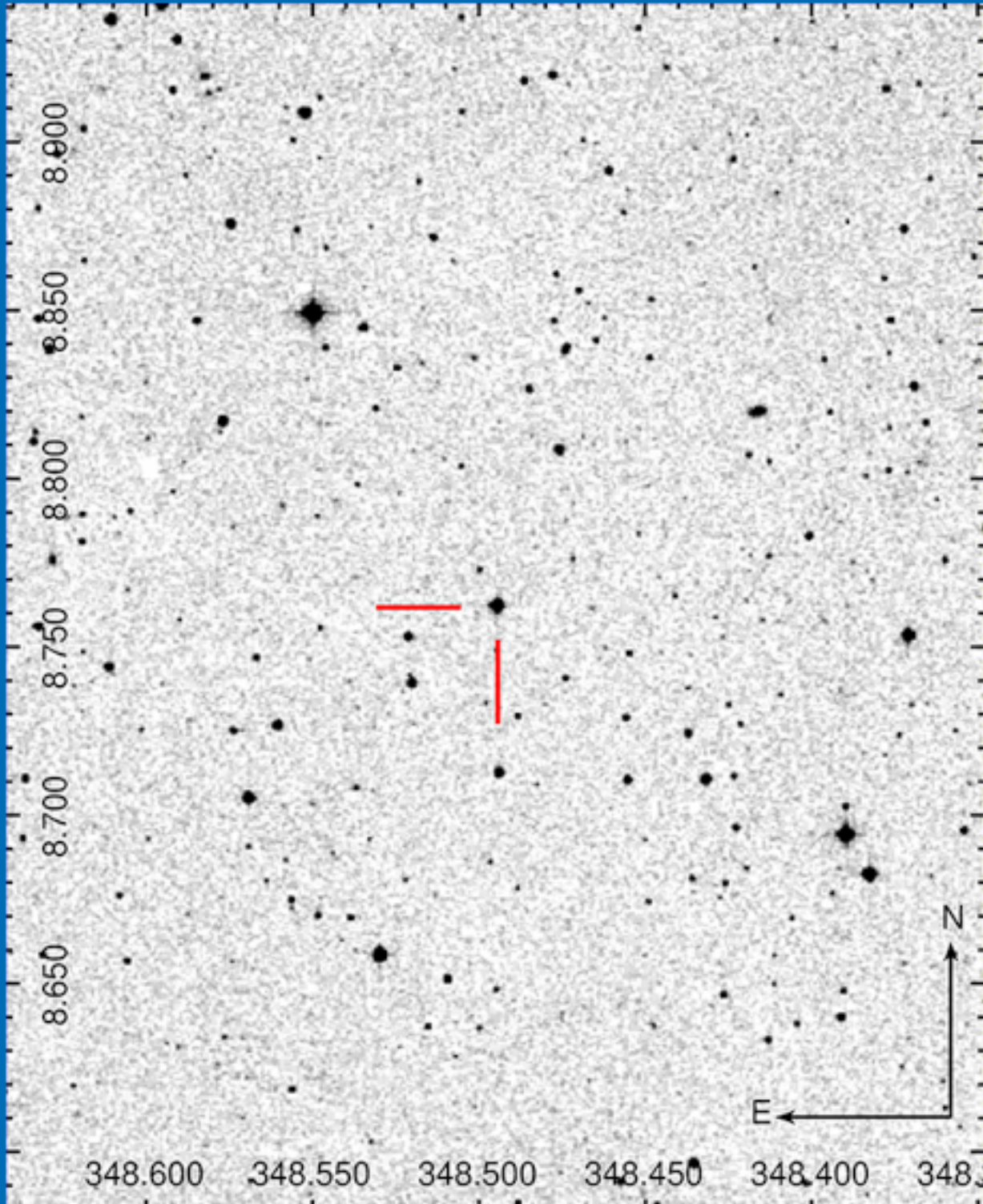


TJAA

Turkish Journal of Astronomy & Astrophysics



TÜRK ASTRONOMİ DERNEĞİ
TURKISH ASTRONOMICAL SOCIETY

TJAA is a publication of the Turkish Astronomical Society
dergipark.gov.tr/tjaa

Year: 2023, Volume: 4, Issue: 3 — Special Issue

Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics (TJAA)

all volumes and issues of the TJAA can be accessed via: dergipark.org.tr/tjaa

Volume 4, Issue 3 — Special Issue

TJAA Editorial Board

Editor-in-Chief

Ümit Kızıloğlu – Middle East Technical University

Associate Editors

Nazım Aksaker – Çukurova University

Sinan Aliş – İstanbul University

Technical Editor

Sinan Kaan Yerli – Middle East Technical University

Turkish Astronomical Society (TAD) Publication Committee

TJAA is overseen by the TAD Publication Committee

(in alphabetical order)

Tansel Ak – İstanbul University

Aysun Akyüz – Çukurova University

Özgür Baştürk – Ankara University

Serdar Evren – Ege University

Cafer İbanoğlu – Ege University

İbrahim Küçük – Erciyes University

Sinan Kaan Yerli – Middle East Technical University

TJAA is published by the Turkish Astronomical Society

tad.org.tr

© 2023 Türk Astronomi Derneği – All rights reserved.

Cover page is the sky map of *Anadolu* (first named as WASP-52) which contains the exo-planet *Göktürk*.

The page is designed by Süleyman Fişek, Sinan Kaan Yerli and Nazım Aksaker.

Table of Contents

22. Ulusal Astronomi Kongresi 6–8 Eylül 2022, İzmir, Ege Üniversitesi

Conference Paper

- 75 Kütle Aktarımlı Milisaniye X-ışını Pulsarlarında Zaman Analizi Yöntemleri ile Uygulamalar
Sağlam, M.T. ve diğ.
- 97 Güneş Civarındaki Metalce Fakir Yıldızların SED Yöntemiyle Temel Astrofizik Parametrelerinin Tayini
Dursun, D.C. ve diğ.
- 152 Fe I 5434.5 Å ve Fe I 6301.5 Å Fraunhofer Çizgi Profillerinin Merkez Kenar Değişimlerinin İncelenmesinin İlk Sonuçları
Gültekin Annak, A. ve diğ.
- 158 Güneş Leke Çevrimi Tahmin Yöntemleri ve 25. Çevrimin Beklenen Özellikleri
Ay, B. ve diğ.
- 166 Güneş'teki Aktif Bölgelerin Öbeklenme Eğilimi
Karapınar, N. ve diğ.
- 169 Ay Çarpma Parlamalarının Gözlenmesi:
Video Gözlem Yöntemi
Acar, M. ve diğ.
- 184 Abell 1589 Gökada Kümesinin Optik Işınım Gücü Fonksiyonu
Aktekin Çalışkan, E. ve diğ.
- 188 BL Lac Cisimlerinin Çokdalga boyulu Çalışmaları
Ege, E. ve diğ.
- 199 Makine Öğrenmesi ile Kuazarların Rüzgar Değişimlerinin Tahmini
Hökelek, S. ve diğ.
- 208 Galaksi Kümelerindeki Kırmızı-Kol Galaksilerinin Evrimi
Ülgen, E.K. ve diğ.
- 273 Türkiye'de 1980-2020 Yılları Arası Yapılan Astronomi ve Astrofizik Araştırmalarının Uluslararası Çıktıları
Yontan, T. ve diğ.
- 278 Scopus'un Büyük Verisinde Astronomik Göstergeler
Özel, C.
- 294 T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve Odak Düzlemi Aletleri
Yörükoğlu, O. ve diğ.
- 300 SIMBAD ile Çoklu Dalgaboyu Katalog Çapraz Eşleştirme Algoritması
Tunç, E. ve diğ.
- 323 Tayfsal Ayırma Yöntemlerinde MCMC Optimizasyonunun Kullanımı
Barbaros, E. ve diğ.
- 341 NGC 436 Açık Yıldız Kümesinin Fotometrik ve Tayfsal Analizi
Karaca, Y. ve diğ.
- 349 Kuzey Gökkürede Yeni Gezegenimsi Bulutsuların Belirlenmesi
Temiz, U. ve diğ.
- 392 TÜBİTAK TUG T60 ve İstanbul Üniversitesi İST60'ın *Gaia* Gözlemlerindeki Bazı Katakizmik Değişen Adaylarının Işık Eğrileri

- Esenoğlu, H.H. ve diğ.*
- 397 RTT150 Spektrumlarından Klasik Novaların Bolluk Analizi
Hamed, G.M. ve diğ.
- 401 Katakлизмik Değişen DW UMa'nın Dönem Değişimi Üzerine
Demir, E. ve diğ.
- 416 V1130 Cyg ve V461 Lyr Örtlen Çift Sistemlerinin Sergilediği Aktivitenin Doğası
Yoldaş, E. ve diğ.
- 431 DAG 4 Metre Teleskobuyla Yakın Kızılötede Ötegezegen Atmosferi Gözlemleri
Yalçinkaya, S. ve diğ.
- 435 IST40 Teleskobu ile Yürütölen Işıklöçüm Gözlemlerinin İlk Sonuçları
Çördük, M. ve diğ.
- 439 Kırmızı Süperdev Yıldız Betelgeuse'da Meydana Gelen Büyük Sönme Olayına Yönelik Araştırma
Esendemir, M. ve diğ.
- 443 Nova Cas 2020'nin Fotometrisi
Hamed, G.M. ve diğ.
- 447 24. Çevrim Güneş Parlamaları ile Koronal Kütle Atımları İlişkisi
Atasoy, H. ve diğ.
- 453 21-24. Çevrim Güneş Aktivitesi X-Işın Flare Verilerinin İncelenmesi
Yeşilada, T. ve diğ.
- 456 NGC 4490 Galaksisindeki Sıkı Yıldız Kümeleri ve X-Işın Çiftleri Arasındaki İlişkinin Araştırılması
Döner, Ö. ve diğ.
- 461 Orta Kutupsal Manyetik Katakлизмik Değişken IGR J17195-4100 ve IGR J15094-6649 Kaynaklarının Spektral Analizi ve Yansıma Etkileri
Şafak, E. ve diğ.
- 465 Abell 3112 Galaksi Kümesinin XMM-Newton ile Kimyasal Zenginleşme Çalışması
Baloglu, İ.A. ve diğ.
- 469 Taşınabilir Kozmik Müon Dedektörü ve İlk Gözlem Sonuçları
Dağ, M.K. ve diğ.
- 473 TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde Bulunan RTT150 Rus-Türk Teleskobu Kubbe Otomasyon Sisteminin Modernizasyonu
Kandemir, E.
- 478 DAG Teleskobu için Potansiyel Görüntöleme Aygıtı Ön Optik Tasarımı
Varol, G. ve diğ.
- 483 Konya Bilim Merkezinde Astronomi Eğitimi ve Etkinlikleri
Koçak, S.

Research Article

- 1 Düşük Kütleli X-Işını Çiftlerinde Nötron Yıldızları
Ertan, Ü.
- 7 Büyük Macellan Bulutsusundaki Süpernova Kalıntısı
DEM L71'in X-Işın Özellikleri
Alan, N.
- 16 M51 ULX-4 ve NGC 1316 ULX X7'nin X-Işın ve Optik Özellikleri

- Allak, S. ve diğ.*
- 21 NGC 628'deki X-ışın Çiftleri ve Kompakt Yıldız kümeleri Arasındaki Bağlantının İncelenmesi
Acar, S. ve diğ.
- 28 Eğri Disk Kararsızlığı: Analitik Öngörüler ve Nümerik Simülasyonlar
Doğan, S.
- 34 Çift Nötron Yıldız Birleşmelerinin Genel Görelilik Simülasyonu: Hızlı Kara Delik Oluşumu
Çokluk, K.A. ve diğ.
- 39 Gama-ışın Patlamalarının Ardıl Işınımalarının Fiziksel Parametrelerinin Belirlenmesi
İlhan, M.D. ve diğ.
- 44 GLEAM Gözlemlerinde Keşfedilen Üç Süpernova Kalıntısının Gama Işını Dalgaboylarında Araştırılması
Meşe, B.M. ve diğ.
- 49 Nötron Yıldızı ve Karadelik İçeren Düşük Kütleli X-ışın Çiftlerinin Düşük Işımagücü Bölgesindeki Davranışlarının Karakterizasyonu
Genç, Y. ve diğ.
- 53 Süpernova Kalıntısı 3C 396'nın X-ışın Dalgaboylarında *XRISM/Resolve* ve *Athena/X-IFU* ile İncelenmesi
Deniz, C. ve diğ.
- 57 Dönen Kara Delik Çift Sistemlerinin Birleşme Süreçleri ve Gravitasyonel Dalga Formları
Özbakır, İ. ve diğ.
- 67 Düşük Kütleli X-ışın Çiftlerinin Durum Geçişlerinin Zamansal Ölçek Kullanılarak Belirlenmesi
Sonbaş, E. ve diğ.
- 71 GLEAM Radyo Kaynakları Kataloğundaki Aday Süpernova Kalıntısı G20.1-0.2'nin Gama Işımasının Araştırılması
Özyılmaz, P. ve diğ.
- 79 TESS'in Mirası: Gökada Muhitimizde Geçiş Yapan Ötegezegen Sayımı
Daylan, T.
- 83 Zamanlama Yöntemiyle Ötegezegen Keşfi
Baştürk, Ö. ve diğ.
- 90 Scorpius-Centaurus OB Oymağının Kinematik ve Fotometrik Analizi
Ülgen, B. ve diğ.
- 102 Tutulma Zamanlaması Değişimi Yöntemi ile Keşfedilen Ötegezegen Sistemlerinin Yörünge Kararlılıkları
Esmer, E.M. ve diğ.
- 108 Güneş Benzeri Titreşim Yapan Evrimleşmiş Yıldızlarda Karma Modların İncelenmesi
Çelik Orhan, Z.
- 114 Ötegezegenli Sistemlerin Açılal Momentum Dağılımlarının İncelenmesi
Bendeş, G. ve diğ.
- 121 KOI-7253 Sisteminin Zonklama Doğası
Kaya, N.Ö. ve diğ.
- 128 Manyetik Özellikli Kimyasal Sıra Dışı Yıldızların *CoRoT* Verileriyle Periyot ve Yüzey Leke Analizleri

- Özgür, E. ve diğ.*
- 134 Güneş Türü Yıldızlarda Değişkenliğe Etki Eden Süreçler
Işık, E.
- 138 Çok Büyük Kütleli Yıldızların Oluşumu ve Evrimi
Koçak, D.
- 142 Uzay ve Yeryüzü Konuşlu Işıkkölçüm ve Tayfsal Gözlemlerle RV Tauri Türü DF Cyg'nin Doğası
Kayhan, C. ve diğ.
- 147 Leke Örtümlerinin Ötegezegen Geçiş Ortası Zaman Ölçümlerine Etkisi
Solmaz, A. ve diğ.
- 161 X ve M Sınıfı Parlamların Faz Zaman Aralıkları Boyunca Yarı-Periyodik Salınımların X-ışınlarında Araştırılması
Atasoy, H. ve diğ.
- 173 Çok Boyutlu Uzayda Galaktik Disk Popülasyonlarına Makine Öğrenmesi Yaklaşımı
Başar, C.
- 178 Samanyolu Galaksisi'nin I. ve III. Çeyreğindeki Açık Kümelerin Dinamik Evrimi
Çakmak, H.
- 192 TUG-SRG İşbirliği Çalışma Grubunun AGN Araştırmaları
Ak, F.N. ve diğ.
- 203 NGC 1664 ve NGC 6939 Açık Kümelerinin Fotometrik ve Astrometrik İncelenmesi
Koç, S. ve diğ.
- 214 Yeni Tanımlanmış Yüksek Çözünürlüklü Çizgi İndeksleri Kullanılarak Fornax Kümesindeki Cüce Eliptik Galaksilerin Element Bolluk Oranları
Şen, Ş. ve diğ.
- 225 Bir Galaksi Tarifi
Plevne, O.
- 237 Galaksi Kümelerinde Küme içi Gazın X-Işın Özelliklerinin İncelenmesi ile Kümelerin Dinamik Durumunu Belirleme ve Sınıflandırma
Yapucu, Z. ve diğ.
- 245 NGC 1193 ve NGC 1798 Açık Kümelerinin CCD UBV ve Gaia Analizleri
Taşdemir, S. ve diğ.
- 250 Gaia Çağında İnce Disk Yıldızlarının Galaksi Model Parametrelerinin Tayini
Tunçel Güçtekin, S. ve diğ.
- 255 Berkeley 68 ve Stock 20 Açık Kümelerinin Yer ve Uzay Tabanlı Teleskop Verileriyle İncelenmesi
Yontan, T.
- 261 TÜRKSAT 3A ve TÜRKSAT 4A Uydularının Eşzamanlı Astrometrik Gözlem Sonuçları
Aydın, S. ve diğ.
- 270 Akdeniz Ülkelerinde Astronomi Eğitimi
Yelkenci, A.F. ve diğ.
- 282 Türkiye'de Işık Kirliliği
Aksaker, N. v.ark
- 284 DAG-ODA Laboratuvarında Dedektör ve Filtreler için Test ve Kalibrasyon Çalışmaları
Kay, B. ve diğ.

- 289 Evrişimli Sinir Ağlarıyla Galaksilerin Sınıflandırılması
Ülgen, E.K. ve diğ.
- 303 Astronomi için Antarktika'da Yer Seçimi
Kurt, Z. ve diğ.
- 306 Soğuk Yıldızların Doppler Görüntülenmesi: SpotDIPy
Bahar, E. ve diğ.
- 316 Normal ve Metal Çizgili A Yıldızlarının [Fe/H] Bolluklarının Diğer Element Bollukları ile Korelasyonu
Çabuk, S. ve diğ.
- 328 CQ UMa'nın Atmosferik Parametrelerinin Belirlenmesi
Uzunçam, E. ve diğ.
- 332 Orion Yıldız Oluşum Bölgesindeki Bazı Erken B Türü Yıldızların Kimyasal Bollukları
Ünal, K.Ö. ve diğ.
- 353 TUG-SRG Kaynakları Arasından Simbiyotik Keşfi
Esenoğlu, H.H. ve diğ.
- 359 Seçilen Nötron Yıldızı Bileşenli X-ışın Çiftlerinin Korunumsuz Evrim Modelleri
İçli, T. ve diğ.
- 363 Etkileşen WN6 + O9 II/Ib türü Wolf-Rayet Çift Sistem CQ Cep
Aköz, İ. ve diğ.
- 366 Değen Çift Yıldızların Tek Yıldız Dönüşmesi; Gözlemsel Paradoks
Bulut, İ. ve diğ.
- 372 Kataklişik Değişenlerin Gaia EDR3 Verilerinden Galaktik Model Parametreleri ve Uzay Yoğunluklarının Tayini
Canbay, R. ve diğ.
- 377 Soğuk Yıldız Lekelerinin Boylamsal Göç Hareketinde Görünen Salınımlar
Kaya, N.Ö. ve diğ.
- 388 Galaktik Açık ve Küresel Kümelerdeki Çift Sistemler
Koçak, D. ve diğ.
- 406 EL CVn Türü Yıldızların Özellikleri ve Gruplama Çalışması
Esendemir, D. ve diğ.
- 411 V376 And'ın Tayfsal ve Fotometrik İncelenmesi
Yorulmaz, E.B. ve diğ.
- 423 60 Karbonlu Fullerenlerin Astrokimyasal İncelemesi
Yalgın, Ş.



22. Ulusal Astronomi Kongresi
11. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi

BİLDİRİ KİTABI

6–8 Eylül 2022
Ege Üniversitesi, İzmir

Misafir Editörler

Prof. Dr. Nazım Aksaker
Dr. Öğr. Üye. Sinan Aliş
Doç. Dr. Sinan Kaan Yerli

İzmir 2022

UAK-2022

22. Ulusal Astronomi Kongresi

11. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi

29-30 Kasım 2021

Ege Üniversitesi, İzmir

UAK 22

22. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ

11. ULUSAL ASTRONOMİ ÖĞRENCİ KONGRESİ

06-08 Eylül 2022

E.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
E.Ü. Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi

Yer:

Ege Üniversitesi

- MÖTBE Konferans Salonu
Kampüs, Bornova/İzmir

Bilgi ve Kayıt:

<https://uak22.ege.edu.tr/>
<http://uak.info.tr/2022/>
uak2022@uak.info.tr



Önsöz

Sevgili Astronomlar,

XXII. Ulusal Astronomi ve 11. Ulusal Astronomi Öğrenci Kongresi, salgın nedeniyle iki yıllık ertelenmeden sonra Türk Astronomi Derneği, Ege Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi ve Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünün işbirliğinde 6–8 Eylül 2022 tarihleri arasında Ege Üniversitesinde yapılmıştır.

Kongremiz Ege Üniversitesi Rektörlüğüne bağlı MÖTBE (Meslek Öncesi Temel Bilimler Enstitüsü, şimdi bu enstitü faal olmamakla birlikte tarihsel önemi nedeniyle MÖTBE ismi kullanılmaktadır) Kültür Merkezinin ve Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Dekanlığının Konferans Salonlarında gerçekleştirilmiştir. Kongremizin açılış kısmı 6 Eylül 2022 tarihinde saat 9:30'da açılış konuşmaları ile başlamış ve Ayşe Ezgi Değirmenci tarafından sunulan piyano dinletisi ile tamamlanmıştır. Kongremizin açılış konuşmalarını Yerel Düzenleme Kurulu Başkanı Sayın Prof. Dr. Ömer Lütfi Değirmenci, Bilim Kurulu Başkanı Sayın Prof. Dr. Dursun Koçer ve Türk Astronomi Derneği Başkanı (Aynı zamanda Türkiye Uzay Ajansı'nı temsilen) Sayın Prof. Dr. İbrahim Küçük yapmışlardır.

Başvurusu kabul edilen toplam 389 kişiden, 280'i kongreye katılmıştır. Üç gün süren kongremizde 5'i tek salonda, 14'ü ise iki ayrı salonda paralel oturum şeklinde olmak üzere toplam 19 oturum gerçekleştirilmiştir. Üç gün süren kongremizde her gün bir çağrılı konuşma dinleme fırsatı bulduk. Birinci gün Sayın Prof. Dr. Ünal Ertan'dan *Düşük Kütleli X-ışını Çiftlerinde Kütle Aktaran Nötron Yıldızları* başlıklı sunumunu, ikinci gün Amerika'dan çevrim içi bağlanan Sayın Dr. Tansu Daylan'dan *TESS'in Mirası: Gökadamızda Geçiş Yapan Ötegezen Sayımı* başlıklı sunumunu ve üçüncü günde ise Sayın Dr. Esra Bülbül'den *eROSITA Gözlemleri Işığında Evrenin Geniş Ölçekli Yapılarını Haritalamak* başlıklı sunumunu dinledik.

Kongre Bilim Kurulumuz başvuranlar arasından 59 bildiri, 73 kısa bildiri ve 30 poster bildiri olmak üzere toplam 162 başvuruyu kabul etmiştir. Kongrede 56 bildiri, 60 kısa bildiri ve 27 poster bildiri olmak üzere toplam 143 sunum gerçekleşmiştir. Sonuç itibarıyla toplam katılımcı sayısı bakımından gerçekleşme oranı %72, sunumlar bakımından ise %88 olmuştur.

Sayısal bakımdan oldukça başarılı geçen kongremiz sunumların kalitesi ve alanlara dağılımı açısından da tatmin edici düzeyde olmuştur. Kongremiz; *Sıkı Nesnelere, Yüksek Enerji Astrofizik* başlığı altında dört, *Çift Yıldızlar* başlığı altında dört, *Samanyolu, Galaksiler, Kozmoloji* başlığı altında üç, *Yıldızlar ve Ötegezenler* başlığı altında üç, *Yıldız Tayfi* başlığı altında iki ve *Güneş Sistemi Astronomisi ve Güneş Fizik*, *Gözlemleri, Teleskoplar, Aletler, Yazılım* ile *Uydu Sistemleri, Uzay Etkinliği, Uzay Politikası, Uzay Hukuku ve Tarih, Eğitim, İdari* başlıkları altında birer oturum olmak üzere toplam 19 oturum halinde yapılmıştır.

Kongremizin Yerel Düzenleme Kurulunda dört farklı üniversiteden toplam 15 akademisyen ve Bilim Kurulunda ise 11 farklı üniversiteden toplam 16 akademisyen yer almıştır. Bunlardan başka kongrenin gerçekleşmesinde Ege Üniversitesi MÖTBE Kültür Merkezi ve Fen Fakültesi Dekanlığı personelleri dışında Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü ve Ege Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezinin personeli çok önemli rol oynamışlardır. Diğer taraftan Astronomi ve Uzay Bilimlerinin lisans ve lisansüstü öğrencileri kongrenin yükünü büyük ölçüde yüklenmişlerdir.

Kongre katılımcılarımız konaklama yerlerini kendileri ayarlamışlardır. Kongre katılımcısı öğrenciler için ücreti karşılığında da olsa KYK Yurtlarında kalma imkânı sağlanmış, arzu eden bazı katılımcılarımız için Ege Üniversitesi Konukevi ve MEB Uygulama Otelinde kalacak yer ayarlanmıştır.

Kongrenin tüm kayıt ve işlemleri TAD'ın sunduğu UAK Yönetim Sistemi üzerinden yapılmıştır. Bu sistemi ve hizmeti UAK22 için hazırlayan sayın Doç. Dr. Sinan Kaan Yerli'ye teşekkür ederiz. Bu sistem kongre iş yükünü çok büyük ölçüde hafifletmiştir. UAK22 ile Ulusal Astronomi Kongrelerinde bazı ilkler de yaşanmıştır. Bilim Kurulu üyelerimiz aynı zamanda hakem görevini de yerine getirmiş ve her sunum iki hakem tarafından *çift körleme* yöntemiyle değerlendirilerek başvurular sonuçlandırılmıştır. UAK22 alışlageldiği üzere beş gün yerine üç gün olarak planlanmış ve katılımın fazlalığı nedeniyle paralel oturumlar yapılmıştır. Bu yenilikler üzerine UAK22

modülünde gerekli revizyonlar Doç.Dr.Sinan Kaan Yerli tarafından kısa zamanda yapılmış ve sistem hemen hemen sorunsuz şekilde çalışmıştır.

Kongrede çok geniş yelpazede sunumlar dinleme fırsatı bulduk. Bununla birlikte dünyadaki gelişmelere de paralel olarak ötegezegen çalışmaları, sıkışık cisimler ve gökadar üzerine olan çalışmalar ile simülasyon teknikleri üzerine olan çalışmalar kongrenin dikkat çeken sunumları olmuştur.

Özellikle gençlerin yoğun ilgisi ve çok geniş bir yelpaze üzerinden yaptıkları sunumlar ülkemiz astronomisinin geleceği açısından ümit verici olmuştur. Diğer taraftan Bilim Kurulu Başkanı Sayın Prof.Dr.Dursun Koçer tarafından yapılan açılış konuşmasında dile getirildiği üzere bu anlamda 1968 tarihinde yapılan ilk toplantıdan bugüne astronomi camiamızdaki sayısal ve çalışma alanlarındaki gelişmeler dikkate değer bulunmuştur.

Bu vesile ile Türk Astronomisinin bugünlere gelmesinde emeği geçen hocalarımızı anmadan geçemeyeceğiz. Hayatta olmayanları minnet ve şükran duygularımızla anıyor, hayatta olan hocalarımıza sağlık ve esenlikler diliyoruz.

Elbette kongremizin destekçileri vardı ve onları da şükranlarımızla anmak isteriz. Öncelikle Ege Üniversitesi Rektörlüğü ve Fen Fakültesi Dekanlığı üniversitemizin olanaklarını bizlere açmaları bakımından kayda değer destekte bulunmuşlardır. Diğer taraftan TÜBİTAK adeta ana destekçimiz olmuştur. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevimiz sayesinde büyük bir destek sağladık. Son olarak Astromed firması kongremize önemli bir destek sağlamıştır. TAD hem destek sağladı hem de gençler kategorisinde en iyi poster bildiri ve en iyi bildiri ödülünü vererek kongreye ayrı bir renk kattı. Diğer taraftan kongre gezimizin gerçekleşmesinde İzmir Büyükşehir Belediyesi ile Çiğli Belediyesinin sağladıkları destekler önemliydi. Genç Çellist ve kemanist kardeşlerimizin (Alara ve Olgu) körfez gemi gezintimize ayrı bir renk kattıklarını ifade etmek isteriz.

Yoğun bir hazırlık süreci sonunda kongremiz dolu dolu geçen üç gün sonunda tamamlanmış ve birinci gün gerçekleştirilen TAD toplantısında bir sonraki kongrenin İstanbul Üniversitesi tarafından yapılması kararlaştırılmıştır. İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünü kutluyor, arkadaşlarımıza başarılar diliyoruz.

Değerli astronomlar, yukarıda saydığımız, ifade ettiğimiz ve edemediğimiz, kongremize emeği geçen, destek olan herkese, kurullarda görev alan hocalarımıza, çağrılı konuşmacılarımıza, bildirimleriyle kongremize renk katan katılımcılarımıza, oturum başkanlığı yapan hocalarımıza sonsuz teşekkürlerimizi sunuyoruz. Personelimize ve sevgili öğrencilerimize çok değerli katkıları için gönülden teşekkürler.

Sizleri İzmir'de ağırlamak, UAK'ı dördüncü kez İzmir'de düzenlemek, camiamıza dördüncü defa ev sahipliği yapmak çok güzeldi. Yorgunluğumuz geçti, dinlendik. Geriye kalan ise güzel İzmir'imizin kurtuluşunun 100'üncü yıldönümünün arifesinde Ulusal Astronomi Kongremizin 22'incisini başarıyla tamamlamış olmanın gururudur.

UAK22 Yerel Düzenleme Kurulu

Bilim Kurulu

Serap Ak	İstanbul Üniversitesi
Volkan Bakış	Akdeniz Üniversitesi
Altan Baykal	ODTÜ
Selçuk Bilir	İstanbul Üniversitesi
Ömer Lütfi Değirmenci	Ege Üniversitesi
Yavuz Ekşi	İstanbul Teknik Üniversitesi
Ahmet Erdem	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Emrah Kalemci	Sabancı Üniversitesi
Ali Kılçık	Akdeniz Üniversitesi
Dursun Koçer (Başkan)	İstanbul Kültür Üniversitesi
Adnan Ökten	İstanbul Üniversitesi
Selim O. Selam	Ankara Üniversitesi
Eda Sonbaş	Adıyaman Üniversitesi
Esin Soyduğan	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
İhsan Yılmaz	Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Kutluay Yüce	Ankara Üniversitesi

Yerel Düzenleme Kurulu

Melike Afşar	Ege Üniversitesi
İnci Akkaya Oralhan	Erciyes Üniversitesi
Can Battal Kılınç	Ege Üniversitesi
Hicran Bakış	Akdeniz Üniversitesi
Zeynep Bozkurt	Ege Üniversitesi
Ömür Çakırlı	Ege Üniversitesi
Zeynep Çelik Orhan	Ege Üniversitesi
Hasan Ali Dal	Ege Üniversitesi
Ömer L. Değirmenci (Başkan)	Ege Üniversitesi
Suzan Doğan	Ege Üniversitesi
Orkun Özdarcan	Ege Üniversitesi
Esin Sipahi	Ege Üniversitesi
Sinan Kaan Yerli	ODTÜ
Mutlu Yıldız	Ege Üniversitesi
Dicle Zengin Çamurdan	Ege Üniversitesi

Kongre Programı

1. Gün - Salı - 6 Eylül 2022	
Oturum 11	Sıkı Nesnelere, Yüksek Enerji Astrofiziği - 1 "Prof. Cafer İbanoğlu" (2 bildiri - Oturum Süresi: 01:45) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
09:30	Açış Konuşmaları (30 dk)
10:00	Piyano Dinletisi - Ayşe Ezgi Değirmenci (15 dk)
10:15	<i>Düşük Kütleli X-ışını Çiftlerinde Kütle Aktaran Nötron Yıldızları</i> Ünal Ertan (40 dk)
10:55	<i>NICER ile Termonükleer X-ışın Patlamaları</i> Tolga Güver (20 dk)
11:15	Ara (15 dk)
1. Gün - Salı - 6 Eylül 2022	
Oturum 12	Sıkı Nesnelere, Yüksek Enerji Astrofiziği - 2 "Prof. Ömer Lütfi Değirmenci" (7 bildiri - Oturum Süresi: 01:41) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
11:30	<i>SGRAJ213151.5+491400 - SRG Misyonu ile Keşfedilen bir Manyetik Katakлизмik Değişkenin Tanımlanması ve Çoklu-Dalgaboyu Gözlemleri</i> Şölen Balman (20 dk)
11:50	<i>Nötron Yıldızlarına Kütle Aktarımının GRMHD Simülasyonlarıyla Modellenmesi</i> Sercan Çıkıntoğlu (20 dk)
12:10	<i>Büyük Macellan Bulutsusundaki Süpernova Kalıntısı Dem L71'in X-ışın Özellikleri</i> Neslihan Alan (20 dk)
12:30	<i>Seçilmiş Bazı Aşırı Parlak X-ışın Kaynaklarının X-ışın ve Optik Özellikleri: M51 ve NGC 1316</i> Sinan Allak (20 dk)
12:50	<i>Galaksi NGC 1672'de Bulunan Aşırı Parlak X-ışın Kaynaklarının X-ışın ve Optik Özellikleri</i> Sinan Allak (7 dk)
12:57	<i>X-ışın Gözlemleri Kullanılarak Nötron Yıldızlarında r-mod Osilasyonlarının Genlikleri Üzerine Limitler</i> Tuğba Boztepe (7 dk)
13:04	<i>NGC 628'deki X-ışın Çiftleri ve Kompakt Yıldız Kümeleri Arasındaki Bağlantının İncelenmesi</i> Seda Acar (7 dk)
13:11	Öğle Arası (90 dk)
1. Gün - Salı - 6 Eylül 2022	
Paralel Oturum P12	Gözlemleri, Teleskoplar, Aletler, Yazılım "Prof. Dursun Koçer" (9 bildiri - Oturum Süresi: 01:42) Oturum Yeri: Fen Fakültesi Kongre Salonu
11:30	<i>Türkiye'de Işık Kirliliği</i> Nazım Aksaker (20 dk)
11:50	<i>Occultation Portal: Yıldız Örtülme Kampanya Gözlemleri için Web Tabanlı Veri Arşiv ve Analiz Platformu</i> Yücel Kılıç (20 dk)
00:50	<i>DAG-ODA Laboratuvarında Dedektör ve Filtreler için Test ve Kalibrasyon Çalışmaları</i> Burak Kay (20 dk)

01:10	<i>Evrişimli Sinir Ağlarıyla Galaksilerin Sınıflandırılması</i> Eyüp Kaan Ülgen (7 dk)
00:57	<i>T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve Odak Düzlemi Aletleri</i> Onur Yörükoğlu (7 dk)
00:17	<i>Fiber Beslemeli Echelle Tayfçeker Optik Tasarımı ve Analizi</i> Cevdet Bayar (7 dk)
01:04	<i>SIMBAD ile Çoklu Dalga Boyu Katalog Çapraz Eşleştirme algoritması</i> Ege Tunç (7 dk)
00:24	<i>Görünür ve Yakın Kızılötesi Bölgelerde Çok Kollu bir Tayfölçer Optik Ön Tasarımı</i> Tarık Sipahi (7 dk)
00:11	<i>Astronomi için Antarktika'da Yer Seçimi</i> Zühal Kurt (7 dk)
00:31	Öğle Arası (90 dk)
1. Gün - Salı - 6 Eylül 2022	
Oturum 13	Sıkı Nesneler, Yüksek Enerji Astrofiziği - 3 "Prof. Serap Ak" (9 bildiri - Oturum Süresi: 01:42) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
14:30	<i>Eğri Disk Kararsızlığı: Analitik Öngörüler Ve Nümerik Simülasyonlar</i> Suzan Doğan (20 dk)
14:50	<i>Çift Nötron Yıldızlarının Nümerik Simülasyonu: Gravitasyonel Dalga Formu ve Hidrodinamik Süreçlerin Analizi</i> Kutay Arınç Çokluk (20 dk)
15:10	<i>Gama-ışın Patlamalarının Ardıl Işınımının Fiziksel Parametrelerinin Belirlenmesi</i> Muhammed Diyaddin İlhan (20 dk)
15:30	<i>Aşırı Parlak X-ışını Kaynaklarının X-ışını ve UV Tayfsal İlişkinlikleri</i> Dilem Göktaş (7 dk)
15:37	<i>Geçici Milisaniye X-ışın Pulsarlarında Atma Görülen/Görülmeyen Zamanların Spektral Olarak İncelenmesi</i> Tuğçe Kocabıyık (7 dk)
15:44	<i>GLEAM Gözlemlerinde Keşfedilen Aday Radyo Süpernova Kalıntılarının Gama-ışınlarında Karşılıklarının Araştırılması</i> Berfin Mina Meşe (7 dk)
15:51	<i>Nötron Yıldızı ve Karadelik İçeren Düşük Kütleli X-ışın Çiftlerinin Düşük Işımagücü Bölgesindeki Davranışlarının Karakterizasyonu</i> Yakup Genç (7 dk)
15:58	<i>Süpernova Kalıntısı 3C 396'nın X-ışın Dalga Boylarında XRISM/Resolve ve Athena/X-IFU ile İncelenmesi</i> Cihad Deniz (7 dk)
16:05	Ara (30 dk)
1. Gün - Salı - 6 Eylül 2022	
Paralel Oturum P13	Yıldız Tayfı - 1 "Prof. Ahmet Erdem" (7 bildiri - Oturum Süresi: 01:41) Oturum Yeri: Fen Fakültesi Kongre Salonu
14:30	<i>Zonklama Tutsaklaması Gösteren bir Elipsoidal Değişen</i> Filiz Kahraman Aliçavuş (20 dk)
14:50	<i>Soğuk Yıldızların Doppler Görüntülenmesi: SpotDİpy</i> Engin Bahar (20 dk)
00:50	<i>Normal ve Metal Çizgili Am Yıldızlarının [Fe/H] Bolluklarının Diğer Element Bollukları ile Korelasyonu</i> Senem Çabuk (20 dk)

01:10	<i>Be Türü 20 Vul Yıldızının Fotometrik ve Tayfsal Değişkenliği</i> Hande Okurlar (20 dk)
00:17	<i>Betelgeuse'un Işığındaki Kararma ve Sonrasındaki Tayfsal Değişkenlik</i> Esin Çatal (7 dk)
00:07	<i>Tayfsal Ayırma Yöntemlerinde MCMC Optimizasyonunun Kullanımı</i> Emre Barbaros (7 dk)
00:24	Ara (30 dk)
1. Gün - Salı - 6 Eylül 2022	
Oturum 14	Sıkı Nesnelere, Yüksek Enerji Astrofiziği - 4 "Prof. Emrah Kalemci" (7 bildiri - Oturum Süresi: 01:41) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
16:45	<i>2S 1417-624 Çiftli Sisteminin 2018 Yılındaki Parlaması Sırasındaki Tayfsal ve Zamanlama Özelliklerinin Değişimi</i> Muhammed Mirac Serim (20 dk)
17:05	<i>Fermi/GBM ve Swift/BAT ile Gözlenmiş Uzun Süreli Işıma Gösteren Kısa Gama-ışını Patlamalarının Zamansal ve Spektral Analizi</i> Ceyda Kök (20 dk)
17:25	<i>Çift Kara Delik Sistemlerinin Birleşme Süreçleri: Farklı Spin ve Kütle Oranlarının Birleşme Süreçlerine Etkisi</i> İsmail Özbakır (20 dk)
17:45	<i>Düşük Kütleli X-ışın Çiftlerinin Durum Geçişlerinin Zamansal Ölçek Kullanılarak Belirlenmesi</i> Eda Sonbaş (7 dk)
17:52	<i>GLEAM Radyo Kaynakları Kataloğundaki Aday Süpernova Kalıntısı G20.1-0.2'nin GeV Enerjilerindeki Gama Işımasının Araştırılması</i> Pınar Özyılmaz (7 dk)
17:59	<i>Düşük Kütleli X-ışını Çiftlerinin Zaman Analizi Yöntemleri</i> Mustafa Turan Sağlam (7 dk)
19:30	TAD Genel Kurul
1. Gün - Salı - 6 Eylül 2022	
Paralel Oturum P14	Yıldız Tayfı - 2 "Prof. Mutlu Yıldız" (8 bildiri - Oturum Süresi: 01:48) Oturum Yeri: Fen Fakültesi Kongre Salonu
16:45	<i>Güney Yarımküre'den Eksentrik Yörüngeli Çift Yıldızlar: GV Nor ve V881 Sco</i> Derya Sürçit (20 dk)
17:05	<i>CQ UMa'nın Atmosferik Parametrelerinin Belirlenmesi</i> Ebru Uzunçam (20 dk)
01:05	<i>Seçilmiş G-Tayf Türü Metalce Fakir Yıldızların Spektroskopik ve Asterosismik Model Parametrelerinin İncelenmesi</i> Gizay Yolalan (20 dk)
00:25	<i>Orion Yıldız Oluşum Bölgesindeki Erken B-Türü Yıldızların Kimyasal Bollukları</i> Kübra Özge Ünal (20 dk)
00:32	<i>NGC 436 Açık Yıldız Kümesinin Fotometrik ve Tayfsal Analizi</i> Yonca Karaca (7 dk)
00:07	<i>Seçilmiş G-Tayf Türü Metalce Fakir Yıldızların Galaktik Kökenleri Üzerine bir İnceleme</i> Mahmut Marışmak (7 dk)
00:39	<i>Kuzey Gökkürede Yeni Gezegenimsi Bulutsuların Belirlenmesi</i> Utkan Temiz (7 dk)
19:30	TAD Genel Kurul

2. Gün - Çarşamba - 7 Eylül 2022	
Oturum 21	Yıldızlar ve Ötegezegenler - 1 "Prof. Tansel Ak" (7 bildiri - Oturum Süresi: 01:48) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
09:00	<i>TESS'in Mirası: Gökadamızda Geçiş Yapan Ötegezegen Sayımı</i> Tansu Daylan (40 dk)
09:40	<i>Zamanlama Yöntemiyle Ötegezegen Keşfi</i> Özgür Baştürk (20 dk)
10:00	<i>Scorpius-Centaurus OB Oymağının Kinematik ve Fotometrik Analizi</i> Burcu Akbulut (20 dk)
10:20	<i>Güneş Civarındaki Metalce Fakir Yıldızların SED Yöntemiyle Temel Astrofizik Parametrelerinin Tayini</i> Deniz Cennet Dursun (7 dk)
10:27	<i>Tutulma Zamanlaması Değişimi Yöntemi ile Keşfedilen Ötegezegen Sistemlerinin Yörünge Kararlılıkları</i> Ekrem Murat Esmer (7 dk)
10:34	<i>İstanbul Üniversitesi Gözlemeviden Belirlenen Yeni bir Delta Scuti Türü Değişenin İlk İncelemesi</i> Meryem Çördük (7 dk)
10:41	Ara (30 dk)
2. Gün - Çarşamba - 7 Eylül 2022	
Oturum 22	Yıldızlar ve Ötegezegenler - 2 "Prof. Eda Sonbaş" (7 bildiri - Oturum Süresi: 01:41) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
11:20	<i>Yıldızların Yapı ve Evriminde Gelişmeler - Kırmızı Devler</i> Mutlu Yıldız (20 dk)
11:40	<i>Güneş Benzeri Titreşim Yapan Evrimleşmiş Yıldızlarda Karma Modların İncelenmesi</i> Zeynep Çelik Orhan (20 dk)
12:00	<i>Ötegezegenli Sistemlerin Açısız Momentum Dağılımlarının İncelenmesi</i> Gamze Bendeş (20 dk)
12:20	<i>KOI-7253 Sisteminin Zonklama Doğası</i> Nurhan Özlem Kaya (7 dk)
12:27	<i>Manyetik Özellikli Kimyasal Sıra Dışı Yıldızların CoRoT Verileriyle Periyot ve Yüzey Leke Analizleri</i> Ergün Özgür (7 dk)
12:34	Öğle Arası (90 dk)
2. Gün - Çarşamba - 7 Eylül 2022	
Oturum 23	Yıldızlar ve Ötegezegenler - 3 "Doç. Hasan Ali Dal" (5 bildiri - Oturum Süresi: 01:27) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
14:30	<i>Güneş Türü Yıldızlarda Değişkenliğe Etki Eden Süreçler</i> Emre Işık (20 dk)
14:50	<i>Çok Büyük Kütleli Yıldızların Evrimi</i> Dolunay Koçak (20 dk)
15:10	<i>Uzay ve Yeryüzü Konuşlu Işıkkölçüm ve Tayfsal Gözlemlerle RV Tauri Türü DF Cyg'nin Doğası</i> Cenk Kayhan (20 dk)



15:30	<i>Leke Örtülmelerinin Ötegezegen Geçiş Ortası Zaman Ölçümlerine Etkisi</i> Arif Solmaz (7 dk)
15:37	Ara (30 dk)
2. Gün - Çarşamba - 7 Eylül 2022	
Paralel Oturum P23	Çift Yıldızlar - 1 "Prof. İbrahim Küçük" (6 bildiri - Oturum Süresi: 01:34) Oturum Yeri: Fen Fakültesi Kongre Salonu
14:30	<i>TUG-SRG Kaynakları Arasından Simbiyotik Keşfi</i> Hasan H. Esenoğlu (20 dk)
14:50	<i>Seçilen Nötron Yıldızı Bileşenli Düşük Kütleli X-ışın Çiftlerinin Korunumsuz Evrim Modelleri</i> Tuğçe İçli (20 dk)
00:50	<i>Örten Wolf-Rayet Çift Sistemleri</i> İbrahim Aköz (20 dk)
01:10	<i>Değen Çift Yıldızların Tek Yıldız Dönüşmesi; Gözlemsel Paradoks</i> İbrahim Bulut (20 dk)
01:10	<i>Kataklizmik Değişenlerin Gaia EDR3 Verilerinden Galaktik Model Parametreleri ve Uzay Yoğunluklarının Tayini</i> Remziye Canbay (7 dk)
00:17	Ara (30 dk)
2. Gün - Çarşamba - 7 Eylül 2022	
Oturum 24	Güneş Sistemi Astronomisi ve Güneş Fiziği "Prof. Adnan Ökten" (9 bildiri - Oturum Süresi: 01:42) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
16:30	<i>Buzlu Okyanus Dünyalarında Yaşamsal Bileşiklerin Kararlılığı</i> Seda Işık (20 dk)
16:50	<i>(2059) Baboquivari Asteroidinin Fiziksel Özellikleri</i> Orhan Erece (20 dk)
17:10	<i>Fel 6301.5 Å ve Fel 5434.5 Å Fraunhofer Çizgi Profillerinin Merkez Kenar Değişimlerinin İncelenmesinin İlk Sonuçları</i> Asuman Gültekin Annak (7 dk)
17:17	<i>Türkiye'den Gerçekleştirilen 21 Asteroit Şartlı Keşfine dair Bilgiler</i> H. Aziz Kayıhan (7 dk)
17:24	<i>Güneş Leke Çevrimi Tahmin Yöntemleri ve 25. Çevrimin Beklenen Özellikleri</i> Berna Ay (7 dk)
17:31	<i>X ve M Sınıfı Parlamların Faz Zaman Aralıkları Boyunca Yarı-Periyodik Salınımların X-ışınlarında Araştırılması</i> Hasret Atasoy (7 dk)
17:38	<i>Güneş'teki Aktif Bölgelerin Yuvalanma Eğilimi</i> Nurdan Karapınar (7 dk)
17:45	<i>Ay Çarpma Parlamlarının Gözlenmesi: Video Gözlem Yöntemi</i> Mert Acar (7 dk)
19:30	Kongre Yemeği
2. Gün - Çarşamba - 7 Eylül 2022	
Paralel Oturum P24	Çift Yıldızlar - 2 "Prof. Kutluay Yüce" (6 bildiri - Oturum Süresi: 01:34) Oturum Yeri: Fen Fakültesi Kongre Salonu

16:40	<i>Çift Yıldızların Dinamik Evrimi: Değme Sınırının Araştırılması</i> Faruk Soyduğan (20 dk)
17:00	<i>Soğuk Yıldız Lekelerinin Boylamsal Göç Hareketinde Görünen Salınımlar</i> Nurhan Özlem Kaya (20 dk)
01:00	<i>Açık ve Küresel Kümelerdeki Yakın Çift Yıldızlar</i> Dolunay Koçak (20 dk)
00:20	<i>Değen Çift Yıldız Sistemi GSC 0646-0946: İlk Gözlemler ve İlk Sonuçlar</i> Ahmet Bulut (7 dk)
19:30	Kongre Yemeği
3. Gün - Perşembe - 8 Eylül 2022	
Oturum 31	Samanyolu, Galaksiler, Kozmoloji - 1 "Prof. Selim Osman Selam" (8 bildiri - Oturum Süresi: 02:08) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
09:00	<i>eROSITA Gözlemleri Işığında Evrenin Geniş Ölçekli Yapılarını Haritalamak</i> Esra Bülbül (40 dk)
09:40	<i>Çok Boyutlu Uzayda Galaktik Disk Popülasyonlarına Makine Öğrenmesi Yaklaşımı</i> Başar Coşkunoğlu (20 dk)
10:00	<i>Süpernova Tiplerinin Kimyasal Zenginleşmeye Katkı Oranlarının Modellenmesi: SNeRatio</i> M. Kıyami Erdim (20 dk)
10:20	<i>eFEDS Alanında Tespit Edilen Galaksi Kümeleri ve Gruplarının Ölçekleme İlişkileri ve X-ışını Gözlemlenebilirleri</i> Yunus Emre Bahar (20 dk)
10:40	<i>Samanyolu Galaksisinin 1. ve 3. Çeyreğindeki Açık Kümelerin Dinamik Evrimi</i> Hikmet Çakmak (7 dk)
10:47	<i>Optik Bakış Altında Düzensiz A1589 Gökada Kümesi</i> Ebru Aktekin Çalışkan (7 dk)
10:54	<i>BL Lac Cisimlerinin Çok Dalgaboylu Özellikleri</i> Ergün Ege (7 dk)
11:01	Ara (30 dk)
3. Gün - Perşembe - 8 Eylül 2022	
Oturum 32	Samanyolu, Galaksiler, Kozmoloji - 2 "Prof. Can Kılınc" (8 bildiri - Oturum Süresi: 01:35) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
11:45	<i>NGC4552'nin Kimyasal Zenginleşme Çalışması</i> Sinancan Kara (20 dk)
12:05	<i>SRG-Türkiye Grubu Aktif Galaksi Çalışmaları</i> Nurten Filiz Ak (20 dk)
12:25	<i>X-ışını Gözlemleri ile Gökadaların Kimyasal Evriminin Araştırılması</i> Fatih Hazar (7 dk)
12:32	<i>Makine Öğrenmesi ile Kuazar Rüzgar Değişimlerinin Tahmini</i> Seyit Hökelek (7 dk)
12:39	<i>NGC 1664 ve NGC 6939 Açık Kümelerinin Fotometrik ve Astrometrik İncelenmesi</i> Seliz Koç (7 dk)
12:46	<i>Galaksi Kümelerindeki Kırmızı-Kol Galaksilerinin Evrimi</i> Eyüp Kaan Ülgen (7 dk)

12:53	Öğle Arası (90 dk)
3. Gün - Perşembe - 8 Eylül 2022	
Oturum 33	Samanyolu, Galaksiler, Kozmoloji - 3 "Doç. Esin Sipahi" (9 bildiri - Oturum Süresi: 01:55) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
14:30	<i>Yeni Tanımlanmış Yüksek Çözünürlüklü Çizgi İndeksi Kullanılarak Fornax Kümesindeki Cüce Eliptiklerin Element Bolluk Oranları</i> Şeyda Şen Aydemir (20 dk)
14:50	<i>Bir Samanyolu Tarifi</i> Olca Plevne (20 dk)
15:10	<i>Galaksi Kümelerinde Küme İçi Gazın X-ışın Özelliklerinin İncelenmesi ile Kümelerin Dinamik Durumunu Belirleme ve Sınıflandırma</i> Zahide Yapucu (20 dk)
15:30	<i>NGC 1193 ve NGC 1798 Açık Kümelerinin CCD UBV ve Gaia Analizleri</i> Seval Taşdemir (7 dk)
15:37	<i>Gaia Çağında İnce Disk Yıldızlarının Galaktik Model Parametre Tayini</i> Sabiha Tunçel Güçtekin (7 dk)
15:44	<i>Berkeley 68 ve Stock 20 Açık Kümelerinin Yer ve Uzay Tabanlı Teleskop Verileriyle İncelenmesi</i> Talar Yontan (7 dk)
15:51	Ara (30 dk)
3. Gün - Perşembe - 8 Eylül 2022	
Paralel Oturum P33	Çift Yıldızlar - 3 "Prof. Selçuk Bilir" (9 bildiri - Oturum Süresi: 01:29) Oturum Yeri: Fen Fakültesi Kongre Salonu
14:30	<i>Bazı Zonklayan Bileşenli Klasik Algollerde Dönem Değişimlerinin İncelenmesi</i> Zahide Yapucu (20 dk)
14:50	<i>KIC 9392702 ve KIC 11616594 Çift Sistemlerinin TESS ve Kepler Gözlemleri</i> Derviş Ersin Tokbay (20 dk)
00:50	<i>TÜBİTAK TUG T60 ve İstanbul Üniversitesi İST60'ın Gaia Gözlemlerindeki bazı Katakizmik Değişen Adaylarının Işık Eğrileri</i> Hasan H. Esenoğlu (7 dk)
00:57	<i>Nova Cas 2020'nin Fotometrisi</i> Hasan H. Esenoğlu (7 dk)
00:57	<i>Katakizmik Değişen DW UMa'nın Gezegen Barındırma Potansiyeli</i> Eylül Demir (7 dk)
01:04	<i>V839 Cep Örtün Çift Sisteminin Fotometrik ve Tayfsal Analizi</i> Evrin Kiran (7 dk)
01:04	<i>TESS Tarafından Gözlenen Algal Türü Örtün Çift V910 Mon'un Fotometrik Parametreleri</i> Özlem Ekinci (7 dk)
00:11	<i>EL CVn Türü Yıldızların Özellikleri ve Evrimi</i> Duygu Esendemir (7 dk)
00:11	<i>BK Vul ve V699 Cep Sistemlerinin İlk Fotometrik Çalışması</i> Simge Özer (7 dk)
00:18	Ara (30 dk)

3. Gün - Perşembe - 8 Eylül 2022	
Oturum 34	Uydu Sistemleri, Uzay Etkinliği, Uzay Politikası, Uzay Hukuku ve Tarih, Eğitim, İdari "Doç. Ali Kılıçık" (6 bildiri - Oturum Süresi: 01:08) Oturum Yeri: MÖTBE Salonu
16:30	<i>Türkiye'nin İlk Uzayda Çalışan Astrofizik Amaçlı X-ışını Algıç Sistemi iXRD</i> Emrah Kalemci (20 dk)
16:50	<i>TÜRKSAT 3A ve TÜRKSAT 4A Uydularının Eşzamanlı Astrometrik Gözlem Sonuçları</i> Seda Aydın (7 dk)
16:57	<i>Akdeniz Bölgesi Ülkeler için Uluslararası bir Astronomi Eğitimi Projesi: NAEC MED</i> Ayşegül Yelkenci (20 dk)
17:17	<i>Türkiye'de 1980-2020 Yılları Arası Yapılan Astronomi ve Astrofizik Araştırmalarının Uluslararası Çıktıları</i> Faruk Soyduğan (7 dk)
17:24	<i>Scopus'un Big Datasında Astronomik Göstergeler</i> Cem Özel (7 dk)
18:00	Kapanış Konuşmaları (Fen Fakültesi Salonu)
3. Gün - Perşembe - 8 Eylül 2022	
Paralel Oturum P34	Çift Yıldızlar - 4 ve Kırmızıöte Astronomisi "Prof. Hicran Bakış" (8 bildiri - Oturum Süresi: 01:22) Oturum Yeri: Fen Fakültesi Kongre Salonu
16:30	<i>V376 And'ın Tayfsal ve Fotometrik İncelenmesi</i> Eda Burcu Yorulmaz (20 dk)
16:50	<i>V1130 Cyg ve V461 Lyr Örtün Çift Sistemlerinin Sergilediği Aktivite Doğası</i> Ezgi Yoldaş (20 dk)
00:07	<i>Güneş'in Y, J ve H-Band Spektroskopisi: α-Element Bolluklarının Tespiti</i> Nur Çınar (7 dk)
00:07	<i>60 Karbonlu Fullerenlerin Astrokimyasal İncelemesi</i> Şengül Yalgın (7 dk)
00:14	<i>HD 109379 Yıldızının Y, J ve H-Band Tayfsal Analizi: Kırmızıöte Bölgede FGK Türü Yıldızlar için Yeni bir Çizgi Listesi</i> Sena Aleyna Şentürk (7 dk)
00:14	<i>DAG 4 Metre Teleskobuyla Yakın Kızılöte Ötegezegen Atmosferi Gözlemleri</i> Selçuk Yalçınkaya (7 dk)
18:00	Kapanış Konuşmaları

Düşük Kütleli X-ışını Çiftlerinde Nötron Yıldızları

Ünal Ertan¹  

¹ Sabancı University, Orhanlı, Tuzla, 34956 İstanbul, Turkey

Accepted: January 4, 2023. Revised: January 4, 2023. Received: November 4, 2022.

Özet

Düşük kütleli X-ışını çiftlerindeki nötron yıldızları (LMXB'ler) eş yıldızlarından akan maddenin beslediği disklerinden kütle aktarırlar. LMXB sistemleri üç farklı dönme fazında gözlenmektedir: (1) Yüksek X-ışınım güçlerinde (L_X) nötron yıldızı disklerinden kütle aktarırlarken hızlanırlar, (2) orta seviyede L_X değerlerinde disklerinden kütle aktarırlarken yavaşlarlar, (3) düşük L_X rejiminde diskten kütle aktarımına izin verilmez ve yıldız yavaşlar. Bu sistemlerden bazıları (2) ve (3) fazları arasında geçiş yaparak tork tersinmesi gösterirler. Konvansiyonel modellerin LMXB'lerin bu gözlenen özelliklerini tutarlı bir resim içinde açıklamada zorlukları vardır. Bu çalışmada, LMXB'lerin henüz çözülmemiş bu problemlerini anlatıp bunların açıklanması için yakın zamanda geliştirdiğimiz modeli ve farklı kaynaklara uygulamalarını özetlemekteyiz.

Abstract

Neutron stars in low-mass X-ray binaries (LMXBs) accrete matter from geometrically thin disks fed by their low-mass companions. Observations of neutron stars in LMXBs indicate three different rotational phases: (1) at high X-ray luminosities, L_X , mass flows from the disk on to the star while the rotation speed of the neutron star increases, (2) at intermediate L_X , the star continues to accrete matter while spinning down, and (3) below a critical L_X , accretion is not allowed and the star slows down. Some of these sources show abrupt torque reversals during the transitions between the phases (1) and (2) with a small change in L_X . Some other sources, in particular transitional millisecond X-ray pulsars, show transitions between the phases (2) and (3). Conventional models have difficulties in explaining these behaviours of LMXBs in a self-consistent picture. In this work, we describe these long-lasting problems briefly. We will also summarize the model recently developed to account for some of these well-defined LMXB properties together with applications to different sources.

Anahtar Kelimeler: accretion, accretion disks – pulsars: individual: 4U 1626–67

1 Giriş

Düşük kütleli X-ışını çiftleri (LMXB'ler), düşük kütleli ($M < 1 M_\odot$) bir eş yıldızla birlikte bir nötron yıldızı (NS) veya kara delik barındıran sistemlerdir. Bu maklede, “LMXB” kısaltması NS içeren LMXB sistemlerini ifade etmek için kullanılacaktır. Bu çiftlerde nötron yıldızına eş yıldızdan kütle aktarımı Roche lobu taşıması yoluyla gerçekleşmektedir. Nötron yıldızının Roche lobuna akan madde, sahip olduğu açısal momentum nedeniyle, nötron yıldızı etrafında ince bir aktarım diski oluşturur. Kepler hızlarıyla dairesel yörüngesinde dönen madde, viskoz etkileşimlerle açısal momentumunu kaybederek içeri, nötron yıldızına doğru akar. Dış disk, eş yıldızın kuvvetli dalga kuvvetleriyle kesilir. Disk içinde maddenin kinetik enerjisinin bir kısmı viskoz etkileşimle ısıya dönüşür ve lokal olarak karacisim ışımasıyla kaybedilir. İç disk yarıçapı (r_{in}), yıldızın dipol momenti (μ) ve diskin kütle aktarım oranına (\dot{M}_{in}) bağlı olarak belirlenir (Frank ve diğ. 2002).

Disk içinde madde $v_K = r \Omega_K$ eşitliğiyle verilen Kepler hızlarıyla döner. Eş dönme yarıçapında ($r_{co} = (GM/\Omega_*^2)^{1/3}$), maddenin açısal dönme hızı Ω_K ve yıldızın açısal dönme hızı Ω_* birbirine eşittir. Bu eşitliklerde G kütle çekim sabiti ve M nötron yıldızının kütesidir. Dönmeyen bir yıldızın üzerine \dot{M}_{in} oranında küresel kütle aktarımı durumunda, akan maddenin basıncı $r_A \simeq (GM)^{1/7} \mu^{4/7} \dot{M}_{in}^{-2/7}$ (Davidson & Ostriker 1973; Lamb ve diğ. 1973) eşitliğiyle verilen Alfvén yarıçapında yıldızın

dipol alanının sebep olduğu manyetik basınçla dengelenir. Diskle madde aktarımı durumunda, geneksel olarak viskoz ve manyetik torkları eşitleyerek tahmin edilen iç disk yarıçapı $R_\xi = \xi r_A$ şeklinde ifade edilir ve ξ parametresi çoğunlukla 0.5–1 aralığında bulunur (Ghosh & Lamb 1979; Kluźniak & Rappaport 2007). Diğer bir ifadeyle, konvansiyonel modellerde, küresel kütle aktarımına göre çok farklı bir geometriye ve akış özelliklerine sahip olmasına rağmen aktarım diskinin iç yarıçapının da r_A 'ya yakın olduğu tahmin edilmektedir.

Geleneksel modellerdeki bir diğer kritik varsayım ise kapalı dipol alan çizgilerinin bozulmadan disk içinde kayarak hareket edebileceği ve aynı zamanda diske tork uygulayabileceğidir. Fakat, bu varsayımın gerçekçi olmadığı daha sonraları yapılan çalışmalarda gösterilmiştir. Bunun nedeni, alan çizgilerinin disk içindeki difüzyon zaman ölçeğinin, disk-alan etkileşim zaman ölçeğinden ($\tau_{int} = |\Omega_K - \Omega_*|^{-1}$) çok daha uzun bulunmasıdır (Fromang & Stone 2009).

Bir dizi teorik ve nümerik çalışmanın bulguları şöyle özetlenebilir: Diskle etkileşen alan çizgileri τ_{int} zamanı içinde şişer ve açılır. İç disk, ancak alan çizgilerinin diskteki maddeyi birlikte dönmeye zorlabildiği yarıçapta kesilebilir. Kararlı bir duruma ulaşıldığında, disk-manyetosfer etkileşimi kapalı alan çizgilerinin hemen dışında dar bir etkileşim alanında ($\Delta r < r$) olur. Bu etkileşim katmanında, alan çizgileri sürekli olarak açılıp yine benzer bir zaman ölçeğinde yeniden birleşirler. Pervane fazında, iç diske gelen madde açık alan çizgileri boyunca sistemden atılabilir. Etkileşim katmanının dışında alan çizgileri ve disk arasında bir etkileşim yoktur (Aly 1985; Lovelace ve diğ.

* unal@sabanciuniv.edu

1995; Hayashi ve diğ. 1996; Miller & Stone 1997; Uzdensky 2002, 2004; Ustyugova ve diğ. 2006). Literatürde, bu daha gerçekçi disk-alan etkileşim modelini temel alan çalışmalarda da r_{in} değeri farklı bazı varsayımlarla r_A 'ya yakın bulunmaktadır.

Diskteki maddenin yörünge açılma hızı ve yıldızın açılma dönme hızı arasındaki ilişki r_{co} dışında $\Omega_K < \Omega_*$, içinde ise $\Omega_K < \Omega_*$ şeklindedir. İç diskten maddenin yıldıza akabilmesi için $r_{in} \leq r_{co}$ olmalıdır. $r_{in} > r_{co}$ durumunda ise madde iç diskte etkileşim katmanından dışarı atılabilir. Nötron yıldızına etki eden üç farklı tork mekanizması vardır: (i) manyetik dipol torku (Γ_{dip}), (ii) disk ile manyetosferin etkileşiminden kaynaklanan manyetik tork veya disk torku (Γ_D) ve (iii) nötron yıldızına kütle aktarımının neden olduğu aktarım torku (Γ_{acc}). Bunlar arasında, Γ_{dip} ve Γ_D yavaşlatma torkları, Γ_{acc} ise hızlandırma torkudur. Γ_{acc} yıldıza kütle aktarımı olduğu zaman ($r_{in} \leq r_{co}$), Γ_D ise $r_{in} \geq r_{co}$ durumunda aktiftir. Γ_{dip} bütün fazlarda yıldıza etki eder fakat çoğunlukla diğer iki torka göre ihmal edilebilir büyüklüktedir (Lovellace ve diğ. 1995; Ustyugova ve diğ. 2006).

LMXB'lerdeki nötron yıldızlarının gösterdiği üç farklı dönme fazı vardır: (1) Yüksek \dot{M}_{in} değerlerinde NS üzerine kütle aktarırken hızlanır, (2) orta seviyede \dot{M}_{in} değerlerinde NS diskten kütle aktarırken yavaşlar ve (3) bir kritik \dot{M}_{in} seviyesi altında yıldıza kütle aktarılamaz ve yıldız yavaşlar. Bu sistemlerin gözlenen bir diğer önemli karakteristik özelliği ise (1) ve (2)'de anlatılan dönme fazları arasındaki geçişlere denk gelen tork tersinmeleridir. Bu tork tersinmeleri X-ışına gücünde önemli bir değişiklik olmadan ve tersinmenin iki tarafında benzer tork büyüklükleri ile meydana gelmektedir (Bildsten ve diğ. 1997; Takagi ve diğ. 2016).

Geleneksel tork modellerinin (Illarionov & Siuniaevev 1975; Ghosh & Lamb 1979) LMXB'lerin bu iyi bilinen, karakteristik özelliklerini açıklamada zorlukları vardır. Gözlemlerden yıldıza kütle aktarımının $R_\xi = r_{co}$ durumuna denk gelen oranların birkaç merteye altında dahi devam ettiği tahmin edilmektedir. Halbuki, gözlemlerle çelişkili olarak konvansiyonel modellere göre bu kritik seviyenin altında sistemlerin pervane fazında olması gerekir (Illarionov & Siuniaevev 1975). Gözlenen tork tersinmesi davranışları da bu modellerle açıklanamaz. Ayrıca, örneğin geçişken milisaniye pulsarlarının (tMSP) radyo pulsar (RMSP) ve X-ray pulsar (LMXB) evreleri arası geçişlerine denk gelen L_X seviyelerini (Papitto ve diğ. 2015; Archibald 2015) tutarlı olarak açıklayabilecek detaylı bir tork bir modeli de yoktur.

Bu makalede, LMXB sistemlerinin yukarıda özetlenen problemlerine tutarlı bir açıklama getirebilmek için yakın zamanda geliştirilmiş kapsamlı bir tork modelini Ertan (2021) anlatacağız. Bu model, disk-alan etkileşimi simülasyonlarının yukarıda özetlemiş olduğumuz temel sonuçları (Lovellace ve diğ. 1995; Ustyugova ve diğ. 2006) baz alınarak geliştirilmiştir. Ayrıca, modelin birbirinden çok farklı özelliklerde LMXB kaynaklarına uygulamaları da §2'de anlatılacaktır. LMXB'lerin bazı diğer açık problemleriyle birlikte sonuçlarımız §3'de özetlenmiştir.

2 Model Hesaplamaları ve Uygulamaları

2.1 Güçlü ve Zayıf Pervane Fazları

Durağan bir pervane fazı ancak iç diske akan maddenin tamamı sistemin dışına atılabildiği durumda sağlanabilir. Bunu yapabilmek için manyetik alan çizgilerinin maddeyi birlikte dönmeye zorlayabilecek kadar güçlü olması gerekir. Basit analitik hesaplamalarla gösterilmiştir ki bu pervane koşulunun

sağlanabildiği en büyük yarıçap şöyle yazılabilir (Ertan 2017, 2018):

$$R_{in,max}^{25/8} \left| 1 - R_{in,max}^{-3/2} \right| \simeq 1.26 \alpha_{-1}^{2/5} M_{1.4}^{-7/6} \dot{M}_{in,16}^{-7/20} \mu_{30} P^{-13/12} \quad (1)$$

Burada, $R_{in,max} = r_{in,max}/r_{co}$, $M_{1.4} = M/1.4 M_\odot$, $\dot{M}_{in,16} = \dot{M}_{in}/(10^{16} \text{ g s}^{-1})$, $\mu_{30} = \mu/(10^{30} \text{ G cm}^3)$ ve $\alpha_{-1} = \alpha/0.1$ kinematik viskozite parametresidir (Shakura & Sunyaev 1973). Manyetik torkların azalan r ile çok keskin artışı nedeniyle iç disk yarıçapının $r_{in,max}$ değerine yakın olması beklenir ve $r_\eta = \eta r_{in,max}$ şeklinde yazılabilir. Burada η bire yakın bir parametredir.

Pervane fazında, iç diskten maddenin kritik kaçış hızından daha büyük hızlarla atılabilmesi için iç disk yarıçapının $r_1 = 1.26 r_{co}$ yarıçapından büyük olması gerekir. Anlık olarak $r_{co} < r_{in} < r_1$ olduğu durumda, madde iç diskten etkin bir şekilde atılabilir, ancak diske daha büyük yarıçaplarda geri döner. Bunun sonucunda oluşan birikim iç diski $r_{in} = r_{co}$ oluncaya kadar içeri doğru iter. Alan şiddeti ve τ_{int} iç disk r_{co} 'ya yaklaşırken arttığı için $r_{co} < r_{in} < r_1$ durumu uzun bir süre alabilir ve bu zaman ölçeği ancak simülasyonlarla tahmin edilebilir. Genel olarak, $r_{in} > r_{co}$ eşitsizliğinin sağlandığı fazı "güçlü pervane" (SP – strong propeller) fazı olarak adlandırmaktayız. Bununla birlikte, durağan bir SP fazı $r_{in} = r_\eta > r_1$ durumunda mümkün olabilir. İç disk r_{co} 'ya ulaştığında, yıldız üzerine kütle aktarımı başlar ve sistem "zayıf pervane" (WP – weak propeller) fazına geçer. Modelde, iç disk için $r_{in} = r_{co}$ durumu (WP fazı), §2.2'de detaylandıracağımız nedenlerle, geniş bir \dot{M}_{in} aralığı için sağlanabilir.

Yıldız etkileyen toplam tork şöyle yazılabilir:

$$\Gamma = \dot{M}_* (GM r_{in})^{1/2} - \frac{\mu^2}{r_{in}^3} \left(\frac{\Delta r}{r_{in}} \right) + \Gamma_{dip}. \quad (2)$$

Eşitliğin sağındaki ilk terim, yıldıza kütle aktarımından kaynaklanan hızlandırma torkudur (Γ_{acc}). İkinci terim, diskin manyetosferle etkileşimi nedeniyle yıldıza uyguladığı yavaşlatma torku (Γ_D) ve üçüncü terim ise manyetik dipol torkudur.

SP fazında, $\dot{M}_* = 0$ olması nedeniyle $\Gamma_{acc} = 0$ 'dır. WP fazında ise bütün torklar aktifken, iç diske gelen maddenin tamamı r_{co} yarıçapından alan çizgilerine takılarak ve alan çizgilerini takip ederek yıldızın kutup bölgelerine akar ($\dot{M}_* = \dot{M}_{in}$).

Toplam X-ışına gücü $L_X = L_{acc} + L_D$ şeklinde yazılabilir. Burada, $L_{acc} = GM\dot{M}_*/R$, yıldıza aktarılan kütle için ışıma gücü ve $L_D = GMM_*/(2 r_{in})$ ise diskin toplam ışıma gücüdür. L_D 'nin büyük kısmı en içteki disk bölgelerinde üretilir. Çoğunlukla, $r_{in} > R$ ve L_{acc} baskındır. Yeterince yüksek \dot{M}_{in} için, $r_{in} = R$ olur. Bu durumda, $L_{acc} = L_D = GM\dot{M}_*/(2 R)$ olur. Maddenin kinetik enerjisinin yarısı diskte viskoz yitim sonucu ısıya ve radyasyona dönüşürken geriye kalan yarısı da yıldız yüzeyinde ısıya dönüşerek X-ışını bandında yayımlanır (Frank ve diğ. 2002).

tMSP sistemleri için $R_\xi = r_{co}$ koşuluna karşılık gelen kritik \dot{M}_* değerinin, sistemlerin LMXB fazında X-ışını atmaları göstererek kütle aktarımına devam edebildiği, en düşük \dot{M}_* değerlerinin bir kaç merteye üzerinde olması dikkat çekicidir (Archibald ve diğ. 2009; Papitto ve diğ. 2013; Bassa ve diğ. 2014). LMXB evresinde, tMSP'ler iki farklı X-ışını modunda gözlemlenmektedir. Düşük X-ışını modundan yüksek X-ışını moduna geçerken L_X değeri $\sim 5-7$ kat artmaktadır. Kaynaklar sadece yüksek X-ışını modunda X-ışını atması göstermektedir.

Çizelge 1. PSR J1023+0038 için gözlem ve model sonuçları. Model parametreleri: $\eta = 0.78$, $\Delta r/r_{in} = 0.1$, ve $\mu_{26} = 0.5$. Bu çizelge [Ertan \(2018\)](#)'den alınmıştır.

	LMXB evresi		RMSP evresi
	Yüksek mod	Düşük mod	
$L_{x,obs}$ (10^{33} erg s^{-1})	2.94–3.31	0.31–0.55	0.094(6)
$L_{x,model}$ (10^{33} erg s^{-1})	2.97	0.62	0.10
\dot{P}_{obs} ($s s^{-1}$)	8.665×10^{-21}	?	6.834×10^{-21}
\dot{P}_{model} ($s s^{-1}$)	8.72×10^{-21}	8.72×10^{-21}	6.82×10^{-21}
\dot{M}_{in} (10^{13} g s^{-1})	1.6	1.6	0.28
\dot{M}_* (10^{13} g s^{-1})	1.6	–	–
r_{in}/r_{co}	1	1	1.09
r_{in}/r_A	0.16	0.16	0.11
$\Gamma_{acc}/\Gamma_{tot}$	1.8×10^{-2}	0	0

LMXB evresinden RMSP evresine geçtikten sonra ise X-ışını atmaları kesilerek, radyo atmaları gözlemlenir. Bu davranışın makul bir açıklaması şöyle olabilir: Yıldızın kutuplarına akan madde X-ışını atmalarını üretirken radyo atmalarını kesmekte, RMSP fazında ise kütle aktarımının durmasıyla birlikte X-ışını atmaları kesilip radyo atmaları yayımlanmaya başlamaktadır ([Papitto ve diğ. 2015](#); [Archibald 2015](#)).

Bilinen üç tMSP kaynağı RMSP evresinde yavaşlamaktadır ([Papitto ve diğ. 2013](#); [Archibald 2015](#); [Ray ve diğ. 2015](#)). Bu kaynaklar arasında, PSR J1023+0038 (bundan sonra J1023) için LMXB evresinde de periyot türevi ölçülmüştür ($\dot{P} \simeq 8.7 \times 10^{-20}$ s s^{-1}) ([Jaodand ve diğ. 2016](#)). Her iki evrede de yavaşlama gösteren J1023'ün LMXB fazına geçtikten sonra yavaşlatma torku büyüklüğünün yaklaşık $\sim 27\%$ oranında düştüğü rapor edilmiştir. Yukarıda tarif ettiğimiz modelimizde SP/WP geçişine denk gelen \dot{M}_* seviyesinin J1023'ün X-ışını atmalarının kesildiği L_X seviyesiyle uyumlu olduğunu görmekteyiz ([Ertan 2017](#)).

Bu çalışmanın devamında, aynı modelle kaynağın tork değişimi davranışını da inceledik. J1023'ün RMSP/LMXB geçişinde gösterdiği tork ve eşlik eden L_X değişimini modelimizle açıklanabileceğini gösterdik. Ayrıca, yüksek ve düşük X-ışını modlarındaki L_X değişimini de sistemin $r_{in} = r_{co}$ durumundayken kütle aktarımının geçici olarak kesilmesi sonucu üretilebileceğini, düşük X-ışını modundaki atmasız L_X 'in iç diskin ışınmasıyla tutarlı olduğunu gösterdik ([Ertan 2018](#)). Çizelge 1'de model sonuçları gözlemlerle karşılaştırılmıştır. Modelde, LMXB evresine geçerken kütle aktarımının başlaması ve bunun neden olduğu hızlandırma etkisinin o sırada baskın olan yavaşlatma torkunun büyüklüğünü azalttığını görmekteyiz. Detaylı model hesaplamaları gözlemlerden elde edilen X-ışına gücü ve tork değişimleriyle tutarlı sonuçlar vermektedir.

2.2 Hızlandırma Fazı ve Tork Tersinmesi

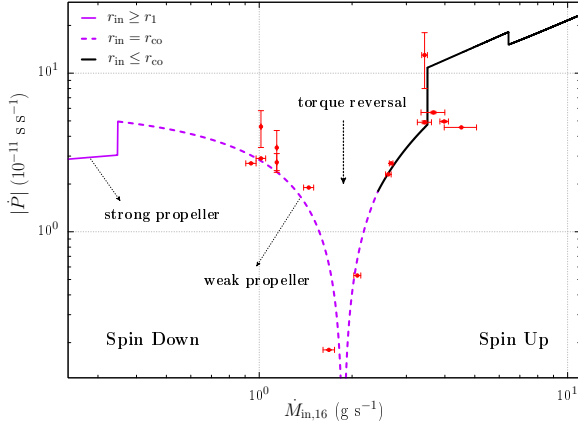
§2.1'de anlatılan tork modelini, yakın zamanda LMXB'lerdeki nötron yıldızlarının hızlandırma (SU – spin up), WP ve tork tersinmelerini de kapsayacak şekilde geliştirdik ([Ertan 2021](#)). Bu bölümde, özetle modeli tarif edip LMXB'lerin gözlenen tork tersinmelerine uygulanmasını ve elde ettiğimiz sonuçları özetlemekteyiz.

Sistem WP fazındayken $r_{in} = r_{co}$ durumu sağlanır ve iç disk r_{co} içine sızamaz. Bunun nedeni, aşağıda SU fazında r_η çözümünün özelliklerini anlattığımızda daha iyi anlaşılacaktır. SU fazında r_η çözümü (Denklem 1) Şekil 1'de görüldüğü gibi çift değerlidir (kesikli-noktalı eğri). Çözümün üst kolu

kararsızdır ve önemli bir fiziksel anlamı vardır. Şekil 1'de SU fazında, τ_{int} değerlerinin yeterince uzun olması nedeniyle, $r_{in} = r_{co}$ ve kararsız kol arasında kalan bölgede manyetik alan değerleri diskteki maddeyi birlikte dönmeye zorlayabilecek kritik seviyelerin üzerindedir. Diğer bir ifadeyle, WP fazında madde r_{co} yarıçapından kolaylıkla alan çizgileri boyunca yıldıza akmaya zorlanabilir. Bu nedenle de iç disk r_{co} içine sızamaz. Sızsa dahi sürekli o bölgede kalamaz, yeniden r_{co} 'ya çekilmeye zorlanır. Bu durumda iç diskin r_{co} içine girmesi ancak viskoz torkların manyetik torklara baskın olmasıyla mümkün olabilir. Bunun sağlanması için $R_\xi < r_{co}$ olmalıdır. Bunun anlamı şudur: Geniş bir \dot{M}_{in} aralığı için WP fazında $r_{in} = r_{co}$ iken R_ξ değeri r_{co} 'dan düşüktür. Ancak \dot{M}_{in} bir kritik seviyeye ulaştığında $R_\xi = r_{co}$ olur ve iç disk yarı çapı $r_{in} = R_\xi$ eşitliğini sağlayarak r_{co} içindeki bölgeye girer (Şekil 1). Tork tersinmesi de yaklaşık olarak bu \dot{M}_{in} seviyesinde gerçekleşir.

Şekil 1'de kesiksiz çizgiler iç disk yarıçapı r_{in} 'in \dot{M}_{in} 'e bağlı olarak farklı dönme fazlarındaki değişimini göstermektedir. Modeldeki iç disk davranışını Şekil 1 üzerinde anlamak için \dot{M}_{in} değerinin yavaşça arttığını varsayalım. Düşük \dot{M}_{in} seviyelerinde, $r_{in} = r_\eta$ ve sistem SP fazındadır (B noktasının solunda). \dot{M}_{in} seviyesi B noktasındaki $r_{in} = r_\eta = r_1$ durumuna karşılık gelen kritik değere ulaştığında, yukarıda açıklanan nedenlerle, iç disk, r_{co} yarıçapına erişinceye kadar içeri ilerler (D noktası). Bundan sonra, \dot{M}_{in} E noktasına karşılık gelen değere çıkıncaya kadar $r_{in} = r_{co}$ sağlanır ve sistem WP fazındadır. Şekil 1'de mavi kesikli çizgi r_{co} birimiyle R_ξ 'yi göstermektedir. \dot{M}_{in} seviyesi E noktasındaki seviyesine ulaştığında $r_{in} = R_\xi = r_{co}$ durumu oluşur (tork tersinmesi). Bu seviye üzerinde yükselen \dot{M}_{in} 'le birlikte, $r_{in} = R_\xi$ durumu korunarak iç disk içeri girer (SU fazı). Bu durum, E ve F noktaları arasında denk gelen dar bir \dot{M}_{in} aralığında sağlanır. Artan kütle aktarım oranıyla R_ξ kararsız üst kola ulaştığında (F noktası), iç disk kapalı alan çizgilerini açarak içeri, yıldıza doğru ilerlemeye başlar. Çünkü, r_η 'nin alt ve üst kolları arasındaki bölgede τ_{int} değerleri kısalmış ve manyetik alan diskteki maddeyi birlikte dönmeye zorlayabilecek kadar güçlü değildir. İç diskin içeri ilerleyişi alt kol üzerinde $r_{in} = r_\eta$ eşitliği sağlanıncaya kadar devam eder (G noktası). Bundan sonra, artan \dot{M}_{in} ile birlikte iç disk r_η kararlı kolunu takip ederek yıldız yüzeyine erişinceye kadar ilerlemesini sürdürür (daha detaylı bilgi için bkz. [Ertan 2021](#)).

Şekil 2, Şekil 1'deki \dot{M}_{in} ve r_{in} değişimine karşılık gelen periyot türevi değişimini göstermektedir. Şekil 2'de görüldüğü gibi, modelde tork tersinmesi gözlemlerle tutarlı olarak küçük bir \dot{M}_{in} değişimiyle meydana gelmektedir ve tork tersinmesinin



Şekil 3. 4U 1626–67'nin tork tersinme verileri ve örnek model eğrisi. Bu model eğrisinin elde edildiği model parametreleri: $\xi = 0.68$, $\mu = 3 \times 10^{30} \text{ G cm}^3$, $\Delta r/r = 0.2$, $\eta = 1$, $d = 5.3 \text{ kpc}$. Gözlemsel veriler Takagi ve diğ. (2016)'dan elde edilmiştir. Şekil Gençali ve diğ. (2022)'den alınmıştır.

model uyumu göstermektedir ki 4U 1626–67'nin tork tersinmesi geometrik olarak ince kütle aktarım diskine sahip nötron yıldızlarının WP/SU geçişleriyle, farklı yeni varsayımlara gerek duymadan, doğal olarak açıklanabilmektedir. Tork verisine iyi uyum sağlayan model eğrilerini $\mu \simeq 3 \times 10^{30} \text{ G cm}^3$ ve tersinmeye denk gelen $\dot{M}_{in} \simeq 2 \times 10^{16} \text{ g s}^{-1}$ değerleriyle elde edebilmekteyiz. Bu kritik \dot{M}_{in} seviyesine karşılık gelen kaynak uzaklığı 5.3 kpc olup kaynak için tahmin edilmiş uzaklık değerleri aralığında kalmaktadır (detaylar için bkz. Gençali ve diğ. 2022).

3 Tartışma ve Sonuçlar

LMXB sistemleri, nötron yıldızlarının kütle aktarım disklerinin fizikini ve disk-manyetosfer etkileşimlerini çalışmak için mükemmel laboratuvarlardır. Bu makalede, LMXB'lerin karakteristik X-ışına ve dönme özelliklerini anlatıp geleneksel modellerin bu davranışları açıklamada karşılaştıkları zorlukları tarif ettik. Sonuçlarımızdan anlaşılıyor ki bu problemlere üretilebilecek çözümler henüz iyi bilinmeyen iç disk dinamiğiyle ilişkili olmalı. İç disk yarıçapı, modellerde hemen bütün tork ve X-ışına gücü hesaplarını etkiliyor ve dönme fazları arası geçişler için kritik koşullar için de belirleyici oluyor. Geleneksel hesaplamalara dayalı model tahminlerinin LMXB davranışlarını bütüncül bir tutarlılık içinde açıklayamadığını görmekteyiz.

Daha önce tMSP sistemleri için önerdiğimiz modelin (Ertan 2017, 2018), bu kaynakların LMXB evresinde ve RMSP/LMXB geçişleri sırasında gösterdikleri X-ışına gücü ve tork değişimlerini Ş2.2'de anlattığımız şekilde açıklayabilmesinin motivasyonu, modeli bütün dönme fazlarını ve fazlar arası geçişleri de içerek şekilde geliştirdik (Ertan 2021). Bu kapsamlı model, çok farklı özelliklerde LMXB sistemlerinin tipik tork tersinme davranışlarıyla tutarlı sonuçlar üretmektedir. Ayrıca, modelin 4U 1626–67 kaynağının gözlenen detaylı tork tersinmesi davranışını üretebildiğini de gösterdik (Gençali ve diğ. 2022). Bu kaynak için $P = 7.66 \text{ s}$ (Rappaport ve diğ. 1977) ve dipol momenti bir kaç 10^{30} G cm^3 tahmin ederken, tMSP sistemleri için periyotlar milisaniyeler düzeyinde ve dipol momentleri 4U 1626–67'ye göre yaklaşık üç merteye daha küçüktür. Bu bakımdan, tMSP'lerin SP/WP geçişlerinin ve 4U 1626–67'nin tork tersinmesinin aynı model

içinde açıklanabiliyor oluşu çarpıcıdır. Bu modelin hesaplamaları ve uygulamaları Ş2'de özetlenmektedir.

LMXB kaynaklarının başka diğer önemli açık problemleri de vardır (Patruno & Watts 2021). Örneğin, bu sistemlerin çoğu yine geleneksel modellerin tahminlerinin aksine X-ışını atması göstermemektedir. Kütle aktaran milisaniye pulsarları (AMXP'ler) olarak bilinen LMXB'lerin küçük bir alt grubu geniş kütle aktarım oranı aralıklarında X-ışını atmaları göstermektedir. AMXP ve atma göstermeyen LMXB kaynakları arasındaki temel farklılık nedir? Milisaniye X-ışını pulsarlarının LMXB sistemlerinde uzun süreli evrimleri boyunca disklerinden kütle aktarımı yoluyla hızlandırıldıkları fikri (Alpar ve diğ. 1982; Radhakrishnan & Srinivasan 1982), bu kaynakların gerçekten LMXB sistemleri üyesi olduğunu gösteren keşiflerin artmasıyla artık genel kabul görmektedir. tMSP sistemlerinin keşfi ise AMXP kaynaklarının RMSP sistemlerinin atası olduğunun güçlü bir kanıtıdır. Bununla birlikte, AMXP'lerin ortalama periyodu (3.3 ms) RMSP'lerin ortalama periyodundan (5.5 ms) düşüktür. Bu da açıklama bekleyen önemli problemlerden biridir. Yine iç disk fizik ve disk-manyetik alan etkileşiminin detaylarıyla ilgili olduğunu düşündüğümüz bu problemlerin çözümü ileride gerçekleştireceğimiz çalışmaların hedefi olacaktır.

Teşekkür

120F329 numaralı proje kapsamındaki bu çalışmaya sağladığı destek için TÜBİTAK'a teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Alpar M. A., Cheng A. F., Ruderman M. A., Shaham J., 1982, *Nature*, 300, 728
- Aly J. J., 1985, *A&A*, 143, 19, [ADS](#)
- Archibald A., 2015, in *APS April Meeting Abstracts*. p. B9.001
- Archibald A. M., ve diğ., 2009, *Science*, 324, 1411
- Bassa C. G., ve diğ., 2014, *MNRAS*, 441, 1825
- Bildsten L., ve diğ., 1997, *ApJS*, 113, 367
- Camero-Arranz A., Finger M. H., Ikhsanov N. R., Wilson-Hodge C. A., Bekken E., 2010, *ApJ*, 708, 1500
- Davidson K., Ostriker J. P., 1973, *ApJ*, 179, 585
- Ertan Ü., 2017, *MNRAS*, 466, 175
- Ertan Ü., 2018, *MNRAS*, 479, L12
- Ertan Ü., 2021, *MNRAS*, 500, 2928
- Frank J., King A., Raine D., 2002, *Accretion Power in Astrophysics*, 3rd edn. Cambridge University Press, Cambridge, UK, [doi:10.1017/CBO9781139164245](#)
- Fromang S., Stone J. M., 2009, *A&A*, 507, 19
- Gençali A. A., ve diğ., 2022, *A&A*, 658, A13
- Ghosh P., Lamb F. K., 1979, *ApJ*, 234, 296
- Hayashi M. R., Shibata K., Matsumoto R., 1996, *ApJ*, 468, L37
- Illarionov A. F., Siuniaeve R. A., 1975, *Soviet Astronomy Letters*, 1, 73, [ADS](#)
- Jaodand A., Archibald A. M., Hessels J. W. T., Bogdanov S., D'Angelo C. R., Patruno A., Bassa C., Deller A. T., 2016, *ApJ*, 830, 122
- Kluźniak W., Rappaport S., 2007, *ApJ*, 671, 1990
- Lamb F. K., Pethick C. J., Pines D., 1973, *ApJ*, 184, 271
- Lovelace R. V. E., Romanova M. M., Bisnovatyi-Kogan G. S., 1995, *MNRAS*, 275, 244
- Miller K. A., Stone J. M., 1997, *ApJ*, 489, 890
- Papitto A., ve diğ., 2013, *Nature*, 501, 517
- Papitto A., de Martino D., Belloni T. M., Burgay M., Pellizzoni A., Possenti A., Torres D. F., 2015, *MNRAS*, 449, L26
- Patruno A., Watts A. L., 2021, in Belloni T. M., Méndez M., Zhang C., eds, *Astrophysics and Space Science Library Vol.*

6 Ertan, Ü.

- 461, *Astrophysics and Space Science Library*. pp 143–208
([arXiv:1206.2727](https://arxiv.org/abs/1206.2727)), [doi:10.1007/978-3-662-62110-3_4](https://doi.org/10.1007/978-3-662-62110-3_4)
- Radhakrishnan V., Srinivasan G., 1982, *Current Science*, 51, 1096
- Rappaport S., Markert T., Li F. K., Clark G. W., Jernigan J. G.,
McClintock J. E., 1977, *ApJ*, 217, L29
- Ray P. S., Roy J., Bhattacharyya B., Stappers B., Chengalur J. N.,
Deneva J. S., Camilo F. M., 2015, in *American Astronomical
Society Meeting Abstracts #225*. p. 346.07
- Shakura N. I., Sunyaev R. A., 1973, *A&A*, 24, 337, [ADS](#)
- Takagi T., Mihara T., Sugizaki M., Makishima K., Morii M., 2016,
[PASJ](#), 68
- Ustyugova G. V., Koldoba A. V., Romanova M. M., Lovelace
R. V. E., 2006, *ApJ*, 646, 304
- Uzdensky D. A., 2002, *ApJ*, 572, 432
- Uzdensky D. A., 2004, *Ap&SS*, 292, 573

Access:

M23-0322: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Büyük Macellan Bulutsusundaki Süpernova Kalıntısı DEM L71'in X-ışın Özellikleri

Neslihan Alan¹  

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

Accepted: December 16, 2022. Revised: December 16, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Araştırmada Büyük Macellan Bulutsusundaki süpernova kalıntısı DEM L71'in 103 ks'lik *Chandra* arşiv verileriyle kapsamlı bir X-ışın tayf analizi gerçekleştirilmiştir. Kalıntı yedi farklı doğrultuda toplam 50 bölgeye ayrılarak incelenmiş ve plazma parametreleri ile element bollukları konumsal olarak elde edilmiştir. Öncü şokun süpürdüğü çevresel maddenin fiziksel yapısı da belirlenmiştir. Element bolluk ölçümleri, kalıntının asimetrik bir uzaysal dağılıma sahip olduğunu ortaya koymuştur. Değme süresizliğinin konumu, batı yönü hariç, genellikle DEM L71'in geometrik merkezinden ~ 5 pc uzaklıktadır. Patlama ile atılan maddede Fe bolluğu fazlayken, O ve Ne bollukları genellikle ihmal edilebilir düzeydedir. Bu bulgu, DEM L71'in Tip Ia kökenli olduğunu desteklemektedir. Kalıntı için Sedov yaşı $\sim 6,660 \pm 770$ yıl ve patlama enerjisi $E_0 \simeq 1.74 \pm 0.35 \times 10^{51}$ erg olarak hesaplanmıştır.

Abstract

A comprehensive X-ray spectral analysis of ~ 103 ks *Chandra* archive data of the supernova remnant DEM L71 in the Large Magellanic Cloud was performed in this work. The spectra of the remnant extracted from a total of 50 thin-sliced regions along seven different azimuthal directions were analyzed to obtain spatially elemental abundances and plasma parameters. The features of the interstellar medium swept-up by the forward shock were also determined. Elemental abundance measurements reveal an asymmetrical spatial distribution of metal-rich ejecta gas. While the location of the contact discontinuity is generally at ~ 5 pc from the geometric center of the X-ray emission of DEM L71, it is uncertain in the western part of the remnant. Fe is enhanced in the ejecta while O and Ne abundances are generally negligible. This finding confirms the Type Ia origin of DEM L71. We estimate an upper limit on the Sedov age of $\sim 6,660 \pm 770$ yr and explosion energy of $E_0 \simeq 1.74 \pm 0.35 \times 10^{51}$ erg for the remnant.

Anahtar Kelimeler: Supernova Remnants — X-rays — DEM L71

1 Giriş

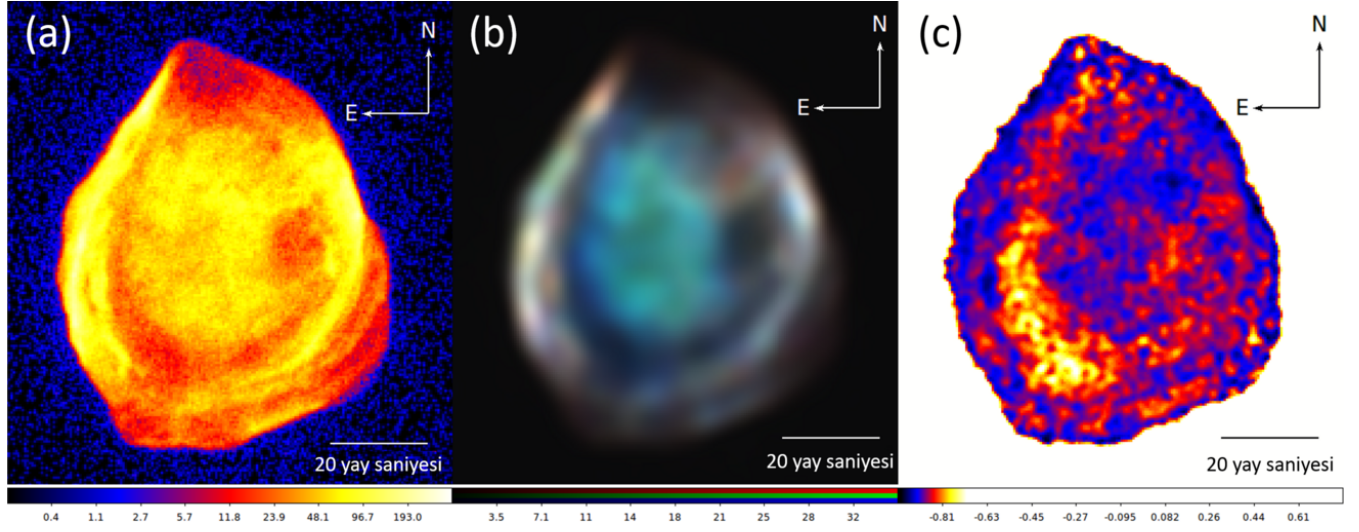
Evrende bilinen en enerjik patlamalardan olan süpernovalar, galaksilerin enerji yoğunluğu, kimyasal zenginleşmesi ve evrimi için hayati bir role sahiptir. Süpernovalarla saçılan yıldız maddesi ortama karışarak ağır element bakımından zenginleşmeye sebep olur. Bu patlamalar yıldız oluşum bölgelerini tetikleyerek yeni yıldız oluşumuna da katkı sağlar.

Süpernovalar patlama mekanizmaları bakımından çekirdek çökmesi (Tip II, Tip Ib ve Tip Ic gibi) ve termonükleer (Tip Ia) patlamalar olmak üzere iki temel gruba ayrılır. Tip II, Tip Ib ve Tip Ic süpernovaları büyük kütleli genç yıldızların çekirdeklerinin çökmesiyle oluşurken, Tip Ia'lar, yakın ikili sistemler içindeki karbon oksijen (CO) beyaz cücelerin termonükleer patlamaları olarak tanımlanabilir. Bir CO beyaz cüce, dejenere olmayan bir yoldaş yıldızdan (SD: tek-dejenere; [Whelan ve Iben 1973](#); [Nomoto 1982](#)) kütle aktarımı yoluyla madde alarak Chandrasekhar sınırına ulaştığında kararsız hale gelir ve bir termonükleer kaçak oluşur. İki beyaz cücenin birleşmesi de bir termonükleer patlama üretebilir (DD: çift-dejenere; [Iben ve Tutukov 1984](#)). Literatürde termonükleer patlamaların ata sistemlerinin doğasının tartışıldığı ve bu tür patlama mekanizmalarını tanımlayan bazı modelleri içeren çalışmalar mevcuttur (bkz. [Wang ve Han 2012](#); [Maoz ve diğ.](#)

[2014](#); [Ruiz-Lapuente 2014](#); [Ruiz-Lapuente ve diğ. 2018](#); [Wang 2018](#)).

Büyük Macellan Bulutsusundaki (LMC) süpernova kalıntısı (SNR) DEM L71, optik bölgede [Davies ve diğ. \(1976\)](#) tarafından keşfedilmiştir. Kalıntının ilk X-ışını gözlemleri *Einstein* uydusuyla elde edilmiş olup ([Long ve diğ. 1981](#)), sonrasında *ASCA* ([Hughes ve diğ. 1998](#)), *Chandra* ([Hughes ve diğ. 2003](#); [Rakowski ve diğ. 2003](#)) ve *XMM-Newton* ([van der Heyden ve diğ. 2003](#); [Maggi ve diğ. 2016](#)) X-ışın teleskoplarıyla da gözlenmiştir. *ASCA* gözlemleriyle DEM L71'de, genellikle CO beyaz cücesinin termonükleer patlamasından kaynaklanan karakteristik bir özellik olarak kabul edilen, yüksek Fe bollukları tespit edilmiştir ([Hughes ve diğ. 1998](#)). *Chandra* ([Hughes ve diğ. 2003](#); [Rakowski ve diğ. 2003](#)) ve *XMM-Newton* ([van der Heyden ve diğ. 2003](#)) ile yapılan müteakip yüksek çözünürlüklü gözlemlerden patlama ile atılan maddedeki Fe kütesinin yaklaşık $1.4 M_{\odot}$ olduğu saptanmış ve DEM L71'in bir Tip Ia süpernovasının kalıntısı olduğu teyit edilmiştir. [Hughes ve diğ. \(1998\)](#) *ASCA* verilerinden kalıntı yaşının $\sim 5,000$ yıl olduğunu ileri sürerken, [Ghavamian ve diğ. \(2003\)](#) Balmer çizgilerinin optik gözlemlerinden hesapladıkları şok hızlarıyla $4,360 \pm 290$ yıllık bir yaş tahmini yapmıştır. [Pagnotta ve Schaefer \(2015\)](#) g' , r' , i' ve H_{α} filtrelerindeki optik görüntüleri kullanarak olası yoldaş bileşenleri araştırdı, ancak bir tespit bulunamadılar. [Siegel ve diğ. \(2020\)](#), DEM L71'in *XMM-Newton* verilerini analiz

* neslihan.alan@gmail.com



Şekil 1. DEM L71 için oluşturulan; (a) geniş band, (b) üç renk ve (c) sertlik oranı görüntüleri.

Çizelge 1. DEM L71'in *Chandra* ACIS arşiv veri kayıtları.

Gözlem Adı	Tarih	Poz Süresi (ks)	Dedektör
3876	4 Temmuz 2003	48.98	ACIS-S
4440	6 Temmuz 2003	54.27	ACIS-S

etti ve süpürülen yıldızlararası ortamın (ISM) toplam kütesini $228 \pm 23 M_{\odot}$ olarak belirlediler.

2 Materyal ve Yöntem

2.1 X-ışın Verileri ve Ön İndirgeme

DEM L71'in ACIS-S3 dedektörüyle (Bautz ve diğ. 1998) 2003 yılında elde edilmiş iki gözlem verisi (~ 103 ks) *Chandra* X-ışın uydusu arşivinden alındı ve araştırmalarda kullanıldı. Çizelge 1'de listelen bu verilerin her birine ön indirgeme işlemleri, *Chandra* X-ışın grubu tarafından geliştirilen CIAO programının 4.9 sürümündeki `chandra_repro` komut dosyası kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Ayrıca verilerdeki arka plan parlamaları ve kozmik ışınlar temizlenmiştir. Bu işlemlerden sonra toplam etkin poz süresi ~ 100 ks'dir.

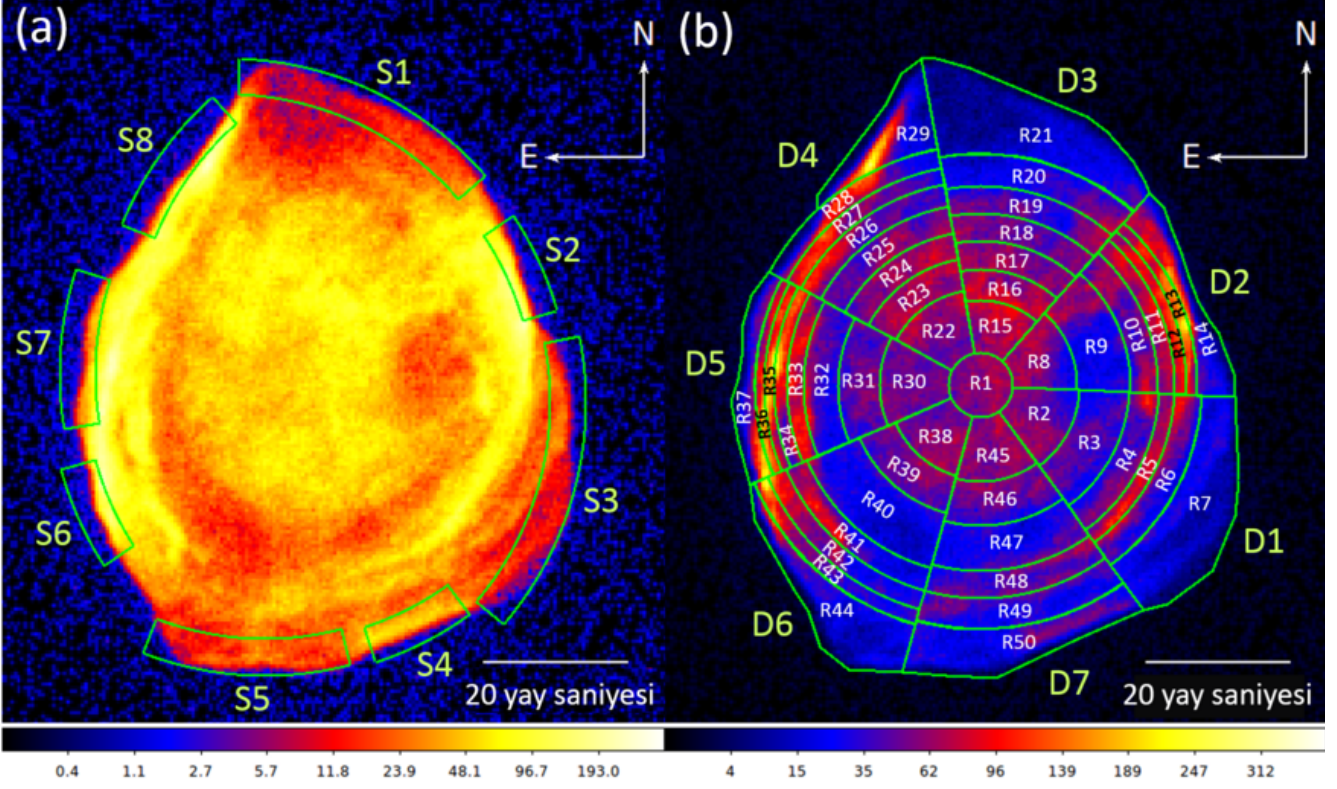
2.2 Görüntü Analizleri

SNR DEM L71'in detaylı morfolojik özelliklerini tayin edebilmek için ön indirgemesi yapılan veriler birleştirilerek geniş band ve üç renk görüntüleri elde edildi. Ayrıca kalıntıda sert ve yumuşak X-ışını bölgelerini belirlemek için sertlik oranı görüntüsü oluşturuldu. Bu görüntülerin oluşturulmasında CIAO programının 4.9 versiyonu ile SAO DS9 programları kullanılmıştır. Geniş band görüntüsü kalıntının geniş bir enerji aralığındaki (0.3–4.0 keV) morfolojik özelliklerini ortaya koymaktadır. Üç renk görüntüsünde üç ayrı enerji aralığı üç farklı renkle ifade edilmektedir (kırmızı: 0.3–0.7 keV, yeşil: 0.7–1.1, mavi: 1.1–4.0 keV). Bu sayede kalıntının hangi bölgesinden hangi tür (yumuşak, sert, orta sertlikte) X-ışınının yayıldığı belirlenebilir. Sertlik oranı (HR) görüntüsü oluşturulurken sert X-ışınımı (H) yumuşak X-ışınımına (S) bölünür, bölme işlemi sert X-ışınımı ile yumuşak X-ışınımı farkının bu ışınımın

toplamına bölünmesi şeklinde de yapılabilir ($HR=H/S$ ya da $HR=(H-S)/(H+S)$; Park ve diğ. 2006). Sertlik oranı görüntüsü sayesinde kalıntı üzerinde yumuşak ve sert X-ışınımı dağılımı genel hatlarıyla tespit edilebilir. Şekil 1'de, DEM L71 için oluşturulan geniş band, üç renk ve sertlik oranı görüntüleri verilmiştir.

2.3 Tayfsal Analizler

Tayfsal analizlerde öncelikle öncü şok dalgasıyla süpürülen ISM'yi temsil eden kalıntının dış kısımları analiz edildi. Bu kapsamda sekiz bölge seçilerek S1-S8 şeklinde etiketlendi (Şekil 2a). Bölgeler 0.3–4.0 keV enerji bandında ortalama olarak $\sim 5,000$ sayım içermektedir. Metal açısından zengin atılan madde gazının element bolluklarını ve plazma parametrelerini konumsal olarak elde etmek amacıyla da DEM L71 boyunca yedi radyal doğrultuda toplamda 50 bölge belirlendi (Şekil 2b). Kalıntı üzerinde seçilen her bir bölge de 0.3–4.0 keV enerji aralığında $\sim 9,000$ – $10,000$ X-ışın sayımı içerir. Şekil 2'de tayfsal analizi gerçekleştirilen ISM bölgeleri ve radyal bölgeler etiketleriyle birlikte kalıntının geniş band görüntüsü üzerine gösterilmiştir. Seçilen tüm bölgeler için her bir gözlem verisinden CIAO `specextract` komut dosyası kullanılarak tayflar alındı ve CIAO `combine_spectra` vasıtasıyla birleştirildi. Her bir bölgeden alınan tayflar enerji kanalı başına en az 20 X-ışın sayımı içerecek şekilde oluşturuldu. Tayf çıkarma işleminde arka alan olarak SNR'nin dış kısmında herhangi bir ışınım kaynağı içermeyen bölgeler kullanıldı. Belirlenen bölgelerden elde edilen tayflar, biri Galaktik diğeri LMC için olmak üzere iki soğurma kolunu bileşeni içeren, iyonlaşma dengesinde olmayan (NEI) düzlem şok modeli (XSPEC `vphshock`; Borkowski ve diğ. 2001) kullanılarak fit edildi. Modelleme işlemi için, iç kısımdaki kabuk çizgilerini ve güncellenmiş Fe-L çizgilerini de içeren (bkz. Badenes ve diğ. 2006) ATOMDB (Foster ve diğ. 2012) kodunu temel alan XSPEC programının NEI 2.0 versiyonu kullanıldı. Modelde Galaktik kolun yoğunluğu ($N_{H,Gal}$), DEM L71 yönünde Güneş bolluklarıyla (Anders ve Grevesse 1989), $1.58 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ (HI4PI işbirliği 2016) olarak sabit tutuldu. LMC element bollukları da Russell ve Dopita (1992) ile Schenck ve diğ. (2016) değerlerinde sabitlendi. Ayrıca LMC'nin radyal



Şekil 2. DEM L71'in; (a) çevresel maddesini incelemek için seçilen sekiz bölge, (b) konumsal özelliklerini ortaya koymak için radyal ve azimutal olarak belirlenen 50 bölge.

hızı (262.2 km s^{-1}) için kırmızıya kayma parametresi $z=8.75 \times 10^{-4}$ değerinde sabit tutuldu (Mc Connachie 2012).

2.3.1 Çevresel Madde

Çevresel madde (CSM) olarak da isimlendirilen şok dalgalarının süpürdüğü ISM bölgelerine (S1-S8) tek bileşenli düzlem şok ($\text{phabs} \times \text{vphabs} \times \text{vphock}$) modeli uygulandı. Modellerde öncelikle normalizasyon ($A=10^{-14} 1/(4\pi d^2) \int n_e n_H dV$) parametresi serbest bırakıldı. Burada d kaynağın Güneş'e uzaklığı, V X-ışın yayılım hacmi, n_e ve n_H sırasıyla elektron ve hidrojen yoğunluklarıdır. İntegral içindeki kısım hacim salma ölçüğü (EM) olarak tanımlanan nicelik olup, ışınım salan plazma miktarını ifade etmektedir. Ayrıca LMC kolon yoğunluğu $N_{\text{H, LMC}}$, elektron sıcaklığı (kT : k Boltzmann sabiti), iyonlaşma zaman ölçüğü ($n_e t$: n_e şok sonrası elektron yoğunluğu, t gazın şoka maruz kalmasından sonra geçen zaman) ile O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları da serbest bırakılan parametrelerdendi. Bu şekilde yapılan analizlerle kalıntının dış bölgelerine ait sekiz tayf için istatistiksel olarak uygun modeller elde edildi (indirgenmiş ki-kare; $\chi^2_\nu = 0.84-1.29$). Şekil 3'te S1 ve S5 bölgelerinin tayfları, model ve artıklarıyla birlikte örnek olarak gösterilmiştir. En iyi modellerden elde edilen tayf parametreleri de Çizelge 2'de listelenmiştir.

2.3.2 Metalce Zengin Atılan Madde

DEM L71'in ayrıntılı konumsal özelliklerini ortaya çıkarmak amacıyla radyal ve azimutal doğrultularda seçilen 50 bölgeye ait tayfların analizlerinde, kalıntının dış bölgelerinin tek bileşenli düzlem şok modelleriyle iyi bir şekilde temsil edilebildiği, ancak iç kısımların yeterince uygun modellenemediği görüldü

($\chi^2_\nu > 2.0$). Bu sebeple bu bölgelerin X-ışın tayflarına biri süpürülen ISM diğeri de patlamayla atılan madde bileşenleri olmak üzere iki bileşenli düzlem şok ($\text{phabs} \times \text{vphabs} \times \text{vphock} + \text{vphock}$) modeli uygulandı. ISM bileşeni için normalizasyon haricindeki tüm parametreler kalıntının dış kısmı için hesaplanan medyan değerlerde sabit tutulurken (bkz. Çizelge 2), atılan madde bileşeninde kT , $n_e t$ ve normalizasyon parametreleri ile O, Ne, Mg, Si ve Fe bollukları serbest bırakıldı. Diğer elementlere ait bolluklar yine Russell ve Dopita (1992) ve Schenck ve diğ. (2016) değerlerinde sabitlendi. Modellerde kolon yoğunluğu $N_{\text{H, LMC}}$ da ISM için hesaplanan medyan değerde sabit tutuldu. Böylece istatistiksel olarak kabul edilebilir sonuçlar elde edildi ($\chi^2_\nu < 1.6$). Gerçekleştirilen düzlem şok modelleriyle kalıntının element bollukları ve plazma parametreleri konumsal olarak elde edildi. Kalıntı üzerindeki bölgelerin bazılarının tayflarına yapılan en iyi modeller artıklarıyla birlikte örnek teşkil etmesi bakımından Şekil 4'te verilmiştir. En iyi modellerden elde edilen tayf parametreleri Çizelge 3'te listelenmiştir. Bu parametrelerin kalıntı üzerindeki dağılımları da Şekil 5'te gösterilmiştir. Kalıntının iç kısımlarında Fe bolluğu, ISM değerlerine nazaran önemli ölçüde yüksektir. O, Ne ve Mg bollukları istatistiksel belirsizlikler içinde genel olarak ISM değerleri ile uyumludur.

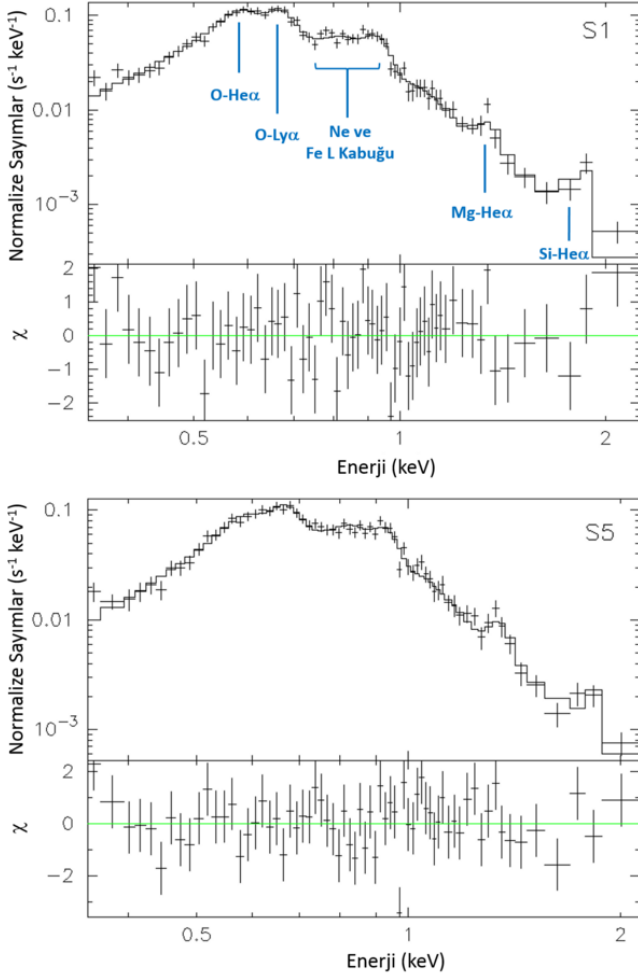
3 Tartışma ve Sonuç

3.1 Çevresel Ortamın Doğası

Süpernova patlaması ile oluşan şok dalgalarının süpürdüğü ISM'nin özelliklerini anlayabilmek için kalıntının dış kısmında farklı doğrultulardaki sekiz bölgenin (bkz. Şekil 2a; S1-S8) X-ışın tayfları incelendi. Tayfsal analizlerden belirlenen element

Çizelge 2. DEM L71'in dış kısmından seçilen sekiz bölgenin tayf analizlerinden hesaplanan plazma parametreleri ve element bollukları. Parametrelerin median değerleri son satırda listelenmiştir. Element bollukları Güneş bollukları cinsinden verilmiştir (Anders ve Grevesse 1989). Galaktik kolon yoğunluğu: $N_{\text{H,Gal}}=1.58 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ (HI4PI işbirliği 2016). Karşılaştırma amacıyla Russell ve Dopita (1992) ile Schenck ve diğ. (2016) tarafından hesaplanan LMC element bollukları sırasıyla; O=0.263, Ne=0.331, Mg=0.316, Si=0.309, Fe=0.363 ve O=0.13, Ne=0.20, Mg=0.20, Si=0.28, Fe=0.15 şeklindedir.

Bölge	n_{H} (10^{21} cm^{-2})	kT (keV)	$n_e t$ ($10^{11} \text{ cm}^{-3} \text{ s}$)	EM (10^{57} cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe	χ^2_{ν}
S1	$0.20^{+0.10}_{-0.10}$	$0.31^{+0.05}_{-0.05}$	$2.79^{+2.48}_{-1.41}$	$27.16^{+11.97}_{-9.16}$	$0.11^{+0.02}_{-0.02}$	$0.18^{+0.02}_{-0.05}$	$0.12^{+0.08}_{-0.07}$	$0.52^{+0.46}_{-0.23}$	$0.08^{+0.03}_{-0.02}$	0.96
S2	$0.30^{+0.20}_{-0.10}$	$0.26^{+0.04}_{-0.04}$	$4.86^{+4.62}_{-2.54}$	$48.72^{+24.27}_{-18.51}$	$0.09^{+0.20}_{-0.01}$	$0.16^{+0.04}_{-0.03}$	$0.14^{+0.09}_{-0.07}$	$0.67^{+0.31}_{-0.33}$	$0.13^{+0.04}_{-0.03}$	1.28
S3	$0.20^{+0.20}_{-0.10}$	$0.34^{+0.04}_{-0.08}$	$3.29^{+21.93}_{-1.31}$	$23.24^{+23.91}_{-5.82}$	$0.12^{+0.20}_{-0.02}$	$0.17^{+0.03}_{-0.04}$	$0.09^{+0.08}_{-0.06}$	$0.33^{+0.34}_{-0.10}$	$0.07^{+0.03}_{-0.02}$	1.29
S4	$0.10^{+0.30}_{-0.10}$	$0.43^{+0.08}_{-0.07}$	$2.10^{+2.91}_{-1.02}$	$12.33^{+8.35}_{-4.03}$	$0.13^{+0.30}_{-0.03}$	$0.25^{+0.03}_{-0.03}$	$0.19^{+0.08}_{-0.07}$	$0.41^{+0.30}_{-0.13}$	$0.12^{+0.05}_{-0.03}$	1.08
S5	$0.10^{+0.10}_{-0.10}$	$0.36^{+0.07}_{-0.06}$	$2.50^{+6.69}_{-1.23}$	$18.52^{+13.98}_{-6.25}$	$0.11^{+0.20}_{-0.02}$	$0.18^{+0.04}_{-0.03}$	$0.14^{+0.07}_{-0.06}$	$0.26^{+0.18}_{-0.13}$	$0.10^{+0.03}_{-0.02}$	1.12
S6	$0.30^{+0.20}_{-0.20}$	$0.36^{+0.05}_{-0.06}$	$2.12^{+2.63}_{-0.89}$	$24.74^{+19.71}_{-7.96}$	$0.10^{+0.20}_{-0.02}$	$0.14^{+0.03}_{-0.04}$	$0.12^{+0.06}_{-0.05}$	$0.27^{+0.19}_{-0.15}$	$0.11^{+0.02}_{-0.03}$	0.97
S7	$0.20^{+0.30}_{-0.16}$	$0.36^{+0.05}_{-0.07}$	$2.44^{+4.12}_{-1.05}$	$18.14^{+20.29}_{-5.26}$	$0.11^{+0.02}_{-0.03}$	$0.20^{+0.04}_{-0.05}$	$0.12^{+0.06}_{-0.06}$	$0.33^{+0.25}_{-0.18}$	$0.16^{+0.05}_{-0.04}$	1.16
S8	$0.20^{+0.20}_{-0.15}$	$0.30^{+0.04}_{-0.04}$	$2.20^{+1.58}_{-1.02}$	$28.18^{+17.39}_{-8.37}$	$0.10^{+0.10}_{-0.02}$	$0.15^{+0.03}_{-0.03}$	$0.16^{+0.08}_{-0.07}$	$0.36^{+0.34}_{-0.15}$	$0.18^{+0.05}_{-0.04}$	0.84
Medyan	$0.20^{+0.10}_{-0.20}$	$0.35^{+0.04}_{-0.03}$	$2.47^{+2.01}_{-1.48}$	$23.99^{+18.55}_{-7.11}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.18^{+0.02}_{-0.02}$	$0.14^{+0.05}_{-0.04}$	$0.34^{+0.13}_{-0.11}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	—



Şekil 3. DEM L71'in dış kısmından belirlenen S1 ve S5 bölgelerine ait tayflar için artıklarla birlikte en iyi tayfsal modeller. Tayf çizgilerine ilişkin elementler üst panelde etiketlenmiştir.

bollukları kalıntının dış kısmında atılan maddenin değil çevresel maddenin baskın olduğunu göstermektedir. Çizelge 4'te elde edilen bulguların literatürde Schenck ve diğ. (2016), Hughes ve diğ. (2003) ve Russell ve Dopita (1992) tarafından verilen değerlerle bir karşılaştırması verilmiştir. Bu çalışmada elde edilen elektron sıcaklığı (kT) ve iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$) parametreleri Schenck ve diğ. (2016) ve Hughes ve diğ. (2003) bulguları ile istatistiksel belirsizlikler içinde tutarlıdır. Si ve Fe bollukları da her iki araştırmacının sonuçları ile genel olarak uyumludur. O, Ne ve Mg bollukları Schenck ve diğ. (2016) bulguları ile uyumluken, Hughes ve diğ. (2003) değerlerinden ~ 2 kat daha düşüktür. Si bolluğu Russell ve Dopita (1992) tarafından verilen değerlerle (istatistiksel belirsizlikler dahilinde) tutarlı olsa da, O, Ne, Mg, Fe için elde edilen bolluklar $\sim 2-3$ kat düşüktür. Çalışmada CSM için elde edilen bulgular literatürde verilen güncel değerlerle genel olarak uyumluken, eski tarihli çalışmalarla ciddi uyumsuzluklar söz konusudur. Bu durum kullanılan modellerin daha yeni ve kapsamlı olmasından, ayrıca gözlem verilerinin daha uzun poz süresine sahip olmasından (yüksek foton istatistikleri) kaynaklanıyor olabilir.

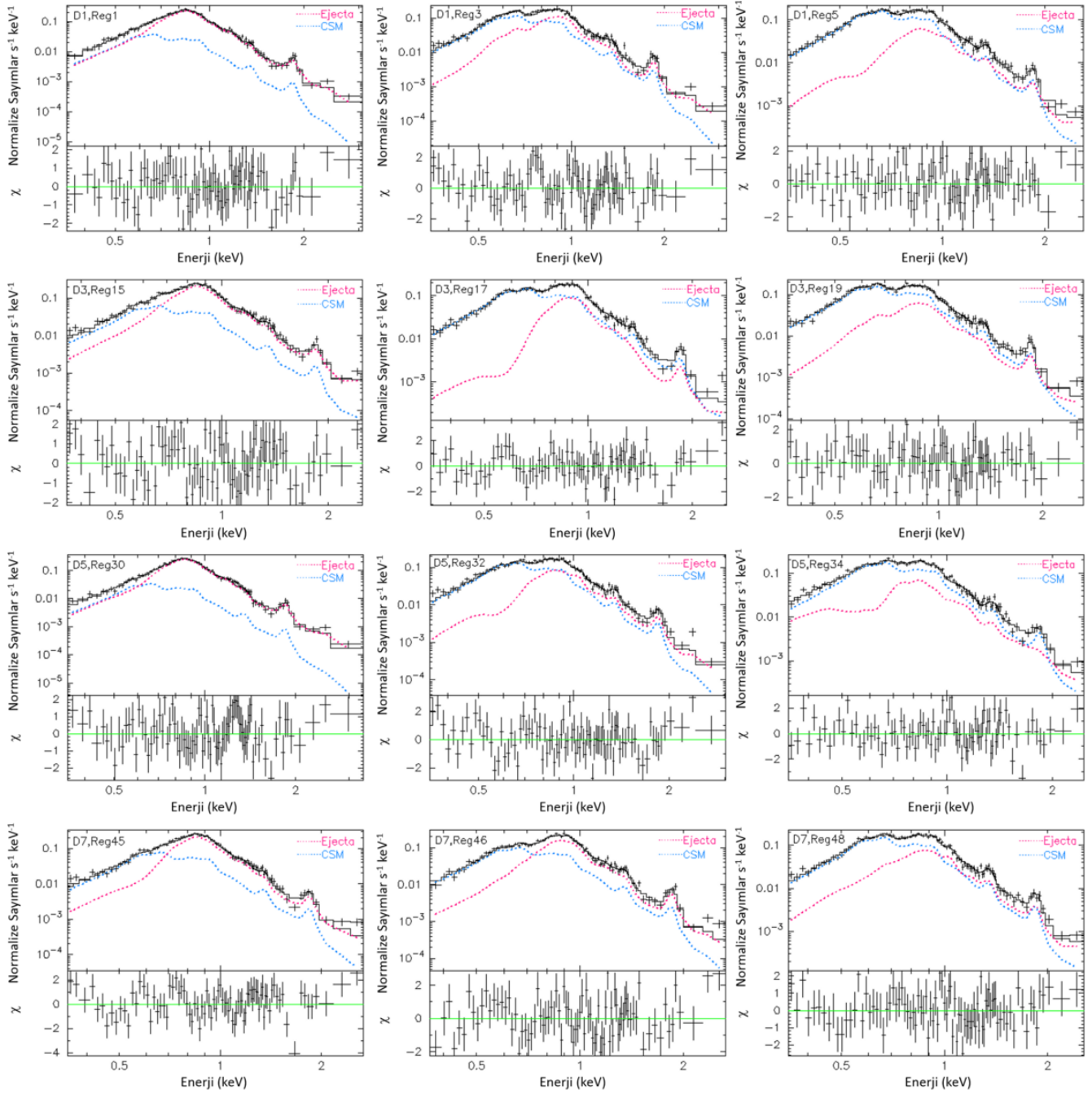
3.2 Süpernova ile Atılan Maddenin Konumsal Yapısı

DEM L71 üzerinde konumsal olarak belirlenen 50 alt bölge için gerçekleştirilen X-ışın tayf analizi, kalıntının iç kısımlarından itibaren $\sim 22''$ açısal uzaklığa kadar Fe bolluklarının oldukça yüksek olduğunu açığa çıkarmıştır (bkz. Şekil 5). Bu durum metalce zengin atılan maddenin kalıntının geometrik merkezinden uzaklık r olmak üzere, kabaca $r=22''$ civarına kadar uzandığını gösteriyor. Fe'nin aksine, O ve Ne için hesaplanan bolluklar ISM değerleri mertebesindedir. Atılan maddedeki ortalama Fe/O bolluk oranı, Güneş'inkine nazaran ~ 15 kat daha yüksektir. Si bollukları çoğu doğrultuda oldukça düşüktür ve D2 (batı) yönü hariç, genellikle maksimum değerine $r=18''-20''$ civarında ulaşır. Hemen hemen tüm doğrultularda $r \leq 26''$ için ortalama ISM değerinden yüksek olan Mg bolluğu, sadece batı yönünde (D2) $r \approx 12''$ uzaklığında ISM değerine düşmektedir. Mg ayrıca kalıntının güneydoğu kesimlerinde (D6, D7 yönleri) nispeten daha yüksektir.

Fe neredeyse tüm doğrultular için $r=22''$ kadar ortalama ISM bolluklarından $\sim 7-8$ kat yüksek iken, batı (D2) yönünde $r \approx 12''$ uzaklığında aniden ortalama ISM değerine düşmektedir

Çizelge 3. DEM L71 üzerinde radyal ve azimutal doğrultularda seçilen 50 bölgenin tayf analizlerinden hesaplanan plazma parametreleri ve Güneş cinsinden element bollukları (Anders ve Grevesse 1989). Galaktik kolon yoğunluğu $N_{H,Gal}=1.58 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ değerinde (HI4PI işbirliği 2016) ve LMC kolon yoğunluğu da median ISM için hesaplanan median değerde $N_{H,LMC}=0.2 \times 10^{21} \text{ cm}^{-2}$ sabit tutulmuştur. Tek bileşenli düzlem şok modeli "*" ile işaretlenmiştir. Diğer modeller iki bileşenlidir ve atılan madde bileşenine dair tayfsal parametreler sunulmuştur.

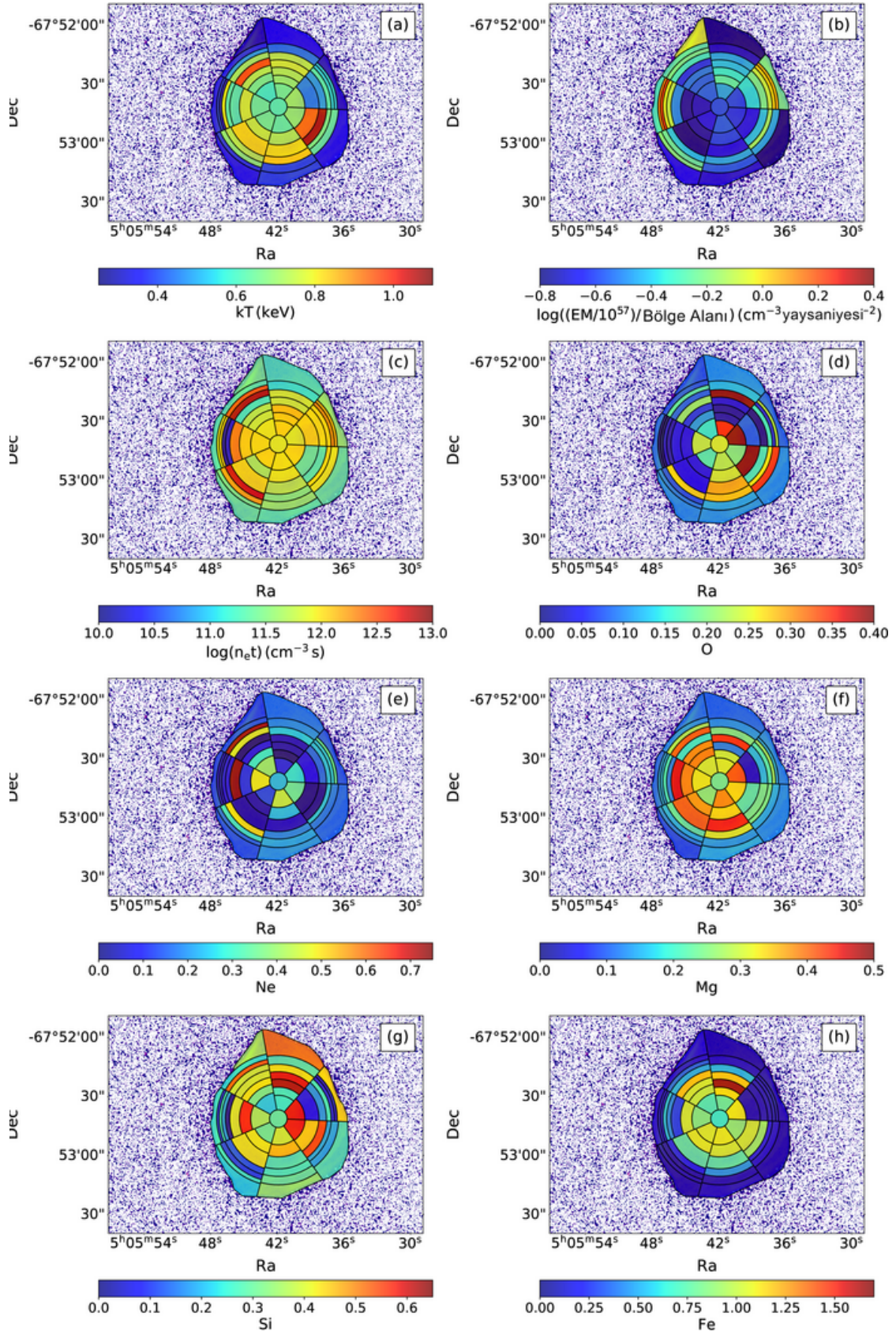
Doğrultu Bölge	r (")	kT (keV)	$n_e t (\times 10^{11})$ (cm^{-3}s)	$EM (\times 10^{57})$ (cm^{-3})	O	Ne	Mg	Si	Fe	$\chi^2_\nu (\times 10^{57})$ (cm^{-3})	
D1	1	2.25	$0.60^{+0.01}_{-0.01}$	$7.27^{+6.13}_{-2.20}$	$9.33^{+1.45}_{-1.42}$	$0.24^{+0.09}_{-0.09}$	$0.24^{+0.12}_{-0.11}$	$0.23^{+0.06}_{-0.06}$	$0.28^{+0.10}_{-0.09}$	$0.63^{+0.12}_{-0.08}$	1.03
	2	9.09	$0.68^{+0.02}_{-0.01}$	$9.50^{+3.20}_{-1.95}$	$5.75^{+1.04}_{-1.10}$	$0.19^{+0.16}_{-0.17}$	$0.34^{+0.25}_{-0.23}$	$0.33^{+0.10}_{-0.10}$	$0.58^{+0.15}_{-0.15}$	$0.85^{+0.20}_{-0.14}$	1.23
	3	17.10	$0.93^{+0.23}_{-0.13}$	$2.28^{+2.79}_{-1.06}$	$2.79^{+1.49}_{-1.14}$	$0.44^{+0.17}_{-0.16}$	$0.01^{+0.18}_{-0.01}$	$0.22^{+0.15}_{-0.12}$	$0.44^{+0.26}_{-0.18}$	$1.01^{+0.52}_{-0.32}$	1.24
	4	22.59	$1.08^{+0.12}_{-0.19}$	$1.88^{+3.01}_{-0.60}$	$1.83^{+1.40}_{-0.78}$	$0.16^{+0.28}_{-0.16}$	$0.02^{+0.26}_{-0.01}$	$0.24^{+0.14}_{-0.18}$	$0.55^{+0.40}_{-0.23}$	$0.89^{+0.61}_{-0.34}$	1.32
	5	25.79	$0.65^{+0.05}_{-0.04}$	$9.53^{+9.92}_{-3.65}$	$8.23^{+1.88}_{-1.71}$	$0.26^{+0.14}_{-0.15}$	$0.24^{+0.16}_{-0.15}$	$0.23^{+0.09}_{-0.08}$	$0.19^{+0.10}_{-0.08}$	$0.21^{+0.05}_{-0.04}$	1.18
	6	28.76	$0.62^{+0.05}_{-0.04}$	$8.03^{+2.43}_{-1.61}$	$7.73^{+1.95}_{-1.87}$	$0.34^{+0.13}_{-0.12}$	$0.19^{+0.12}_{-0.10}$	$0.15^{+0.08}_{-0.07}$	$0.19^{+0.12}_{-0.10}$	$0.14^{+0.04}_{-0.03}$	1.54
	7(*)	35.40	$0.36^{+0.04}_{-0.04}$	$2.24^{+1.59}_{-0.80}$	$38.16^{+11.56}_{-8.87}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.18^{+0.03}_{-0.02}$	$0.14^{+0.05}_{-0.04}$	$0.28^{+0.13}_{-0.11}$	$0.08^{+0.02}_{-0.02}$	1.36
D2	8	9.00	$0.69^{+0.01}_{-0.01}$	$7.08^{+11.84}_{-3.19}$	$4.09^{+0.86}_{-0.83}$	$0.44^{+0.19}_{-0.20}$	$0.27^{+0.27}_{-0.27}$	$0.41^{+0.13}_{-0.12}$	$0.59^{+0.24}_{-0.19}$	$1.08^{+0.28}_{-0.18}$	1.29
	9	17.10	$0.47^{+0.08}_{-0.07}$	$9.69^{+17.36}_{-4.28}$	$21.40^{+18.51}_{-11.03}$	$0.09^{+0.09}_{-0.04}$	$0.08^{+0.07}_{-0.04}$	$0.04^{+0.06}_{-0.04}$	$0.08^{+0.11}_{-0.07}$	$0.09^{+0.07}_{-0.03}$	1.24
	10	22.59	$0.49^{+0.08}_{-0.06}$	$9.07^{+46.45}_{-5.38}$	$10.86^{+3.61}_{-2.77}$	$0.01^{+0.05}_{-0.01}$	$0.17^{+0.05}_{-0.05}$	$0.16^{+0.06}_{-0.06}$	$0.18^{+0.11}_{-0.11}$	$0.11^{+0.02}_{-0.02}$	1.37
	11	25.65	$0.60^{+0.08}_{-0.08}$	$10.06^{+19.64}_{-4.78}$	$9.75^{+3.66}_{-2.63}$	$0.15^{+0.13}_{-0.14}$	$0.24^{+0.13}_{-0.12}$	$0.20^{+0.09}_{-0.07}$	$0.25^{+0.12}_{-0.10}$	$0.12^{+0.05}_{-0.03}$	0.98
	12	27.67	$0.54^{+0.05}_{-0.03}$	$19.33^{+40.73}_{-8.22}$	$12.80^{+3.21}_{-2.72}$	$0.06^{+0.12}_{-0.06}$	$0.25^{+0.11}_{-0.09}$	$0.26^{+0.08}_{-0.07}$	$0.09^{+0.08}_{-0.08}$	$0.14^{+0.04}_{-0.03}$	1.54
	13	29.23	$0.53^{+0.06}_{-0.07}$	$14.54^{+144.01}_{-7.65}$	$7.24^{+2.51}_{-2.02}$	$0.22^{+0.23}_{-0.19}$	$0.33^{+0.22}_{-0.14}$	$0.15^{+0.11}_{-0.10}$	$0.05^{+0.11}_{-0.02}$	$0.13^{+0.06}_{-0.04}$	1.54
	14(*)	32.26	$0.31^{+0.04}_{-0.03}$	$3.52^{+4.07}_{-1.59}$	$63.59^{+24.85}_{-18.28}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.13^{+0.05}_{-0.04}$	$0.43^{+0.18}_{-0.13}$	$0.11^{+0.02}_{-0.02}$	1.32
D3	15	8.19	$0.63^{+0.01}_{-0.01}$	$10.24^{+3.03}_{-1.94}$	$7.39^{+1.18}_{-1.15}$	$0.35^{+0.13}_{-0.13}$	$0.11^{+0.15}_{-0.11}$	$0.31^{+0.07}_{-0.07}$	$0.24^{+0.11}_{-0.08}$	$0.75^{+0.13}_{-0.10}$	1.19
	16	13.95	$0.68^{+0.01}_{-0.02}$	$10.73^{+33.60}_{-4.71}$	$2.78^{+0.76}_{-0.76}$	$0.02^{+0.16}_{-0.01}$	$0.01^{+0.18}_{-0.01}$	$0.29^{+0.16}_{-0.16}$	$0.25^{+0.19}_{-0.19}$	$1.11^{+0.44}_{-0.26}$	1.11
	17	18.05	$0.71^{+0.01}_{-0.03}$	$12.10^{+39.73}_{-6.05}$	$2.30^{+0.11}_{-0.35}$	$0.02^{+0.23}_{-0.01}$	$0.04^{+0.41}_{-0.12}$	$0.12^{+0.17}_{-0.12}$	$0.63^{+0.78}_{-0.27}$	$1.68^{+1.30}_{-1.04}$	1.12
	18	21.98	$0.75^{+0.17}_{-0.05}$	$5.79^{+54.38}_{-3.10}$	$2.13^{+0.65}_{-0.65}$	$0.04^{+0.31}_{-0.01}$	$0.05^{+0.27}_{-0.02}$	$0.44^{+0.19}_{-0.17}$	$0.59^{+0.42}_{-0.26}$	$1.16^{+0.54}_{-0.29}$	1.54
	19	25.79	$0.73^{+0.06}_{-0.05}$	$6.15^{+57.83}_{-3.61}$	$2.79^{+0.85}_{-0.85}$	$0.56^{+0.31}_{-0.34}$	$0.26^{+0.31}_{-0.25}$	$0.24^{+0.15}_{-0.14}$	$0.42^{+0.32}_{-0.21}$	$0.55^{+0.25}_{-0.14}$	0.95
	20(*)	29.91	$0.45^{+0.05}_{-0.04}$	$1.34^{+0.67}_{-0.43}$	$22.80^{+6.39}_{-4.92}$	$0.12^{+0.02}_{-0.02}$	$0.21^{+0.03}_{-0.03}$	$0.14^{+0.05}_{-0.04}$	$0.28^{+0.12}_{-0.11}$	$0.12^{+0.03}_{-0.02}$	1.47
	21(*)	38.26	$0.36^{+0.03}_{-0.04}$	$1.82^{+1.50}_{-0.57}$	$35.69^{+14.02}_{-7.11}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	$0.19^{+0.03}_{-0.03}$	$0.12^{+0.05}_{-0.05}$	$0.50^{+0.22}_{-0.17}$	$0.08^{+0.02}_{-0.02}$	1.47
D4	22	8.91	$0.58^{+0.01}_{-0.01}$	$8.06^{+3.53}_{-1.96}$	$9.00^{+1.54}_{-0.68}$	$0.15^{+0.09}_{-0.09}$	$0.39^{+0.09}_{-0.12}$	$0.30^{+0.06}_{-0.06}$	$0.22^{+0.09}_{-0.08}$	$0.69^{+0.12}_{-0.10}$	1.16
	23	15.52	$0.64^{+0.01}_{-0.01}$	$5.77^{+1.77}_{-1.11}$	$6.56^{+1.05}_{-1.10}$	$0.11^{+0.10}_{-0.10}$	$0.28^{+0.17}_{-0.16}$	$0.39^{+0.09}_{-0.08}$	$0.31^{+0.12}_{-0.10}$	$0.98^{+0.20}_{-0.14}$	1.41
	24	19.57	$0.72^{+0.01}_{-0.01}$	$4.76^{+1.24}_{-0.84}$	$5.50^{+0.94}_{-0.97}$	$0.07^{+0.12}_{-0.07}$	$0.09^{+0.20}_{-0.09}$	$0.38^{+0.09}_{-0.09}$	$0.42^{+0.14}_{-0.12}$	$1.02^{+0.22}_{-0.15}$	1.22
	25	23.31	$0.96^{+0.02}_{-0.03}$	$1.53^{+3.31}_{-0.35}$	$3.12^{+0.34}_{-0.34}$	$0.21^{+0.10}_{-0.10}$	$0.01^{+0.09}_{-0.01}$	$0.19^{+0.08}_{-0.08}$	$0.39^{+0.11}_{-0.11}$	$1.16^{+0.16}_{-0.13}$	1.28
	26	26.78	$0.70^{+0.02}_{-0.03}$	$80.21^{+60.21}_{-61.65}$	$4.00^{+0.33}_{-0.29}$	$0.09^{+0.32}_{-0.09}$	$0.46^{+0.27}_{-0.27}$	$0.41^{+0.16}_{-0.16}$	$0.39^{+0.15}_{-0.15}$	$0.53^{+0.03}_{-0.03}$	1.18
	27	29.48	$0.49^{+0.06}_{-0.08}$	$28.79^{+28.79}_{-18.85}$	$6.40^{+2.44}_{-1.51}$	$0.17^{+0.28}_{-0.17}$	$0.74^{+0.21}_{-0.20}$	$0.27^{+0.13}_{-0.12}$	$0.53^{+0.39}_{-0.23}$	$0.37^{+0.09}_{-0.07}$	1.43
	28(*)	31.95	$0.38^{+0.03}_{-0.03}$	$1.86^{+1.07}_{-0.62}$	$40.09^{+10.14}_{-8.09}$	$0.08^{+0.01}_{-0.01}$	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.14^{+0.04}_{-0.04}$	$0.24^{+0.11}_{-0.09}$	$0.15^{+0.03}_{-0.03}$	1.38
	29(*)	38.85	$0.30^{+0.03}_{-0.02}$	$2.49^{+1.35}_{-0.86}$	$72.56^{+18.29}_{-15.37}$	$0.08^{+0.01}_{-0.01}$	$0.15^{+0.02}_{-0.02}$	$0.12^{+0.05}_{-0.04}$	$0.35^{+0.16}_{-0.13}$	$0.15^{+0.03}_{-0.02}$	1.27
	D5	30	9.27	$0.63^{+0.01}_{-0.01}$	$9.27^{+7.69}_{-2.98}$	$7.95^{+1.11}_{-1.18}$	$0.23^{+0.11}_{-0.12}$	$0.47^{+0.18}_{-0.16}$	$0.32^{+0.07}_{-0.06}$	$0.35^{+0.11}_{-0.10}$	$0.82^{+0.14}_{-0.11}$
31		16.92	$0.75^{+0.01}_{-0.02}$	$10.36^{+4.32}_{-2.43}$	$6.67^{+0.20}_{-0.15}$	$0.05^{+0.14}_{-0.05}$	$0.12^{+0.32}_{-0.12}$	$0.38^{+0.10}_{-0.09}$	$0.58^{+0.10}_{-0.09}$	$1.01^{+0.11}_{-0.09}$	1.03
32		22.23	$0.61^{+0.03}_{-0.03}$	$19.95^{+59.24}_{-9.63}$	$6.54^{+0.64}_{-0.69}$	$0.05^{+0.22}_{-0.02}$	$0.75^{+0.27}_{-0.25}$	$0.46^{+0.14}_{-0.13}$	$0.40^{+0.15}_{-0.13}$	$0.31^{+0.09}_{-0.07}$	1.37
33		25.78	$0.61^{+0.11}_{-0.10}$	$0.18^{+0.69}_{-0.04}$	$10.09^{+2.23}_{-2.05}$	$0.02^{+0.01}_{-0.02}$	$0.09^{+0.03}_{-0.03}$	$0.13^{+0.07}_{-0.07}$	$0.02^{+0.14}_{-0.01}$	$0.43^{+0.51}_{-0.22}$	1.49
34		27.81	$0.79^{+0.03}_{-0.03}$	$0.13^{+0.37}_{-0.01}$	$6.20^{+1.49}_{-0.91}$	$0.04^{+0.02}_{-0.02}$	$0.10^{+0.04}_{-0.04}$	$0.20^{+0.09}_{-0.09}$	$0.19^{+0.27}_{-0.19}$	$0.54^{+0.12}_{-0.09}$	1.40
35		29.38	$0.32^{+0.04}_{-0.03}$	$9.89^{+33.72}_{-4.57}$	$29.60^{+3.34}_{-3.34}$	$0.01^{+0.01}_{-0.01}$	$0.06^{+0.02}_{-0.02}$	$0.15^{+0.06}_{-0.06}$	$0.25^{+0.20}_{-0.19}$	$0.17^{+0.04}_{-0.03}$	1.53
36		30.67	$0.39^{+0.05}_{-0.04}$	$7.93^{+30.79}_{-4.12}$	$17.15^{+2.20}_{-2.07}$	$0.01^{+0.02}_{-0.01}$	$0.07^{+0.04}_{-0.04}$	$0.14^{+0.07}_{-0.06}$	$0.10^{+0.15}_{-0.10}$	$0.16^{+0.04}_{-0.03}$	1.43
37(*)		32.76	$0.37^{+0.03}_{-0.03}$	$1.79^{+0.84}_{-0.56}$	$36.76^{+8.41}_{-7.14}$	$0.10^{+0.01}_{-0.01}$	$0.14^{+0.02}_{-0.02}$	$0.12^{+0.04}_{-0.04}$	$0.25^{+0.12}_{-0.10}$	$0.15^{+0.03}_{-0.02}$	1.14
D6	38	8.73	$0.64^{+0.01}_{-0.01}$	$9.67^{+3.41}_{-2.01}$	$6.50^{+0.21}_{-0.21}$	$0.17^{+0.05}_{-0.05}$	$0.14^{+0.12}_{-0.11}$	$0.25^{+0.06}_{-0.06}$	$0.30^{+0.09}_{-0.09}$	$1.03^{+0.14}_{-0.11}$	1.48
	39	15.62	$0.74^{+0.01}_{-0.02}$	$4.24^{+0.82}_{-0.61}$	$5.86^{+0.12}_{-0.12}$	$0.05^{+0.08}_{-0.05}$	$0.04^{+0.19}_{-0.04}$	$0.37^{+0.08}_{-0.08}$	$0.42^{+0.09}_{-0.09}$	$1.05^{+0.13}_{-0.11}$	1.31
	40	22.23	$0.81^{+0.01}_{-0.01}$	$9.26^{+8.41}_{-3.85}$	$6.70^{+0.24}_{-0.29}$	$0.05^{+0.14}_{-0.05}$	$0.03^{+0.17}_{-0.03}$	$0.40^{+0.04}_{-0.04}$	$0.41^{+0.08}_{-0.08}$	$0.75^{+0.07}_{-0.07}$	1.18
	41	27.82	$0.72^{+0.05}_{-0.14}$	$61.81^{+178.63}_{-27.18}$	$5.09^{+0.78}_{-0.78}$	$0.26^{+0.12}_{-0.12}$	$0.48^{+0.49}_{-0.19}$	$0.22^{+0.25}_{-0.12}$	$0.13^{+0.12}_{-0.11}$	$0.24^{+0.07}_{-0.05}$	1.46
	42	30.79	$0.67^{+0.09}_{-0.07}$	$15.01^{+10.33}_{-4.50}$	$10.50^{+1.66}_{-1.51}$	$0.08^{+0.05}_{-0.01}$	$0.29^{+0.15}_{-0.11}$	$0.16^{+0.07}_{-0.06}$	$0.12^{+0.07}_{-0.06}$	$0.08^{+0.02}_{-0.02}$	1.33
	43(*)	33.18	$0.39^{+0.05}_{-0.03}$	$2.60^{+1.93}_{-1.09}$	$37.44^{+10.71}_{-9.73}$	$0.10^{+0.01}_{-0.01}$	$0.17^{+0.03}_{-0.02}$	$0.13^{+0.04}_{-0.04}$	$0.25^{+0.11}_{-0.09}$	$0.10^{+0.02}_{-0.02}$	1.22
	44(*)	38.42	$0.37^{+0.04}_{-0.03}$	$2.21^{+1.43}_{-0.86}$	$34.72^{+10.17}_{-7.97}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.16^{+0.02}_{-0.02}$	$0.10^{+0.04}_{-0.04}$	$0.23^{+0.13}_{-0.10}$	$0.08^{+0.02}_{-0.02}$	1.07
D7	45	8.91	$0.62^{+0.01}_{-0.01}$	$8.76^{+4.30}_{-2.22}$	$5.71^{+0.18}_{-0.17}$	$0.22^{+0.14}_{-0.15}$	$0.43^{+0.20}_{-0.18}$	$0.38^{+0.10}_{-0.05}$	$0.38^{+0.13}_{-0.12}$	$1.07^{+0.13}_{-0.14}$	1.33
	46	16.38	$0.71^{+0.05}_{-0.02}$	$7.94^{+44.30}_{-4.74}$	$4.16^{+0.86}_{-0.86}$	$0.24^{+0.23}_{-0.24}$	$0.25^{+0.21}_{-0.20}$	$0.33^{+0.11}_{-0.10}$	$0.45^{+0.21}_{-0.16}$	$1.02^{+0.29}_{-0.19}$	1.33
	47	22.50	$0.80^{+0.04}_{-0.03}$	$4.91^{+3.76}_{-1.03}$	$4.35^{+0.24}_{-0.25}$	$0.28^{+0.16}_{-0.17}$	$0.05^{+0.20}_{-0.05}$	$0.44^{+0.11}_{-0.10}$	$0.27^{+0.12}_{-0.10}$	$0.74^{+0.14}_{-0.10}$	1.13
	48	27.45	$0.82^{+0.13}_{-0.09}$	$2.92^{+3.60}_{-1.24}$	$3.97^{+0.70}_{-0.70}$	$0.27^{+0.16}_{-0.16}$	$0.20^{+0.17}_{-0.17}$	$0.30^{+0.10}_{-0.10}$	$0.26^{+0.13}_{-0.13}$	$0.47^{+0.13}_{-0.09$	



Şekil 4. Radyal ve azimutal doğrultularda belirlenen bölgelerin bazılarında ait tayflar için artıklarla birlikte en iyi tayfsal modeller. Her bir panelde bulunan “Ejecta” ve “CSM” etiketleri sırasıyla düzlem şok modelindeki atılan madde ve şoka uğramış çevresel madde bileşenlerini temsil etmektedir.

(Şekil 5h). Patlama ile atılan Fe, doğu-batı doğrultusunda kuzey-güneyden daha fazla yayılmıştır. Bu Tip la kalıntısındaki merkezi Fe'nin asimetrik dağılımı, asimetrik bir patlamadan kaynaklanmış olabilir (Zhou ve Vink 2018; Post ve diğ. 2014; Park ve diğ. 2007). Asimetrik Tip la patlamalarının varlığını öne süren pek çok SD ve DD senaryoları mevcuttur (bkz. Gamezo, ve diğ. 2005; Maeda ve diğ. 2010; Malone ve diğ. 2014; Kushnir ve diğ. 2013). Metalce zengin atılan madde gazı farklı yönler için farklı kimyasal kompozisyonlar göstermektedir. Örneğin DEM L71'in batı (D1, D2) ve doğu (D5) kısımlarında Fe/Si ~ 2 iken, kuzeydeki bölgeler

için bu oran ~ 3.5 civarındadır. Kalıntının güney (D6, D7) kısımlarında ise Fe/Si ~ 2.5 mertebesindedir. Bu durum, süpernova patlaması sırasında farklı katmanlarda Si-yanmasının bir sonucu olabilir (Thielemann ve diğ. 1986). Alternatif olarak, gözlenen asimetrik dağılım, tekdüze olmayan bir çevresel ortamda küresel olarak simetrik bir Tip la süpernova patlamasının sonucu da olabilir. Kepler'in SNR'sine benzer şekilde, çevresel ortamın yoldaş yıldız veya ata yıldızdan gelen yıldız rüzgarları tarafından etkilendiği durumlarda CSM ile atılan madde etkileşiminin oluşu SD modelleri dikkate alınabilir (bkz. Chiotellis ve diğ. 2012; Patnaude ve diğ. 2012; Burkey



Şekil 5. Plazma parametreleri ve element bolluklarının DEM L71 üzerindeki dağılımı. (a) elektron sıcaklığı kT , (b) salma ölçüğü EM , (c) iyonlaşma zaman ölçüğü $n_e t$ ve (d) O, (e) Ne, (f) Mg, (g) Si, (h) Fe bollukları. Bolluklar Güneş bollukları cinsinden verilmiştir (Anders ve Grevesse 1989).

Çizelge 4. DEM L71'in çevresel maddesi için bu çalışmada elde edilen bulgular ile literatür değerleri karşılaştırması. Referanslar: [1]: Bu çalışma; [2]: Schenck ve diğ. (2016) (DEM L71 için süpürülen ISM parametreleri); [3]: Hughes ve diğ. (2003) (DEM L71'in dış kenar bölgesinin model parametreleri); [4]: Russell ve Dopita (1992) (LMC için ortalama ISM bollukları).

$N_{\text{H, LMC}} (\times 10^{21})$ (cm^{-2})	kT (keV)	$n_e t (\times 10^{11})$ (cm^{-3}s)	O	Ne	Mg	Si	Fe	Ref.
$0.20^{+0.10}_{-0.20}$	$0.35^{+0.04}_{-0.03}$	$2.47^{+2.01}_{-1.48}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.18^{+0.02}_{-0.02}$	$0.14^{+0.05}_{-0.04}$	$0.34^{+0.13}_{-0.11}$	$0.12^{+0.01}_{-0.01}$	[1]
—	$0.45^{+0.01}_{-0.01}$	$2.70^{+3.40}_{-2.10}$	$0.11^{+0.01}_{-0.01}$	$0.20^{+0.01}_{-0.01}$	$0.18^{+0.01}_{-0.02}$	$0.29^{+0.05}_{-0.03}$	$0.15^{+0.01}_{-0.01}$	[2]
$0.58^{+0.04}_{-0.06}$	$0.47^{+0.03}_{-0.03}$	$4.37^{+1.25}_{-0.98}$	$0.21^{+0.03}_{-0.02}$	$0.42^{+0.05}_{-0.04}$	$0.37^{+0.08}_{-0.07}$	$0.33^{+0.11}_{-0.11}$	$0.09^{+0.01}_{-0.01}$	[3]
—	—	—	0.263	0.331	0.316	0.309	0.363	[4]

ve diğ. 2013). Gözlemler, Tip Ia süpernovalarının bu tip bir etkileşime girebileceğini göstermektedir (Sternbergve diğ. 2011; Foley ve diğ. 2012; Maguire ve diğ. 2013). DEM L71, CSM ile etkileşime giren bu Tip Ia süpernova popülasyonuna ait olabilir. Kalıntının batı sınırı için ölçülen yoğunluk ($n_0 \simeq 4 \text{ cm}^{-3}$), ortalama ISM değerinden önemli ölçüde yüksektir. Bu durum, atılan maddenin bu yönde diğerlerine göre daha az yayılmasına ve asimetrik bir dağılım meydana gelmesine sebep olmuş olabilir. Kalıntındaki asimetrik yapı patlamanın doğası ve atılan madde ile çevresel madde etkileşiminin bileşke sonucu da olabilir.

Konumsal olarak gerçekleştirilen tayfsal analizlerle, kalıntı için daha önce yapılan Tip Ia tanımlamalarıyla (Hughes ve diğ. 1998, 2003; Rakowski ve diğ. 2003; van der Heyden ve diğ. 2003) uyumlu olarak yüksek Fe bollukları ile ihmal edilebilir düzeyde O bollukları tespit edilmiştir. Ayrıca Fe bakımından zengin merkezi bölgenin ($r \leq 26''$, $kT \simeq 0.70 \text{ keV}$), dış kısımlardan ($r > 26''$, $kT \simeq 0.40 \text{ keV}$) daha sıcak olduğu görülmüştür (Şekil 5a). Salma ölçeği (EM) yüzey parlaklık dağılımı ile uyumludur ve genellikle $r \simeq 30''$ uzaklığında tepe değerine ulaşır (Şekil 5b). Patlama ile atılan metalce zengin maddenin iyonlaşma zaman ölçeği ($n_e t$) genellikle kalıntının merkezi kısımlarında yüksek değerlere sahiptir ve çoğu doğrultu için $r \simeq 28''-30''$ uzaklığında zirve yaparak bunun ötesinde azalır (Şekil 5c). Fe bollukları batı yönü haricinde genellikle $r \simeq 22''$ uzaklığında ortalama ISM değerine düşmektedir (Şekil 5h). Bu durum şoka uğramış çevresel madde ile patlama sonucu atılan madde arasındaki sınır olarak tanımlanan değme süresizliğinin (CD) konumunun $r \simeq 22'' \simeq 5 \text{ pc}$ 'te (50 kpc LMC uzaklığı için; Freedman ve diğ. 2001) olduğuna işaret etmektedir. Kalıntının batı yönünde CD'nin konumu karmaşık ve belirsizdir. DEM L71 için oluşturulan X-ışın geniş band ve üç renk görüntülerinde bu yönde dikkat çeken sönük dairesel yapı da atılan maddenin asimetrik bir dağılıma sahip olduğunu desteklemektedir.

3.3 DEM L71'in Dinamik Özellikleri

Kalıntının patlama enerjisi, yaşı, şok hızı gibi dinamik özellikleri Sedov-Taylor çözümü kullanılarak (Sedov 1959) hesaplandı. Bu çözümün uygulanabilmesi için öncelikle öncül şok tarafından ısıtılan ISM'nin sıcaklık (kT) ve salma ölçeğinin (EM) bilinmesi gerekmektedir. Araştırmalarımız kapsamında DEM L71 kalıntısının çevresel maddesi, belirlenen sekiz bölge ile detaylı bir şekilde incelendi. DEM L71 için gerçekleştirilen Sedov-Taylor çözümünde kalıntının dış kısmından seçilen bu sekiz bölgenin (bkz. Şekil 2a; S1-S8) Çizelge 2'de listelenen sıcaklık ve salma ölçeği parametreleri kullanılmıştır. Hacim salma ölçeği ortamdaki elektron (n_e) ve hidrojen (n_{H}) yoğunlukları ile X-ışın yayılım hacminin (V) çarpımıyla ifade edildiğinden ($EM = n_e n_{\text{H}} V$; Park ve diğ. 2009), ışıının

Çizelge 5. DEM L71'in Sedov çözümünde kullanılan V , n_0 değerleri ile türetilen dinamik parametreler (V_s , τ_{sed} ve E_0).

Kabuk Bölgesi	$V (\times 10^{56})$ (cm^3)	n_0 (cm^{-3})	V_s (km s^{-1})	τ_{sed} (yıl)	$E_0 (\times 10^{51})$ (erg)
S1	3.75	1.94	512	8,142	1.90
S2	1.41	4.24	472	6,833	1.62
S3	4.14	1.71	534	7,097	1.37
S4	1.42	2.12	603	5,974	1.85
S5	2.83	1.85	558	7,309	2.00
S6	1.42	3.02	553	6,173	1.88
S7	2.16	2.09	553	5,568	0.96
S8	2.11	2.63	508	6,478	1.24

yayan uzay hacminin ve salma ölçeğinin bilinmesi durumunda ortamdaki elektron ve hidrojen yoğunlukları belirlenebilir. Kalıntının dış kısmından belirlenen sekiz kabuk bölgesi (S1-S8) için X-ışın yayılım hacimlerinin hesaplanmasında her bir bölge alanının bölgenin açısız kalınlığı ile çarpımı dikkate alınmıştır. Kabuk bölgelerinin açısız kalınlık değerleri hemen hemen aynıdır ve görüş hattı boyunca $\sim 1.2 \text{ pc}$ yol uzunluğuna denk gelmektedir (50 kpc LMC uzaklığı için, Freedman ve diğ. 2001). Kabuk bölgeleri için bu yöntem ile hesaplanan hacimler Çizelge 5'te listelenmiştir. DEM L71 gibi orta yaşlı kalıntılar için adyabatik genişleme dikkate alınabilir, bu durumda normal bir kimyasal kompozisyonda ortalama yük durumu $n_e \simeq 1.2 n_{\text{H}}$ ve güçlü bir adyabatik şok için $n_{\text{H}} = 4 n_0$ (n_0 ; şok öncesi hidrojen sayı yoğunluğu) şeklinde ifade edilir. Bu kabuller altında hidrojen sayı yoğunluğu $n_0 = 0.25 \times \sqrt{EM/1.2V}$ olur. Kabuk bölgelerinden hesaplanan EM ve V parametreleri hidrojen sayı yoğunluğu bağıntısına yerleştirilerek bu bölgeler için n_0 değerleri hesaplanmış ve sonuçlar Çizelge 5'te verilmiştir. Hesaplanan sayı yoğunluğu değerleri proton kütlesiyle çarpılarak ($\rho = n_0 m_p$) ortalama yoğunluklar elde edilmiştir. İyonize plazma sıcaklığı, ortamın ortalama molekül ağırlığına ve şok hızına doğrudan bağlıdır. İyonize plazmalar için; iyonlar ve elektronlar arasında termal enerji eş bölümü (Ghavamian ve diğ. 2007), güçlü şok ($\rho = 4\rho_0$) ve monoatomik gaz ($\gamma = 5/3$) varsayımı altında sıcaklık; $T = 3\hat{m}V_s^2/16k_B$ bağıntısıyla ifade edilebilir. Burada k_B ; Boltzmann sabiti, \hat{m} ; proton kütlesi cinsinden $\hat{m} \simeq 0.6 m_p$ ifadesiyle verilen ortalama molekül ağırlığıdır. S1-S8 kabuk bölgelerine yapılan tayfsal modeller vasıtasıyla elde edilen elektron sıcaklığı değerleri ($kT = 0.26-0.43 \text{ keV}$) ilgili bağıntıda yerine konularak kalıntı için şok hızları (V_s) hesaplanmış ve Çizelge 5'te listelenmiştir. DEM L71'in Sedov yaşını belirlemek için $V_s = 2r/5t$ formülü kullanılmıştır. Burada r ve t ; sırasıyla kalıntı için yarıçap ve yaştır. DEM L71'in $r \simeq 40''$ olan açısız yarıçapı, LMC'nin yaklaşık 50 kpc uzaklıkta

bulunduğu dikkate alındığında $r=9.70$ pc'lik bir fiziksel yarıçapa karşılık gelmektedir. Kalıntının çok hızlı değerleri ve ortalama yarıçapı kullanılarak DEM L71 için Sedov yaş hesaplamaları yapılmış sonuçlar Çizelge 5'te verilmiştir. Kalıntının patlama enerjisi, $E_0=r^5 t^{-2} \rho$ bağıntısı ile hesaplanmış ve Çizelge 5'te listelenmiştir. DEM L71 kalıntısı için hesaplanan çok hızlı, Sedov yaşı ve patlama enerjisinin medyan değerleri, sırasıyla, $\sim 545 \pm 37 \text{ km s}^{-1}$, $\sim 6,660 \pm 770$ yıl, ve $E_0=1.74 \pm 0.35 \times 10^{51}$ erg şeklindedir. Hesaplanan çok hızlıları ISM tarafından yavaşlatılmış alt sınırları ifade ettiğinden buna bağlı olarak elde edilen Sedov yaş değerleri de üst sınırları temsil etmektedir ve kalıntı için literatürde verilen yaş değerlerinden ($4,360 \pm 290$ yıl, $\sim 5,000$ yıl; Ghavamian ve diğ. 2003; Hughes ve diğ. 1998) nispeten daha büyüktür. Kalıntının patlama enerjisi Tip Ia mekanizmalarıyla uyumludur.

Teşekkür

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi *Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinasyon Birimi* tarafından FOA-2018-30716 numaralı *Öncelikli Alan Araştırma Projesi* ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Anders E., Grevesse N., 1989, *Geochimica et Cosmochimica Acta*, 53, 197
- Badenes C., Borkowski K. J., Hughes J. P., Hwang U., Bravo E., 2006, *ApJ*, 645, 1373
- Bautz M. W., Pivovarov M., Baganoff F., ve diğ., 1998, *SPIE*, 3444, 210
- Borkowski K. J., Lyerly W. J., Reynolds S. P., 2001, *ApJ*, 548, 820
- Burkey M., Reynolds S., Borkowski K., Blondin, J. M., 2013, *ApJ*, 764, 63
- Chiotellis A., Schure K., Vink J., 2012, *A&A*, 537, 139
- Davies R. D., Elliott K. H., Meaburn J., 1976, *MmRAS*, 81, 89
- Foley R. J., Simon J. D., Burns C. R., ve diğ., 2012, *ApJ*, 752, 101
- Foster A. R., Ji L., Smith R. K., Brickhouse N. S., 2012, *ApJ*, 756, 128
- Freedman W. L., Madore B. F., Gibson B. K., ve diğ., 2001, *ApJ*, 553, 47
- Gamezo V. N., Khokhlov A. M., Oran E. S., 2005, *ApJ*, 623, 337
- Ghavamian P., Rakowski C. E., Hughes J. P., Williams T. B., 2003, *ApJ*, 590, 833
- Ghavamian P., Laming J. M., Rakowski, C. E., 2007, *ApJL*, 654, L69
- HI4PI işbirliği, Ben Bekhti N., Flöer L., Keller, R., ve diğ., 2016, *A&A*, 594, A116
- Hughes J. P., Hayashi I., Koyama K., 1998, *ApJ*, 505, 732
- Hughes J. P., Ghavamian P., Rakowski C. E., Slane, P. O., 2003, *ApJ*, 582L, 95
- Kushnir D., Katz B., Dong S., Livne E., Fernández R., 2013, *ApJL*, 778, L37
- Long K. S., Helfand D. J., Grabelsky D. A., 1981, *ApJ*, 248, 925
- Iben I. Jr., Tutukov A. V., 1984, *ApJ*, 282, 615
- Maeda K., Benetti S., Stritzinger M., ve diğ., 2010, *Natur*, 466, 82
- Maggi P., Haberl F., Kavanagh P. J., ve diğ., 2016, *A&A*, 585A, 162
- Maguire K., Sullivan M., Patat F., ve diğ., 2013, *MNRAS*, 436, 222
- Malone C. M., Nonaka A., Woosley S. E., Almgren A. S., Bell J. B., Dong S., Zingale M., 2014, *ApJ*, 782, 11
- Maoz D., Mannucci F., Nelemans G., 2014, *ARA&A*, 52, 107
- McConnachie A. W., 2012, *AJ*, 144, 4
- Nomoto K., 1982, *ApJ*, 253, 798
- Pagnotta A., Schaefer B. E., 2015, *ApJ*, 799, 101
- Park T., Kashyap V. L., Siemiginowska A., van Dyk D. A., Zezas A., Heinke C., Wargelin B. J., 2006, *ApJ*, 652, 610
- Park S., Slane P. O., Hughes J. P., Mori K., Burrows D. N., Garmire G. P., 2007, *ApJ*, 665, 1173

- Park, S., Kargaltsev, O., Pavlov, G. G., ve diğ., 2009, *ApJ*, 695, 431-441
- Patnaude D., Badenes C., Park S., Laming J., 2012, *ApJ*, 756, 6
- Post S., Park S., Badenes C., ve diğ., 2014, *ApJL*, 792, L20
- Rakowski C. E., Ghavamian P., Hughes J. P., 2003, *ApJ*, 590, 846
- Ruiz-Lapuente P., 2014, *NewAR*, 62, 15
- Ruiz-Lapuente P., Damiani F., Bedin L. ve diğ., 2018, *ApJ*, 862, 124
- Russell S. C., Dopita M. A., 1992, *ApJ*, 384, 508
- Sedov, L. I., 1959, *Similarity and Dimensional Methods in Mechanics*, New York: Academic Press
- Schenck A., Park S., Post S., 2016, *AJ*, 151, 161
- Siegel J., Dwarkadas V. V., Frank K., Burrows D. N., Panfichi A., 2020, *AN*, 341, 163
- Sternberg A., Gal-Yam A., Simon D., ve diğ., 2011, *Science*, 333, 856
- Thielemann F., Nomoto K., Yokoi K., 1986, *A&A*, 158, 17
- van der Heyden K. J., Bleeker J. A. M., Kaastra J. S., Vink J., 2003, *A&A*, 406, 141
- Wang B., Han Z., 2012, *NewAR*, 56, 122
- Wang B., 2018, *RAA*, 18, 49
- Whelan J., Iben I., 1973, *ApJ*, 186, 1007
- Zhou P., Vink J., 2018, *A&A*, 615, A150, 14

Access:

M23-0386: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

M51 ULX-4 ve NGC 1316 ULX X7'nin X-ışın ve Optik Özellikleri

Sinan Allak^{1,3}  , Aysun Akyüz² , Faruk Soyduğan^{3,4} 

¹ Çukurova Üniversitesi, Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), 01330, Adana, Türkiye

² Çukurova Üniversitesi, Fizik Bölümü, 01330, Adana, Türkiye

³ Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale, Türkiye

⁴ Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, 17100, Çanakkale, Türkiye

Accepted: November 14, 2022. Revised: November 14, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, gökada NGC 1316'da ULX X7 ve M51'de geçici ULX-4 kaynaklarının X-ışın tayfsal, zamansal ve optik özellikleri *Chandra*, *XMM-Newton*, *Swift-XRT* ve *HST* arşiv verileri kullanılarak kapsamlı bir şekilde araştırıldı. Bir X-ışın kaynağı olan X7'nin, ilk defa bu çalışmada 2019 *Chandra* gözlemleri kullanılarak bir ULX olduğu belirlendi. İncelenen diğer kaynak M51 ULX-4'ün, 20 yıllık dönemde X-ışın akısı ise ~200 kat değişkenlik göstermektedir. Kaynağın bu uzun dönemde belirlenen çift modlu X-ışın akı dağılımı, pulsar içeren ULX'lerde gözlenen dağılıma benzerlik göstermektedir. ULX-4'ün belirlediğimiz bir optik karşılığında 264 günlük periyodik optik değişkenlik gözlenmiştir. Bu değişkenliğin nedeni olarak tıkkız (compact) nesnenin doğası için iki önemli senaryo sunulmuştur.

Abstract

In this study, the results of temporal and spectral analyzes of transient ultra-luminous sources ULX-4 and X-7 in the galaxies M51 and NGC 1316 using *Chandra*, *XMM-Newton* and *Swift-XRT* observations are presented. In this study, for the first time X-7 was determined as ULX source using 2019 *Chandra* observations. Another important part of this study is M51 ULX-4 which showed long-term X-ray flux variability (factor of ~200) over the 20-year. The bimodal X-ray flux distribution of the source determined in this long period is similar to the distribution observed in pulsar ULXs. One of ULX-4 counterparts exhibited a low-amplitude optical periodicity of 264 days. For this periodicity, two important scenarios are presented for the nature of the compact object.

Anahtar Kelimeler: M51 ULX-4 – NGC 1316 ULX X7 – ULXs – X-rays: Binaries – Optical Counterparts

1 Giriş

Aşırı parlak X-ışın kaynakları (ULX), yıldız kütleli (5-10 M_{\odot}) bir karadelik için Eddington sınırını aşan X-ışın ışımasına ($L_x \geq 10^{39}$ erg s^{-1}) sahip ve barınak galaksinin merkezinde bulunmayan nokta-benzeri kaynaklardır (Kaaret ve diğ. 2017; Fabrika ve diğ. 2021). Şimdiye kadar Gökadamızda görülmüş çok net bir ULX kaynağı bulunmamaktadır. Ancak, Galaktik kaynak olan Swift J0243.6+6124, nötron yıldızı içeren bir ULX olarak önerilmektedir (Beri ve diğ. 2021).

Hızlı X-ışın zamanlama çalışmalarının ilk çarpıcı sonucu NuSTAR ile M82' deki bir ULX'ten uyumlu 1.37 saniyelik X-ışın titreşimlerinin keşfi olmuştur (Bachetti ve diğ. 2014). Sinyal, M82'nin merkezin kalabalık bölgesinde bulunan, $\geq 10^{39}$ erg s^{-1} 'in üzerinde bir pik ışımasına sahip geçici (transient) bir X-ışın kaynağı olan M82 X-2' den gözlemlendi. Tutarlı atımlar, dönen bir nötron yıldızının açık göstergesidir. Bu durum, karadelik üzerine yığılma olasılığını dışladığı gibi ve gözlenen parlaklığın Eddington sınırını çok aştığından nötron yıldızların bilinen kütleleri ile açıklanmasının zorluğunu ortaya çıkardı (Kaaret ve diğ. 2017). Pulsar benzeri sinyal keşfedilen diğer sistemlere örnek olarak ise, NGC 7793 P13, NGC 5907 ULX-1, NGC 300 ULX-1, NGC 1313 X-2 ve M51 ULX-7 verilebilir (Fürst

ve diğ. 2016; Israel ve diğ. 2017a,b; Carpano ve diğ. 2018; Sathyaprakash ve diğ. 2019; Rodríguez Castillo ve diğ. 2020). Ayrıca, Brightman ve diğ. (2018), M51 ULX-8'in bir siklotron rezonans saçılma (cyclotron resonance scattering) özelliğine sahip olduğunu keşfettiler. Bu özellik, yüklü parçacıkların güçlü bir manyetik alanla etkileşimlerinden kaynaklandığından bu sisteminin bir nötron yıldızı barındırdığını göstermektedir.

ULX'ler birçok açıdan diğer X-ışın kaynaklarından farklıdır. Sahip oldukları enerjiler onları tipik XRB'ler ve AGN' ler arasında farklı bir sınıfa dahil etmektedir. Kozmolojik olarak, yıldızların evrim süreçlerinin anlaşılması için önemli ipuçları sunmakta ve ayrıca orta kütleli karadeliklerin (10^2 - $10^4 M_{\odot}$) araştırılması için önemli bir araç olma özelliğine sahiptir. ULX'ler aynı zamanda, yıldız kütleli karadeliklere ve nötron yıldızlarına süper-Eddington yığılma içeren, en uç fiziksel ortamları araştırmamıza olanak sağlayan gök cisimleridir.

ULX'lerin çoğu, birkaç yıl, hatta on yıllar boyunca sabit ışıtmaya sahip olabilirler. Bazıları ise kısa zaman ölçeğinde yüksek akı değişiklikleri gösterebilirler. Hatta bazıları günler ya da aylar mertebesinde tamamen sönebilir ve tekrardan ULX seviyesinde ışıtmaya yapabilirler (Walton ve diğ. 2021). Bu tür kaynaklara geçici ya da transit ULXs denir. Pulsar özelliği keşfedilen ULX'ler (PULX'ler), genellikle geçici ULX'ler olarak tanımlanabilecek kadar yüksek akı değişkenliği gösterirler. Geçici ULX'lerin donör kütleleri ve yaş aralıkları hakkında ortak

* 0417allaksinan@gmail.com

Çizelge 1. NGC 1316 ULX X7'nin *Chandra* ve *HST* gözlemleri. Tarih "yıl-ay-gün" biçiminde verilmiştir.

Dedektör	Filtre	ObsID	Tarih	Süre (ks)	Rate ($\times 10^{-4}$) (count/s)
<i>Chandra</i>					
ACIS-S	C1	2022	2001-04-17	29.85	17.01 \pm 3.48
ACIS-S	C2	20340	2019-04-16	44.97	7.86 \pm 1.74
ACIS-S	C3	22179	2019-04-17	38.95	10.80 \pm 2.04
ACIS-S	C4	22180	2019-04-20	13.57	6.65 \pm 3.29
ACIS-S	C5	20341	2019-04-22	51.39	17.20 \pm 2.24
ACIS-S	C6	22187	2019-04-25	53.18	19.41 \pm 2.30
<i>HST</i>					
ACS/WFC	F555W	j6n202010	2003-03-04	6.98	
ACS/WFC	F814W	j6n201030	2003-03-07	2.20	
ACS/WFC	F475W	j90x01020	2005-02-16	0.76	
WFC3/UVIS	F336W	ib3n03040	2010-07-30	3.23	
WFC3/IR	F110W	ib3n03030	2010-07-30	0.40	

Çizelge 2. M51 ULX-4'ün X-ışın gözlemleri. Tarih "yıl-ay-gün" biçiminde verilmiştir.

Ad	ObsID	Dedektör	Tarih	Süre (ks)
<i>XMM-Newton</i>				
XM1	0212480801	EPIC	2005-07-01	49.21
XM2	0303420101	EPIC	2006-05-20	54.11
XM3	0303420201	EPIC	2006-05-24	36.81
XM4	0677980701	EPIC	2011-06-07	13.32
XM5	0677980801	EPIC	2011-06-11	13.32
XM6	0830191501	EPIC	2018-06-13	63.00
XM7	0830191601	EPIC	2018-06-15	63.00
XM8	0852030101	EPIC	2019-07-11	77.00
<i>Chandra</i>				
C1	354	ACIS-S	2000-06-20	14.86
C2	1622	ACIS-S	2001-06-23	26.81
C3	3932	ACIS-S	2003-08-07	47.97
C4	12562	ACIS-S	2011-06-12	9.63
C5	12668	ACIS-S	2011-07-03	9.99
C6	13813	ACIS-S	2012-09-09	179.20
C7	13812	ACIS-S	2012-09-12	157.46
C8	15496	ACIS-S	2012-09-19	40.97
C9	13814	ACIS-S	2012-09-20	189.85
C10	13815	ACIS-S	2012-09-23	67.18
C11	13816	ACIS-S	2012-09-26	73.10
C12	15553	ACIS-S	2012-10-10	37.57
C13	19522	ACIS-I	2017-03-17	37.76
C14	20998	ACIS-S	2018-08-31	19.82

bir görüş henüz oluşmamıştır. Bu yüzden, optik karşılıklarının belirlenmesi bu konuda önemli gelişmelere olanak sunabilir. Ancak, optik ışımaya kaynağının yalnızca disk yada donör yıldızı veya her iki bileşenin katkısının olduğu konusunda belirsizler mevcuttur. Yüksek uzaysal çözünürlüklü, sürekli *HST* gözlemlerinin yanı sıra yeni nesil James Webb Teleskobu verilerinin bu belirsizlikleri büyük oranda çözme potansiyeli bulunmaktadır.

Özellikle, ULX'lerin optik karşılıklarının tanımlanması ve özelliklerinin ortaya çıkartılması, X-ışın çiftlerinin anlaşılması

Çizelge 3. M51 ULX-4'ün *HST*/ACS ve WFC3 gözlemleri. Tarih "yıl-ay-gün" biçiminde verilmiştir.

Dedektör	Filtre	ObsID	Tarih	Süre (s)
WFC	F435W	J97C51R3Q	2005-01-20	340
WFC	F555W	J97C51R4Q	2005-01-20	340
WFC	F814W	J97C51R6Q	2005-01-20	340
WFC3	F275W	ICD401010	2014-09-11	1400
FWC3	F336W	ICD401020	2014-09-11	1450
WFC	F606W	JD8F01010	2016-10-05	2200

ve tıkkız nesnelere kütleleri konusunda önemli ipuçları sunmaktadır. Ayrıca, optik ışımaya yığılma diskinden ve/veya donör yıldızdan geldiği konusunda hangi bileşenin olası katkısının daha baskın olduğu hakkında önemli bir ipucu sunabilir. Örneğin, erken tür OB yıldızlarının göstergesi olan mavi renklere sahip ULX'lerin nokta benzeri karşılıkları belirlenerek bu sistemlerinin donör yıldızları hakkında önemli çıktılar elde edilmiştir (Soria ve diğ. 2005).

NGC 1316, Fornax gökada kümesinin eteklerinde bulunan, 19 Mpc uzaklığında dev bir eliptik gökadadır (Jensen ve diğ. 2003). Girdap (whirlpool) gökadası olarak da bilinen M51 (NGC 5194) ve eşlikçi gökada NGC 5195, Av Köpekleri Takımı yıldızı içinde yer alan, 9 Mpc uzaklıkta bulunan (Song ve diğ. 2020) etkileşim halindeki bir çift gökadadır. Bu çalışmada, M51'de bulunan ULX-4 ve ilk defa bu çalışmada tanımlanan NGC 1316'da bulunan ULX X7 kaynağının X-ışın ve optik özellikleri ele alınmıştır.

2 Gözlemler, İndirgemeler ve Analizler

2.1 X-ışın

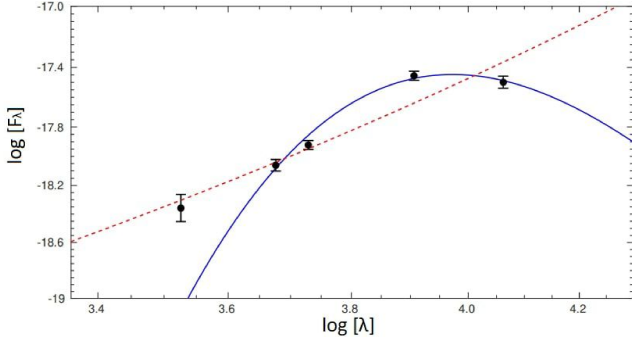
NGC 1316 X7'nin, *Chandra* ACIS-S ve *HST* ve M51 ULX-4'ün *XMM-Newton*, *Chandra*, *Swift-XRT* ve *HST* gözlemleri sırasıyla Çizelge 1 ve Çizelge 2 ve Çizelge 3'de verilmiştir. M51 ULX-4, *Swift-XRT* tarafından 2005 ve 2021 arasında birçok kez (276 gözlem) gözlemlendi. Bu çalışmada kullanılan gözlemlerin numaraları 10717, 11417, 32017, 37267, 81964, 11106, 30083, 35895, 80113 ve 745090'dır.

Chandra verileri, kalibrasyon dosyaları CALDB v4.9 ile CIAO v4.12 yazılımı kullanılarak analiz edildi. CIAO'da bulunan wawdetect fonksiyonu kullanılarak X-ışın kaynakları tespit edildi. *XMM-Newton* EPIC verileri Science Analysis System (SAS) v17.0 yazılımı ile analiz edildi. Her gözlem için EPIC-pn ve MOS görüntü dosyalarını elde etmek için epchain ve emchain paketleri kullanıldı. sırasıyla, *Chandra* ve *XMM-Newton* için 4" ve 15" dairesel bir yarıçap seçilerek kaynak verilerini indirgemek için standart adımlar izlenmiştir.

PC modunda (Photon Counting mode, Foton Sayma modu) *Swift-XRT* verileri için foton sayım oranları, web sayfasında belirtilen otomatik prosedürler Evans ve diğ. (2009) kullanılarak elde edildi. Bu prosedürleri uyguladığımızda, 0.3–10 keV enerji bandında toplam sayımları sıfırdan büyük 82 gözlem kullanılmıştır.

Ayrıca, uzun dönem değişimleri için mevcut tüm gözlemlerden akıllar hesaplandı. İstatistiği düşük *Chandra* verileri için, foton sayım oranları, CIAO da bulunan SRCFLUX fonksiyonu ile üst limit değerleri kullanılmıştır.

Güç-yasası (power-law: PL), çok renkli-disk karacisim



Şekil 1. X7'nin optik adayı için oluşturulan SED. SED modelleri, karacisim için mavi düz çizgi ve güç yasası için kırmızı kesikli çizgi ile gösterilmiştir. Kara cismin sıcaklığı 3100 ± 400 K ve güç yasası modeli X-7 için $\alpha = 1.75 \pm 0.35$ 'tir. Akı değerleri $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$, dalgaboyu Å birimindedir.

(DISKBB) ve karacisim (bbody) gibi tek bileşenli modeller, kaynakların enerji tayfını temsil edebilecek en iyi modelleri bulmak için seçilmiştir. Ayrıca kaynak tayfının DISKBB + PL gibi sık kullanılan iki bileşenli modeller de denenmiştir. Veri istatistiği iyi olan *Chandra* ve *XMM-Newton* gözlemlerindeki akılar, *XSPEC*'te mevcut olan *cflux* fonksiyonu kullanılarak 0.3–10 keV enerji bandında hesaplandı. Bu akılar ve galaksilerin uzaklıkları dikkate alınarak L_x değerleri hesaplandı.

2.2 Optik

ULX'lerin optik karşılıklarının belirlenmesi, astrometrik düzeltmeler tarafından sağlanan hassas kaynak konumlarını gerektirir. *Chandra* ve *HST* görüntüleri arasında görelî astrometrik hesaplamalar birçok çalışmada kullandığımız yöntem takip edilerek yapıldı.

HST görüntülerinde optik kaynakların belirlenmesinde *DAOPHOT*'ta bulunan *daofind* fonksiyonu kullanıldı. Belirlenen optik kaynakların Vega kadir değerleri için sırasıyla NGC 1316 ve M51 için *DOLPHOT* ve *DAOPHOT* PSF fotometrisi yapıldı.

Optik ışımının donör yıldızdan kaynaklandığı varsayılarak, optik karşılıkların tayf türleri, *pysynphot* kullanılarak elde edilen spektral enerji dağılımı (SED)'ler tahmin edildi. Bu programda CK04 standart yıldızların sentetik tayfları kullanıldı (Castelli & Kurucz 2004). Ayrıca, optik karşılıkların tayfsal tipini belirlemenin alternatif bir yolu olarak, bu optik karşılıkların SED'leri bir karacisim modeline uyduruldu. Ek olarak, optik karşılıkların yaşını ve kütlelerini belirlemek için renk-kadir diyagramları (CMD'ler) oluşturuldu.

3 Sonuçlar ve Tartışmalar

3.1 NGC 1316 ULX X7

Bu çalışmada, ilk defa Nisan 2019 *Chandra* gözlemleri kullanılarak NGC 1316'da $L_x > 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ olan yeni bir ULX tanımlanmıştır. Bu ışıma, Nisan 2001'de alınan *Chandra* verilerinden elde edilen değerden neredeyse ~ 4 kat daha yüksek bir değere sahiptir. X7'nin X-ışın enerji tayflarını en iyi temsil eden model, foton indisleri C5 verisi ile $\Gamma = 2.24$ ve C6 verisi için $\Gamma = 1.56$ olarak güç-yasası modelidir. Γ değerlerinin her ikisi de Galaktik karadelik çiftleri için tanımlanan sert (hard) durumlara karşılık gelir.

HST arşiv verilerini kullanarak NGC 1316'deki X7'nin optik özellikleri incelenmiştir. Astrometrik düzeltmeden sonra $0''.22$ hata yarıçapı içinde bir optik aday tespit edilmiştir. Optik adayın görünür parlaklığı birçok ULX'in optik karşılığı gibi sönüktür (> 22.5 kadir). Optik ışımının donör yıldızdan geldiğini varsayarak oluşturulan, SED (Şekil 1'de görüldüğü gibi) bir karacisim ve/veya güç-yasası modeline uyum göstermiştir. Her iki model de benzer uyumlandırma istatistikleri vermesine rağmen, güç-yasası eğimi ULX'lerin optik karşılığı için önerilen değerde değildir. Bu yüzden, X-7 için uygun model karacisim modelini öneriyoruz. Bu sonuç, optik ışımının donör yıldızdan geldiği yada katkısının çok fazla olduğu olasılığını güçlendirmektedir. X-7'nin donörün ölçülen sıcaklığı ve mutlak parlaklığı M tipi bir süperdev olabileceğini gösterir. Benzer tipte donörler Gladstone ve diğ. (2013)'ün çalışmasında NGC 3034 ULX-5, NGC 253 ULX-1 ve ULX-2 kaynakları için de tanımlanmıştır.

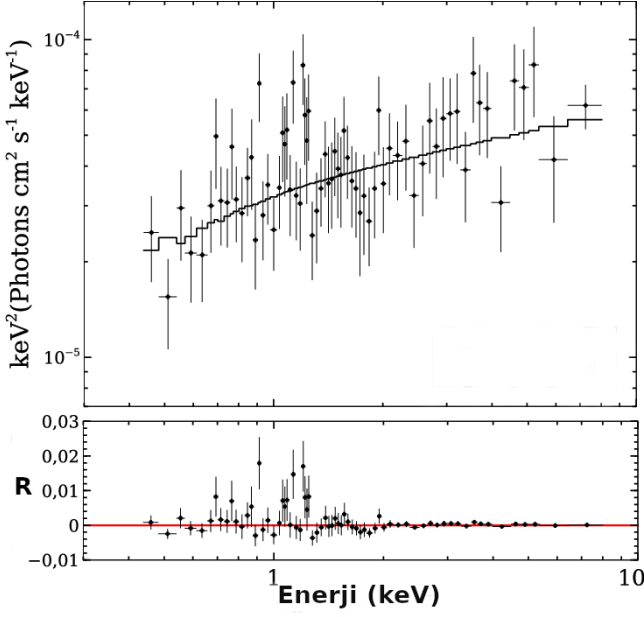
Ayrıca çalışmamızda, X7'nin $\sim 6''$ güneybatısında $\alpha = 03:22:40.55$ ve $\delta = -37:12:26.45$ konuma sahip yeni bir geçici ULX adayı tanımladık (XT-1). Önceki çalışmalarda, bu kaynak düşük akı ile belirlenen bir XRB olarak tanımlanırken, yeni gözlemlerde ULX ışıma değerine ulaştığı belirlenmiştir. Ancak, kaynak XT-1'in *HST* görüntülerinde optik karşılığı belirlenememiştir.

3.2 M51 ULX-4

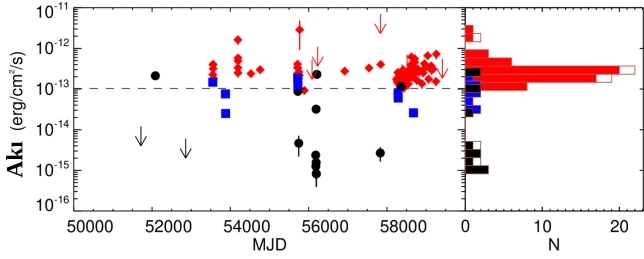
Daha önce çalışılan *XMM-Newton*, *Chandra* ve *Swift-XRT* verilerinin yanısıra yeni yayınlanmış bir çok gözlem verisi analiz edilmiştir. Bu verilerin bir kısmı önceki çalışmalarda X-ışın tayfsal modelleme ve zamansal analizlerde kullanılmamıştır. Uygulanan tayfsal modeller arasında, *XMM-Newton*, *Chandra* verilerine, soğurulma içeren güç-yasası modeli ile 1.44–2.0 foton indisi aralığında istatistiksel olarak kabul edilebilir bir uyum sağlamıştır. Bu aralık, kaynağın termal olmayan emisyonla karakterize edilen sert bir durum ile tutarlıdır (Remillard & McClintock 2006). Eddington ışımasında yığılma olduğu varsayıldığında, tız cismin kütlesi 5–15 M_{\odot} , aralığında yıldız kütleli bir karadelik olabilir. Güç-yasası modeli kullanılarak C12 verisinin enerji tayfı Şekil 2'de gösterilmiştir. Tayfın profili, Sutton ve diğ. (2013) ve Fabrika ve diğ. (2021) tarafından bir ULX'in sert aşırı-parlak (hard ultra-luminous) durumu tanımlamasına benzemektedir.

XMM-Newton, *Chandra* ve *Swift-XRT*'nin arşiv gözlemlerinin çoğunu kullanarak, ULX-4'ün uzun dönem X-ışın ışık eğrisini elde edilmiştir (bkz. Şekil 3). ULX-4'ün en yüksek akısının en düşük akısına oranı olan X-ışın değişkenlik faktörü ~ 230 olarak hesaplanmıştır. ULX'lerde yüksek akı değişkenliğinin olası nedenlerinden biri olarak pervane etkisi tartışılmıştır (Tsygankov ve diğ. 2016; Earnshaw ve diğ. 2018). Earnshaw ve diğ. (2018) ve Song ve diğ. (2020), ULX-4'de dahil olmak üzere bazı ULX'lerde iki modlu (bi-modal) bir akı dağılımının varlığına dikkat çekmişlerdir. Çalışmamızda mevcut verileri kullanarak bu senaryo ULX-4 için test edilmiştir ve *Chandra* verileri böyle bir dağılımı gösterdiği gözlenmiştir (bkz. Şekil 3). İki modlu dağılımın bir disk/rüzgâr devininin göstergesi olduğu önerilmektedir. (Vinokurov ve diğ. 2018).

Görelî sert X-ışın tayfları ve özellikle *Chandra* veri seti tarafından belirtilen uzun dönem akı değişkenliği göz önüne alındığında (bkz. Şekil 3), ULX-4'ün aslında bir nötron yıldızı barındırıyor olması mümkündür (Vinokurov ve diğ. 2018; Rodríguez Castillo ve diğ. 2020). Ancak, pulsar benzeri bir sinyalin kaydedilmediği belirtmek gerekir.



Şekil 2. Güç-yasası modeli ile iyi uyum veren ULX-4'ün Chandra (C12) enerji tayfı. R değerleri model değerlerinin gözlemden farkını (rezidü) temsil etmektedir.

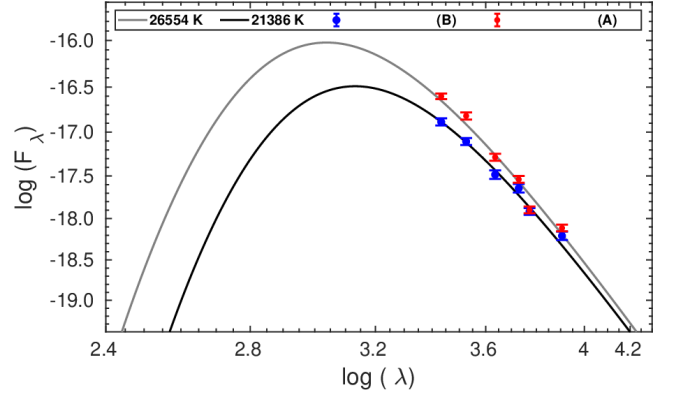


Şekil 3. ULX-4'ün uzun dönem X-ışın ışık eğrisi (sol) ve histogramı (sağ). Chandra, XMM-Newton and Swift-XRT gözlemleri sırasıyla siyah, mavi ve kırmızı renkli sembollerle temsil edilmiştir. Kesikli siyah çizgi, bir ULX durumu için X-ışın ışıma eşik seviyesini göstermektedir.

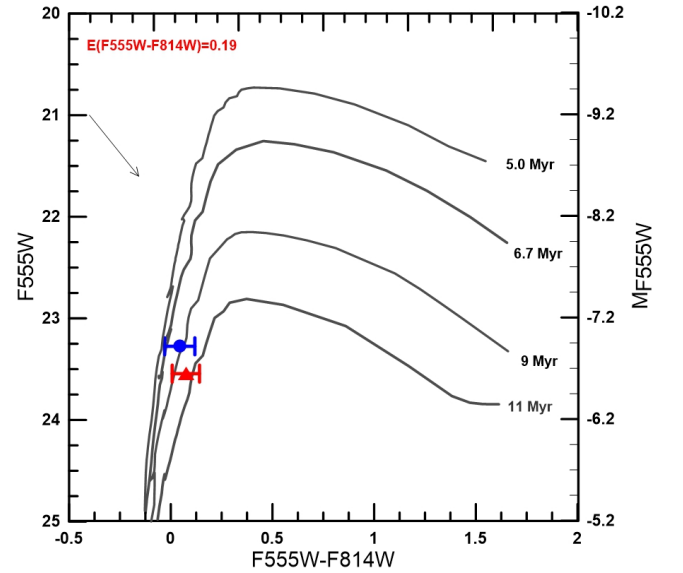
Çalışmamızda, *HST/ACS* ve *HST/WFC3* verileri kullanılarak ULX-4'ün iki optik karşılığı (A ve B) belirlendi. İki optik karşılık 0.18" astrometrik hata yarıçapı içinde tespit edildi. Görünür parlaklıkları (m_V) 23–23.5 kadir aralığında ve mutlak parlaklıkları (M_V) -6.6 kadirdir. Bu parlaklıklar bilinen diğer ULX'ler için belirlenen parlaklık aralığındadır (Tao ve diğ. 2011; Allak 2022).

A ve B'nin tayfsal türleri iki farklı yöntemle tahmin edildi: (1) CK04 modellerinin kullanımı, her iki karşılığın da erken B-tipi süperdevler olduğunu gösterir. (2) Bir karacisim modeli kullanarak tayfsal uyumlandırma araştırılmıştır. SED'lere iyi uyum veren karacisim modelinden sırasıyla A ve B için 26554 ± 104 K ve 21386 ± 173 Kelvin sıcaklıkları $2-\sigma$ güvenilirlikte elde edilmiştir. Optik karşılıklar için modeller Şekil 4'de gösterilmiştir.

Optik karşılıkların yaşı ve kütlesi sırasıyla ~ 10 Myr ve $\sim 20 M_\odot$ olarak CMD'den elde edildi (bkz. Şekil 5). ULX-4'ün karşılıkları için B-tipi sınıflandırma, diğer çoğu ULX'lerin



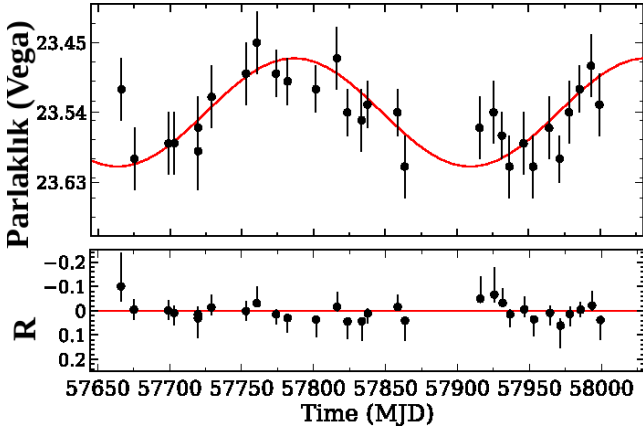
Şekil 4. M51 ULX-4'ün optik karşılıklarının SED'leri. Akı değerleri $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$, dalgaboyu \AA birimindedir.



Şekil 5. The ULX-4 optik karşılıkların (kırmızı ve mavi semboller) *HST/ACS* renk-kadir diyagramı (CMD). Padova eş-yaş çizgileri gri çizgilerle gösterilmiştir. Eş-yaş eğrileri $A_V=0.46$ kadir değeri olan sönümleme ile düzeltilmiştir.

optik karşılıkların tayfsal tipi (OB-süperdev) ile uyumludur. Ancak, optik ışıma yığılma diskinden geliyorsa, bu yaşlar optik karşılıkların yaşlarını temsil etmeyecektir.

Bu çalışmanın ilgi çekici sonuçlarından biri, optik karşılıklardan A'nın F606W filtresinde 264 ± 37 günlük düşük genlikli periyodik bir modülasyon sergilemesidir (bkz. Şekil 6). Bu görünür periyodiklik için iki olasılık göz önünde bulundurulduğunda biri donörün doğasını içerirken diğeri periyodikliğin doğası hakkında ipucu sağlar. İlk durumda, optik modülasyon, donörün kütleçekimi etkisiyle bozulan ve X-ışınları tarafından eşit olarak ışınlanmayan yörüngesel hareketinden kaynaklanabilir (Zampieri ve diğ. 2012). Bu durumda donör yıldız B-tipi bir süperdev olamaz, çünkü böyle bir yıldızın periyodikliğin birkaç yüz günlük yörünge periyodunun bir sonucu olduğunu varsayarsak, Roche lobunu doldurması pek olası değildir. Ayrıca, bu durum SED'nin, belki de bir yığılma diskinden yayılan sıcak bir rüzgârdan gelen ışıma ile nispeten



Şekil 6. 2016–2017 *HST* F606W gözlemlerinden oluşturulan ULX-4'ün optik karşılıklarından biri olan A'nın ışık eğrisi. Veriye iyi uyum veren sinüsoidal eğri kırmızı ile gösterilmiştir. R değerleri model değerlerinin gözlemden farkını (rezidü) temsil etmektedir.

soğuk bir donörden gelen ışımının bir süperpozisyonu olarak yorumlanması anlamına gelir. Böyle bir donör, bazı ULX sistemlerinde belirtildiği gibi kırmızı bir süperdev (RSG) olabilir (Heida ve diğ. 2015). Heida ve diğ. (2019), NGC 300 ULX-1 sistemindeki kırmızı bir süperdevin 0.8–2.1 yıl aralığındaki bir yörünge periyodu ile tutarlı olduğunu göstermektedir.

İkinci senaryoda, donörün gerçekten bir B–tipi (aslında bir Be/X) yıldız olduğunu varsaymaktır. Burada, Townsend & Charles (2020), bir dizi disk kaynaklı yüksek kütleli X–ışın çiftleri (Be/X) için yörünge periyodu ile süper yörünge periyodu arasında bir pozitif korelasyon gösterdiklerini belirtmişlerdir. Süper-yörünge periyodunun, tıkHz nesnenin (düzenli olarak yörünge hareketinin bir parçası olarak) donörün dairesel bir diski ile etkileşime girmesi ve disk ortamında bozulmalara ve bulanıklaşmasına neden olması ve bunun da yoğunluk dalgaları olarak yayılmasıyla optik ışımada gözlenen periyodik değişimleri ortaya çıkardığı varsayılmaktadır. Bu senaryo, tıkHz cismin olağan yörünge hareketi yerine süper-yörünge hareketi yaptığını varsayar. Bu senaryoyu dikkate alarak ve Townsend & Charles (2020) tarafından verilen bağıntıyı kullanarak, tıkHz nesne için ~10–15 günlük yörünge periyodu tahmin edilebilir. Ancak, yukarıda özetlenen senaryoların her ikisi için de kesin bir sonuca varmak bu veriler ışığında zor olmaktadır.

Teşekkür

Bu araştırma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) tarafından 119F315 numaralı proje ile desteklenmiştir. Bu çalışma, S. Allak'ın doktora tez çalışmasının bir parçasıdır. Ayrıca, İ. Akkaya Oralhan, S. Avdan, N. Aksaker, A. Vinokurov, K. S. Dhuga ve E. Sonbas'a değerli katkıları için teşekkür ederiz.

Kaynaklar







- Allak S., 2022, *MNRAS*, 517, 3495
 Bachetti M., ve diğ., 2014, *Nature*, 514, 202
 Beri A., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 500, 565
 Brightman M., ve diğ., 2018, *Nature Astronomy*, 2, 312
 Carpano S., Haberl F., Maitra C., Vasilopoulos G., 2018, *MNRAS*, 476, L45
 Castelli F., Kurucz R. L., 2004, *A&A*, 419, 725

- Earnshaw H. P., Roberts T. P., Sathyaprakash R., 2018, *MNRAS*, 476, 4272
 Evans P. A., ve diğ., 2009, *MNRAS*, 397, 1177
 Fabrika S. N., Atapın K. E., Vinokurov A. S., Sholukhova O. N., 2021, *Astrophysical Bulletin*, 76, 6
 Fürst F., ve diğ., 2016, *ApJ*, 831, L14
 Gladstone J. C., Copperwheat C., Heinke C. O., Roberts T. P., Cartwright T. F., Levan A. J., Goad M. R., 2013, *ApJS*, 206, 14
 Heida M., ve diğ., 2015, *MNRAS*, 453, 3510
 Heida M., ve diğ., 2019, *ApJ*, 883, L34
 Israel G. L., ve diğ., 2017a, *Science*, 355, 817
 Israel G. L., ve diğ., 2017b, *MNRAS*, 466, L48
 Jensen J. B., Tonry J. L., Barris B. J., Thompson R. I., Liu M. C., Rieke M. J., Ajhar E. A., Blakeslee J. P., 2003, *ApJ*, 583, 712
 Kaaret P., Feng H., Roberts T. P., 2017, *ARA&A*, 55, 303
 Remillard R. A., McClintock J. E., 2006, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. p. 07.05
 Rodríguez Castillo G. A., ve diğ., 2020, *ApJ*, 895, 60
 Sathyaprakash R., ve diğ., 2019, *MNRAS*, 488, L35
 Song X., Walton D. J., Lansbury G. B., Evans P. A., Fabian A. C., Earnshaw H., Roberts T. P., 2020, *MNRAS*, 491, 1260
 Soria R., Cropper M., Pakull M., Mushotzky R., Wu K., 2005, *MNRAS*, 356, 12
 Sutton A. D., Roberts T. P., Middleton M. J., 2013, *MNRAS*, 435, 1758
 Tao L., Feng H., Grisé F., Kaaret P., 2011, *ApJ*, 737, 81
 Townsend L. J., Charles P. A., 2020, *MNRAS*, 495, 139
 Tsygankov S. S., Mushtukov A. A., Suleimanov V. F., Poutanen J., 2016, *MNRAS*, 457, 1101
 Vinokurov A., Fabrika S., Atapın K., 2018, *ApJ*, 854, 176
 Walton D. J., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 501, 1002
 Zampieri L., Impiombato D., Falomo R., Grisé F., Soria R., 2012, *MNRAS*, 419, 1331

Access:

M23-0355: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

NGC 628'deki X-ışın Çiftleri ve Kompakt Yıldız Kümeleri Arasındaki Bağlantının İncelenmesi

Seda Acar¹  , Aysun Akyüz^{2,3} , İnci Akkaya Oralhan¹ , Şenay Avdan³ ,
Sinan Allak³ 

¹ Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye

² Çukurova Üniversitesi, Fizik Bölümü, 01330, Adana, Türkiye

³ Çukurova Üniversitesi, Uzay Bilimi ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), 01330, Adana, Türkiye

Accepted: December 11, 2022. Revised: November 24, 2022. Received: November 12, 2022.

Özet

Bu çalışmada, *Chandra* ve *HST* uydu arşiv verileri kullanılarak, NGC 628 galaksisindeki X-ışın çiftleri (XRB'ler) ve sıkı yıldız kümeleri arasındaki olası ilişkiler araştırılmıştır. Buna göre, *HST* verileriyle 864 tane kaynak, sıkı yıldız kümesi olarak tanımlanmıştır. Kümelerin renk-renk diyagramından ise kümelere ait yaş ve kütle değerleri belirlenmiştir. Ayrıca bu galaksi alanı içerisinde, *Chandra* verilerine göre ışınım güçleri $3 \times 10^{36} \leq L_X \leq 2 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ ve gözlem zamanları 2000–2018 aralığında olan 69 XRB tanımlanmıştır. Tanımlanan bu 69 XRB içerisinde, *HST* alanıyla örtüşen 42 tane XRB tespit edilmiş ve bunlardan 15 tanesinin optik karşılıkları belirlenmiştir. Bu optik karşılıklar, olası donör yıldızları olup XRB'lerin HMXB veya LMXB olarak sınıflandırılmasında kullanılmıştır. Son olarak kümeler ile XRB'ler arasındaki ilişkilere de bakılarak, genç ($\tau < 350$ Myıl) kümelerin HMXB ile yaşlı ($\tau > 350$ Myıl) kümelerin ise LMXB ile ilişkili olduğu tespit edilmiştir.

Abstract

We investigated for a possible connection between the types of X-ray binaries and the properties of compact star clusters in the NGC 628 using *HST* and *Chandra* archive data. 864 compact star clusters were identified using *HST* data. Age and mass values were determined from the color-color diagram of the clusters. Using *Chandra* data covering the years 2001–2018, a total of 69 XRBs were found to be in the luminosity range of $3 \times 10^{36} \leq L_X \leq 2 \times 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. We identified the optical counterpart of 15 of the 42 XRBs overlapping the *HST* field and classified the sources as HMXB and LMXB based on the presence of these optical counterparts identified as possible donors. It was determined that young ($\tau < 350$ Myear) clusters were associated with HMXB and old ($\tau > 350$ Myear) clusters were associated with LMXB.

Anahtar Kelimeler: X-ray: Binaries, galaxies: star clusters: general, galaxies: individual: NGC 628

1 Giriş

Bir X-ışın çifti (XRB), sıkı bir cisim (bir kara delik veya nötron yıldızı) ve ona eşlik eden bir donör yıldızdan oluşmaktadır. Bu donör yıldızın ışınım gücü ise yaklaşık olarak $L_X \simeq 10^{36-38} \text{ erg s}^{-1}$ 'dir. XRB'ler, donör yıldızlarının kütlelerine (M_d) bağlı olarak Büyük Kütleli X-ışın Çifti (HMXB), Küçük Kütleli X-ışın Çifti (LMXB) ve Orta Kütleli X-ışın Çifti (IMXB) olarak üç sınıfa ayrılmaktadır. XRB'lerin donör kütlelerine göre sınıflandırılmasında kullanılan kütle limitleri, HMXB için $M_d > 8 M_\odot$, IMXB için $3 M_\odot < M_d < 8 M_\odot$, LMXB için $M_d < 3 M_\odot$ olarak kabul edilmektedir (Chandar ve diğ. 2020; Hunt ve diğ. 2021).

Yakın galaksilerde, XRB'ler ile küme ilişkileri incelenirken yakınındaki kümelere ve o kümelere ait küme üyesi yıldızlara bakılarak XRB'ler hakkında bazı sonuçlara varılabilmektedir (Vulic ve diğ. 2013). Fakat yerel küme ötesi galaksiler söz konusu olduğunda, galaksiye ait yıldız kümelerinin tamamının tespit edilmesi mümkün olmadığından, sadece yıldız sayısı yoğunluğu oldukça yüksek ve parlak olanlar tespit edilebilmektedir. Ayrıca bu kümelere, küme üyesi yıldızların tek tek ayırt edilebilmesi de olanaksız olduğundan kümelerin her

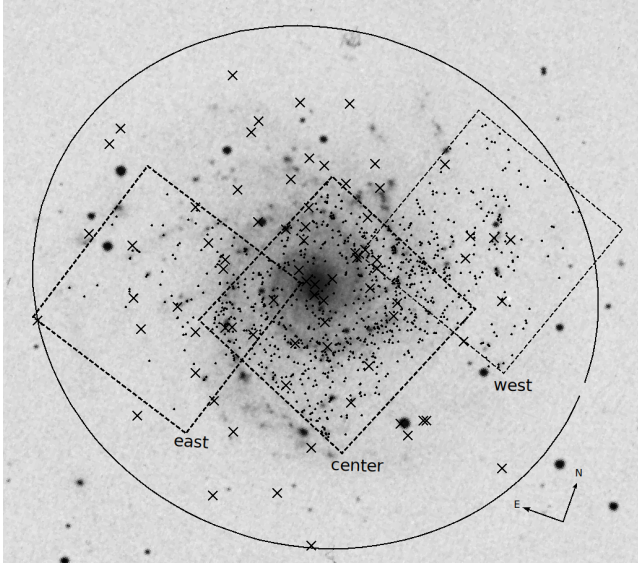
biri nokta kaynak şeklinde gözükmemektedir. Nokta kaynak olarak tespit edilebilen bu sıkı ve yoğun kümelere beklenen yıldız etkileşimleri çok yüksek oranlarda olacağından, bu kümelere bir XRB oluşumu da gerçekleşmiş olabilir. Öyle ki yapılan çalışmalarda, yoğun yıldız kümelerinin yakınında tespit edilmiş XRB'lerin bulunması bu olasılığı desteklemektedir. Bazı XRB'lerin ise herhangi bir küme yakınında bulunmayışı; oluşumlarından sonra, oluştukları kümelere belirli hızlarla atılmış olabilecekleri varsayımına dayanmaktadır (Zezas ve diğ. 2002; Kaaret ve diğ. 2004; Rangelov ve diğ. 2011; Garofali ve diğ. 2012).

2 Optik Analizler ve Küme Seçimi

NGC 628, *HST*/ACS Geniş Alan Kamerası (Wide Field Camera, WFC) kullanılarak üç farklı alanda gözlenmiştir. *HST*/ACS gözlemleri galaksinin merkez, doğu ve batı alanlarını kapsamaktadır. NGC 628'in DSS görüntüsü üzerindeki bu alanlar Şekil 1'de gösterilmiştir. Gözlemlere ait bilgiler Çizelge 1'de verilmiştir.

HST verilerinin fotometrik analizleri, IRAF yazılımı içindeki daophot paketi kullanılarak yapılmış olup, kaynak taraması ise Daofind algoritması ile gerçekleştirilmiştir. Açıklık fotometrisi, 0.5 ve 3 piksel yarıçaplar için 7 ve 8 piksel arkaplan halkaları kullanılarak Phot paketi ile gerçekleştirilmiştir. Fotometri

* acarseda.1240@gmail.com



Şekil 1. NGC 628'in DSS görüntüsü. Bu çalışmada kullanılan HST/ACS gözlem bölgeleri (doğu, merkez ve batı) kesikli siyah kareler olarak gösterilmiştir. Tespit edilen yıldız kümelerinin yerleri siyah noktalarla gösterilmiştir. Siyah çarpılar, X-ışını kaynaklarının D_{25} bölgesi (siyah elips) içindeki konumunu temsil etmektedir.

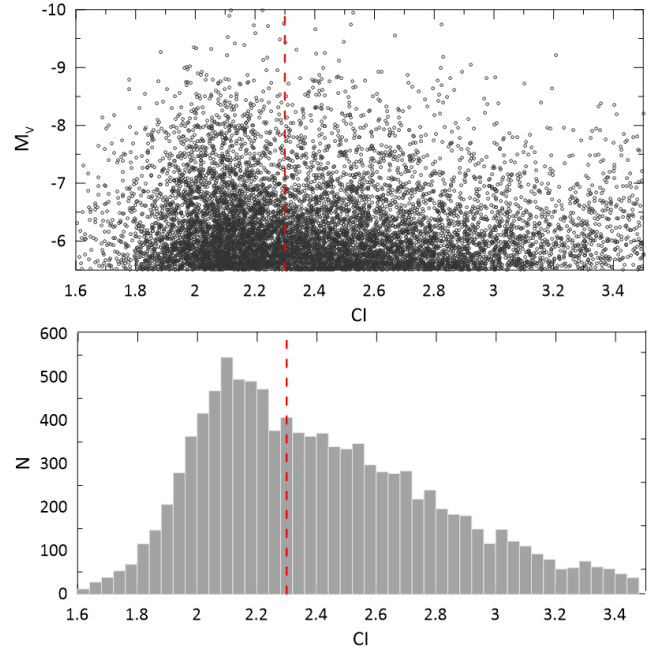
Çizelge 1. HST gözlem bilgileri.

Enstrüman	Bölge	ObsID	Filtre	Poz süresi (s)
ACS/WFC	Center	J96R23011	F435W (B)	1358.0
		J96R23021	F555W (V)	858.0
		J96R23031	F658N (H_{α})	1422.0
		J96R23041	F814W (I)	922.0
ACS/WFC	East	J96R22R9Q	F435W	400.0
		J96R22RGQ	F555W	360.0
		J96R22REQ	F814W	360.0
ACS/WFC	West	J96R21011	F435W	1200.0
		J96R21021	F555W	1000.0
		J96R21031	F658N	1400.0
		J96R21041	F814W	900.0

sonucunda belirlenen HST/ACS parlaklık değerlerini VegaMag parlaklık sistemine dönüştürmek için kullanılan sıfır noktası değerleri [Sirianni ve diğ. \(2005\)](#) yayınından (bkz. Çizelge 10) alınmıştır.

Uzak galaksilerde yıldız kümelerinin üye yıldızları ayırt edilemediğinden, bu kümeler sıkı (compact) nesnelere olarak gözlenirler. Bu nedenle, bu galaksilerdeki sıkı yıldız kümelerini tanımlamak için çeşitli fotometrik kriterler uygulanır ([Chandar ve diğ. 2010](#); [Bastian ve diğ. 2012](#); [Johnson ve diğ. 2012](#)). Kriterlerden biri, yıldızları ve kümeleri ayırt etmek için kullanılan parlaklık sınırıdır, çünkü kümeler genellikle yıldızlardan daha parlaktır. İlk adım olarak kaynakların parlaklığını $m_{F555W} < 25$ kadar olarak seçiyoruz.

İkinci adım, kümeleri yıldızlardan daha iyi ayırt etmek için Konsantrasyon İndisi (Concentration Index, CI) uygulamaktır. CI, kaynak koordinatı merkez olmak üzere iki farklı yarıçap için hesaplanan parlaklık farkı olarak tanımlanır. Sıkı kümeler için CI değeri önemli bir seçim kriteri olup, bu değer alandaki



Şekil 2. (Üst) CI'ye göre $M_V \leq -5.5$ 'ten daha parlak kaynakların dağılımı. Dikey kesikli kırmızı çizgi, sıkı nesnelere ve yıldızları ayırt etmek için kullanılan $CI=2.3$ 'ü temsil etmektedir. (Alt) CI değerlerinin histogramı. Dikey kesikli kırmızı çizgi $CI=2.3$ 'ü temsil etmektedir.

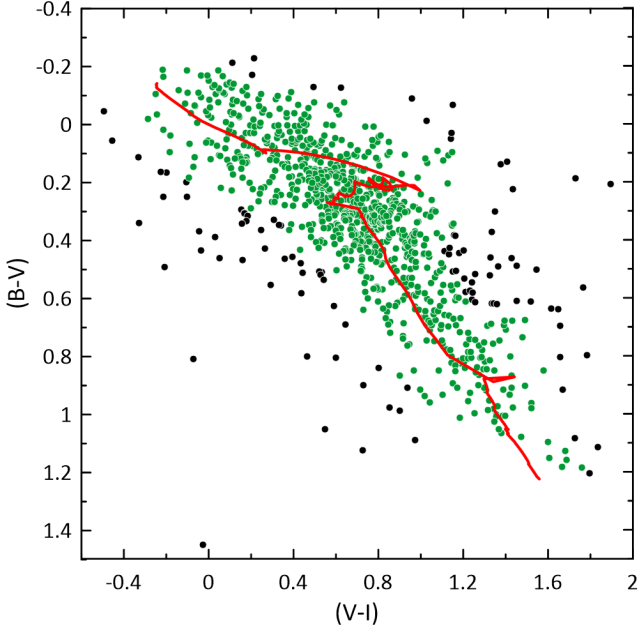
bir yıldızın CI değerinden daha büyük olmalıdır. NGC 628 için alınan yarıçap değerleri sırası ile 0.5 ve 3 pikseldir. Kaynakların mutlak parlaklıklarına (M_V) karşı CI grafiği Şekil 2'nin üst panelinde ve CI'nın histogramı ise alt panelde gösterilmiştir. Kaynakların yıldız olarak tanımlanması için $CI < 2.3$ değerine sahip olduğunu kabul ediyoruz. Öte yandan, $CI > 2.3$ 'ten büyük değere sahip kaynaklar sıkı küme adayları olabilir. Bu nedenle, sonraki adımlar için $CI > 2.3$ olan kaynaklar dikkate alınmıştır.

Üçüncü adım, BA01ab/Ishape ([Larsen & Richtler 1999](#)) yazılımını kullanarak kaynakların boyutunu hesaplamaktır. Ishape analitik profilleri nokta yayılım fonksiyonu (PSF) ile birleştirir ve her kaynak için en uygun profili hesaplar. PSF, her alan için F555W filtresindeki parlak izole yıldızlardan üretilmiştir. Kalan kaynaklar için birkaç farklı profil uygulanmıştır ve en uygun profili 1.5 güç indeksi ile EFF (Elson-Fall-Freeman, [Elson ve diğ. 1987](#)) olarak belirlenmiştir. Çıktılardan biri, kaynakların boyutunu bulmaya yardımcı olan FWHM'dir. Çalışmamızda, $FWHM > 0.2$ piksel olan kaynakları ise küme adayları olarak tanımlanmıştır. Ayrıca FWHM değerleri etkin yarıçapa (r_{eff} : kaynağın toplam ışığının yarısını içeren yarıçap) dönüştürmek için ishape kılavuzunda belirtilen adımlar izlenmiştir.

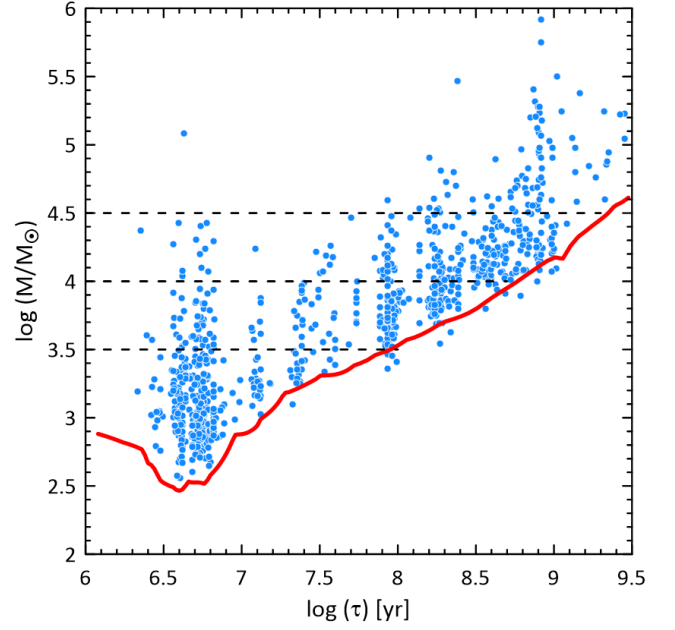
Dördüncü adım, 5 piksellik bir yarıçap alanı içerisinde hiçbir kaynak bulunmayan 'izole' kaynaklar küme adayı olarak seçilmiştir. Son olarak galaksi içerisinde seçilen bu kümeler göz ile tekrar incelenmiş küme yapısı göstermeyen (ardalan galaksi, sıcak nokta ile eşleşme vb.) kaynaklar listemizden çıkartılmıştır.

3 Kümelerin Kütle Yaş Dağılımı

Renk-renk diyagramlarını Basit Yıldız Popülasyonu (SSP) ile karşılaştırmak hem küme yaşının hem de kütlelerinin doğru



Şekil 3. NGC 628'deki yıldız kümelerinin renk-renk diyagramı. Kırmızı düz çizgi, seçilen SSP modeline karşılık gelir. Yeşil ve siyah noktalar, SSP modelinden sırasıyla $\leq 1\sigma$ ve $>1\sigma$ standart sapması olan kümeleri temsil eder.



Şekil 4. NGC 628'deki yıldız kümelerinin kütle-yaş diyagramı. Kırmızı düz çizgi, $M_V = -6.2$ kadir tamlık sınırını göstermektedir. Kesikli çizgiler iki farklı kütle aralığını göstermekte ve geniş bir yaş aralığını kapsamaları nedeniyle popülasyonu iyi temsil etmektedir.

Çizelge 2. NGC 628'deki yıldız kümelerinin özelliklerinin örnek bir listesi.

ID	R.A	Dec.	B-V	V-I	r_{eff}	Yaş	Kütle
1	24.202984	15.733198	0.22	0.06	4.17	6.72	3.14
2	24.155932	15.741452	-0.08	0.04	2.47	6.70	3.12
3	24.154451	15.741519	0.09	1.08	2.26	6.94	3.72
4	24.15486	15.741673	0.13	1.03	1.88	6.95	3.00
5	24.156314	15.741799	-0.09	0.23	9.60	6.74	2.72
6	24.153729	15.741869	0.20	0.42	3.27	6.85	3.07
7	24.15578	15.742933	0.90	1.49	9.22	9.11	4.21
8	24.156447	15.743201	0.82	1.17	8.03	9.02	4.20
9	24.160758	15.744161	0.32	0.74	7.23	8.31	4.46
10	24.158929	15.744414	0.27	0.79	6.89	7.18	3.28

belirlenmesi için önemlidir. Ayrıca bu diyagram, kümeleri yıldızlardan ayırmaya yardımcı olabilir. Burada, [Bruzual & Charlot \(2003\)](#) popülasyon sentezi modellerini karşılaştırarak her kümenin yaşını ve kütle tahmin edebiliyoruz. NGC 628 için yıldız kümelerinin renk-renk diyagramı Şekil 3'te verilmiştir. Bu diyagram F435W–F555W ve F555W–F814W filtreleri kullanılarak oluşturulmuştur. Şekildeki kırmızı sürekli çizgi güneş bolluğunda alınan $E(B - V) = 0.15$ kadir kızarma değerine sahip bir SSP modelini temsil etmektedir. SSP modelinden 1σ (standart sapma) dışında kalanlar dikkate alınmamıştır. Böylelikle, toplam 106 küme elenmiş ve sonraki tüm analizler kalan 864 küme için yapılmıştır. Modellerden sapan SSP'nin üzerindeki kümelerin varlığı, bu kümelerin daha yüksek sönümlenme değerinde olmalarının sonucu olabilir. Benzer şekilde, modelin altındaki kümeler, [Chandar ve diğ. \(2010\)](#)'da belirtildiği gibi yıldızlı konumda bulunan yanlış sınıflandırılmış nesnelere olabilir. Çalışmamızda, yanlış sınıflandırılan nesnelere yüzdesi toplamda yalnızca

$\sim 2\%$ 'dir ve bu da küme seçim kriterlerimizin güvenilir olduğunu gösterir.

Bir yıldız kümesi popülasyonunun kütle ve yaş dağılımları, bir galaksidedeki küme oluşumu ve bozulması hakkında bilgi sağlar. Buna göre SSP modelinden türetilen yıldız kümelerinin kütle-yaş dağılımı Şekil 4'te verilmiştir. $M_V = -6^m 2$ ($m_{F555W} \simeq 24$ kadir), tamlık kadir sınırı (completeness magnitude limit), yaklaşık 6 Myıl ile 9.5 Gyl arasında, düz kırmızı çizgiyle gösterilmiştir. Şekil 4'te görüldüğü gibi, NGC 628'deki çoğu küme $7 < \log \tau < 8$ yıl arasındaki zaman içinde dağılmaya uğrar. Bunun nedeni, daha az kütleli ve daha az konsantre olan kümelerin, belirli bir yaş aralığında yıldız evrimi ve gelgit etkileşimleri ile sönükleşmeye başlaması ve daha ileri yaşlarda kaybolması olabilir. Bu nedenle, bu şekildeki dağılım, bir galaksidedeki kümelerin genel evrimi ile uyumludur, böylece büyük kütleli kümeler, düşük kütleli kümelere göre daha yaşlı yaşlarda görülür. Küçük yaşlardaki kümeler için minimum kütle sınırı $\log(M) = 2.6 M_{\odot}$ civarındadır ve maksimum kütle sınırı ise $\log(\tau) = 9.0$ yıl yaşlarda $\log(M) = 5.5 M_{\odot}$ 'e ulaşır. [Adamo ve diğ. \(2017\)](#) ve [Grasha ve diğ. \(2015\)](#) çalışmalarında NGC 628'deki kümeler için benzer kütle-yaş dağılımlarını buldukları, ancak küme sayısının bizim belirlediğimiz sayıdan daha az olduğu anlaşılmaktadır.

4 X-ışın Analizleri ve Renk-Renk Diyagramı

NGC 628'in 2001–2018 yılları arasında toplam 13 *Chandra* gözlemi mevcuttur. Bu çalışmada kullanılan gözlemler Çizelge 3'te detaylandırılmıştır. Veri indirgemeleri, *caldb* ve *ciao* yazılımı kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Kaynak belirleme işlemi, *wavdetect* komutu kullanılarak gerçekleştirilmiştir. D₂₅ (10'5×9'5, [Mulcahy ve diğ. \(2017\)](#)) alanı içerisinde toplam 75 X-ışın kaynağı tespit edilmiştir.

D₂₅ bölgesinin dışındaki kaynaklar arka plan nesnelere

Çizelge 3. Chandra gözlem bilgileri.

Etiket	ObsID	Tarih	Süresi (ks)
Ch1	2057	2001-06-19	46.36
Ch2	2058	2001-10-19	46.17
Ch3	4753	2003-11-20	5.28
Ch4	4754	2003-12-29	5.04
Ch5	14801	2013-08-21	9.84
Ch6	16000	2013-09-21	39.55
Ch7	16001	2013-10-07	14.73
Ch8	16484	2013-10-10	14.68
Ch9	16485	2013-10-11	8.99
Ch10	16002	2013-11-14	37.57
Ch11	16003	2013-12-15	40.44
Ch12	21000	2018-09-30	9.96
Ch13	20333	2018-11-04	15.84

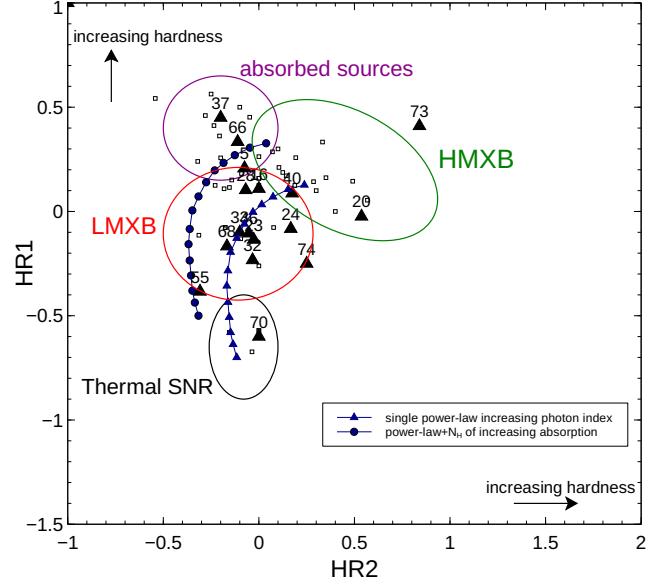
olma olasılığı yüksek olduğu için elenmiştir. Ayrıca, D_{25} bölgesindeki kaynaklardan 6'sı daha listemizden çıkartılmıştır; biri galaksinin merkezi, 2 kaynak Aktif Galaktik Çekirdek (Motch ve diğ. 2016; Flesch 2021) olarak kataloglanmış ve 3 kaynak Sonbaş ve diğ. (2010) tarafından Süpernovakalıntısı (SNR) olarak kataloglanmıştır. Ayrıca tespit edilen bu X-ışın kaynaklarından yalnızca 42'si *HST*'nin görüş alanına girmektedir. Bu kaynakların *DSS* görüntüsündeki konumları Şekil 1'de gösterilmiştir.

X-ışın verilerinin zamansal ve tayfsal analizleri de XRB'lerin sınıflandırılmasına yardımcı olmaktadır. Ancak, yeterli olmayan veri istatistiği, düşük poz süresi gibi durumlarda, kaynakların X-ışın tayfları elde edilemediğinde alternatif metod olarak, farklı enerji aralıklarında renk değerleri olarak tanımlanan sertlik oranı (Hardness Ratio, HR) ve oluşturulan renk-renk diyagramları kaynakların sınıflandırılmasında kullanılabilir. Bu çalışmada sertlik oranları; H1 (yumuşak renk) = $(M-S)/T$ ve H2 (sert renk) = $(H-M)/T$ şeklinde hesaplanmaktadır. Burada S, M, H ve T sırasıyla 0.3–1 keV (yumuşak), 1–2 keV (orta), 2–8 keV (sert) ve 0.3–8 keV (toplam) enerjilerinde hesaplanan foton sayılarını temsil etmektedir (Prestwich ve diğ. 2003). NGC 628'de bulunan X-ışın kaynaklarının renk-renk (HR2'ye karşı HR1) diyagramı Şekil 5'te gösterilmiştir. Amacımız, literatürde verilen renk aralıklarından yararlanarak X-ışın kaynaklarının LMXB veya HMXB sınıfına dahil olup olmadığını araştırmaktır (Prestwich ve diğ. 2003; Vulic ve diğ. 2013).

Kaynakların en yüksek foton sayı oranı kullanarak elde edilen HR2'ye karşı HR1 grafiği dikkate alındığında galakside belirlenen kaynakların %44'ü LMXB, %30'u HMXB, %26'sı diğerleri olarak sınıflandırılmıştır. Dolayısıyla NGC 628, yıldız oluşum oranı yüksek bir galaksiye özgü olan XRB popülasyonlarının bir kısmına sahiptir. Ancak kaynaklar tek tek incelendiğinde bir çoğu birden fazla gözlemlenmekle birlikte renk değerlerinin değişim gösterdiği dolayısıyla sınıflamaların değişebildiği gözlenmektedir. Bu durum sınıflandırmada belirsizliğe yol açmaktadır. O nedenle XRB'lerin sınıflandırılmasında X-ışın renkleri tek başına yeterli olmamakta ve optik gözlem sonuçlarına ihtiyaç duyulmaktadır. Bu sınıflandırma sonraki bölümde ayrıntılı olarak ele alınmıştır.

5 Sıkı Yıldız Kümeleri ve XRB Arasındaki İlişki

Bu çalışmada, XRB'lerin donör yıldızlarının tanımlanması ve ait oldukları olası sınıfları belirlemek için yakındaki sıkı yıldız

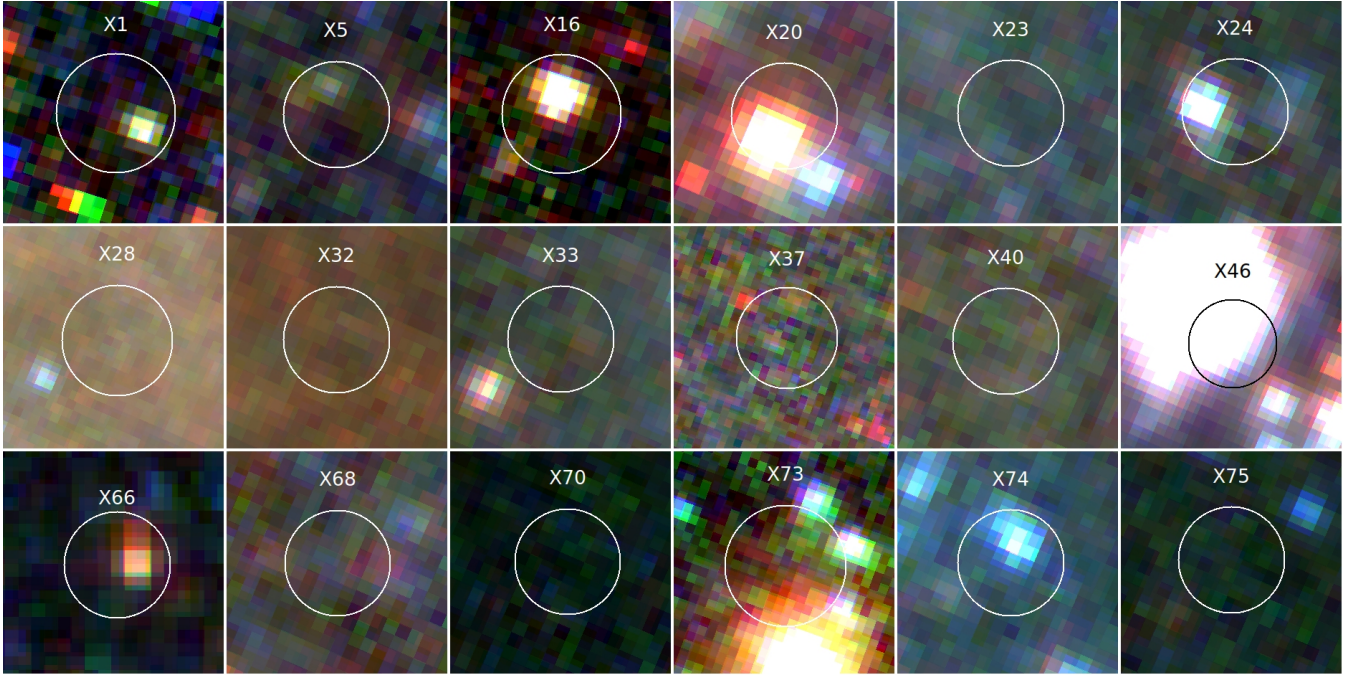


Şekil 5. NGC 628'de D_{25} bölgesinde tespit edilen tüm X-ışın kaynaklarının (açık kareler) X-ışın renk-renk diyagramı. Kümelerle ilişkilendirilebilecek kaynaklar, içi dolu üçgenler ve XRB kaynak numarası ile gösterilmiştir. Mavi üçgenler ve daireler, sırasıyla 0.7'den 3.0'a artan Γ indisi ile güç yasası modelini temsil eder. Kırmızı, yeşil, siyah ve daireler sırasıyla LMXB, HMXB, termal SNR ve soğurulmuş kaynaklar sınıflandırmasıdır.

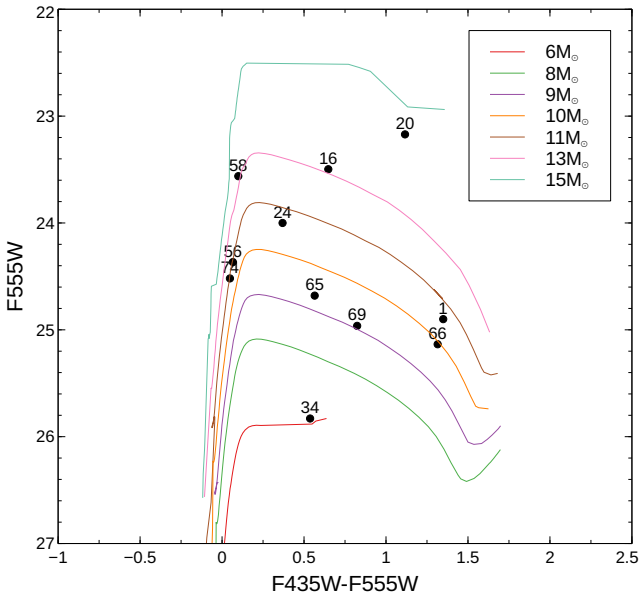
kümelerinin yaşlarıyla ilişkileri araştırılmıştır. Tespit edilen XRB'lerin yalnızca 42'sinin *HST* görüş alanına düştüğünü ve bunların 18'inin NGC 628'deki yıldız kümeleriyle bağlantılı olduğu bulunmuştur. XRB'lerin konumları ve ilişkili kümelerin özellikleri Çizelge 4'te verilmiştir. Bu XRB'lerin düzeltilmiş konumunun *HST/ACS* üç renk görüntüleri Şekil 6'da verilmiştir. Bu şekilde, X55'in konumu, çipin kenarına düştüğü için gösterilmemiştir. Parlak X-ışın kaynağı ULX-1 de Şekil 6'da gösterilmektedir, ancak herhangi bir yıldız kümesiyle ilişkilendirilememiştir.

18 XRB'den 6'sının, 2σ konumsal belirsizlik içinde donör yıldız olarak tek optik adayları olduğu belirlenmiştir. Bu nedenle X5, X16, X20, X24, X66 ve X74, HMXB'ler olarak sınıflandırılabilir. Optik adayları Şekil 6'da gösterilmiştir. Şekil 7'de, kütleleri $\sim 10-15 M_{\odot}$ aralığında olan donör yıldızları (X5 hariç) için Padova kütle eşyaş-çizgileri verilmiştir. X5'in *HST/ACS* F435W filtresinde çok zayıf bir optik adayı olduğundan kütle tahmin etmek için diğer CMD (F555W'ye karşı F555W-F814W) kullanılmıştır ve X5'in kütlesi $\sim 7 M_{\odot}$ olarak bulunmuştur. IMXB'nin (3–8 M_{\odot}) kütle aralığını göz önünde bulundurarak, X5'i bir IMXB olarak sınıflandırabiliriz. Kalan beş kaynak için tayfsal renkleri ($-0.1 < (B - V)_0 < 1.2$) ve mutlak parlaklıkları ($-5.3 < M_V < -7.2$), donörlerin evrimlerinin dev evrelerinde olduklarını göstermektedir.

HMXB'ler genellikle genç yıldız kümelerinde meydana gelir ve parlak optik karşılıkları onları tanımlamamızı sağlar. HMXB'lerin birçoğu küme yakınında (< 200 adet) bulunur. Mevcut durumda, bahsedilen altı kaynağın tümü, 200 pc içindeki ve $\tau < 10^{8.5}$ yıl olan genç kümelerle ilişkilidir. Aslında, bu HMXB'ler genç kümelerde doğmuş olsalar da, ev sahibi kümeden atılmış da olabilirler. Atılma senaryoları temel olarak üç farklı mekanizma ile açıklanmaktadır (Zezas ve diğ. 2002;



Şekil 6. Yıldız kümeleriyle ilişkili XRB'ler ULX X-1'in düzeltilmiş konularının *HST/ACS* üç renk görüntüleri. Beyaz/siyah daireler astrometrik hata yarıçaplarını gösterir. Mavi, yeşil ve kırmızı renkleri sırasıyla *HST/ACS* F435W, F555W ve F814W filtrelerini temsil eder.



Şekil 7. NGC 628'deki tek bir potansiyel donör yıldızına sahip XRB'ler (siyah noktalar) için *HST* renk-parkalık diyagramı (CMD). Bunların farklı kütleli yıldızların Padova eşyaş çizgileri ile karşılaştırılması verilmektedir. Teorik eşyaşlar, kızarma $A_V=0.46$ kadir için düzeltilmiştir. Rakamlar, XRB'lerin kaynak numaralarına karşılık gelmektedir.

Kaaret ve diğ. 2004; Rangelov ve diğ. 2011; Garofali ve diğ. 2012). İlk olarak, bu sistemler yoğun küme çekirdeğindeki diğer yıldızlarla dinamik bir etkileşimin sonucunda kümeden atılmış olabilir. İkinci olarak, küme içindeki asimetrik bir süpernova

patlamasının sonunda ev sahibi kümeden fırlatılmış olabilir. Üçüncüsü, ev sahibi küme, XRB'ler oluşuktan sonra hızla çözülmüş olabilir.

Dokuz X-ışını kaynağın (X23, X28, X32, X33, X40, X68, X70, X73 ve X75) optik karşılıkları olmadıklarından LMXB olarak sınıflandırılmıştır ve bu kaynakların yakınındaki kümelerin yaşları $\tau > 10^{8.4}$ yıldır. Bu kaynaklardan beşinin (X23, X28, X32, X33, X40 ve X68) X-ışını renk renkleri, LMXB'ler olarak sınıflandırmalarıyla tutarlıdır (bkz. Şekil 5). Bu şekilde, bu kaynakların çoğunun renklerinin, kuvvet yasası (Power Law, PL) modelinin teorik iziyle ($1.5 < \Gamma < 2.1$) uyumlu olduğu da görülmektedir. Diğer taraftan, kalan 3 kaynaktan X70, renk renk diyagramında termal SNR'leri içeren yumuşak bir X-ışını kaynak bölgesinde yer almaktadır, ancak tanımladığımız geçici (transient) doğası, onu bir SNR olarak sınıflandırmamıza izin vermemektedir. Diğer iki kaynak olan X73 ve X75 için yumuşak enerji aralığındaki sayım oranları ölçülemediğinden renk renk diyagramındaki konumlarına göre sınıflandırmak mümkün değildir.

Çizelge 4'te verilen X46 ve X55 kaynakları ve ilişkili kümeleri HII bölgelerinde yer almaktadır. Bu kümelerin yaşları $< 10^7$ yıl olarak belirlenmiştir. Ancak, bu kaynakların her ikisi de LMXB olarak sınıflandırılmıştır, bu nedenle yaşlı kümelerle ilişkilendirilmeleri gerekir. Kümelerin, HII bölgelerinde bulunmaları onların daha genç görünmelerine neden olabilir. H_{α} yayınının varlığı bu kümelerin orta derecede sönükleşmiş genç kümeler olduğunu gösterdiğini düşünüyoruz. Chandar ve diğ. (2016) tarafından vurgulandığı gibi, yıldız kümelerinin yaşını tahmin ederken H_{α} ölçümlerini veya diğer uygun dar-bant filtrelerini dahil etmenin daha güvenilir olduğunu düşünüyoruz. Optik karşılıkları belirlenemediği için her iki kaynak da LMXB olarak sınıflandırılmıştır, ancak bu yorum için bazı belirsizlikler vardır çünkü X46'nın astrometrik

Çizelge 4. XRB'lerin X-ışını ve optik özellikleri. $V_f = F_{\max}/F_{\min}$: Kaynak değişkenliği; 0.3-8 keV'deki maksimum ve minimum oranı, t/p: kaynak türü; t(geçici)/p(kalıcı), OK: Optik karşılığı var(y)/yok(n), KN: Küme Numarası, $\log(\tau)$: Küme yaşı (yıl), $\log(M)$: Küme kütlesi (M_{\odot}), d: Uzaklık (pc).

ID	R.A.	Dec.	V_f	t/p	OK	KN	$\log(\tau)$	$\log(M)$	d	Sınıflama
X5	24.17371	15.7645450	50	t	y	185	8.09	3.73	194	HMXB
X16	24.21795	15.7937017	17	p	y	632 (e)	8.60	4.60	169	HMXB
X20	24.16418	15.795642	2	p	y	673	6.74	5.53	56	HMXB
X23	24.16268	15.798767	7	p	n	723	8.90	3.97	49	LMXB
X24	24.18727	15.762853	3	p	y	161	7.90	3.35	138	HMXB
X28	24.17308	15.780558	8	t	n	451	10.03	6.10	123	LMXB
X32	24.16937	15.787016	6	p	n	542	9.34	4.84	71	LMXB
X33	24.15700	15.788222	2	t	n	561	8.40	3.82	109	LMXB
X37	24.13160	15.80653	64	t	n	839 (w)	6.90	2.78	167	LMXB
X40	24.18196	15.795242	2	t	n	664	9.24	3.04	89	LMXB
X46	24.18856	15.796592	2	t	n	687	6.75	5.08	6	LMXB
X55	24.12527	15.815373	3	t	n	902 (w)	6.74	3.08	61	LMXB
X66	24.14719	15.7866211	11	t	y	531	6.85	3.28	198	HMXB
X68	24.16532	15.796901	1	t	n	705	8.91	3.74	163	LMXB
X70	24.15051	15.75310	16	t	n	63	8.51	4.01	140	LMXB
X73	24.12003	15.816541	1	t	n	907 (w)	9.11	4.98	29	LMXB
X74	24.19622	15.761942	2	t	y	150	6.80	3.21	48	HMXB
X75	24.17206	15.75149	11	t	n	43	8.79	4.12	187	LMXB

hata çemberi, Şekil 6'da görüldüğü gibi parlak yayınım bölgesiyle eşleşmiş durumdadır.

Öte yandan, X55'in konumunu gösteren hata çemberinin yarısı *HST* görüntüsünün alanının dışında kalmaktadır. Buldukları konumlar itibarıyla her ikisi içinde optik karşılık tanımlayamadık fakat yakınında bulunan kümelerin genç yaşlara sahip olmaları belkide bu kaynakların optik karşılıklara sahip olduklarını söylememize olanak sağlamaktadır. Fakat benzer durum X37 için mümkün değildir. Bu kaynak LMXB olarak sınıflandırılmıştır ve HII bölgelerinde bulunmamaktadır. Dikkatlice incelendiğinde genç bir yıldız kümesinin bu XRB'ye oldukça yakın olduğu tespit edilmiştir. Yaş uyumsuzluğu nedeniyle bu kaynak kümeyle ilişkilendirilememiştir.

6 Özet ve Sonuçlar

Bu çalışmada, NGC 628'in 42 XRB'sinin *HST/ACS* alanlarındaki sıkı yıldız kümeleriyle ilişkisi araştırılmıştır. Bunun için sıkı yıldız kümeleri belirlenmiş ve kütle, yaş dağılımları incelenmiştir. Çalışmamızda elde ettiğimiz başlıca bulgular şu şekilde özetlenebilir:

- Küme seçim ölçütlerini kullanarak (5 piksel yarıçaplı alanda başka nesne olmaması; $m_V < 25$; $M_V \simeq -6.2$; $CI > 2.3$; $F_{WHM} > 0.2$ piksel), NGC 628'deki 864 yıldız kümesi tespit edilmiştir.
- SSP modelleri kullanılarak kümelerin kütlelerini ve yaşlarını belirlemek için bir renk-renk diyagramı oluşturulmuştur. Kümelere ait yaş kütle fonksiyonları incelenmiştir.
- HST/ACS* alanlarında toplam 42 XRB belirlenmiştir. Bunlardan 15'i (%36) optik karşılıklara sahip olmalarına göre HMXB'ler olarak sınıflandırılmıştır. Kalan 27 kaynak (%64), *HST* görüntülerinde optik karşılıkları olmaması nedeniyle LMXB'ler olarak sınıflandırılmıştır.
- XRB'lerin 18'i, 200 pc içinde en az bir yıldız kümesiyle ilişkilendirilmiş ve bu kaynakların 5'i çok genç kümelere ($\tau < 10^7$ yıl) yakın konumlanmışken, 13'ü $\tau > 10^8$ yıl yaşlarındaki daha yaşlı kümelere yakın konumlanmıştır.
- XRB'lerin uzaysal dağılımları, HMXB'lerin beklendiği gibi

sarmal kollarda bulunduğunu göstermektedir. Bununla birlikte, bazı LMXB'ler galaksinin şişkin bölgesinde bulunur, ancak önemli bir konsantrasyona sahip değildir ve genellikle galaktik düzlem boyunca dağılır.

- HMXB'lerin ev sahibi kümeleri genç, LMXB'lerin ise daha yaşlıdır. Ancak, ilişkili kümelerle birlikte LMXB olarak sınıflandırılan kaynaklardan ikisi 10 Myr'den daha gençtir. Her iki kümenin de daha genç görünmeleri HII bölgelerinde konumlanmasından kaynaklanabilir.
- Belirlenen yıldız kümelerinin yaş-kütle dağılımı, büyük yıldız kümelerinin düşük kütleli kümelerden daha geç yaşlara evrimleşebileceğini göstermiştir. Bu davranış, bir galaksideki yıldız kümelerinden beklenenlerle uyumludur. Ek olarak, NGC 628'deki bu dağılım, küteden bağımsız bozulma modeli ile iyi bir şekilde açıklanmaktadır.

Teşekkür

Bu araştırma, Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) tarafından 119F315 numaralı proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Adamo A., ve diğ., 2017, *ApJ*, 841, 131
 Bastian N., ve diğ., 2012, *MNRAS*, 419, 2606
 Bruzual G., Charlot S., 2003, *MNRAS*, 344, 1000B
 Chandar R., Whitmore B. C., Kim H., et al. 2010, *ApJ*, 719, 966
 Chandar R., Whitmore B. C., Dinino D., Kennicutt R. C., Chien L. H., Schinnerer E., Meidt S., 2016, *ApJ*, 824, 71
 Chandar R., Johns P., Mok A., Prestwich A., Gallo E., Hunt Q., 2020, *ApJ*, 890, 150
 Elson R. A. W., Fall S. M., Freeman K. C., 1987, *ApJ*, 323, 54
 Flesch E. W., 2021, *VizieR Online Data Catalog*, p. VII/290, *ADS*
 Garofali K., Converse J. M., Chandar R., Rangelov B., 2012, *ApJ*, 755, 49
 Grasha K., ve diğ., 2015, *ApJ*, 815, 93
 Hunt Q., Gallo E., Chandar R., Johns Mulia P., Mok A., Prestwich A., Liu S., 2021, *ApJ*, 912, 31
 Johnson C. L., ve diğ., 2012, *A&A*, 752, 23

- Kaaret P., Alonso-Herrero A., Gallagher J. S., Fabbiano G., Zezas A., Rieke M. J., 2004, *MNRAS*, 348, L28
- Larsen S. S., Richtler T., 1999, *A&A*, 345, 59, [ADS](#)
- Motch C., ve diğ., 2016, *VizieR Online Data Catalog*, p. IX/48, [ADS](#)
- Mulcahy D. D., Beck R., Heald G. H., 2017, *A&A*, 600, A6
- Prestwich A. H., Irwin J. A., Kilgard R. E., Krauss M. I., Zezas A., Primini F., Kaaret P., Boroson B., 2003, *ApJ*, 595, 719
- Rangelov B., Prestwich A. H., Chandar R., 2011, *ApJ*, 741, 86
- Sirianni M., ve diğ., 2005, *ASP*, 117, 1049
- Sonbaş E., Akyüz A., Balman Ş., Özel M. E., 2010, *A&A*, 517, A91
- Vulic N., Barmby P., Gallagher S. C., 2013, *ApJ*, 763, 96
- Zezas A., Fabbiano G., Rots A. H., Murray S. S., 2002, *ApJ*, 577, 710

Access:

M23-0352: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Eğri Disk Kararsızlığı: Analitik Öngörüler ve Nümerik Simülasyonlar

Suzan Doğan¹  

¹ University of Ege, Department of Astronomy and Space Sciences, 35100, Bornova, İzmir, Turkey

Accepted: November 21, 2022. Revised: November 20, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Hem kuramsal modeller hem de gözlemsel bulgular astrofiziksel toplanma disklerinin genellikle eğri bir yapı sergilediğine işaret etmektedir. Eğri disk dinamiğine ilişkin analitik incelememize göre, kritik eğrilik değerine ulaşan diskler kararlılığını koruyamaz. Yoğunluğun ve eğriliğin anti-difüzyonu formunda beliren kararsızlık, diskin halkalara ayrılmasına neden olur. Bu çalışmada, kararsızlık analizinden elde ettiğimiz analitik öngörülerini test etmek amacıyla, dönen bir kara delik etrafında Lense – Thirring etkisi nedeniyle presesyon yapan disklerin kararlılığına ilişkin yüksek çözünürlüklü ve 3-boyutlu hidrodinamik simülasyonlar yapıldı. Diskin açıl momentum vektörü ile kara deliğin spin vektörü arasındaki açı (eğiklik), kalınlık ve viskozitenin eğri disk evrimi üzerindeki etkileri araştırıldı. Simülasyon sonuçlarına göre, (i) eğikliği büyük olan diskler kararsız kalmaya daha eğilimlidir; (ii) viskozitesi düşük diskler daha küçük eğrilik değerlerinde kararsız kalmaktadır; (iii) kalınlık, eğri disk evriminde belirleyici rol üstlenmektedir. Bu sonuçlar, kararsızlık analizinden türettiğimiz analitik öngörülerini doğrulamaktadır. Disklerde parçalanma süreci, toplanma oranlarını dramatik bir biçimde değiştiren ve X-ışın çiftleri ile Etkin Gökada Özeklerinde kısa zaman ölçeklerinde gözlenebilir özellikleri açıklama potansiyeli taşıyan bir süreç olarak karşımıza çıkmaktadır.

Abstract

Both theoretical models and observational findings indicate that accretion discs are generally warped. According to our detailed stability analysis of the warped disc equations, if the warp of a disc exceeds the critical amplitude, the disc cannot remain stable. The instability, which appears in the form of anti-diffusion of the surface density and the warp amplitude, can lead to a separating of the disc into two or several discrete planes. To test our analytical predictions, we perform 3-dimensional hydrodynamical simulations of accretion discs that are misaligned to the rotation of a spinning black hole and thus precess due to the Lense–Thirring effect. We vary the disc parameters, including the viscosity parameter, the disk angular semi-thickness, and the inclination of the disc, with respect to the rotation axis of the black hole. According to our numerical investigation, i) highly inclined discs are more susceptible to disc tearing than those with lower inclination; ii) lower values of the disc viscosity parameter lead to instability at lower warp amplitudes; iii) the disc thickness can play a key role in determining how vulnerable the disc is to instability. These findings are consistent with instability analysis of the warped discs. Disc tearing has the capacity to dramatically alter the instantaneous accretion rate and the observable properties of the discs in X-ray binaries and Active Galactic Nuclei on short time-scales.

Anahtar Kelimeler: accretion, accretion discs – black hole physics – hydrodynamics –instabilities

1 Giriş

Toplanma diskleri, maddenin merkezi bir gök cismi etrafında sarmal yörüngelerde dolanarak birikmesiyle oluşur. Merkezi gök cismi, yeni oluşmakta olan bir yıldız ya da gezegen olabileceği gibi, bir beyaz cüce, nötron yıldızı, küçük ya da dev kütleli bir kara delik de olabilir. Dolayısıyla diskler, genç yıldızlar, kataklizmik değişenler (CV), X-ışın çiftleri ve etkin gökada özekleri (AGN) gibi evrende küçük ölçekten büyük ölçeğe pek çok astrofiziksel sistemde karşımıza çıkan yapılarıdır. Kuramsal modeller (Bate ve diğ. 2010; Lucas ve diğ. 2013; Lense & Thirring 1918; Bardeen & Petterson 1975; Papaloizou & Terquem 1995; Pringle 1996) ve gözlemsel bulgular (Heap ve diğ. 2000; Katz 1973; Roberts 1974; Gerend & Boynton 1976; Margon 1984; Marino, Perez, and Casassus 2015) disklerin çoğunun oluşum aşamasında ya da sonradan dış torclar

nedeniyle eğrilik kazandığına işaret etmektedir. Eğrilik (warp amplitude)

$$|\psi(r, t)| = r \frac{\partial \ell}{\partial r} \quad (1)$$

ile tanımlanır. Burada, r akışkan yörüngesinin yarıçapı ve ℓ disk akışkanına ait açıl momentum vektörü ile aynı yönlü birim vektördür. Düz disk durumunda ℓ birim vektörünün yönü z-ekseni yönünde kabul edilip radyal uzaklıkla aynı kalırken, eğri disk durumunda ℓ vektörünün yönü radyal uzaklıkla değişim gösterir. Bu durumda birim eğiklik vektörü (unit tilt vector) olarak isimlendirilir ve tanımı disk açıl momentum vektörünün z-ekseni ve x-ekseni ile yaptığı açıları betimleyen Euler açıları, $\beta(r, t)$ ve $\gamma(r, t)$, ile verilir:

$$\ell = (\cos \gamma \sin \beta, \sin \gamma \sin \beta, \cos \beta) \quad (2)$$

Disk iki şekilde eğriliğe sahip olabilir: $\beta(r, t)$ radyal doğrultuda değişiyorsa disk eğridir ya da $\beta(r, t) \neq 0$ iken $\gamma(r, t)$ radyal doğrultuda değişiyorsa disk eğridir.

* suzan.dogan@ege.edu.tr

Disk eğriliği, boyutsuz viskozite parametresi, α , ile diskin açılal yarı-kalınlığı H/R değerinin görelî büyüklüklerine bağı olarak iki farklı rejimde taşınır (Papaloizou & Pringle 1983): (i) eğer diskin viskozitesi $\alpha > H/R$ olacak şekilde büyükse çalkantı viskozitesi kaynaklı difüzyon baskındır ve eğrilik difüzyon yoluyla taşınır; (ii) diskin viskozitesi $\alpha < H/R$ olacak şekilde düşükse, dalga-benzeri (wave-like) rejim baskındır ve eğrilik basınç dalgaları aracılığıyla ile taşınır.

Son zamanlarda yürütülen nümerik hidrodinamik simülasyonlar, eğri disklerin evrimi ve dinamiğinin ayrıntılı bir biçimde incelenilmesini mümkün hale getirmiştir. Bu bağlamda yapılan çalışmalar izole eğri diskler (Lodato & Price 2010), çift sistem içinde ya da dışında yer alan eğri diskler (Larwood ve diğ. 1996; Fragner & Nelson 2010) ve dönen kara delikler etrafında yer alan eğri diskler (Nelson & Papaloizou 2000) olmak üzere çok çeşitli astrofiziksel sisteme uygulanmıştır. Hem izole diskler, hem de dış tork etkisi altında bulunan disklerin evrimine ilişkin yapılan simülasyonlar yeterince eğrilik kazanan disklerin iki ya da daha fazla düzleme ayrılabilmesine işaret etmiştir. Bunun üzerine, disk parçalanması/yırılması (disc tearing) dönen karar delik etrafındaki disk (Nixon ve diğ. 2012), çift sistem etrafındaki disk (Nixon, King, and Price 2013) ve çift sistemde bir bileşen etrafında yer alan disk (Doğan ve diğ. 2015) bağlamında ayrıntılı olarak incelenmiştir. Bu çalışmalarda, disk parçalanmasının birbirinden bağımsız presesyon yapan disk halkaları arasında açılal momentumun doğrudan iptaline yol açarak toplanma oranlarını dramatik bir biçimde arttıracığı, böylelikle, hızlı ve değışken bir toplanma sürecini beraberinde getireceğı sonucuna varılmıştır. Parçalanma süreci, yakın zamanda genel relativistik manyetohidrodinamik simülasyonlarda da gözlenmiştir (Liska ve diğ. 2021) ve birden fazla halkalı yapı sergileyen yıldız oluşum disklerine ilişkin gözlemlerin modellenmesinde kullanılmaktadır (örn. GW Ori, Kraus ve diğ. 2020).

Doğan ve diğ. (2018) disk parçalanmasının ardında yatan fiziksel süreçleri irdeleyebilmek amacıyla eğri diskler için kapsamlı bir kararsızlık analizi yapmış, yoğunluk ve eğriliğın viskoz anti-difüzyonu biçiminde ortaya çıkan yeni bir kararsızlık formu elde etmiştir. Doğan & Nixon (2020) eğri disk kararsızlığının kara delik etrafındaki disklerde nasıl modifiye olacağını araştırmışlardır. Bu çalışmada, Doğan ve diğ. (2018) ve Doğan & Nixon (2020) tarafından elde edilen analitik öngörülerin hidrodinamik simülasyonlarla test edilmesi hedeflenmektedir. §2’de eğri disklerle ilişkin kararsızlık analizi kısaca özetlenmiş, §3’de dönen bir kara delik etrafındaki diskin kararlılığına ilişkin 3-boyutlu hidrodinamik simülasyonlardan elde edilen bulgular sunulmuş, bu bulgular analitik öngörülerle karşılaştırılmış ve §4’te bu çalışmadan elde edilen sonuçlar özetlenmiştir.

2 Eğri Diskler için Kararsızlık Analizi

2.1 Temel eşitlikler ve dağılıma bağıntısı

Eğriliğın difüzyon yoluyla taşındığı izole eğri disklerin evrimi süreklilik eşitliği

$$\frac{\partial \Sigma}{\partial t} + \frac{1}{r} \frac{\partial}{\partial r} (r \bar{v}_r \Sigma) = 0, \quad (3)$$

ve açılal momentumun korunumu eşitliği

$$\begin{aligned} \frac{\partial}{\partial t} (\Sigma r^2 \Omega) &= \frac{1}{r} \frac{\partial}{\partial r} \left[Q_1 \Sigma c_s^2 r^2 l + Q_2 \Sigma c_s^2 r^3 \frac{\partial l}{\partial r} \right] \\ &\quad + Q_3 \Sigma c_s^2 r^3 l \times \frac{\partial l}{\partial r} \\ &\quad - \left(\frac{\partial}{\partial r} [Q_1 \Sigma c_s^2 r^2] - Q_2 \Sigma c_s^2 r |\psi|^2 \right) \frac{h}{h'} l \end{aligned} \quad (4)$$

ile betimlenir. Burada Σ yüzey yoğunluğu, \bar{v} ortalama radyal hız, $h(r) = r^2 \Omega$ özgül açılal momentum, Q_i boyutsuz viskoz tork katsayılarını temsil etmektedir. Eğri disk durumunda açılal momentumun disk düzlemine hem dik hem de paralel bileşeni olduğundan düz disklerde bulunmayan viskoz tork bileşenlerinin de gözönünde bulundurulması gerekir. Q_1 azimutal viskoz tork bileşenini, Q_2 ise viskoz torkun dikine bileşenini temsil eder. Q_2 , disk eğriliğının difüzyonundan sorumlu olması bakımından önemlidir. Q_3 birbirine göre eğik disk halkaların yalpalamasına neden olan torku temsil eder. Tedirginliklerin

$$\exp(-i \int \omega dt + i \int k dr) \quad (5)$$

formunda yayıldığı kabul edildiğinde (ω dalga frekansı, k dalgasayısı) ve gerekli cebirsel işlemler yapıldığında tedirginliklerin zamanla evrimini verecek olan dağılıma bağıntısı aşağıdaki gibi elde edilir (ayrıntılar için bkz. Doğan ve diğ. 2018):

$$\begin{aligned} s^3 - s^2 \left[a Q_1 - 2 Q_2 + |\psi| (a Q'_1 - Q'_2) \right] \\ - s \left[2 a Q_1 Q_2 - Q_2^2 - Q_3^2 \right. \\ \left. + |\psi| (a Q_1 Q'_2 - Q_2 Q'_2 - Q_3 Q'_3) \right] \\ - a \left[Q_1 (Q_2^2 + Q_3^2) \right. \\ \left. + |\psi| (Q_1 Q_2 Q'_2 - Q'_1 Q_2^2 + Q_1 Q_3 Q'_3 - Q'_1 Q_3^2) \right] \\ = 0. \end{aligned} \quad (6)$$

Burada Q_i üzerindeki üs $|\psi|$ 'ye göre türevi temsil etmektedir. $a = h/rh' = d \ln r / d \ln h = 1/(2 - q) = 2$ (Kepler diski için $q = 3/2$) ve

$$s = -\frac{i\omega}{\Omega} \left(\frac{\Omega}{c_s k} \right)^2 \quad (7)$$

ile tanımlanır. $\Re[s]$ boyutsuz büyüme oranına karşılık gelir. $\Re[s] > 0$ ise tedirginliklerin genliğı zamanla büyür, disk kararsızlaşır. $\Re[s] < 0$ ise tedirginlikler zamanla sönümlenir, disk kararlı kalır.

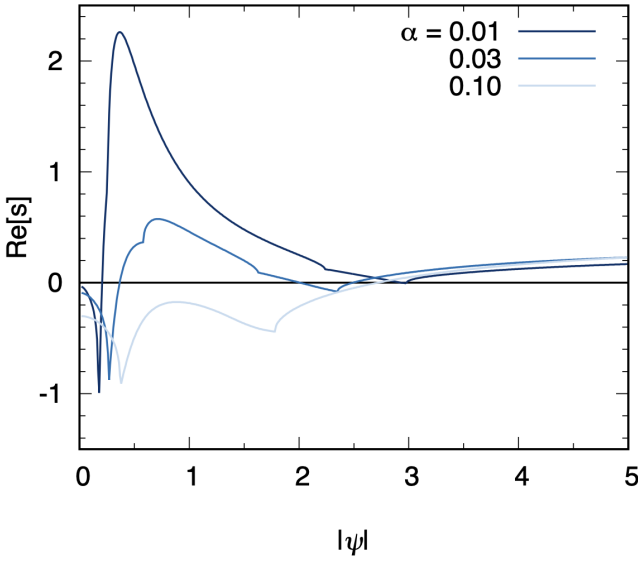
2.2 İndirgenmiş kararsızlık koşulu

Bağıntı 6 ile verilen dağılıma bağıntısının indirgenmiş çözümünü elde etmek kararsızlığın doğasını yorumlamak açısından oldukça yararlıdır (tam çözümler için bkz. Doğan ve diğ. 2018). Buna göre, diğerk tork katsayılarının yanında ihmal edilebilir düzeyde olan Q_3 teriminin yok sayıldığı ve terimlerin ayrı ayrı irdelendiğı çözümler bize indirgenmiş kararsızlık koşulunu verir: Eğer

$$\left[a \frac{\partial}{\partial |\psi|} (Q_1 |\psi|) - \frac{\partial}{\partial |\psi|} (Q_2 |\psi|) \right] > 0 \quad (8)$$

ise disk kararsızdır. Eğer

$$\left[a \frac{\partial}{\partial |\psi|} (Q_1 |\psi|) - \frac{\partial}{\partial |\psi|} (Q_2 |\psi|) \right] < 0 \quad (9)$$



Şekil 1. Farklı viskozite parametreleri için kararsızlığın boyutsuz büyüme oranları eğriliğin fonksiyonu olarak gösterilmektedir. Gri çizgi sıfır değerini belirtmektedir. Büyüme oranının gerçel kısmı pozitif olduğunda disk kararsızdır. Düşük viskoziteli diskler için boyutsuz büyüme oranları daha yüksek ve kritik eğrilik değerleri daha küçüktür (Doğan ve diğ. 2018).

ve

$$4a \left[(Q_1 Q_2 + (Q_1 Q_2' - Q_1' Q_2) |\psi|) \right] > 0 \quad (10)$$

ise disk kararsızdır. Bu eşitliklerde Q_1 içeren terim yoğunluğun, Q_2 içeren terim ise eğriliğin evrimini betimlemektedir. Buna göre kararsızlık, yoğunluğun ve eğriliğin anti-difüzyonu olarak karşımıza çıkmaktadır.

Yoğunluğun anti-difüzyonu daha önce Lightman & Eardley (1974) tarafından ortaya konmuş olan viskoz kararsızlığa karşılık gelir. Bu kararsızlık sonucunda disk maddesi yoğunluğun fazla olduğu bölgelerde daha fazla toplanır, diski oluşturan halkalar arasındaki yoğunluk kontrastı artar ve disk parçalanır. Eğriliğin anti-difüzyonu ise, eğriliğe ilişkin difüzyon katsayısının eğriliğin maksimum olduğu uzaklıkta maksimum olmamasından kaynaklanır. Bu durumda disk halkaları arasındaki eğrilik kontrastı artar ve disk parçalanır. Böylelikle Lightman & Eardley (1974) tarafından düz diskler için ortaya konulmuş olan klasik viskoz kararsızlığı eğri diskler için genelleştirilmiştir. İndirgenmiş ve tam kararsızlık koşulu ile bunların sayısal çözümleri Doğan ve diğ. (2018) tarafından ayrıntılı olarak incelenmiştir.

Farklı viskozite değerlerine sahip diskler için kararsızlığın büyüme oranları eğriliğin bir fonksiyonu olarak hesaplandığında, büyüme oranlarının düşük viskoziteli diskler için daha yüksek olduğu görülür (bkz. Şekil 1). Düşük viskoziteli disklerin daha kararsız bir yapı sergilemesi beklenen bir sonuçtur. Kararsızlık, dinamik zaman ölçeği mertebesinde oluşmaktadır. Bunun yanında, herhangi bir viskozite değeri için her zaman diski kararsız kılan bir kritik eğrilik değeri bulunabilmektedir. Diski kararsız yapan kritik eğrilik değeri, düşük viskoziteli diskler için daha küçüktür. Disk, yeterince eğrilik kazanırsa kararsızlaşıp birden fazla düzleme ayrılması beklenir. Söz konusu kararsızlığın gerçekten disk parçalanmasına yol açıp açmayacağını belirlemek disk simülasyonlarının yapılmasını gerektirir.

3 Hidrodinamik Simülasyonlar

3.1 Başlangıç modelleri

2. Bölümde özetlenen kararsızlık analizinin öngörülerinin simülasyonlarla test edilebilmesi için, çeşitli astrofiziksel problemlerin hidrodinamik çözümü için geliştirilmiş olan ve eğri disk dinamiğini incelemede yaygın bir biçimde kullanılan PHANTOM kodundan yararlanılmıştır (bkz. Price ve diğ. 2018). Test simülasyonlarında Lodato & Pringle (2007) tarafından oluşturulan eğri disk modeli kullanılmış ve diskin kararlılık durumu Doğan ve diğ. (2018) tarafından türetilen parçalanma koşulu ile karşılaştırılmıştır. Bu aşamada, dış torlar hesaba katılmamış ve diskin belli bir başlangıç eğriliğine sahip olduğu kabul edilerek zamanla evrimi incelenmiştir. $R_g = GM/c^2$ olmak üzere diskin iç yarıçapı $4R_g$, dış yarıçapı $30R_g$ olarak alınmıştır. Diskin 10 milyon parçacıktan oluştuğu kabul edilmiştir.

Dış diskin iç diske göre 10° , 30° , 45° ve 60° eğik olduğu disklerin simülasyonu yapılarak kritik eğrilik değerine ulaşabilen disklerin kararsızlık analizinin öngördüğü biçimde parçalanıp parçalanmayacağı araştırılmıştır. Viskozite parametresinin $\alpha=0.1$ değeri için analitik olarak türetilen kritik eğrilik değeri $|\psi|_c=3$ 'tür. Dış disk eğikliğinin 10° kabul edildiği simülasyonda diskin eğrilik değeri ($|\psi|=0.7$) kararsızlık için gerekli kritik eğriliğin çok altında kalmaktadır. Disk, evrimini kararlı bir formda sürdürmüştür, herhangi bir parçalanma belirtisi göstermemiştir. Benzer şekilde, dış disk eğikliğinin 30° kabul edildiği simülasyonda diskin eğriliği ancak $|\psi|=2$ değerine ulaşabilmiştir. Kararsızlık analizinin öngördüğü gibi bu diskte de parçalanma gözlenmemiştir. Dış disk eğikliğinin 45° olduğu durumda ise diskin eğriliği $|\psi|=3$ değerine ulaşmıştır ve bu değer, kritik eğriliğe eşittir. Bu simülasyonda disk gerçekten de kararsızlık sergilemiş ve iki ayrı düzleme ayrılmıştır. Benzer şekilde, dış disk eğikliğinin 60° kabul edildiği durumda diskin eğriliği $|\psi|=4$ 'e kadar yükselmektedir. Bu disk simülasyonunda da belirgin bir parçalanma gözlenmiştir.

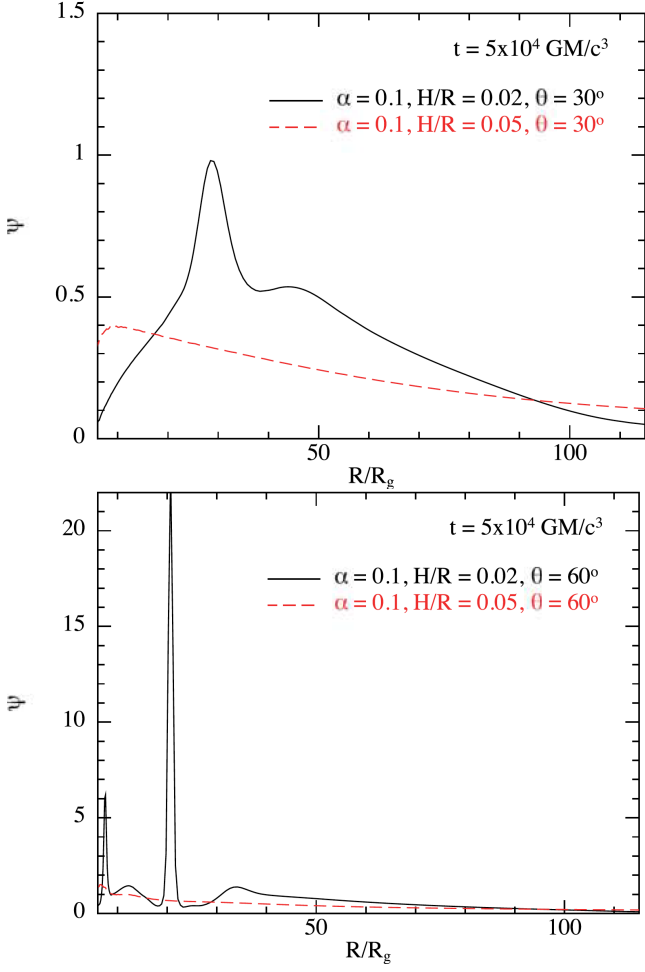
Simülasyonlar farklı viskozite ve farklı eğiklik değerleri için tekrar edildiğinde kararsızlık analizi ile uyumlu sonuçlar elde edilmiştir. Ancak, bu nümerik hesaplamaların birer başlangıç modeli niteliğinde olduğunu belirtmek gerekir. Fiziksel olarak daha gerçekçi modellerin yapılabilmesi için diske eğrilik kazandıran süreçler de hesaba katılmalıdır. Buradan hareketle, dönen kara delikler etrafındaki eğik disklerin hidrodinamik simülasyonları yapılmıştır.

3.2 Dönen kara delik etrafındaki eğik disk

Bir Kerr kara deliği etrafında yer alan ve açıl momentum vektörü kara deliğin spin vektörüne paralel olmayan bir toplanma diski ele alıyoruz. Böyle bir sistemde merkezi kara delik, eşlek düzleminde yer almayan yörüngelerin presesyon yapmalarına neden olacağından Lense - Thirring etkisi önem kazanacaktır (Lense & Thirring 1918). J_{kd} kara deliğin açıl momentumu olmak üzere, Lense - Thirring presesyonunun frekansı

$$\Omega_{LT} = \frac{2GJ_{kd}}{c^2 R^3} \quad (11)$$

ile verilir. Presesyon frekansı radyal uzaklıkla azaldığından iç disk kara deliğin eşlek düzlemiyle hızlı bir biçimde hizalanırken dış disk halen eğik düzlemde kalır. Toplanma disklerinde Lense - Thirring diferansiyel presesyonu nedeniyle diskin eğrilik kazanması süreci Bardeen-Peterson etkisi olarak



Şekil 2. Viskozitenin $\alpha=0.1$ kabul edildiği disk için eğriliğin ($|\psi|$) uzaklıkla değişimi görülmektedir. Grafikler kalınlığın $H/R = 0.02$ (siyah sürekli çizgi) ve $H/R=0.05$ (kırmızı kesikli çizgi) olduğu disklerin karşılaştırmasını göstermektedir. Eğiklik, üst panelde $\theta=30^\circ$, alt panelde $\theta=60^\circ$ 'dir. $\theta=30^\circ$ olduğu durumda disk zamanla eğrilik kazanmış olsa da, kritik eğrilik eşliğinin altında kalması nedeniyle evrimini kararlı bir biçimde sürdürmektedir. $\theta=60^\circ$ durumunda ise kalınlığı $H/R = 0.02$ olan disk iki farklı yarıçapta ($R \approx 8R_g$ ve $R \approx 20R_g$) kırılma gösterirken, nispeten kalın disk hiçbir bölgede kırılma göstermeyip evrimine tamamen kararlı bir biçimde devam etmektedir (Raj, Nixon & Doğan 2021).

bilinmektedir. Presesyon torku viskoz torklara baskın gelirse diskin parçalanması beklenir (örn. bkz. Nixon ve diğ. 2012).

Hidrodinamik simülasyonlarda kara deliğin kütle-çekimi Einstein potansiyeli ile modellenmiştir (bkz. Nelson & Papaloizou 2000). Lense - Thirring presesyonu için gerekli gravitomagnetik kuvvet terimi ayrıca eklenmiştir. Kara delik spini en küçük kararlı yörünge çapını (ISCO) $4R_g$ olarak veren $a = \frac{2}{3}(4 - \sqrt{10}) = 0.5585$ alınmış ve iç disk yarıçapı ISCO yarıçapına eşit kabul edilmiştir. Tüm simülasyonlar kod biriminde $10^5 GM/c^3$ kadar süre boyunca evrimleştirilmiştir ki bu zaman ölçeği, dış diskin bir Lense - Thirring presesyonunu tamamlaması için gerekli zaman ölçeğinden birkaç kat daha kısa bir süreye, iç diskin ise presesyon nedeniyle evrimleşebilmesi için yeterince uzun bir süreye karşılık gelir. Böylelikle iç diskin

düzlemi kara deliğin eşlek düzlemi ile hizalanırken dış diskin halen eğik kaldığını garantilemiş oluruz.

Eğrilik kazanan disk dinamiğini etkileyen temel parametrelerin etkileri ayrı ayrı incelendi: disk kalınlığının $H/R=0.02, 0.05$, disk eğikliğinin $\theta=10^\circ, 30^\circ, 60^\circ$, ve disk viskozitesinin $\alpha=0.03, 0.1, 0.3$ olduğu durumların simülasyonları yapıldı (Raj, Nixon & Doğan 2021). Burada, bu 18 durumdan önemli sonuçlara işaret edenler üzerinde durulacaktır.

3.2.1 Disk kalınlığının etkisi

Dış tork etkisi altındaki diskin kalınlığı, H/R^2 ile orantılı olan etkin viskozitenin büyüklüğünü etkileyeceğinden dış torkların dinamik olarak hangi uzaklıkta önem kazanacağını belirlemede önemli rol oynar. Kalınlığın bir başka etkisi de diskin kazanabileceği eğrilige bir sınır getirmesidir. Diske H' 'den daha kısa bir uzunluk ölçeğinde eğrilik kazandırmak mümkün değildir. Dolayısıyla aynı yeğinlikte dış tork uygulansa bile, nispeten kalın bir disk ince bir disk kadar eğrilik kazanamayacaktır. Kalın disklerin kararsızlık için gerekli kritik eğrilik değerlerine ulaşmaları daha zor olacağından ince disklerle kıyasla daha kararlı olmaları beklenir. Bu çalışma kapsamında yapılan disk simülasyonları bu öngörüğü doğrulamaktadır.

Şekil 2'de boyutsuz viskozite parametresi $\alpha=0.1$ durumunda kalınlığın $H/R=0.02$ ve $H/R=0.05$ olduğu disk evrimlerinin karşılaştırması yapılmaktadır. $\theta=30^\circ$ olduğu durumda disk kritik eğrilik eşliğinin altında kalması nedeniyle (analitik öngörümüzle uyumlu bir biçimde) kararlı kalmaktadır. $\theta=60^\circ$ durumunda disk kalınlığının kararsızlık bakımından ne denli belirleyici bir rol oynadığını görülmektedir.

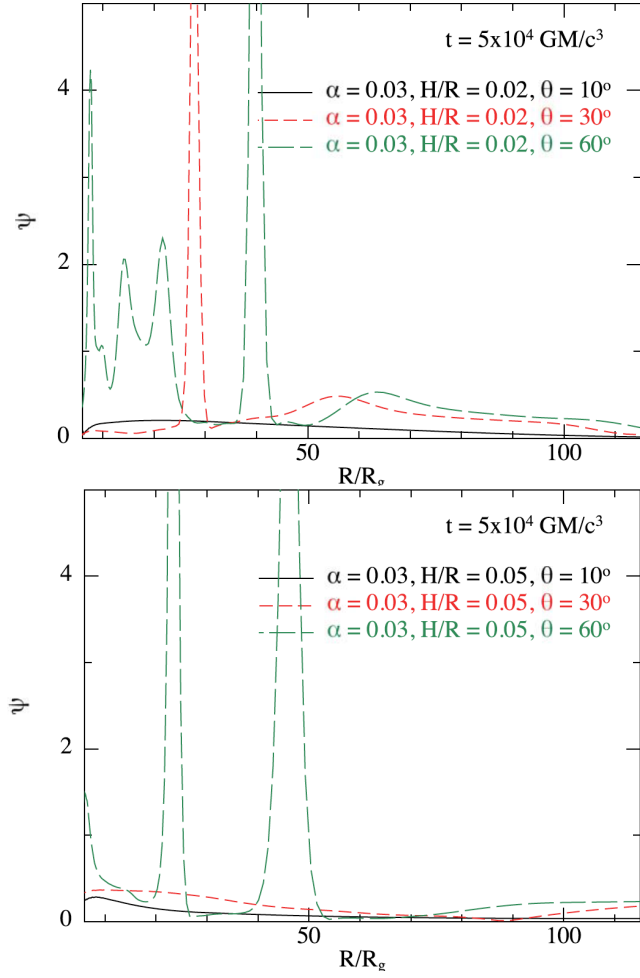
3.2.2 Eğikliğin etkisi

Diskin kazanacağı eğriliğin büyüklüğü tipik olarak disk açılma momentum vektörünün eğikliğiyle orantılıdır. Küçük eğiklik açılarında ($\theta < 10^\circ$) bu ilişki doğrusal olsa da, büyük eğikliklere doğru gidildiğinde bu davranış doğrusal olmayan bir karakter kazanır. $\theta = 10^\circ, 30^\circ, 60^\circ$ için yürütülen simülasyonlarda eğri disk evriminin eğikliğe olan bağıllığı net bir biçimde gözlenmiştir. Şekil 3'de farklı eğikliklere sahip disklerin kararlılık durumları karşılaştırılmaktadır. Şekiller $\alpha = 0.03$ durumunu göstermektedir.

Eğikliğin 10° derece kabul edildiği disk hafif bir eğrilik kazansa da kritik eğrilik eşliğini geçememiştir. Her iki kalınlık değerinde de kararlı kalmaktadır. Eğikliği 30° olan disk nispeten ince olduğunda ($H/R = 0.02$) kritik eğrilik değerine ulaşmıştır ve bu disk simülasyonunda $R \sim 30R_g$ 'de kırılma gözlenmiştir. $\theta = 60^\circ$ olan diskin ise her iki durumda da kritik eğrilige ulaştığı ve parçalandığı görülmüştür.

3.2.3 Viskozitenin etkisi

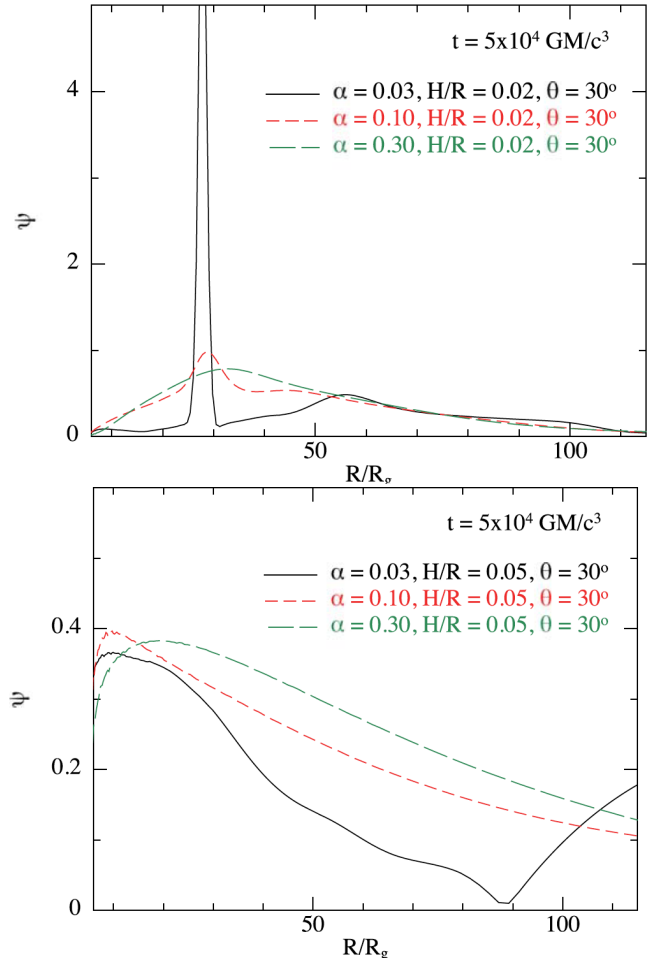
Boyutsuz viskozite parametresi α eğri disk dinamiğinde önemli bir rol oynar. $\alpha < H/R$ için, diskin eğrilige yanıtı, eğriligi dalgalar aracılığıyla yaymak biçimindedir, $\alpha > H/R$ için ise, eğriligi difüzyon yoluyla yayma biçimindedir (Papaloizou & Pringle 1983). Her ne kadar bazı simülasyonlar potansiyel olarak dalga benzeri olsa da, bu çalışmada esas olarak odaklandığımız durum yayılımsal rejimdir. Bu rejimde, α 'nın tam değeri disk dinamiğinde iki ayrı role sahiptir. Ortalama eğriliklerde viskoz tork katsayıları α ile değişir. Küçük eğrilik ve düşük α sınırında ise, alışlagelmiş "düzlemsel" viskozite α ile orantılıyken, "dikine" viskozite $1/\alpha$ ile orantılıdır (Papaloizou



Şekil 3. Viskozitenin $\alpha=0.03$ kabul edildiği disk için eğriliğin ($|\psi|$) uzaklıkla değişimi görülmektedir. Grafikler eğikliğinin $\theta=10^\circ$ (siyah sürekli çizgi), $\theta=30^\circ$ (kırmızı kesikli çizgi) ve $\theta=60^\circ$ (yeşil kesikli çizgi) olduğu disklerin karşılaştırmasını göstermektedir. Kalınlık, üst panelde $H/R=0.02$, alt panelde $H/R=0.05$ 'tir. Eğikliğinin 10° derece olduğu disk kritik eğrilik eşliğini geçemeyerek her iki durumda da kararlı kalmaktadır. Eğikliği 30° olan disk nispeten ince olduğunda ($H/R=0.02$) $R\sim 30R_g$ 'de kırılma göstermektedir. $\theta=60^\circ$ olan disk ise her iki durumda da kritik eğrilığe ulaşarak kararsız kalmaktadır. (Raj, Nixon & Doğan 2021).

& Pringle 1983). Disk viskozitesinin eğri disk dinamiğinde oynadığı ikinci rol ise daha az belirgindir. Ogilvie (1999) viskoz tork katsayılarının, eğriliğin bir fonksiyonu olarak değiştiğini ve ayrıca değişim biçiminin de α 'ya bağlı olduğunu göstermiştir.

Doğan ve diğ. (2018) düşük viskoziteli disklerin kararsız kalmaya daha eğilimli olduğunu göstermiştir. Şekil 4'de α parametresini değiştirmenin eğri disk dinamiği üzerindeki etkisi görülmektedir. Eğikliğinin $\theta=30^\circ$ kabul edildiği durumda farklı viskozite değerleri için eğriliğin ($|\psi|$) yarıçapla değişimi görülmektedir. Her grafikte viskozite değeri 0.03, 0.1, 0.3 olarak değiştirilmiştir. Viskoziteyi düşürmek diskte kararsızlaştırıcı bir etki doğurmaktadır. Kalın disk durumunda diskin viskozitesi düşürüldükçe diskin yayılsal rejimden dalga-benzeri rejime geçtiği gözlenmiştir.



Şekil 4. Eğikliğinin $\theta=30^\circ$ kabul edildiği durumda farklı viskozite değerleri için eğriliğin ($|\psi|$) yarıçapla değişimi görülmektedir. Grafikler kalınlığın $H/R=0.02$ (üst panel) ve $H/R=0.05$ (alt panel) olduğu diskler için oluşturulmuştur. Her grafikte viskozite değeri 0.03 (siyah sürekli çizgi), 0.1 (kırmızı kesikli çizgi), 0.3 (yeşil kesikli çizgi) olarak değiştirilmiştir. Üst panelde α parametresinin eğrilik üzerindeki doğrusal olmayan etkisi açıkça görülmektedir. Viskoziteyi düşürmek diskte kararsız kılıcı bir etki doğurmaktadır. $\alpha=0.03$ olduğu durumda diskin eğriliği kritik değeri geçtiğinden disk kararsız kalmaktadır. Görece kalın disk (alt panel) durumunda disklerin hiçbiri kritik eğrilik değerine ulaşamamıştır ve kararlı kalmıştır. Burada diskin viskozitesi düşürüldükçe diskin yayılsal rejimden dalga-benzeri rejime geçtiği gözlenmiştir (Raj, Nixon & Doğan 2021).

4 Sonuçlar

Bu çalışma ile daha önce analitik yöntemle türetilen eğri disk kararsızlığı nümerik yöntemlerle test edilmiştir. Bunun için, dönen kara delik etrafında yer alan ve kara deliğin eşlek düzlemine göre eğik disklerin 3-boyutlu yüksek çözünürlüklü hidrodinamik simülasyonları yapılarak analitik öngörülerin geçerliliği araştırılmıştır. Simülasyonlardan elde edilen sonuçlar, kararsızlık analizinin işaret ettiği bulguları doğrulamaktadır (Raj, Nixon & Doğan 2021):

- İnce, düşük viskoziteli, eğikliği fazla olan diskler kalın, yüksek viskoziteli ve eğikliği az olan disklerle kıyasla daha kolay parçalanır.

- İnce ve eğikliği fazla diskler daha fazla eğrilik kazanabilmektedir.
- Düşük viskoziteli diskler daha küçük eğriliklerde kararsız kalmaktadır.

Toplanma diski kuramının temel sorunu açısal momentumun dışarıya doğru taşınımına ve bu yolla disk maddesinin merkezi cisim üzerine düşmesine yol açan süreçlerin anlaşılması olmuştur. Bu nedenle, eğri disk kararsızlığı ve parçalanma süreci, disk akışkanının açısal momentumunu koparmak bakımından büyük önem taşır. Birbirinden bağımsız presesyon yapan disk halkaları birbirinin açısal momentumunu iptal ederek disk maddesinin doğrudan merkezi cisim üzerine düşmesine neden olur. Bu süreç, toplanma oranlarını dramatik bir biçimde arttırmasının yanı sıra değişken bir toplanma sürecini de beraberinde getirir.

Gezegen oluşum disklerinde doğrudan gözlenen halkalı yapılar, X-ışın çiftlerindeki durum geçişleri ile yarı-dönemli salınımlar, etkin gökada özeklerinde gözlenen kısa zaman ölçeğindeki değişimler parçalanmış disk modelleriyle ilişkilendirilmektedir (Raj, Nixon & Doğan 2021; Raj & Nixon 2021).

Kaynaklar

Bardeen J. M., Petterson J. A.: The Lense-Thirring Effect and Accretion Disks around Kerr Black Holes. *Astrophysical Journal Letters* **195** (1975) L65.

Bate, M. R., Lodato, G., & Pringle, J. E.: Chaotic star formation and the alignment of stellar rotation with disc and planetary orbital axes. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **401** (2010) 1505–1513

Doğan, S., Nixon, C., King, A., & Price, D. J.: Tearing up a misaligned accretion disc with a binary companion. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **449** (2015) 1251–1258

Doğan, S., Nixon, C. J., King, A. R., & Pringle, J. E.: Instability of warped discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **476** (2018) 1519–1531

Doğan, S., Nixon, C. J.: Instability of non-Keplerian warped discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **495** (2020) 1148–1157.

Fragner, M. M., Nelson, R. P.: Evolution of warped and twisted accretion discs in close binary systems. *Astronomy and Astrophysics* **511** (2010) 23.

Gerend, D., & Boynton, P. E.: Optical clues to the nature of Hercules X-1/HZ Herculis. *Astrophysical Journal* **209** (1976) 562–573

Heap, S. R., Lindler, D. J., Lanz, T. M., et al.: Space Telescope Imaging Spectrograph Coronagraphic Observations of β Pictoris. *Astrophysical Journal* **539** (2000) 435–444

Katz, J. I.: Thirty-five-day Periodicity in Her X-1. *Nature Physical Science* **246** (1973) 87–89

Kraus S., Kreplin A., Young A. K., Bate M. R., Monnier J. D., Harries T. J., Avenhaus H., et al.: A triple-star system with a misaligned and warped circumstellar disk shaped by disk tearing. *Science* **369** (2020) 1233.

Larwood, J. D., Nelson, R. P., Papaloizou, J. C. B., Terquem, C.: The tidally induced warping, precession and truncation of accretion discs in binary systems: three-dimensional simulations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **282** (1996) 597–613.

Lense, J. and Thirring, H.: Über den Einfluß der Eigenrotation der Zentralkörper auf die Bewegung der Planeten und Monde nach der Einsteinschen Gravitationstheorie. *Physikalische Zeitschrift* **19** (1918) 156

Lightman, A. P., & Eardley, D. M.: Black Holes in Binary Systems: Instability of Disk Accretion. *Astrophysical Journal* **187** (1974) L1

Liska, M. and 6 colleagues: Disc tearing and Bardeen-Petterson alignment in GRMHD simulations of highly tilted thin accretion discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **507** (2021) 983–990.

Lodato, G., Pringle, J. E. 2007. Warp diffusion in accretion discs: a numerical investigation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **381** (2007) 1287–1300.

Lodato, G., & Price, D. J.: On the diffusive propagation of warps in thin accretion discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **405** (2010) 1212–1226

Lucas, W. E., Bonnell, I. A., Davies, M. B., & Rice, W. K. M.: Misaligned streamers around a Galactic Centre black hole from a single cloud's infall. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **433** (2013) 353–365

Margon, B.: Observations of SS 433. *Annual review of astronomy and astrophysics* **22** (1984) 507–536

Marino, S., Perez, S., and Casassus, S.: *The Astrophysical Journal* **798** (2015) L44.

Nelson, R. P., Papaloizou, J. C. B.: Hydrodynamic simulations of the Bardeen-Petterson effect. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **315** (2000) 570–586.

Nixon, C., King, A., and Price, D.: Tearing up the disc: misaligned accretion on to a binary. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **434** (2013) 1946.

Nixon, C., King, A., Price, D., and Frank, J.: Tearing up the Disk: How Black Holes Accrete. *The Astrophysical Journal Letters* **757** (2012) L24

Ogilvie, G. I.: The non-linear fluid dynamics of a warped accretion disc. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **304** (1999) 557–578.

Papaloizou, J. C. B., & Terquem, C.: On the dynamics of tilted discs around young stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **274** (1995) 987–1001

Papaloizou, J. C. B., & Pringle, J. E.: The time-dependence of non-planar accretion discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **202** (1983) 1181

Price, D. J. and 26 colleagues. Phantom: A Smoothed Particle Hydrodynamics and Magnetohydrodynamics Code for Astrophysics. *Publications of the Astronomical Society of Australia* **35** (2018) e031.

Pringle, J. E.: Self-induced warping of accretion discs. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* **281** (1996) 357–361

Raj, A., Nixon, C. J., Doğan, S.: Disk Tearing: Numerical Investigation of Warped Disk Instability. *The Astrophysical Journal* **909** (2021) 81.

Raj, A., Nixon, C. J.: Disk Tearing: Implications for Black Hole Accretion and AGN Variability. *The Astrophysical Journal* **909** (2021) 82.

Roberts, W. J.: A slaved disk model for Hercules X-1. *Astrophysical Journal*, **187** (1974) 575 - 584

Access:

M23-0341: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Çift Nötron Yıldız Birleşmelerinin Genel Görelilik Simülasyonu: Hızlı Kara Delik Oluşumu

Kutay Arınç Çokluk¹  , Kadri Yakut¹ , Bruno Giacomazzo² 

¹ Ege Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye

² Università di Milano - Bicocca, Dipartimento di Fisica G. Occhialini, Piazza della Scienza 3, I-20126 Milano, Italia

Accepted: November 21, 2022. Revised: November 17, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Bu çalışmada açık kaynak kodlu Einstein Toolkit ve Lorene paket programları kullanılarak parçalı politropik hal denklemi ile tanımlanmış eş kütleli nötron yıldız çiftlerinin simülasyonları aracılığıyla sistemin başlangıç toplam kütlelerinin etkisi araştırılmıştır. Sistemlerin toplam baryonik kütleleri 3.2, 3.4, 3.6 ve 3.8 M_{\odot} olarak ele alınmıştır. Birleşmenin öncesi ve sonrasını içeren gravitasyonel dalga formu elde edilmiş ve sistemlerin gravitasyonel dalga dedektörleri ile gözlenip gözlenemeyeceği tartışılmıştır. Yapılan simülasyonlar sonucunda tüm modellerimizin birleşme sonrasında 1 ms'den daha kısa bir süre içerisinde kara deliğe çöktüğü görülmüştür. Son olarak, sistemlere ilişkin simülasyonlar sonucunda elde edilen parametreler tartışılmıştır.

Abstract

In this study, we investigate the impacts of the initial mass of the system on the equal mass binary neutron star defined piecewise polytropic EOS by using open source codes Einstein Toolkit and Lorene. We restrict ourselves to systems with total baryonic mass 3.2, 3.4, 3.6 and 3.8 M_{\odot} . We extract gravitational waveform, which contains an inspiral and post-merger stage and discuss if gravitational wave detectors may observe our models. The results show all of our models collapse promptly into a BH before 1 ms. Finally, the parameters obtained as a result of the simulations are discussed.

Anahtar Kelimeler: Gravitational-wave astrophysics – binary neutron stars – numerical simulations – relativity and gravitation

1 Giriş

Nötron yıldızları evrende bilinen en yoğun cisimlerden biri olarak çok büyük yoğunluk değerlerinde maddenin nasıl davrandığını anlamamız için eşsiz birer laboratuarlardır. Genel olarak, nötron yıldızlarının iç ve dış katmanları hakkında bilgi sahibi olsak da iç çekirdekte hangi parçacıkların bulunduğu ve nasıl davranışlar sergiledikleri hala açık bir problem olarak karşımıza çıkmaktadır. Yoğunluğun nükleer yoğunluğun 2-3 katı olduğu iç çekirdekte ultra yoğun maddenin hal denklemini anlamlandırmak oldukça zorlu bir problemdir (Lattimer 2012).

Nötron yıldızının iç çekirdeğindeki yoğunluk esas olarak iki parametreye bağlıdır: bölgeye uygulanan çekim kuvveti ve bölgede bulunan parçacıkların bu kuvvete karşı uyguladıkları basınç. Süpernova patlamasından sonra madde merkeze çökerek nötron yıldızının son halini almasına olanak tanır. Merkezde toplanan madde, kritik bir değerden sonra daha fazla sıkıştırılmaz hale gelir ve çökmeye karşı bir direnç uygular. Merkezde bulunan parçacıkların uyguladığı bu dirençle birlikte çökme durur ve nötron yıldızının parametreleri belirlenir. Merkezde farklı parçacıkların varsayımıyla oluşturulan hal denklemleriyle belirli bir kütleyle karşılık gelen onlarca yarıçap değeri elde edilmektedir ve bu hal denklemleri içerisinde hangisinin verimli bir şekilde nötron yıldızının iç yapısını temsil ettiği henüz bilinmemektedir (Baiotti & Rezzolla 2017). Ancak, gözlemler ve nümerik simülasyonların çıktıkları birlikte değerlendirilerek problem hakkında fikir sahibi olunabilir.

* kutay.arinc.cokluk@gmail.com

Gravitasyonel dalgalara ilişkin gözlemsel olarak tespit edilen ilk kaynak GW150917 olup bir çift kara delik birleşme süreci olarak tespit edilmiştir (Abbott ve diğ. 2016). 2015 yılında tespit edilen bu gözlemden sonra günümüzde 90'ı aşkın sıkı cisimlerin birleşme süreçlerine ilişkin sinyaller tespit edilmiştir (Abbott ve diğ. 2019, 2021; The LIGO Scientific Collaboration ve diğ. 2021). Her bir gözlemin ayrı ayrı önemi olmasına karşın GW170817 gözlemiyle birlikte astronomi alanında yeni bir çığır başlamıştır. GW170817 ile ilk kez hem gravitasyonel dalga sinyali (Abbott ve diğ. 2017a) hem de ona eşlik eden geniş elektro-manyetik tayft bölgesinde gözlemler yapılmıştır (örn: Abbott ve diğ. 2017b,c; Troja ve diğ. 2017). Böylece gözlemler farklı bilgi taşıyıcılarının aynı olayda bilgi sağlamaları açısından çok önemli olup astronomi alanında yeni bir devir başlamıştır. İlk çift nötron yıldız birleşmesi gözleminde iki yıl sonra, GW190425 olarak adlandırılan ve sistemin toplam kütleleri $3.4^{+0.3}_{-0.1} M_{\odot}$ olarak hesaplanan bir başka çift nötron yıldız birleşme sinyali tespit edilmiştir (Abbott ve diğ. 2020).

İlk relativistik çift nötron yıldız sistemi simülasyonundan (Shibata 1999; Shibata & Uryū 2000) bu yana çok sayıda başarılı nümerik relativistik simülasyonlar yapılarak nötron yıldız çift sistemlerinin birleşme süreçlerine ilişkin detaylar incelenmiştir. Farklı hal denklemleri, sistemin toplam başlangıç kütleleri ve bileşenlerin kütle oranları, manyetik alan, spin ve presesyon ve basık yörüngeler gibi parametrelerin birleşme öncesi, birleşme anı, birleşme sonrasında ve ardakalan merkezi cismin türüne ve yaşam süresine etkisi üzerine çalışmalar yapılmıştır (örn: Giacomazzo ve diğ. 2011; Tsatsin & Marronetti

Çizelge 1. Modellerin başlangıç verileri. İlk kolon modelin ismini temsil etmektedir örn. M32 sistemin toplam başlangıç baryonik kütlelerinin $3.2 M_{\odot}$ olduğunu belirtmektedir. $M_b^{1,2}$, ve $M^{1,2}$, sırasıyla, sistemin bileşenlerinin baryonik ve gravitasyonel kütlelerini göstermektedir. Son üç kolon da sırasıyla sistemin başlangıçtaki toplam ADM kütlelerine, açısal momentumuna ve yörünge frekansına karşılık gelmektedir.

Model	$M_b^{1,2}$ (M_{\odot})	$M^{1,2}$ (M_{\odot})	M_0 (M_{\odot})	J_0 ($G M_{\odot}/c$)	f_0 (Hz)
M32	1.60	1.37	2.85	7.83	339.64
M34	1.70	1.44	3.01	8.51	346.16
M36	1.80	1.51	3.16	9.33	352.37
M38	1.90	1.57	3.31	10.11	358.42

2013; Kiuchi ve diğ. 2014; Hotokezaka ve diğ. 2015; East ve diğ. 2016; Fujibayashi ve diğ. 2017; Dietrich ve diğ. 2017, 2018).

Çift nötron yıldız birleşmelerinin sonucunda oluşan merkezi cisim kararlı bir nötron yıldızı, kararsız yapıda büyük kütleli bir nötron yıldızının kendi üzerine çökmesiyle oluşan bir kara delik veya doğrudan ve aniden oluşan bir kara delik olabilmektedir. Birleşme sonrasında oluşan cisim belirleyen parametre her bir hal denklemi tarafından belirlenen, M_{thres} , eşik küyledir. Eğer sistemin toplam gravitasyonel kütleleri eşik kütlede büyükse, $M > M_{\text{thres}}$, sistemin birleşme sonrasında kara delik oluşturması beklenmektedir.

Bu çalışmada, birleşme sonrasında hızlı bir şekilde kara delik oluşturan sistemler üzerine simülasyonlar gerçekleştirilmiş ve sistemlerin birleşme öncesi ve sonrası durumlarını inceleyerek, birleşme sonrasında oluşan kara deliğin parametreleri üzerine tartışılmıştır. §2’de sıkı cisimlerin simülasyonları için kuramsal altyapı hakkında bilgi verilmiştir. §3’te çalışmada yapılan simülasyonlar ve başlangıç koşulları üzerine bilgi verilmiştir. Son olarak, §4 ve §5’de simülasyonlardan elde edilen bulgular detaylı olarak verilmiş tartışılmıştır.

2 Formülasyon

Çift nötron yıldız sistemleri gibi sıkı cisimlerden oluşan dizgelerin birleşmeleri genel görelilik kapsamında tanımlanmaktadır (Einstein 1915, 1916, 1918). Gravitasyonel dalgalar, lineerleştirilmiş Einstein Alan Denklemlerinin bir sonucu olarak karşımıza çıkmaktadır. Lineerleştirilmiş Einstein Alan Denklemi (Denklem 2), Minkowski uzay-zamanına ek olarak tanımlanan çok küçük bir tedirginliğin ($h_{\mu\nu} \ll 1$) sonucu olarak karşımıza çıkmaktadır.

$$g_{\mu\nu} = \eta_{\mu\nu} + h_{\mu\nu}, \quad (1)$$

$$\square \bar{h}_{\mu\nu} = \frac{-16\pi G}{c^4} T_{\mu\nu}, \quad (2)$$

Burada $\bar{h}_{\mu\nu} = h_{\mu\nu} - \frac{1}{2}\eta_{\mu\nu}h$ ve \square sembolü d’Alembert operatörü olmak üzere $\square = -\frac{1}{c^2}\partial_0^2 + \nabla^2$ olarak ifade edilir. Eğer kaynağın dışında, enerji-momentum tensörünün sıfır ($T_{\mu\nu} = 0$) olduğu bölge için çözüm yapıldığında Denklem (3) ile verilen ifade elde edilir.

$$\bar{h}_{\mu\nu} = \text{Re}(A_{\mu\nu}e^{ik_{\alpha}x^{\alpha}}), \quad (3)$$

Bu sonuç, tedirginliğin uzay-zamanda düzlem dalga olarak davrandığı şeklinde yorumlanır. Burada $A_{\mu\nu}$ dalganın genlik

ve polarizasyonunu ifade ederken, k_{α} dalganın yayılma doğrultusunu ve frekansını içeren dalga vektörüdür.

Ancak, Einstein Alan Denkleminin sıkı cisimlerden oluşan sistemler için çözülebilmesi için 3+1 formülasyonu ile tanımlanmalıdır (Arnowitz ve diğ. 1959, 2008). Bu amaçla dört boyutlu (4D) Riemann tensörünün, üç boyutlu (3D) hiperyüzelelere düşürülerek Gauss (Denklem 4), Codazzi (Denklem 5) ve Ricci (Denklem 6) denklemleri elde edilir.

$$R_{abcd} + K_{ac}K_{bd} - K_{ad}K_{cb} = \gamma_a^p \gamma_b^q \gamma_c^r \gamma_d^s {}^{(4)}R_{pqrs}, \quad (4)$$

$$D_b K_{ac} - D_a K_{bc} = \gamma_a^p \gamma_b^q \gamma_c^r n^s {}^{(4)}R_{pqrs}, \quad (5)$$

$$\begin{aligned} \mathcal{L}_n K_{ab} = n^d n^c \gamma_a^q \gamma_b^r {}^{(4)}R_{drca} \\ - \frac{1}{\alpha} D_a D_b \alpha - K_b^c K_{ac}, \end{aligned} \quad (6)$$

$${}^{(4)}R_{ab} - \frac{1}{2} {}^{(4)}R g_{ab} = 8\pi T_{ab}, \quad (7)$$

Bu üç denklemin (Denklem 4, 5, 6) Einstein Alan Denklemleriyle (Denklem 7) birlikte çözülmesi ile karşımıza çıkan sınırlayıcı (Denklem 8, 9) ve evrim (Denklem 10, 11) denklemleri genel görelilikteki alan denklemlerinin, nümerik görelilikteki karşılığı olarak tanımlanmaktadır.

$$R + K^2 - K^{ab}K_{ab} = 16\pi\rho, \quad (8)$$

$$D_b K_a^b - D_a K = 8\pi S_a, \quad (9)$$

$$\begin{aligned} \mathcal{L}_t K_{ab} = -D_a D_b \alpha \\ + \alpha(R_{ab} - 2K_{ac}K_b^c + K K_{ab}) \\ - 8\pi\alpha[S_{ab} - \frac{1}{2}\gamma_{ab}(S - \rho)] \\ + \mathcal{L}_{\beta} K_{ab}, \end{aligned} \quad (10)$$

$$\mathcal{L}_t \gamma_{ab} = -2\alpha K_{ab} + \mathcal{L}_{\beta} \gamma_{ab}, \quad (11)$$

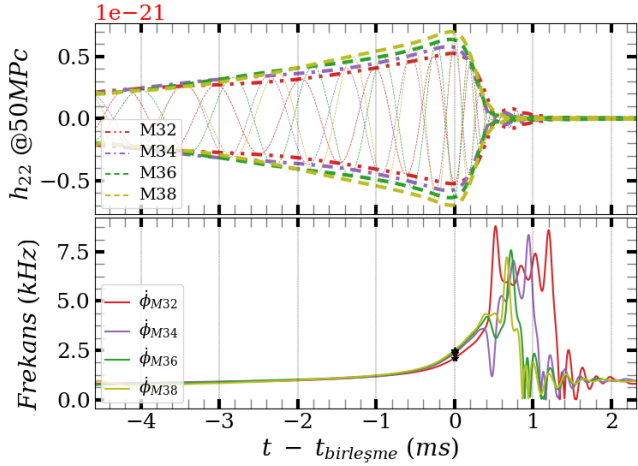
Bu dört denklemin her bir t zamanındaki çözümüyle kara delik ve/veya nötron yıldızlarından oluşan relativistik çift sistemlerinin evrimleştirilmesi mümkün kılınmaktadır. Kuramsal alt yapının detayları ve yapılan modeller ile ilgili detaylar Çokluk (2021)’de verilmiştir.

3 Nümerik varsayımlar ve Genel Görelilik simülasyonları

Bu çalışmada incelediğimiz çift sistemleri oluşturan nötron yıldızlarının başlangıç toplam baryonik kütleleri $3.2\text{--}3.8 M_{\odot}$ aralığında alınmış ve bileşenlerin kütleleri de eşit kabul edilmiştir. Simülasyonlar için gerekli başlangıç veri setlerini açık kaynak kodlu LORENE (Gourgoulhon ve diğ. 2001) programı kullanılarak elde edilmiştir. Tüm modellerde, bileşenlerin kütle merkezlerinin birbirine uzaklıkları 40 km olacak şekilde oluşturulmuştur. Modellerin başlangıç parametreleri Çizelge 1’de özetlenmiştir.

Böylesi simülasyonlarda başlangıç verilerini oluştururken nötron yıldızlarının iç yapısının da tanımlanması gereklidir. Bu amaçla modellerimiz için (Douchin & Haensel 2001) çalışmasındaki parçalı-politropik SLy hal denklemini kullanılmıştır. Lorene için gerekli ve Parma Gravity Group tarafından sağlanan hal denklemi tablosu, (De Pietri ve diğ. 2016) çalışmasındaki Çizelge 1’de verilen değerler kullanılarak nötron yıldız iç yapısı tanımlanmıştır.

Yukarıda tanımlanan çift nötron yıldız sistemi modellerinin evrimleştirilmesi için Einstein Alan Denklemlerinin nümerik olarak çözülmesi gerekmektedir. Bunun için açık kaynak kodu Einstein Toolkit (Löffler ve diğ. 2012) yazılımının Mayer versiyonundan yararlanıldı. Uzay-zaman metriği Einstein alan



Şekil 1. Üst: Modellerinde kütle merkezinden 444 km uzaklıkta algılanan gravitasyonel dalga formunun baskın modu ($l,m=2,2$). Alt: Anlık frekansın zamanla değişimi.

denkleminin BSSNOK formülasyonu (Nakamura ve diğ. 1987; Shibata & Nakamura 1995; Baumgarte & Shapiro 1998; Alcubierre ve diğ. 2000) evrimleştirilmiştir. Genel görelilik hidrodinamik denklemlerin çözümü için GRHydro kodu (Baiotti ve diğ. 2005; Hawke ve diğ. 2005; Mösta ve diğ. 2013) ve PPM (Colella & Woodward 1984) yeniden oluşturma yöntemi kullanılmıştır.

Grid yapısı için Carpet (Adaptive Mesh Refinement for the Cactus Framework) tarafından sağlanan uyarlanabilir ızgara iyileştirme yöntemi kullanılarak en iç grid yapısının iki nötron yıldızını da yörünge hareketi boyunca takip edecek şekilde ayarlanmıştır. Grid hiyerarşisi iç içe geçmiş altı ızgara yapıdan oluşmaktadır. Maksimum hesaplama yapılan grid yarıçapı 1514 km iken en içteki ızgara yapının çözünürlüğü $\Delta x = 355$ m olarak düzenlenmiştir ancak birleşme sonrasında kara deliğin görünür ufku tespit edildiğinde $\Delta x = 177$ m çözünürlüğünde ekstra bir grid daha eklenmektedir. Böylece kara delik ve etrafındaki disk yapının daha duyarlı hesaplamaları yapılabilmektedir.

4 Sonuçlar

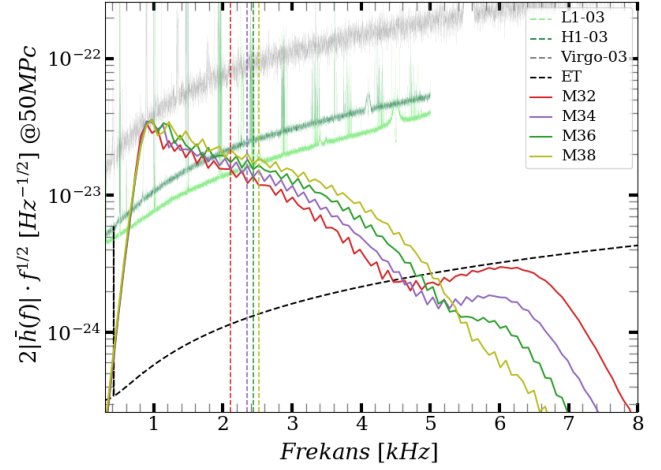
Ş2'de detayları verilen modellerin uzay-zaman evrimi sistemdeki nötron yıldızlarının birleşmesinden 6 ms, yaklaşık birleşmeden üç tam yörünge öncesinden başlatılmış ve birleşme gerçekleşikten 5 ms sonrasına kadar takip edilmiştir.

Simülasyondan elde edilen gravitasyonel dalga sinyalinin sistemin kütle merkezinden 444 km uzakta elde edildiği varsayımı altında Newman-Penrose skaleri (Newman & Penrose 1962) ve gravitasyonel dalga formunun genlik polarizasyonları Denklem 12 ve 13 ile hesaplanmıştır:

$$\psi_4 = \sum_{l=2}^{\infty} \sum_{m=-l}^l \psi_4^{lm}(t, r) {}_{-2}Y_{lm}(\theta, \phi), \quad (12)$$

$$h_+^{lm}(r, t) - ih_x^{lm}(r, t) = \int_{-\infty}^t du \int_{-\infty}^u dv \psi_4^{lm}(r, v) \quad (13)$$

Sistemin anlık frekansı, gravitasyonel dalga formunun evresi $\phi = \arctan(h_x / h_+)$ olmak üzere Denklem 14 ile verilen



Şekil 2. 50 Mpc uzaklıkta oluşan gravitasyonel dalga sinyalinin güç tayfı yoğunluğu ve Virgo (gri kesikli), aLIGO (yeşil ve açık yeşil kesikli) ve gelecekte yapılması planlanan Einstein Teleskobunun (siyah kesikli) duyarlılık eğrileri.

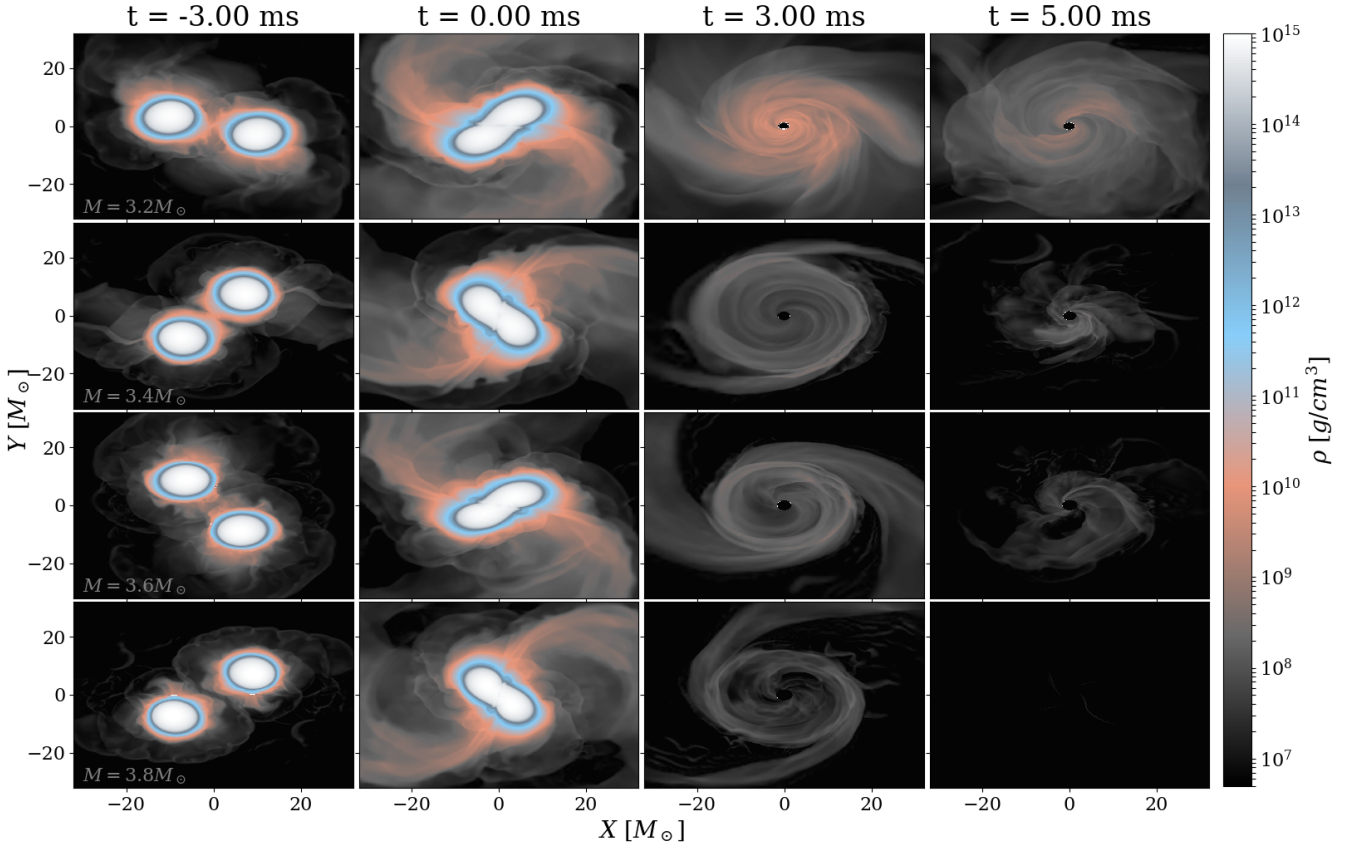
ifadeyle hesaplanır.

$$f_{GW} = \frac{1}{2\pi} \frac{d\phi}{dt} \quad (14)$$

Gravitasyonel dalga formu ve anlık frekansın zamana göre değişimi Şekil 1'de sunulmuştur. Tüm modeller için gravitasyonel dalga formunun kısa bir *inspiral* dönemine sahip olduğu ve birleşme sonrasında hızlıca kara deliğe çökerek sönümlenme gösterdiği görülmektedir. Tüm modellerin frekans evrimini ve gravitasyonel dalga formunu aynı anda ele alırsak simülasyonun başlangıcından birleşme anına kadar birbirlerine benzer şekilde frekans ve gravitasyonel dalga genliği artmaktadır. Bu durum nötron yıldızlarının yörünge hareketleri sürdükçe birbirlerine yaklaşmaları ve yörünge hızlarının artmasının bir göstergesidir. Birleşmeden hemen sonra iki çekirdeğin birbirlerine temasıyla birlikte cismin sıklığı artmaktadır ve bunun sonucu olarak cismin dönme hareketi hızlanmaktadır. Bu nedenle frekanstaki artış birleşme sonrasında devam ederken, alınan gravitasyonel dalga sinyali azalmaktadır. Bir mili saniyeden hemen önce kara deliğin olay ufku tespit edildiğinde, diğer bir deyişle kara delik oluşumu gerçekleştiğinde frekanstaki salınımlar bir süre daha devam edip, 1.5 kHz dolaylarında sönümlenmeye başlamaktadır.

Bu çalışmada elde edilen simülasyon sonuçlarının mevcut ve yapılması planlanan gravitasyonel dalga dedektörleri ile gözlenebilirliğini ortaya koymak üzere güç tayfına karşı dedektörlerin duyarlılık eğrileri Şekil 2'de verilmiştir. Sonuçlarımız, birleşme öncesi ve sırasında Virgo'nun dedektörü haricinde aLIGO ve Einstein Teleskobu tarafından gözlenebilir olduğu görülmektedir. Birleşme sonrasında ise sinyal tüm modellerde monoton olarak azalmaktadır. Bu durumda birleşme sonrasında olası bir kara delik ya da nötron yıldız oluşumunda bilgi alabileceğimiz dedektörün gelecek yıllarda yapılması planlanan Einstein Teleskobu olduğu görülmektedir. Einstein Teleskobu sayesinde birleşme sonrasında yüksek frekanslarda yayınlanan gravitasyonel dalga sinyallerinin tespiti kara delik oluşumuna ışık tutabilir.

Sistemin durgun kütle yoğunluğunun birleşmeden 3 ms önce, birleşme anında, birleşmeden 3 ms ve 5 ms



Şekil 3. Durgun kütle yoğunluğunun ekvatoryel düzlemindeki dağılımı.

sonra ekvatoryel düzlem boyunca davranışı Şekil 3'de gösterilmektedir. Görselde kolonlar ilgili zamanı temsil ederken, satırlar ise modelleri temsil etmektedir. Birleşme öncesi dönemde, nötron yıldızlarının yörünge hareketleri boyunca dış katmanlarındaki maddenin atılmaya başlandığı görülebilir. $t=0$ ms anında nötron yıldızlarının çekirdekleri temas halindedir ve arkalarında, birleşme öncesindeki yüksek yörünge hızlarından dolayı oluşmuş çekimsel kuyruk görülmektedir. Çizelge 2'den de görülebileceği üzere birleşmeden sonra 1 ms içerisinde tüm sistemler kara deliğe çökmektedir. Şekil 3'ün üçüncü kolonunda, kara delik oluşumundan yaklaşık 2–2.5 ms sonra merkezde kara deliklerin görünür ufku ve etrafındaki maddeler görülebilmektedir.

Modellerimizde, önceki çalışmalarda da görüldüğü üzere sistemin başlangıç kütlelerinin artmasıyla beraber etrafındaki maddenin azaldığı görülmüştür. Bunun nedeni, sistemin başlangıç kütleleri arttıkça birleşme sonrasında kara delik oluşumunun hızlanmasıyla sistemin açısal momentumu maddeye aktarabilmek için yeterli süre olmadığı ve maddenin büyük çoğunluğu kara delik tarafından toplanmış olmasıdır. Çizelge 2'de oluşan kara delik kütlelerini göz önüne aldığımızda sistemin başlangıç kütlelerinin %98–99 kadarını içerisinde barındırmaktadır. Disk kütlelerinin de bu kütlelerden çok küçük olduğu göz önüne alındığında sistemin arda kalan %1–2'lik kütlelerinin gravitasyonel dalga olarak sistemden yayıldığı sonucuna ulaşılabilir.

Çizelge 2. Simülasyonlardan elde edilen nümerik sonuçlar. Birinci kolon model ismini temsil etmektedir. t_{BH} , M_{BH} , χ_{BH} ve M_{disk} , sırasıyla, görünür ufku oluşma süresi, kara deliğin kütlesi, boyutsuz spin ve merkezi cisim etrafındaki disk kütlesi değerlerini içermektedir.

Model	t_{BH} (ms)	M_{BH} (M_{\odot})	χ_{BH} (J/M^2)	$M_{\text{disk}} \times 10^{-5}$ (M_{\odot})
M32	0.6807	2.8242	0.7967	7.9207
M34	0.4856	2.9754	0.7860	0.1324
M36	0.4015	3.1297	0.7710	0.9103
M38	0.3509	3.2601	0.7595	0.0825

5 Tartışma

Bu çalışmada iç yapısı parçalı politropik SLy hal denklemi ile tanımlanmış, eş kütleli çift nötron yıldız sistemlerinin nümerik relativistik simülasyonları elde edilmiştir. Simülasyon birleşmeden üç tam yörünge önce başlatılmış ve birleşmeden 5 ms'ye kadar takip edilmiştir. Sistemlerin gravitasyonel dalga formları, frekanslarının yörünge boyunca değişimi incelenmiş ve sistemlerin mevcut ve gelecekte yapılması planlanan dedektörlerle gözlenip gözlenemeyeceği tartışılmıştır. Modellerin tamamında birleşme sonrasında görünür ufuk tespit edilmiş ve merkezi kara deliğin ve etrafındaki yapılar hakkında elde edilen veriler sunulmuştur. Bu çalışmanın sonraki aşaması olarak çok daha yüksek çözünürlüklü simülasyonlar yapılmaya devam edilmektedir (hazırlanıyor: Çokluk, Giacomazzo &

Yakut, 2023). Bu şekilde elde edilen bulgular hakkında daha güvenilir sonuçlar elde edilmesi hedeflenmektedir.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK 117F188 and 119F077 nolu projeler tarafından desteklenmektedir. KAC, 2210-C ve 2211-A programları tarafından burs desteği sağlanmasından dolayı TÜBİTAK'a; simülasyonların gerçekleşmesi için kullanılan HPC-EUROPA3 (INFRAIA-2016-1-730897) ile HPC-CINECA küme bilgisayar ağlarına ve bilimsel ziyaret süresince desteklerinden dolayı Milano-Bicocca Üniversitesi'ne, Fizik Bölümüne ve Bruno Giacomazzo'ya teşekkür eder.

Kaynaklar

- Abbott B. P., ve diğ., 2016, *Physical Review Letters*, 116
 Abbott B. P., ve diğ., 2017a, *Physical Review Letters*, 119
 Abbott B. P., ve diğ., 2017b, *The Astrophysical Journal*, 848, L12
 Abbott B. P., ve diğ., 2017c, *The Astrophysical Journal*, 848, L13
 Abbott B. P., ve diğ., 2019, *Phys. Rev. X*, 9, 031040
 Abbott B. P., ve diğ., 2020, *The Astrophysical Journal*, 892, L3
 Abbott R., ve diğ., 2021, *Phys. Rev. X*, 11, 021053
 Alcubierre M., Brügmann B., Dramlitsch T., Font J. A., Papadopoulos P., Seidel E., Stergioulas N., Takahashi R., 2000, *Physical Review D*, 62
 Arnowitt R., Deser S., Misner C. W., 1959, *Phys. Rev.*, 116, 1322
 Arnowitt R., Deser S., Misner C. W., 2008, *General Relativity and Gravitation*, 40, 1997
 Baiotti L., Rezzolla L., 2017, *Reports on Progress in Physics*, 80, 096901
 Baiotti L., Hawke I., Montero P. J., Löffler F., Rezzolla L., Stergioulas N., Font J. A., Seidel E., 2005, *Physical Review D*, 71
 Baumgarte T. W., Shapiro S. L., 1998, *Phys. Rev. D*, 59, 024007
 Colella P., Woodward P. R., 1984, *Journal of Computational Physics*, 54, 174
 De Pietri R., Feo A., Maione F., Löffler F., 2016, *Physical Review D*, 93
 Dietrich T., Ujevic M., Tichy W., Bernuzzi S., Brügmann B., 2017, *Physical Review D*, 95
 Dietrich T., Bernuzzi S., Brügmann B., Ujevic M., Tichy W., 2018, *Phys. Rev. D*, 97, 064002
 Douchin F., Haensel P., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 380, 151–167
 East W. E., Paschalidis V., Pretorius F., Shapiro S. L., 2016, *Physical Review D*, 93
 Einstein A., 1915, *Sitzungsberichte Preußische Akademie der Wissenschaften Berlin*
 Einstein A., 1916, *Annalen der Physik*, 354, 769
 Einstein A., 1918, *Sitzungsberichte Preußische Akademie der Wissenschaften Berlin*
 Fujibayashi S., Sekiguchi Y., Kiuchi K., Shibata M., 2017, *The Astrophysical Journal*, 846, 114
 Giacomazzo B., Rezzolla L., Baiotti L., 2011, *Phys. Rev. D*, 83, 044014
 ourgoulhon E., Grandclément P., Taniguchi K., Marck J.-A., Bonazzola S., 2001, *Physical Review D*, 63
 Hawke I., Löffler F., Nerozzi A., 2005, *Physical Review D*, 71
 Hotokezaka K., Kyutoku K., Okawa H., Shibata M., 2015, *Phys. Rev. D*, 91, 064060
 Kiuchi K., Kyutoku K., Sekiguchi Y., Shibata M., Wada T., 2014, *Phys. Rev. D*, 90, 041502
 Lattimer J. M., 2012, *Annual Review of Nuclear and Particle Science*, 62, 485
 Löffler F., ve diğ., 2012, *Classical and Quantum Gravity*, 29, 115001
 Mösta P., ve diğ., 2013, *Classical and Quantum Gravity*, 31, 015005
 Nakamura T., Oohara K., Kojima Y., 1987, *Progress of Theoretical Physics Supplement*, 90, 1

Newman E., Penrose R., 1962, *Journal of Mathematical Physics*, 3, 566

Shibata M., 1999, *Phys. Rev. D*, 60, 104052

Shibata M., Nakamura T., 1995, *Phys. Rev. D*, 52, 5428

Shibata M., Uryū K. b. o., 2000, *Phys. Rev. D*, 61, 064001

The LIGO Scientific Collaboration ve diğ., 2021, preprint, ([arXiv:2111.03606](https://arxiv.org/abs/2111.03606)), *ADS*

Troja E., ve diğ., 2017, *Nature*, 551, 71





Tsatsin P., Marronetti P., 2013, *Phys. Rev. D*, 88, 064060

Çokluk K., 2021, Master's thesis, University of Ege

Access:

M23-0336: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Gama-ışın Patlamalarının Ardıl Işınımlarının Fiziksel Parametrelerinin Belirlenmesi

Muhammed Diyaddin İlhan¹  , Tolga Güver² , Massimiliano de Pasquale³ 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, 34119, İstanbul, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

³ Messina Üniversitesi, MIFT Fakültesi, Fizik Bölümü, Messina 98166, İtalya

Accepted: January 9, 2023. Revised: January 6, 2023. Received: November 6, 2022.

Özet

Gama-ışın patlamaları (GIP) evrendeki en enerjik olaylardır. Bu patlamalar, ana ışınım ve ardıl ışınım olarak iki bileşen halinde gözlenirler. Ardıl ışınım fiziksel parametreleri kullanılarak *afterglowpy* yazılımı aracılığıyla sentetik ışık eğrileri üretilebilir. Bu çalışmada, farklı jet modelleri kullanarak (silindir şapka jet modeli (top hat jet model), Gauss jet modeli (Gaussian jet model) ve güç kanunu jet modeli (power law jet model)) *afterglowpy* ile Swift - XRT ile gözlenmiş X-ışın ardıl ışınımları modellendi. *afterglowpy* jet modellerini veriyeye doğrudan uygulanabilen ve ekibimizce geliştirilen Ciao-Sherpa versiyonu kullanılarak ardıl ışınım fiziksel parametreleri belirlendi. Bu çalışmada, örnek olarak bir uzun GIP ve bir kısa GIP ardıl ışınım fiziksel parametreleri elde edildi. Ardıl ışınım fiziksel parametreleri, kinetik enerji (E_K), jet yarı açıklık açısı (θ_j) ve çevresel yoğunluk (n) değerleri literatürle uyumlu şekilde bulundu.

Abstract

Gamma-ray bursts (GRBs) are the most energetic events in the Universe. These bursts are observed as two components, prompt emission and afterglow emission. By using afterglow physical parameters synthetic light curves can be produced via *afterglowpy* software. In this study, Swift - XRT X-ray afterglows were modeled with *afterglowpy* by using different jet models (top hat jet model, Gauss jet model and power law jet model). Afterglow emission physical parameters were determined by using the Ciao-Sherpa version of the *afterglowpy* jet models developed by our team, which can be applied directly to the data. In this study, one long GRB and one short GRB afterglow emission physical parameters were obtained as an example. Afterglow physical parameters kinetic energy (E_K), jet half-opening angle (θ_j) and circumburst (n) density values were found consistently with the literature.

Anahtar Kelimeler: Gamma ray bursts: general – ISM: jets and outflows – X-rays: general

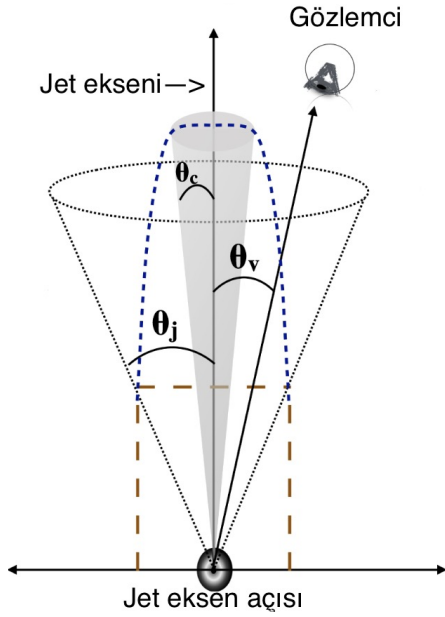
1 Giriş

Gama-ışın patlamaları termal olmayan spektruma ve gökkyüzünde izotropik dağılıma sahip Evrende gözlenen en enerjik olaylardır (van Eerten ve diğ. 2012). Patlamanın izotropik enerjisi 10^{48} – 10^{55} erg arasında değişkenlik gösterir (Kumar & Zhang 2015). Bu patlamalar, patlamanın süresine göre uzun GIP'lar ($T_{90} > 2s$) ve kısa GIP'lar ($T_{90} < 2s$) olarak iki ana sınıfa ayrılır (Dainotti & Vecchio 2017). Uzun GIP'lar büyük kütleli yıldızların çekirdek çökme süper novaları (SN) ile ilişkilendirilirken, kısa GIP'lar ise kompakt yıldız birleşmeleri (ör. Nötron yıldız çifti) ile ilişkilendirilir (Iyyani & Sharma 2021). Hem çekirdek çökmesi modelini hem de kaynaşma modelini şiddetli bir patlama ile karadelik ya da hızlı dönen ve güçlü manyetik alana sahip bir Nötron yıldızı takip eder. Etrafındaki yığılma diski de jet oluşmasına sebebiyet verir. Oluşan jet ultra rölativistik hızlara sahip olup oldukça sıcak ve yoğun ortamdan merkezden dışarı çıkarken var olan gama-ışınlarını güçlendirdiği düşünülür (Bhattacharya ve diğ. 2022). Üretilen jetin aynı yapıya sahip olmadığı farklı çalışmalarda gösterilmiştir. Jetin yapısı, üniform ve keskin kenarlara sahip yani katı açılı altında gelen enerjinin eşit olduğunu açıklayan silindirik şapka jet modeli (Geng ve diğ. 2018) ve katı açılı

altından enerjinin açılıya bağlı değişimini açıklayan Gauss, güç kanunu modelleri ile açıklanır (Ryan ve diğ. 2020). Bir diğer model ise iki bileşenli jet modelidir. Merkezi jet (narrow jet) yüksek enerjiye sahip ve onu saran geniş jet (wide jet) merkezi jetten daha az enerjiye sahip olduğu jet modelidir (Racusin ve diğ. 2008). Her modelde ultra rölativistik jet dış çevre ile etkileşir ve ardıl ışınım (afterglow) oluşmasına sebebiyet verir. Ardıl ışınımlar, patlamadan yaklaşık olarak birkaç yüz saniye sonra X-ışınlarında gözlenmeye başlar.

İlk GIP keşfi Vela uydusu tarafından 1960 yılların sonlarında gerçekleşti. Ancak, ilk ardıl ışınım tespiti Beppo-SAX uydusu tarafından yapıldı (Piran 1999). Ardıl ışınımlar keşfedilmeden önce varlıklarına dair teoriler ortaya atıldı, ancak, ilk X-ışın ardıl ışınım tespiti Beppo-SAX uydusunun GRB 970228 kaynağın takip gözlemleri ile 1997'de bulundu (Godet & Mochkovitch 2011). Daha sonra Swift uydusu ile ardıl ışınım gözlemleri yükselişe geçti. Ardıl ışınımlar ana (prompt) ışınımına göre X-ışınlarından radyo bölgelerine kadar ve dakikalardan aylar mertebesinde ışınım yayabilirler (Miceli & Nava 2022). Uzun ve kısa GIP ardıl ışınımlar arasında enerji ve çevresel yoğunluk gibi farklılık gözlenir. Önemli farklılıkların biri de kısa GIP'ların yani Nötron yıldız çifti kaynaşmasının sonucunda uzaya sıcak plazma olarak fırlatılan kilonovadır. Nötron yıldız çifti birleşme sonrasındaki kilonovalar özellikle optik-kırmızıöte bant aralığında günler mertebesinde ardıl ışınımlara ek olarak

* diyaddin.ilhan@gmail.com



Şekil 1. Kahverengi çizim silindirik jet tipini, mavi çizim Gauss ve güç kanunu jet tipini gösterir. Burada, jet yarı açıklık açısı (θ_j), merkezi jet (θ_c) ve gözlenme açısı (θ_v) gösterilmiştir (Sharma ve diğ. 2021).

kilonova katkısı sağlayabilirler (Rossi ve diğ. 2020). GIP Ardıl ışınım gözlemleri, kırmızıya kayma, patlama yerinin tespiti ve jetin geometrik yapısı ile ilgili değerli bilgiler verir (Leventis ve diğ. 2013).

2 Yöntem

Ardıl ışınım jetleri teorik ve gözlemsel olarak oldukça hüzmelenmiş yapıya şip oldukları düşünülür. Gözlemsel sonuçlara göre hüzmelenmiş jetin varlığı bir jet kırılması olayı ile teyit edilir (Lamb ve diğ. 2021). Böylece jet kırılmasından sonra ışık eğrilerinde hızlı bir düşüş görülür (van Eerten 2018). Hüzmelenmiş jete ait ışık eğrileri farklı jet modeller ile açıklanabilir. Bu modellerden en çok kullanılan silindirik şapka jet modeli: birim katı açı altında gelen enerjinin sabit olduğu aşağıdaki denklem ile gösterilmiştir.

$$E(\theta) = \begin{cases} 1, & \theta \leq \theta_j \\ 0, & \theta > \theta_j \end{cases} \quad (1)$$

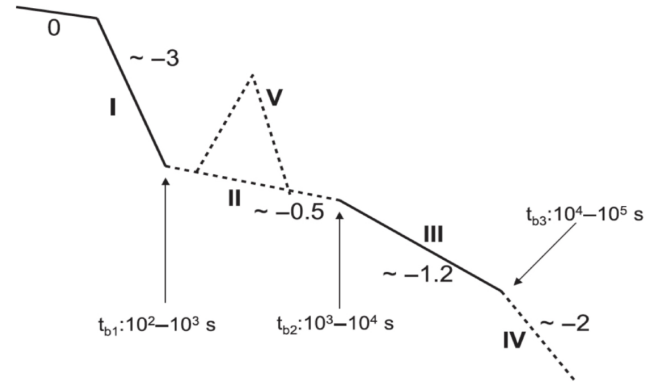
Denklemden θ gözlenme açısını ve θ_j jet yarı açıklık açısını ifade eder. Gauss jet modeli ise birim katı açı altında enerjinin açıya bağlı değişimi ile ifade edilir:

$$E(\theta) = E_0 e^{\left(\frac{-\theta}{2\theta_j}\right)^2} \quad (2)$$

Denklemden θ gözlenme açısını ve θ_j jet yarı açıklık açısını ifade eder. Güç kanunu jet modeli ise:

$$E(\theta) = E_0 \left(1 + \frac{\theta^2}{b\theta_j^2}\right)^{-b/2} \quad (3)$$

denklemleri ile ifade edilir. Denklemler E_0 başlangıç enerjisini, θ gözlenme açısını ve θ_j jet yarı açıklık açısını ifade eder (Şekil 1). b ise θ_j 'i normalize eden ve güç kanunu jet modeli ile Gauss jet modeli arasında karşılaştırılabilir normalizasyon parametresi olarak ifade edilebilir (Ryan ve diğ. 2020).



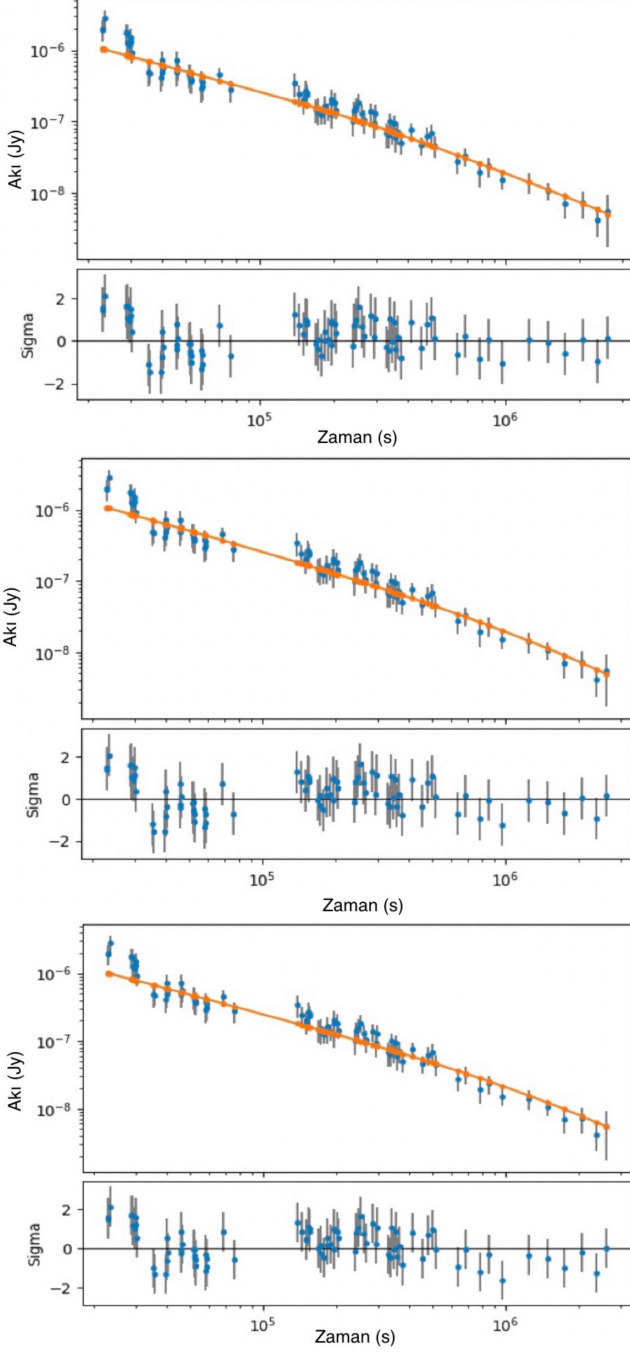
Şekil 2. X-ışın ardıl ışınım şematifi gösterilmiştir (Kumar & Zhang 2015).

Ardıl ışınım, merkezi motordan çok küçük bir hacimde çok büyük bir enerjinin sonucu olarak rölativistik hızlarda bir ateştopu (fireball) modeli ile açıklanır. Dışarı doğru açılan rölativistik hızlardaki dış şok (forward shock) çevresel madde (circumburst medium) etkileşimi ile zamanla yavaşlar. İvmelenmiş şok içindeki yüklü parçacıklar geniş bant (X-ışın, optik, radyo) boyunca sinkrotron ışınımı ile aylar mertebesinde ısısal olmayan ışınım yayarlar (Bing 2018). Swift gözlemleri sonucunda bir X-ışın ardıl ışınım standardı ortaya çıktı (Nousek ve diğ. 2006). Şekil 2'de gösterildiği gibi merkezi motorda üretilen şok ilk bir kaç yüz saniyede ana ışınım uzantısı olarak (I), ilk bir kaç bin saniye sonra ana ışınımdan ardıl ışınım geçiş evresi olarak (II), daha sonra merkezi motordan inaktif duruma geçişi olarak (standart dış şok everesi) (III) ve 10^4-10^5 saniyede ise jet kırılma zamanı olarak (IV) açıklanır. Merkezi motorun daha sonra tekrar aktifleşmesi ise bazı kaynaklarda parlama olarak (V) gözlenir (Kumar & Zhang 2015).

afterglowpy, Python dilinde yazılmış iki boyutlu ışık eğrisi üreten bir yazılımdır. Ardıl ışınım fiziksel parametreleri yazılıma direkt kodlanarak sentetik ışık eğrisi üretilir. afterglowpy yazılımı, kullanıcının parametre girdisi sağlayan bir .py uzantılı kod arayüzü bulunur. Bu arayüz içinde farklı jet modelleri barındırdığından birçok parametre bulunur. Bu parametreler: jet tipi (silindirik jet tipi, Gauss jet tipi ve güç kanunu jet tipi), toplam izotropik kinetik enerji (E_k), çevresel parçacık sayısı yoğunluğu (n), elektron kesirsel enerji yoğunluğu (ϵ_e), manyetik alan kesirsel enerji yoğunluğu (ϵ_B), elektron güç kanunu indeksi (p), jet yarı açıklık açısı (θ_j), gözlemci açısı (θ_{obs}) ve uzaklık (L_d) şeklinde sıralanabilir (Pandey ve diğ. 2019). Bununla birlikte, zaman aralığı (Örn: 10^4-10^7 saniye arası) ve frekans değeri seçilip sentetik ışık eğrisi üretilir. İstenilen fiziksel parametreler ile yazılıma direkt girdi olarak eklenir ve ışık eğrisi elde edilir.

2.1 Fit modelin gerçek veriye uygulanması

Sherpa, bir modelleme uygulamasıdır. Kullanıcı çeşitli istatistik yöntemlerden faydalanarak basitten karmaşık yapılara kadar fit ve model optimizasyonu yapabilir. Sherpa'nın model fit özelliklerinden dolayı, afterglowpy yazılımını Sherpa içine eklenerek GIP ardıl ışınımara ait fitlerin elde edilmesi sağlandı ve ardıl ışınımara ait fiziksel parametreleri elde edildi. En iyi parametre setlerinin elde edilmesi amacıyla gerçek (gözlenen) ve model (beklenen) veriler arasındaki ilişkiyi veren χ^2 yöntemi



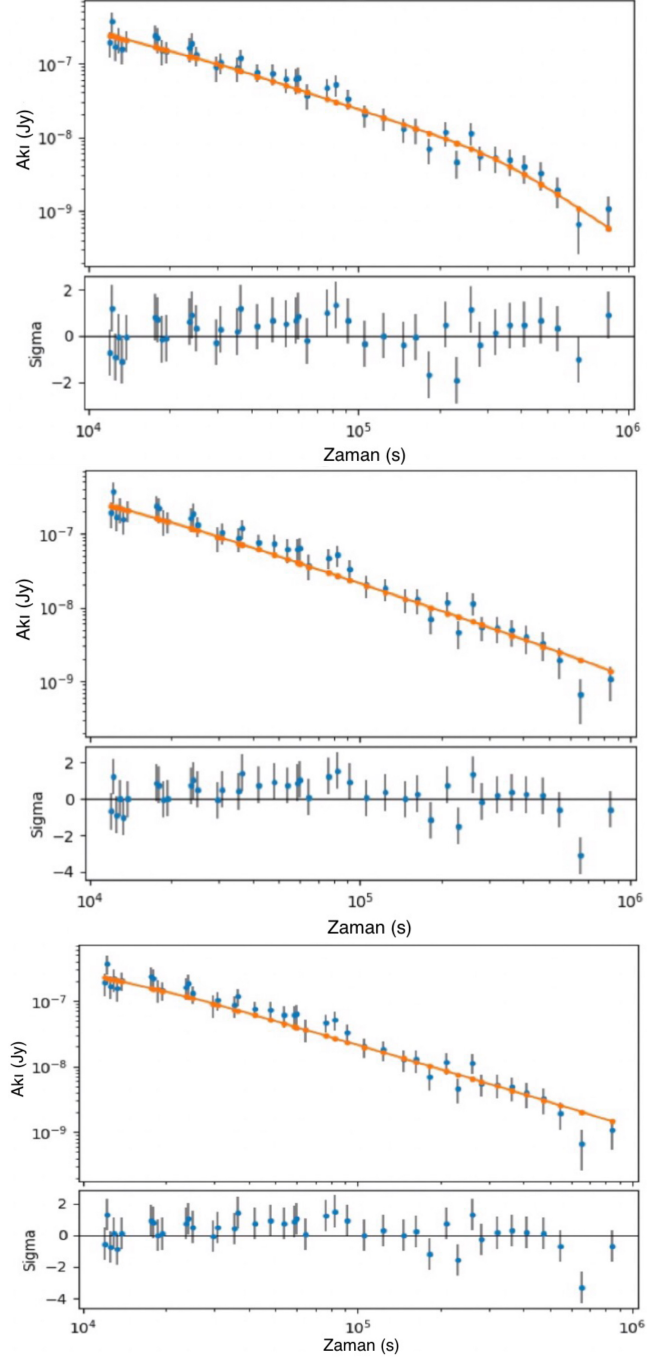
Şekil 3. GRB 121027A kaynağına ait fit sonuçları gösterilmiştir. Üst panel silindirik jet modeline, orta panel Gauss jet modeline ve alt panel ise güç kanunu jet modeline ait sonuçlardır.

kullanıldı. Ancak, bu çalışmada Sherpa içindeki indirgenmiş χ^2 kullanıldı. Kısaca **indirgenmiş χ^2** ,

$$\chi^2 = \sum [y_i - y(x_i)]^2 \frac{1}{\sigma_i^2} \quad (4)$$

şeklinde ifade edilir. Burada y_i veri sayısını, $y(x_i)$ fit fonksiyonunu ve σ_i ise her veri noktası için belirsizliği ifade eder.

Gerçek verilere uygulanmadan önce kullanılan yöntemin

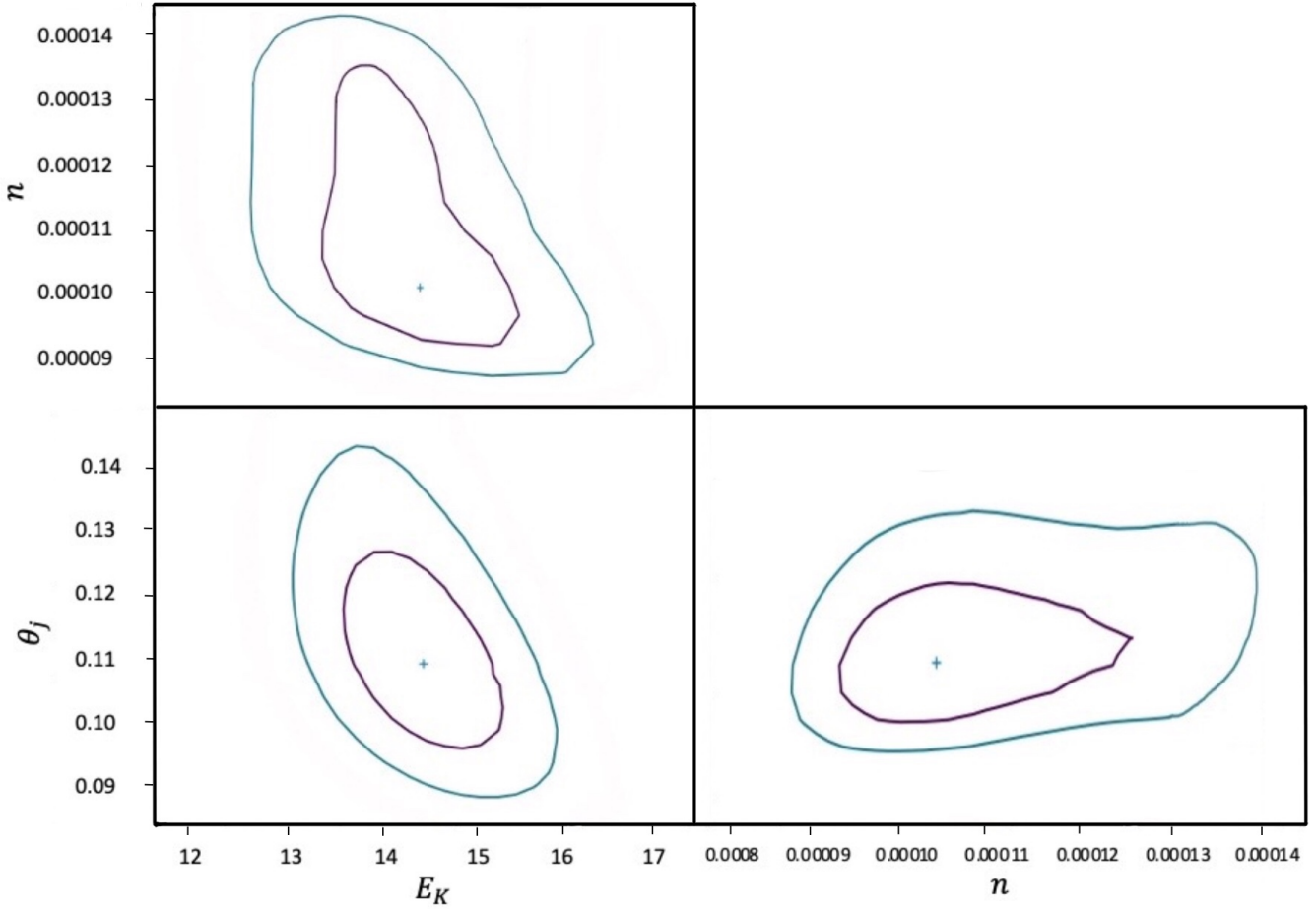


Şekil 4. GRB 051221A kaynağına ait fit sonuçları gösterilmiştir. Üst panel silindirik jet modeline, orta panel Gauss jet modeline ve alt panel ise güç kanunu jet modeline ait sonuçlardır.

iyi sonuçlar verdiğini göstermek amacıyla önce afterglowpy yazılımı ile sentetik ışık eğrileri üretildi ve onların fit sonuçları elde edildi. Daha sonra gerçek verilere uygulanıp ardıl ışınım ışık eğrileri için ayrı ayrı silindirik jet modeli, Gauss jet modeli ve güç kanunu jet modeli fitleri hesaplandı (Şekil 3 ve Şekil 4).

En iyi parametre çıktıklarına ait hataların değişimini görmek amacıyla hata konturları $E_k - \theta_j$, $E_k - n$ ve $\theta_j - n$ şeklinde hesaplandı (silindirik jet modeli örneği Şekil 5'te gösterildi).

Bu çalışmada kullanılan veriler, [Swift-XRT halka açık web](#)



Şekil 5. GRB 51221A kaynağının silindirik jet modeli ile oluşturulan $E_K - \theta_j$, $E_K - n$ ve $\theta_j - n$ 'e karşılık ve 2σ hata konturları gösterilmiştir. Burada artı işareti en iyi χ^2 değerini göstermektedir.

sitesinden alındı. Çalışmada kullanılan X-ışın ışık eğrilerin olası parlamaların önüne geçmek amacıyla 10^4 saniye sonrası verilere sahip ve uzaklığı bilinen kaynaklardan seçildi. Bununla birlikte X-ışınlarının kullanılmasının ayrıca nedenlerinden bir tanesi de olası kilonova katkısından sakınmak oldu.

GIP ardıl ışınım kaynaklarına ait en iyi parametre seti oluşturmadan önce bazı fiziksel ardıl ışınım parametreleri sabit alındı. Kısa ve uzun GIP'lar için ϵ_B , ϵ_e ve p sabit alındı. GRB 051221A kaynağı için $\epsilon_B=0.1$, $\epsilon_e=0.1$, $p=2.24$ parametreleri sabit ve kırmızıya kayması (z) 0.556 alındı (Fong ve diğ. 2015). GRB 121027A kaynağı için $\epsilon_B=3.23 \times 10^{-7}$, $\epsilon_e=0.024$, $p=2.16$ parametreleri sabit ve kırmızıya kayması (z) 1.773 alındı (Zhang ve diğ. 2015). Daha iyi parametre seti oluşturmak için serbest parametre sayısı azaltılarak kullanıcı girdisi olarak belirlendi. Azaltılan bu parametre gözlenme açısı (θ_{obs}) olarak ayarlandı ve gözlenme açısı sıfırdan başlayarak yani; 0, 0.01, 0.02 radyan şeklinde gözlenme parametresi girilerek en iyi χ^2 bulunmaya çalışıldı. Serbest parametreler için seçilen limitler $10^{48} < E_K < 10^{55}$, $0.01 < \theta_j < \pi/2$ ve $10^{-10} < n < 10^{10}$ şeklinde belirlendi (Ryan ve diğ. 2020).

3 Tartışma ve Sonuç

Her bir X-ışın ardıl ışınım ışık eğrisini Sherpa programına veri olarak girilerek ve hazırladığımız model programı kullanılarak

silindirik şapka jet modeli, Gauss jet modeli ve güç kanunu jet modeli ile fit sonuçları elde edilmeye çalışıldı. GRB 121027A uzun GIP kaynağına ait üç farklı jet modeli fit sonuçları Şekil 3'te gösterildi. Şekil 3'te üst panel silindirik şapka jet modeline, orta panel Gauss jet modeline ve alt panel ise güç kanunu jet modeline ait fit sonuçlarını gösterir. Üç farklı jet modeline ait fiziksel parametre hesapları Çizelge 1'de verildi. Silindirik jet modelinde kinetik enerji diğer jet modellerinden daha yüksek enerji sonucuna ulaşıldı. Elde edilen ardıl ışınım fiziksel parametre sonuçları literatürle uyumlu bulundu (Zhang ve diğ. 2015).

GRB 51221A kısa GIP kaynağı ait üç farklı jet modeli fit sonuçları Şekil 4'te gösterildi. Şekil 4'te üst panel silindirik şapka jet modeli, orta panel Gauss jet modeline ve alt panel ise güç kanunu jet modeline ait fit sonuçlarını gösterir. Ardıl ışınım fiziksel parametre fit sonuçları Çizelge 2'de verildi. Kinetik enerji, çevresel yoğunluk gibi parametreler birbirine yakın değerlere sahiptir. Ancak, jet yarı açıklık açısı Gauss jet modeli ve güç kanunu jet modeli birbirine yakın değer bulunurken, silindirik jet modelinde daha dar bir jet yarı açıklık açısı bulundu. Bununlar beraber, silindirik jet modeli gözlenme açısı daha dar bir açıya sahip ve Gauss jet modeli ve güç kanunu jet modeli daha geniş bir bakış açısına sahiptirler. χ^2 değerleri Gauss jet modeli ve güç kanunu jet modeli yakın değerlerde hesaplandı, ancak buna karşılık silindirik jet modelinde ise daha

Çizelge 1. GRB 121027A uzun GIP kaynağına ait ardıl ışınım fit sonuçları verilmiştir

Jet tipi	E_K ($\times 10^{53}$ erg)	n (cm^{-3})	θ_j (rad)	θ_{obs} (rad)	χ^2
Silindirik	$96.6^{+10.6}_{-13.6}$	$482.3^{+358.2}_{-200.4}$	$0.127^{+0.027}_{-0.019}$	0.16	0.74
Gauss	$11.2^{+1.4}_{-1.5}$	$525.2^{+306.2}_{-227.4}$	$0.142^{+0.021}_{-0.011}$	0.18	0.78
Güç kanunu	$10.9^{+1.9}_{-1.5}$	$596.8^{+341.2}_{-255.3}$	$0.098^{+0.039}_{-0.019}$	0.16	0.74

düşük χ^2 değeri bulundu. GRB 51221A kaynağı için bulunan ardıl ışınım fiziksel parametreler literatürle uyumlu olduğu gözlemlendi (Fong ve diğ. 2015).

Bulunan fit sonuçlarına göre silindirik, Gauss ve güç kanunu jet modelleri arasında bir üstünlük gözlenmedi. Her jet tipinde bulunan fit değerlerinde çok büyük farklılıklar bulunmadı. Jet modelleri arasında olası belirgin farklılıkları gözlemek için jetin bakış açısının dışında (off-axis) elde edilen verilerin kullanılması gerekmektedir. Ayrıca, GRB 121027A kaynağında bulunan en iyi fit sonuç parametreleri farklı jet modellerinde birbirine yakın değerlerde bulunması ancak silindirik jet modelinde kinetik enejinin daha yüksek çıkması jet geometrisinin etkisi olduğu düşünülebilir. Ancak, daha iyi kaniya varmak için farklı dalga boylarında (Optik, Radyo, Kırmızıöte vb.) ve daha fazla GIP ardıl ışınımı fit sonuçları elde edilmelidir.

Kullandığımız bu yöntem ile kısa ve uzun GIP ardıl ışınımlarına ait fiziksel parametreler olan kinetik enerji (E_k), çevresel parçacık sayı yoğunluğu (n), jet yarı açıklık açısı (θ_j), gözlenme açısı (θ_{obs}) gibi parametrelerin yanında mikrofiziksel parametreler olan elektron kesirsel enerji yoğunluğu (ϵ_e) ve manyetik alan kesirsel enerji yoğunluğu da (ϵ_B) bulunabilir. Böylece, patlamanın enerjisi, çevresi ve jet yarı açıklık açısı bulunurken, aynı zamanda jet yapısını da daha iyi anlamamızı sağlayabilir.

Bu çalışmada ekibimizce geliştirilen GIP ardıl ışınım fit yazılımını hem sentetik ışık eğrilerinin fitlerini bulurken hem de gerçek GIP ardıl ışınım verilerinin fitini bulurken oldukça başarılı olduğu literatür ile karşılaştırarak teyit ettik. Gelecek çalışmamızda ardıl ışınım X-ışın ışık eğrilerinin fitlerine devam edip bu fit sonuçlarından elde edin fiziksel parametrelerden her bir kaynak için ardıl ışınım fiziksel parametre setleri oluşturacağız. Bu parametre setlerinden 2m, 4m ve 8m teleskop limitlerinin gözleyebileceği sentetik ışık eğrileri oluşturulup gözlenme stratejileri geliştireceğiz. Özellikle, 4 metrelik Doğu Anadolu Gözlemevi (DAG) teleskobu için kırmızıöte sentetik ışık eğrileri üretilip, DAG gözlenme stratejileri oluşturacağız.

Teşekkür

Bu çalışma, kısmen T.C. Strateji ve Bütçe Başkanlığı 2016K121370 tarafından ve TÜBİTAK 119F073 projesi tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Bhattacharya M., Carpio J. A., Murase K., Horiuchi S., 2022, High-energy neutrino emission from magnetised jets of rapidly rotating protomagnetars, doi:10.48550/ARXIV.2210.08029, https://arxiv.org/abs/2210.08029
- Bing Z., 2018, The Physics of Gamma-Ray Bursts. Cambridge University Press

Çizelge 2. GRB 05122A kısa GIP kaynağına ait ardıl ışınım fit sonuçları verilmiştir

Jet tipi	E_K ($\times 10^{52}$ erg)	$n(\times 10^{-5})$ (cm^{-3})	θ_j (rad)	θ_{obs} (rad)	χ^2
Silindirik	$1.5^{+0.1}_{-0.1}$	$1.1^{+0.3}_{-0.2}$	$0.106^{+0.011}_{-0.021}$	0.17	0.97
Gauss	$6.2^{+10.4}_{-25.5}$	$2.1^{+0.5}_{-0.3}$	$0.097^{+0.025}_{-0.050}$	0.10	0.88
Güç kanunu	$5.7^{+21.9}_{-11.8}$	$2.1^{+0.6}_{-0.4}$	$0.098^{+0.039}_{-0.019}$	0.10	0.91

- Dainotti M., Vecchio R. D., 2017, *New Astronomy Reviews*, 77, 23
- Fong W., Berger E., Margutti R., Zauderer B. A., 2015, *The Astrophysical Journal*, 815, 102
- Geng J.-J., Dai Z.-G., Huang Y.-F., Wu X.-F., Li L.-B., Li B., Meng Y.-Z., 2018, *The Astrophysical Journal*, 856, L33
- Godet O., Mochkovitch R., 2011, *Comptes Rendus Physique*, 12, 276
- Iyyani S., Sharma V., 2021, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 255, 25
- Kumar P., Zhang B., 2015, *Physics Reports*, 561, 1
- Lamb G. P., Kann D. A., Fernández J. J., Mandel I., Levan A. J., Tanvir N. R., 2021, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 506, 4163
- Leventis K., van der Horst A. J., van Eerten H. J., Wijers R. A. M. J., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 431, 1026
- Miceli D., Nava L., 2022, *Galaxies*, 10, 66
- Nousek J. A., ve diğ., 2006, *The Astrophysical Journal*, 642, 389
- Pandey S. B., ve diğ., 2019, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 485, 5294
- Piran T., 1999, *Physics Reports*, 314, 575
- Racusin J. L., Karpov S., Sokolowski M., 2008, *Nature*, 455, 183
- Rossi A., ve diğ., 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 493, 3379
- Ryan G., van Eerten H., Piro L., Troja E., 2020, *The Astrophysical Journal*, 896, 166
- Sharma V., Iyyani S., Bhattacharya D., 2021, *The Astrophysical Journal*, 908, L2
- Zhang B.-B., van Eerten H., Burrows D. N., Ryan G. S., Evans P. A., Racusin J. L., Troja E., MacFadyen A., 2015, *The Astrophysical Journal*, 806, 15
- van Eerten H., 2018, *International Journal of Modern Physics D*, 27, 1842002
- van Eerten H., van der Horst A., MacFadyen A., 2012, *The Astrophysical Journal*, 749, 44

Access:

M23-0335: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

GLEAM Gözlemlerinde Keşfedilen Üç Süpernova Kalıntısının Gama Işını Dalgaboylarında Araştırılması

Berfin Mina Meşe¹  , Tülün Ergin² 

¹ Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06800, Ankara, Türkiye

² Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Kuzey Kıbrıs Kampüsü, 99738 Kalkanlı, Güzelyurt, KKTC

Accepted: December 22, 2022. Revised: December 7, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Murchison Widefield Array'in gerçekleştirdiği GLEAM (Galactic and Extra-galactic All-sky) gözlemleri 2019 yılında, $345^\circ < l < 60^\circ$ ve $180^\circ < l < 240^\circ$ boylamlarında bulunan 27 yeni aday radyo süpernova kalıntısı (SNK) keşfetti. Bu aday radyo SNK'larının gama ışını karşılıklarını tayin edebilmek için, 1–300 GeV enerji aralığındaki 14 yıllık *Fermi*-LAT verisini analiz ettik. Analizlerimiz sonucunda, G18.9-1.2, G23.1+0.1 ve G28.3+0.2 SNK'larının, gama ışınlarında nokta kaynak olarak görüldüklerini ve sinyal arka-alan oranlarının, $\sim 9\sigma$, $\sim 13\sigma$ ve $\sim 11\sigma$ düzeylerinde olduğunu tespit ettik. Bu çalışmada, G18.9-1.2, G23.1+0.1 ve G28.3+0.2 kalıntıları için yaptığımız gama analizlerinin sonuçlarını açıklıyoruz.

Abstract

GLEAM (Galactic and Extragalactic All-sky) observations by Murchison Widefield Array discovered 27 new candidate radio supernova remnants (SNRs) in 2019, located at longitudes $345^\circ < l < 60^\circ$ and $180^\circ < l < 240^\circ$. To determine the gamma-ray emission from these candidate radio SNRs, we analyzed 14 years of *Fermi*-LAT data in the energy range of 1 – 300 GeV. As a result of our analyses, we found that G18.9-1.2, G23.1+0.1 and G28.3+0.2 SNRs appear as point sources in gamma rays and the significance level is found to be $\sim 9\sigma$, $\sim 13\sigma$ and $\sim 11\sigma$ respectively. In this study, we describe the results of our gamma analyses for G18.9-1.2, G23.1+0.1 and G28.3+0.2.

Anahtar Kelimeler: Gamma-rays: ISM, gamma-rays: general, radio continuum: general

1 Giriş

Samanyolu'nda bulunan süpernova kalıntısı (SNK) sayılarına dair istatistiksel çalışmalar, bu sayının 1000-2000 civarında olması gerektiğini göstermektedir (Tammann et al. 1994). Ancak gözlemlenmiş SNK sayısı yalnızca birkaç yüz tane. Muhtemelen bu farkın nedeni gözlemsel araştırmalardaki yetersizliklerdir. İstatistiksel olarak çoğu SNK radyo dalga boyunda keşfedilmiş olduğundan, radyo araştırmaları SNK keşfinde hayati önem taşır. Murchison Geniş-Alan (MWA) teleskobu, batı Avustralya'da bulunan bir radyo teleskobudur. Geniş bir görüş alanına sahip olan teleskop, 80-300 MHz bandında gözlem yapmaktadır. SNK'larının tespitleri Galaktik ve Ekstra-Galaktik Tüm-Gökyüzü MWA (GLEAM) verisi ile yapılmıştır. Olası bir taraflılığı engellemek amacı ile kör bir inceleme yapılmıştır. Aday SNK'larını tespit etmek amacıyla GLEAM araştırmasının Samanyolu verileri ile ilgili yayını baz alan iki makale yayımlanmıştır. İlk makalede (Hurley-Walker, Natasha, et al. 2019a), ikinci makale (Hurley-Walker, Natasha, et al. 2019b) ile aynı gökada boylamında olan 101 aday radyo SNK'sı tespit edilmiştir. İkinci ve daha güncel olan makaledeyse, $345^\circ < l < 60^\circ$ ve $180^\circ < l < 240^\circ$ gökada boylamı aralıklarında olan 27 yeni aday radyo SNK'sı sunulmuştur. Bu kaynaklardan 6 tanesinin atarca ile ilişkileri bulunmaktadır ve aynı zamanlarda oluştuğu var sayılarak, bu ilişkiler SNK'sının yaşının belirlenmesinde kullanılmaktadır.

Bu çalışmamızda, radyo dalgaboyunda keşfedilmiş olan

bu 27 SNK adayının gama ışını bandında analizleri yapılmıştır. Bir eletromanyetik dalga türü olan gama ışınları, 50 keV'den büyük enerjilere sahiptirler ve SNK'ları, atarca ve aktif galatik çekirdeğe sahip gökadalara gibi astronomik cisimler tarafından oluşturulmaktadır. Gama ışınları, *Fermi* Gama Işını Uzak Teleskobu gibi uzak teleskopları tarafından gözlemlenebilmektedir. *Fermi* üzerinde iki tip algıç bulunmaktadır: Geniş Alan Teleskobu (LAT) ve Gama ışını Patlama Monitörü (GBM). *Fermi*'nin ana algıç olan LAT, 20 MeV'den 300 GeV'ye uzanan bir enerji aralığında ve 10 GeV'den yüksek enerjiler için 0.15° açısal çözünürlük ile çalışmaktadır. *Fermi*'nin en güncel kataloğu olan 8 yıllık veri ile oluşturulmuş, 4. *Fermi*-LAT Gama Işını (4FGL) Kataloğu'nun enerji aralığı 50 MeV ile 1 TeV arasındadır. 4FGL kataloğundaki enerji çözünürlüğü, enerji aralığının neredeyse tamamında %15'ten daha iyidir (Abdollahi et al. 2020).

GLEAM araştırmasının yayımladığı 27 yeni radyo SNK adayının konumlarının, 14 yıllık *Fermi*-LAT verisi ile analiz edilmesi sonucunda (Meşe et al. 2022) yalnızca G18.9-1.2, G23.1+0.1, ve G28.3+0.2 kaynaklarından dikkate değer bir ışına tespit edilmiştir ve bu kaynaklar Çizelge 1'de gösterilmiştir.

1.1 G18.9-1.2

İlk kez radyo dalga boyunda keşfedilen bu kaynak, G18.95-1.1 olarak adlandırılmıştır (Fürst et al. 1985). Kaynağın GLEAM tarafından belirlenen ve bu çalışmada kullanılan konumunun sağ açıklığı (S.A.) 277.517° ve dik açıklığı (D.A.) -13° 'dir. Kaynağın genişlik değerleri, asal ve yedek eksen olarak sırasıyla

* minamese3@gmail.com

Çizelge 1. GLEAM kataloğundan seçtiğimiz ve gama ışınlarını analiz ettiğimiz aday SNK'larının 4FGL kataloğundaki karşılıkları

SNK Adı	İlişkili olduğu 4FGL kaynağı	S.A.	D.A.
G18.9-1.2	4FGL J1829-1256	277.517°	-13°
G23.1+0.1	4FGL J1832.4-0847	278.179°	-8.633°
G28.3+0.2	4FGL J1842.5-0359	280.592°	-3.966°

68 ve 60 yay dakikasdır. Kuzeyden saat yönünün tersine konum açısı ise 355°'dir (Hurley-Walker, Natasha, et al. 2019b). SNK'nın yaklaşık yaşı 2800-6100 yıl, ve yaklaşık uzaklığı 1.6-2.5 kilo-parsektir (Ranasinghe et al. 2019). Yüksek enerjilerde ilk kez X-ışınlarında ROSAT tarafından keşfedilen bu kaynak, gama ışınlarında ilk kez *Fermi*-LAT tarafından tespit edilmiştir ve 3FGL J1829.7-1304 olarak adlandırılmıştır (Aschenbach et al. 1991). Kaynağın, kabuk türü bir SNK olan SNR G018.9-01.1 ile ilişkili olduğu bilinmektedir (Acero et al. 2015). Kaynağın konumu, 4FGL J1829-1256 kaynağı ile çakışmaktadır. Bu bölgede, kaynağın ilişkili olduğu düşünülen bir atarca rüzgar bulutsusu (PWN) ve atarca adayı olan CXOU J182913.1-125113 da bulunmaktadır. Ayrıca kaynağın bir molekül bulutu ile olası bir etkileşimi de bulunmaktadır (Hewitt et al. 2009) (Traverso et al. 1999). Chandra (Tüllmann et al. 2010), ROSAT ve ASCA (Harrus et al. 2004) teleskopları tarafından geniş kaynak olarak tespit edilse de, *Fermi*-LAT tarafından henüz geniş kaynak olduğu tespit edilmemiştir.

1.2 G23.1+0.1

G23.1+0.1 kaynağının GLEAM tarafından belirlenen ve bu çalışmada kullanılan konumunun S.A. ve D.A. değerleri sırasıyla 278.179° ve -8.633°'dir. Kaynağın asal ve yedek eksen genişliği 26'şar yay dakikasdır. Kuzeyden saat yönünün tersine konum açısı ise 0°'dir (Hurley-Walker, Natasha, et al. 2019b). Kaynak High Energy Spectroscopic System (H.E.S.S.) tarafından gama ışınlarında, TeV enerjilerinde gözlemlenmiş ve HESS J1832-085 olarak isimlendirilmiştir (Abdalla et al. 2018). G23.1+0.1 ve HESS J1832-085 kaynaklarının konumlarının kısmen çakıştığı bir bölgede gama ışını emisyonu olduğu tespit edilmiştir (Ergin et al. 2021). Kaynağın konumu, 4FGL J1832.4-0847 kaynağı ile de çakışmaktadır.

1.3 G28.3+0.2

G28.3+0.2 kaynağının GLEAM tarafından belirlenen ve bu çalışmada kullanılan konumunun S.A ve D.A. değerleri sırası ile 280.592° ve -3.966°'dir. Kaynağın asal ve yedek eksen genişliği 14'şer yay dakikasdır. Kuzeyden saat yönünün tersine konum açısı ise 0°'dir. Kaynak, en genç olanı yaklaşık 56000 yaşında olan PSR J1841-0345 ve üç diğer atarca ile yakın konumda bulunmaktadır (Morris et al. 2002). Kalıntının bu atarcalar ile ilişkisi olma ihtimali olsa da, kesin olmadığı için SNK'nın yaşı ve uzaklığı belirlenebilmiş değildir (Hurley-Walker, Natasha, et al. 2019b). Kabuk türü bir SNK olan bu kaynağın konumu, 4FGL J1842.5-0359 ile de çakışmaktadır. Kaynağın, gökada dışı bir radyo kaynağı olan NVSS J184240-035858 ile de konumu çakışmakla birlikte ikisinin arasında bir ilişki bulunamamıştır (Condon 1998).

2 Metot

GLEAM'in keşfettiği 27 yeni aday radyo SNK'larının konum bilgileri kullanılarak, bu bölgeler 14 yıllık *Fermi*-LAT verisi ile

1-300 GeV enerji aralığında analiz edilmiştir. Aday 27 SNK'nın yalnızca üç tanesinde (G18.9-1.2, G23.1+0.1 ve G28.3+0.2) TS değeri 25 ve üzeri olan kalıntı tespit edilmiştir. Aşağıda analizin detayları açıklanmıştır.

2.1 Verigi İndirgeme ve Analiz Araçları

Kullanılan *Fermi*-LAT verisi G18.9-1.2 kaynağı için 04.08.2008 ve 29.04.2022 tarihleri arasında, G23.1+0.1 kaynağı için 04.08.2008 ve 06.02.2022 tarihleri arasında, ve G28.3+0.2 kaynağı için 04.08.2022 ve 29.04.2022 tarihleri arasında alınmıştır. Yaklaşık 14 yıllık olan veri setleri tüm kaynaklar için 0.2-300 GeV enerji aralığındadır. Veri setleri, merkezinde her bir kalıntının konumunun yer aldığı 20°'lik dairesel bir bölge (ROI) olarak seçilmiştir. Analizde *Fermi* 8 yıllık kaynak kataloğu olan LAT_extended_sources_8years.fits kataloğu kullanılmıştır. Veri indirilmesi, NASA tarafından sağlanan *fermitools* paketinin 1.2.23'üncü ve *fermipy* paketinin 0.17.4'üncü sürümleriyle yapılmıştır. Gökyüzü test istatistik (TS) haritaları, bir görüntüleme ve görselleştirme programı olan *DS9* aracılığıyla yapılmıştır. Burada TS, incelenen noktada bir kaynak olma olasılığının, olmama olasılığına oranıdır. TS değerinin kare kökü, sinyal arka alan oranını (σ) vermektedir.

Veri indirgeme için kullanılan *fermitools* paketi ile olay¹ seçimi ve zaman seçimi yapılmıştır. Temel olarak veri setinin zaman, enerji, konum ve maksimum başucu noktası açısı değerlerinin seçimi için *gtselect* komutu kullanılmıştır. Bu işlemin sonucunda bir aralıklı ("binned") ve filtrelenmiş FITS dosyası oluşturulmuştur. Büyük veri setleri ile çalışırken aralıklı olası analiz, aralıklı olmayana göre avantaj sağladığından dolayı, bu veri setinin analizinde bu yol tercih edilmiştir. Veri setinin alt enerji sınırlarındaki düşük istatistiklerden kaynaklanan hata paylarının büyüklüğü sebebiyle enerji aralığı bu aşamada 1-300 GeV olarak kısıtlanmıştır. Ayrıca maksimum baş ucu noktası açısı 90° olacak şekilde kesilmiştir. Zaman seçimi için ise *gtmktime* kullanılmıştır. Bu komut, uzay aracının parametrelerini kesmek ve En-Uygun-Zaman-Aralığını (GTI) güncellemek için kullanılmıştır.

2.2 Arka Alan Oluşturulması

Öncelikle olay verisine bir kısıtlama uygulanmış ve bu veri kullanılarak bir gama ışını sayım haritası oluşturulmuştur. Gökadamız içindeki yıldızlararası ortam emisyon modeli olarak *gll_iem_v07.fits* ve izotropik şablon² olarak *iso_P8R3_SOURCE_V2_v1.txt* kullanılarak bir XML dosyası oluşturulmuştur. Bu dosya, oluşturduğumuz arka alan modelini veriye uydurarak model parametrelerimizi belirleyebilmek için kullanılmaktadır. *Fermi*-LAT internet sitesinden, FITS dosyası olarak 4FGL noktasal kaynak kataloğu (*gll_psc_v22.fit*) ve *make4FGLxml.py* adlı Python kodu indirilmiş ve XML dosyasının oluşturulmasında kullanılmıştır. 4FGL kataloğuna karşılık gelen geniş kaynak şablon arşivi (LAT_extended_sources_8years.tgz) *Fermi*-LAT internet sitesinden indirilmiştir. Son olarak ise yine *Fermi*-LAT internet sitesinden gama ışını kaynaklarının isimlerini, konum bilgilerini ve gökyüzü haritalarındaki

¹ Gama ışınları astronomisinde, algıca girip kaydedilen her kozmik gama ışını bir parçacık yağmuru oluşturmaktadır, ki bu duruma gama ışınları terminolojisinde "olay" adı verilmektedir.

² Gökadamız dışındaki olası gama ışını arka alan kaynaklarını temsil etmektedir.

görsel hata paylarını gösteren alan dosyalar indirilmiştir. DS9 programı ile açılabilen bu dosyalar, 4FGL kaynakları için `gll_psc_v21.reg`, 4FGL kaynaklarının hata elipsleri için `gll_psc_v2_e11.reg` ve başka kataloglardaki ilişkili kaynaklar için `gll_psc_v22_assoc.reg`'dir. Veri seti, `gtlike` komutu çalıştırılarak olasılık analizinin yapılmasına hazır hale getirilmiştir.

2.3 Gökyüzü Haritası Oluşturulması ve Genişlik Çalışması

Fit parametreleri kullanılarak ROI'nin bir gökyüzü TS haritası oluşturulmuş ve DS9 programı ile görüntülenmiştir. Seçilen SNK'ların en iyi konumlarını bulabilmek için `localize`, ve kaynağın genişliğini en iyi şekilde modelleyebilmek için ise `extension` komutları kullanılmıştır, ki `extension` komutu, iki adet uzamsal 2-boyutlu model içerir: *RadialGaussian* ve *RadialDisk*. Veriye en uyumlu modeli tespit etmek için istatistiksel metotlar kullanılarak, TS_{ext} ³ değerinin 25 üzerinde olması halinde, en yüksek değeri veren uzamsal model seçilir. Her bir SNK için kullanılan tayf modeli olarak, 4FGL kataloğunda ilgili SNK'ya karşılık gelen kaynağın tayf modeli kullanılmıştır. Aşağıda formülleri verilen bu modeller G18.9-1.2 ve G28.9+0.2 için *LogParabola*,

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \frac{E}{E_b}^{-\left[\alpha + \beta \log\left(\frac{E}{E_b}\right)\right]} \quad (1)$$

G23.1+0.1 kaynağı için ise kuvvet kanunudur (yani *PowerLaw*).

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \left(\frac{E}{E_0}\right)^{-\gamma} \quad (2)$$

Yukarıdaki *LogParabola* ve *PowerLaw* formüllerinin birimleri sırası ile $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{MeV}^{-1}$ ve $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{MeV}^{-1}$ 'dir. Yukarıdaki formüllerde E_b ölçek parametresi, N_0 normalizasyon parametresi, α , β ve γ tayfsal modelin indeksleridir. SNK'ların genişliğinin modellenmesi esnasında, ilişkili 4FGL kaynağının parametreleri (N_0 , α ve β) ve genişlik ile ilgili parametre serbest bırakılmıştır. İlgili 4FGL kaynağı arka alan modelinden silindikten sonra her bir SNK için bir gökyüzü TS haritası oluşturulmuştur. Sonra, bulunan en iyi konum koordinatları kullanılarak her bir SNK tekrardan arka alana nokta kaynak olarak eklenmiştir. Yeniden eklenen kaynakların tayf tipleri ise karşılık gelen 4FGL kaynaklarının tayf tipleri ile aynı olacak şekilde, G18.9-1.2, G23.1+0.1 ve G28.3+0.2 için sırasıyla *LogParabola*, kuvvet kanunu (*PowerLaw*) ve *LogParabola* olarak seçilmiştir.

3 Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmamızda, GLEAM tarafından keşfedilen G18.9-1.2, G23.1+0.1 ve G28.3+0.2 SNK'larının gama ışınlarında karşılıkları bulunarak analiz edildi. Her bir kalıntı, 1-300 GeV enerji aralığında uzamsal olarak noktasal kaynak kabul edildiğinde ve enerji tayflarının, G18.9-1.2 ve G28.9+0.2 için *LogParabola* ve G23.1+0.1 için kuvvet kanunu (*PowerLaw*) olduğu varsayıldığında bulunan en iyi konum değerleri, derece

³ TS_{ext} , genişlik parametresinin TS değeridir. Kaynağın noktasal bir kaynak olma olasılığının (L_{pt}), geniş bir kaynak olma olasılığına (L_{ext}) oranı ile hesaplanır: $TS_{ext} = -2 \log(L_{ext}/L_{pt})$. Bir gama ışını kaynağının geniş kaynak olarak tespit edilebilmesi için TS_{ext} değerinin en az 25 olması gerekmektedir.

Çizelge 2. *RadialDisk* geniş kaynak modellerinin sonuçları.

SNK adı	En iyi fit uzantısı	TS_{ext}
G18.9-1.2	$0.0998^\circ + 0.0404^\circ - 0.0551^\circ$	1.527
G23.1+0.1	$0.0955^\circ + 0.0230^\circ - 0.0215^\circ$	8.345
G28.3+0.2	$0.1020^\circ + 0.0244^\circ - 0.0284^\circ$	5.211

Çizelge 3. *RadialGaussian* geniş kaynak modellerinin sonuçları.

SNK adı	En iyi fit uzantısı ve hataları	TS_{ext}
G18.9-1.2	$0.0868^\circ + 0.0409^\circ - 0.0525^\circ$	1.417
G23.1+0.1	$0.0993^\circ + 0.0268^\circ - 0.0275^\circ$	8.153
G28.3+0.2	$0.0968^\circ + 0.0268^\circ - 0.0292^\circ$	5.048

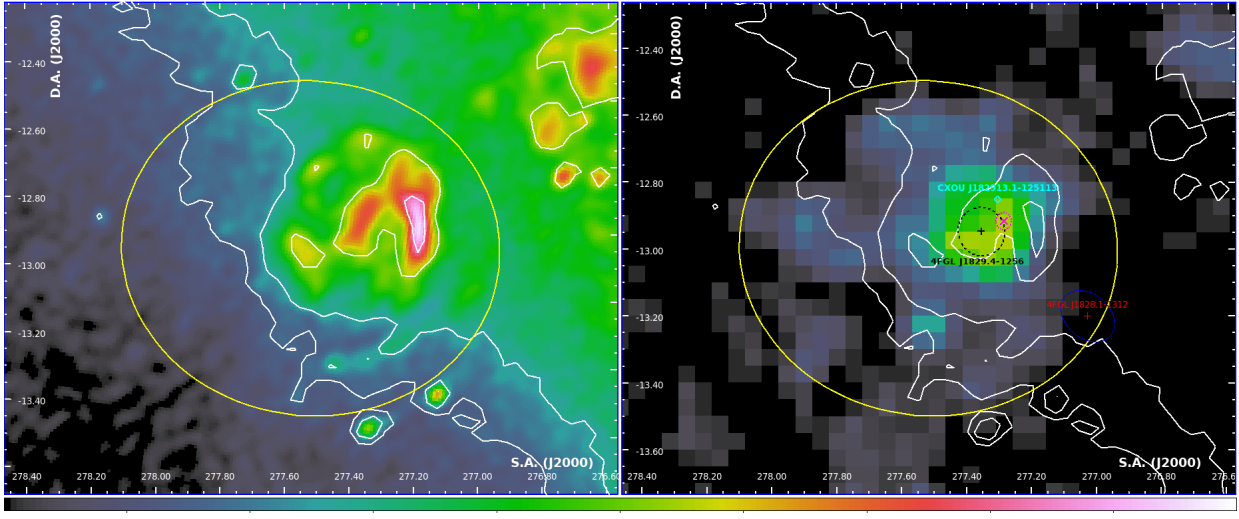
cinsinden sırasıyla (S.A., D.A.) = (277.286, -12.919), (280.657, -4.080) ve (278.109, -8.757)'dir. Bulunan en iyi konumlarda, sinyal arka alan oranı sırasıyla $\sim 9\sigma$, $\sim 11\sigma$ ve $\sim 13\sigma$ düzeylerinde tespit edildi. En iyi konum bilgileri, yıllar içinde biriken *Fermi*-LAT verisi sayesinde artan istatistik ile, ışınımın konumunun daha iyi tespit edilebilmesi ile elde edilmiştir. Bu nedenle de Şekil 1, 2 ve 3'te görüldüğü üzere, 3 SNK için de, bulunan en iyi konumun hata elipsi, her bir SNK'ya karşılık gelen 4FGL kaynağınınkinden daha küçüktür. Bulduğumuz en iyi konumların ve karşılık gelen 4FGL kaynaklarının hata elipslerinin çakışıyor olması, sonuçlarımızın tutarlı olduğunu göstermektedir. Ayrıca, bulduğumuz en iyi sonuçlar, GLEAM kataloğunda verilen genişlikler ile uyumludur.

G18.9-1.2, G23.1+0.1 ve G28.3+0.2 kaynaklarına uygulanan noktasal kaynak modelleriyle oluşturulan TS haritaları sırasıyla Şekil 1, 2 ve 3'ün sağ panellerinde gösterilmektedir. Şekillerin sol panellerinde ise, aynı kaynakların radyo dalga boyundaki GLEAM verisi ile oluşturulmuş gökyüzü haritaları gösterilmektedir.

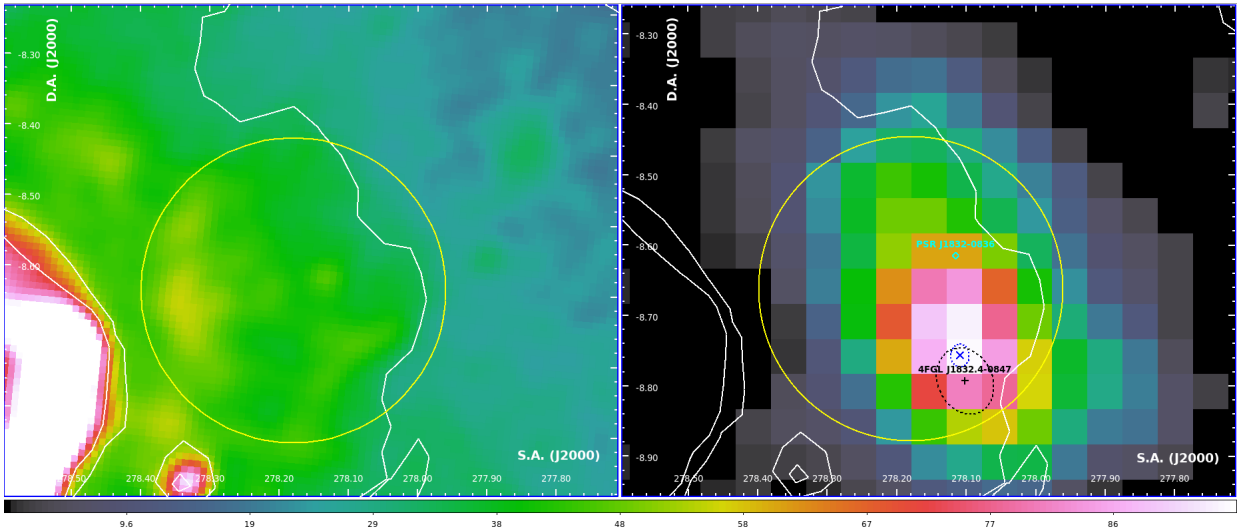
Her üç SNK için bulunan en iyi konum bilgileri kullanılarak denenmiş olan uzamsal modellerin sonuçları, *RadialDisk* ve *RadialGaussian* için sırasıyla Çizelge 2 ve 3'te verilmektedir. Çizelgelerdeki SNK ve model çiftlerinin TS_{ext} değerleri 5σ 'dan düşük olduğu için, bu kalıntıların noktasal gama kaynakları oldukları sonucuna varılmıştır.

1-300 GeV enerji aralığında G18.9-1.2, G23.1+0.1 ve G28.3+0.2 için bulunan enerji akısı değerleri $\text{MeV cm}^{-2} \text{s}^{-2}$ cinsinden sırasıyla $(4.49 \pm 0.49) \times 10^{-6}$, $(8.39 \pm 0.65) \times 10^{-6}$ ve $(7.17 \pm 0.73) \times 10^{-6}$ dır. Toplam foton akıları ise foton $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-2}$ cinsinden, sırası ile $(2.41 \pm 0.26) \times 10^{-9}$, $(3.42 \pm 0.27) \times 10^{-9}$ ve $(4.17 \pm 0.31) \times 10^{-9}$ olarak bulunmuştur. Bu hesaplamalarda, her üç SNK'nın da uzamsal olarak nokta kaynak oldukları varsayılmıştır. Ayrıca, enerji tayflarının, G18.9-1.2 ve G28.9+0.2 için *LogParabola* ve G23.1+0.1 için kuvvet kanunu (*PowerLaw*) olduğu varsayılmıştır.

Şekil 1'de sol paneldeki GLEAM verisinde, G18.9-1.2 SNK'sının kabuk benzeri bir şekli olduğu görülmektedir. Bu da daha önce yapılmış çalışmaların sonuçlarıyla (Fürst et al. 1985) uyusmaktadır. Radyo dalga boyunda ve yüksek enerjilerde elde edilen verilerde kalıntının konumlarının çakışıyor olması, kalıntıda bulunan CXOU J182913.1-125113 atarcasının oluşturduğu relativistik elektronların muhtemelen synchrotron emisyonu yaptığına işaret etmektedir. Bu ışınım hem radyo dalga boyunda, GLEAM tarafından hem de X-ışınları ve gama ışınları gibi yüksek enerjilerde gözlemlenebilmektedir. Bu SNK



Şekil 1. G18.9-1.2 kaynağının GLEAM konumu merkezde olmak üzere, sol panelde analiz bölgesinin radyo verisi görüntüsü, sağ panelde ise *Fermi*-LAT datası ile 1-300 GeV enerji aralığında oluşturulmuş gökyüzü TS haritası görülmektedir. Alttaki renk ölçeği, sağ paneldeki gökyüzü TS haritasına aittir. Kaynağın beyaz çizgiler ile gösterilen radyo kontürü 0.45, 0.75, 1.5, 2.25 ve 3 Jy beam⁻¹ seviyelerine karşılık gelmektedir. Sarı elips, G18.9-1.2 kaynağının GLEAM verisinde elde edilen genişliğini göstermektedir. 4FGL J1829.4-1256 arka alan modelinden silinmiştir ve konumu siyah artı işareti ile, konum hatası ise kesikli çizgi ile bir elips olarak gösterilmektedir. Diğer 4FGL kaynakları kırmızı artı işareti ile, konum hataları ise lacivert elips ile gösterilmektedir. Pembe çarpı işareti en iyi konumu, kesikli pembe elips ise konum hatasını göstermektedir. Mavi karo ile gösterilen CXOU J182913.1-125113 kaynağının, bu SNK ile bağlantılı bir atarca olduğu düşünülmektedir.



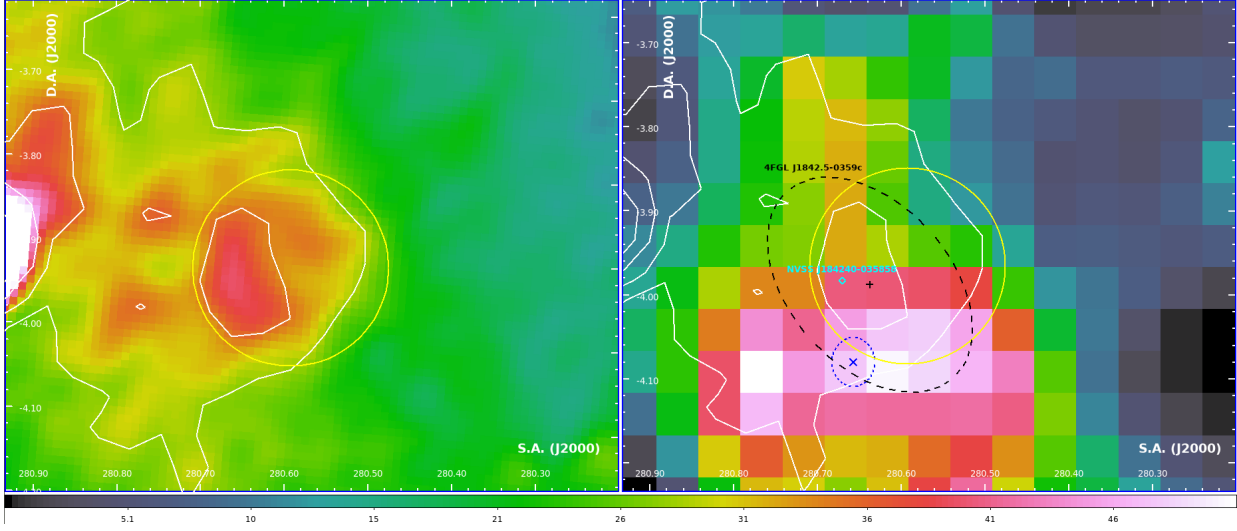
Şekil 2. G23.1+0.1 kaynağının GLEAM konumu merkezde olmak üzere, sol panelde analiz bölgesinin radyo verisi görüntüsü, sağ panelde ise *Fermi*-LAT datası ile 1-300 GeV enerji aralığında oluşturulmuş gökyüzü TS haritası görülmektedir. Alttaki renk ölçeği, sağ paneldeki gökyüzü TS haritasına aittir. Kaynağın beyaz çizgiler ile gösterilen radyo kontürü 0.45, 0.75, 1.35, 2.25 ve 3 Jy beam⁻¹ seviyelerine karşılık gelmektedir. Sarı elips, G23.1+0.1 kaynağının GLEAM verisinde elde edilen genişliğini göstermektedir. 4FGL J1832.4-0847 arka alan modelinden silinmiştir ve konumu siyah artı işareti ile, konum hatası ise kesikli çizgi ile bir elips olarak gösterilmektedir. Lacivert artı işareti en iyi konumu, kesikli lacivert elips ise konum hatasını göstermektedir. Mavi karo ile gösterilen PSR J1832-0836 kaynağının, bu SNK ile bağlantılı olabileceği düşünülen bir atarcadır.

için yapacağımız çalışmanın devamında, atarcanın veriye olan olası etkisinin dikkate alınması gerekmektedir.

G23.1+0.1 SNK'sı ile ilişkili PSR J1832-0836 atarcası, gama ışınımı yaparak sonucu etkileyebilir. Bu sebeple, atarcadan gelen gama ışınımı modellenip, etkisi yok edilmeden net bir sonuca ulaşmak mümkün değildir. Çalışmanın devamında, atarcanın olası etkisinin göz önüne alınması planlanmaktadır.

G28.3+0.2 SNK'sı ile ilişkili olduğu düşünülen atarcalar ile ilgili daha çok çalışma yapılarak, olası ilişkileri ortaya konmadan net bir yorum yapmak mümkün değildir. Bu kaynak için de çalışmaların devamında, bölgedeki atarcaların (Morris et al. 2002) veriye olan olası etkisi göz önüne alınarak analiz edilmelidir.

Çalışmamızın devamında, G18.9-1.2, G23.1+0.1 ve G28.3+0.2'nin enerji tayflarını çıkarıp bu veriye en uygun



Şekil 3. G28.3+0.2 kaynağının GLEAM konumu merkezde olmak üzere, sol panelde analiz bölgesinin radyo verisi görüntüsü, sağ panelde ise *Fermi*-LAT datası ile 1-300 GeV enerji aralığında oluşturulmuş gökyüzü TS haritası görülmektedir. Alttaki renk ölçeği, sağ paneldeki gökyüzü TS haritasına aittir. Kaynağın beyaz çizgiler ile gösterilen radyo kontürü 0.45, 1.3, 1.6, 2.25 ve 3 Jy beam⁻¹ seviyelerine karşılık gelmektedir. Sarı elips, G28.3+0.2 kaynağının GLEAM verisinde elde edilen genişliğini göstermektedir. 4FGL J1842.5-0359c arka alan modelinden silinmiştir ve konumu siyah artı işareti ile, konum hatası ise kesikli çizgi ile bir elips olarak gösterilmektedir. Lacivert artı işareti en iyi konumu, kesikli lacivert elips ise konum hatasını göstermektedir. Mavi karo ile gösterilen NVSS J184240-035858, bu SNK ile bağlantılı olmayan bir gökdağıdır.

olabilecek radyatif modelleri test etmek istiyoruz. Bu testlerden elde edeceğimiz model parametreleri, bize bu kalınlardan gelen gama ışınının *hadron kaynaklı* (yani yüksek enerjili proton-proton çarpışmasında oluşan yüksüz pilyonların bozunumu sonucu oluşan gama ışınları) mı yoksa *lepton kaynaklı* (yani yüksek enerjili elektronların yarattığı ters Compton etkileşimi veya Bremsstrahlung sonucu oluşan gama ışınları) mı olduğunu veya her iki işıma mekanizması da görülmesi durumunda, bunlardan hangisinin daha baskın olacağını anlamamızı sağlayacaktır.

Teşekkür

Fermi-LAT verilerinin herkes için erişilebilir olmasını sağladıkları için *Fermi* proje çalışanlarına teşekkürlerimizi sunarız. GLEAM radyo veri dosyalarını bizimle paylaştığı için Dr. N.H. Walker'a da teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Meşe, B.M., Ergin, Tulun "GeV Gamma-ray Counterparts of New Candidate Radio Supernova Remnants Detected in the GLEAM Survey." 7th Heidelberg International Symposium on High-Energy Gamma-Ray Astronomy, Barcelona, Spain, 4-8 July 2022, in preparation.
- Fürst, E., et al. "A new non-thermal galactic radio source with a possible binary system." *Nature* 314.6013 (1985): 720-721.
- Aschenbach, B., et al. "Observation of soft X-ray emission from the supernova remnant G18. 95-1.1." *A&A* 246 (1991): L32-L35.
- Hewitt, John W., and Farhad Yusef-Zadeh. "Discovery of New Interacting Supernova Remnants in the Inner Galaxy." *The Astrophysical Journal* 694.1 (2009): L16.
- Traverso, P. H., E. M. Reynoso, and G. M. Dubner. "Búsqueda de nubes moleculares asociadas a remanentes de supernovas australes." *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina* 43 (1999): 50-50.
- Tüllmann, R., et al. "Searching for the pulsar in G18. 95-1.1: Discovery of an X-ray point source and associated synchrotron

- nebula with Chandra." *The Astrophysical Journal* 720.1 (2010): 848.
- Harrus, Ilana M., et al. "An X-Ray study of the supernova remnant G18. 95-1.1." *The Astrophysical Journal* 603.1 (2004): 152.
- Acerro, Fabio, et al. "Fermi large area telescope third source catalog." *The Astrophysical Journal Supplement Series* 218.2 (2015): 23.
- Morris, D.J., et al. "The Parkes Multibeam Pulsar Survey – II. Discovery and Timing of 120 Pulsars." *MNRAS* 335.2 (2002): 275-290.
- Ergin, Tulun, and Ayşegül Şen. "GeV Gamma-ray Emission Coinciding with HESS J1832-085." 43rd COSPAR Scientific Assembly. Held 28 January-4 February 43 (2021): 1490.
- Abdalla, H., et al. "The HESS Galactic plane survey." *Astronomy & Astrophysics* 612 (2018): A1.
- Condon, James J., et al. "The NRAO VLA Sky Survey." *The Astronomical Journal* 115.5 (1998): 1693.
- Hurley-Walker, Natasha, et al. "Candidate radio supernova remnants observed by the GLEAM survey over 345° < l < 60° and 180° < l < 240°." *Publications of the Astronomical Society of Australia* 36 (2019).
- Hurley-Walker, Natasha, et al. "New candidate radio supernova remnants detected in the GLEAM survey over 345° < l < 60°, 180° < l < 240°." *Publications of the Astronomical Society of Australia* 36 (2019).
- Ranasinghe, Sujith, Denis Leahy, and W. W. Tian. "Distance and Evolutionary States of Supernova Remnant G18. 9-1.1 and Candidate G28. 6+ 0.0." *arXiv preprint arXiv:1910.05407* (2019).
- Tammann, G. A., W. Loeffler, and A. Schroeder. "The Galactic supernova rate." *The Astrophysical Journal Supplement Series* 92 (1994): 487-493.
- Abdollahi, Soheila, et al. "Fermi large area telescope fourth source catalog." *The Astrophysical Journal Supplement Series* 247.1 (2020): 33.

Access:

M23-0374: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Nötron Yıldızı ve Karadelik İçeren Düşük Kütleli X-ışın Çiftlerinin Düşük Işımagücü Bölgesindeki Davranışlarının Karakterizasyonu

Yakup Genç¹   , Eda Sonbaş¹ 

¹ Adıyaman Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 02040, Adıyaman

Accepted: December 1, 2022. Revised: December 1, 2022. Received: November 1, 2022.

Özet

X-ışın çiftlerinin taç bölgesinin doğası ve Compton saçılmasının kritik bileşeni olan düşük enerjili fotoların temelini oluşturan geometrik yapısı ile ilgili araştırmalar son yıllarda büyük ivme kazanmıştır. Bu nedenle bileşenlerinden biri Nötron Yıldız (NY) veya Kara delik (KD) olan sistemlerin özellikle düşük ışımagücü ($\lesssim 10^{35}$ erg s⁻¹) bölgesindeki benzerlik ve farklılıklarının araştırılması oldukça önemlidir. Bu çalışmada, LMXB'lerde tayfsal indis ve X-ışın ışımagücü arasında olduğu bilinen ilişki geniş ışımagücü aralığında farklı KD (2S 0921-63, 4U 1957+11) ve NY (4U 1608-52, MAXI J1807+132) sistemleri için *NICER*, *SWIFT*, ve *XMM-Newton* uydu verileri kullanılarak incelenmiştir. KD ve NY sistemleri için genel olarak gözlenen ilişkinin incelenen kaynak özelliklerini uzun dönemli gözlemler için de temsil ettiği görülmüştür.

Abstract

Studies of the nature and geometrical profile of the corona, thought to be the site of Compton scattering, continues to be of considerable interest in both the high and low-luminosity X-ray scattering. In this work, we study the behavior of neutron star (NS) and black hole (BH) LMXB systems in the low-luminosity region ($\lesssim 10^{35}$ erg s⁻¹). In particular, we investigate the relationship between the spectral index and the X-ray luminosity of four different BH (2S 0921-63, 4U 1957+11) and NS (4U 1608-52, MAXI J1807+132) systems using *NICER*, *SWIFT*, and *XMM-Newton* data. Our analysis suggests that the generic correlation survives for these individual sources in their long-term behavior.

Anahtar Kelimeler: Power law, Black holes, Neutron stars, LMXB

1 Giriş

Çift yıldızların özel bir sınıfı olan X-ışını çiftleri, Galaksimizdeki en parlak X-ışını kaynaklarıdır. X-ışını çiftleri, normal bir yıldız ve evriminin son aşamasına gelmiş olan kompakt bir yıldızdan (beyaz cüce, nötron yıldızı veya kara delik) oluşur. Bu sistemlerde, yıldızlar birbirine yeterince yakınsa, yoğun olan kompakt yıldızın kütle çekimi ile, veya normal yıldızın yıldız rüzgarları ile madde transferi gerçekleşir ve X-ışınları üretilir. Normal yıldızdan akan madde bir yığılma diski vasıtasıyla kompakt yıldızın etrafına birikir. Yığılma diskinin kompakt yıldızın üzerine düştüğü iç bölgesinden yoğun X-ışını yayınımlı salınır. X-ışınları, biriken maddenin çok yüksek sıcaklıklara (bir milyon derecenin üzerinde) ulaştığı kompakt yıldızın çevresindeki alandan gelir (bkz. [Cesar Projesi](#)). X-ışını çift sistemleri donör yıldızın kütlelerine göre düşük kütleli (LMXB) ve büyük kütleli X-ışını çiftleri olmak üzere iki gruba ayrılmaktadır. LMXB'lerde eş yıldız, düşük kütleli A tipinde bir yıldızdır ve gözlemlenen X-ışın yayınımlı oluşturmaya yetecek kadar güçlü yıldız rüzgarları oluşturamazlar. Bunun yerine LMXB'lerdeki madde transferi, düşük kütleli yıldızın Roche lobunu doldurması ve kompakt nesne etrafında bir yığılma diski oluşturması ile gerçekleşir.

LMXB'ler ilk olarak 1960'ların sonlarında keşfedildiğinden bu yana özellikle $L=10^{36}$ erg s⁻¹ üzerindeki ışımagüçlerinde gözlemsel özellikleri mevcut tüm X-ışını uydularından elde

edilen veriler kullanılarak yoğun bir şekilde çalışılmış ve karakterize edilmiştir ([Lin ve diğ. 2007](#); [Remillard & McClintock 2006](#)). Son yıllarda detektörlerin daha düşük ışınma güçlerindeki hassasiyetlerinin artması ve buna bağlı olarak artan veri miktarına rağmen LMXB'lerin $L=10^{34}$ - 10^{36} erg s⁻¹ ışımagüçlerindeki davranışları henüz tam anlamıyla anlaşılmamıştır ([Wijnands ve diğ. 2015](#)).

Yapılan gözlemler, LMXB'lerin 0.5–10 keV enerji aralığında X-ışını foton indeksi (Γ) ile X-ışını ışımagücü ($L_{0.5-10}$) arasında bir antikorelasyon olduğunu göstermektedir. Sistem durgun haldeki ışımagücü seviyesine ($L \simeq 10^{34}$ erg s⁻¹) azalırken NY-LMXB'lerin tayflarında bir yumuşama gözlemlenirken çoğu KD-LMXB'lerin tayflarında ise sertleşme olduğu yapılan çalışmalarda bir çok kez gözlenmiştir. $L=10^{35}$ erg s⁻¹ ışımagücü değerinin üzerinde NY ve KD çiftleri arasındaki bu ayrım net değildir ([Wijnands ve diğ. 2015](#); [Sonbas ve diğ. 2018](#); [Qiao & Liu 2020](#)).

LMXB'ler ile ilgili yapılan birçok çalışma 0.5–10 keV enerji aralığında tayflarında hem termal hem de termal olmayan bileşenlerin bir arada bulunduğunu göstermektedir ([Barnard ve diğ. 2014](#); [Barret ve diğ. 2000](#)). Termal bileşenin yığılma diskinin iç kısımları ile ilişkili olduğu ve karacisim modeli ile temsil edilebileceği düşünülürken termal olmayan bileşen tayfın sert ($\Gamma < 2$) veya yumuşak ($\Gamma > 2$) olup olmadığı konusunda bilgi edinilmesini mümkün kılan ve $N(E) \propto E^{-\Gamma}$ şeklinde tanımlanabilen güç kanunu (powerlaw; PL) ile ifade edilmektedir ([Lin & Wu 2009](#)). Literatürde yaygın olarak kullanılan bu model, merkezden saçılan düşük enerjili

* yakupyong@gmail.com

fotonların kompakt cismin etrafındaki sıcak taç bölgesi (korona) elektronları tarafından ters Compton saçılması ile yüksek enerjilere taşınması şeklinde yorumlanır. Koronanın doğası ve yığılma diskinin geometrik yapısı hakkında bilinenler yeterli olmadığından LMXB'ler ile ilgili araştırmalar yapmak yüksek enerji astrofizik alanında geniş ilgi uyandırmaktadır (Remillard & McClintock 2006).

Wijnands ve diğ. (2015) tarafından $L=10^{34}-10^{36}$ erg s^{-1} aralığında ışımagücüne sahip NY ve KD içeren az sayıda LMXB için yapılan çalışma kaynakların ışımagücü azalırken PL indisinin arttığını göstermektedir. Daha önce yapılan çalışmalar bu durumu kaynakların kendilerine özgü olarak gösterdikleri bir özellik olarak öngörürken Wijnands ve diğ. (2015), düşük yığılma diskinde sahip farklı NY-LMXB grubu için bu özelliğin evrensel olabileceğini öngörmüştür (Armas Padilla ve diğ. 2011; Plotkin ve diğ. 2013).

Çalışma daha sonra Sonbas ve diğ. (2018) tarafında daha büyük bir LMXB seti için daha düşük ışımaya güçlerine (yani, $L=\text{birkaç} \times 10^{30}$ erg s^{-1}) genişletilmiştir. Wijnands ve diğ. (2015)'den farklı olarak $L=10^{32}$ ile $L=10^{30}$ erg s^{-1} ışımagücü aralığında NY çiftleri için elde edilen Γ ve ışımagücü arasında görülen anti-korelasyon $\Gamma = a \log L_x + b$ fonksiyonu ile fit edildiğinde tayfsal indisin -2.12 ± 0.63 eğim değerinde olduğu görülmüştür. Çalışmada ayrıca NY ve KD çiftleri arasındaki bu farklılık optik olarak ince bir sıcak korona ile optik olarak kalın düşük enerjili foton kaynağı arasında bir geri bildirim mekanizması olduğunu varsayan Comptonization modeli açısından da incelenmiştir. NY-KD arasında olduğu düşünülen farklılık, korona sıcaklıkları, Compton-y parametreleri ve Komptonization amplifikasyon faktörleri karşılaştırarak da ölçülmüştür. Sonuçta, NY'ler için elde edilen ortalama sıcaklığın, KD'ler için elde edilen eşdeğer sıcaklıktan önemli ölçüde daha düşük olduğu bulunmuştur. Ayrıca çalışma kapsamında elde edilen Compton-y parametresinin Γ ile teorik olarak öngörülen ilişkiyi takip ettiği bulunmuştur.

Qiao & Liu (2020) tarafından yapılan çalışmada 0.5—10 keV ışımagücü ve Γ arasında görülen anti-korelasyon manyetik alanı zayıf olan NY etrafındaki baskın madde akış durumu (Advection-dominated accretion flow; ADAF) için çözümlenmiştir. ADAF modelinde anahtar parametre olan f_{th} , NY yüzeyindeki ADAF enerji salınımının bir kesrinin ADAF'da saçılan termal yayını olduğunu tanımlar. Qiao & Liu (2020) çalışmalarında bu parametrenin ışımagücü ve Γ arasında görülen antikorelasyon üzerine etkisini araştırmışlar ve bu parametrenin sözkonusu antikorelasyon üzerine büyük etkisi olduğunu bulmuşlardır.

Bu çalışmada, seçilen dört KD ve NY-LMXB sisteminin ağırlıklı olarak NICER, SWIFT ve ek olarak XMM-Newton uydu verilerinin analizlerinden elde edilen tayfsal indis ve X-ışın ışımagücü arasında $L \sim 10^{30}-10^{36}$ erg s^{-1} 'lik ışımagücü bölgesindeki davranışları sunulmaktadır. Bildirinin §2'de veri ve analiz yöntemleri detaylandırılmış, §3'de PL + kara cisim modellerinin kullanımı ile elde edilen sonuçlar tartışılmış ve son olarak da §4'te ana bulguların bir özeti sunulmuştur.

2 Veri ve Analiz Yöntemleri

Çalışma kapsamında incelenen kaynaklar NICER X-ışın Zamanlama Uydusu (X-ray Timing Instrument; XTI, (Gendreau ve diğ. 2016)) verilerinin analizleri HEASOFT v6.30 altında çalışan NICERDAS ve ilgili NICER kalibrasyon dosyaları kullanılarak analiz edilmiştir. Kalibre edilmiş,

filtrelenmemiş, tüm Ölçüm/Güç Birimi (Measurement/Power Unit – MPU) birleştirilmiş dosyalar (ufa) NICERL2 komutu kullanılarak oluşturulmuştur. Sonuçta oluşan event (olay) dosyalarından XSELECT kullanılarak tüm enerji aralığında her bir gözlem için kaynağın tayfi elde edilmiştir. Dedektörün yanıt (response) dosyaları (Redistribution matrix files: RMFs ve Ancillary response files: ARFs) NICERARF ve NICERRMF komutları kullanılarak oluşturulmuştur. Kaynağın ardalan dosyası NIBKGESTIMATOR komutu kullanılarak elde edilmiştir.

XMM verileri, XMM-Newton Science Analysis System'in standart prosedürleri kullanılarak analiz edilmiştir. Her gözlem için, ilgilenilen X-ışını kaynağına civarında kaynağın boyutuna bağlı olarak farklı dairesel bölgeler kullanılarak tayflar elde edilmiştir. Ardalan elde etmek için, kaynağın yakınında veya çevresinde bulunan kaynaksız bölgeler seçilmiştir.

Çalışma kapsamında incelenen kaynakların SWIFT/XRT (Neil Gehrels SWIFT Uydusu/X-ışın Teleskopu) verileri HEASOFT v6.30 altında çalışan XRTPIPELINE komutu kullanılarak işlenmiştir. Tayf analizleri için gerekli dosyalar XRTPRODUCTS komutu kullanılarak elde edilmiştir. Kaynak tayfi ilgilenilen X-ışını kaynağı civarında kaynağın boyutuna bağlı olarak ve ardalan tayfi farklı kaynağın yakınında veya çevresinde bulunan kaynaksız dairesel bölgeler kullanılarak elde edilmiştir. Dedektörün yanıt dosyaları kalibrasyon veri tabanının (CALDB) en son sürümü kullanılarak oluşturulmuştur.

Elde edilen tayflar GRPPHA komutu kullanılarak NICER verileri için kanal başına minimum 20 sayı SWIFT için kaynağın foton sayım oranına bağlı olacak şekilde 2 ile 20 sayı ile binlenmiştir. Tüm tayfsal modeller XSPEC'in en son versiyonu kullanılarak (Arnaud 1996) PL, DISKBB, BBODY, BBODYRAD, NTHCOMP, COMPPS ve galaktik ve kaynağa özgü sönmülemeleri hesaplamak için uygun modeller kullanılarak betimlenmiştir.

3 Bulgular ve Tartışma

Bu çalışmada, LMXB'lerde düşük enerji bölgesinde tayfsal indis ve X-ışın ışımagücü arasında olduğu bilinen ilişki iki KD (2S 0921-63, 4U 1957+11) ve iki NY (4U 1608-52, MAXI J1807+132) -LMXB kaynağının tayfsal analizleri ile incelenmiştir.

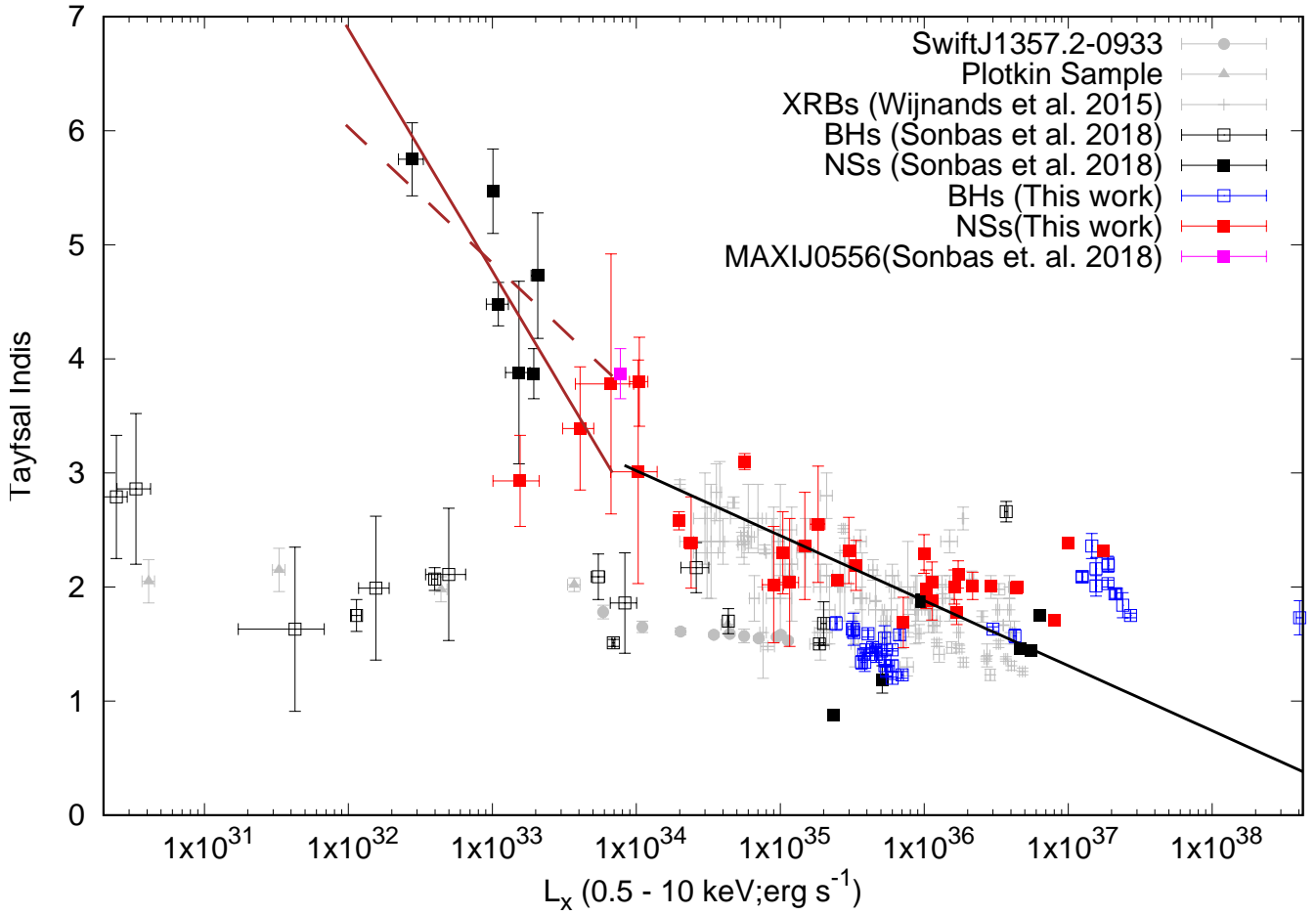
Öncelikli olarak termal, fenomenolojik güç yasası (PL) ve Comptonization gibi tekli modeller kullanılarak kabul edilebilir uyumlar elde edilmeye çalışılmıştır. Gerekli durumlarda minimum model kombinasyonu kullanılmıştır. Özellikle NICER verilerinin düşük enerjilerdeki yüksek çözünürlükleri dolayısıyla bu enerji bölgesindeki termal yayını bileşenlerinin varlığı daha detaylı incelenbilmiştir. Termal bileşen, çok renkli bir disk veya standart bir kara cisim modelleri (bbody, diskbb ve bbodyrad) ile incelenmiştir. Sıradan bir güç yasasına, PL'a, ek olarak, Comptonization (nthCOMP) modelleri kullanılmış ve PL benzeri bir bileşen elde edilmiştir.

İncelediğimiz dört tane LMXB kaynağının Γ 'ya karşı 0.5–10 keV enerji aralığındaki ışımagücü davranışı (KD: siyah ve NS: kırmızı) Wijnands ve diğ. (2015) ve Sonbas ve diğ. (2018) ile birlikte Şekil 1'de sunulmaktadır. Siyah ile yüksek parlaklık verileri için ve kahverengi ile düşük parlaklık değerleri için gösterilen fitler Sonbas ve diğ. (2018)'den alınmıştır ve bu çalışma kapsamında elde edilen sonuçlarla uyum içindedir. Fit'lerden elde edilen değerler Çizelge 1'de verilmektedir.

Şekil 1'de görüldüğü üzere seçilen KD kaynaklarının $L \lesssim 10^{35}$ erg s^{-1} 'den daha düşük ışımaya gücünde verisi bulunmamıştır. NY kaynaklarının ışımagücü dağılımları bu

Çizelge 1. Analizleri yapılan kaynakların model fitlerinden elde edilen parametrelerden bir örneklem. Çizelge'de verilen kolonlar şu şekilde tanımlanmıştır: ID: Gözlem ID'si (N:Nicer, X:X-MM, S:Swift), d : Uzaklık (kpc), L : 0.5-10 keV aralığında ışınım gücü (erg s^{-1}).

Kaynak	ID	d	L	Model	Γ	$T_{\text{in}}/kT_{\text{bb}}$ (keV)	χ^2/dof
2S0921-63	1050460101(N)	7	$5.48 \pm 0.10 \times 10^{35}$	PL	1.26 ± 0.04	-	479/525
	1050460108(N)	-	$3.22 \pm 0.13 \times 10^{35}$	PL	1.63 ± 0.14	-	93/88
	1050460116(N)	-	$2.44 \pm 0.04 \times 10^{35}$	PL	1.68 ± 0.06	-	424/316
	1050460122(N)	-	$3.24 \pm 0.03 \times 10^{35}$	PL	1.59 ± 0.03	-	702/521
	51590101(X)	-	$4.10 \pm 0.01 \times 10^{35}$	BBODY+PL	1.59 ± 0.03	1.80 ± 0.03	1809/1534
4U1957+11	51590201(X)	-	$3.16 \pm 0.03 \times 10^{35}$	BBODY+PL	1.63 ± 0.07	1.43 ± 0.08	3143/3233
	2542010101(N)	-	$1.25 \pm 0.02 \times 10^{37}$	DISKBB+PL	2.09 ± 0.04	1.44 ± 0.01	1944/883
	2542010501(N)	-	$1.89 \pm 0.01 \times 10^{37}$	DISKBB+PL	2.03 ± 0.03	1.67 ± 0.01	4511/946
	206320101(X)	-	$3.00 \pm 0.01 \times 10^{36}$	BBODY+PL	1.63 ± 0.02	0.97 ± 0.02	2028/1789
	00030959006(S)	-	$4.27 \pm 0.09 \times 10^{36}$	PL	1.57 ± 0.06	-	220/214
4U1608-52	2050070127(N)	5.8	$1.03 \pm 0.37 \times 10^{34}$	PL	3.01 ± 0.98	-	66/58
	2050070115(N)	-	$1.83 \pm 0.21 \times 10^{35}$	PL	2.55 ± 0.51	-	86/76
	1050070120(N)	-	$1.05 \pm 0.15 \times 10^{34}$	PL	3.80 ± 0.39	-	64/32
	0050070108(S)	-	$2.88 \pm 0.02 \times 10^{36}$	PL	1.88 ± 0.17	-	369/488
	00030791130(S)	-	$1.48 \pm 0.16 \times 10^{35}$	PL	2.36 ± 0.47	-	81/126
MAXIJ1807+132	2200840101(N)	5	$1.48 \pm 0.01 \times 10^{36}$	BBODYRAD+PL	2.06 ± 0.02	0.11 ± 0.01	893/705
	2200840118(N)	-	$5.65 \pm 0.05 \times 10^{34}$	BBODYRAD+PL	3.10 ± 0.07	0.50 ± 0.01	504/393
	00010037017(S)	-	$2.40 \pm 0.26 \times 10^{34}$	PL	2.39 ± 0.40	-	87/117
	00010037009(S)	-	$4.07 \pm 0.99 \times 10^{33}$	PL	3.39 ± 0.54	-	10/20
	00010037021(S)	-	$1.56 \pm 0.55 \times 10^{33}$	PL	2.93 ± 0.40	-	15/10



Şekil 1. KD çiftleri (mavi) ve NY çiftleri (kırmızı) için tayfsal indekse karşı 0.5-10 keV'de X-ışını parlaklığı. Wijnands ve diğ. (2015) çalışması gri ile Sonbas ve diğ. (2018) siyah ile gösterilmiştir. Fit'ler Sonbas ve diğ. (2018)'den alınmış ve bu çalışma kapsamında elde edilen sonuçlarla uyum içindedir.

kaynak seti için KD'lere göre daha geniş ışımaya gücüne dağılmıştır. Bu durum kaynakların bulunduğu tayfsal evrelere ile ilgilidir. Daha önceki çalışmalarda belirtildiği üzere biz bu çalışmada mümkün olduğu kadar gözlemlerin her biri için en düşük parlaklık ölçeğine, yani LHS'de bulunan veya sessiz evreye yaklaşan kaynaklara ve mümkün olduğunca en basit tayfsal modelin kullanımına odaklandık. Şekil 1'in düşük parlaklık bölgesine dayalı olarak, NY çiftleri için indeksin parlaklık ile ters orantılı olduğu önerisini destekler niteliktedir. İncelenen veri seti için tayfsal indis parlaklık azaldıkça dik bir artış gösterir yani LHS ile ilişkilendirilebilecek parlaklık aralığında çok daha yumuşak spektrumlara işaret eder ancak şekilden de görüldüğü üzere hata barları nispeten yüksektir.

NY çiftleri için ışımagücü eşliğinin ($L=10^{34}$ erg s⁻¹) altında kaynakların tayfsal durumun karmaşık hale geldiği, yani bazı sistemlerin çok büyük tayfsal indekslere yol açan termal bileşen tarafından tamamen domine edilmiş olabileceği bu çalışma kapsamında incelenen kaynaklar için de elde edilmiştir (Rutledge ve diğ. 2001, 2002; Tomsick ve diğ. 2004; Campana ve diğ. 2002; Wijnands ve diğ. 2005, 2015; Heinke ve diğ. 2009; Degenaar ve diğ. 2012; Sonbas ve diğ. 2018). Gözlemlenen büyük termal bileşenin Wijnands ve diğ. (2015) tarafından önerildiği gibi, NY yüzeyinin varlığının bir sonucu olarak ortaya çıkması fikri daha sonraki çalışmalar ve teorik modellemelerle farklı kaynaklar için araştırılmaya açıktır. Bunun için, son zamanlarda yapılan çalışmalara (Wijnands ve diğ. 2004; Cackett ve diğ. 2008; Trigo ve diğ. 2011; Fridriksson ve diğ. 2011; Homan ve diğ. 2014; Degenaar ve diğ. 2015; Merritt ve diğ. 2016; Waterhouse ve diğ. 2016) ek olarak sessiz evrede geçici bir LMXB için etkin NY yüzey sıcaklık profillerinin NICER gibi uydulardan alınan yüksek çözünürlüklü verilerle belirlenmesi gerekmektedir. Ayrıca, Qiao & Liu (2020) tarafından teorik olarak elde edilen f_{th} değerinin ADAF'ın yapısını ve elde edilen tayfı önemli ölçüde etkileyebileceği sonucu da göz ardı edilmemelidir. Soğuma profillerinin elde edilebileceği ve tüm bu önerilerin incelenbilmesi ancak çok sayıda kaynak için yüksek çözünürlükte verilerle mümkün olabilecektir.

4 Sonuç ve Yorum

İki KD (2S 0921-63, 4U 1957+11) ve iki NY (4U 1608-52, MAXI J1807+132) LMXB kaynağının tayfsal analizleri ile düşük ışımagücü ($L\sim 10^{30}-10^{36}$ erg s⁻¹) bölgesindeki davranışları bu çalışma kapsamında incelenmiştir. Gerçekleştirilen analizler ile tayfların fenomenolojik bir PL modeli ile betimlenmesi yapılmıştır. Sonuç olarak, $L\lesssim 10^{34}$ erg s⁻¹ parlaklığında Γ ve L_x arasında Sonbas ve diğ. (2018) tarafından elde edilen anti-korelasyon bu çalışma kapsamında ele alınan X-ışın çiftleri için de elde edilmiştir. Çalışılan X-ışın ışımagücü aralığında KD X-ışın çiftleri için elde edilen sonuçlar yine önceki çalışmalarla uyum içindedir (Wijnands ve diğ. 2015; Sonbas ve diğ. 2018; Qiao & Liu 2020, 2021). Hem düşük hem de yüksek parlaklık için elde edilen uyum Sonbas ve diğ. (2018) ile tutarlıdır.

Teşekkür

E.S, 117F334 nolu TÜBİTAK projesine desteklerinden dolayı teşekkür eder.

Kaynaklar





Armas Padilla M., Degenaar N., Patruno A., Russell D., Linares M., Maccarone T., Homan J., Wijnands R., 2011, Monthly Notices

- of the Royal Astronomical Society, 417, 659
 Arnaud K., 1996, in *Astronomical Data Analysis Software and Systems V*. p. 17
 Barnard R., Garcia M. R., Primini F., Murray S. S., 2014, *The Astrophysical Journal*, 791, 33
 Barret D., Olive J., Boirin L., Done C., Skinner G., Grindlay J., 2000, *The Astrophysical Journal*, 533, 329
 Cackett E. M., Wijnands R., Miller J. M., Brown E. F., Degenaar N., 2008, *The Astrophysical Journal*, 687, L87
 Campana S., ve diğ., 2002, *The Astrophysical Journal*, 575, L15
 Degenaar N., Patruno A., Wijnands R., 2012, *The Astrophysical Journal*, 756, 148
 Degenaar N., ve diğ., 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 451, 2071
 Fridriksson J. K., ve diğ., 2011, *The Astrophysical Journal*, 736, 162
 Gendreau K. C., ve diğ., 2016, in *Space telescopes and instrumentation 2016: Ultraviolet to gamma ray*. pp 420–435
 Heinke C., Jonker P., Wijnands R., Deloye C., Taam R., 2009, *The Astrophysical Journal*, 691, 1035
 Homan J., Fridriksson J. K., Wijnands R., Cackett E. M., Degenaar N., Linares M., Lin D., Remillard R. A., 2014, *The Astrophysical Journal*, 795, 131
 Lin F.-L., Wu S.-Y., 2009, *Physics Letters B*, 679, 65
 Lin D., Remillard R. A., Homan J., 2007, *The Astrophysical Journal*, 667, 1073
 Merritt R. L., ve diğ., 2016, *The Astrophysical Journal*, 833, 186
 Plotkin R. M., Gallo E., Jonker P. G., 2013, *The Astrophysical Journal*, 773, 59
 Qiao E., Liu B., 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 496, 2704
 Qiao E., Liu B., 2021, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 502, 3870
 Remillard R. A., McClintock J. E., 2006, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 44, 49
 Rutledge R. E., Bildsten L., Brown E. F., Pavlov G. G., Zavlin V. E., 2001, *The Astrophysical Journal*, 551, 921
 Rutledge R. E., Bildsten L., Brown E. F., Pavlov G. G., Zavlin V. E., 2002, *The Astrophysical Journal*, 577, 346
 Sonbas E., Dhuga K., Göğüş E., 2018, *The Astrophysical Journal*, 853, 150
 Tomsick J. A., Gelino D. M., Halpern J. P., Kaaret P., 2004, *The Astrophysical Journal*, 610, 933
 Trigo M. D., Boirin L., Costantini E., Méndez M., Parmar A., 2011, *Astronomy & Astrophysics*, 528, A150
 Waterhouse A., Degenaar N., Wijnands R., Brown E., Miller J., Altamirano D., Linares M., 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 456, 4001
 Wijnands R., Homan J., Miller J. M., Lewin W. H., 2004, *The Astrophysical Journal*, 606, L61
 Wijnands R., Heinke C. O., Pooley D., Edmonds P. D., Lewin W. H., Grindlay J. E., Jonker P. G., Miller J. M., 2005, *The Astrophysical Journal*, 618, 883
 Wijnands R., Degenaar N., Armas Padilla M., Altamirano D., Cavecchi Y., Linares M., Bahramian A., Heinke C., 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 454, 1371

Access:

M23-0313: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Süpernova Kalıntısı 3C 396'nın X-Işın Dalgaboylarında XRISM/Resolve ve Athena/X-IFU ile İncelenmesi

Cihad Deniz¹  , Aytap Sezer² , Hicran Bakış¹ 

¹ Department of Space Sciences and Technologies, Akdeniz University, 07058, Antalya, Turkey

² Department of Computer Engineering, Avrasya University, 61250, Trabzon, Turkey

Accepted: November 7, 2022. Revised: November 7, 2022. Received: October 10, 2022.

Özet

Kompozit morfolojili süpernova kalıntıları (SNK) merkezinde bir pulsar rüzgâr bulutsusu (pulsar wind nebula – PWN) ve yıldızlararası ortamda (YAO) genişleyen bir kabuk (shell) yapısı ile tanımlanırlar. Bu tür SNK'ların X-ışın tayflarında süpernova patlamasıyla yıldızdan atılan maddeden kaynaklanan ısısal ışımaya ve PWN'den gelen ısısal olmayan ışımaya görülmektedir. Bu nedenle, bu SNK'ların araştırılmasıyla SNK'ların evrimi, atılan maddenin ve YAO'nun yapısı hakkında önemli bilgiler sunmaktadır. Merkezindeki PWN ve sahip olduğu kabuk nedeniyle 3C 396 kompozit türü SNK olarak sınıflandırılmaktadır. ASCA ve Suzaku X-ışın uyduları ile yapılan önceki çalışmalar bu SNK'daki PWN'den tipik olmayan bir şekilde ısısal ve ısısal olmayan ışımaya geldiğini göstermiştir. Yüksek tayfsal çözünürlüğe sahip XRISM/Resolve ve Athena/X-IFU X-ışın uyduları ile PWN-SNK arasındaki ilişkinin araştırılması mümkün olacaktır. Bu çalışmada, 3C 396'nın Resolve ve X-IFU tayfsal simülasyonları yapılmış olup elde edilen ilk sonuçlar sunulmuştur.

Abstract

Composite supernova remnants (SNRs) are characterized by a central pulsar wind nebula (PWN) and a shell expanding in the interstellar medium (ISM). In their X-ray spectra of these SNRs, typically thermal emission from ejected stellar matter by a supernova explosion and non-thermal emission from PWN were seen. Therefore, the composite SNRs have a critical role in investigations of ejecta, the evolution of SNRs, and the structure of the ISM. 3C 396 is classified as a composite SNR due to the PWN at its center and shell structure. According to ASCA and Suzaku X-ray data analyses, X-ray spectra of the PWN in this SNR interestingly show both thermal and non-thermal emission. XRISM/Resolve and Athena/X-IFU X-ray missions with high spectral resolution will provide the examination of interactions between PWN-SNR. In this study, Resolve and X-IFU spectral simulations of 3C 396 were performed and the first results were presented.

Anahtar Kelimeler: Supernova remnants – individual:3C 396 (G39.2-0.3) – Interstellar medium – X-ray emission – Simulations

1 Giriş

Süpernova kalıntılarının (SNK) X-ışın bandındaki tayfsal analizleri, plazmanın sıcaklığı, plazmadaki element bollukları, plazmadan gelen ışımaya doğası, yıldızlararası ortamın (YAO) fiziksel özellikleri, süpernova (SN) patlama enerjisi ve SN patlaması geçiren ata yıldızın kütlesi gibi çok sayıda fiziksel parametrenin belirlenmesini sağlamaktadır (bkz. Vink 2012, 2020). Son 30 yılda ROSAT, ASCA, Chandra, XMM-Newton ve Suzaku X-ışın uyduları ile elde edilen veriler SNK'ların birçok gözlemsel özelliğinin anlaşılmasını sağlamıştır. X-Ray Imaging and Spectroscopy Mission (XRISM, Tashiro ve diğ. 2018; XRISM Science Team 2020) ve Advanced Telescope for High ENergy Astrophysics (Athena, Nandra ve diğ. 2013) sırasıyla 2023 ve 2030'lu yılların sonlarında fırlatılması planlanan gelecek nesil X-ışın uydularıdır. Bu uyduların öncekilere göre daha yüksek tayfsal çözünürlüğe sahip dedektörleri ile SNK'ların ve buldukları ortamın gözlemsel özelliklerinin daha hassas olarak belirlenmesi hedeflenmektedir. Son yıllarda yapılan simülasyonlar bu görüşü desteklemiştir (Ör. Cesur ve diğ. 2019; Jacovich ve diğ. 2021; Deniz ve diğ. 2022).

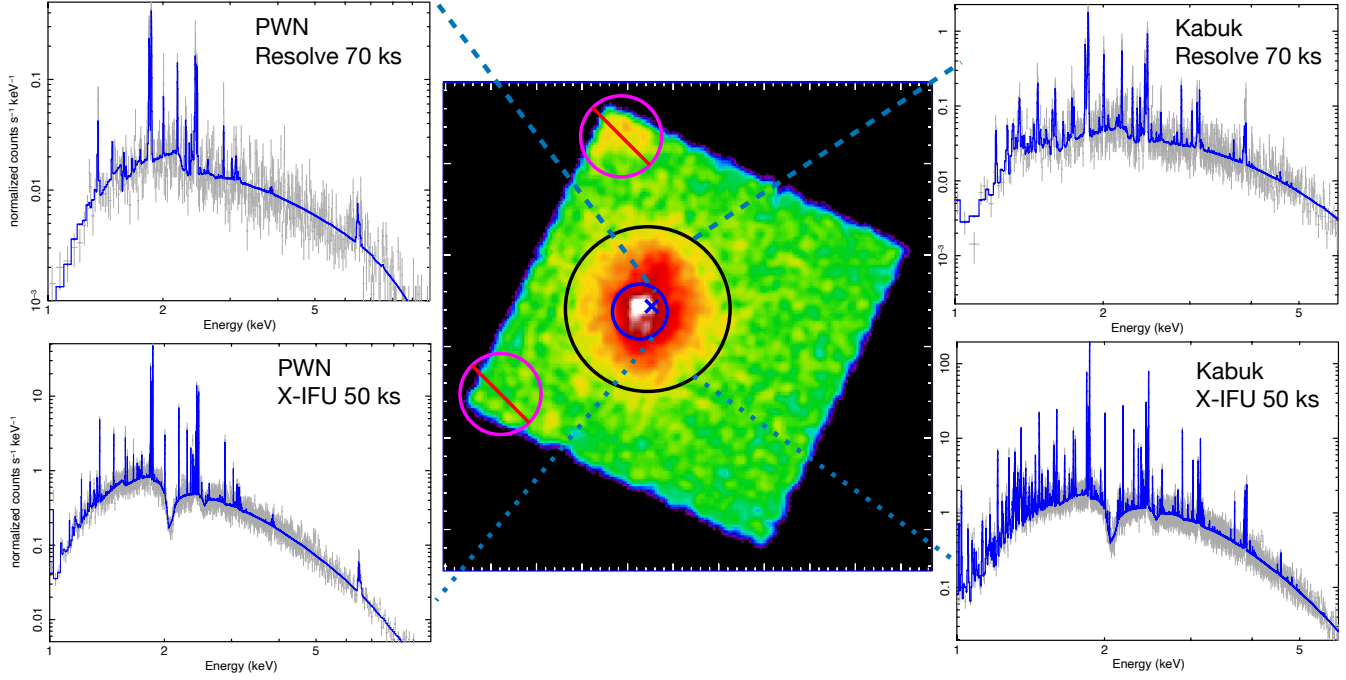
3C 396 (diğer adı ile G39.2-0.3) kabuk bölgesinden gelen

ısısal ışımaya ve merkezinde bulunan pulsar rüzgâr bulutsusundan (PWN: pulsar wind nebula) kaynaklanan ısısal olmayan ışımaya gösteren kompozit türü bir SNK'dır. İlk olarak radyo bandındaki verilerle yengeç benzeri SNK olarak sınıflandırılmıştır (Caswell ve diğ. 1975, 1982). Ancak Becker & Helfand (1987), kalıntının yengeç benzeri bir SNK olmadığını, merkezdeki ışımaya büyük olasılıkla kalıntının merkezinde bulunan bir filamentten kaynaklandığını bildirmişlerdir. ASCA X-ışın uyduları ile analiz eden Harrus & Slane (1999), X-ışın emisyonunun iki bileşenden oluştuğunu bulmuşlardır: (I) YAO ile etkileşen SN patlama dalgasından kaynaklanan $kT_e \sim 0.62$ keV elektron sıcaklıklı ısısal ışımaya ve (II) PWN'deki yüksek enerjili elektronların sinkrotron ışımaya kaynaklanan $\Gamma \sim 2.53$ foton indeksli ısısal olmayan ışımaya. Ayrıca, kalıntının yaşı ~ 7000 yıl ve X-ışın yayan toplam kütle $M_X \sim 40-300 M_\odot$ aralığında hesaplanmışlardır.

3C 396'nın Chandra X-ışın uyduları ile analiz eden Olbert ve diğ. (2003) kalıntının merkezinde bir nokta kaynak tespit etmişlerdir. Ayrıca, biri doğuda ikisi batıda olmak üzere nokta kaynaktan uzakta üç uzantı daha bulmuşlardır. Henüz tespit edilmemiş bir pulsarın güçlendirdiği PWN'nin varlığından kaynaklanan ısısal olmayan ışımaya doğrulayan yazarlar, kalıntıdan ısısal bir ışımaya tespit edememişlerdir.

Radyo bandında Very Small Array (VSA) teleskobunun

* cihad.dnz@gmail.com



Şekil 1. (Orta panel) 3C 396'nın 0.3-10 keV enerji bandındaki *Suzaku*/XIS enerji haritası. Siyah daire kalıntının kabuk bölgesini, mavi daire merkezdeki PWN'yi temsil etmektedir. En içteki mavi çarpı işareti ise pulsarın konumunu belirtmektedir. Köşelerde bulunan daireler ^{55}Fe kalibrasyon bölgelerini göstermektedir. Görüntü logaritmik ölçekte olup Gaussian algoritması ile yumuşatılmıştır. 3C 396'nın PWN bölgesinin 1-10 keV enerji bandındaki 70 ks Resolve (sol panel, üst) ve 50 ks X-IFU (sol panel, alt) simülasyon tayfları. 3C 396'nın kabuk bölgesinin 1-6 keV enerji bandındaki 70 ks Resolve (sağ panel, üst) ve 50 ks X-IFU (sağ panel, alt) simülasyon tayfları. Sol ve sağ panellerdeki gri renkleri verileri, mavi renkli çizgiler ise modeli temsil etmektedir.

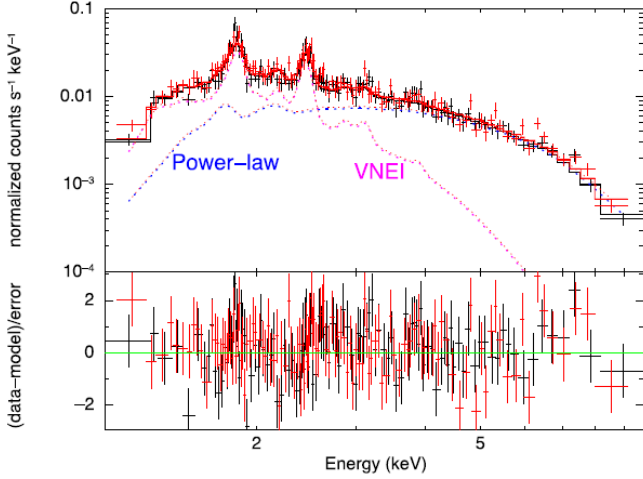
verilerini kullanarak 33 GHz frekansında anormal derecede yüksek ışımaya bildiren [Scaife ve diğ. \(2007\)](#), SNK'daki dönen tozdan kaynaklanan olası mikrodalga ışımalarının varlığına işaret etmişlerdir. Palomar 5 m Hale teleskobunu kullanan [Lee ve diğ. \(2009\)](#), 3C 396'nın yakın kızılötesi [FeII] ve H_2 çizgi görüntüleme ve tayfsal gözlem verilerinden [FeII] 1.64 μm ve H_2 2.12 μm filamentlerini tespit etmişlerdir. Bu tespiti temel alarak kalıntının Tip IIL/b SN kaynaklı olabileceğini önermişlerdir. Yazarlar ayrıca kalıntıyı çevreleyen bir molekül bulutunun (MB) varlığını bildirmişlerdir. MB'nin bu varlığı, daha sonra CO MB gözlemleri yapan [Su ve diğ. \(2011\)](#) tarafından doğrulanmıştır. 3C 396'nın olduğu bölgede $V_{\text{LSR}} \sim 67\text{-}72 \text{ km s}^{-1}$ (LSR: local standard of rest) hızına sahip oyuk benzeri bir MB tespit etmişlerdir. Yazarlar ayrıca olası MB-SNK ve MB-şok etkileşimlerini bildirmişlerdir. [Su ve diğ. \(2011\)](#), PWN haricinde X-ışınlarında parlak olan beş ayrı bölgenin *Chandra* X-ışın tayf analizlerini yapmışlardır. Tayfi temsil etmek için kullandıkları dengede olmayan iyonizasyon (NEI: Non-Equilibrium Ionization) modeli tüm bölgelerde Si ve S element bolluklarını vermektedir. Ek olarak, analizler için seçtikleri kuzey ve güney bölgelerinde Ar ve Ca elementlerinin bolluklarını da tespit etmişlerdir. SNK'nın yaşını ~ 3000 yıl ve SN patlaması geçiren ata yıldızın kütlelerini 13-15 M_{\odot} olarak tahmin etmişlerdir. [Kilpatrick ve diğ. \(2016\)](#), kalıntının kuzeyinde bulunan ve batıya doğru yayılan genişlemiş CO emisyonunun varlığını tespit etmişlerdir.

[Nobukawa ve diğ. \(2018\)](#), 3C 396'nın *Suzaku* X-ışın verilerini kullanarak $\text{FeI K}_{\alpha}/\text{FeXXV He}_{\alpha}$ akı oranlarının Galaktik Çıktı X-ışın Emisyonu (GRXE) ile 1σ hata seviyesinde bir tutarlılık gösterdiğini bulmuşlardır. [Sezer ve diğ.](#)

(2020), *Suzaku* verilerini kullanarak SNK'nın kabuk ve PWN bölgeleri için X-ışın tayfını elde etmişlerdir. Kabuktan $kT_e \sim 1.12$ keV elektron sıcaklığına sahip ve ışımanın ejektadan kaynaklandığına işaret eden Al ve Ca element bolluklu bir ısıl ışımaya tespit etmişlerdir. PWN'den gelen ışımaya ise $\Gamma \sim 1.97$ foton indeksli ısıl olmayan ışımaya ile $kT_e \sim 0.93$ keV elektron sıcaklıklı ısıl ışımaya kombinasyonu olarak modellemişlerdir.

SNK 3C 396, Birinci *Fermi*-LAT Süpernova Kalıntısı Kataloğunda ([Acero ve diğ. 2016](#)), gama ışın bandında tespit edilemeyen SNK'lar arasında listelenmiştir. HEGRA ve H.E.S.S. gama ışın teleskopları TeV bandında bir gama ışın tespit edememiştir ([Aharonian ve diğ. 2001, 2005, Bochow 2011, H.E.S.S. Collaboration ve diğ. 2018](#)). [Sezer ve diğ. \(2020\)](#), 1-300 GeV enerji aralığında 3C 396 (4FGL J1903.8+0531 – dördüncü *Fermi*-LAT katalog adı) ile ilişkili bir gama ışın fazlalığı tespit etmişlerdir. Yazarlar, 3C 396/4FGL J1903.8+0531 kaynağının konumu ve tayfsal özelliklerinden SNK kabuğunun kuzey ve batı bölgelerinde yoğun bir MB içine doğru genişlediği ve hızlandırılan protonların bu yoğun bulutlara nüfuz ederek hadronik gama ışınları ürettiği sonucuna varmışlardır. Son olarak, [de Oña Wilhelmi ve diğ. \(2020\)](#), *Fermi*-LAT verilerini yeniden analiz etmiş ve bunları The Milky Way Imaging Scroll Painting (MWISP)'nin radyo bandındaki tarama gözlemleri ile karşılaştırmışlardır. Yazarlar, radyo bandından GeV enerjilerine kadar olan tayfsal enerji dağılımının modellenmesiyle SNK'dan gelen gama ışınlarının hadronik kökenli olduğunu ve SNK'nın manyetik alanının en az $\sim 100 \mu\text{G}$ olarak sınırlandırılabilirliğini bildirmişlerdir.

3C 396'nın uzaklığı ile ilgili literatürde birkaç çalışma bulunmaktadır. H^{I} soğurma gözlemlerinden faydalanarak



Şekil 2. 3C 396'nın PWN bölgesine ait 1-10 keV enerji aralığındaki ~ 70 ks poz süreli *Suzaku* tayfı (Sezer ve diğ. 2020). Tayfa ısısal (vnei) + ısısal olmayan (power-law) model uygulanmıştır. Tayfta Si ve S element çizgileri görülmektedir.

Caswell ve diğ. (1975), 3C 396 için en düşük uzaklığı ~ 7.7 kpc olarak belirlemiştir. CO ve X-ışın kolon yoğunluğu ise bu uzaklığı 6.2-8 kpc aralığında sınırlandırmıştır (Olbert ve diğ. 2003, Hewitt ve diğ. 2009, Su ve diğ. 2011). Ranasinghe & Leahy (2018), H^I soğurma çizgisinden faydalanarak 3C 396'nın kinematik uzaklığını 8.5 kpc olarak güncellemiştir.

Bu çalışmada, gelecek nesil X-ışın algılayıcıları olan *XRISM*'in Resolve yumuşak X-ışın tayfölçeri (Soft X-ray Spectrometer, Resolve, Ishisaki ve diğ. 2018) ve *Athena*'nın X-IFU tayfölçeri (X-ray Integral Field Unit, X-IFU, Barret ve diğ. 2018) simülasyonları ile 3C 396'nın kabuk ve PWN bölgelerinden gelen ışımının doğası incelenmiştir. Özellikle PWN tayfindan gelen ısısal bir ışımının varlığı araştırılmış olup PWN-SNK arasındaki ilişki tartışılmıştır. Tayf simülasyonlarında *Suzaku* verileri kullanılmış olup bu veriler ve verilerin indirgenme basamakları Ş2'de özetlenmiştir. Resolve ve X-IFU tayf simülasyonları Ş3'te verilmiştir. Son olarak, Ş4'te elde edilen sonuçlar sunulmuş ve bu sonuçlar tartışılmıştır.

2 Gözlem ve veri indirgeme

Simülasyonlarda kullanılan *Suzaku* verileri X-ray Imaging Spectrometer (XIS, Koyama ve diğ. 2007) ile 26 Nisan 2014 tarihinde ve 509038010 gözlem numarası ile alınmıştır. Simülasyonlar için ~ 70 ks poz süreli XIS1 verileri tercih edilmiştir. XIS1, *Suzaku*'nun arkadan aydınlatmalı CCD'sidir.

Tüm analizler *Heasoft* (sürüm 6.26.1) yazılımı ile yapılmış olup X-ışın görüntü oluşturulmasında *xselect* ve *ds9* kullanılmıştır. Tayf modellemesi öncesi yanıt dosyaları (RMF: Redistribution Matrix Files, ARF: Ancillary Response Files) *xismrmfgen* ve *xissarmfgen* (Ishisaki ve diğ. 2007) araçları ile oluşturulmuştur. Veriler 25'lik gruplar haline getirilerek *xspec*'te (sürüm 12.9.1, Arnaud 1996) modellenmiştir.

3 *Suzaku* X-ışın tayf analizi ve simülasyonlar

3C 396'nın 0.3-10 keV enerji aralığında elde edilen *Suzaku* X-ışın görüntüsü Şekil 1'in orta panelinde verilmiştir. Bu görüntüde 4.5 açı dakikalık yarıçaplı siyah daire kalıntının kabuk bölgesini, ortadaki 1.5 açı dakikalık yarıçapa sahip mavi

Çizelge 1. XIS, ACIS, Resolve ve X-IFU dedektörlerinin bazı özelliklerinin karşılaştırılması.

Dedektör	Enerji aralığı (keV)	Görüş alanı (FoV)	Enerji çözünürlüğü (6 keV)	Etkin alan (6 keV)
XIS	0.2-12	17'8 × 17'8	~ 120 eV	1000 cm ²
ACIS	0.3-12	16'9 × 16'9	~ 150 eV	340 cm ²
Resolve	0.3-12	3' × 3'	≤ 7 eV	≥ 210 cm ²
X-IFU	0.3-12	5' (çap)	2.5 eV	2500 cm ²

daire ise PWN'yi göstermektedir. Bu iki bölge tayf analizi için seçilen bölgelerdir. Merkezdeki mavi çarpı işareti ise SNK'nın merkezine yakın konumda bulunan pulsarı temsil etmektedir. İki köşede bulunan daireler ⁵⁵Fe kalibrasyon bölgeleridir ve analizlere dahil edilmemiştir.

Tayf analizlerinde ilk olarak X-ışın tayfına katkı yapan ardalan düzeltmesi Sezer ve diğ. (2020)'deki yöntem izlenerek yapılmıştır. XIS1 verilerinin modellenmesinde Sezer ve diğ. (2020)'de olduğu gibi kabuk bölgesinde vnei modeli, PWN bölgesinde ise vnei+power-law modeli kullanılmıştır. Bu modeller *xspec* içinde .xcm uzantılı dosya olarak kabuk ve PWN için ayrı ayrı kaydedilmiştir. Bir sonraki basamakta ise fakeit komutu kullanılarak simülasyon işlemleri başlatılmıştır. Bu basamakta Resolve ve X-IFU yanıt dosyaları girdi olarak kullanılmıştır. Resolve ve X-IFU dedektörleri için simüle edilen tayflar Şekil 1'in sol ve sağ panelinde sunulmuştur.

4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada kompozit türü SNK'lardan biri olan 3C 396'nın *XRISM* ve *Athena* simülasyonları yapılmıştır (bkz. Şekil 1). Gelecek nesil X-ışın dedektörleri *XRISM*/Resolve ve *Athena*/X-IFU ile *Suzaku*/XIS ve *Chandra*/ACIS'in karşılaştırma amaçlı bazı özellikleri Çizelge 1'de verilmiştir. Bu çizelgeden de görülebileceği üzere, Resolve ve X-IFU dedektörleri, XIS'den sırasıyla ~ 17 ve 48 kat, ACIS'ten ise ~ 21 ve 60 kat daha yüksek çözünürlüğe sahiptir. Bu çözünürlük farkının X-ışın tayflarında gizli kalan element bollukları ve plazma durumu gibi bazı bilgileri açığa çıkarması beklenmektedir.

Şekil 2'de *Suzaku* X-ışın uydur verilerinden elde edilen 3C 396'nın PWN bölgesine ait X-ışın tayfı (Sezer ve diğ. 2020) verilmiştir. *Suzaku* tayfı ile simülasyon tayfları (Şekil 1) kıyaslandığında aşağıdaki farklar görülmektedir.

- Suzaku* tayfındaki veri (artı işaretleri) sayısı ile simülasyon tayflarındaki karşılaştırıldığında simüle tayfların çok daha fazla sayıda veriye sahip olduğu görülmektedir. Bu da tayflardaki daha çok yapının çözümlenebilmesine ve tayfsal modellerin daha doğru sonuçlar vermesine olanak tanır. Bu veri fazlalığının temel sebebi Resolve ve X-IFU dedektörlerinin daha yüksek enerji çözünürlüğüne sahip olmasıdır. Ayrıca, tayfin belirli bir keV enerjisindeki birim saniyedeki normalize foton sayımları (y eksenleri) karşılaştırıldığında, (I) iki tayfin da aynı poz sürelerine sahip olmalarına rağmen Resolve simülasyon tayfının (70 ks), XIS tayfindan (~ 70 ks) daha fazla foton sayımına sahip olduğu, (II) daha düşük poz süresi olmasına karşın X-IFU simülasyon tayfının (50 ks), XIS tayfindan daha fazla foton sayımının olduğu görülmektedir.
- Resolve ve X-IFU simülasyonları XIS tayfında çözümlenmemiş H-benzeri ve He-benzeri geçişler sonucu

oluşan bir çok element çizgisini çözümlenmiştir. Bu çizgiler Şekil 1'de (sol ve sağ panel) belirli bir enerjideki pik olarak görülebilen Ne ($\sim 1-1.2$ keV), Mg ($\sim 1.3-1.8$ keV), Si ($\sim 1.9-2.5$ keV), S ($\sim 2.4-3.2$ keV), Ar ($\sim 3.8-5.1$ keV), Ca ($\sim 3.1-4.2$ keV) ve Fe (~ 6.5 keV) element çizgileridir.

Bu sonuçlar da göstermektedir ki PWN'den gelen ısısal ışımının kökeninin araştırılması için yüksek çözünürlüklü tayflara ihtiyaç duyulmaktadır. Örneğin, PWN'ler genellikle bir power-law modeli ile tanımlanabilen ısısal olmayan ışımaya yaparlar (ör. [Gaensler & Slane 2006](#)). PWN tayfında buna ek olarak ısısal ışımının varlığı SNK'nın iç kısımlarındaki maddeyi ve SNK ters şoku ile PWN arasındaki etkileşimi gösterir ([Gaensler & Wallace 2003](#); [Borkowski ve diğ. 2016](#)). Bu çalışmada elde edilen simülasyon tayfları, Şekil 1'de görüldüğü üzere PWN bölgesinden pek çok element çizgi salmasını da açığa çıkarmıştır. PWN tayfından gelen bu ısısal ışımaya 3C 396'nın kabuk bölgesi ile PWN'nin etkileşimi ile açıklanabilir.

Gelecekte yüksek çözünürlüğe sahip dedektörler ile SNK X-ışın tayflarında görülen element bolluklarının hassas ölçümü ve mevcut teorik modeller (ör. [Woosley & Weaver 1995](#)) kullanılarak SN patlama türü ve SN patlaması veren yıldızın kütlesi belirlenebilir.

Kaynaklar

- Acero F. ve diğ., 2016, ApJS, 224, 8
 Aharonian F. A. ve diğ., 2001, A&A, 375, 1008
 Aharonian F. ve diğ., 2005, A&A, 439, 635
 Arnaud K. A. 1996, in ASP Conf. Ser. 101, Astronomical Data Analysis Software and Systems V, ed. G. H. Jacoby & J. Barnes (San Francisco, CA: ASP), 17
 Barret D. ve diğ., 2018, SPIE, 10699, 106991G.
 Becker R. H., Helfand D. J., 1987, AJ, 94, 1629
 Bochow A., 2011, PhDT
 Borkowski K.J., Reynolds S.P., Roberts M.S.E., 2016, ApJ, 819, 160
 Caswell J. L., Murray J. D., Roger R. S., Cole D. J., Cooke D. J., 1975, A&A, 45, 239
 Caswell J. L., Haynes R. F., Milne D. K., Wellington K. J., 1982, MNRAS, 200, 1143
 Cesur N., Sezer A., de Plaa J., Vink J., 2019, AdSpR, 64, 759
 de Oña Wilhelmi E., Sushch I., Brose R., Mestre E., Su Y., Zanin R., 2020, MNRAS, 497, 3581
 Deniz C., Sezer A., Bakis H., Raycheva N. C., 2022, AdSpR, 69, 2342
 Gaensler B.M., Slane P.O., 2006, ARA&A 44, 17
 Gaensler B.M., Wallace B.J., 2003, ApJ, 594, 326
 H. E. S. S. Collaboration ve diğ., 2018, A&A, 612, A1
 Hewitt J. W., Rho J., Andersen M., Reach W. T., 2009, ApJ, 694, 1266
 Harrus I. M., Slane P. O., 1999, ApJ, 516, 811
 Ishisaki Y. ve diğ., 2007, PASJ, 59, 113
 Ishisaki, Y. ve diğ., 2018, J Low Temp Phys, 193, 991–995
 Jacovich T., Patnaude D., Slane P., Badenes C., Lee S.-H., Nagataki S., Milisavljevic D., 2021, ApJ, 914, 41
 Koyama K. ve diğ., 2007, PASJ, 59, 23
 Kilpatrick C. D., Biegging J. H., Rieke G. H., 2016, ApJ, 816, 1
 Lee H.-G., Moon D.-S., Koo B.-C., Lee J.-J., Matthews K., 2009, ApJ, 691, 1042
 Nandra K. ve diğ., 2013, arXiv, arXiv:1306.2307
 Nobukawa K. K. ve diğ., 2018, ApJ, 854, 87
 Olbert C. M., Keohane J. W., Arnaud K. A., Dyer K. K., Reynolds S. P., Safi-Harb S., 2003, ApJ, 592, L45
 Ranasinghe S., Leahy D. A., 2018, AJ, 155, 204.
 Scaife A. ve diğ., 2007, MNRAS, 377, L69
 Sezer A., Ergin T., Cesur N., Tanaka S. J., Kisaka S., Ohira Y., Yamazaki R., 2020, MNRAS 492, 1484

- Su Y., Chen Y., Yang J., Koo B.-C., Zhou X., Lu D.-R., Jeong I.-G., DeLaney T., 2011, ApJ, 727, 43
 Tashiro M. ve diğ., 2018, SPIE, 10699, 1069922
 Vink J., 2012, A&ARv, 20, 49
 Vink J., 2020. Physics and Evolution of Supernova Remnants. Cham, Switzerland: Springer International Publishing.
 XRISM Science Team 2020, Science with the X-ray Imaging and Spectroscopy Mission (XRISM). arXiv e-prints, p. arXiv:2003.04962.
 Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, ApJS, 101, 181

Access:

M23-0301: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Dönen Kara Delik Çift Sistemlerinin Birleşme Süreçleri ve Gravitasyonel Dalga Formları

İsmail Özbakır¹  , Kadri Yakut² 

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye

Accepted: November 16, 2022. Revised: November 16, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Dönen çift kara delik sistemlerinin gravitasyonel dalga yayınlarken enerji kaybetmesi ve birleşmesini kapsayan evrimsel süreç, çeşitli simülasyonlarıyla modellenmektedir. Çalışmada, presesyon yapmadan dönen çift kara delik sistemlerinin evrimleri için PyCBC yaklaşım modelleri kullanılarak belirli parametre aralıklarında veriler elde edilmiştir. Elde ettiğimiz parametrelerin değişim diyagramlarına LIGO/Virgo tarafından tespit edilen birleşme gözlemleri eklenmiş ve karşılaştırmalar yapılmıştır. Söz konusu bu veriler üzerinden özellikle zıt spinli sistemlerde, başlangıç kütle oranlarına göre son spin ve son kütle değerlerinin değişimlerinde ilginç sonuçlar elde edilmiştir. Çalışmamız kütle kayıp oranlarının toplam kütlein %8'i kadar olabildiğini göstermiştir.

Abstract

The evolutionary process involving the energy loss and coalescence of rotating binary black hole systems (BBHs) by emitting gravitational waves can be modelled with various computer simulations. In the study, data were obtained in certain parameter ranges using PyCBC approximation models for the evolution of BBHs rotating without precession. We added LIGO/Virgo collaboration observations to the various diagrams of the parameters we obtained, and various comparisons were made. Based on these data, exciting results were obtained in the final spin and final mass values changes according to the initial mass ratios, especially in systems with opposite spin. Our study has shown that mass loss rates can be up to 8% of the total mass.

Anahtar Kelimeler: Binary Black Holes – Gravitational Waves – Compact Objects

1 Giriş

Einstein, Genel Görelilik Kuramını tamamladıktan kısa süre sonra kendi adıyla anılan alan denklemlerinin çözümleri üzerine yaptığı çalışmalarında, uzay – zamanda oluşacak tedirginliklerin dalgalar halinde yayılabileceği sonucuna ulaştı (Einstein 1916a,b). Einstein bu çalışmalarının devamında, gravitasyonel dalgaların genliklerinin olağanüstü küçük mertebelerde olduğunu hesaplamıştır. Yaptığı bu çözümler; gravitasyonel kaynağın kuadropol kütle momentinin, zamanla değişiminden kaynaklanan birtakım uzay–zamansal tedirginliklerin, zayıf – alan yaklaşımıyla incelenmesine dayanmaktaydı. Einstein, böyle tedirginlikler üretebilen astrofiziksel sistemlerden yayılan dalgaların, yere ulaştıklarında çok zayıf genliklere sahip olacaklarını hesaplamıştır. Dolayısıyla bu dalgaların gözlemlerinin, ancak çok hassas ölçümler ile mümkün olabileceği sonucuna ulaşmıştır.

Sonraki yıllarda, Genel Görelilik Kuramı üzerine birçok bilim insanı çeşitli çalışmalar yapmıştır. Belirli simetrik durumları karşılayan kütleli cisimlerin gravitasyonel alan denklemlerinin çözümleri, bu teorik çalışmalar ile elde edilmiştir. Bu gelişmeleri takip eden yıllarda söz konusu cisimlerin kara delik oldukları ve gravitasyonel dalga kaynakları olarak bilinen çift sistemlerin bileşenlerini oluşturdukları anlaşılmıştır. Bu teorik çalışmalar bir taraftan ilerlerken, bilim dünyasında gravitasyonel dalgaların varlıklarına dair şüpheler ve tartışmalar, 1957'de yapılan Chapel Hill konferansına kadar sürmüştür

(Bergmann 1957). Bu konferansta gravitasyonel dalgalar problemi detaylı bir şekilde ele alınarak gözlenebilmeleri için gereken teorik ve deneysel çalışmaların temelleri atılmıştır.

Gravitasyonel dalgaların doğrudan gözlemlerini elde etmek için yapılan deneysel çalışmalar ilk olarak, 1960'da J. Weber'in kütle rezonans deneyi ile başlamıştır (Weber 1960). Daha sonra benzer fikirler ile kurulan kriyojenik rezonans dedektörlerinin oluşturduğu uluslararası katılımlı araştırmalara devam edilmiştir (Astone ve diğ. 2010). Diğer taraftan günümüzde de kullanılan yer bazlı girişimölçer dalga dedektörlerinin kurulumları ve doğrudan gravitasyonel dalga gözlemleriyle ilgili ön çalışmalar, 1960'lı yıllarda başlayıp (Gertsenshtein & Pustovoit 1963), 70'lerde de devam etmiştir (Moss ve diğ. 1971; Press & Thorne 1972). Takip eden yıllarda temeli lazer girişimölçer yöntemi olan bu konsept daha da yaygınlaşmıştır (McBreen & Metcalfe 1988; Hough ve diğ. 1989; Brillat ve diğ. 1989; Abramovici ve diğ. 1992). Günümüzde de lazer girişimölçer tekniği üzerine yeni kurulan birçok Yer–konuşlu gravitasyonel dalga dedektörü kullanılmaktadır.

Gravitasyonel dalgaların genliklerinin son derece küçük olması, onların doğrudan gözlemleri için birçok zorluğu beraberinde getirmiştir. Dedektörlerin, Yer'in sismik titreşimlerinden kaynaklı etkiler başta olmak üzere lazer fotonlarının taşıdıkları momentumun, dedektörlerin içinde bulunan aynalar üzerindeki etkilerine kadar birçok gürültüden arındırılması gerekmektedir. Karşılaşılan bu zorluklar, ancak yüksek teknoloji ile üretilmiş çok hassas aygıtlar ile aşılabileceğinden dolayı doğrudan gözlemlerin

* ozbakir.ismail@gmail.com

yapılabilmesi için gerekli teknolojik altyapının geliştirilmesi uzun yıllar almıştır.

Söz konusu bu gelişmelerin ışığında, gravitasyonel dalgaların teorik olarak önerildiği tarihten yüz yıl sonra doğrudan ilk gözlemleri, 14 Eylül 2015’de LIGO dedektörlerince gerçekleştirilmiştir (Abbott ve diğ. 2016b). “GW150914” olarak isimlendirilen bir çift kara delik sistemine ait bu gözlemlerde, kara deliklerin birleşme anında oluşan gravitasyonel dalgalar LIGO dedektörlerince kaydedilmiştir. Ayrıca GW150914 gözleminin bir diğer önemi, yıldız kütleli çift kara delik sistemlerinin varlıklarını doğrulayan ilk doğrudan gözlemsel kanıt olmasıdır.

Gravitasyonel dalga sinyalleri, üretildikleri astrofiziksel sistemler hakkında birçok veriyi barındırır. Örneğin, çift kara delik sistemlerinden üretilen gravitasyonel dalgaların frekans değişimlerinden, sistemlerin birleşme öncesi kütleleri hakkında bilgilere ulaşılabilir. Ayrıca, gravitasyonel dalga analizleri kullanılarak güçlü çekim alanlarında Genel Görelilik Kuramı’nın testleri yapılabilmektedir (Abbott ve diğ. 2016c).

2 Gravitasyonel Dalgalar Teorisi

Einstein’in Genel Görelilik teorisi (Einstein 1916b), uzaydaki madde/enerji dağılımı ile uzay-zaman geometrisi arasındaki ilişkiyi tanımlar. Bu bağlamda, bazı özel durumlu ivmeli sistemlerin analitik çözümleri yapılarak bu sistemlerin uzay-zaman geometrisinde küçük bozulmalara neden olacağı sonucuna ulaşılabilir. Özellikle kompakt çift gök cisimlerinde, ortak kütle merkezleri etrafında dolanarak merkezci ivmeli hareket eden bileşenler uzay-zamanda tedirginlikler oluşturur. Uzay-zamanda meydana gelen bu tedirginlikler dalgalar halinde sistemden uzaklaşır. Oluşan bu dalgalar çift sistemden çok uzakta, düz uzay-zaman metriğindeki $\eta_{\mu\nu}$, küçük tedirginlikler $h_{\mu\nu}$, olarak ele alınabilir. Tedirginlik terimleriyle birlikte oluşan uzay-zaman metriği $g_{\mu\nu}$, (1) denklemi ile ifade edilir:

$$g_{\mu\nu} \approx \eta_{\mu\nu} + h_{\mu\nu} + \mathcal{O}(h_{\mu\nu}^2), \quad |h_{\mu\nu}| \ll 1 \quad (1)$$

Bu yaklaşımda alan denklemlerinin, tedirginlik teriminin sadece birinci mertebeden terimlerine göre çözümleri yapıldığından elde edilen alan denklemlerine doğrusallaştırılmış Einstein denklemleri denir. Bu bağlamda, alan denklemleri (1) denkleminde göre belirli ayar dönüşümleri altında bazı cebirsel işlemler yapıldığında (2) Einstein Alan Denklemleri elde edilir:

$$\square h_{\mu\nu} - \frac{1}{2}\eta_{\mu\nu}\square h = -16\pi G T_{\mu\nu} \quad (2)$$

Burada, G çekim sabiti, $T_{\mu\nu}$ ortamdaki madde-enerji dağılımını gösteren enerji-momentum tensörü ve \square sembolü d’Alembert operatörüdür (4-boyutlu uzay-zamandaki dalga operatörü). Tedirginlik terimleri, $\bar{h}_{\mu\nu} = h_{\mu\nu} - \frac{1}{2}\eta_{\mu\nu}h \Rightarrow \bar{h} = -h$, olacak şekilde bir dizi tensörel işlemle sonra yeniden tanımlanırsa (2) alan denklemleri, vakumda (3) dalga denklemleri şeklinde yeniden yazılabilir:

$$\square \bar{h}_{\mu\nu} = 0 \quad (3)$$

Dolayısıyla, (3) denkleminde harmonik ayar koşulu için $h_{\mu\nu}$ tedirginliklerinin, dalgalar halinde yayılacağı anlaşılmaktadır. Ayrıca, dalga denklemlerinin analitik çözümleri, gravitasyonel dalgaların 4-kutuplu bir yapıya sahip olduklarını da göstermektedir. 1918’de Einstein, gravitasyonel dalgalar tarafından taşınan enerjiyi hesaplamak için (2) denklemini, $T_{\mu\nu} \neq 0$ durumu için çözümlerini yaparak (4) denklemlerini elde

etmiştir (Einstein 1918):

$$h^{\mu\nu}(t, \mathbf{x}) = \frac{4G}{c^4} \int \frac{1}{|\mathbf{x} - \mathbf{y}|} T^{\mu\nu} \left(t - \frac{|\mathbf{x} - \mathbf{y}|}{c}, \mathbf{y} \right) d^3y \quad (4)$$

Burada kalın yazılan terimler, dalga kaynağı olan çift sistemle ilgili $\mathbf{x} = (x^1, x^2, x^3)$ ve sistemden çok uzaktaki gözlemciler ile ilişkili $\mathbf{y} = (y^1, y^2, y^3)$ 3-boyutlu uzaysal vektörlerdir. Gravitasyonel dalganın kaynaktan gözlemciye ulaşana kadar geçen süreye “gecikme-zamanı” (*retarded-time*) $t_r = t - |\mathbf{x} - \mathbf{y}|/c$ denir. Buna göre gerekli cebirsel işlemler yapıldığında gravitasyonel dalgaların genliğinin, (5) denklemi ile ifade edilebildiği ve tedirginlik terimlerinin kuadrupol momentinin ikinci zaman türevi ile ilişkili olduğu anlaşılır:

$$Q_{ij}^{\text{TT}}(t) = \int \rho(t, \mathbf{x}) \left(x_i x_j - \frac{1}{3} r^2 \delta_{ij} \right) d^3x \quad (5)$$

$$h_{ij}(t, \mathbf{x}) = \frac{2G}{rc^4} \ddot{Q}_{ij}^{\text{TT}}(t_r)$$

Burada Q_{ij}^{TT} , enine-izsiz (transverse-traceless – TT) ayar durumundaki kuadrupol momenti, ρ , kaynağın x^i noktasında bulunan d^3x hacimli bölgenin madde yoğunluğunu, δ_{ij} Kronecker delta, $r = |\mathbf{x} - \mathbf{y}|$ kaynağa olan uzaklık, c ışık hızı ve $i, j = (1, 2, 3)$ uzaysal indis numaralarını göstermektedir. Ayrıca bu çözümlerden gravitasyonel dalgalarının taşıdığı enerji, bir bölgede birden fazla dalga tarafından üretilen enerji-momentum dağılımı ile (6) denklemi olarak ifade edilebilir:

$$T_{\mu\nu}^{\text{GW}} = \frac{c^4}{32\pi G} \left\langle \partial_\mu h_{ij}^{\text{TT}} \partial_\nu h_{ij}^{\text{TT}} \right\rangle \quad (6)$$

Burada $\langle \rangle$ matematiksel sembolü, içinde bulunan niceliklerin ortalamasının alındığını gösterir. Ayrıca $i, j = (1, 2, 3)$ olarak uzaysal indis değerlerini alır. Daha sonra kuadrupol momentin (5) eşitliğindeki formundan faydalanılarak gravitasyonel dalga ışıması L_{GW} , (7) denklemi elde edilir:

$$L_{\text{GW}} = \frac{G}{5c^5} \langle \ddot{Q}_{ij}^{\text{TT}} \ddot{Q}_{ij}^{\text{TT}} \rangle \quad (7)$$

Gravitasyonel dalga üreten astrofiziksel bir sistemin kuadrupol momenti, sistemde hareketli M kütlesi ile sistemin büyüklüğünü betimleyen R niceliğinin karesinin çarpımına yaklaşık olarak eşittir. Bu yaklaşım bize kuadrupol momentin üçüncü zaman türevinin (8) ifadesiyle verilebilmesini sağlar:

$$\ddot{Q} \approx \frac{MR^2}{T^3} = \frac{Mv^2}{T} = \frac{E_{\text{ns}}}{T} \quad (8)$$

Burada v ; küresel olmayan hareketli sistemin ortalama hızı, E_{ns} ; küresel olmayan hareketin kinetik enerjisi ve T ; sistemdeki hareketli kütlelerin yer değiştirme zaman ölçeğidir. Belirli bir gravitasyonel alanı oluşturan sistem için $T \sim \sqrt{R^3/GM}$ olarak verilirse (8) ilişkisi, $\ddot{Q} \sim G^{3/2} (M/R)^{5/2}$ olarak verilebilir. Buradan (7) ile verilen sistemin gravitasyonel dalga ışıması (9) biçiminde ifade edilebilir:

$$L_{\text{GW}} \approx \frac{G^4}{c^5} \left(\frac{M}{R} \right)^5 = \frac{G}{c^5} \left(\frac{M}{R} \right)^2 v^6 \quad (9)$$

$$= \left(\frac{R_{\text{Sch}}}{R} \right)^2 \left(\frac{v}{c} \right)^6 \frac{c^5}{4G}$$

Burada R_{Sch} , sistemin Schwarzschild yarıçapıdır. Sonuç olarak $R \sim R_{\text{Sch}}$ ve $v \sim c$ durumunda, yayınlanan gravitasyonel dalga ışıması maksimuma çıkmaktadır. Başka bir ifadeyle, bir sistemden güçlü bir şekilde gravitasyonel dalga yayınlanabilmesi

için sistemin bileşenlerinin sıkışık cisimlerden oluşması ve rölativistik hızlarda hareket etmeleri gerektiği sonucuna ulaşılır. Gravitasyonel dalganın genliğinin kuadrupol momentin ikinci zaman türevi ile olan (5) ilişkisinden $h \sim 2G\ddot{Q}/rc^4 = GMR^2/rc^4T^2$ bulunarak sistemin kinetik enerjisiyle olan ilişkisi (10) ile ifade edilebilir:

$$h \approx E_{ns} \frac{G}{rc^4} = \epsilon E_{kin} \frac{G}{rc^4} \quad (10)$$

Burada ϵ , sistemin gravitasyonel ışıtmada kullanılan kinetik enerji kesrini ifade eder. Örneğin 100 Mpc uzaklıkta ve bileşen kütleleri $30 M_{\odot}$ olan bir çift sistemden yayılan gravitasyonel dalgaların genliğinin (*strain*) $h \sim 10^{-21}$ mertebelerinde olduğu anlaşılmaktadır. Sonuç olarak $L=4$ km uzunluğunda kollara sahip interferometri temeline dayanan LIGO dedektörlerinin, $\Delta L=hL$ ilişkisi dikkate alındığında $\sim 10^{-18}$ m mertebesindeki küçük değişimleri algılayabilecek hassasiyette oldukları söylenebilir.

Gravitasyonel dalgalar teorisinin özeti olarak verilen bu denklemlerin oldukça uzun cebirsel ve tensörel işlemler ile elde edilmişleri için Özbakır (2020)'ye bakılabilir.

3 Nümerik Rölativistik Simülasyonlar ve Gravitasyonel Dalga Formları

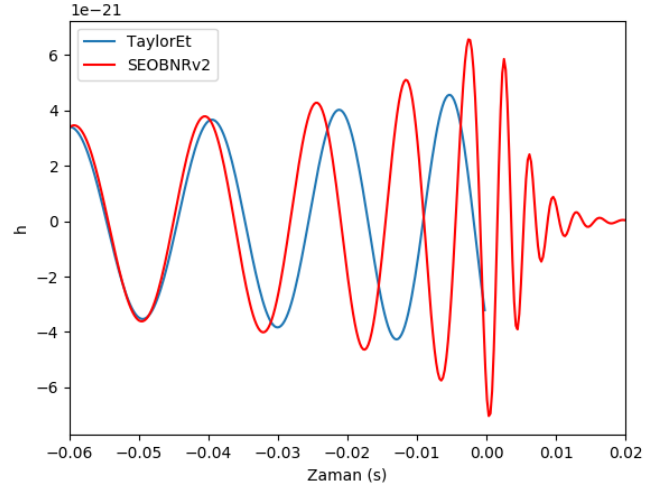
Nümerik çözümler yöntemi, modellenmek istenen çift kara delik sistemleri için bilgisayar ortamında nümerik rölativite denklemlerinin çözülmesi anlamına gelir. Einstein Alan Denklemleri, yüksek mertebeden lineer olmayan diferansiyel denklem formunda olduğundan çözümlerinin yapılabilmesi için yüksek işlemci gücüne sahip bilgisayarlar gerekmektedir. Bu nedenle, nümerik rölativitenin teorik temelleri 1960'lı yıllarda atılmış olmasına rağmen çift kara delik simülasyonlarının elde edilebilmesi için teknolojinin gelişmesi beklenmiştir.

Bu bağlamda, çift kara delik sistemlerinin sarmal evrelerinden birleşme ve sönümlenme evrelerine kadar olan süreçte ürettikleri gravitasyonel dalgaları betimleyen ilk model dalga formları, F. Pretorius tarafından elde edilmiştir (Pretorius 2005).

Gravitasyonel dalgalar, üretildikleri astrofiziksel sistemler hakkında birçok veriyi barındırır. Örneğin, çift kara delik sistemlerinden üretilen gravitasyonel dalgaların frekans değişimlerinden, sistemlerin başlangıç kütleleri hakkında bilgilere ulaşılabilir. Gravitasyonel dalgaların gözlem verilerinin detaylı analizleri için nümerik rölativite çözümleri ile oluşturulan gravitasyonel dalga form modellerine ihtiyaç duyulur. Bu modellerden elde edilen dalga form verileri ile gözlem verileri karşılaştırılarak gravitasyonel dalgaları üreten sistemlerin, çeşitli fiziksel parametrelerine ait bilgilere ulaşılmaktadır. Gravitasyonel dalgaların analizlerinden astrofiziksel sistemlere ait parametre tahminlerinde, modellerden üretilen dalga formlarının hassasiyetleri oldukça önemlidir (Aso ve diğ. 2013; Smith ve diğ. 2013). Karşılaştırmada kullanılan söz konusu bu dalga form verilerinin üretimi için Einstein Alan Denklemlerinin nümerik çözümleri yapılır. Ayrıca, bu nümerik çözümleri temel alan bazı dalga form yaklaşım modelleri geliştirilmiştir.

3.1 Yaklaşım Modelleri ile Gravitasyonel Dalga Form Üretimi

Günümüzde, oldukça güçlü işlem kapasiteli bilgisayarlar üretilmiş olmasına rağmen çift kara delik sistemlerinin yalnızca bir parametre setine göre yapılan dalga form simülasyonları, günler hatta haftalar almaktadır. Dedektörlerde elde edilen

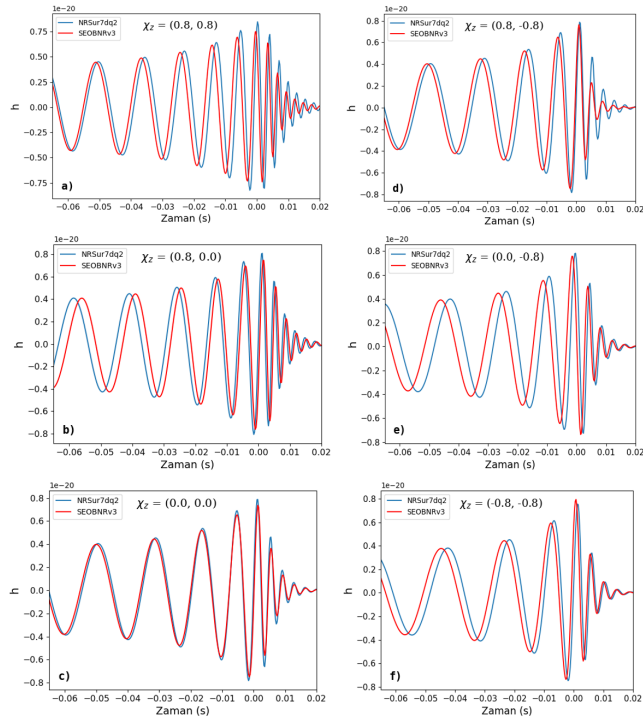


Şekil 1. Bileşenleri $m_1=m_2=30 M_{\odot}$ olan 100 Mpc uzaklıktaki bir çift kara delik sisteminin birleşme anı ve hemen öncesindeki bir kaç periyotluk yörünge hareketi sonucu üretilen gravitasyonel dalga formu modellenmiştir.

gözlem verilerinin dalga form verileri ile karşılaştırılarak analizlerinin yapılabilmesi için çok sayıda çift kara delik model verisinin üretilmesi gerektiğinden nümerik yöntemler oldukça yetersiz ve yavaş kalmaktadır. Bu nedenle, verilen çeşitli parametre setlerine göre hızlı ve güvenilir bir şekilde ilgili sistemlerin gravitasyonel dalga formlarını üretebilen yaklaşım modelleri geliştirilmiştir. Bu yöntemler başlıca; Newton sonrası yaklaşımlar (Post-Newtonian – PN) (Blanchet 2006; Poisson & Will 2014), fenomenolojik yaklaşımlar (Phenomenological – Phenom) (Ajith ve diğ. 2007; Hannam ve diğ. 2014; Khan ve diğ. 2016) ve etkin tek cisim yaklaşımları (effective one-body – EOB) (Buonanno & Damour 1999; Pan ve diğ. 2011; Taracchini ve diğ. 2014) olarak başlıca üç ana grupta toplanmıştır.

Bu çalışma kapsamında PN modellerinden TaylorEt (Bose ve diğ. 2008) ve EOB modellerinden SEOBNRv2 (Pürrer 2016) seçilerek bir çift kara delik sistemine ait gravitasyonel dalga formu üretilmiştir.

Şekil 1'de, söz konusu çift sistemin bileşenlerini oluşturan kara deliklerin, birleşme öncesi ve sonrasındaki "sönümlenme" evrelerinde gravitasyonel dalga genliğinin (h), değişimi görülmektedir. Sonuç olarak, rölativistik süreçlerin baskın olduğu çift kara delik sistemlerinde "birleşme" ve "sönümlenme" evrelerinde üretilen gravitasyonel dalga formlarının TaylorEt yaklaşımı ile modellenemediği anlaşılmaktadır. Dolayısıyla, Phenom ve EOB yaklaşımlarıyla üretilen dalga formlarında, çift kara delik sistemlerinin "birleşme" ve "sönümlenme" evreleri modellenenirken PN yaklaşımıyla sistemlerin sadece "erken sarmal" evrelerine ilişkin gravitasyonel dalga formları modellenenmektedir. Dolayısıyla çeşitli spin ve kütlelere sahip sıkı çift sistemlerden yayınlanan gravitasyonel dalga verilerinin analizleri için Phenom ve EOB modelleri sıklıkla kullanılmaktadır. Bu yaklaşım modelleri ile gravitasyonel dalga formları yeterli doğrulukta ve hızda üretilmektedir. Buna karşın, dedektörlerin hassasiyetleri arttıkça algılayabildikleri gözlem verilerinin sinyal gürültü oranları da artacağından ilerleyen yıllarda modellerden



Şekil 2. Toplam kütle $M_{\text{tot}}=65 M_{\odot}$, kütle oranı $q=1$ ve uzaklığı $d=100$ Mpc olan çift kara delik sistemlerine ait modellenen gravitasyonel dalga form verileri çizdirilmiştir. Sistemler, sadece yörünge açıl momentum vektör yönünde farklı spin değerleri verilerek modellenmiştir.

üretilen dalga formlarının hata paylarının öneminin artması beklenmektedir (Kumar ve diğ. 2015; Abbott ve diğ. 2017).

3.2 NRSur7dq2 ve SEOBNrv3 Dalga Form Modelleriyle Yapılan Tutarlılık Çalışmaları

Günümüzde hızlı gravitasyonel dalga formu üretmek için EOB, Phenom gibi yaklaşım yöntemleri ve vekil dalga modellerini çalıştıran çeşitli yazılımsal algoritmalar kullanılmaktadır. Bu bağlamda, LIGO/Virgo ekibi tarafından geliştirilen ve yaklaşım modellerini kullanarak çeşitli parametrelere göre gravitasyonel dalga formları üreten PyCBC (Python Compact Binary Coalescence) kodu (Nitz ve diğ. 2019), bu çalışmada kullanılmıştır.

Öncelikle, vekil dalga modellerinden NRSur7dq2 (Blackman ve diğ. 2017) modeli ile yaklaşım modellerinden SEOBNrv3 (Knowles ve diğ. 2018), modeli arasında, bir çift kara delik sistemi için ortak parametre setleri belirlenmiştir. Bu parametreler; toplam kütle, kütle oranı, uzaklık, yörünge bakış doğrultu açısı (*inclination*) ve bileşen kara deliklerin başlangıç spin değerleridir. Daha sonra bu parametrelerin farklı kombinasyonlarına göre oluşturulan parametre setleri, seçilen dalga form modellerinde çalıştırılmıştır.

Bu çalışma kapsamında, çift kara delik bileşenlerinin z yönünde alabileceği değişik spin değerlerinin, gravitasyonel dalga form üzerindeki etkilerini daha net görebilmek için sadece spin parametreleri değiştirilerek 6 farklı model yapılmıştır (Şekil 2). Yapılan bu modeller için yörünge doğrultu açısı, kuşbakışı olarak seçilmiştir. Modelleri yapılan bu sistemlerin toplam kütleleri $M_{\text{tot}}=65 M_{\odot}$, kütle oranları $q=1$ ve uzaklıkları

100 Mpc olarak alınmıştır. Şekil 2'de a) panelinde, çift kara delik sisteminin bileşenlerinin her ikisinin de spin değerleri $z=(+0.80, +0.80)$ olarak seçilmiştir. Diğerleri ise sırasıyla; b) panelinde $z=(+0.80, +0.00)$, c) panelinde $z=(0.00, 0.00)$, d) panelinde $z=(0.80, -0.80)$, e) panelinde $z=(0.00, -0.80)$ ve f) panelinde $z=(-0.80, -0.80)$ spin parametrelerine göre modellenen gravitasyonel dalga formları verilmiştir.

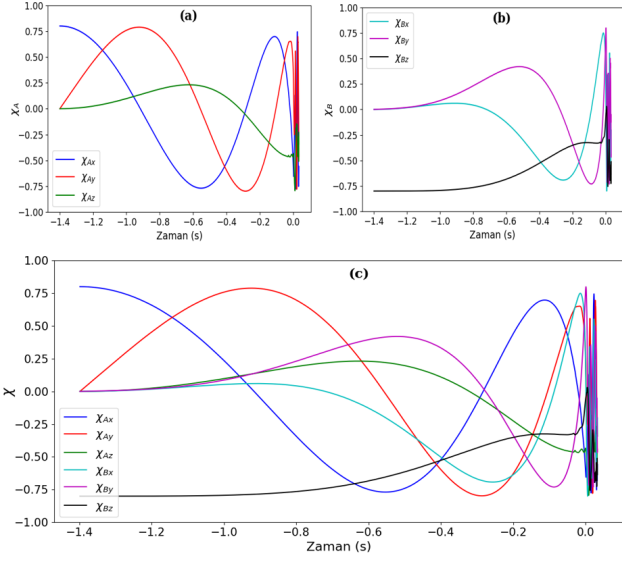
Buna göre, bileşenlerinin ikisi de pozitif spinli olan çift kara delik sisteminin, en uzun sarmal evreye sahip sistem olduğu grafiklerde açıkça görülmektedir. Sarmal evrenin uzun olması, kara deliklerin birbirleri etrafında daha çok dolanma hareketi yapması anlamına gelir. Modellenen dalga formları Şekil 2'de, sarmal evrenin uzunluğuna göre sırasıyla etiketlenmiştir. Sarmal evre dönemi en kısa olan sistemde (f paneli) bileşenlerin spin yönlerinin, yörünge açıl momentum vektörüne göre zıt yönde olduğu anlaşılmaktadır. Çünkü böyle spin konfigürasyonlu çift kara delik sistemlerinde, ISCO yarıçapı diğer spin konfigürasyonlarına göre maksimuma çıkmaktadır.

Bu bağlamda; NRSur7dq2 ve SEOBNrv3 dalga form modellerinin, birbirleri ve önceki teorik çalışmalar ile uyumlu sonuçlar verdiği anlaşılmaktadır. Ayrıca bileşen kara deliklerin spin parametrelerinin, gravitasyonel dalga form deseninde oldukça etkin olabildiği sonucuna ulaşılmıştır.

3.3 Çift Kara Delik Sistemlerinde Bileşenlerin Başlangıç Spin Değişimleri

Çift kara delik sistemlerinde dönmeyen durum ya da sadece z yönünde spin değerlerine sahip bileşenler söz konusu olduğunda, (Ş3.2'de modelleri yapılan sistemler gibi) sistemin yörünge düzlemi değişmeden kalacaktır. Eğer bileşen kara delikler; x ve/veya y – koordinat doğrultusunda spin bileşenlerine sahipse, yörünge düzlemi sistemin evrimi boyunca değişecektir. Bu değişime yörünge presesyonu denilmektedir. Presesyon yapan sistemlerde bileşen kara deliklerin başlangıç spin büyüklük ve yönleri, gravitasyonel dalga evrimi boyunca sürekli değişim gösterir. Söz konusu bu değişim hızı, sarmal evreden birleşme evresine geçerken maksimuma çıkar. Bu çalışmada belirli spin konfigürasyonlarına sahip çift kara deliklerde, bileşenlerin spin büyüklük ve yönlerinin değişimlerini gösterebilmek için NRSur7dq4 (Varma ve diğ. 2019), gravitasyonel dalga form modeli kullanılmıştır. Çalışmada, Ş3.2'de verilen kara delik sistemleri ile uyumluluk olması amacıyla modellenecek sistemler, $M_{\text{tot}}=65 M_{\odot}$ ve $q=1$ olarak alınmıştır. Çift kara delik sistemlerinin bileşenleri, x ve/veya y – koordinat doğrultusunda spin değerlerine sahip olduğunda, sistemin presesyonundan söz edilebilir. Böyle sistemlerin evrimleri incelendiğinde, kara deliklerin başlangıçta sahip olduğu spin yön ve büyüklüklerinin sürekli değiştiği, model çalışmalarından anlaşılmaktadır. Bu değişimin hızı da birleşme evresine kadar artmaktadır.

Bu çalışmada farklı yönde dönen bileşenlere sahip birçok çift kara delik sisteminin modelleri yapılmıştır. Elde edilen sonuçlar Şekil 3'te verilmiştir. Sistemlerin birinci bileşeninin ($q \neq 1$ durumunda sistemin kütlece büyük olan bileşeni "A" harfi ile etiketlenmiştir.) x, y, z koordinat sisteminde tanımlı spin vektörleri $\chi_A=(\chi_{Ax}, \chi_{Ay}, \chi_{Az})$ olarak etiketlenmiştir. Diğer kara delik bileşeni için ise $\chi_B=(\chi_{Bx}, \chi_{By}, \chi_{Bz})$ gösterimi yapılmıştır. Grafiklerde $t=0.0$ anı, çift kara delik sisteminin birleşme evresine geçtiği zaman koordinatı olarak alınmıştır. Şekil 3'de gösterilen çift kara delik sisteminin başlangıç spin konfigürasyonu, $\chi_A=(0.8, 0.0, 0.0)$ ve $\chi_B=(0.0, 0.0, -0.8)$ olacak şekilde seçilmiştir. Verilen bu parametrelere göre sistemin evrimini modellendiğimizde, süreç içerisinde kara



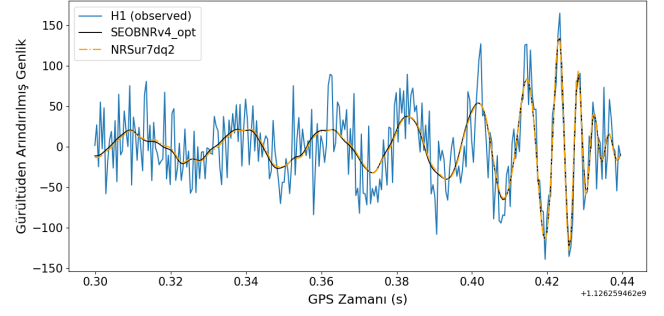
Şekil 3. Toplam kütlesi $M_{\text{tot}}=65 M_{\odot}$ ve $q=1$ olan bir çift kara delik sisteminin başlangıç spin konfigürasyonu, $\chi_A=(0.8, 0.0, 0.0)$ ve $\chi_B=(0.0, 0.0, -0.8)$ şeklinde seçilerek modellenmiştir. Sistemin kara delik bileşenlerinin spin değişimi (a) ve (b) çizimlerinde gösterilmiştir. Sistemin her iki bileşen kara deliğinin spin değişimi, (c) grafiğinde birlikte verilmiştir.

deliklerin kendi içlerinde spin vektör bileşenlerinin devamlı değiştiği gösterilmiştir. Bununla birlikte bileşen kara delikler, birbirleri arasında açısal momentum transferi yaparak etkileşime girmektedir (Şekil 3c). Sistemin B ile işaretlenen kara delik bileşeni, başlangıçta x ve y doğrultusunda spin değeri sıfır olmasına rağmen evrimsel süreçte bu yönlere spin açısal momentumu kazanmaktadır (Şekil 3b). Benzer şekilde "A" bileşeni de y ve z doğrultularında spin kazanmaktadır (Şekil 3a).

3.4 Dalga Modelleri ile Gözlem Verilerinin Karşılaştırılması

Modellerden elde edilen gravitasyonel dalga form verileri ile karşılaştırmaları yapılacak GW150914 verileri için öncelikle LIGO sunucularından kara deliklerin birleşme anını içeren, 16 KHz çözünürlükteki 32 saniyelik ham gözlem verisi indirilmiştir. Bu üçlü karşılaştırma çalışmasında dalga modelleri ile gözlem verileri arasında; sinyal işleme süreçlerinde (signal – processing) geçen "eşleşen filtreleme" (*matched filtering*) yöntemi (Owen & Sathyaprakash 1999), kullanılmıştır. Bu bağlamda, PyCBC kodunun `matched_filter()` fonksiyonu, her iki dalga modelinde de uyumlu olacak şekilde düzenlenerek yazdığımız kodlar arasına dahil edilmiştir.

LIGO dedektörlerince kaydedilen gözlem verisi üzerinde, özellikle düşük frekanslı gürültüler baskın olduğundan PyCBC kodunda yer alan filtreleme fonksiyonlarından bazıları kullanılarak 15 Hz frekansından küçük değerler için filtreleme işlemi yapılmıştır. Daha sonra yukarıda belirttiğimiz dalga form modellerinden karşılaştırma için gözlem verisine uyacak şablonlar üreten algoritmalar ve kodlar yazılarak amacımıza uygun şekilde çalıştırılmıştır. Bu bilgiler ışığında elde ettiğimiz sonuçlara göre (Şekil 4), her iki modelin de gözlem verileri üzerinde benzer performanslar sergiledikleri ve gelen sinyali betimleme konusunda tutarlı oldukları anlaşılmıştır.



Şekil 4. LIGO H1 dedektöründen elde edilen GW150914 sisteminin ait gözlem verisi (mavi renkli), sinyal-görüntü işleme süreçlerinden sonra iki gravitasyonel yaklaşım modelinden elde edilen veriler ile karşılaştırılmıştır. Model verilerinin, gözlem verilerini özellikle birleşme aşamasında oldukça başarılı bir şekilde fit ettikleri görülmektedir.

Çizelge 1. Çizelgedeki veriler (Abbott ve diğ. 2019)'dan alınmıştır. m_{1i} , m_{2i} ve M_f değerleri M_{\odot} birimindedir.

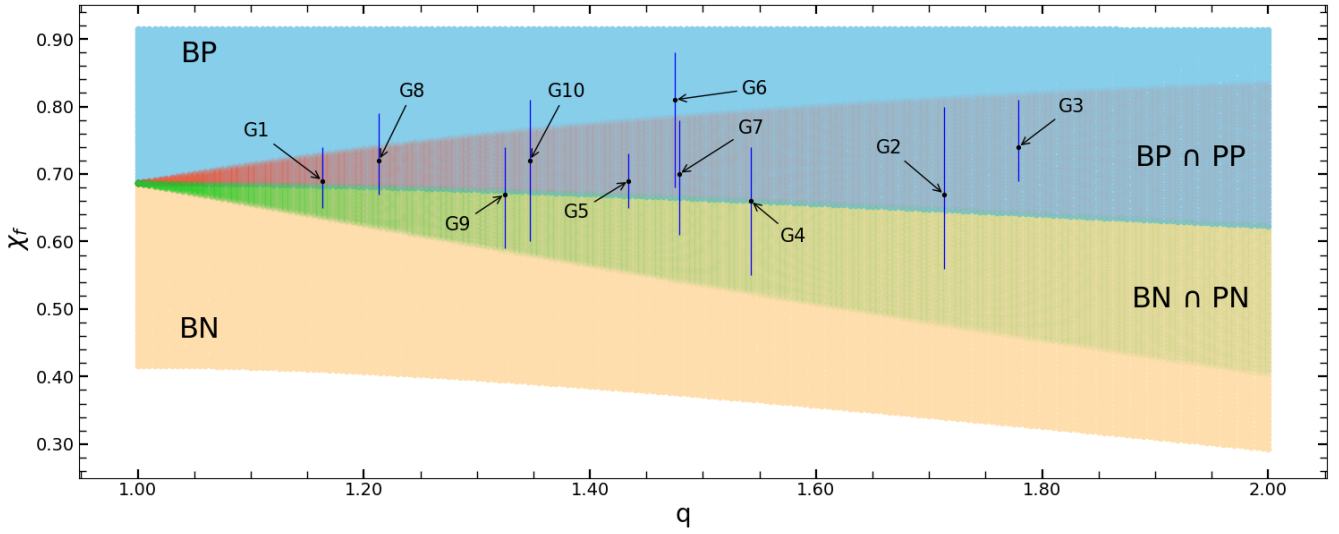
Sistem	ID	m_{1i}	m_{2i}	M_f	χ_f
GW150914	G1	$35.6^{+4.7}_{-3.1}$	$30.6^{+3.0}_{-4.4}$	$63.1^{+3.4}_{-3.0}$	$0.69^{+0.05}_{-0.04}$
GW151012	G2	$23.2^{+14.9}_{-5.5}$	$13.6^{+4.1}_{-4.8}$	$35.6^{+10.8}_{-3.8}$	$0.67^{+0.13}_{-0.11}$
GW151226	G3	$13.7^{+8.8}_{-3.2}$	$7.7^{+2.2}_{-2.5}$	$20.5^{+6.4}_{-1.5}$	$0.74^{+0.07}_{-0.05}$
GW170104	G4	$30.8^{+7.3}_{-5.9}$	$20.0^{+4.9}_{-4.6}$	$48.9^{+5.1}_{-4.0}$	$0.66^{+0.08}_{-0.11}$
GW170608	G5	$11.0^{+1.7}_{-1.7}$	$7.6^{+1.4}_{-2.2}$	$17.8^{+3.4}_{-0.7}$	$0.69^{+0.04}_{-0.04}$
GW170729	G6	$50.2^{+16.2}_{-10.2}$	$34.0^{+9.1}_{-10.1}$	$79.5^{+14.7}_{-10.2}$	$0.81^{+0.07}_{-0.13}$
GW170809	G7	$35.0^{+8.3}_{-5.9}$	$23.8^{+5.1}_{-5.2}$	$56.3^{+5.2}_{-3.8}$	$0.70^{+0.08}_{-0.09}$
GW170814	G8	$30.6^{+5.6}_{-3.0}$	$25.2^{+2.8}_{-4.0}$	$53.2^{+3.2}_{-2.4}$	$0.72^{+0.07}_{-0.05}$
GW170818	G9	$35.4^{+7.5}_{-4.7}$	$26.7^{+4.3}_{-5.2}$	$59.4^{+4.9}_{-3.8}$	$0.67^{+0.07}_{-0.08}$
GW170823	G10	$39.5^{+11.2}_{-6.7}$	$29.0^{+6.7}_{-7.8}$	$65.4^{+10.1}_{-7.4}$	$0.72^{+0.09}_{-0.12}$

4 Dalga Modellerinden Elde Edilen Sonuçlar

Bu bölümde, çift kara delik sistemlerinin model çalışmalarından üretilen gravitasyonel dalga form verileri ayrıntılı bir şekilde incelenmiştir. Sistemlerin birçok başlangıç ve bitiş parametrelerinin değişimleri çizdirilmiştir. Daha sonra bu grafikler üzerine, LIGO/Virgo gravitasyonel dalga katalogundan alınan veriler noktalanarak sonuçlar tartışılmıştır.

4.1 Dalga Modelleri ile Parametre Korelasyonları İçin Ön Hazırlıklar

Çift kara delik sistemlerinden yayılan gravitasyonel dalga verilerinin analizlerinde çeşitli fiziksel durumlar için dalga formları üreten yaklaşım modelleri kullanılmaktadır. Bu çalışmada, Çizelge 1'den alınan gözlem verilerinin fiziksel özelliklerine göre uygun gravitasyonel dalga formlarının üretilmesi amacıyla SEOBNRv4_opt yaklaşım modeli (Bohé ve diğ. 2017) kullanılmıştır. Çalışmada öncelikle, gözlemsel verilerle karşılaştırılabilir dalga form verileri üretmek için modellenecek çift kara delik sistemlerinin başlangıç parametre aralıkları ve sistemlerin genel özellikleri belirlenmiştir. Buna göre, modellenen çift sistemin bileşenlerinin spin doğrultuları, yörünge düzlemine dik olacak şekilde (z koordinat doğrultusunda) seçilmiştir. Sistemlerin toplam kütleleri $\Delta M_{\text{tot}}=1 M_{\odot}$ adım aralıklarla ve $M_{\text{tot}}=[12 M_{\odot}, 130 M_{\odot}]$ olarak sınırlandırılmıştır. Sistemlerin kütle oranları gözlem



Şekil 5. Gravitasyonel dalga modelleri yapılan çift kara delik sistemlerinde, oluşan kara deliğin χ_f spin değerlerinin, q parametresine bağlı değişimi gösterilmektedir. Modellenen sistemlerin başlangıç spin yönlerine göre BP, PP, PN ve BN durumları birlikte verilmiştir. Grafikte belirli değer aralıklarında modellerin kesiştiği gözlemlenmektedir. Modellenen bu veriler üzerinde Çizelge 1'den alınan gözlem verileri hata barlarıyla birlikte noktalanmıştır.

verilerini kapsayacak şekilde $\Delta q=0.004$ adım aralıklarla ve $q=m_{1i}/m_{2i}=[1.0, 2.0]$ olarak belirlenmiştir. Modellerden elde edilen verilerin büyüklüğü nedeniyle sistemleri oluşturan kara deliklerin başlangıç spin büyüklükleri bu çalışma için $|\chi_{1i}|=|\chi_{2i}|$ şeklinde seçilmiştir. Sistemlerin bileşenlerini oluşturan kara deliklerin başlangıç spin yönleri; yörünge açısız momentumu ile aynı yönlü olanlar pozitif, zıt yönlü olanlar negatif işaretli olacak şekilde $\Delta\chi_{1i,2i}=0.017$ aralıklarla ve $\chi_{1i,2i}=[-0.83, 0.83]$ değerleriyle sınırlandırılmıştır. Modellenen sistemlerde kullanılan yörünge doğrultu açısı, genişliğin maksimumuna çıktığı 0° (kuşbakışı) olarak seçilmiştir. Belirlenen bu aralıklarda modellerde kullanılacak parametre setlerini düzenleyen ve çalıştıran kodlar, Python programlama dilinde yazılmıştır.

4.2 Tanımlanan Spin Durumları

Hazırlanan kodların çalıştırılması sonucu birçok farklı çift sistem için üretilecek dalga form verileri, belirli kütle oranlarındaki sistemleri karşılaştırmak amacıyla kütle oranlarına göre gruplandırılmıştır. Daha sonra aynı verilerin, sistemlerin bileşenlerini oluşturan kara deliklerin başlangıç spin yönlerine göre dört farklı kategoride gruplandırılmasına karar verilmiştir. Bu kategorilerden birincisi $BP(++)$, bileşen kara deliklerin her ikisinin de spin yönlerinin pozitif olduğu durumdur. İkinci kategori $PP(+)$, büyük kütleli kara deliğin pozitif diğerinin negatif başlangıç spinli olduğu durumdur. Üçüncü kategori $PN(-)$, PP durumunun zıt işaretli spin durumuna karşılık gelir. Dördüncü kategoride ise $BN(--)$, bileşenlerin her ikisinin de negatif spin yönlü olduğu durumdur.

Çift kara delik sistemlerinin yukarıda bahsedilen farklı parametre setlerine göre yapılacak modellerinin yorumlanabilmesi için sistemlerin başlangıç ve sonuç parametrelerinden karşılaştırmaya uygun olanları seçilerek dört farklı grafik türü belirlenmiştir. Grafikler üzerinde yapılan parametre yerleşimlerinde x-eksenine, başlangıç parametrelerinden veriler yerleştirilmiştir. Söz konusu bu

başlangıç parametreleri; sistemlerin başlangıç kütle oranları, q , civıltı kütlesi (Blanchet ve diğ. 1996), M , ve bileşen kara deliklerin başlangıç spin durumları χ_{1i} , χ_{2i} , olarak belirlenmiştir. Grafiklerde bulunan y-eksenleri ve renk barlarında; sistemlerin sonuç parametreleri yerleştirilmiştir. Bunlar; kütle kayıp miktarları, ΔM , sistemin sönümlenme evresindeki son kütlesi, M_f , kütle-kayıp yüzdesi (mass loss rate), $M_{RL}=(1 - M_f/M_{tot}) \times 100$, sistemlerin ürettiği gravitasyonel dalgaların maksimum genlikleri, (h_{max}), ve oluşan son kara deliğin spin parametresi, χ_f olarak gösterilmiştir.

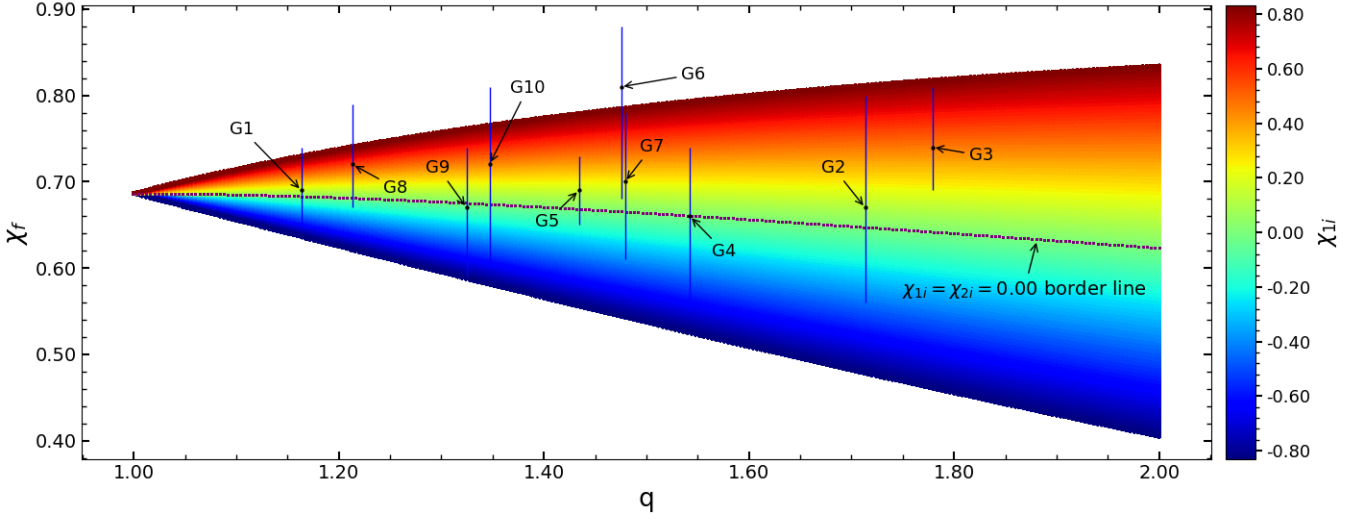
4.3 Belirlenen Parametre Setleri ile Çalıştırılan Dalga Form Modelleri

Modellenen çift kara delik sistemlerinin q 'ya bağlı χ_f değişimleri, sistemlerin bileşenlerini oluşturan kara deliklerin başlangıç spin durumlarına göre gruplandırılarak tek bir grafik üzerinde Şekil 5'de gösterilmiştir. Daha sonra, bu model verileri üzerine Çizelge 1'den alınan gözlem verileri noktalanmıştır. Şekil 5'de; $BP \cap PP$ ile $BN \cap PN$ arasında kalan sınır çizgisi, $\chi_{1i}=\chi_{2i}=0.0$ değerlerine göre modellenen çift sistemlerden oluşmaktadır.

Buna göre, §4.2'de tanımladığımız 4 spin durumuna göre yapılan bütün modeller Şekil 5'de bir arada çizdirilmiştir. Bu genel grafiğe bakıldığında gözlem noktalarının büyük çoğunluğunun, $BP \cap PP$ alanında toplandığı görülmektedir.

Modellerden elde edilen verilerin q , M_f ve χ_f parametrelerinin değişimlerine bakıldığında; PP haricinde modellenen bütün sistemlerden elde edilen h_{max} , χ_f ve M_{LR} sonuç parametrelerinin q ile ters orantılı oldukları anlaşılmıştır. Ancak Özbakır (2020) kapsamında incelenen PP durumu için χ_f parametresinin q 'ya bağlı değişimi, $\chi_{1i}=0.00$ spin değerinde diğer modeller gibi q ile ters orantılı bir değişim gösterirken $\chi_{1i}>0.00$ spinli sistemlerde ilginç şekilde q ile doğru orantılı bir değişim elde edilmiştir (Özbakır ve Yakut, 2022, hakem aşamasında).

Aynı çalışmada, M_{LR} parametresinin de χ_{1i} spin



Şekil 6. $PN + PP$ modellerinde χ_f değerlerinin q 'ya bağlı değişimleri verilmiştir. Modeller, χ_{1i} spinlerine göre renklendirilmiştir. PN ve PP modellerini ayıran $\chi_{1i}=\chi_{2i}=0.0$ sınır çizgisi ayrıca belirtilmiştir. Modellenen bu sistemler üzerine, Çizelge 1'den alınan gözlem verileri, hata barlarıyla birlikte noktalanmıştır.

büyükliğüne bağlı olarak belirli q değerlerine kadar doğru orantılı, sonraki q değerleri için ters orantılı bir değişim gösterdiği anlaşılmaktadır. PP modellerinde (χ_{1i}, χ_{2i}) parametrelerine bağlı olarak gerçekleşen söz konusu durumları daha iyi analiz etmek amacıyla PN modellerini de kapsayan Şekil 6 grafiği verilmiştir.

Şekil 6'de $\chi_{1i} > 0.08$ spinli sistemlerde χ_f parametresinin belirli q değerlerine göre trend dönüşlerine başladığı görülmektedir. Özellikle $\chi_{1i} > 0.50$ bölgesinde söz konusu trend dönüşleri oldukça belirgin hale gelmektedir. Yaptığımız çalışmalara göre bu trend dönüşlerinin yaşandığı q değerlerine karşılık gelen M_{LR} değişimleri dikkat çekici olduğu sonucuna ulaşılmıştır. Buna göre; $\chi_{1i} \sim 0.80$ spin değerlerinde M_{LR} değerinin, $q \sim 1.70$ civarında maksimuma çıktığı ve $q > 1.70$ bölgesinde ise azalma eğiliminde olduğu anlaşılmıştır.

Şekil 6'de χ_f parametresinin PN ve PP modellerindeki q 'ya bağlı değişimleri gösterilmektedir. Bu grafik üzerine Çizelge 1'den alınan gözlem verileri yerleştirilmiştir. PN ve PP modellerini daha net ayırt edebilmek için $\chi_{1i}=\chi_{2i}=0.0$ değerlerine karşılık gelen sınır çizgisi grafik üzerinde gösterilmiştir. Bu grafikte, χ_f parametresinin $\chi_{1i} < 0.30$ değerlerine kadar (belirli q değerlerinde) trend dönüşümleri yaptığı görülmektedir. Daha yüksek χ_{1i} spinli sistemlerde, χ_f parametresi, q ile doğru orantılı olarak değişmektedir.

Özbakır (2020) çalışmasında ağırlıklı olarak kullanılan SEOBNRv4_opt gravitasyonel dalga form modeline uygun durumları içeren PP , PN ve BN spin yönelimlerine göre modellenen sistemlerin grafikleri, Şekil 7, 8 ve 9'da gösterilmiştir.

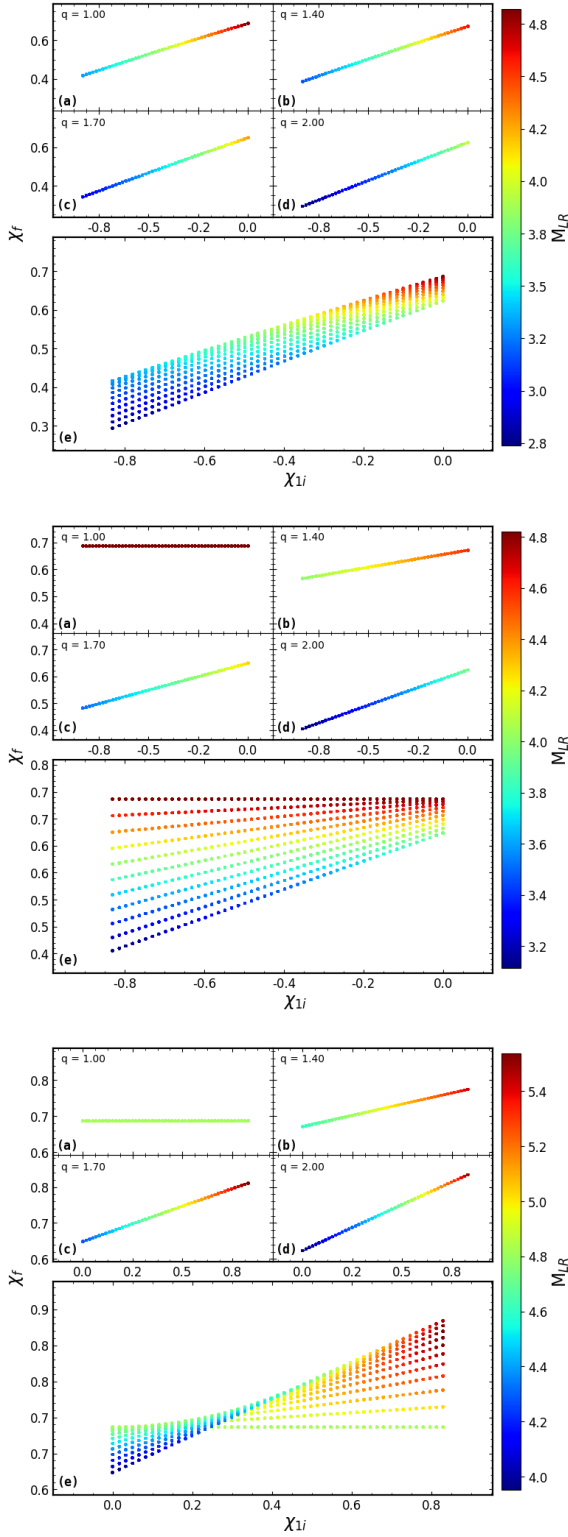
Şekil 7'de BN durumunu gösteren grafikte, χ_{1i} küçüldükçe χ_f değerlerinin de küçüldüğü görülmektedir. BP ile benzer şekilde BN durumunda da χ_{1i} ile χ_f arasında doğrusal ilişkiler bulunmaktadır. Ayrıca χ_{1i} değerlerinin artma yönünde, χ_f parametresinin aldığı değerlerin q parametresine daha az bağlı olduğu anlaşılmıştır. Şekil 7'de gösterilen PN ve PP grafiklerinin ortak özelliği, zıt spinli bileşenlerden oluşan sistemlerin değişimlerini göstermeleridir. Ek olarak PN veya

PP durumlu $q=1.00$ sistemlerinde, χ_f parametresinin χ_{1i} 'den bağımsız olduğu görülmektedir. Ayrıca bu sistemlerde, 7 parametresinin de χ_{1i} değişimlerinden etkilenmemesi, ilginç sonuçlardan biridir. Daha açık olarak, bileşenleri eşit kütleli sistemlerde oluşan son kara deliğin kütlesi, bileşenlerin başlangıç spin parametrelerinden bağımsızdır. Çünkü bu tür sistemlerden elde edilen modellerde, bileşenlerin spin açılma momentumlarının birbirlerini sönmüledikleri görülmektedir.

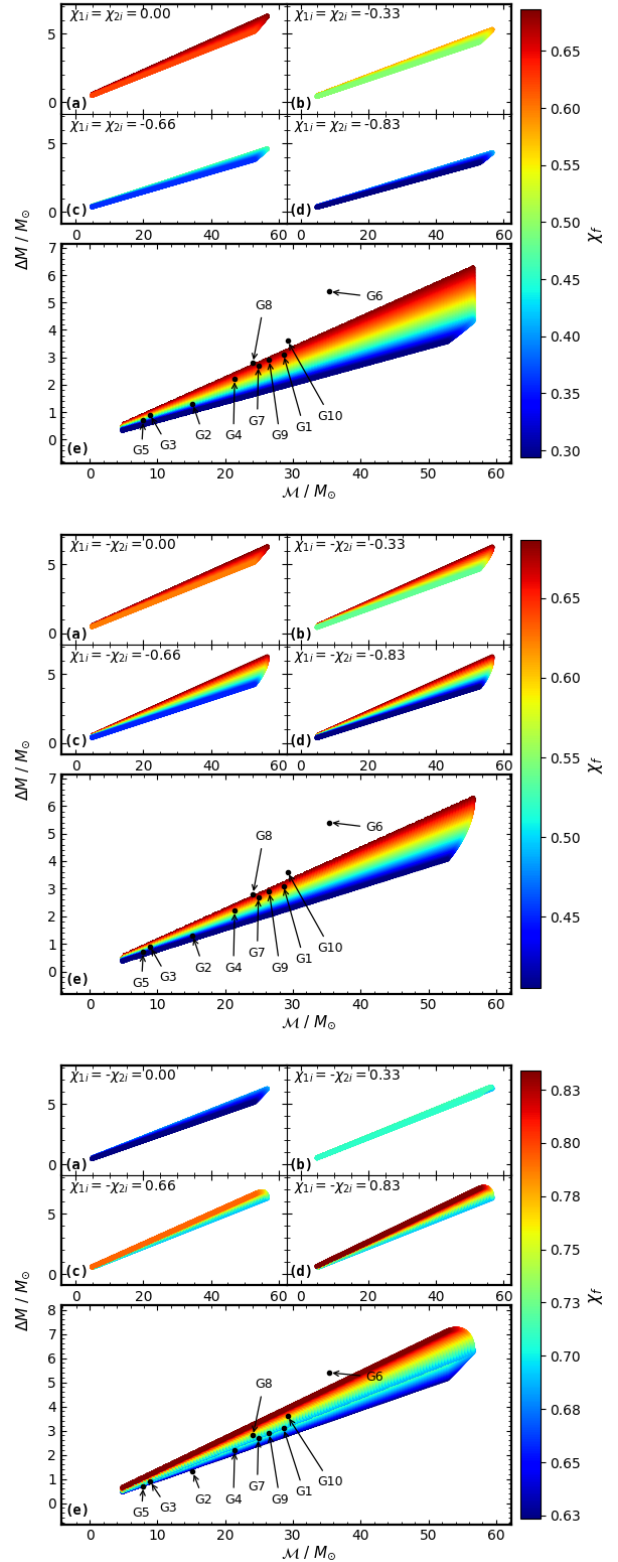
5 Sonuçlar ve Tartışmalar

Çizelge 1'de verilen sistemlerin başlangıç spin durumları ile ilgili olarak yorum yapabilmek için Şekil 5'deki verilerden yararlanılmıştır. Buna göre; G1, G2, G5, G7, G8 ve G10 sistemlerinin hata barları dikkate alınarak başlangıç spin durumlarının benzer olduğu söylenebilir. Bu sistemlerin BP ya da PP olma olasılıkları, diğer durumlara göre daha fazladır. G1 sistemi için Şekil 6'ya bakıldığında, $\chi_{1i}=\chi_{2i}=0.0$ çizgisine çok yakın olduğu görülmektedir. Buradan, G1 (GW150914) sisteminin, başlangıç spinleri çok küçük değerli bileşen kara deliklere sahip olabileceği anlaşılmaktadır. Tez çalışmasında bulunan bu sonuç, G1 sistemi için yapılan önceki çalışmaları desteklemektedir (Abbott ve diğ. 2016a; Reynolds 2019). G6 sistemi, Şekil 5 grafiği ile karşılaştırıldığında BP olma olasılığı diğer gözlenen sistemlere göre daha fazladır. G6 sisteminin hata barlarının da $BN \cap PN$ ve BN bölgelerine girmedikleri görülmektedir.

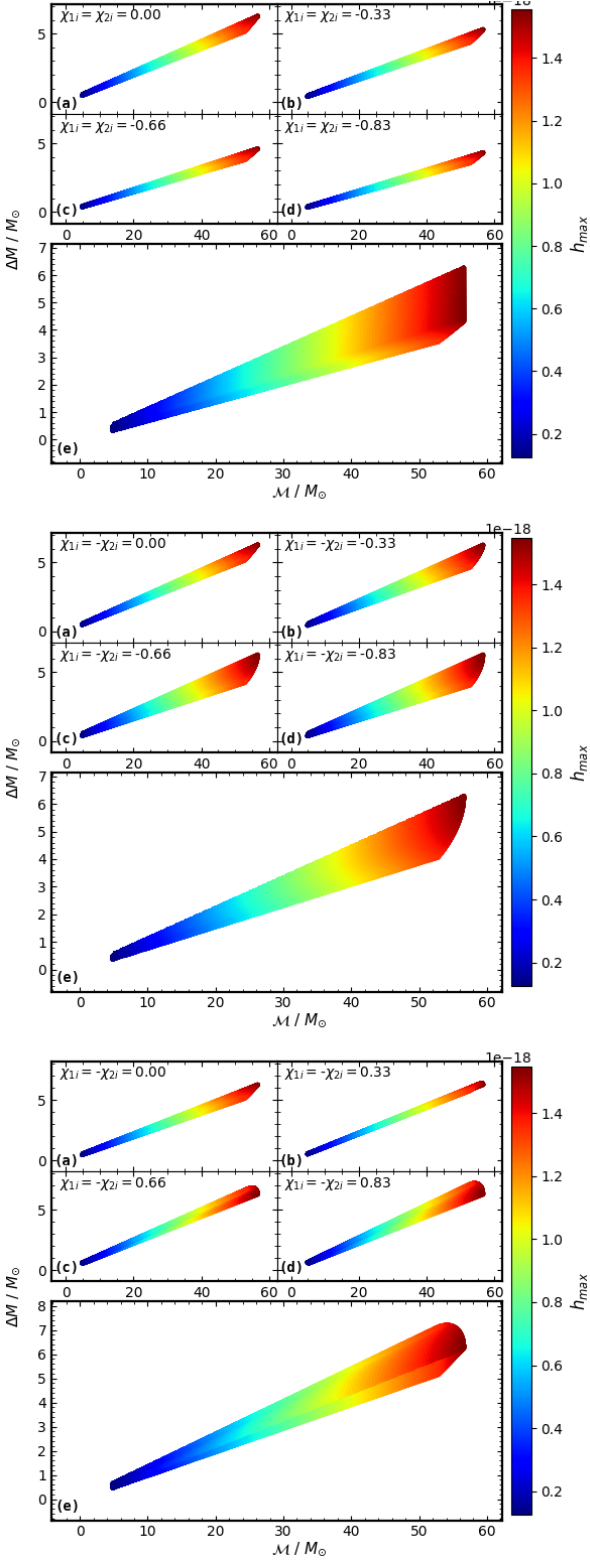
G3 sistemi, $BN \cap PN$ ve BN bölgelerine girmemektedir (Şekil 5). Şekil 6'da verilen modellerin kapsadığı gözlemler arasında G3 sistemi için $\chi_{1i} \sim 0.50$ bulunmuştur. PP durumu dikkate alınarak; G3 sisteminin Çizelge 1'den alınan $\chi_f \sim 0.75$ ve $q \sim 1.8$ değerleri karşılaştırmalar yapılmıştır. Buna göre, sistemin grafik üzerinde karşılık geldiği $\chi_f \sim 0.50$ değerinin, Çizelge 1 ile uyumlu olduğu anlaşılmaktadır. Gözlemlerden G4 sisteminin başlangıç spin durumu değerlendirildiğinde Şekil 5'den, bütün spin durumlarının kesişimindeki $\chi_{1i}=\chi_{2i}=0.0$ değerlerinin oluşturduğu sınır bölgesinde konumlandığı görülmektedir. Aynı grafik üzerinde G4 sisteminin PP durumlu bir sistem



Şekil 7. Modellenen BN (üstte), PN (orta) ve PP (alt) sistemlerinin değişimleri verilmiştir. Gravitasyonel dalga modelleri yapılan bu çift kara deliğin χ_f spin değerlerinin, χ_{1i} ve M_{LR} parametrelerine bağlı değişimi gösterilmektedir. Grafiklerde (a), (b), (c) ve (d) ile işaretli bölgelerde sistemlerin bileşenleri, başlangıç kütle oranlarına q , göre gruplandırılmıştır. En alttaki (e) grafiğinde ise bu spin durumlarına göre modellenen bütün sistemler bir arada çizdirilmiştir.



Şekil 8. Modellenen BN (üstte), PN (orta) ve PP (alt) sistemlerinin ΔM değerlerinin, M 'ye ve χ_f parametrelerine göre değişimleri verilmiştir. Ayrıca Çizelge 1'den alınan gözlem verileri, grafikler üzerinde noktalanmıştır. Grafiklerde (a), (b), (c) ve (d) ile işaretli bölgelerde sistemlerin bileşenleri, başlangıç spin parametrelerine göre gruplandırılmıştır. En alttaki (e) grafiğinde ise modellenen bütün başlangıç spin durumları bir arada çizdirilmiştir.



Şekil 9. Modellenen BN (üstte), PN (orta) ve PP (alt) sistemlerinin değişimleri verilmiştir. Gravitasyonel dalga modelleri yapılan bir çift kara delik sistemlerinde, oluşan kara deliğin ΔM kütle kayıp miktarları, M ve h_{max} parametrelerine bağlı değişimi gösterilmektedir. Grafiklerde (a), (b), (c) ve (d) ile işaretli bölgelerde sistemlerin bileşenleri, başlangıç spin büyüklüklerine (χ_{1i} ve χ_{2i}), göre gruplandırılmıştır. En alttaki (e) grafiğinde ise bu spin durumlarına göre modellenen bütün sistemler bir arada çizdirilmiştir.

olma olasılığının, PN ve BN durumlarına göre daha zayıf kaldığı anlaşılmaktadır. G4 sisteminin başlangıç spin durumları hakkında daha detaylı analiz yapabilmek için Şekil 5 ve 6'de verilen grafiklere bakılabilir. Buna göre; BN durumu için $\chi_f > 0.60$, PN için $\chi_f < 0.60$ eşitsizlikleri bulunmuştur. Ayrıca Şekil 5 grafiği incelendiğinde BN için $M_{LR} \sim 4.20$ ve PN için $M_{LR} \sim 4.40$ değerleri okunmaktadır. Çizelge 1'den son spin $\chi_f \sim 0.66$, kütle kayıp yüzdesi $M_{LR} \sim 3.90$ olarak verilmiştir. Dolayısıyla, Çizelge 1 değerleri dikkate alınarak yorum yapıldığında G4 sisteminin BN olma olasılığının PN 'ye göre daha büyük olduğu anlaşılmaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma; TÜBİTAK 113F097, 117F188, 119F077 projeleri ve "TÜBİTAK 2211 – C Öncelikli Alanlar Burs Programı" kapsamında desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Abbott B. P., ve diğ., 2016a, *Physical Review X*, 6, 041015
 Abbott B. P., ve diğ., 2016b, *Phys. Rev. Lett.*, 116, 061102
 Abbott B. P., ve diğ., 2016c, *Phys. Rev. Lett.*, 116, 221101
 Abbott B. P., ve diğ., 2017, *Classical and Quantum Gravity*, 34, 104002
 Abbott B. P., ve diğ., 2019, *Physical Review X*, 9, 031040
 Abramovici A., ve diğ., 1992, *Science*, 256, 325
 Ajith P., ve diğ., 2007, *Classical and Quantum Gravity*, 24, S689
 Aso Y., Michimura Y., Somiya K., Ando M., Miyakawa O., Sekiguchi T., Tatsumi D., Yamamoto H., 2013, *Phys. Rev. D*, 88, 043007
 Astone P., ve diğ., 2010, *Phys. Rev. D*, 82, 022003
 Bergmann P. G., 1957, *Reviews of Modern Physics*, 29, 352
 Blackman J., ve diğ., 2017, *Phys. Rev. D*, 96, 024058
 Blanchet L., 2006, *Living Reviews in Relativity*, 9, 4
 Blanchet L., Iyer B. R., Will C. M., Wiseman A. G., 1996, *Classical and Quantum Gravity*, 13, 575
 Bohé A., ve diğ., 2017, *Phys. Rev. D*, 95, 044028
 Bose S., Gopakumar A., Tessmer M., 2008, preprint, (arXiv:0807.2400), ADS
 Brillat A., ve diğ., 1989, in *General Relativity and Gravitation*. p. 567
 Buonanno A., Damour T., 1999, *Phys. Rev. D*, 59, 084006
 Einstein A., 1916a, *Sitzungsberichte der Königlich Preußischen Akademie der Wissenschaften (Berlin)*, pp 688–696, ADS
 Einstein A., 1916b, *Annalen der Physik*, 354, 769
 Einstein A., 1918, *Sitzungsberichte der Königlich Preußischen Akademie der Wissenschaften (Berlin)*, pp 154–167, ADS
 Gertsenshtein M. E., Pustovoit V. I., 1963, *Soviet Journal of Experimental and Theoretical Physics*, 16, 433, ADS
 Hannam M., Schmidt P., Bohé A., Haegel L., Husa S., Ohme F., Pratten G., Pürrer M., 2014, *Phys. Rev. Lett.*, 113, 151101
 Hough J., ve diğ., 1989, Other, Proposal for a Joint German-British Interferometric Gravitational Wave Detector, <http://eprints.gla.ac.uk/114852/>. Max-Planck-Institut, Germany, <http://eprints.gla.ac.uk/114852/>
 Khan S., Husa S., Hannam M., Ohme F., Pürrer M., Forteza X. J., Bohé A., 2016, *Phys. Rev. D*, 93, 044007
 Knowles T. D., Devine C., Buch D. A., Bilgili S. A., Adams T. R., Etienne Z. B., McWilliams S. T., 2018, *Classical and Quantum Gravity*, 35, 155003
 Kumar P., Barkett K., Bhagwat S., Afshari N., Brown D. A., Lovelace G., Scheel M. A., Szilágyi B., 2015, *Phys. Rev. D*, 92, 102001
 McBreen B., Metcalfe L., 1988, *Nature*, 332, 234
 Moss G. E., Miller L. R., Forward R. L., 1971, *Appl. Opt.*, 10, 2495
 Nitz A., ve diğ., 2019, gwastro/pycbc: PyCBC Release v1.14.1, doi:10.5281/zenodo.3265452, <https://doi.org/10.5281/zenodo.3265452>
 Owen B. J., Sathyaprakash B. S., 1999, *Phys. Rev. D*, 60, 022002
 Özbakır I., 2020, PhD thesis, Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi

- Pan Y., Buonanno A., Boyle M., Buchman L. T., Kidder L. E., Pfeiffer H. P., Scheel M. A., 2011, *Phys. Rev. D*, 84, 124052
- Poisson E., Will C., 2014, Gravity: Newtonian, Post-Newtonian, Relativistic. Cambridge University Press, <https://books.google.com.tr/books?id=PZ5cAwwAAQBAJ>
- Press W. H., Thorne K. S., 1972, *ARA&A*, 10, 335
- Pretorius F., 2005, *Phys. Rev. Lett.*, 95, 121101
- Pürrer M., 2016, *Phys. Rev. D*, 93, 064041
- Reynolds C. S., 2019, *Nature Astronomy*, 3, 41
- Smith R. J. E., Cannon K., Hanna C., Keppel D., Mandel I., 2013, *Phys. Rev. D*, 87, 122002
- Taracchini A., ve diğ., 2014, *Phys. Rev. D*, 89, 061502
- Varma V., Field S. E., Scheel M. A., Blackman J., Gerosa D., Stein L. C., Kidder L. E., Pfeiffer H. P., 2019, *Physical Review Research*, 1, 033015
- Weber J., 1960, *Physical Review*, 117, 306

Access:

M23-0359: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Düşük Kütleli X-Işın Çiftlerinin Durum Geçişlerinin Zamansal Ölçek Kullanılarak Belirlenmesi

E. Sonbaş^{1,2}  , K. Mohamed³ , K.S. Dhuga² , E. Göğüş⁴ 

¹ Adıyaman Üniversitesi, Fizik Bölümü, Adıyaman, 02040, Türkiye

² George Washington Üniversitesi, Fizik Bölümü, Washington DC, USA

³ Sogah Üniversitesi, Fizik Bölümü, Sogah, Mısır

⁴ Sabancı Üniversitesi, Fizik Bölümü, Orhanlı-Tuzla, İstanbul, Türkiye

Accepted: November 7, 2022. Revised: November 7, 2022. Received: November 5, 2022.

Özet

Bileşenlerinden biri Kara delik (KD) olan Düşük kütleli X-ışın çiftlerinin (LMXB'lerin), ani parlamalara uğradıklarında sergiledikleri farklı yığılma süreçleri ile ilişkili tayfsal evreler ve geçişler gösterdikleri yaygın olarak kabul edilmektedir. Kompakt bileşeni bir nötron yıldızı (NY) olan LMXB'lerin de, KD-LMXB'lere benzer tayfsal evre geçişleri sergiledikleri bilinmektedir. Bu çalışmada, parlama profili q-eğri yapısı gösteren 9 tane KD ve NY-LMXB'nin zamansal analiz sonuçları sunulmaktadır. Çalışma kapsamında RXTE arşiv verileri kullanılarak kaynakların tayfsal evreleri ile ilişkili olan minimal zaman ölçeği (MTS) elde edilmiştir. KD ve NY kaynaklarında meydana gelen tayfsal değişimleri izlemeye MTS'nin öneminin ileri boyutta araştırılması için kaynakların evre geçişlerine özgü diğer parametreler olan ışınma şiddeti, RMS değişkenliği ve sertlik oranları ile karşılaştırılmıştır.

Abstract

Black hole (BH) binaries are known to undergo spectral transitions that form q-shaped tracks on a hardness intensity diagram (HID). Binaries hosting a neutron star (NS) are also known to undergo occasional outbursts exhibiting transitions between high and low-luminosity spectral states. In this study, the results of a temporal analysis of observations for nine BH and NS low-mass X-ray binaries (LMXBs) are presented. A wavelet transform of the data (taken with the Proportional Counter Array (PCA) on board RXTE), is deployed to construct high-resolution lightcurves. From these lightcurves, we extract a minimal time scale (MTS) associated with the spectral state of the sources. The MTS, together with the fractional root-mean-square (RMS) and hardness ratios, is used to construct RMS-MTS and hardness-MTS diagrams that enable a direct comparison of the evolution of spectral transitions in the target sources.

Anahtar Kelimeler: neutron star – black hole – X-ray binaries – MTS

1 Giriş

Bileşenlerinden biri Kara delik (KD) olan Düşük kütleli X-ışın çiftleri (Low Mass X-Ray Binaries, LMXBs) farklı tayfsal evreler ve bu evreler ile ilişkili geçişler sergilemektedir. Bu evreler ve ilişkili tayfsal geçişler sertlik ışınma gücü diyagramında (hardness-intensity diagram; HID) tipik olarak bir q-eğrisi yapısı göstermektedir ve bu kaynaklar üzerine yapılan çalışmalarda oldukça kapsamlı bir şekilde ele alınmaktadır (Remillard & McClintock 2006; Belloni 2010). HID, yığılma hızı ve yığılma diskinin olası yönelimi arasındaki eşleşme derecesini ile ilgili bilgi sağlayan ve tipik olarak tayfsal durumlar arasındaki geçişleri izlemek için kullanılan bir şemadır.

Karadelik çiftlerinde gözlemlenen tayfsal ve zamansal özelliklerinin çoğunluğunu belirleyen temel yayılım bileşenlerinin temelinde yatan nedenlerin kaynağın konfigürasyonu ile dinamiği arasındaki etkileşim olduğu düşünüldüğünden, yığılma hızına ek olarak disk ve koronanın öneminin göz ardı edilmemesi gerekmektedir. Kaynak bir evre değişime girdiğinde, diskin belirli bölgeleri ile kaynağın farklı evrelerinin birbirleri arasında bir dinamiği olduğu varsayılmaktadır. Teoride bu varsayım kabul edilse de disk

boyutunun hangi kapsamda değiştiği ve bu değişimin korona boyutuyla ya da kaynağın tayfsal evreleri ile dinamik ilişkisini destekleyen sadece birkaç örnek literatürde bulunmaktadır (Tomsick ve diğ. 2009; Plant ve diğ. 2014). Bazı çalışmalarda diskin LHS'de kesilmeyebileceği öne sürülmektedir (Reis ve diğ. 2009; Reynolds ve diğ. 2010; Reynolds & Miller 2013). Kaynaklar farklı tayfsal evrelerden geçerken disk/korona konfigürasyonunun kapsamını ve değişimini belirleyebilmek için, geniş bir parlaklık aralığında HID aracılığıyla elde edilenin ötesine geçen çok daha kesin ve sistematik zamansal ve tayfsal özelliklerin bilinmesi gereklidir.

Geçici nötron yıldızı X-ışını çiftlerinde (NY-LMXB'ler) yığılmadan dolayı tekrarlayan parlamalar görülmektedir. Bu parlama dönemleri arasında yığılma önemli ölçüde azaldığında uzun sessizlik dönemleri yaşadıkları bilinmektedir. Kaynakların sergilediği bu değişimler hem yoğun nesnelere özelliklerini hem de yığılma sürecini araştırmak için eşsiz bir fırsat sağlar. Karadelik çiftlerinde görülen sert, orta ve yumuşak evre dahil olmak üzere farklı tayfsal evreler NY-LMXB'lerle de ilişkilendirilebilir (KD'ler: Fender ve diğ. 2004; Belloni ve diğ. 2005; van der Klis 2006). NY-LMXB'ler Z ($L_x > 0.5 L_{Edd}$) ve Atol kaynakları ($0.01 L_{Edd} < L_x < 0.5 L_{Edd}$) olmak üzere iki alt sınıfa ayrılır. Bu sınıflandırma kaynakların sertlik ya da yumuşaklığının renk-renk (color-color diagram – CCD)

* edasonbas@gmail.com

diyagramındaki değişimine göre yapılmaktadır (Hasinger & van der Klis 1989). Diğer yandan bazı çalışmalar (Gierliński & Done 2002; Munro ve diğ. 2002), bu iki alt grubun evrim süreçlerinin çok benzer olduğunu ve bu nedenle CCD'de görülen farklılığın sorgulanması gerektiğini öne sürmüşlerdir. Bununla birlikte hem HID hem de CCD'deki tayfsal değişimler üzerine yapılan çalışmalarda ister KD ister NY barındırsınlar, LMXB'lerin çoğu için histerezis benzeri döngü yapılarını gösterdiği görülmüştür (bkz. Dunn ve diğ. 2010; Homan ve diğ. 2001; Belloni ve diğ. 2006). Kaynaklarda gözlenen bu döngü yapıları her bir parlamada sergilenen yoğunluklarına bağlı olarak HID'ler üzerinde kaynaktan kaynağa farklılık gösteren bant yapısı şeklinde bir dağılım sergilerler.

HID'deki sertlik oranına ek olarak literatürde yoğun olarak kullanılan diğer bir parametre RMS değişkenlik ölçeğidir. Bu parametre verilen bir frekans aralığında normalize edilmiş kuvveti temsil eder ve tayfsal güç yoğunluğundan elde edilir (power spectral density – PSD: Leahy ve diğ. 1983; Lewin ve diğ. 1988; van der Klis 1989; Belloni & Hasinger 1990; Miyamoto ve diğ. 1992). Oldukça fazla sayıda NY-LMXB için Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE) verileri kullanılarak yapılan sistematik bir çalışma, Muñoz-Darias ve diğ. (2014), tarafından gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmada NY-LMXB'lerin, sert ve yumuşak evre arasında KD-LMXB'lerde gözlemlenenlere benzer (Miyamoto ve diğ. 1995) histerezis benzeri yapılar sergilediği kaynakların HID ve RMS-Şiddet diyagramları (RMS intensity diagram – RID) oluşturularak gösterilmiştir. Sert evrede koronadaki enerjili elektronların baskın bir şekilde Kompton saçması yaptığı düşünülürken, yumuşak evrenin, yığılma diskinden gelen ısıl yayılım ile ilişkili olduğu düşünülmektedir. Yapılan çalışmalarda NY-*XRb*'lerde yüksek yığılma durumunda histerezis yapısının görülmediği gözlenmiştir. Daha yüksek yığılma hızlarında, NY çiftleri, parlama ve hızlı renk değişimleri ile karakterize edilen ısıl olarak baskın bir evrede kalırlar.

Sonbaş ve diğ. (2020) tarafından literatürde ilk defa düşük kütleli X-ışın çiftlerinin farklı tayfsal evreleri için kaynağın sayım oranlarını "minimal zaman ölçeği" (MTS)'nin fonksiyonu olarak haritalayan şiddet-değişkenlik diyagramı (IVD) aracılığıyla tayfsal geçişleri izlemek için zamansal bir özellik olan "minimal zaman ölçeği" wavelet (dalgaçık) tekniği kullanılarak hesaplanmıştır. MTS, bir ışık eğrisindeki en kısa süreli zamansal özellik ile ilişkili olan zaman ölçeğini veya bir PSD'de poissonian gürültüsünün üzerindeki sinyalin eşdeğer olarak en yüksek frekans bileşenini temsil eder (Mohamed ve diğ. 2021). Çalışmada, GX 339-4 kaynağının 2002-2003 yıllarında görülen parlaması için RXTE veri tabanındaki arşiv verileri kullanılarak elde edilen şiddet-değişkenlik diyagramlarının HID (ve RID) diyagramına eşdeğer bir değişim olduğu ilk defa literatürde gösterilmiştir. Ek olarak, RMS ile MTS arasında da belirgin pozitif bir korelasyon olduğu da gösterilmiştir. Başka bir çalışmada (bkz. Mohamed ve diğ. 2021), 4U 1605-68 ve Aql X1 adlı iki NY X-ışın çiftinin analizleri sonucunda RMS ve MTS arasında bir anti-korelasyon olduğu bulunmuştur. Bu iki sınıf arasında görülen bu farklılığın karadeliklerden farklı olarak nötron yıldızlarında bulunan sert yüzeyin varlığından kaynaklanabileceği üzerine yoğunlaşmıştır (Done & Gierliński 2003).

Bu çalışmada, bir grup KD ve NY (Atoll ve Z-tipi kaynaklar) çiftlerinde meydana gelen tayfsal değişimleri inceleyen IVD'nin rolünün daha ayrıntılı araştırmak ve bu kaynakların RMS-MTS düzlemindeki davranışını incelemek ve

farklı sınıflar arasındaki bir ilişkinin varlığı belirlemek için bu kaynak grupları birlikte değerlendirilmiştir.

2 Veri Analiz Yöntemi

Öncelikli olarak belirlediğimiz bütün kaynakların verileri RXTE arşivlerinden indirilmiş ve parlama (outburst) profillerinin hangi dönemlerde q-eğrisi yapısı gösterip göstermediği öncelikli olarak incelenmiştir. Parlama profili q-eğrisi yapısı gösteren 9 LMXB (5'i bir nötron yıldızı (4U1608-52, Aql X-1, 4U1705-44, GX17+2 ve Cyg X-2) 4'ü karadelik (GX339-4, XTE J1859+226, H1743-322; MAXI J1659-152) barındıran) zamanlama analizleri için belirlenmiştir.

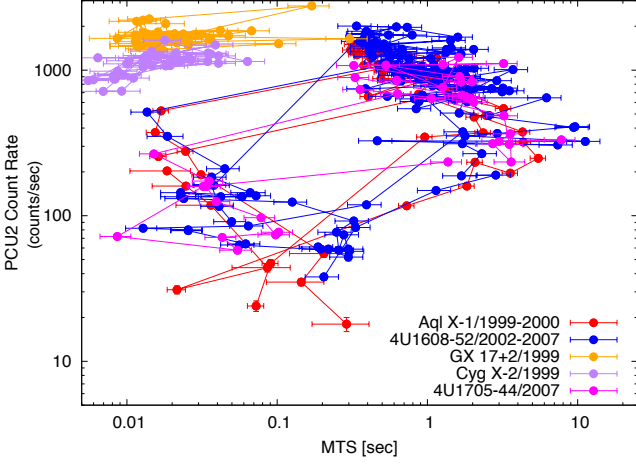
Analizler RXTE uydusu için HEASOFT-V.6.26'da oluşturulan en güncel yöntemler kullanılarak yapılmıştır. Analizlerde, yüksek çözünürlüklü farklı PCA veri modları kullanılmıştır. Bu veriler farklı kanallar için farklı zaman çözünürlüklerini içeren Good-Xenon veya tam enerji bandını kapsayan Event veri modları veya tam enerji bandını kapsayacak şekilde Tek Bit ve Event veri modlarının birleşimini içermektedir. Tüm enerji bandının kullanmanın en önemli nedeni, yüksek enerji bantlarında görülmesi muhtemel olan ardalan gürültüsünü elde etmektir. Sonuç olarak bu çalışma kapsamında yapılan çalışmalar için 2^{-12} s (yani $\sim 244 \mu s$) çözünürlüğüne sahip ışık eğrileri standart teknikler kullanılarak ve aktif olan bütün PCU dedektörleri kullanılarak elde edilmiştir. Her bir gözlem için FTOOL'da bulunan *pcbackest* özelliği kullanarak bir ardalan modeli oluşturulmuş ve oluşturulan bu ardalan modeli PSD (Power Density Spectrum)'lerin normalizasyonu için kullanılmıştır.

RMS değişkenlik ölçeği, verilen bir frekans aralığında normalize edilmiş kuvveti temsil eder ve tayfsal güç yoğunluğundan elde edilir (power spectral density; PSD). RMS değişkenlik ölçeğinin hesaplanması için kaynağın ışık eğrisinin yeteri kadar uzun süreli bölünmüş olması gerekmektedir. Bu nedenle, PDS'ler ışık eğrilerinin 16 s süreli segmentlere bölünerek ve 2048 Hz'lik Nyquist frekansı için *Powspec 1.0*'ı (Xronos5.22) programı ile Nowak (2000); Pottschmidt ve diğ. (2003); Belloni ve diğ. (2005) tarafından belirtilen yöntem takip edilerek tek tek oluşturulmuştur.

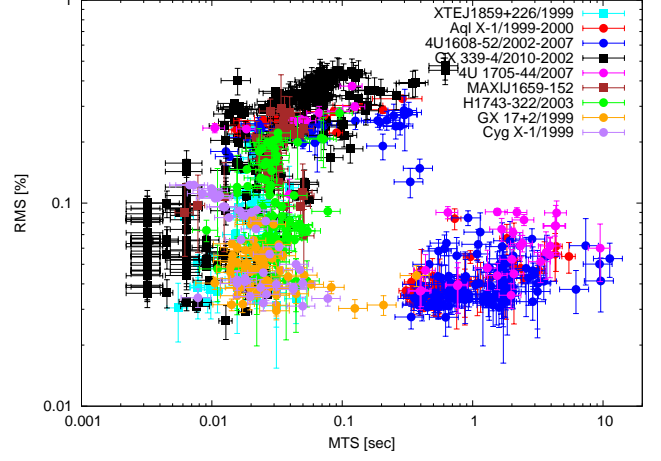
Yüksek zaman çözünürlüğüne sahip ışık eğrilerinden elde edilen MTS, Wavelet (dalgaçık) dönüşümü adı verilen yöntem ile ışık eğrilerinin dalga dönüşümünü yapmak ve dolayısıyla sistemde var olan birden fazla süreç olması durumunda bir sürecin baskın olduğu dalga sabitinin değişim katsayısının istatistiksel ölçümü elde edilmektedir (ayrıntılı bilgi için bkz. MacLachlan ve diğ. 2013; Sonbaş ve diğ. 2020; Mohamed ve diğ. 2021).

3 Bulgular ve Tartışma

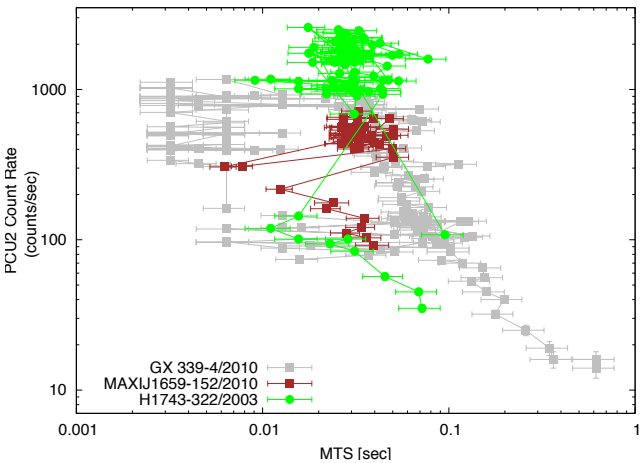
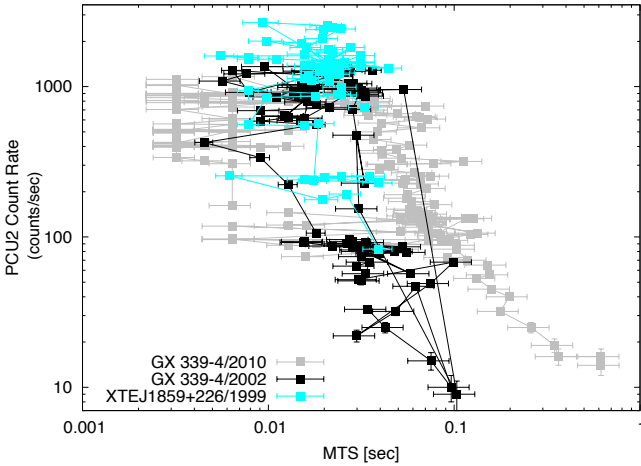
Çalışma kapsamında Muñoz-Darias ve diğ. (2014) çalışmasından yola çıkarak histerezis yapısı gösteren 5 tane NY-*XRb* (4U1608-52, Aql X-1, 4U1705-44, GX17+2 ve Cyg X-2) ve karşılaştırmak amacıyla 4 tane KD-*XRb* (GX339-4, XTE J1859+226, H1743-322 ve MAXI J1659-152) kaynağının MTS'e karşı sertlik oranı ve RMS değişimleri incelenmiştir. Kaynakların sertlik oranı her kaynak için tutarlı olması amacıyla 6-15 keV ve 2-6 keV bantlarındaki foton sayı oranları dikkate alınarak elde edilmiştir. Hem NY hem de KD kaynakları için tüm evreleri içeren şiddet-MTS grafikleri Şekil 1 ve Şekil 2 üst ve alt panellerde gösterilmektedir. Şekilden de görüldüğü üzere Atoll kaynakları iki farklı evre için MTS



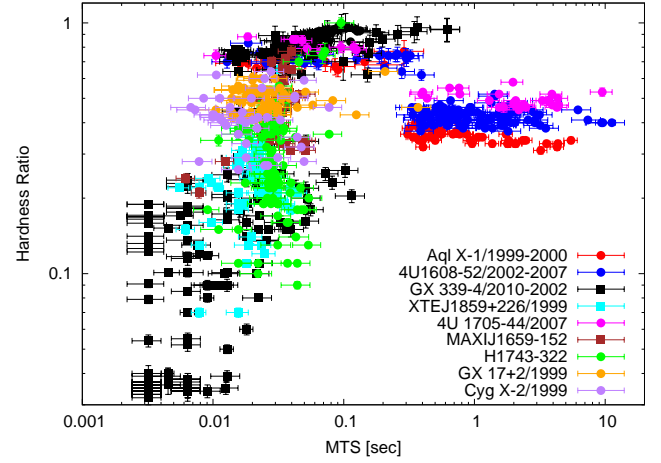
Şekil 1. Histerezis döngüsü gösteren NY kaynakları için foton sayı oranı (PCU2) ile MTS karşılaştırması. Z kaynakları çok küçük MTS değerleri ile Atoll kaynaklarından ayrı bir küme oluşturmaktadır.



Şekil 3. NY ve KD kaynakları için RMS ve MTS değişimi. Yüksek RMS değerlerinde KD ve NY kaynakları ortak bir bölgede kümelenmektedir. Düşük RMS değerlerinde kaynaklar MTS düzleminde belirgin bir ayrım sergilemektedir.



Şekil 2. q benzeri yapı gösteren KD kaynakları için foton sayı oranı (PCU2) ile MTS karşılaştırması. Üst panel: GX 339-4 ve XTE J1859+226 kaynaklarının sırasıyla 2002-2003, 2010 ve 1999 patlaması. Alt panel: GX 339-4'ün 2010 parlaması, MAXI J1659-152 ve H1743-322'nin 2003 parlaması.



Şekil 4. NY ve KD kaynakları için sertlik oranına karşı MTS değişimi. KD ve NY kaynakları RMS'de de görüldüğü gibi KD'ler için LHS evresinde ortak bir bölgede kümelenmektedir.

düzleminde net bir şekilde ayrım sergilemektedir. Ayrıca, yine aynı şekilde, küçük MTS ve nispeten yüksek foton sayı oranlarında ek bir kümelenme göze çarpmaktadır. Bu kümeyi oluşturan Z-tipi kaynaklar (GX17+2; Cyg X-2) foton sayı oranı-MTS düzleminde Atoll kaynaklarından ayrı bir davranış sergilemektedir. Karadelik kaynakları için Şekil 2 üst panelde GX339-4 kaynağının hem 2002 hem de 2010 parlamalarının tüm evreleri için q benzeri yapılar gösterdiği görülmektedir. Şekil 2'nin alt panelde verilen XTE J1859+226, H1743-322 ve MAXI J1659-152 kaynakları, daha az gözlem içerdikleri için kısmi q yapısı sergilemektedir.

Sonbas ve diğ. (2020)'den yola çıkarak GX339-4 kaynağı için RMS ve MTS arasında görülen bağıntı Karadelik ve Nötron Yıldız kaynaklarının direk karşılaştırmasını yapmak ve aralarındaki belirgin farklılığı araştırmak için bu çalışma kapsamında ele alınan kaynaklar için incelenmiştir. Elde edilen RMS, MTS ve sertlik oranlarının sonuçları Şekil 3 ve 4'de sunulmaktadır. Her iki grafikten de açıkça görüldüğü gibi NY

ve KD kaynakları RMS-MTS ve Sertlik-MTS düzlemlerinde farklılık göstermektedir. Hem KD hem de NY kaynaklarının bulunduğu bir ortak bölge de bulunmaktadır. KD'ler ve Z tipi NY kaynaklarının yer aldığı ortak bir bölge bulunmaktadır. Ayrıca Atoll ve KD'lerin yer aldığı iki farklı bölge bulunmaktadır. RMS-MTS grafiğinden görüldüğü üzere, düşük RMS ve MTS açık bir şekilde küçük MTS Z-tipi kaynaklara ve büyük MTS Atoll'lere karşılık gelecek şekilde Atoll ve Z-tipi kaynakları ayırmaktadır. Bu ayırımın nedeni olarak akla ilk gelen olasılık yığılma oranıyla ilgilidir; Atoll'lerde parlaklık, Eddington'ın tipik olarak %10'unun bir kesri iken, Z-tipi kaynaklarda parlaklık tipik olarak Eddington'ın %50'sinden fazladır. Parlaklıktaki bu büyük farkın her bir kaynak türlerindeki yığılma hızının bir yansıması olması muhtemeldir, yani yığılma hızının Z tipi kaynaklarda en az beş kat daha büyük olması beklenir. Bir diğer etki, Z-tipi kaynaklarda büyük bir koronal yoğunluk (optik olarak kalın bir yığılma akışı) olmasıdır denilebilir. Atoll'lerde Z-tipi kaynakların aksine yığılma hızının çok daha düşük olması ve dolayısıyla daha düşük bir koronal yoğunluğun (optik olarak ince bir yığılma akışı) olması beklenir. Bu da Atoll kaynakların daha büyük etkileşim mesafeleri yani daha büyük zaman ölçeklerine sahip olması anlamına gelmektedir. Göz önünde bulundurulabilecek bir diğer faktör, Atoll ve Z-tipi kaynakların sahip olduğu manyetik alan şiddetidir. Yeterince güçlü bir alan (10^{10} Gauss seviyesinde) yığılma akışını kutup bölgelerine yeniden yönlendirebilir, böylece yığılma diski etkin bir şekilde kesilime uğrar ve yığılmanın geometrisini ve tohum fotonlarını önemli ölçüde değiştirir. Bu çalışma kapsamında ele alınan Atoll ve Z-tipi kaynakların ortalama alan kuvveti yaklaşık 10^8 Gauss olduğundan, iki tür kaynak arasında gözlemlenen MTS'deki farkı yaratmış olması muhtemel değildir.

Şekil 4'de görülen Sertlik-MTS grafiği yalnızca KD kaynakları olduğunu göstermektedir. Görünüşe göre, NY kaynakları bu çok düşük sertliğe ulaşamamaktadır (NY kaynaklarında sert yüzeyin nedeniyle olduğu bilinen bir özellik, bkz. [Done & Gierliński 2003](#)). KD'ler ve Z-tipi kaynaklar Şekil 4'de görüleceği üzere bir bölgeyi paylaşırlar fakat KD ve NY kaynakları, çok düşük sertlik ve düşük MTS bölgesinde ayrılmaktadırlar. Yukarıda verilen bu grafikte [Done & Gierliński \(2003\)](#) ve [Gardenier & Uttley \(2018\)](#) çalışmasıyla mükemmel bir uyum içindedir.

4 Sonuç

Çalışma kapsamında 9 LMXB'nin RXTE/PCA arşiv verilerinin analizleri yapılmıştır. Bu kaynaklardan 5'i nötron yıldız (4U1608-52, Aql X-1, 4U1705-44, GX17+2 ve Cyg X-2) ve 4'ü karadelik (GX 339-4, XTE J1859+226, H1743-322 ve MAXI J1659-152) düşük kütleli X- ışın çiftidir. NY grubu 3 Atoll ve 2 Z tipi kaynak içermektedir. Sonuçta, Bütün KD kaynakları için IVD'ler HID grafiklerinde görülen q-yapısı gösteren histerezis benzeri döngü sergilediği görülmüştür. Buna karşılık, Atoll-NY kaynakları için IVD, eşdeğer HID'nin "ayna" görüntüsü gibi görünmektedir. Z tipi kaynaklar, düşük MTS bölgesinde ayrı bir küme oluşturur. IVD, RMS-MTS ve sertlik-MTS grafiklerinin tümü, NY evre geçişlerinin iki temel evre yani sert bir evre ve görece yumuşak evre ile tanımlandığını gösterir. NY'ler sert evrede, her üç diyagramda da KD ile aynı bölgede yer almaktadır. Bu nedenle NY'lerin bu evrelerinin KD kaynaklarının düşük/sert evresi ile eşdeğer olduğu fikrini öne çıkarır. Sert evrenin aksine, NY kaynaklarındaki yumuşak evre, hem RMS-MTS hem de sertlik-MTS grafiklerinde belirgin şekilde farklılık gösterir ve

bu evre ile ilişkili yayını için farklı bir süreç olduğunu gösterir. Düşük RMS değerlerinde, Atoll kaynaklar Z-tipi ve KD kaynaklarından MTS düzleminde farklılaşır. Sertlik-MTS grafiğinde, KD kaynakları çok düşük sertlik ve karşılık gelen düşük MTS değerlerine sahip tek kaynaklar gibi görünmektedir. Bu özellik, LMXB'lerde bileşenleri KD ve NY olan kaynaklar arasında ayırım yapmamızı sağlar. NY kaynakları için bu bölgede gözlemlenen yayınının olmaması, olasılıklar bu kaynaklardaki sert yüzeyin varlığından kaynaklanmaktadır.

Acknowledgment

Bu çalışma 117F334 nolu TÜBİTAK projesi ile desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Belloni T. M., 2010, in Belloni T., ed., , Vol. 794, Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag. Springer Verlag, p. 53, doi:10.1007/978-3-540-76937-8_3
- Belloni T., Hasinger G., 1990, *A&A*, 230, 103, [ADS](#)
- Belloni T., Homan J., Casella P., van der Klis M., Nespoli E., Lewin W. H. G., Miller J. M., Méndez M., 2005, *A&A*, 440, 207
- Belloni T., ve diğ., 2006, *MNRAS*, 367, 1113
- Done C., Gierliński M., 2003, *MNRAS*, 342, 1041
- Dunn R. J. H., Fender R. P., Körding E. G., Belloni T., Cabanac C., 2010, *MNRAS*, 403, 61
- Fender R. P., Belloni T. M., Gallo E., 2004, *MNRAS*, 355, 1105
- Gardenier D. W., Uttley P., 2018, *MNRAS*, 481, 3761
- Gierliński M., Done C., 2002, *MNRAS*, 337, 1373
- Hasinger G., van der Klis M., 1989, *A&A*, 225, 79, [ADS](#)
- Homan J., Wijnands R., van der Klis M., Belloni T., van Paradijs J., Klein-Wolt M., Fender R., Méndez M., 2001, *ApJS*, 132, 377
- Leahy D. A., Darbro W., Elsner R. F., Weisskopf M. C., Sutherland P. G., Kahn S., Grindlay J. E., 1983, *ApJ*, 266, 160
- Lewin W. H. G., van Paradijs J., van der Klis M., 1988, *Space Sci. Rev.*, 46, 273
- MacLachlan G. A., ve diğ., 2013, *MNRAS*, 432, 857
- Miyamoto S., Kitamoto S., Iga S., Negoro H., Terada K., 1992, *ApJ*, 391, L21
- Miyamoto S., Kitamoto S., Hayashida K., Egoshi W., 1995, *ApJ*, 442, L13
- Mohamed K., Sonbaş E., Dhuga K. S., Göğüş E., Tuncer A., Abd Allah N. N., Ibrahim A., 2021, *MNRAS*, 502, L72
- Muñoz-Darias T., Fender R. P., Motta S. E., Belloni T. M., 2014, *MNRAS*, 443, 3270
- Muno M. P., Remillard R. A., Chakrabarty D., 2002, *ApJ*, 568, L35
- Nowak M. A., 2000, *MNRAS*, 318, 361
- Plant D. S., Fender R. P., Ponti G., Muñoz-Darias T., Coriat M., 2014, *MNRAS*, 442, 1767
- Pottschmidt K., ve diğ., 2003, *A&A*, 407, 1039
- Reis R. C., Miller J. M., Fabian A. C., 2009, *MNRAS*, 395, L52
- Remillard R. A., McClintock J. E., 2006, *ARA&A*, 44, 49
- Reynolds M. T., Miller J. M., 2013, *ApJ*, 769, 16
- Reynolds M. T., Miller J. M., Homan J., Miniutti G., 2010, *ApJ*, 709, 358
- Sonbaş E., Mohamed K., Dhuga K. S., Tuncer A., Göğüş E., 2020, *MNRAS*, 499, 2513
- Tomsick J. A., Yamaoka K., Corbel S., Kaaret P., Kalemci E., Migliari S., 2009, *ApJ*, 707, L87
- van der Klis M., 1989, *ARA&A*, 27, 517
- van der Klis M., 2006, in , Vol. 39, Compact stellar X-ray sources. Cambridge University Press, pp 39–112

Access:

M23-0324: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

GLEAM Radyo Kaynakları Kataloğundaki Aday Süpernova Kalıntısı G20.1-0.2'nin Gama Işımasının Araştırılması

Pınar Özyılmaz¹  , Tülün Ergin² 

¹ Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06800, Ankara, Türkiye

² Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Kuzey Kıbrıs Kampüsü, 99738 Kalkanlı, Güzelyurt, KKTC

Accepted: February 1, 2023. Revised: December 27, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

GaLactic ve Extragalactic All-sky Murchison Widefield Array (GLEAM) araştırmasında ortaya çıkartılan yeni bir süpernova kalıntısı (SNK) adayı olan G20.1-0.2, Fermi Geniş Alan Teleskobu'nun (*Fermi*-LAT) dördüncü (4FGL) kataloğunda bulunan nokta-yapısına sahip 4FGL J1828.0-1133 gama ışını kaynağı ile örtüşmektedir. Bu çalışmada, G20.1-0.2'nin 14 yıl boyunca *Fermi*-LAT tarafından toplanmış olan gama ışını verilerini analiz ettik. 1-300 GeV enerjileri aralığında yaptığımız analiz sonucunda, 4FGL J1828.0-1133'ü $\sim 15\sigma$ sinyal arka-alan seviyesinde keşfettik ve bu kaynağın genişlik ölçümlerini yaptık. 0.2-300 GeV enerji aralığında bir nokta kaynak için çıkardığımız enerji tayfinin, tayf indeksleri $\alpha=2.6$ ve $\beta=0.2$ olan bir log-parabol fonksiyonuna uyduğunu tespit ettik. Bu sonuçlarımızın, *Fermi*-LAT'ın 4FGL kataloğunda verilmiş olan tayf ölçüm değerleri ile uyum içinde olduğunu bulduk. G20.1-0.2'nin konumunun, 4FGL J1828.0-1133'nin konum hata elipsi içinde kaldığını, çıkardığımız gama-ışını gökyüzü TS haritası üzerine GLEAM radyo verisi konturlarını çizdirerek gösterdik

Abstract

G20.1-0.2, a new supernova remnant (SNK) candidate uncovered in the GaLactic and Extragalactic All-sky Murchison Widefield Array (GLEAM) survey, coincides with a point-like gamma-ray source called 4FGL J1828.0-1133 from the fourth (4FGL) catalog of the Fermi Large Area Telescope (*Fermi*-LAT). In this study, we analyzed the gamma-ray data of G20.1-0.2 collected by *Fermi*-LAT over 14 years. As a result of our analysis in the range of 1-300 GeV energies, we detected 4FGL J1828.0-1133 with a significance of $\sim 15\sigma$ and we measured its extension. The energy spectrum that we extracted in the 0.2-300 GeV energy range, assuming a point-like source, obeys a log-parabola function with energy spectral indices of $\alpha=2.6$ and $\beta=0.2$. We found that these results are in good agreement with the spectral measurement values given in the 4FGL catalog of *Fermi*-LAT. We showed that the location of G20.1-0.2 remains within the error ellipse of the best-fit position of 4FGL J1828.0-1133 by presenting the GLEAM radio contours on the gamma-ray TS map.

Anahtar Kelimeler: gama-rays, radio wavelengths, supernova remnants, interstellar medium

1 Giriş

Süpernova kalıntıları (SNK) kozmik ışınların ivmelenme mekanizmalarını, uzayda bulunan kozmik ışınlar ve yıldızlararası ortamdan (YAO) kaynaklanan enerji yoğunluğunu anlamamız açısından büyük önem taşımaktadır. Gama ışını verileri, genç SNKların kozmik ışınların enerjilerini PeV düzeyine kadar ivmelendirebildikleri gözlemlenmiştir (Araya ve diğ. 2023). Bu SNK'ların incelenmesi ve sınıflandırılması alanındaki en kapsamlı katalog, Green süpernova kalıntıları kataloğudur (Green 2019).

SNK'ların tespit edilmesi için en sık kullanılan yöntem kalıntının şokları tarafından oluşan senkrotron ışımalarının radyo gözlemlerini kullanmaktır. Bu çalışmada ise GaLactic ve Extragalactic All-sky Murchison Widefield Array (GLEAM) tarafından yapılan radyo gözlemleri sonucunda aday SNK olarak duyurulan G20.1-0.2 kaynağını 14 senelik Fermi-Geniş Alan Teleskobu (*Fermi*-LAT) verilerini kullanarak inceledik.

Haziran 2008'de çalışmaya başlayan *Fermi*-LAT, gökyüzünü devamlı tarayarak, 200 MeV ile 300 GeV enerjileri arasındaki gama ışınlarının yön, enerji ve akılarının tespit edilmesini sağlar. Dolayısıyla, yıllar içinde topladığı veriler

analiz edilerek, gama ışını kaynaklarını içeren kapsamlı kataloglar oluşturmuştur (S. Abdollahi ve diğ. 2022). Bu kataloglar, *Fermi*-LAT'ın gama ışınlarında keşfettiği çeşitli SNK'ları da içermektedir (Araya ve diğ. 2023).

2013'ten bu yana gözlemlerini sürdürmekte olan GLEAM, 2019 yılında 27 yeni olası SNK'nın keşfini duyurdu (Hurley-Walker ve diğ. 2019). Bu 27 kaynağın radyo ışımalarının Güneş'ten gelen radyo dalgaları ile karışmasının önüne geçmek için, gözlemler yalnızca geceleri yapılmıştır. Her bir tarama 8-10 saat arasında belirli bir dik açıklıkta yapılmıştır. Her bir gecede gözlem yüz yirmişer saniyelik taramalara bölünerek her bir frekans için onar dakika süre ile yaklaşık yüz sekizer saniyelik kullanılabilir veriler sağlamaktadır.

GLEAM tarafından rapor edilen bu 27 SNK ile Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE) tarafından raporlanan ışımalarıyla, orta-kızılötesi ışımaları arasında bir bağlantı ve çıkışma bulunmadığından, ışımaların ısıl olmadıkları sonucu çıkarılmıştır. Bu kaynakların SNK olup olmadıkları hakkında çıkarım yapabilmesi için bakılması gereken kriterlerden en önemlileri; SNK morfolojisinin kabuk veya yarı-kabuk görünümü göstermesi, akı değerlerinin ısıl olmayan tayf aralıklarında bulunması ve gözlemlenen ışımaların WISE 8- μm , 12- μm , 22- μm bantlarında ilgili ışımalara sahip olmamasıdır. SNK G20.1-0.2, radyo gözlemlerinde kısmi kabuk yapısı gösterip

* pinarozyilmaz02@gmail.com

bilinen bir SNK olan G20.0-0.2 tarafından yarı dairesel ark şeklinde kesilmektedir. G20.0-0.2 kaynağı 11.2 kpc mesafede bulunmaktadır bu nedenle G20.1-0.2'nin olağandışı büyüklükte olacağından G20.0-0.2 ile aynı boyutta olmadıklarını söyleyebiliriz (Hurley-Walker ve diğ. 2019; Ranasinghe ve diğ. 2021). Ayrıca, GLEAM tarafından bu SNK için, oldukça kalabalık ve karmaşık arka alan ışımalarından ötürü güvenilir aki sonuçları alınamamıştır (Hurley-Walker ve diğ. 2019).

Bu çalışmada, GLEAM tarafından radyo dalga boylarında keşfedilen G20.1-0.2 ile uzamsal olarak örtüşen ve dördüncü Fermi-LAT kataloğu (4FGL) kaynaklarından olan 4FGL J1828.0-1133'ü analiz ettik (S. Abdollahi ve diğ. 2022). §2'de Fermi-LAT verilerinin indirilmesi (§2.1), arka alan modelinin oluşturulması (§2.2), gökyüzü haritalarının ve enerji tayfinin oluşturulması (§2.3) anlatıldı. §3'te ise analiz sonuçları verildi ve bu sonuçlar yorumlandı.

2 Metot

2.1 Verilerin İndirilmesi

Bu analizde, Fermi-LAT'ın 2008-08-04 ve 2022-11-04 tarihleri arasında toplanmış olan veriler kullanılmıştır. Analiz edilecek bölge, merkezi 4FGL J1828.0-1133 gama ışını kaynağının konumunun sağ açıklığı (S.A.) 277°.195 ve dik açıklığı (D.A.) -11°.449 olan yarıçapı 20°olarak seçilen dairesel bir alandır. Kullanılan veriler, enerjisi 0.2 ve 300 GeV arasında değişen gama ışınlarını kapsamaktadır.

Analiz, Fermi tarafından sağlanmış olan Fermi Science Tools (FST) yazılımı ve fermipy python analiz paketi kullanılarak yapılmıştır. Sonuçların görüntülenmesi için SAOImageDS9 programı kullanılmıştır.

G20.1-0.2'nin veri analizinde fermipy tarafından sağlanan gtselect komutunu, maksimum baş ucu açısını 90°'ye sabitleyebilmek için, gtmktime komutunu ise iyi zaman aralıklarını seçmek için kullandık. İyi zaman aralıkları, Fermi-LAT'ın kullanılabilir veri kaydettiği aralıklardır, çünkü LAT yazılım güncellemeleri, uzay aracı manevraları sırasında ve Güney Atlantik Anomalisi üzerinden geçerken veri toplamamaktadır. Yaptığımız aralıklı olasılık analizinde kullandığımız aralık (piksel) genişliği 0°.05×0°.05 olarak seçilmiştir.

Analiz için evclass (event class) 128 kullanılmıştır. Verilerin içeriğindeki foton dosyaları bilimsel analiz ve event sınıfları için gerekli bilgileri barındırırken, genişletilmiş veri dosyalarında "Level 1" analizinden gelen bazı ekstra bilgiler barındırmaktadır. Analizde kullanılan IRF (instrument response function) dosyası için pass 8 data (P8R3) kullanılmıştır. Bu filtreler ile indirgenen veriler aralıklı ve filtrelenmiş esnek görüntü taşıma sistemi (FITS) dosyaları olarak kaydedilmiştir.

2.2 Arka Alan Modelinin Oluşturulması

Gama ışını analizlerinde genellikle arka alan modellemeleri simülasyonlar yerine gerçek verilerle oluşturulur. Bu analizde, yaygın noktasal olmayan gama ışımalarını temsil eden arka alan modeli olarak en güncel Samanyolu YAO ışınma şablonu (gll_iem_v07.fits) ve Samanyolu-dışı izotropik ışınma şablonu (iso_P8R3_SOURCE_V2_v1.txt) kullanıldı. Bu noktasal olmayan arka alan bileşenlerinin yanı sıra, 4FGL noktasal kaynaklar kataloğunun bir parçası sayılan "geniş kaynakların" şablonlarının bulunduğu arşiv (LAT_extended_sources_8years.tgz) Fermi-LAT internet sitesinden indirildi. Ayrıca, Fermi-LAT 4FGL noktasal kaynak

kataloğunda bulunan noktasal kaynaklar (gll_psc_v22.fit) da genel arka alan ışınma modeline eklendi. Son olarak, Fermi-LAT 4FGL noktasal kaynak kataloğunda yer alan tüm noktasal ve geniş gama ışını kaynaklarının isimlerini, konum ve konum hatası bilgilerini ve başka kataloğlarda bulunan ilişkili kaynakların isim, genişlik ve konumlarını içeren SAOImageDS9 dosyalarını (gll_psc_v21.reg, gll_psc_v21_ell.reg, gll_psc_v22_assoc.reg) Fermi-LAT internet sitesinden indirildi.

4FGL J1828.0-1133'ün analiz bölgesi için oluşturulmuş olan arka alan modeli kullanılarak gtlike komutu çalıştırılıp, önden belirlenmiş her gökyüzü koordinat aralığı ve enerji aralığı için aralıklı maksimum olasılık (binned maximum likelihood) analizi (Mattox ve diğ. 1996) yapıldı. Bu analiz sırasında, analiz bölgesinin merkezinden 3°uzaklıktaki tüm 4FGL noktasal ve geniş kaynakların normalizasyon parametreleri serbest bırakıldı. Ayrıca, TS değeri 400'den büyük olan tüm 4FGL kaynaklarının normalizasyon parametreleri serbest bırakıldı ve Test İstatistik¹ (TS) değeri 400'den küçük olan 4FGL kaynaklarının parametreleri sabit bırakıldı.

2.3 Gökyüzü Haritaları ve Enerji Tayfı Çıkarılması

1-300 GeV enerji aralığında yapılan aralıklı maksimum olasılık (binned maximum likelihood) analizini takiben, 4FGL J1828.0-1133'ün en iyi konumunu tespit edebilmek için localize komutu kullanıldı. Çıkarılan en iyi konum koordinatları kullanılarak aralıklı maksimum olasılık analizi tekrar edilip, oluşturuldu. Oluşturulan bu haritaların boyutları, 10°×10°olup, gökyüzü koordinat aralığı her koordinat eksenini için 0°.05 olarak seçilmiştir.

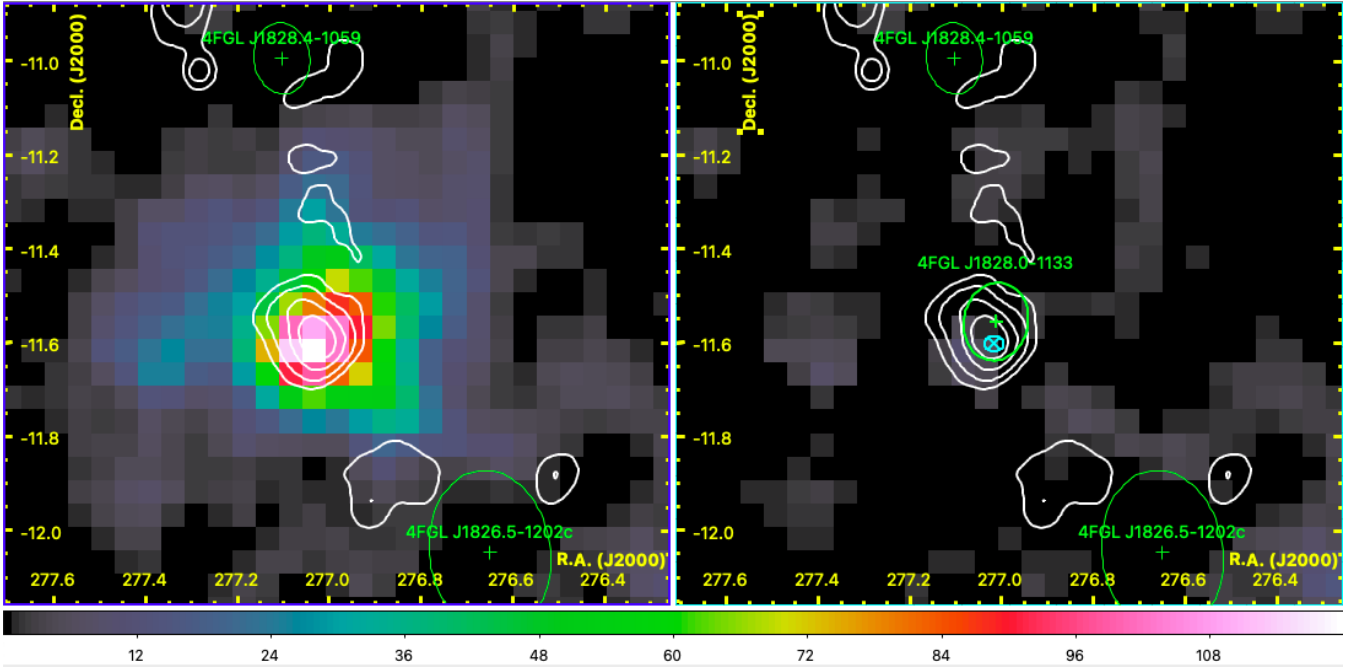
4FGL J1828.0-1133'ün uzamsal olarak geniş bir yapıya sahip bir gama kaynağı olup olmadığını test edebilmek, ve geniş bir kaynak olması durumunda uzamsal genişliğinin ne kadar olduğunu ölçebilmek için extension komutu çalıştırıldı. İki adet uzamsal 2-boyutlu model veri setimiz üzerinde denenmiştir: RadialGaussian ve RadialDisk. extension komutu çalıştırıldığında, test edilen uzamsal modelin veriye uyup uymadığı, istatistiksel metotlar yardımı ile hesaplanmaktadır. Bu hesaplamalardan elde edilen TS_{ext} parametresinin 25 ve 25'ten büyük bir değer çıkması durumunda, test edilen gama kaynağının noktasal bir kaynak olmadığını, tam tersine genişliği olan bir gama kaynağı olduğunu göstermektedir. Bu parametrenin değerinin yüksek çıkması, test edilen uzamsal modelin gama kaynağının dağılımına uygunluğunu güçlendirir.

4FGL J1828.0-1133'ün en iyi konumu bulunurken ve genişlik testleri esnasında, enerji tayf modeli olarak 4FGL kataloğunda bu kaynak için verilmiş olan LogParabola tayf modeli kullanılmıştır. Modelin fonksiyonel formu aşağıdaki gibidir:

$$\frac{dN}{dE} = N_0 \frac{E}{E_b} - \left[\alpha + \beta \log \left(\frac{E}{E_b} \right) \right] \quad (1)$$

LogParabola fonksiyonu gama ışını akısını cm⁻² s⁻¹ MeV⁻¹ birimi cinsinden bulmamızı sağlar. E_b ölçek parametresi, N₀ normalizasyon parametresi, α ve β ise tayfsal modelin indeksleridir. 4FGL J1828.0-1133'ün genişliğinin modellenmesi

¹ TS: İncelenen noktada bir kaynak olma olasılığının, olmama olasılığına oranıdır. TS değerinin kare kökü, sinyal arka alan oranını (σ) vermektedir.



Şekil 1. (Sol Panel) 4FGL J1828.0-1133'ün, gama ışını arka alan modelinden çıkartıldıktan sonra oluşturulan gökyüzü TS haritasıdır. (Sağ Panel) 4FGL J1828.0-1133'ün, bir noktasal kaynak olarak gama ışını arka alan modeline geri eklenmesi sonrası oluşturulan gökyüzü TS haritasıdır. Her iki panelde görünen beyaz düz çizgiler, G20.1-0.2'nin GLEAM radyo kontürlerinin, 1.7, 2.0, 2.5 ve 3 Jy beam⁻¹ seviyelerine karşılık gelmektedir. Ayrıca yeşil renkli artı işaretler ve elipsler, 4FGL noktasal kaynaklar kataloğundaki kaynakların konumlarını ve konum hatalarını temsil etmektedir. Turkuaz renkli çarpı işareti ve elips ise 4FGL J1828.0-1133'ün hesapladığımız en iyi konum koordinatlarını ve bu konumun hatasını göstermektedir.

esasında, N_0 , α ve β parametreleri ve genişlik ile ilgili parametre serbest bırakıldı.

4FGL J1828.0-1133'ün tayf sonuçlarının oluşturulabilmesi için, aralıklı maksimum olasılık (binned maximum likelihood) analizi 200 MeV ve 300 GeV enerji aralığında tekrar edilmiş ancak bu enerji aralığında, zaten 1-300 GeV enerji aralığında tespit ettiğimiz en iyi konum değerleri kullanılmış ve genişlik testleri yapılmamıştır. Bunun sebebi, en iyi konu ve genişlik gibi bilgilerin, *Fermi*-LAT'ın açılal çözünürlüğünün en iyi olduğu enerji aralığı olan 1-300 GeV'de hesaplanmasının istatistiksel olarak daha küçük hatalarla tespit edilebilmesidir. Enerji tayfının 200 MeV'den başlatılma sebebi ise, düşük enerjilerdeki gama ışını akı noktalarının istatistiksel hata bantlarının, yüksek enerjilerdeki akı noktalarının hata bantlarına göre daha küçük olmasıdır. Bu da bir tayf modelinin veriye uygunluk testlerinden çıkan sonuçların güvenilirliğini arttırmaktadır.

3 Sonuçlar ve Yorum

Konumu G20.1-0.2 ile örtüşen 4FGL J1828.0-1133 noktasal kaynağının verilerini, enerji tayf modelini *LogParabola* olarak kabul ederek 1-300 GeV enerji aralığında analiz ettiğimizde, bu kaynağın en iyi konum değeri (S.A., D.A.) = (277°.0144 ± 0°.0201, -11°.6055 ± 0°.0163) olarak bulundu ve bu konumda hesaplanan sinyal arka alan oranı $\sim 15\sigma$ düzeylerinde tespit edildi.

Şekil 1'de, 4FGL J1828.0-1133'ün konumunun merkez alındığı analiz bölgesinin gökyüzü TS haritaları gösterilmektedir. Şekil 1'in sol panelinde gösterilen TS haritası, 4FGL J1828.0-1133'ün gama ışına arka alan modelinden çıkartıldıktan sonra oluşturuldu. Bu gökyüzü haritası bize

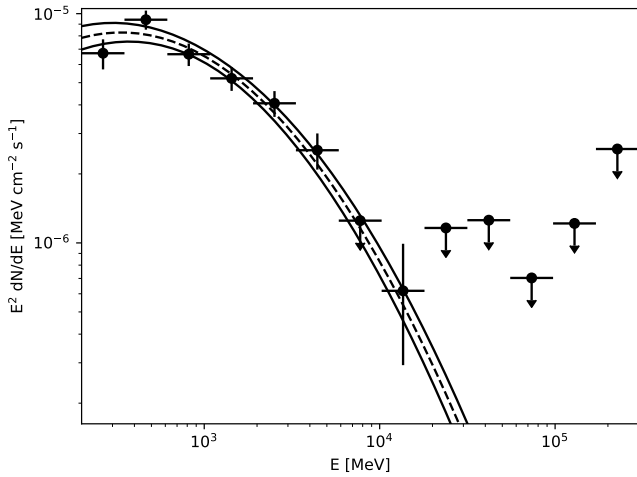
bu gama ışını kaynağının uzamsal yapısını açıkça görmemize olanak sağlamaktadır. Analizde bu noktadan sonra 4FGL J1828.0-1133'ün en iyi konumu belirlenerek genişlik testleri yapıldı.

Yaptığımız genişlik testlerinde iki geniş kaynak modeli (*RadialDisk* ve *RadialGaussian*) test edildi. Bu testler sonucunda bulduğumuz TS_{ext} değeri, *RadialDisk* modeli için ~ 11 ve *RadialGaussian* modeli için ~ 15 'tir. Her iki TS_{ext} değeri de 4FGL J1828.0-1133'ün genişliği olan bir gama ışını kaynağı olmadığını göstermektedir.

Şekil 1'in sağ panelinde gösterilen TS haritası, 4FGL J1828.0-1133'ün en iyi konumu belirlendikten sonra, bu yeni konum değerleri kullanılarak 4FGL J1828.0-1133'ün bir noktasal kaynak olarak gama ışını arka alan modeline geri eklenmesi sonucu oluşturuldu.

Bulduğumuz en iyi konum değeri, 4FGL J1828.0-1133'ün 4FGL noktasal kaynaklar kataloğunda yayınlanmış olan konumundan sadece 0°.045 uzaklıktadır. Şekil 1'in sağ panelinde de görüldüğü gibi, yeşil artı işareti ile temsil edilen 4FGL kataloğu konumu ve turkuaz renkli çarpı işareti ile temsil edilen yeni konumunun yeşil ve turkuaz renkli hata elipsleri birbiri ile kesilmektedir.

Şekil 1'in her iki paneldeki gökyüzü haritası üzerinde gösterilen beyaz kontürler ise GLEAM tarafından gözlemlenen G20.1-0.2'nin radyo verilerini temsil eder. Buna göre, 4FGL J1828.0-1133'ün bu çalışmada bulunan en iyi yeni konumu, en yüksek radyo kontür seviyesinin içinde kalmaktadır. Ancak *Fermi*-LAT'ın açılal çözünürlüğünün yetersizliği sebebiyle, G20.1-0.2'nin radyo dalgaboylarında gözlemlenen yarı-kabuk yapısı, gama ışınları gözlemlerinde görüntülenememiş ve 4FGL



Şekil 2. 4FGL J1828.0-1133'ün 0.2-300 GeV enerji aralığında *LogParabola* fonksiyonuna uygunluğunu tespit ettiğimiz enerji tayfı, siyah kesikli çizgi ile gösterilmiştir. Kesikli çizginin iki tarafındaki siyah düz çizgiler ise bu tayf modelin hata aralığını göstermektedir. 4FGL J1828.0-1133'ün hesaplanmış olan akı noktaları ve bu akıların istatistiksel hataları da gösterilmiştir. Oklarla belirtilen akı noktaları, bu akı değerlerine karşılık gelen enerji aralığında hesaplanmış olan akı üst sınırlarını belirtmektedir.

J1828.0-1133'ün gama ışınlarında noktasal bir kaynak olarak tespit edilmesi sonucunu doğurmuştur.

Şekil 2, 4FGL J1828.0-1133'ün enerji tayfını göstermektedir. 4FGL J1828.0-1133'ün bu çalışmada bulduğumuz en iyi konum koordinatları kullanılarak ve bu noktasal kaynağın enerji tayf modelinin *LogParabola* modeline uyduğu varsayıldığında, 0.2-300 GeV enerji aralığında bulunan enerji akısı değeri $\text{MeV cm}^{-2} \text{s}^{-2}$ cinsinden $(2.08 \pm 0.12) \times 10^{-5}$ olarak ve toplam foton akı değeri ise $\text{foton cm}^{-2} \text{s}^{-2}$ cinsinden, $(3.73 \pm 0.26) \times 10^{-8}$ olarak bulunmuştur. Bulduğumuz bu sonuçların, 4FGL J1828.0-1133'ün 4FGL nokta kaynaklar kataloğunda raporlanan analiz sonuçları ile uyumlu olduğu görülmektedir.

G20.1-0.2'nin radyo dalgalı boylarında kabuksu bir SNK olarak görüntülenmesine rağmen, *Fermi-LAT*'ın açılabilir çözünürlüğünün düşük olması dolayısıyla gama ışınlarında noktasal bir kaynak olarak tespit edilmesine sebep olmaktadır. Dolayısıyla, bu SNK'nın genişlik ölçümlerinin tekrarlanıp, bu kalıntının gama ışınlarında gerçekten de noktasal bir yapıda olup olmadığının anlaşılabilmesi için daha fazla veriye ihtiyaç vardır.

Bu çalışmamızda 4FGL J1828.0-1133 için elde ettiğimiz en iyi konum koordinatlarının, G20.1-0.2'nin GLEAM tarafından ölçülen en yüksek seviyedeki radyo ışınması konumu ile çakışması, gama ışınmasının "leptonik" kaynaklı olabileceğine işaret etmektedir. Leptonik kaynaklı gama ışınması, SNK şok dalgalarında elektronların ivmelendirilmesi ve bu elektronların YAO'daki düşük enerjili fotonlarla çarpışarak ters-Compton etkileşimi sonucu oluşmaktadır. Aynı ivmelendirilmiş elektronlar, ayrıca senkrotron ışınması oluştururlar, ki bu ışınma da radyo ve X-ışını dalga boylarında gözlemlenebilmektedir. 4FGL J1828.0-1133'ten ya da G20.1-0.2'den "leptonik" gama ışınması geldiğini kesin olarak gösterebilmemiz için enerji tayfını radyatif modellerin de hesaba katılması gerekmektedir. Dolayısıyla, çalışmamızın devamında, G20.1-0.2'nin enerji tayfı

verilerine en uygun olabilecek radyatif modelleri test etmek istiyoruz.

Teşekkür

Fermi-LAT verilerinin herkes için erişilebilir olmasını sağladıkları için *Fermi* proje çalışanlarına teşekkürlerimizi sunarız. GLEAM radyo veri dosyalarını bizimle paylaştığı için Dr. N.H. Walker'a da teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Abdollahi, S. et al., 2022, Incremental Fermi Large Area Telescope Fourth Source Catalog, *ApJS* 260 53
- Araya, M. et al., 2023, Fermi-LAT detection of G118.4 + 37.0: a supernova remnant in the Galactic halo seen around the Calvera pulsar, *MNRAS*, 518, 4132
- Green, D. A., 2019, A catalogue of 294 Galactic supernova remnants, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 40, 36
- Hurley-Walker, N. et al., 2019, Candidate radio supernova remnants observed by the GLEAM survey over $345^\circ < l < 60^\circ$, $180^\circ < b < 240^\circ$, <https://doi.org/10.48550/arXiv.1911.08124>
- Mattox J. R. et al., 1996, The Likelihood Analysis of EGRET Data, *ApJ*, 461, 396
- Ranasinghe, S., Leahy, D. A., Tian, W., New Distances to Four Supernova Remnants, *Open Physics Journal*, 4, 1-13
- Vink, J., *Physics and Evolution of Supernova Remnants*, Springer Cham, ISSN: 0941-7834, 2020.

Access:

M23-0389: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Kütle Aktarımlı Milisaniye X-ışını Pulsarlarında Zaman Analizi Yöntemleri ile Uygulamalar

M. Turan Sağlam¹ *, Can Güngör² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul 34116, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Türkiye

Accepted: November 22, 2022. Revised: November 21, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Çalışmamızda, sürekli atma gösteren 5 kütle aktarımlı milisaniye X-ışını pulsarının (Accreting Millisecond X-ray Pulsar – AMXP) –SAX J1808.4-3658, IGR J1749.8-2921, XTE J1751-305, XTE J1807-294 ve XTE J1814-338– zaman analizi sonuçlarını sunmaktayız. Bu kaynaklara ait Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE) uydusu üzerinde bulunan Proportional Counter Array (PCA) dedektörü verisini 3.0 – 30.0 keV aralığında sınırladıktan sonra 128 s zaman dilimlerine ayırdık. Her bir zaman dilimine karşılık gelen güç spektrumlarını iki farklı yöntemle (Z^2 testi ve maksimum olabilirlik çıkarımı) elde ettik. İki yöntemde de her bir kaynağa ait literatürden alınan dönme frekansları civarında milisaniye mertebesindeki duyarlılıklarla taramalar gerçekleştirilerek en olası dönme frekansları tespit ettik. Çalışmamız sonucunda her kaynağa ait dönme frekansının zaman evrimi ve güncel yörünge dolanma dönemi değerleri literatüre kazandırılmıştır. Ayrıca örneğimizden SAX J1808.4-3658 kaynağına ait yörünge düzeltmeleri yapılmış ve elde edilen dolanma dönemleri teyit edilmiştir. İncelediğimiz kaynaklar kullanılarak milisaniye mertebesinde uygulanabilecek zaman analizi yöntemlerinin avantaj ve dezavantajları tartışılmıştır.

Abstract

In our study, we present the temporal properties of 5 accreting millisecond X-ray pulsars (AMXPs) –SAX J1808.4-3658, IGR J1749.8-2921, XTE J1751-305, XTE J1807-294 and XTE J1814-338– showing continuous pulsation in their X-ray light curves. After limiting the data taken by Proportional Counter Array (PCA) on-board the Rossi X-ray Timing Explorer (RXTE) of these sources to the energy range of 3.0 - 30.0 keV, we split the data into 128 s time intervals. We obtain the power spectra corresponding to each time interval by using two different methods (Z^2 test and maximum likelihood). In both methods, the search is done with sub-millisecond sensitivities around the expected spin frequencies for the sources and the most probable spin frequencies are determined. As a result of our research, the time evolution of spin frequencies and orbital periods were obtained. Furthermore, we confirm the orbital period obtained throughout our analysis of SAX J1808.4-3658 via orbital correction.

Anahtar Kelimeler: timing analysis, Z^2 method, maximum likelihood technique

1 Giriş

Düşük kütleli X-ışını çiftleri, bileşenlerinden biri karadelik veya nötron yıldızı olan bir sıkışık nesne ve diğer bileşeni geç tip yaklaşık bir güneş kütlelerinden daha düşük kütleyle sahip olan anakol yıldızından oluşan çift sistemlerdir. Anakol yıldızı yaşamının son dönemlerinde hacmini genişleterek yarıçapını arttırmaya ve böylece eş potansiyel yüzeyini doldurmaya başlar. Sonuçta eşlikçi yıldız, sistemin birinci Lagrange noktasından sıkışık nesnenin Roche lobuna madde aktarır. Akan yıldız maddesi doğrudan sıkışık nesneye düşmek yerine, nesne etrafında bir disk yapısı oluşturur. Sıkışık cismin nötron yıldızı olduğu sistemlerde, diskin iç kısımlarında bulunan madde, nötron yıldızının manyetik alan çizgilerini takip ederek kutup bölgelerine yağar. Aktarılan maddenin kütle çekim potansiyel enerjisi, gözlenen X-ışın akısının ana kaynağıdır.

1995 yılında NASA tarafından yörüngeye yerleştirilen X-ışını uydusu RXTE'nin (Gruber ve diğ. 1995) görevi 2012 yılında sonlanmış olmasına rağmen 16 yıllık süreçte depoladığı veri hala gözlemsel X-ışını çalışan astrofizikçiler için önemli bir yere sahiptir. Çalışmamızda RXTE uydusuna ait 2-60 keV

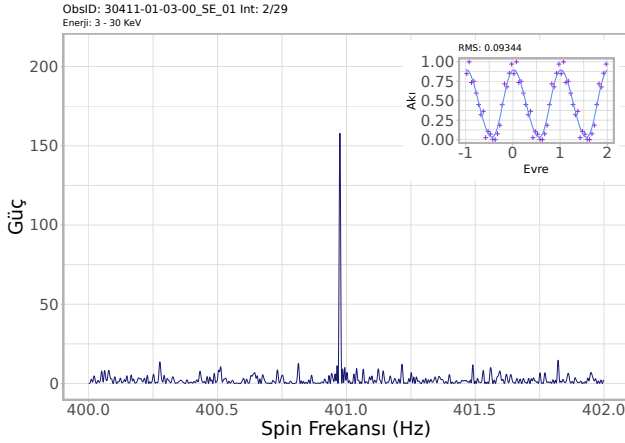
enerji aralığına duyarlı ve 256 enerji kanalına sahip olan PCA dedektörü (García ve diğ. 2014) verisi analiz edilmiştir. PCA dedektörünün en hassas enerji aralığı 3-30 keV'dir. Ayrıca incelediğimiz kaynakların da yumuşak X-ışında daha yağın atmalar göstermesi sebebiyle zaman analizlerinde bu enerji aralığı tercih edilmiştir.

Zaman analizi için uyguladığımız ilk metod Z^2 testi metodu (Brazier 1994) klasik fourier metoduna nazaran ışık eğrisi oluşturmadan uygulanabilen istatistiksel bir yöntem olması sebebiyle özellikle milisaniye mertebesinde spin dönemlerine sahip olan kaynaklar için daha verimli çalışmaktadır.

Z^2 metodunun yanı sıra yine çok düşük dönme frekanslarını tespit etmede çalışan maksimum olabilirlik çıkarımı yöntemini milisaniye X-ışını pulsarına uyguladık. Maksimum olabilirlik çıkarımı yöntemi Z^2 yöntemine göre daha duyarlı olsa da yöntemin handikabı olasılık fonksiyonu olarak kullanmak adına bir atma profiline ihtiyaç duymasındır. Matematiksel sistematiğini aşağıda anlattığımız maksimum olabilirlik çıkarımı yöntemi ile verilen şablon atma profiline uygun değişimin olup olmadığı ve eğer uygun bir değişim varsa gelen foton paketi içerisindeki en olası faz kayma miktarı tespit edilebilmektedir.

Ayrıca, aynı Yer'in Güneş etrafındaki dolanımından kaynaklanan zaman farklılığı olması gibi X-ışını çiftlerinin

* mustafaturansaglam@ogr.iu.edu.tr



Şekil 1. SAX J1808.4-3658 kaynağına ait örnek bir gözlem (ObsID: 30411-01-03-00) verisinin ikinci 128 s zaman kesitinden elde edilen güç spektrumu (ana panel) ve en güçlü frekans değeri kullanılarak oluşturulan minimum ve maksimum akı değerlerine normalize edilmiş atma profili (sağ üst panel).

yörüngelerindeki hareketleri de fotonun ulaşma zamanında değişimlere sebep olmaktadır. Yörünge parametreleri bilindiği takdirde bu etki ortadan kaldırılabilir. Ancak çalışmamızda, maksimum olabilirlik çıkarımı yönteminin sonucu olarak bu etkiyi tespit etmeyi amaçladığımız için öncelikle yörünge düzeltmesi uygulanmamış yörünge dönemi zaman analizi çıktısı olarak tarafımızca tespit edilmiştir. En olası faz kaymalarının zaman evrimi kullanılarak Period04 (Lenz & Breger 2005) programı ile yörünge sistemlerinin yörünge dönemleri duyarlı bir şekilde tespit edilmiştir.

Son olarak literatürde oldukça çalışılmış bir kaynak olan SAX J1808.4-3658 için kullandığımız tekniklerin testleri gerçekleştirilmiş ve sonuçlar hem Z^2 ve maksimum olabilirlik çıkarımı yöntemi kendi içerisinde hem de literatürdekilerle karşılaştırılmıştır.

2 RXTE Gözlemleri ve Veri Analizi

Örneğimizdeki 5 AMXP kaynağına ait tüm RXTE verisi HEASARC (Richmond & White 1994; NASA 2022) NASA tarafından koordine edilen veri tabanından "Archive Downloader" (Güngör ve diğ. 2022) programı ile veri yapısı korunarak, yerel sunucuya kopyalanmış ve veri analizi için hazır hale getirilmiştir. İlk olarak HEASOFT programının FXBARY alt programı ile ham veri içerisindeki zaman bilgisine "Güneş merkezine indirgeme işlemi" uygulanmıştır. Bu düzeltme sayesinde gözlem veri dosyalarına BARYTIME kolonu eklenmiş ve tüm zaman analizleri bu kolon üzerinden gerçekleştirilmiştir.

2.1 Z^2 Testi Methodu

RXTE/PCA ham verisinde bulunan her fotona ait ulaşma zamanı ve kanal bilgisi kullanılarak dedektörün en duyarlı olduğu 3.0-30.0 keV aralığında analizlerimizi gerçekleştirdik. Zaman analizi için kullandığımız ilk metod olan Z^2 metodu, Z^2 hesaplanan güç değeri; N , toplam foton sayısı, Φ ; fotonların ulaşma zamanlarının fazı; k , Φ 'nin kaçınıcı dereceden

çözümünün yapıldığı olmak üzere,

$$Z^2 = \frac{2}{N} \sum_{k=1}^n \left[\left(\sum_{j=1}^N \cos k\Phi_j \right)^2 + \left(\sum_{j=1}^N \sin k\Phi_j \right)^2 \right] \quad (1)$$

fonksiyonu kullanılarak belirli bir spin frekansına ait güç değerinin hesaplanması temeline dayanır. Bu 5 farklı kaynağa ait dönme frekansları literatürde bulunmaktadır. Her bir kaynak için bunu merkezi frekans olarak kullanarak ± 1 Hz aralıklarında 10^{-4} Hz adımlarla Z^2 güç değerleri elde edilmiş ve her bir kaynağa ait güç spektrumları oluşturulmuştur. Bu sayede onbinde bir çözünürlükte frekans değişimleri tespit edilebilmektedir.

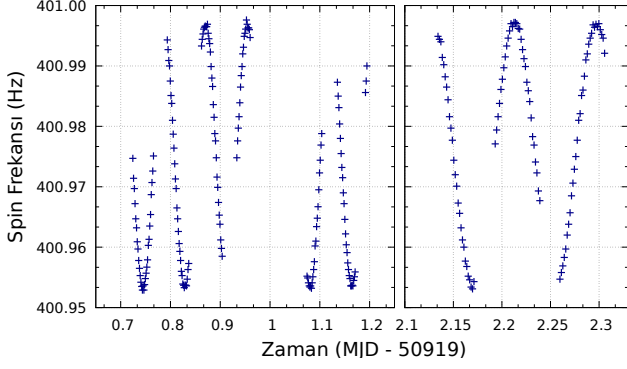
Her bir gözlem verisi 128 s'lik eşit zaman kesitleri ayrılarak, bu zaman kesitine ait Z^2 güç değerleri yani güç spektrumu elde edilmiş ve en güçlü spin frekansı tespit edilmiştir. Poz sürelerindeki, 128 s'nin tam katı olmayan kısım, gözlem başı ve sonundan eşit miktarda kesilerek, bu dönemdeki düzensizliklerden kaçınılmaya çalışılmıştır. Her bir 128 s'lik zaman kesitinde elde edilen dönme frekansına ait atma profilleri yumuşatılarak ortalama karekök (RMS, root-mean-square) değerleri tespit edilmiş ve bu sayede elde edilen atma profillerinin kalitesi sistematik bir şekilde ortaya konmaya çalışılmıştır. Şekil 1'de SAX J1808.4-3658 kaynağının örnek bir gözlemine (ObsID: 30411-01-03-00) ait güç spektrumu, en güçlü frekanstan elde edilen atma profili ile birlikte verilmektedir.

Örneğimizdeki AMXP kaynaklarına ait yörünge dönemleri, en güçlü frekans değerlerinin zaman evriminden elde edilebilir. Şekil 2'de SAX J1808.4-3658 kaynağına ait 3 farklı gözlem verisi (ObsID: 30411-01-03-00, 30411-01-04-00 ve 30411-01-05-00) üzerinde 128 s'lik zaman aralıklarında gerçekleştirilen Z^2 test sonuçlarından, maksimum güç değerine sahip olan frekansların zaman içerisindeki değişimi gösterilmiştir. Bu değişimin dönemini Period04 programı (Lenz & Breger 2005) ile "Hızlı Fourier Dönüşümü" (Fast Fourier Transform – FFT) kullanılarak hesaplanmıştır. Şekil 3'de Period04 programı ile elde edilen güç spektrumu gösterilmektedir. Bu sayede milisaniye mertebesinde Z^2 zaman analizi yöntemi kullanılarak elde edilen spin frekanslarının zaman evriminden sisteme ait yörünge dönemlerine ulaşılmıştır.

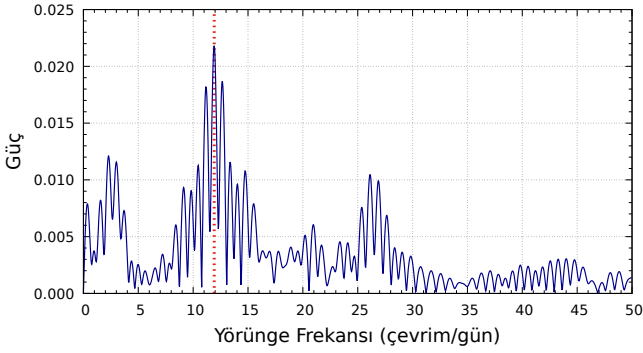
2.2 Maksimum Olabilirlik Çıkarımı

Maksimum olabilirlik çıkarımı, Z^2 tekniği ile edilen atma frekansı bilgisi, bir başlangıç zamanı ve atma profili kullanılarak, atma profiline benzer bir değişimin varlığındaki en olası faz kaymasının tespit edilmesine olanak sağlar. Yöntemin uygulanabilmesi için öncelikle atma profili elde edilmeli ve atma profilinin altında kalan alan bire eşit olacak şekilde kalibre edilerek atma profilinin olasılık fonksiyonu olarak kullanılması sağlanmalıdır. Denklem 2'deki $P(\Phi)$, atma profilinden elde edilen olasılık fonksiyonunu göstermektedir. Yöntemde öncelikle her bir zaman bilgisi (T_i) en uygun başlangıç zamanı (T_0) ve dönme frekansı (ν) kullanılarak evre değerleri elde edilmelidir (Φ_i). İncelenen bölgede varsayılan bir faz kayması (Φ_{off}) için gözlem kesitindeki tüm Φ_i değerleri kullanılarak

$$Prob(\Phi_{\text{off}}) = \prod_{i=1}^N P(\Phi_i - \Phi_{\text{off}}) \quad (2)$$



Şekil 2. SAX J1808.4-3658 kaynağının spin frekansının zaman evrimi.

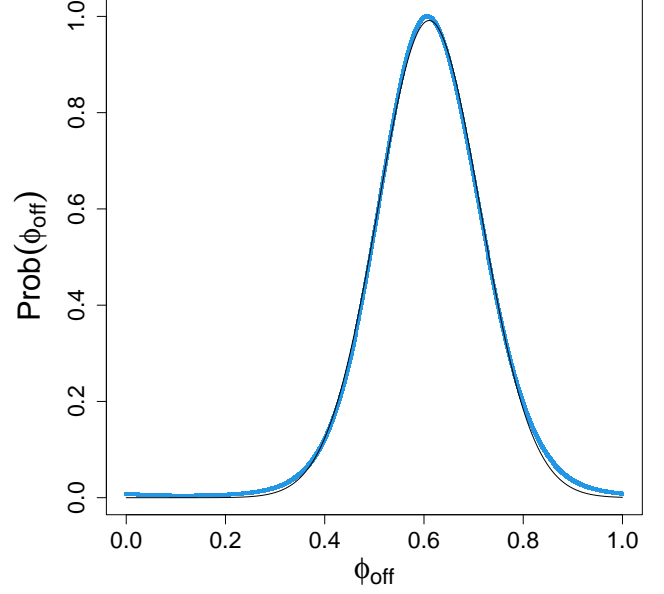


Şekil 3. SAX J1808.4-3658 kaynağının frekans zaman evriminden elde edilen güç spektrumu. Kırmızı düşey çizgi ile gösterilen en güçlü frekans değeri tespit edilen yörünge dönemini işaret etmektedir.

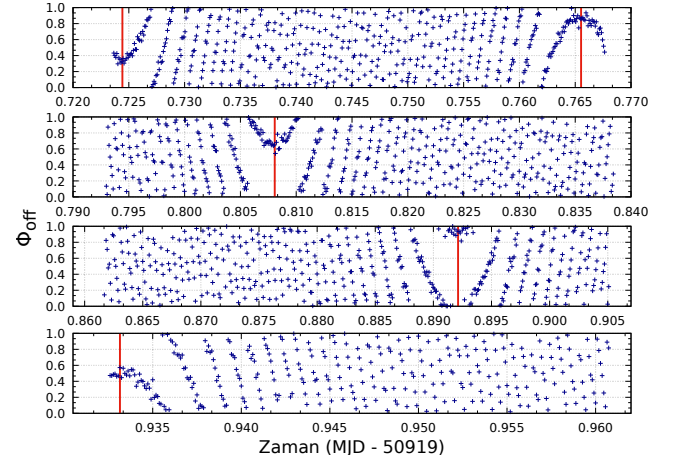
yardımıyla bir olasılık tespit edilir. Z^2 yöntemi ile atma profilinin elde edildiği, dolayısıyla T_0 ve ν değerlerinin belirlendiği zaman kesiti dışındaki kesitlerde maksimum olasılık çıkarımı yöntemi kullanılarak en olası faz kaymaları tespit edilir. Şekil 4'de SAX J1808.4-3658 kaynağına ait 30411-01-03-00 ObsID numaralı gözlem verisine ait 8 saniyelik bir zaman aralığının faz kayması değerlerinin olasılık dağılımı gösterilmektedir. Burada x eksenine Denklem 2'de Φ_{off} olarak verilen girdi faz kayması değerlerini ve y eksenine bu faz kaymalarına karşılık gelen olasılıkları göstermektedir. Şekle göre verilen zaman kesitindeki en olası faz kayması ~ 5.5 civarındadır. Gauss eğrisinin yarı yükseklikteki tam genişlik değeri (FWHM, full width at half maximum) elde edilen en olası faz kayması değerinin hatasını vermektedir.

Yöntem SAX J1808.4-3658 kaynağının RXTE gözlemlerine, her bir gözlem seti 8 s'lik zaman kesitlerine ayrılarak uygulanmış ve bu 8 s'lik kesit için en olası faz kayması değerleri tespit edilmiştir. Uygulanan zaman kesitinin 8 s gibi kısa bir süre olması maksimum olasılık çıkarımı yönteminin ne derece hassas çalışabildiğini göstermek adına bir kanıt oluşturmaktadır. Ancak bir girdi atma profiline ihtiyaç duyması yöntemin handikabıdır.

Atmanın kaynağı olan nötron yıldızının LMXB sistemi içerisinde, bileşen yıldız ile oluşturduğu ortak kütle merkezi etrafındaki dolanma hareketi kaynaktan gelen faz kaymalarının dönemsel bir biçimde değişimine neden olur. Dolayısıyla, elde edilen en olası faz kayması değerlerinin zaman içerisindeki evrimi kullanılarak sistemin yörünge döneminin hassas bir



Şekil 4. SAX J1808.4-3658 kaynağına ait örnek bir gözlem (ObsID: 30411-01-03-00) verisine ait ilk 8 s zaman kesitinden elde edilen faz kayması olasılık dağılımı.



Şekil 5. SAX J1808.4-3658 kaynağına ait 30411-01-03-00 ObsID'li gözlem verisi üzerine 8 s'lik zaman kesitlerindeki en olası faz kayması değerlerinin zaman evrimi. Kırmızı dik çizgiler uçdeğer noktalarını göstermektedir.

şekilde belirlenmesini sağlar. Şekil 5, arka arkaya 3 ObsID için 8 s zaman kesitlerinden elde edilen en olası fazların zaman içerisindeki evrimini göstermektedir. Bu grafikten görüldüğü gibi bazı bölgelerde dönüm noktaları oluşturmaktadır. Bu dönüm noktaları PERANSO (Husar 2006) programı yardımıyla hassas bir şekilde belirlenmiştir. Sonuç olarak aynı türden dönüm noktaları arasındaki zaman farkı bize kaynağına ait yörünge dönemi bilgisini vermektedir.

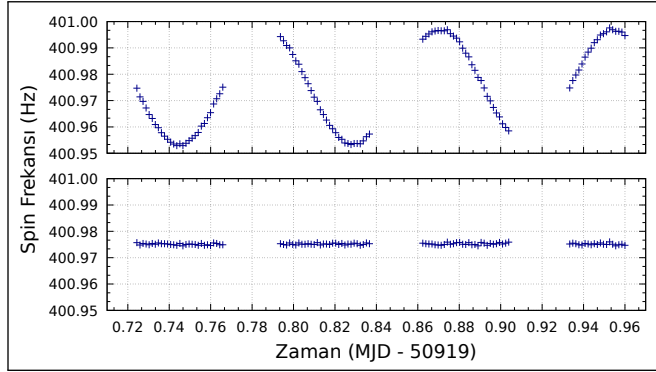
2.3 Yörünge Döneminin Belirlenmesi ve Yörünge Düzeltmesi

Gözlemlerden Yer'in yörünge etkisinin arındırılabilmesi için uygulanan Güneş merkezine indirgeme işlemi HEASOFT

Çizelge 1. Zaman analizi yapılan kaynaklara ait sonuçlar.

Kaynak	Veri Sayısı (RXTE)	Literatür Frekansları (Hz)	Minimum Frekans (Hz)	Maksimum Frekans (Hz)	Ortalama Atma Frekansı (Hz)	Yörünge Dönemi (saat)
SAX J1808.4-3658	764	401 ¹	400.9521	400.9985	400.9765±0.0227	2.0136±0.0027
IGR J1749.8-2921	167	401 ²	400.9221	401.0574	400.9946±0.0445	3.8474±0.0183
XTE J1751-305	298	435 ³	435.3058	435.3302	435.3185±0.0331	0.7071±0.0029
XTE J1807-294	217	190 ⁴	190.6193	190.6274	190.6235±0.0017	0.6679±0.0002
XTE J1814-338	169	314 ⁵	314.3051	314.4074	314.3568±0.0361	4.2748±0.0062

¹Marshall ve diğ. (1998); ²Papitto ve diğ. (2011); ³Markwardt (2001); ⁴Markwardt ve diğ. (2003); ⁵Markwardt & Swank (2003)



Şekil 6. SAX J1808.4-3658 SAX J1808.4-3658 kaynağına ait 30411-01-03-00 ObsID'li gözlem verisinin zaman içindeki frekans değişimi (üstte) ve yörünge düzeltmesi işleminin ardından yapılan zaman analizi sonrası frekans değişimi grafiği (altta).

bünyesinde bulunan FXBARY alt programı ile gerçekleştirilmiştir. Benzer şekilde ikili sistemin yörünge hareketi kaynaklı zaman gecikmeleri t_d , gecikme zamanı A , yarı-büyük eksenin izdüşümü; P_{orb} , yörünge dönemi; t_{em} , fotonun ulaşma zamanı ve T^* ise nötron yıldızının çıkış düğümünden geçme zamanı olmak üzere

$$t_d = A \sin \left(\frac{2\pi}{P_{orb}} (t_{em} - T^*) \right) \quad (3)$$

eşitliği ile hesaplanabilir. Örnek olarak kullandığımız SAX J1808.4-3658 kaynağını literatürden toplanan yörünge parametreleri ile yörünge düzeltmesi uygulamadan önce ve sonraki tespit edilen spin frekansı Şekil 6'de gösterilmektedir. Yörünge düzeltmesi için gerekli olan yörünge dönemi düzeltme yapılmadan önce elde edilen spin frekansı zaman evriminden elde edilmiş ve yörünge düzeltmesi için kullanılmıştır. Denklem 3'de gerekli olan diğer tüm parametreler Hartman ve diğ. (2008)'den alınmıştır.

3 Sonuçlar ve Tartışma

Yaptığımız bu çalışmada iki farklı zaman analizi yöntemini 5 farklı milisaniye X-ışını pulsarı için denedik. Sonuçlarımız 1'de gösterilmiştir. Analizler sonucunda elde ettiğimiz verilerin, literatürde daha önceden tespit edilmiş değerlerle tamamen tutarlı olduğunu tespit ettik. Z^2 yöntemi özellikle milisaniye mertebesindeki zaman analizi hesaplamaları için çok daha kullanışlı olmaktadır. Z^2 yönteminin yetersiz olduğu bazı durumlarda kullandığımız istatistiksel bir yaklaşım olan maksimum olabilirlik çıkarımı, özellikle daha kısa zaman aralıklarında çalışabilmesi sebebiyle az sayıda foton içeren

gözlem kesitlerine ya da hızlı değişim gösteren kaynaklarda kısa zaman aralıklarına uygulanabilir. Z^2 yönteminde herhangi bir girdi frekansına ya da başka bir girdi parametresine ihtiyaç duyulmazken maksimum olabilirlik çıkarımı yönteminin çalışabilmesi için atma modelinin (ya da herhangi bir sistematik değişim) önceden tespit edilmiş olması gerekir.

Teşekkür

Değerli çalışmalarından dolayı UAK2022 ekibine ve Türk Astronomi Derneğine teşekkür ederiz. Katkılarından dolayı hakemlere minnettarlığımızı sunarız. Bu çalışma TÜBİTAK, 120F094 numaralı "Düşük Kütleli X-ışın Çiftlerinde Olası Atmaların Maksimum Olabilirlik Çıkarımı Kullanılarak Araştırılması" isimli projenin bir parçasıdır. Destek için TÜBİTAK'a teşekkür ederiz. Bu çalışma Bilim Akademisi Genç Bilim İnsanları Ödül Programı (BAGEP) ile desteklenmiştir. CG, desteklerinden dolayı Bilim Akademisine teşekkür eder.

Kaynaklar

- Brazier K. T. S., 1994, *MNRAS*, 268, 709
 García J. A., McClintock J. E., Steiner J. F., Remillard R. A., Grinberg V., 2014, *ApJ*, 794, 73
 Gruber D. E., MacDonald D., Rothschild R. E., Boldt E., Mushotzky R. F., Fabian A. C., 1995, Granularity of the Diffuse Background Observed, NASA STI/Recon Technical Report N
 Güngör C., Duran H. M., Sağlam M. T., 2022, Veri Bilimi, 5, 45
 HEASARC 2016, <http://heasarc.gsfc.nasa.gov>
 Hartman J. M., ve diğ., 2008, *ApJ*, 675, 1468
 Husar D., 2006, BAV Rundbrief - Mitteilungsblatt der Berliner Arbeits-gemeinschaft fuer Veraenderliche Sterne, 55, 32, *ADS*
 Lenz P., Breger M., 2005, *Communications in Asteroseismology*, 146, 53
 Markwardt C., 2001, Observations of the Newly Discovered Millisecond Accreting Pulsar XTE J1751-305, Chandra Proposal ID 03408093
 Markwardt C. B., Swank J. H., 2003, *IAU Circ.*, 8144, 1, *ADS*
 Markwardt C. B., Smith E., Swank J. H., 2003, *IAU Circ.*, 8080, 2, *ADS*
 Marshall F. E., Wijnands R., van der Klis M., 1998, *IAU Circ.*, 6876, 1, *ADS*
 Papitto A., Ferrigno C., Bozzo E., Gibaud L., Burderi L., di Salvo T., Riggio A., 2011, *The Astronomer's Telegram*, 3556, 1, *ADS*
 Richmond A., White N., 1994, in *Bulletin of the American Astronomical*

Access:

M23-0378: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

TESS'in Mirası: Gökada Muhitimizde Geçiş Yapan Ötegezegen Sayımı

Tansu Daylan¹  

¹ Department of Astrophysical Sciences, Princeton University, 4 Ivy Lane, Princeton, NJ 08544

Accepted: December 18, 2022. Revised: November 24, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Yıldızların önünden geçerken ürettikleri geçiş sinyali, ötegezegenleri keşfedebilmemizi ve nitelendirmemizi sağlayan en önemli gözlemlenebilirlerden biridir. Geçiş Yapan Ötegezegen Tarama Uydusu (TESS) tarafından toplanan hassas ışık ölçüm verisi kullanarak, TESS İlginç Nesne çalışma grubu Kasım 2022 itibarıyla 6.000'i aşkın ötegezegen adayı tespit etmiştir. Bunlar içerisinde barınak yıldızı genç, yörünge mimarisi nadir ve çok-gezegenli birçok sistem bulunmaktadır. Bu çeşitliliğin ötegezegen oluşum ve evrim süreçleri konusundaki algımızı ciddi şekilde güçlendirmesi beklenmektedir. Bilhassa TESS'in keşfettiği birçok küçük ötegezegen JWST ve diğer uzay- ve yer-konuşlu büyük teleskoplar tarafından geçiş tayfı ölçümüne elverişlidir ve Neptün-altı ve karasal ötegezegenlerin atmosfer niteliklerinin ortaya çıkarılmasına büyük bir katkıda bulunmaktadırlar.

Abstract

The photometric signal produced when an exoplanet transits its host star is one of the most fundamental observables that allows us to discover and characterize exoplanets. Using the high-precision photometry from the Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS), the TESS Objects of Interest (TOI) working group has identified over 6,000 TOIs as of November 2022. Among these are many systems with young host stars, rare orbital architectures, and multiple planets. It is anticipated that this diversity will significantly strengthen our understanding of processes in planet formation and evolution. In particular, numerous small worlds discovered by TESS are amenable to transmission spectroscopy using JWST and other ground- and space-based large telescopes and play a major role in revealing the atmospheric properties of sub-Neptunes and terrestrial planets.

Anahtar Kelimeler: Planetary systems, (stars:) planetary systems; telescopes, techniques: photometric

1 Giriş

Ötegezegenlerin barınak yıldızlarının önünden geçişleri, keşiflerini ve nitelendirilmelerini mümkün kılan oldukça önemli bir gözlemlenebilir sunmaktadır (Rosenblatt 1971; Black 1980; Tarter ve diğ. 1986). Hassas ışık ölçümleri sayesinde geçiş yaptığı tespit edilen ilk ötegezegen HD 209458 b (Charbonneau ve diğ. 2000; Henry ve diğ. 2000), geçiş yöntemi ile keşfedilen ilk ötegezegen de OGLE-TR-56 b (Udalski ve diğ. 2002; Konacki ve diğ. 2003) olmuştur. Geçiş gözlemlerine dayanan keşifler, keşfedilen ötegezegenlerin yarıçap ve yörünge periyodu gibi fiziksel özelliklerinin dağılımında belirli istatistiksel sapmalara neden olmaktadır (Kipping & Sandford 2016). Buna rağmen bu sapmaların doğru modellenmesi sonucunda, geçiş yöntemini kullanarak ötegezegenlerin oluşum sıklığı (Howard ve diğ. 2010), yörünge mimarisi (Winn & Fabrycky 2015) ve atmosfer özellikleri (Deming ve diğ. 2013; Kreidberg ve diğ. 2014; Daylan ve diğ. 2021b) hakkında bilgi edinebilmek mümkündür.

Gezegemizin oluşumunu ve 4.5 milyar yıllık evrimini anlayabilmemiz için küçük ($R < 4R_{\oplus}$) ötegezegenleri incelememiz gerekir. Geçiş derinliği, gezegen-yıldız yarıçap oranının karesiyle orantılıdır. Örneğin Güneş benzeri bir yıldızın yörüngesindeki Dünya benzeri bir ötegezegenin geçiş derinliği yaklaşık olarak 100 ppm olacaktır. Fakat

gözlemsel açıdan atmosferden kaynaklanan ışık titremesi ışık ölçüm hassasiyetini sınırlamakta, geniş-açılı tarama teleskoplarının elde edebileceği gürültünün ~ 1 ppt seviyesinin altına inmesine izin vermemektedir. Bu nedenle yüksek ($\lesssim 1$ ppt) hassasiyet gerektiren küçük ötegezegenlerin keşfi yer-konuşlu teleskoplar tarafından gerçekleştirilememekte ve uzay-konuşlu teleskoplara ihtiyaç duyulmaktadır (Borucki & Summers 1984). Geçiş yapan küçük ötegezegen arayışı konusunda en büyük atılımlardan biri Kepler Uzay Teleskobu olmuştur (Borucki ve diğ. 2010). Kepler Uzay Teleskobu sayesinde Güneş Sistemi'nde örnekleri bulunmamasına rağmen yarıçapı Dünya ile Neptün'ünki arasında olan ötegezegenlerin galaksimizde bolca bulduklarını (Dressing & Charbonneau 2015) ve yapısal olarak da karasal süper-Dünyalar ve etrafında hidrojen ve helyum zarfı bulunduran mini-Neptünler olarak ikiye ayrıldıklarını öğrendik (Fulton ve diğ. 2017).

Geçiş Yapan Ötegezegen Tarama Uydusu (TESS) (Ricker ve diğ. 2015) 2018 yılı Nisan ayında uzaya gönderilen bir uzay teleskobudur. Ana amacı, barınak yıldızı ötegezegenin kütle ölçümüne elverişli olacak derecede parlak olan, küçük ötegezegenler keşfetmektir. 2018 yılı Temmuz ayında bilim gözlemlerine başlayan TESS geçtiğimiz dört yıl içerisinde önce ana, sonra da ilk uzatma görevini tamamlamıştır ve halihazırda ikinci uzatma görevine devam etmektedir. TESS'in 0.6-1.0 mikron arasındaki dalgaboylarına hassas, geniş açılı dört kamerası sayesinde teleskop toplamda 24 dereceye 96

* tdaylan@princeton.edu

derecelik bir bölgeyi pozlayabilmektedir. Bu da teleskobun yaklaşık bir yılda yarım ekliptik küreyi tarayabilmesini mümkün kılmaktadır. Sadece 116 derece² kaplayan bir alana bakan Kepler Uzay Teleskobu'nun aksine, TESS sadece ana görevi boyunca gökkürenin $\sim 73\%$ 'ünü taramıştır. Yaklaşık olarak tüm gökküreyi tarayabilmesi, TESS'in daha yakın ve parlak bir barınak yıldız topluluğuna hassas hale gelmesini sağlamıştır.

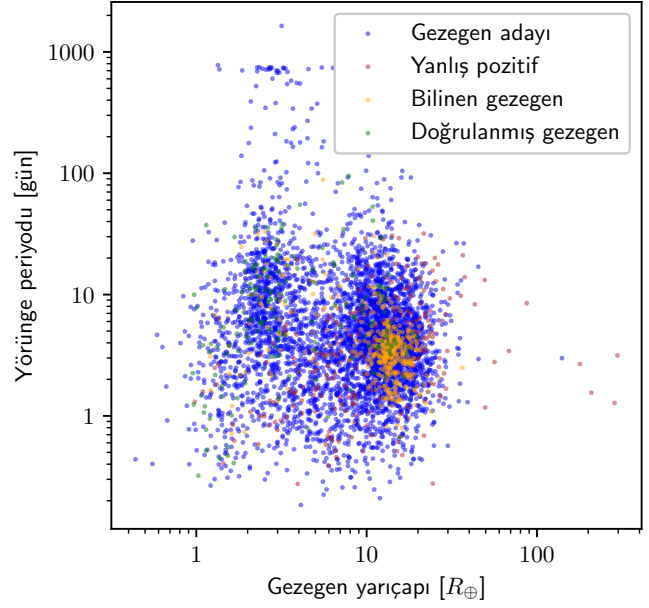
Bu davetli bildiride TESS'in geçtiğimiz dört yıl içerisinde ortaya koyduğu keşiflerin ana hatları özetlenecektir.

2 TESS İlginç Nesne (TOI) süreci

TESS'in Dünya etrafındaki eliptik yörüngesi Dünya'ya yaklaştığı yerberci civarında topladığı veriyi ~ 100 Mbps gibi yüksek hızlarda Dünya'ya iletebilmesini mümkün kılmaktadır. Bu sayede TESS ana görevi boyunca Tam Çerçeve Görüntülerini (FFI) 30 dakikalık, belirli sayıda seçilen hedef etrafındaki pikselleri ise 2 dakikalık sıklıkta toplamıştır. 2020-2022 arasındaki ilk uzatma görevinde ise indirilen iki FFI arasındaki süre 10 dakika olarak belirlenmiş, geçtiğimiz Eylül ayında başlayan ikinci uzatma görevinde ise bu sıklık 200 saniyeye kadar indirilmiştir. İkinci uzatma görevinde ek olarak yeröte civarında da veri iletimi yapılmaya başlanmıştır. TESS'in topladığı görüntülerdeki hedeflerde geçiş yapan ötegezegen aramak için açıklık ışık ölçümü yapılmaktadır. Daha sonra ortaya çıkan ışık eğrilerinde En Küçük Kareler Kutusu (BLS; Kovács ve diğ. 2002) yöntemi kullanılarak döngüsel kutular aranmaktadır (Twicken ve diğ. 2016; Huang ve diğ. 2020). Alınan BLS sinyalleri öncelikle makine öğrenmesi yardımı ile ön elemeyden geçirilmekte (Yu ve diğ. 2019), daha sonra da TESS İlginç Nesne (TOI) çalışma grubu tarafından incelenmektedir. Görevin ilk aylarında hedef yıldızların fiziksel özellikleri için TESS Girdi Kataloğu v7 (TICv7) kullanılmış olsa da (Stassun ve diğ. 2018), kısa sürede Gaia DR2 (Gaia Collaboration ve diğ. 2018) veri sürümündeki ~ 1.3 milyar ıraklık açısı ölçümü sayesinde güncellenen TICv8 (Stassun ve diğ. 2019) kullanılmaya başlanmıştır.

TESS için tüm gökküreyi tarayabilmenin doğal bir götürüsü, algıç piksellerinin büyük (bir kenarı 21") tutulması zorunluluğu olmuştur. Bu büyük pikseller de gökküredeki belirli bir noktasal kaynaktan alınan ışık eğrisinin komşu kaynaklardan gelen ışığı da içermesine sebep olmaktadır. Örneğin gözlemlenen bir sinyal hedef yıldız önünden geçiş yapan bir ötegezegenle tutarlı olmakla birlikte aynı zamanda hedef yıldızın ışığı yüzünden geçiş derinliği az algılanan bir komşu örten çift olma olasılığı da vardır. Bir başka deyişle, TESS ışık eğrilerinden elde ettiğimiz geçiş sinyallerini istatistiksel olarak doğrulamak (yanlış alarm hipotezini dışlamak) çoğunlukla mümkün olmamaktadır. Bu nedenle, algıçın kendisinden kaynaklanan bir sistematik hata olmadığı tespit edilen ve ötegezegenlerin sahip olabileceği boyutlarla tutarlı bir derinlikte olan periyodik geçiş sinyalleri birer ötegezegen *adayı* olarak TOI Kataloğu'na eklenmektedir. TOI çalışma grubumuz Kasım 2022 itibarıyla toplam 6.050 adet TOI tespit etmiştir.

TOI çalışma grubuna ek olarak 13.5 TESS kadirinden parlak FFI içerisindeki tüm hedefler için MIT'de üretilen ışık eğrilerini kullanarak bir sönük-yıldız ötegezegen taraması gerçekleştirilmekteyiz (Kunimoto ve diğ. 2022). Bu çalışma çerçevesinde ana görev boyunca çoğunluğu sıcak Jüpiter olmak üzere 1.617 adet TOI tespit edilmiştir. Uzatma görevinde artan görüntüleme sıklığı sayesinde daha küçük barınak yıldızlara hassas hale gelen ve halihazırda devam eden sönük-yıldız

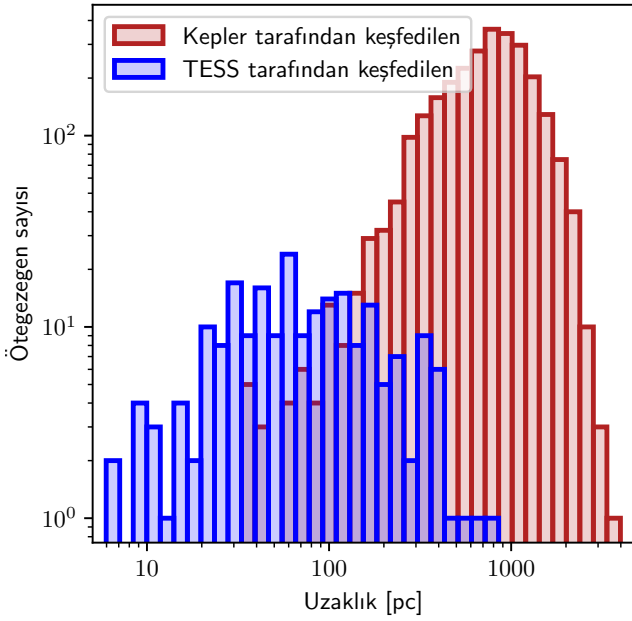


Şekil 1. TESS İlginç Nesnelere (TOI) yörünge periyodu ve yarıçapı dağılımı. Noktalar TOI kataloğundaki şu alt sınıfları ifade etmektedir: TESS ile geçişleri gözlemlenmesine rağmen TESS öncesinde bilinen ötegezegenler (turuncu), TFOP ve Gaia verisi veya müteakip TESS veri analizi sonucunda gezegen olamayacağı anlaşılan nesnelere (kırmızı), takip süreci sonucunda doğrulanmış ötegezegenler (yeşil), geriye kalan ve doğrulanmayı bekleyen ilginç nesnelere (mavi).

taraması Kasım 2022 itibarıyla toplamda 2.611 adet TOI tespit etmiştir.

Astronomi araştırma toplumu ile ExoFOP üzerinden paylaşılan TOI uyarıları daha sonradan TESS Takip Gözlem Programı (TFOP) çerçevesinde Dünya çapında çeşitli yer-konuşlu teleskop kaynakları kullanılarak takip edilmektedir. Geçiş yapan bileşenin gezegen hipotezi ile tutarsızlığı gösterildiğinde yanlış pozitif olarak etiketlenmektedir. Kasım 2022 itibarıyla TOI kataloğunun yalnızca %3'ünün yanlış pozitif olduğu belirlenmiş olsa da, dört senedir takip edilme şansı olan ilk girdilere bakıldığında bu oranın zamanla yükseleceğini düşünmekteyiz. TOI kataloğu içerisinde %7'lik bir oranla TESS ile geçişleri ölçülmesine rağmen TESS'ten önce bilinen ötegezegenler de yer almaktadır. Ortaya çıkan TOI yarıçap ve yörünge periyodu dağılımı Şekil 1'de verilmiştir. Şekilde ~ 700 günlük yörünge periyodu etrafında bir kümelenme görülebilir. Bunun sebebi, birden fazla yıla yayılan ve arada uzun gözlemsel boşluklar bulunan ışık eğrilerinden elde ettiğimiz ilginç nesnelere BLS sinyali ile tutarlı en büyük yörünge periyodu ile katalogluyor olmamızdır.

TOI doğrulaması üç alt süreçten oluşmaktadır: SG1 geçişin kaynak üzerinde olduğunu, SG2 geçiş üretebilecek bileşenin ötegezegen veya kahverengi cüce ile tutarlı, yıldız-altı bir kütle ($\lesssim 80 M_J$) sahip olduğunu, SG3 ise hedef barınak yıldızının yakın ($< 1''$) bir yıldız eşi olmadığını doğrulamayı amaçlar. Küçük olan ötegezegenlerin TFOP önceliği yüksek tutulmakta, bu sayede TESS'in küçük ötegezegen getirisi teşvik edilmektedir (Guerrero ve diğ. 2021).



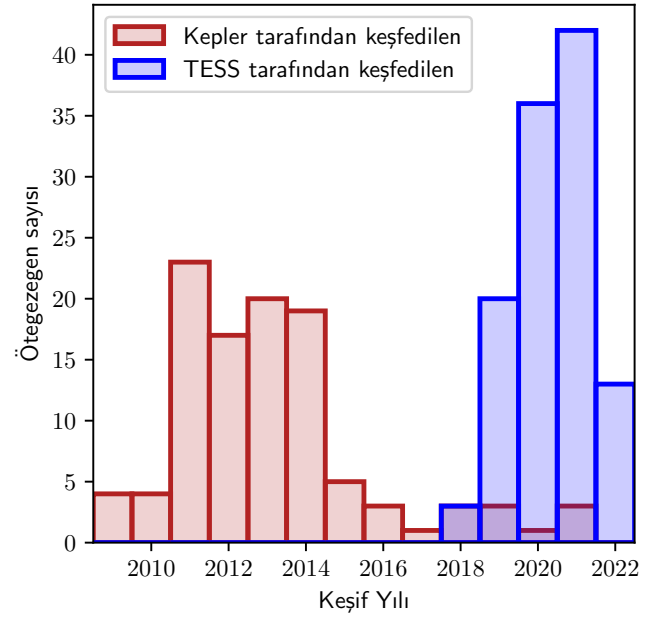
Şekil 2. TESS'in ve Kepler Uzay Teleskobu'nun keşfettiği doğrulanmış ötegezegenlerin Güneş'ten olan uzaklıklarının dağılımı.

3 TESS'in ötegezegen keşifleri

TESS'in ve Kepler Uzay Teleskobu'nun keşfettiği ötegezegen toplulukları arasında önemli farklar bulunmaktadır. Örneğin Şekil 2 TESS'in ve Kepler Uzay Teleskobu'nun keşfettiği doğrulanmış ötegezegenlerin Güneş'ten olan uzaklık dağılımını göstermektedir. TESS'in keşifleri, Kepler Uzay Teleskobu'nunkilerine göre yaklaşık olarak 10 kat daha yakındırlar ve bu nedenle de beş kadir daha parlak barınak yıldızlarına sahiptirler.

Buna ek olarak Şekil 3 TESS ve Kepler Uzay Teleskobu tarafından keşfedilen ve daha sonradan dikine-hız yöntemi ile kütle ölçümü hassas bir şekilde yapılabilen ötegezegenlerin sayılarını vermektedir. Kepler Uzay Teleskobu'nun toplamda keşfettiği doğrulanmış ötegezegen sayısı TESS'inin ~ 10 katı olmasına rağmen, TESS'in nitelendirilebilir ötegezegen bütçesine katkısı 2022 itibarıyla Kepler Uzay Teleskobu'nunkini geride bırakmıştır.

Bildiğimiz ötegezegen sayısı hızla artıyor olsa da, farklı barınak yıldızları etrafındaki ötegezegenlerin çeşitli yörünge mimarilerine oturmuş olması, aydınlatılma ve dinamik geçişlerinin farklı olması sebebiyle gezegen oluşum ve evrim süreçleri hakkındaki algımıza katkıları sınırlı olmaktadır (Owen & Estrada 2020). Bu nedenle, birden fazla ötegezegen barındıran ve gözlemsel olarak elverişli yıldızlar etrafındaki ötegezegenlerin keşfi ve nitelendirilmesi önem teşkil etmektedir. TESS bugüne kadar birçok çok-gezegenli sistem keşfetmiştir (Günther ve diğ. 2019; Gilbert ve diğ. 2020; Badenas-Agusti ve diğ. 2020). Bu keşifleri mümkün kılan çoğu ışık ölçüm ve dikine-hız veri modellemesi *allesfitter* yazılımı kullanılarak yapılmıştır (Günther & Daylan 2021). TESS'in bu doğrultudaki en önemli keşiflerinden biri parlak ($V=9.2$) barınak yıldızına sahip, sıkı çok-gezegenli sistem TOI-1233'tür (Daylan ve diğ. 2021a). 2019 yılında TESS'in 10. ve 11. Sektör boyunca topladığı veride TOI-1233'ün yörüngesinde geçiş yapan bir süper-Dünya, üç adet de mini-Neptün keşfedilmiştir. Bu keşfe



Şekil 3. TESS ve Kepler Uzay Teleskobu tarafından keşfedilen ve daha sonrasında hassas ($> 5\sigma$) kütle ölçümü yapılabilen ötegezegen sayısı.

müteakip TOI-1233 sistemi CHEOPS (Benz ve diğ. 2021) tarafından da takip edilmiş ve sistemde geçiş yapan beşinci bir gezegen daha keşfedilmiştir (Bonfanti ve diğ. 2021; Hoyer ve diğ. 2022). TESS'in keşfettiği bilim potansiyeli yüksek diğer bir hedef de, bir beyaz cüce etrafında bütünlüğünü koruyan ve geçiş yapan ilk ötegezegen olan WD-1856 b olmuştur (Vanderburg ve diğ. 2020). TESS bu keşiflere ek olarak bilinen ötegezegenlerin faz eğrileri aracılığı ile daha detaylı nitelendirilmesini, örneğin gündüz ve gece yüzey sıcaklıklarının belirlenip yansıtıcılık ve ısı dolaşım veriminin ölçülmesini de mümkün kılmaktadır (Daylan ve diğ. 2021b).

4 Tartışma

TESS'in ötegezegen araştırmalarına ana katkısı, yakın ve parlak barınak yıldızları önünden geçiş yapan, kütle ölçümüne ve müteakibinde geçiş tayf ölçümü ile atmosfer nitelendirmesine elverişli olan küçük ötegezegenlerdir. Bu ötegezegenler önümüzdeki yıllarda JWST (Gardner ve diğ. 2006), ARIEL (Tinetti ve diğ. 2016) ve LUVUOIR (The LUVUOIR Team 2019) veya benzeri uzay-konuşlu teleskoplar ve GMT (Johns ve diğ. 2012), TMT (Skidmore 2015), ve ELT (Evans 2008) gibi yeni nesil yer-konuşlu 20-30 metre sınıftaki teleskoplar tarafından takip edilecek ve atmosferleri detaylı bir şekilde nitelendirilecektir. Bunun sonucunda ortaya çıkan atmosfer özelliklerinin (bileşim, metal bolluğu, sıcaklık-basınç ilişkisi gibi) barınak yıldız tipi ve yaşı, aydınlatma, yarıçapa göre nasıl değiştiğini inceleme fırsatı elde edeceğiz. Bu çalışmalar bizi küçük gezegenlerin atmosferlerini hangi koşullarda tutabildiklerini veya kaybettiklerini göstererek, gezegen oluşum modellerimizi güncellememizi sağlayacaklar. Atmosfer kayıp süreci hakkında ortaya çıkan bulguları kullanarak Güneş Sistemi'mizdeki Venüs ve Mars gezegenlerinin yapısal olarak Dünya'ya benzemelerine rağmen atmosfer içeriklerinin neden bu denli farklı olduğunu aydınlatma şansımız olabilir.

Teşekkür

Bu çalışma MIT Kavli Enstitüsü tarafından verilen Kavli Ödülü ve John Templeton Vakfı tarafından verilen LSSTC Catalyst Ödülü ile desteklenmiştir. Ek olarak, TESS görevi NASA'nın Bilim Görev Müdürlüğü (SMD) tarafından desteklenmektedir ve ışık eğrilerinin üretimi NASA Ames Araştırma Merkezi'ndeki süperbilsayar üzerinde yapılmaktadır.

Kaynaklar

- Badenas-Agusti M., ve diğ., 2020, *The Astronomical Journal*, 160, 113
- Benz W., ve diğ., 2021, *Experimental Astronomy*, 51, 109
- Black D. C., 1980, *Space Science Reviews*, 25, 35
- Bonfanti A., ve diğ., 2021, *Astronomy and Astrophysics*, 646, A157
- Borucki W. J., Summers A. L., 1984, *Icarus*, 58, 121
- Borucki W. J., ve diğ., 2010, *Science*, 327, 977
- Charbonneau D., Brown T. M., Latham D. W., Mayor M., 2000, *The Astrophysical Journal*, 529, L45
- Daylan T., ve diğ., 2021a, *The Astronomical Journal*, 161, 85
- Daylan T., ve diğ., 2021b, *The Astronomical Journal*, 161, 131
- Deming D., ve diğ., 2013, *Astrophysical Journal*, 774, 95
- Dressing C. D., Charbonneau D., 2015, *Astrophysical Journal*, 807, 45
- Evans C., 2008, *Astronomy and Geophysics*, 49, 22
- Fulton B. J., ve diğ., 2017, *The Astronomical Journal*, 154, 109
- Gaia Collaboration ve diğ., 2018, *Astronomy and Astrophysics*, 616, A1
- Gardner J. P., ve diğ., 2006, *Space Science Reviews*, 123, 485
- Gilbert E., ve diğ., 2020, *Astronomical Journal*, 160, 116
- Guerrero N. M., ve diğ., 2021, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 254, 39
- Günther M. N., Daylan T., 2021, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 254, 13
- Günther M. N., ve diğ., 2019, *Nature Astronomy*, 3, 1099
- Henry G. W., Marcy G. W., Butler R. P., Vogt S. S., 2000, *The Astrophysical Journal*, 529, L41
- Howard A. W., ve diğ., 2010, *Science*, 330, 653
- Hoyer S., ve diğ., 2022, *arXiv preprints*
- Huang C. X., ve diğ., 2020, *Research Notes of the AAS*, 4, 204
- Johns M., ve diğ., 2012, in *Ground-based and Airborne Telescopes IV*. p. 84441H, doi:10.1117/12.926716
- Kipping D. M., Sandford E., 2016, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 463, 1323
- Konacki M., Torres G., Jha S., Sasselov D. D., 2003, *Nature*, 421, 507
- Kovács G., Zucker S., Mazeh T., 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 391, 369
- Kreidberg L., ve diğ., 2014, *Nature*, 505, 69
- Kunimoto M., ve diğ., 2022, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 259, 33
- Owen J. E., Estrada B. C., 2020, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 491, 5287
- Ricker G. R., ve diğ., 2015, *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1, 014003
- Rosenblatt F., 1971, *Icarus*, 14, 71
- Skidmore W., 2015, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 15, 1945
- Stassun K. G., ve diğ., 2018, *The Astronomical Journal*, 156, 102
- Stassun K. G., ve diğ., 2019, *The Astronomical Journal*, 158, 138
- Tarter J. C., Black D. C., Billingham J., 1986, *Acta Astronautica*, 14, 253
- The LUVVOIR Team 2019, *arXiv preprints*
- Tinetti G., ve diğ., 2016, in *Space Telescopes and Instrumentation 2016: Optical, Infrared, and Millimeter Wave*. p. 99041X, doi:10.1117/12.2232370
- Twicken J. D., ve diğ., 2016, *The Astronomical Journal*, 152, 158

Udalski A., Szewczyk O., Zebrun K., Pietrzynski G., Szymanski M., Kubiak M., Soszynski I., Wyrzykowski L., 2002, *Acta Astronautica*, 52, 317

Vanderburg A., ve diğ., 2020, *Nature*, 585, 363




















Winn J. N., Fabrycky D. C., 2015, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 53, 409

Yu L., ve diğ., 2019, *The Astronomical Journal*, 158, 25

Access:

M23-0391: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Zamanlama Yöntemiyle Ötegezegen Keşfi

Özgür Baştürk¹ *, Ekrem Murat Esmer¹ , Selçuk Yalçinkaya¹ , Fatma Tezcan² ,
Sinan Aliş^{3,8} , Nazım Aksaker^{4,6} , Cihan Tuğrul Tezcan^{2,5} , Yasemin Aladağ⁶ ,
Şeyma Torun⁷ , Furkan Akar⁷ , Süleyman Fişek^{3,8} , Fatemah Davoudi⁹ ,
Seda Kaptan¹⁰ , Arif Solmaz¹¹ , Korhan Yelkenci^{3,8} , Mesut Yılmaz^{1,12} ,
Cahit Yeşilyaprak^{2,5} , Aysun Akyüz^{13,6} , Selim Osman Selam¹ 

¹ Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Ankara, Türkiye

² Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 25240, Erzurum, Türkiye

³ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34116 İstanbul, Türkiye

⁴ Çukurova Üniversitesi, Adana Organize Sanayi Bölgesi Teknik Bilimler Meslek Yüksekokulu, 01410, Adana, Türkiye

⁵ Atatürk Üniversitesi Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi (ATASAM), Yakutiye, 25240, Erzurum, Türkiye

⁶ Çukurova Üniversitesi, Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), 01330, Adana, Türkiye

⁷ Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, 06100, Türkiye

⁸ İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, İstanbul, Türkiye

⁹ Université de Liège, Allée du 6 août 19C, 4000 Liège, Belgium

¹⁰ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34116 İstanbul, Türkiye

¹¹ Çağ Üniversitesi, Uzay Gözlem Araştırma ve Uygulama Merkezi (ÇUGAM), Mersin, Türkiye

¹² Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi (Kreiken Rasathanesi), Ankara, Türkiye

¹³ Çukurova Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, 01330, Adana, Turkey

Accepted: December 13, 2022. Revised: December 12, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada sıcak-Jüpiter türü çok sayıda ötegezegenin barınak yıldızlarının önünden geçiş zamanlarının değişimleri ile büyük çoğunluğu ortak zarf evresini tamamlamış bir grup çift yıldızın tutulma zamanlarının değişimleri üzerine yapılan uzun süreli bir araştırma ve bu araştırma kapsamında Türkiye'deki beş ayrı gözlemevinde yapılan gözlemlerin sonuçları sunulmaktadır. Son olarak, geçiş zamanları değişimi gösterdiğinden şüphelenilen TrES-5 sistemine ilişkin ön analizler bir örnek çalışma olarak sunulmuştur.

Abstract

The findings of a long-term research project on the transit timing variations of selected hot-Jupiter type exoplanets and the eclipse timing variations observed in a group of eclipsing binary systems, most of which have completed their post-common envelope evolutions, and the results of their observations carried out at five observatories across Turkey are presented within this contribution. Finally, preliminary analysis of the TrES-5 system, which has been claimed to display variations in its transit timings, is provided as a case study.

Anahtar Kelimeler: stars: planetary systems – stars: eclipsing binaries – techniques: timing – techniques: photometry

1 Giriş

Zamanlama yöntemi, önceden gezegen barındırdığı tespit edilen gezegen ya da yıldız sistemlerine kütle çekimle bağlı ancak başka bir yöntemle saptanamayan cisimlerin, gözlenen sistemdeki bazı olguların zamanlarındaki değişimlerden yararlanılarak keşfedilmesine dayanır. Bu çalışmada, yıldızın önünden geçişi gözlenen gezegen(ler) barındıran sistemlerdeki ek bileşenleri bulmayı hedefleyen Geçiş Zamanları Değişim Yöntemi (ing. Transit Timing Variation Technique – TTV) ve çift yıldız sistemlerine kütleçekimle bağlı ilave cisimlerin belirlenmesine dayalı Çift Yıldız Tutulma Zamanlaması Yöntemi (ing. Eclipse Timing Variation – ETV) ile bu sistemlere bağlı

ancak gözlenemeyen ek bileşenlerin bulunmasına yönelik olarak yürütülen uzun soluklu bir çalışmanın sonuçları sunulmaktadır. Bunların dışında pulsarların radyo bölgesinde gözlenen atımlarının ve zonklayan yıldızların ronklama (pulsasyon) frekanslarındaki değişimin belirlenmesine dayanan iki ayrı zamanlama yöntemi daha bulunmaktadır. Yöntemlerin tümünde gözlenen olgunun gözlem zamanlarında değişimin ana nedeni ışık-zaman etkisidir (ing. Light Time Effect – LiTE). Gözlenen sistemin görünmeyen bileşen ya da bileşenlerle ortak kütle merkezi etrafındaki hareketi sırasında gözlemciye yaklaşıp uzaklaşması ve ışık hızının da sonlu olmasından kaynaklı bu olgu ilk kez Danimarkalı gökbilimci Ole Rømer tarafından 1668–1678 yılları arasında yapılan Jüpiter'in uydularının örtülme gözlemleri sırasında farkedilmiştir. [NASA Exoplanet Archive](#) veritabanına göre TTV yöntemiyle 23, ETV yöntemiyle ise

* obasturk@ankara.edu.tr

18 ötegezegen keşfedilmiştir. Gezegen barındıran sistemlerde zamanlama değişimlerinin bir başka nedeni gezegenlerarası kütleçekimsel etkileşimlerdir (pertürbasyon). ETV yöntemiyle keşfedilen ötegezegenlerin yörüngeleri çok uzun dönemli ve az sayıda çoklu gezegen sistemi bulunabilmiş olduğundan bu etki gözlenmezken, çoklu gezegen sistemlerinde bu olgu da gözlenmekte ve Newton yasalarından hareketle gezegenlerin kütlelerinin yüksek duyarlılıkla belirlenmesini sağlayabilmektedir (Agol ve diğ. 2021).

Bu çalışmada §2'de verilen kriterler bağlamında seçilen ötegezegen sistemleri ile çift yıldız sistemlerinin literatür, açık veritabanları ve teleskop arşivlerinden elde edilen ışık eğrileri ve geçiş veya tutulma zamanlarının yanı sıra 1 m çaplı "TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) T100" teleskobu, 80 cm çaplı "Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi (AUKR)" "Prof. Dr. Berahitdin Albayrak (T80)" ve 35 cm çaplı "Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu (T35)" teleskopları, 60 cm çaplı "İstanbul Üniversitesi Gözlemevi İST60" teleskobu, 50 cm çaplı "Atatürk Üniversitesi Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezinin (ATASAM) ATA50" teleskobu ve 50 cm çaplı "Çukurova Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezinin (UZAYMER) UT50" teleskobu ile yapılan fotometrik gözlemler sonucu elde edilen ışık eğrileri ve geçiş veya tutulma zamanları kullanılarak yapılan zamanlama analizleriyle ulaşılan sonuçlar sunulmaktadır. Bu teleskoplarla yapılan gözlemlere ilişkin genel bilgiler §3, yapılan analizler §4 ve sisteme ilave bir başka ötegezegenin uyguladığı kütleçekim etkileri nedeniyle yörünge dönemi değişiminden şüphelenilen (Sokov ve diğ. 2018) TrES-5 b ötegezegeninin geçiş gözlemleri ve TTV analizi örnek bir çalışma olarak §5'te sunulmuştur. Çalışmanın genel sonuçları ve bu sonuçlara ilişkin genel bir değerlendirme §6'da verilmiştir.

2 Çalışılan Sistemler ve Seçim Kriterleri

Zamanlama yöntemiyle gezegen arayan bir projede hedef cisimlerin çok sayıda ve geniş zaman aralığına yayılmış, yüksek hassasiyette fotometrik gözlemine ihtiyaç duyulur. Bu koşulu sağlayabilmek üzere bu çalışma için seçilen sistemler $m_V < 14^m$ parlaklık koşulunu sağlamaktadır. Bu ihtiyaç, kuzey yarı-küreden yapılan gözlemlerin fazlalığı nedeniyle seçilen cisimlerin dikaçıklıklarının -25° den büyük olması sonucunu doğurmuştur. Hedeflenen zamanlama hassasiyetine erişebilmek amacıyla geçiş sırasındaki ışık değişiminin derinliği için limit koşul $\delta m_V > 0^m005$ olarak belirlenmiştir. Seçilen ötegezegen sistemlerinin yörünge dönemi $P < 5$ gün koşulunu sağlarken, çalışılan çift sistemler daha kısa yörünge dönemlidir ($P < 2.5$ gün). Nesne seçiminde ayrıca, literatür, teleskop veri arşivleri ve açık veritabanlarındaki verinin sayı ve kalitesi de göz önünde bulundurulmuştur.

Geçiş yapan gezegenler için kısa yörünge dönemi ve yüksek derinlik koşullarının yanı sıra uzun süreli ve çok sayıda, kaliteli gözlem ihtiyacı, örnekleme sıcak-Jüpiter türü gezegenlerle sınırlamıştır. Ancak bu gezegenlerin olası yoldaşlarını belirlemek, oluşumları ve göç mekanizmalarını daha iyi anlamının yanı sıra bu tür sistemlerin mimarilerini çalışmak açısından da önemlidir (Knutson ve diğ. 2014; Nunez & Johnson 2017). Bu cisimlerin saptanması konusunda TTV, dikine hız, kızılöte tayfölcümü, doğrudan görüntüleme ve astrometri ile birlikte öne çıkan bir yöntemdir (Ngo ve diğ. 2015; Piskorz ve diğ. 2015; Ngo ve diğ. 2016). Geçiş gözlenen ötegezegenin yörüngesinde istatistiksel olarak anlamlı bir dışmerkezliğin belirlenmiş ya da dikine hızlarında uzun

dönemli trendlerin rapor edilmiş olması TTV için aday belirleme safhasında en önemli kriterler olarak belirlenmiştir.

Kısa yörünge dönemi ve hassas minimum zaman belirleme koşulları çift yıldızlar için de bir tür sınırını beraberinde getirmektedir. İlaveten seçilen sistemin ortak kütle merkezi etrafındaki hareketinin radyal doğrultudaki bileşeninin tespiti için toplam kütlelerinin küçük olması gerekliliği, seçilen sistemlerin büyük ölçüde ortak zarf evresini tamamlamış (ing. Post Common Envelope Binaries, PCEB) örten çiftler ve kataklizmik değişenlerle sınırlı kalması sonucunu doğurmaktadır. Bu türlerin dışında etraflarında yıldızaltı kütle limitleri dahilinde cisimlerin ETV yöntemiyle önerildiği yalnızca 2 sistem (FL Lyr ve KIC 5095269) daha bulunmaktadır (Kozyreva ve diğ. 2015; Getley ve diğ. 2017) ve bu sistemler de hedef listesine dahil edilmiştir.

Sonuç olarak 40 ötegezegen ve 6 çift yıldız sistemi geçiş veya tutulma zamanlarının olası değişimlerini çalışmak üzere seçilmiştir.

3 Gözlemsel Veri

3.1 Açık Veritabanları

Öncelikle seçilen cisimlerin açık veritabanlarından ışık eğrileri ve bu veritabanlarına bildirilen geçiş veya tutulma ortası zamanları ve hataları toplanmıştır. Bu amaçla [Exoplanet Transit Database \(ETD\)](#), [ARIEL Uzay Teleskobu Efemeris Servisi ExoClock](#), [AXA gözlemcileri](#), [Amerikan Değişen Yıldız Gözlemcileri Birliği \(AAVSO\)](#), [Cenevre Gözlemevi DACE Veritabanı](#), [O-C Veri Servisi O-C Gateway](#) ve [Örten Çift Yıldızların O-C Atlası](#) veritabanlarından faydalanılmıştır.

3.2 Teleskop Arşivleri

Ayrıca geçiş yöntemiyle gezegen arayan KELT, WASP, HATNet gibi tarama çalışmalarının yanı sıra UKIRT, AMOA gibi kütleçekimsel mercek araştırmaları, ASTERIA gibi servisler de ışık eğrilerine erişim sağlarlar. [NASA Exoplanet Archive](#) tüm bu servislere erişim için gerekli linklerin yanı sıra uzay teleskoplarının ışık eğrilerinin sağlandığı internet sitelerinin linklerini de web sitesi üzerinden yayınlamaktadır. Bunlara ilaveten pek çok profesyonel veritabanı da herkesin kullanımına açık bir şekilde ışık eğrisi sağlamaktadır. Güney Yarımküre'deki Paranal Şili'de geçiş yöntemiyle gezegen arayan Next Generation Transit Survey (NGTS), 20 cm'lik 8 teleskopla tarama çalışmalarını sürdürmekte (Wheatley ve diğ. 2018) ve elde ettiği ışık eğrilerini [ESO Veri Arşivi](#) aracılığıyla isteyen herkesin kullanımına sunmaktadır. ESO arşivinde ayrıca en son La Palma İspanya'daki teleskobun da devreye girmesi ile 5 adet 1 m'lik teleskopla temel olarak M-tayf türünden küce yıldızlar etrafında gezegen arayan SPECULOOS taramasının verileri de sağlanmaktadır (Sebastian ve diğ. 2021; Burdanov ve diğ. 2022).

Kepler ve Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS) uzay teleskoplarıyla elde edilen geçiş gözlemlerine ilişkin ışık eğrileri Space Telescope Science Institute (STScI)'nin [Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes \(MAST\)](#) veritabanının web servisinden indirilmiştir. Kepler uzay teleskobu ışık eğrileri, ötegezegen geçişleri için optimize edilen bir algoritmayla çıkarılan Pre-Data Conditioning Simple Aperture Photometry (PDC-SAP) formatında, TESS ışık eğrileri ise Data Validation Timeseries (DVT) formatında bu çalışma kapsamında geliştirilen Python betikleri aracılığıyla elde edilmiş ve analize hazır hale getirilmiştir. Her iki teleskop için

sırasıyla 1 ve 2 dakikalık integrasyon sürelerinde elde edilen ölçümlerle oluşturulan ışık eğrileri (ing. short cadence – SC) tercih edilirken, 30 dakikalık daha uzun integrasyon süreli veriler (ing. long cadence – LC), bir TESS sektörü (~ 27 gün) ya da Kepler çeyreği (~ 3 ay) boyunca gerçekleşecek geçiş veya tutulma zamanları değişiminin veri duyarlılığında algılanabilir sınırların altında olacağı varsayılarak kaydırılmak suretiyle birleştirilmiş ve veri duyarlılığını arttırmak için uygun miktarlarda binlenmiştir (Esmer ve diğ. 2022). CoRoT, Spitzer ve CHEOPS uzay teleskoplarıyla elde edilen ışık eğrileri, sisteme spesifik ve istenmeyen aletsel etkilerden arındırma (detrending) için ileri işlemler gerektirdiklerinden, doğrudan yayınlandıkları çalışmaların yazarları ile iletişim kurularak, yayınlandıkları formatta kendilerinden alınmıştır.

3.3 Literatür Verisi

Ayrıca, ilgilenilen ötegezegen sistemlerinin literatürde yayınlanmış ışık eğrileri CDS Vizier veritabanına bildirilmiş ise bu veritabanından ya da yayınlandığı derginin çevrimiçi ek kaynakları arasından, bir internet sitesi aracılığıyla paylaşıldığı yayında belirtilmişse ilgili internet sitesinden veya yayının ekler bölümlerinden alınmıştır. Işık eğrisine erişilemeyen her durum için baş ya da sorumlu yazarla doğrudan iletişim kurularak verinin temini yoluna gidilmiştir. Çift yıldız sistemleri için ise ışık eğrilerinin dijital verilerine erişme güçlüğü nedeniyle tutulma minimum zamanları ve hataları literatürden toplanırken, fiziksel parametrelerin elde edilmesi için ihtiyaç duyulan ışık eğrileri tarafımızca elde edilmiş ve/veya teleskop arşivlerinden alınmıştır.

3.4 Fotometrik Gözlemler

Geçiş veya tutulma zamanlarını elde etmek ve çalışılan sistemlerin temel parametrelerini belirlemek üzere fotometrik gözlem ihtiyacı bulunan sistemlerin gözlemleri $\S 1$ 'de açıklımları verilen T35, T80, ATA50, UT50, IST60 ve T100 teleskopları ile yapılmıştır. Ayrıca gerekli görüldüğü her durumda Observatoire des Baronnies Provençales'in Fransa'da konuşlandığı 40, 60 ve 80 cm'lik teleskopları ile La Silla Şili'de yeni kurduğu 80 cm'lik teleskoplardan gözlem zamanı temin edilmiştir. Bu gözlemler sonucu elde edilen bilimsel görüntülerin aletsel etkilerden arındırılması (bias-dark-flat düzeltmeleri), bir grup mukayese yıldızına göre diferansiyel açıklık fotometrilere, gözlemlerin hava kütesinden ve gerektiğinde CCD dedektör üzerindeki hareketleri kaynaklı etkilerden arındırılmaları için AstrolmageJ yazılımı (Collins ve diğ. 2017) kullanılmış ve ışık eğrileri elde edilmiştir. Gerekli görüldüğü durumlarda Gaussian süreçlere başvurularak ışık eğrileri kırmızı gürültüden de arındırılmıştır (Yalçınkaya ve diğ. 2021). Yöntem, gözlem koşullarını ve araçlarını karakterize eden tüm parametreleri iyi bilindiği için sadece tarafımızca elde edilen geçiş gözlemlerine uygulanmıştır.

4 Analizler

4.1 Geçiş Işık Eğrisi Analizi

İstenmeyen tüm etkilerden olabildiğince arındırılmış ötegezegen geçiş ışık eğrileri EXOFAST (Eastman ve diğ. 2013) ile analiz edilmiştir. Analizler sırasında serbest bırakılan parametreler, kontakt zamanları ($t_{1,IV}$), geçiş derinliği (δ) ve yörünge dönemidir (P_{orb}). Bu parametrelerden hareketle geçişin etki parametresi (b) ve ondan hareketle de yörünge yıldız

yarıçapına ölçekli büyüklüğü (a/R_*) ve yörünge eğim açısı (i) elde edilir (Mandel & Agol 2002). Diğer tüm parametreler dikine hız gözlemleri ve yıldız evrim modellerinden elde edilebilecek yıldız parametrelerini gerektirir. Ancak bu çalışmada amaç hassas geçiş ortası zamanı elde etmek olduğu için EXOFAST kodunda ilgili parametreler serbest bırakılarak ışık eğrileri modellenmiş, tüm proje ekibince aynı parametrelerle kullanılmasını garanti ettiği için de kodun NASA Exoplanet Archive tarafından bir web servisi aracılığıyla sağlanan sürümü kullanılmıştır. Geçiş ortası zamanı ve hatası EXOFAST model sonuçlarından alınmıştır. TTV verisinin homojenizasyonu bu şekilde sağlanmıştır.

Işık eğrisi modeline dayalı olarak hesaplanan ve beyaz gürültüyü temsil eden foton gürültüsü seviyesi (PNR, Fulton ve diğ. 2011) geçiş derinliğinden fazla bulunan ve kırmızı gürültüyü karakterize etmek için kullanılan β -faktörü (Winn ve diğ. 2008) 2.5 değerinin üzerinde olan ışık eğrileri elenerek, TTV analizlerine dahil edilmemiştir. Ayrıca, herhangi bir dalgaboyunda bir sistemin eldeki tüm ışık eğrilerinin derinliklerinin ağırlıklı ortalamasından 3 standart sapmanın üzerinde bir derinliğin bulunduğu ışık eğrileri de elenmiştir. Bu kontrol, geçiş parametrelerinin sağlıklı olup olmadığının denetlenmesini de sağlamaktadır. Geçiş süreleri, geniş bir süre aralığını kapsadığı için bir eleme kriteri olarak kullanılmamış, ancak her bir gezegen için yapılan modeller sırasında dikkatle kontrol edilmiştir. Geçiş başlangıcından önce başlayıp, geçiş sonu sonrasına kadarki süre içerisinde modellemeyi etkileyecek büyüklükte veri alınamayan boşluklar bulunan, eksik ya da yarım ışık eğrileri analizlere hiçbir zaman dahil edilmemiştir.

4.2 Çift Yıldız Işık Eğrisi Analizi

Çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrisi analizleri literatürde çok iyi bilinen bir konudur ve genellikle Wilson-Devinney algoritması olarak bilinen yöntem takip edilir (Wilson & Devinney 1971). Aynı yöntemi takip eden ancak Wilson-Devinney algoritmasının dikkate almadığı pek çok başka etkiyi ve gözlenebilir olguyu da dikkate alan, aynı algoritmaya dayalı olarak çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrilerini eş zamanlı olarak farklı uyumlama ve optimizasyon algoritmalarıyla modelleyebilen PHOEBE yazılımının her iki versiyonu (Prša & Zwitter 2005; Prša ve diğ. 2016) çift yıldızların ışık eğrisi ve dikine hız analizlerinde kullanılmıştır. Çalışılan sistemlerin temel parametrelerinin elde edilmesinin amaçlandığı durumlarda literatürden toplanan dikine hızlar da kullanılmış, modeller PHOEBE-2 ile yapılırken, hesap süresinin uzunluğu nedeniyle parametre hataları PHOEBE LEGACY ile yapılan modellerden alınmıştır (Esmer ve diğ. 2021, 2022).

Işık eğrisi analizleri sonucunda elde edilen parametrelerden biri de iç kavuşum zamanı ve hatasıdır ve model üzerinden belirlenir. Bu zaman model üzerinden ölçülmüş minimum zamanıdır. Ayrıca iyi bilinen Kwee-van Woerden yönteminin (Kwee & van Woerden 1956) yanı sıra tutulma profillerine yapılan polinom fitleriyle de minimum zaman belirlenebilmektedir. Minimum zamanlarını bu ampirik yöntemlerden Kwee-van Woerden yöntemiyle ölçmek üzere Bahar ve diğ. (2015) tarafından geliştirilen XTREMA yazılımı kullanılmıştır. Bu şekilde tutulma zamanları hem model-tabanlı, hem de ampirik yöntemlerle belirlenmiştir. Her iki yöntemle belirlenen minimum zamanlar birbirine yakınsak model-tabanlı olarak belirlenen minimum zamanların saçılmasının daha az olduğu belirlenmiştir (Esmer ve diğ. 2022). Gerek gözlemlerle elde edilen, gerekse de açık veritabanları ve

literatürden toplanan minimum zamanlar Güneş Sistemi'nin kütle merkezine dinamik zaman ölçeğinde indirgenmiştir (BJD-TDB) (Wright & Eastman 2014).

4.3 O-C Eğrilerinin Oluşturulması ve Analizi

Bir gezegen geçişi veya çift yıldızlardaki tutulmalar, başka bir etkenin bulunmaması durumunda sistemin yörünge dönemiyle sürekli tekrarlanması gereken olgulardır. Bu durumda seçilmiş bir geçiş ya da tutulma zamanına (T_0) göre kaç tane (çevrim ya da epoch, E) yörünge dönemi (P) geçmişse gözlenmesi gereken geçiş ya da tutulma zamanı $C=T_0 + E \times P$ denklemiyle kolaylıkla belirlenebilir. Gözlenen minimum zamanları ile hesaplanan arasındaki bu farkların ($O-C$) çevrim sayısına (E) göre çizdirildiği grafiğe "O-C grafiği" adı verilir.

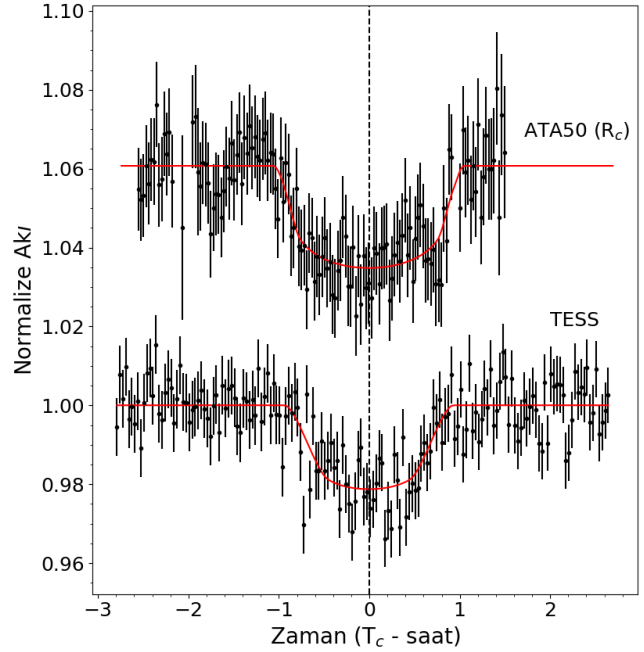
Öncelikle, bu grafikler oluşturulurken kullanılan referans minimum zamanı (T_0) ve yörünge dönemi (P) üzerindeki gözlemsel hataların zaman içindeki birikimi kaynaklı doğrusal trendin giderilmesi gerekir. Efemeris düzeltmesi adı verilen bu işlem sonrası kalan artıklara olası seküler değişimleri belirlemek üzere türevi sabit hızla çevrim başına dönem değişimini (dP/dE) verecek bir polinom, çevrimsel ya da dönemli değişimleri belirlemek üzere ise bir frekans analizi ile bulunabilecek olası değişim frekansları temelinde sinüs uyumlamaları yapılabilir ya da Kepleryan yörünge yaklaşımıyla uyumlamalar aranabilir. Daha kompleks değişimlerin belirlenmesi için olası bu modellerin bileşkeleri uygulanabilir.

Bu çalışmanın gerek ötegezegen sistemi, gerekse de çift yıldız örneklerinin O-C eğrileri üzerinde bu modeller önce lineer olmayan en küçük kareler yöntemiyle Levenberg-Marquardt algoritması temelinde uyumlama için geliştirilmiş LMFIT paketi fonksiyonları kullanılarak uygulanmıştır. Daha sonra her parametre için en küçük kareler yöntemiyle elde edilen değerlerin ortalama, belirsizliklerinin standart sapma olarak kabul edildiği Gaussyen dağılımlar oluşturulmuş ve Markov Chain Monte Carlo (MCMC) yöntemiyle bu parametre uzayından örnekler $n \geq 16$ yürüyücü (ing. walker) ile $N \geq 5000$ adımda seçilerek, olabirliklik (ing. likelihood) değerleri hesaplanmıştır. Bu değerlerden hareketle her bir parametre için oluşturulan ardıl olasılık dağılımlarının ilk $s \geq 500$ adımın (ing. burn-in) atılması sonrası merkezi değerleri, ilgili parametrenin değeri 16. ve 84. yüzdelik değerleri ise hatasının sırasıyla alt ve üst limitleri olarak belirlenmiştir.

Aday her modelin uyumlama başarımı indirgenmiş ki-kare (χ^2_ν), Akaike Bilgi Kriteri (AIC), Bayesian Bilgi Kriteri (BIC) ve Durbin-Watson istatistiği kullanılarak karşılaştırılmıştır. Ayrıca model seçiminde F-testine de başvurulmuştur (Esmer ve diğ. 2021). Sonuç olarak istatistiksel olarak en anlamlı modeller belirlenmiş ve sonuçların sistemlerin fiziksel ve gözlemsel özellikleri bağlamında yorumlarına geçilmiştir.

5 TrES-5 b Ötegezegenin Geçiş Gözlemleri ve TTV Analizi

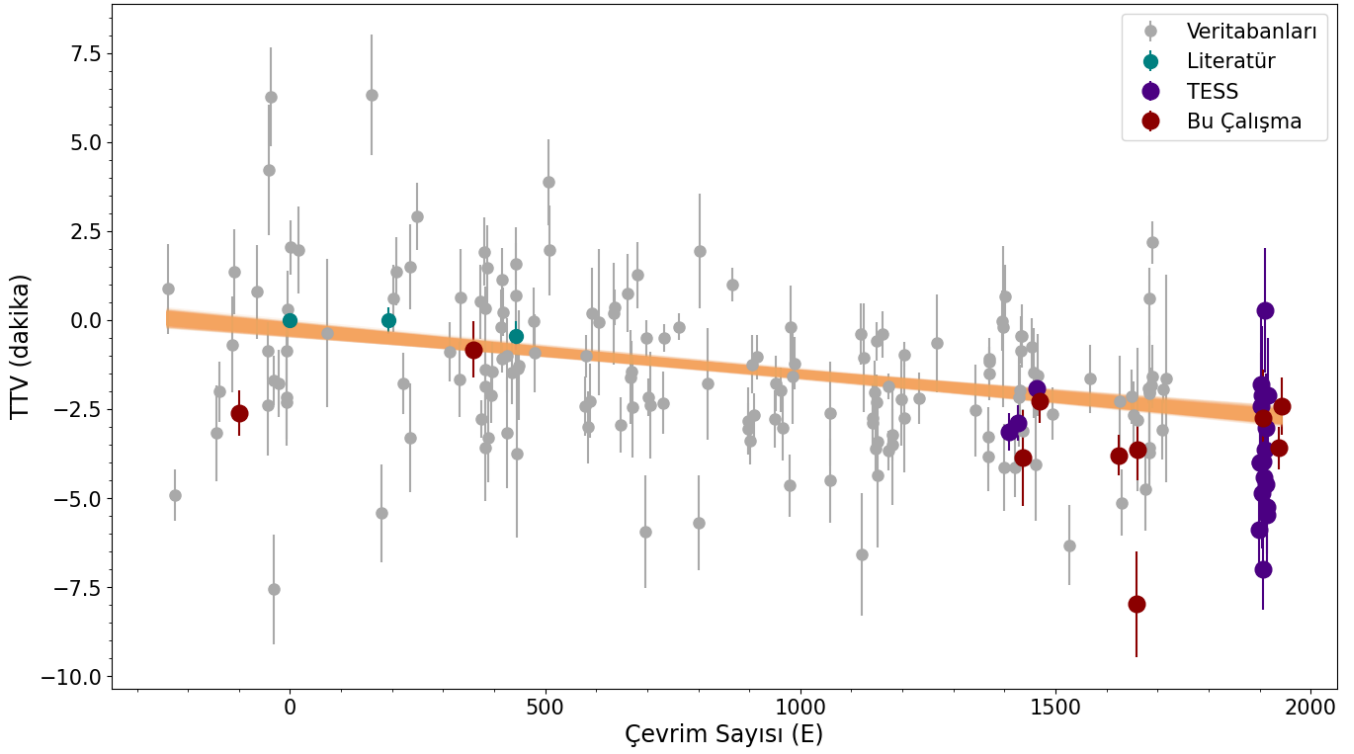
Çalışmaya örnek olması açısından, geçiş derinliği ($\delta \sim \%2$) ve dikaçıklığının ($59^\circ 45'$) yüksekliği nedeniyle Kuzey yarıküreden yer-tabanlı teleskoplarla çok sayıda geçiş gözlemi gerçekleştirilmiş TrES-5 b ötegezegeni seçilmiştir. Gezegen, $m_V = 13^m 68$ parlaklığındaki G/K tayf türünden cüce bir yıldızın etrafında 1.48 günlük yörünge döneminde dolanan $1.78 M_{Jup}$ kütleli bir sıcak-Jüpiterdir (Mandushev ve diğ. 2011). Bonomo ve diğ. (2017) tarafından yapılan dikine hız analizi yörünge dışmerkezliliğinin çok küçük olabileceğini ($e < 0.030$) gösterse



Şekil 1. TrES-5 b'nin ATA50 (üstte) ve TESS (altta) teleskoplarıyla 3 Ağustos 2021'de sırasıyla Johnson-Cousins (R_c) ve TESS bantlarında elde edilen ışık eğrileri (siyah), ve EXOFAST modelleri (kırmızı). Zaman ekseninde geçiş ortası zamanından (T_c) farkları göstermektedir. Kesikli dik doğru TESS geçiş ortası zamanını gösterip, ATA50 ışık eğrisi ve modeli daha iyi karşılaştırma için keyfi bir miktarda yukarı kaydırılmıştır.

de çembersel yörünge varsayımını garanti etmemektedir. Mislis ve diğ. (2015), Maciejewski ve diğ. (2016) ve son olarak Ivshina & Winn (2022) tarafından yapılan TTV analizleri yörünge döneminde herhangi bir değişime işaret etmemektedir. Bununla birlikte Sokov ve diğ. (2018) TrES-5 b'nin geçiş zamanlarının $P \sim 99$ gün dönem ve $A \sim 2.3$ dakika genlikle değiştiğine ilişkin istatistiksel olarak zayıf, yalancı alarm olasılığı ancak $FAP \sim \%18$ düzeyinde bir öneride bulunmuşlar; bunu da gezegen kütleli limitleri dahilinde ilave bir cisme bağlamışlardır. Maciejewski ve diğ. (2021) de sistemin geçiş zamanlarının lineer efemeristen ayrılan bir değişim gösterdiğini tespit etmiş olmakla birlikte o zamana kadar alınan verisinde çevrimsel ya da seküler bir değişime ilişkin bir kanıt elde edememiştir.

Sistemin tarafımızca 2015 ve 2022 yılları arasında T100, İST60 ve ATA50 ile 10 geçiş gözlemi gerçekleştirilmiş, bu gözlemlerde 90 s'nin altında bir geçiş zamanlaması duyarlılığına erişilmiştir. Şekil 1'in üst panelinde TrES-5 b'nin ATA50 teleskobuyla 3 Ağustos 2021'de Johnson-Cousins R_c filtresiyle gerçekleştirilen bir geçiş gözlemi sonucu Ş3'te tarif edildiği şekilde elde edilen bir ışık eğrisi ve EXOFAST modeli örnek olarak sunulmuştur. Bu ışık eğrisinin modelinden elde edilen geçiş ortası zamanının hatası 82.9 s olup, aynı geçiş için aynı şeklin alt panelinde verilen TESS gözlemlerinde ulaşılan ortalama zamanlama hatasıyla ($\sigma_{TESS} = 81.0$ s) karşılaştırıldığında kabul edilebilir düzeydedir. 3 Ağustos 2021 tarihi bu geçişin ATA50 ($T_c = 2459430.493869$) ve TESS ($T_c = 2459430.493936$) gözlemleri sonucu elde edilen geçiş ortası zamanlar arası fark 5.8 s olup her iki ölçüm belirsizlikleri dahilinde uyumludur. ATA50 ışık eğrisi ile TESS ışık eğrisinin derinlikleri neredeyse aynı iken ($\Delta\delta = 7.0 \times 10^{-5}$), geçiş süreleri ise ancak 1.5σ



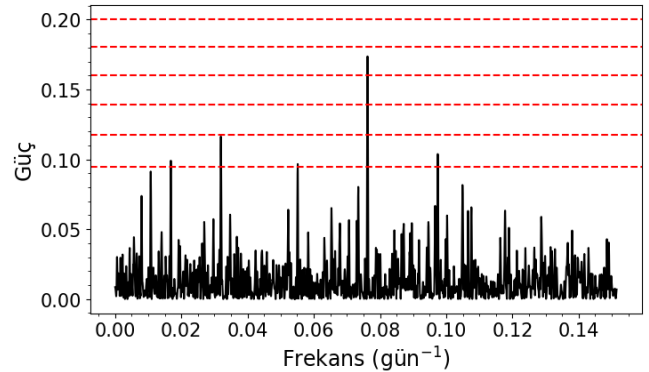
Şekil 2. TrES-5 b'nin TTV diyagramı. Diagram, TTV verisine Ş4'de tarif edildiği şekilde yapılan lineer modellerden en olası olanlar (turuncu taralı bölge), açık veritabanları (gri noktalar), literatür verisi (turkuaz), kendi ışık eğrilerimiz (kirmizi) ve TESS ışık eğrileri (mor) üzerinden ölçülen geçiş ortası zamanları ve belirsizliklerini göstermektedir.

mertebede uyumlu bulunmuştur. Bu görece zayıf uyumun sebepleri ATA50 gözleminin sonunda kötüleşen hava koşulları nedeniyle geçiş çıkışının iyi belirlenememiş olması ve bu gözlemlerdeki sistematik korele gürültüdür. Bu durum Şekil 1'de açıkça görülmektedir. Bu gürültüyle yerden küçük teleskoplarla yapılan gözlemlerde çok sık karşılaşılmaktadır ve en önemli nedenlerinden biri takip hatalarının neden olduğu hedef ve mukayese yıldızların CCD dedektörü üzerindeki konum değişimleridir. Yıldızların farklı zamanlarda üzerine düştüğü piksellein ışığa cevapları dedektör yüzeyi boyunca tekdüze olmadığı gibi zamanla da değişir ve düzalan (flat) düzeltmeleriyle ancak belirli bir düzeyde giderilebilmektedir.

Sistemin 14, 15 ve 17. sektörlerde 30 dakikalık LC (3 adet), 41. sektörde ise 2 dakikalık SC modlarında (17 adet) ve 90 s'den daha iyi bir geçiş zamanlaması duyarlılığında toplam 20 TESS ışık eğrisi elde edilmiştir. Sistemin tarafımızca açık veritabanları ve literatürden toplanan 166 ışık eğrisi ile birlikte toplam 196 ışık eğrisinin EXOFAST modellerinden ölçülen geçiş ortası zamanları ve Maciejewski ve diğ. (2016) tarafından verilen lineer efemeris kullanılarak oluşturulan TTV diyagramı ile Ş4 kısmında verildiği şekilde uyumlanan lineer modeli Şekil 2'de, bu modele göre düzeltilmiş lineer efemeris ise Denklem 1'de verilmiştir:

$$T(\text{BJD-TDB}) = 2456605.334790(65) + E \times 1.48224667(6) \quad (1)$$

Yörünge dönemindeki 5.3 ms düzeyindeki belirsizlik, 8 yılın üzerinde bir zaman aralığına yayılan veri üzerinden şu



Şekil 3. TrES-5 b'nin TTV diyagramının lineer modelden artıklarının Lomb-Scargle periyodogramı (siyah sürekli eğri). Yatay kırmızı kesikli doğrular aşağıdan yukarı sırasıyla %1, %0.1, %0.01, %0.001 ve %0.0001'lik yalancı alarm (FAP) değerlerinin güçlerine karşılık gelmektedir. 13.12 günlük dönemliliğin FAP değeri %0.002 olup istatistiksel olarak anlamlıdır, ancak TESS verisiyle uyumlu değildir.

ana kadar ulaşılan en hassas yörünge dönemine ulaşıldığını göstermektedir.

Veriye yapılan parabol uyumlaması lineer modele göre istatistiksel olarak daha uyumlu bulunmamıştır. Lineer modelden artıklara yapılan frekans analizi sonucu elde edilen Lomb-Scargle periyodogramında ise 13.2 gün dönemlilikte çok düşük bir yalancı alarm olasılığına ($FAP = 2.1 \times 10^{-5}$) karşılık gelen bir maksimum gözlenmiştir (Şekil 3). Ancak bu

Çizelge 1. Proje kapsamında kullanılan TUG'un 1 m çaplı teleskobu T100, İstanbul Üniversitesinin 60 cm çaplı teleskobu İST60, Atatürk ve Çukurova Üniversitelerinin 50 cm çaplı teleskopları ATA50 ve UT50, Ankara Üniversitesinin 35 cm (T35) ve 80 cm (T80) çaplı teleskoplarında yapılan gözlemlere ilişkin istatistikler. Sırasıyla N_T tahsis edilen ve N_G gözlem yapılan gece sayılarını, N_{LC} elde edilen ışık eğrisi sayısını, σ_{RMS} bu ışık eğrilerinin EXOFAST modellerinden fark karelerinin toplamalarının ortalama ve standart sapmasını, σ_t geçiş ortası zamanlarda erişilen ortalama zamanlama hassasiyeti ve standart sapmasını göstermektedir.

Teleskop	N_T (gece)	N_G (gece)	N_{LC} (sayı)	σ_{RMS} (mmag)	σ_t (s)
T100	95	57	84	1.62±0.54	35.2 ± 17.4
İST60	53	27	17	1.96±0.76	48.4 ± 21.5
ATA50	74	28	22	1.87±0.69	49.1 ± 18.9
UT50	NA	NA	28	2.42±0.95	61.7 ± 25.6
T35	87	33	22	2.51±0.97	65.9 ± 28.3
T80	13	8	7	1.71±0.83	45.3 ± 22.7
Toplam	322	159	180	1.91±0.71	46.41 ± 20.78

frekansın sadece açık veritabanlarından gelen veride bulunduğu, bu dönemlilikte bir değişimin iki çevrimini içermesi gereken TESS verisinin bu dönemlilikle uyumlu olmadığı sonucuna varılmıştır. Nitekim, bu frekansın harmonikleri de veriyle uyumlu görünmemektedir. Açık veritabanlarından gelen veri dışarıda bırakılarak yapılan frekans analizinde ise baskın bir frekansa rastlanmamıştır. Ayrıca, [Sokov ve diğ. \(2018\)](#) tarafından $P \sim 99$ günde önerilen ilave cisim kaynaklı olabilecek herhangi bir dönemli değişime gerek tüm veri seti üzerinde, gerekse de ETD verisi dışarıda bırakılarak yapılan analizlerde rastlanmamıştır. Sistemin TTV analizinin, TESS tarafından yapılmakta olan 55, 56 ve 57. sektör gözlemleri ve açık veritabanları ile literatürde bu arada elde edilmiş ışık eğrileri ([Maciejewski ve diğ. 2021](#)) dahil edilerek genişletilecek bir veri seti üzerinden tekrar yapılması gerekmektedir.

6 Sonuçlar

Bu çalışmada, temel amacı seçilmiş ötegezegen ve çift yıldız sistemlerinde gözlenen geçiş, örtme ve tutulma olgularının zamanlarındaki değişimleri incelemek ve olası dönemli değişimlerini belirleyerek bu sistemlere kütle çekim ile bağlı ancak gözlenemeyen ilave bileşenleri ortaya çıkarmak olan uzun soluklu bir proje tanıtılmakta ve yoğun gözlemsel veriye dayalı bu projenin bazı temel sonuçları sunulmaktadır. Projenin erişimi bulunan gözlemlerindeki teleskoplarla yapılan geçiş ve çift yıldız tutulma gözlemlerinde ulaşılan bazı istatistikî sonuçlar Çizelge 1 'de özetlenmektedir. Her bir teleskopta tahsis edilen ve gözlem yapılan gece sayıları ve bu gecelerde elde edilen ışık eğrisi sayılarının yanı sıra ışık eğrisi kalitesini göstermek üzere ışık eğrisi modellerinden farkların ortalaması (σ_{RMS}) milikadir, ölçülen geçiş ortası zamanın üzerindeki belirsizliklerin ortalaması (σ_t) ise saniye biriminde verilmiştir. UZAYMER UT50 teleskobu gecenin açık ve teknik aksaklığın bulunmadığı tüm uygun gecelerde proje kaynaklarının gözlemi için tahsis edilmiştir.

Sonuç olarak bu proje kapsamında yapılan başarılı 180 geçiş gözleminin yanı sıra açık veritabanlarından 1459, literatürden 736, TESS Uzay Teleskobu'ndan 409 ve Kepler K2 teleskobundan 491 olmak üzere 3275 geçiş ışık eğrisi şu ana kadar analiz edilmiş durumdadır. Geçiş ışık eğrilerinin

tarafımızca EXOFAST kullanılarak elde edilen geçiş ortası zamanları ile farklı araştırmacılar tarafından açık veritabanları ve literatüre başka yöntemler ve yazılımlarla ölçülerek rapor edilen geçiş ortası zamanları arasında istatistiksel olarak anlamlı farkların bulunduğu tespit edilmiştir. 10 ötegezegen için yapılan bir örnek çalışmada ölçümlerin medyan değerleri arasındaki farkların 3–59 s arasında değiştiği ve tarafımızca yapılan ölçümlerin saçılmasının, farklı gözlemcilerce rapor edilen ölçümlerin saçılmasına göre daha az olduğu sonucuna varılmıştır ([Baştürk ve diğ. 2022](#), Şekil 3 ve Çizelge 5).

Çalışılan 40 ötegezegen sisteminin TTV analizlerinde seküler ya da çevrimsel bir değişime ilişkin kanıt bulunamamıştır. Ancak, WASP-43 b ötegezegeninin TTV diyagramına yapılan parabol modeli, lineer modele göre bir miktar daha başarılı bulunmuş ve parabolün kuadratik katsayısının negatif bulunmuş olması gezegenin yörünge döneminin küçülüyor olabileceği şeklinde yorumlanmıştır. Sistemin TESS Uzay Teleskobu'yla iki farklı sektörde yapılan gözlemlerinde elde edilen geçiş ortası zamanları arasında da bu küçülmeye işaret eden bir fark bulunmuştur ([Davoudi ve diğ. 2021](#)).

Bu çalışmaya konu proje kapsamında ETV analizleri gerçekleştirilen 6 sistemden HW Vir ([Esmer ve diğ. 2021](#)), NY Vir ve Kepler-451'de ([Esmer ve diğ. 2022](#)) ötegezegen veya kahverengi cüce kütle limitleri dahilinde minimum kütleyle sahip ilave bileşenlerin gözlenen dönemli ETV değişimlerine sebep olabileceği saptanmıştır. Yapılan yörünge kararlılık analizleri HW Virginis sisteminde ETV analizi sonucu belirlenen iki yıldızlı cisim adayının yörüngelerinin kararlı olamayacağını gösterirken, NY Virginis sisteminde belirlenen iki ilave cisim adayının yörüngeleri ise kararlı görünmektedir. Kepler-451 sisteminin ETV analizinde daha önce [Baran ve diğ. \(2015\)](#) tarafından keşfedilen gezegen kütle limitlerindeki cismin 416 gün olarak belirlenen yörünge dönemi, yerden ve uzaydan (TESS) yapılan yeni gözlemlerin analizleriyle 406 gün olarak güncellenmiş; sisteme ilave 43 ve 1800 gün yörünge dönemi, yine gezegen kütlesi limitleri dahilinde iki ilave cismin daha bulunduğu belirlenmiştir. Yapılan yörünge kararlılık analizleri sonucunda uzun zaman aralıklarında kararlı yörüngelerde buldukları tespit edilen bu iki ötegezegen, Kepler-451c ve Kepler-451d isimleriyle [NASA Exoplanet Archive ve Exoplanet Encyclopedia](#) kataloglarında yerlerini almışlardır ([Esmer ve diğ. 2022](#)). Sistemlerin yörünge kararlılık analizlerine ilişkin ayrıntılar 22. Ulusal Astronomi Kongresi'nde proje ekibimiz araştırmacılarından Ekrem M. Esmer tarafından sunulmuştur ve bu yayınla aynı sayıda yer almaktadır. Sistem, ETV yöntemiyle ikiden fazla gezegen barındırdığı bilinen ilk sistem olurken, aynı zamanda da en kısa yörünge dönemi gezegene (Kepler-451d) ev sahipliği yapmaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma 2022 yılı içerisinde tamamlanan 118F042 proje numaralı 1001 projesini tanıtmakta ve sonuçlarını özetlemektedir. Projemize desteğinden ötürü TÜBİTAK'a teşekkür ederiz. İST60 Teleskobu ve çevre birimleri Türkiye Cumhuriyeti Cumhurbaşkanlığı Strateji ve Bütçe Başkanlığının 2016K12137 numaralı, İstanbul Üniversitesinin BAP-3685 ve FBG-2017-23943 numaralı projeleri kapsamında temin edilmiştir. AUKR T80 Teleskobu'nun 18A0759001 numaralı BAP projesiyle temini için destek sağlayan Ankara Üniversitesi'ne teşekkür ederiz. Bu çalışmada, Atatürk Üniversitesi Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi (ATASAM) tarafından işletilen ATA50 teleskobu ve arkasındaki

CCD kamera ile elde edilen veriler kullanılmıştır. ATA50 teleskobu Atatürk Üniversitesi (P.No. BAP-2010/40), CCD kamera ise Erciyes Üniversitesi (P.No. FBA-11-3283) Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinatörlüğü Birimi (BAP) tarafından finanse edilmiştir. TÜBİTAK'a, TUG T100 Teleskobu'yla 16AT100-997, 16BT100-1034, 16CT100-1096, 17BT100-1196 17BT100-1208 ve 19AT100-1471 numaralı gözlem projeleri kapsamında tahsis edilen gözlem zamanları için teşekkür ederiz. Gözlemlerin yapıldığı tüm gözlemevlerinin çalışanları ve gözlemlere katılan öğrenci gözlemcilere projemize yaptıkları katkılardan ötürü teşekkürü bir borç biliriz.







Kaynaklar

- Agol E., ve diğ., 2021, *The Planetary Sci.J.*, 2, 1
Baştürk Ö., ve diğ., 2022, *MNRAS*, 512, 2062
Bahar E., Şenavcı H. V., Baştürk Ö., 2015, in Rucinski S. M., Torres G., Zejda M., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 496, Living Together: Planets, Host Stars and Binaries*. p. 288
Baran A. S., Zola S., Blokesz A., Østensen R. H., Silvotti R., 2015, *A&A*, 577, A146
Bonomo A. S., ve diğ., 2017, *A&A*, 602, A107
Burdanov A. Y., ve diğ., 2022, *PASP*, 134, 105001
Collins K. A., Kielkopf J. F., Stassun K. G., Hessman F. V., 2017, *AJ*, 153, 77
Davoudi F., Baştürk Ö., Yalçinkaya S., Esmer E. M., Safari H., 2021, *AJ*, 162, 210
Eastman J., Gaudi B. S., Agol E., 2013, *PASP*, 125, 83
Esmer E. M., Baştürk Ö., Hinse T. C., Selam S. O., Correia A. C. M., 2021, *A&A*, 648, A85
Esmer E. M., Baştürk Ö., Selam S. O., Aliş S., 2022, *MNRAS*, 511, 5207
Fulton B. J., Shporer A., Winn J. N., Holman M. J., Pál A., Gazak J. Z., 2011, *AJ*, 142, 84
Getley A. K., Carter B., King R., O'Toole S., 2017, *MNRAS*, 468, 2932
Ivshina E. S., Winn J. N., 2022, *ApJS*, 259, 62
Knutson H. A., ve diğ., 2014, *ApJ*, 785, 126
Kozyreva V. S., Bogomazov A. I., Demkov B. P., Zotov L. V., Tutukov A. V., 2015, *Astronomy Reports*, 59, 1036
Kwee K. K., van Woerden H., 1956, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 12, 327, *ADS*
Maciejewski G., ve diğ., 2016, *Acta Astron.*, 66, 55, *ADS*
Maciejewski G., Fernández M., Aceituno F., Ramos J. L., Dimitrov D., Donchev Z., Ohlert J., 2021, *A&A*, 656, A88
Mandel K., Agol E., 2002, *ApJ*, 580, L171
Mandushev G., ve diğ., 2011, *ApJ*, 741, 114
Mislis D., ve diğ., 2015, *MNRAS*, 448, 2617
Ngo H., ve diğ., 2015, *ApJ*, 800, 138
Ngo H., ve diğ., 2016, *ApJ*, 827, 8
Nunez L. E., Johnson J. A., 2017, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts #229*. p. 245.21
Piskorz D., Knutson H. A., Ngo H., Muirhead P. S., Batygin K., Crepp J. R., Hinkley S., Morton T. D., 2015, *ApJ*, 814, 148
Prša A., Zwitter T., 2005, *ApJ*, 628, 426
Prša A., ve diğ., 2016, *ApJS*, 227, 29
Sebastian D., ve diğ., 2021, *A&A*, 645, A100
Sokov E. N., ve diğ., 2018, *MNRAS*, 480, 291
Wheatley P. J., ve diğ., 2018, *MNRAS*, 475, 4476
Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, *ApJ*, 166, 605
Winn J. N., ve diğ., 2008, *ApJ*, 683, 1076
Wright J. T., Eastman J. D., 2014, *PASP*, 126, 838
Yalçinkaya S., ve diğ., 2021, *Acta Astron.*, 71, 223

Access:

M23-0350: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Scorpius-Centaurus OB Oymağının Kinematik ve Fotometrik Analizi

Burcu Ülgen¹  , Tansel Ak² , Selçuk Bilir² , Eyüp Kaan Ülgen¹ ,
Lanz A. A. Lagman³ 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, 34116, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Türkiye

³ University of the Philippines-Diliman, National Institute of Physics, 1101 Quezon City, Philippines

Accepted: February 1, 2023. Revised: December 18, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Genç yıldızlardan oluşan OB oymakları, bir yıldız bulutunun doğumundan dağılmasına kadar yıldız oluşumunun kaydını tutan laboratuvarlardır. Güneş'e en yakın olan Sco-Cen (Sco OB2) oymağı, aynı zamanda kütleli yıldız oluşumunun da bir örneğidir. Bu çalışmada Gaia DR3'ün yıldız paraklarının ve özhareketlerinin yüksek kalitesinden dolayı $(l, b) = (322^\circ, +10^\circ)$ merkezli 1 yarıçap içindeki dairesel bölgede $G = 17.5$ kadire kadar olan Sco-Cen OB oymağı bölgesi incelendi. Oymağın alt-gruplarını ve yeni üyelerini belirleyebilmek için DBSCAN kümeleme algoritmasını seçilen bölgeye uygulandı. Toplamda 40 alt-grup ve 4777 üye yıldız belirlendi. Her bölgenin yıldız oluşum tarihini ortaya çıkarmak için PARSEC eş-yaş eğrilerini kullanarak altgrupların kümeleme analizi yapıldı.

Abstract

OB associations of young stars are the laboratories that keep track of star formation from the birth of a star cloud to its dissolution. Sco-Cen OB association closest to the Sun is also an example of massive star formation. In this study, we research the Sco-Cen OB association region up to $G = 17.5$ mag in the circular region within 1 radius centred $(l, b) = (322^\circ, +10^\circ)$ due to the high quality of the stellar parallax and proper motions of Gaia DR3. We applied the DBSCAN clustering algorithm to the selected region to identify subgroups and new members of the associations. In total, we identified 40 subgroups and 4777 member stars. We provide cluster analysis of subgroups using PARSEC age isochrones to reveal the star formation history of each region.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: open clusters and associations, individual: Sco-Cen OB association, Stars: Hertzsprung Russell (HR) diagram

1 Giriş

OB oymakları, tipik olarak birçok belirgin OB yıldızının yanı sıra çok sayıda düşük kütleli yıldız içeren düşük yoğunluklu genç yıldız gruplarıdır (Blaauw 1991; Brown ve diğ. 1999). Teknik olarak, parlak OB yıldızları içeren OB oymakları ve belirgin T-Tauri yıldızları içeren T oymakları olarak gökyüzünde bulunurlar. Fakat bu iki oymak çeşitinin toplam kütleleri dışında başka hiçbir fark yoktur ve oymak terimi genellikle her iki türe atıfta bulunmak için kullanılmaktadır. Oymakların sahip olduğu düşük uzay yoğunlukları ($0.001\text{--}0.1 \text{ M}_\odot \text{pc}^{-3}$), onları Galaktik gelgit kuvvetlerine karşı dinamik olarak kararsız hale getirir ve bu nedenle zamanla dağılmaları beklenmektedir. Bir miktar uzaysal ve kinematik yoğunlaşma göstermeleri ve kısa ömürlü OB yıldızları içermeleri, genç olmaları gerektiğini ve dolayısıyla yıldız oluşum sürecinin birer izleyicileri olduklarının göstergesidir.

OB oymakları, 10 ila 50 Güneş kütlesi arasında toplam yıldız kütlelerine sahiptirler. Boyutları ise birkaç on ile yüz parsek arasında değişmektedir. Oldukça asimetric ve alt yapıdadırlar ve genellikle sınırları içinde açık kümeler veya yıldız oluşum bölgeleri bulunmaktadır. Oymakların yaşları, hem

yıldız oluşum geçmişine göre olan yaş dağılımlarına hem de altyapıların oluşumuna göre ile birkaç ila birkaç on Myl arasında değişebilmektedir. Alt yaş sınırı tarihsel olarak belirsiz ve gömülü sistemlerden oymakları ayırırken (gömülü kümeler, Lada & Lada 2003), üst sınır ise bundan daha yaşlı olan düşük yoğunluklu yıldız gruplarını belirlemenin zor olmasından kaynaklanmaktadır.

Tarihsel olarak oymaklar, galaksimizin diski boyunca gözlenmektedir ve dağılımları Samanyolu'nun sarmal yapısını izlemek, önceki nesil genç yıldızların haritasını çıkarmak ve yıldız oluşumunun yayılmasını incelemek amacıyla kullanılmıştır. OB oymaklarına ilişkin ilk bilgiler, hem Hipparcos Uydusu öncesi dönem (Blaauw 1964, 1991), hem de oymaklar ve onların doğaları ile ilgili bir çok büyük keşiflerin yapıldığı Hipparcos Uydusu döneminde (Brown ve diğ. 1999) yapılan bir çok çalışma ile mümkün olmuştur. Son birkaç yılda ise Gaia verilerinin kalitesi sayesinde ortaya çıkan oymaklarla alakalı çalışmaların zenginliği, bu sistemleri anlamamızı hızlandırmıştır.

OB oymakları, doğum ortamlarından Galaktik alana dağılan düşük yoğunluklu genç yıldız gruplarıdır. OB oymaklarının kinematiği, bunların küresel olarak bağlı olmadığını ve genişlediğini göstermiştir; son çalışmaların çoğu, oymakların alt gruplarındaki açık genişleme modellerine ilişkin

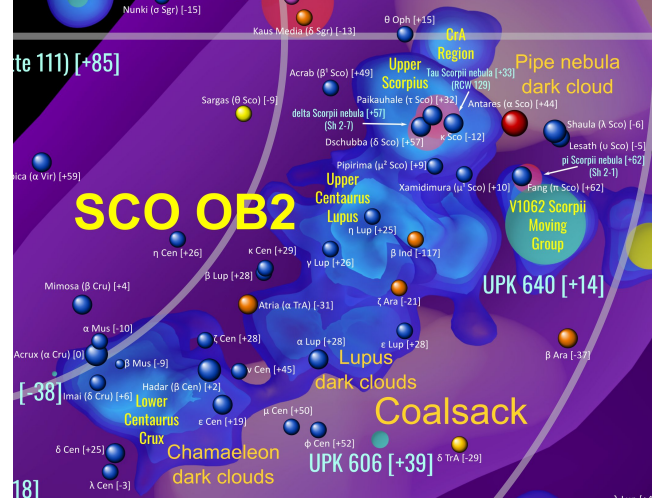
* burcu.akbulut@ogr.iu.edu.tr

kanıtlar ortaya koyarak, alt grupların geçmişte daha kompakt olduğunu düşündürmektedir. Bu genişlemenin genellikle izotropik olmadığı görülmektedir. Oymakların yıldız oluşum geçmişleri genellikle karmaşıktır, yaş dağılımları ve zamansal altyapı sergiler, ancak şimdiye kadar yıldız oluşumu yayılımının basit modellerini ortaya çıkarmada başarısız olmuştur. OB oymaklarının yıldız karakterizasyonu geleneksel olarak, oymak üyelerinin ön ve arka plan alan yıldızı kirlenmesinden ayırmak için özhareket ve radyal hızlardan gelen kinematik bilgilere dayanıyordu (de Zeeuw ve diğ. 1999). Fakat bu yaklaşım, düşük kütleli anakol öncesi oymak üyeleri için genellikle ölçülemediğinden, kütleli anakol yıldızı bakımından bir ön yargıya yol açmaktadır.

Yıldızların soğuk moleküler bulutların çökmesinden kaynaklandığı ve çoğunlukla aşırı yoğun yapılarda ve genellikle yıldız oluşum bölgeleri (SFR'ler) olarak adlandırılan kümelerde oluştuğu artık iyi bilinmektedir. Çok erken evrelerde, genç yıldız nesnelere (YSO'lar), merkezi yıldızın etrafındaki optik olarak kalın düşen zarf veya çevresel diskin varlığı nedeniyle yakın, orta-uzak kızılötesi (IR) ve radyo dalga boylarında tanımlanabilir. Daha sonraki anakol öncesi aşamada, optik bantlarda da görünür hale gelirler. Ancak, disk malzemesinin nihai dağılımı gerçekleştiğinde ve yığılmayan geçiş diskleri oluştuğunda, YSO'lar artık IR veya radyo gözlemlerinde tanımlanamaz (Ercolano ve diğ. 2021) ve tam bir örnek sayımı yalnızca optik bantlarda mümkündür. Yalnızca optik fotometri kullanarak YSO'ların temiz bir şekilde tanımlanması çok zor olsa da, SFR'leri sistematik olarak ayırmanın etkili bir yolu, ortak bir uzay hareketine sahip kinematik yıldız gruplarının tanımlanmasıdır. Daha önce görülmemiş astrometrik hassasiyet ve gökyüzü kapsamı ile Gaia verileri, en azından Gaia gözlem limitleri dahilinde, SFR'leri ortak özhareket grupları olarak tanıma imkanı sunar. Gaia misyonundan elde edilen veriler, Galaktik bileşenlerin genel olarak anlaşılması için temel bilim hedeflerinden biri olan optik bantlarda Samanyolu'nun en genç yıldız popülasyonlarını belirlememize önemli ölçüde katkı sağlar. En genç yıldız bileşeni, Galaktik ince disk ve sarmal kollarını daha iyi karakterize etmek ve kökenini anlamak için çok önemlidir.

SCO OB2 Oymağı, (SCO OB2 olarak da bilinmektedir) son yüksek kütleli yıldız oluşumunun en yakın bölgesini temsil eden güney Samanyolu'nun çoğunu kapsayan kapsamlı bir oymaktır (de Zeeuw ve diğ. 1999). Oymak olarak ilk Kapteyn (1914) tarafından birlikte hareket eden O ve B tayf türünden yıldızların geniş bir yoğunluk göstermesi olarak tanımlandı ve sonraki on yılda bu orijinal görüş büyük ölçüde benimsendi. Oymakların altyapılarının ilk ipuçları, SCO-Cen oymağının literatürden sık sık atıfta bulunulan üç büyük alt bölgeye ayıran de Zeeuw ve diğ. (1999) tarafından önerilmiştir. Bunlar: Upper Sco (US), Upper Centaurus-Lupus (UCL) ve Lower Centaurus-Crux (LCC). Daha erken dönemde literatürde US için yapılan yaş belirlemeleri 5-11 Myıl arasında değiştiği belirlenmiştir (örneğin, Pecaut ve diğ. 2012; Preibisch & Mamajek 2008). UCL ve LCC için ise yaşın 20 Myıl'nin daha altındadır ((örneğin, Mamajek & Feigelson 2001).

Son zamanlarda, özellikle Gaia sonrası, daha detaylı bir SCO-Cen için mevcut makine öğrenmesi yöntemlerinin kullanılmasıyla beraber binlerce yeni aday yıldız belirlenmiştir ((örneğin, Pecaut ve diğ. 2012). Bölgedeki bilinen popülasyonlar giderek daha fazla tamamlandı, (Rizzuto ve diğ. 2012) geleneksel alt grupların üçünü de birbirine bağlayan geniş bir popülasyon varlığını ve bu alt grupların



Şekil 1. Sco-Cen OB oymağının 3 ana bölgesinin, Gaia EDR3 sürümü kullanılarak elde edilen harita üzerinde gösterimi Reylé ve diğ. (2021).

yıldız oluşumunun birbirine bağlı ve sürekli doğasını yakalamak için yetersiz olduğunu öne sürdü. Ophiuchus ve Lupus bulutları da artık yaygın olarak SCO-Cen oymağının bir parçası olarak kabul edilmektedirler ve son çalışmalarda Corona Australis (CrA), Chamaeleon kümeleri, TW Hydrae oymağı ve IC 2602 dahil olmak üzere diğer bir çok grubun dahil edilmesi gerektiği öne sürülmüştür (Mamajek ve diğ. 2000; Mamajek & Feigelson 2001; Damiani ve diğ. 2019).

Yapılan son çalışmalarda elde edilen OB oymağının haritası Şekil 1'de gösterilmektedir. Hassas özhareketlere ve astrometrik (konumlar ve paralaks) ve fotometrik ölçümlere sahip 1.3 milyarlık fazla yıldızla Gaia DR2 verileri, Samanyolu'nun kümelenmiş popülasyonlarını tanımlamayı amaçlayan çeşitli çalışmalara izin verdi. Bu çalışmalardan bazıları SFR'leri, oymaklara ve hareketli gruplara ayrılmıştır. Zari ve diğ. (2018) fotometrik ve astrometrik kriterlerin bir kombinasyonunu kullanarak, 500 pc içindeki kümelenmiş ve dağınık genç popülasyonların bir analizini sunmuştur. Benzer şekilde, Kerr ve diğ. (2022), HDBSCAN kümeleme algoritmasını uygulayarak Güneş komşuluğunu incelemiştir. Bilinen kümeler ve SFR'lerle ilişkili 27 genç grup, oymak ve önemli altyapı buldular ve 333 pc içinde $\sim 3 \times 10^4$ Gaia DR2 YSO'yu içeren bir katalog yayınladılar.

Cantat-Gaudin ve diğ. (2018), denetimsiz üyelik ve astrofiziksel parametreleri belirleyebilmek için, bilinen kümeler listesinden başlayarak yeni kümelerin keşfinde büyük bir çığır açtı. Diğer çalışmalar, Galaksidedeki açık kümeleri sistematik olarak bulmaya adanmıştır. Castro-Ginard ve diğ. (2018), DBSCAN algoritmasını (Ester ve diğ. 1996) bir aday açık kümeler listesi seçmek için kullandılar ve daha sonra iyi tanımlanmış bir anakola sahip gerçek OC'leri tanımlamak için temizlediler. Hem yeni açık kümeleri keşfetmek hem de parametrelerini üretmek için makine öğrenmesi yöntemlerini kullanan başka çalışmalar da yayımlandı (Cantat-Gaudin ve diğ. 2018, 2020; Castro-Ginard ve diğ. 2020; Liu & Pang 2019). SFR'ler de dahil olmak üzere Galaktik Düzlem kümelenmiş popülasyonları bulmaya yönelik yeni bir girişim, Kounkel & Covey (2019) tarafından yine Gaia DR2 verileri ve 5 boyutlu uzayda ($l, b, \varpi, \mu_\alpha, \mu_\delta$) HDBSCAN kullanılarak yapılmıştır.

Bu çalışmada kapsamında, makine öğrenmesi yöntemlerinden biri olan DBSCAN uygulamasını kullanarak, Sco-Cen OB oymağına ait üyeleri belirledikten sonra, Tarihsel olarak **de Zeeuw ve diğ. (1999)** çalışmasında üç ana gruba ayrılmış Sco-Cen OB oymağının (US, UCL, LLC) alt gruplarını ve üye yıldızları belirleyebilmek için detaylı fotometrik ve kinematik analizi yapılarak, yıldız oluşum zamanına dair tahminlerde bulunuyoruz.

2 Veri

Bu çalışmada, Gaia verilerini (Gaia Collaboration ve diğ. 2016, 2021) hassas astrometri ve kinematik ($l, b, \varpi, \mu_\alpha, \mu_\delta$) ve ayrıca üç geniş bantta (G, G_{BP}, G_{RP}) hassas fotometriyi kullandık. Sco-Cen OB oymağında bulunan genç yıldız objelerini (Young Stellar Object – YSO) kaçırmamak adına veri seçimimizi, oymağın klasik sınırlarından daha da geniş tutarak $285 \leq l \leq 360$ ve $-10 \leq b \leq +32$ değerleri arasında sınırlandırıyoruz. Gaia DR3'ten aldığımız G parlaklığının, doymuş CCD görüntülerinden türetilen parlak nesnelere atabilmek amacıyla $G \geq 7.5$ mag alt sınır şartı koyuyoruz. Bunun yanısıra G parlaklığı üst sınırını ise, belirsizliği 0.2 mag'den daha düşük olan nesnelere çoğunu dahil etmek için $G \leq 20.5$ ile sınırlandırıyoruz. Sonuç olarak seçilen oymağın parlaklık kriterini $7.5 \leq G \leq 20.5$ değerleri arasında sınırlandırıyoruz. Bu aralık ayrıca, sınırlayıcı parlaklık tarafından belirlenen Sco-Cen OB oymağı bölgesi içindeki bilinen yıldız oluşum bölgelerinin genç, düşük kütleli popülasyonlarını içermektedir ($0.1 \leq M(M_\odot) \leq 1.5$). Bunun yanısıra paralaksa sınırlama getirerek sadece pozitif paralaks değerlerini dikkate aldık. Bu çalışmada negatif paralaks değerine sahip olabilecek yıldızların olmasını beklemediğimiz için, bu seçim çalışmamız açısından herhangi bir yanlışlık getirmemektedir. Son olarak, rölatif paralaks hatası $\varpi/\sigma_\varpi \geq 10$ olan yıldızlar örnekten kaldırıldı. Özetlemek gerekirse, ilgilendığımız veriler, Denklem 2'deki 5 kriteri kullanarak, **ESA Gaia Arşivinin** Astronomik Veri Sorgulama Dili (ADQL) arayüzünden seçilerek elde edilmiştir.

$$\begin{aligned} 285 &\leq l \leq 360 \\ -10 &\leq b \leq +32 \\ 7.5 &\leq G \leq 20.5 \\ \varpi &\geq 0 \\ \frac{\varpi}{\sigma_\varpi} &\geq 10 \end{aligned} \quad (1)$$

Sco-Cen OB oymağını incelerken elde ettiğimiz verinin SQL kodu aşağıda verilmiştir:

```
SELECT (gaia.astrometric_chi2_al /
(gaia.astrometric_n_good_obs_al - 5.0))
AS unit_weight FROM gaiadr3.gaia_source
AS gaia WHERE gaia.parallax >= 0
AND gaia.b >= -10.0 AND gaia.b <= 32.0
AND gaia.l >= 285.0 AND gaia.l <= 360.0
AND (gaia.parallax/gaia.parallax_error) >= 10.0
AND gaia.phot_bp_mean_flux_over_error >= 10
AND gaia.phot_rp_mean_flux_over_error >= 10
```

Bu kriterler sonucunda elde ettiğimiz 134.587 yıldız için gözlemsel H-R diyagramı Şekil 2'nin sol panelinde gösterilmiştir. Şekilde görüldüğü üzere herhangi bir üye kaybı olmaması adına Sco-Cen OB bölgesi oldukça geniş bir şekilde seçilmiştir. Bu nedenle H-R diyagramının alan yıldızlarınca oldukça kirlenmiş olduğu görülmektedir.

3 Analizler

Ş2'de açıklandığı gibi veri setinden başlayarak, Python'daki scikit-learn makine öğrenmesi paketi içinde yer alan DBSCAN kodunu (Density-Based Spatial Clustering of Applications with Noise, **Ester ve diğ. 1996**) kullanarak Sco-Cen bölgesinde kümeleme analizi gerçekleştirdik. Genç yıldız popülasyonumuzdaki yapıların varlığı Şekil 2'de bulunan aşırı yoğun noktalar aracılığıyla görülmektedir. Fakat bu yapıların sınırlarını belirleyebilmek için uygun bir yapı tanımlama aracı gerekmektedir. Analize Gaia DR3 verisinden elde ettiğimiz 5 parametreyi ($l, b, \varpi, \mu_\alpha, \mu_\delta$) kullanarak başladık. DBSCAN algoritması için yalnızca iki giriş parametresine (ϵ, minPts) gerek duyulur. Aday kümeleri, beş parametrenin tümü için belirli bir bağlantı uzunluğu ϵ komşuluğunda, öklidyen olduğu varsayılan istatistiksel bir uzaklık kullanılarak kaynak sayısının gerekli minimum nokta sayısını aştığı çok boyutlu bir uzayda aşırı yoğunluklar olarak tanımlar. DBSCAN, önceden belirlenmiş sayıda kümenin bilinmesini gerektirmez ve keyfi olarak şekillendirilmiş kümeleri algılayabilir. DBSCAN'a girdi olarak verilecek en iyi girdi parametrelerini belirlemek ve iki parametrenin en iyi kombinasyonunu en "doğru" tahmin ile sonuçlandırmak için, modelin hiperparametrelerini grid-search ile belirledik. Analizler sonucundan Sco-Cen kompleksinin üyelerinin gökyüzündeki konumları Şekil 2 sağ panelde gösterilmiştir.

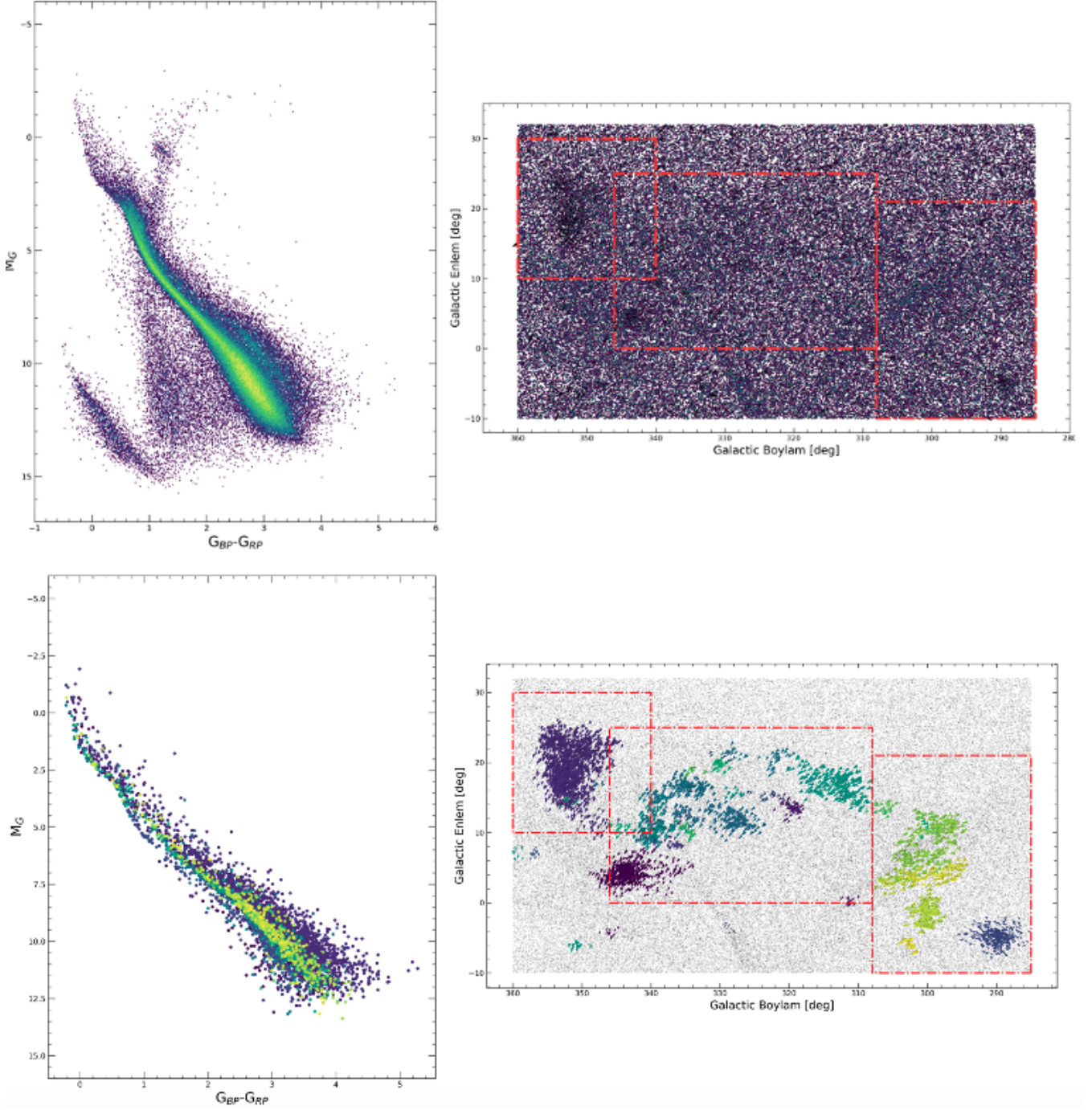
Analizler sonucunda, Sco-Cen OB oymağına ait 3 ana bölgenin alt yapısında 5 parametre uzayında yapılan analizler sonucu bölgede yıldız yoğunlaşmaları olduğu görülmüştür. Bu yoğunlaşmalar OB oymağının farklı zamanlarda yıldız oluşumunun tetiklenmesiyle oluşan alt gruplar olduğu yıldızların öz hareket uzayında yoğunlaşması sonucu belirlenmiş olup, DBSCAN algoritması kullanılarak Sco-Cen OB oymağına ait 40 alt grup olduğu elde edilmiştir.

Yapılan analizler sonucunda, Sco-Cen OB oymağına ait 3 ana bölgenin sınırları **de Zeeuw ve diğ. (1999)** çalışmasından alınan US, UCL ve LCC) alt yapıları incelendiğinde, oymağın Galaktik koordinatlarda ve öz hareket uzayında yıldız öbeklenmeleri olduğu tespit edildi. Bu öbeklenmeler OB oymağının, farklı zamanlarda yıldız oluşumunun tetiklenmesiyle oluşan alt gruplar olduğu belirlenmiştir. Analizler sonucunda 40 alt grup belirlenmiştir. Bu çalışmada belirlenen 40 alt grup, daha sonraki çalışmalarda kullanılarak, yıldız oluşumunun doğasına dair yeni bilgiler elde edilmek için kullanılacaktır.

4 Sco-Cen OB Oymağının Astrofiziksel Parametrelerinin Belirlenmesi

4.1 Uzaklık

Bu çalışmada incelediğimiz Sco-Cen OB oymağının **de Zeeuw ve diğ. (1999)** çalışmasında verilen sınırlar dikkate alınarak 3 ana gruba ayrılmıştır. Oymakların uzanımsal olarak geniş bir yer kaplamalarından dolayı, uzaklığın hassas bir şekilde belirlenebilmesi için bu üç ana grup ayrı ayrı incelenmiştir. Yaptığımız bu çalışmada uzaklığı belirlerken, tek boyutlu Gaussian Mixture Model (GMM, **Dempster ve diğ. 1997**) kullandık. Bu model sayesinde her bir bölge için uzaklığın optimum kaç bileşene sahip olduğu, bileşen sayısının bir fonksiyonu olarak model seçim kriteri BIC (Bayesian Information Kriteria) kullanılarak elde edilmiştir. US, UCL ve LCC bölgesine uygulanan GMM Şekil 3'de gösterilmektedir. Şekilde görüldüğü üzere, her bir altgrup iki farklı optimum bileşene sahiptir. Bu

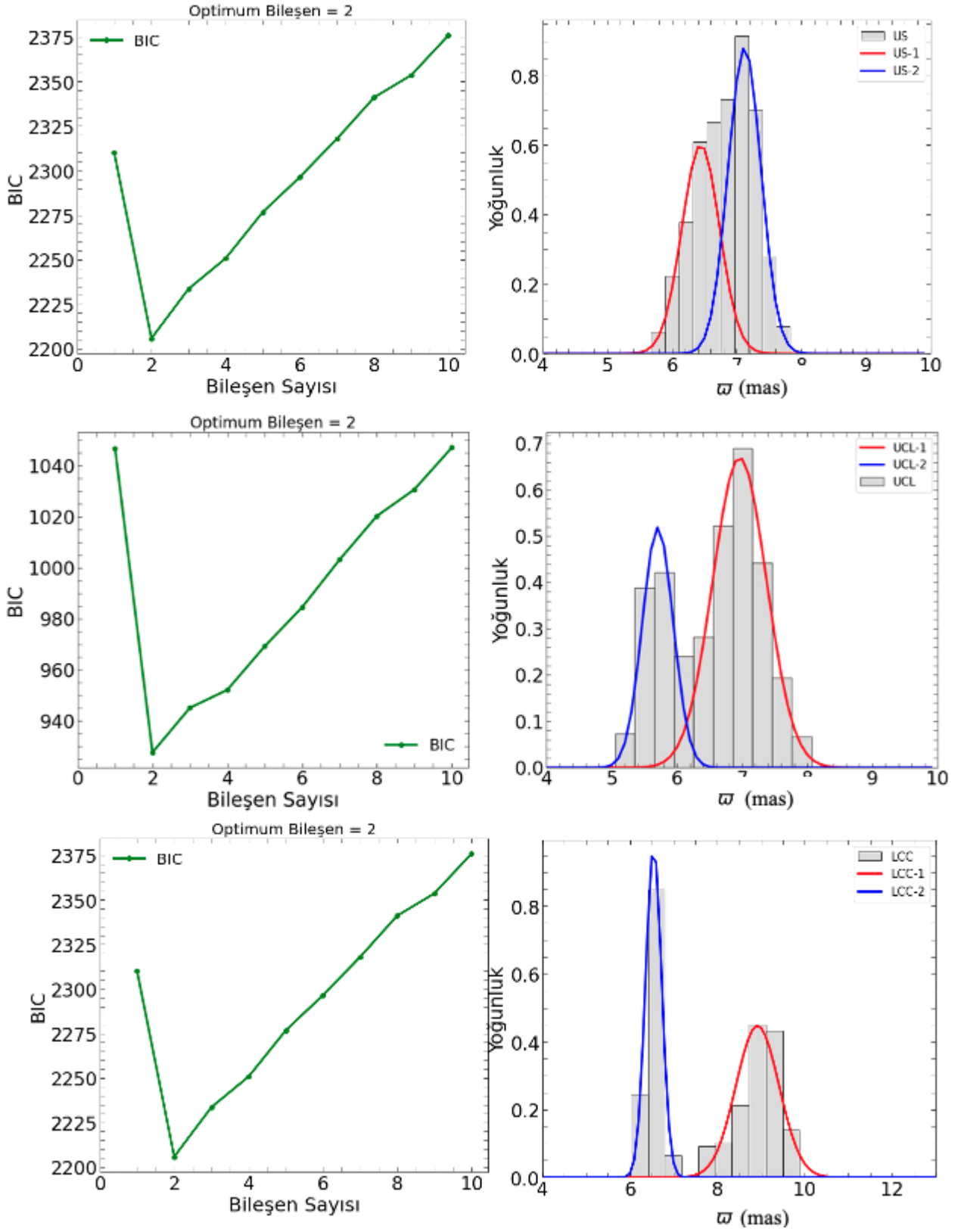


Şekil 2. (Üst sol panel) Sco-Cen OB oyağı doğrultusundaki tüm yıldızların Gaia renkleri ve parlaklığı ile oluşturulmuş H-R diyagramı ve (üst sağ panel) Sco-Cen OB oyağının gökyüzündeki dağılımı. (Alt sol panel) Sco-Cen OB oyağı doğrultusundaki DBSCAN ile belirlenmiş üye yıldızların Gaia renkleri ve parlaklığı ile oluşturulmuş H-R diyagramı, herbir renk ayrı grubu temsil etmektedir. (Alt sağ panel) Sco-Cen OB oyağının DBSCAN ile belirlenen üyelerinin gökyüzündeki dağılımını göstermektedir. Dağılımdaki her bir renk grubu, DBSCAN ile belirlenen alt grupları göstermektedir. Sco OB2'nin üç alt grubunun sınırları [de Zeeuw ve diğ. \(1999\)](#) alışmasından alınmıştır (soldan sağa: Upper Scorpius, Upper Centaurus Lupus ve Lower Centaurus Crux).

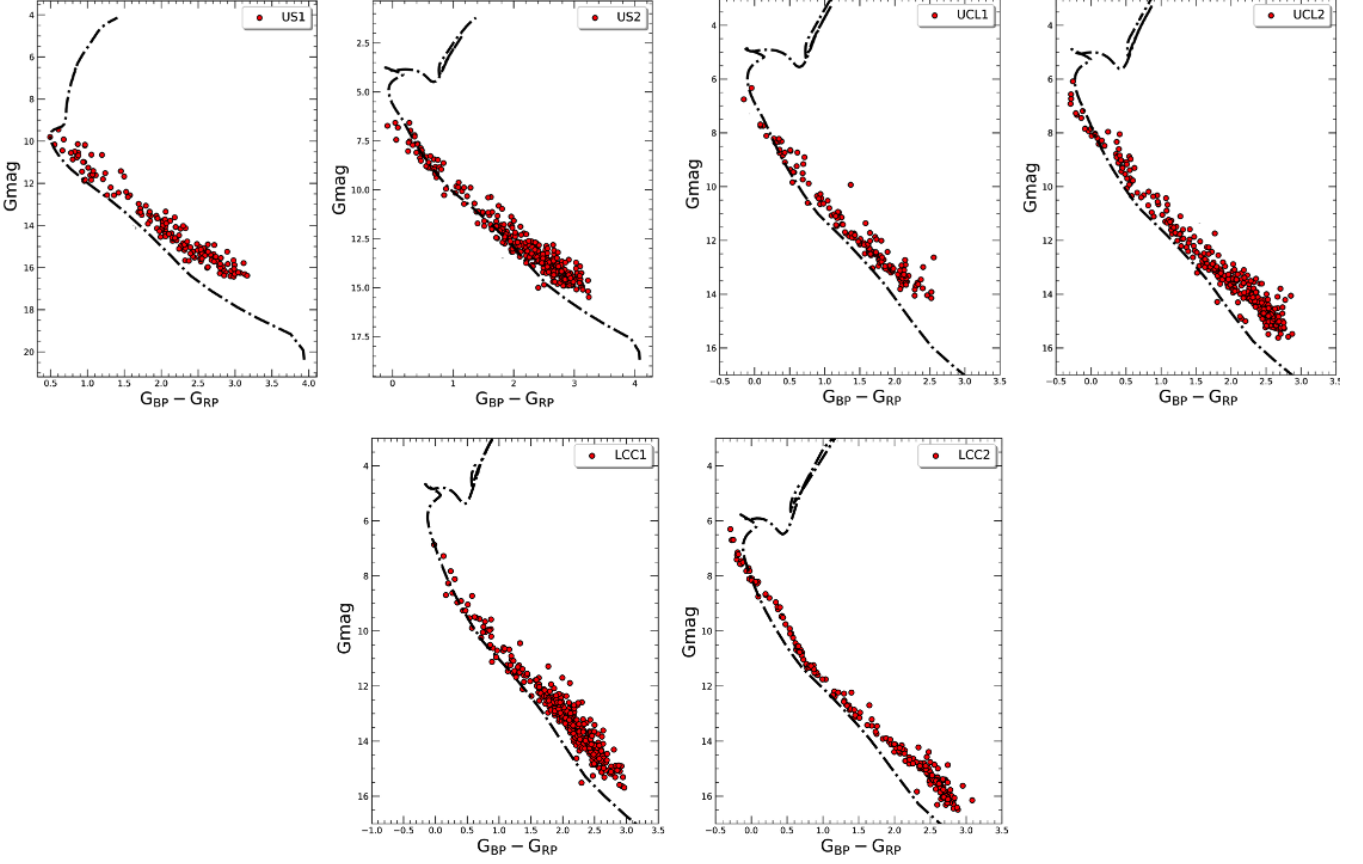
da OB oyağının farklı uzaklığa sahip olduğunun göstergesidir. Belirlediğimiz alt grupların uzaklıkları sırasıyla, US için d_{US1} : 156 ± 8.06 pc ve d_{US2} : 141 ± 8.92 pc, UCL için d_{UCL1} : 176 ± 9.17 pc ve d_{UCL2} : 142 ± 9.25 pc, LCC için ise d_{LCC1} : 112 ± 12.2 pc ve d_{LCC2} : 153 ± 14.29 pc şeklinde-dir.

4.2 Yaşın Belirlenmesi

Bu çalışmada incelenen Sco-Cen OB oyağının yaşının hesaplanmasında güncel PARSEC eş-yaş eğrileri (ing. isocrone) [Bressan ve diğ. \(2012\)](#) kullanılmıştır. PARSEC eş-yaş eğrileri, temel astrofiziksel parametrelerin belirlenmesi için küme



Şekil 3. Sco-Cen OB oymağının, US, UCL ve LCC bölgeleri için ayrı ayrı olarak gösterilen tek boyutlu Gauss karışım modeli grafiklerde gösterilmiştir. Sağ paneller, iki bileşenli bir karışım için en uygun modelle birlikte bir veri histogramını göstermektedir. Sol paneller, bileşen sayısının bir fonksiyonu olarak model seçim kriteri olan BIC'i (Bayesian Information Criteria) göstermektedir. Kırmızı ve mavi model çizgilerinin tepe noktaları, temsil ettikleri bölgenin ortalama paralaks değerini göstermektedir.



Şekil 4. Sco-Cen OB oyağının US, UCL ve LCC bölgelerinin $G-(G_{BP}-G_{RP})$ renk-parlaklık diyagramındaki konumları ve kümenin yaşını en iyi temsil eden PARSEC eş-yaş eğrileri. Eğrilerden elde edilen yaşlar, US1 ve US2 için sırasıyla 16 ± 2 Myıl ve 11 ± 2 Myıl, UCL1 ve UCL2 için 15 ± 1 Myıl, LCC1 ve LCC2 için 21 ± 4 Myıl şeklindedir.

alanlarında tespit edilen yıldızların $G-(G_{BP}-G_{RP})$ renk-parlaklık diyagramları oluşturulmuş ve DBSCAN algoritması kullanılarak belirlenen yeni alt gruplar bu diyagramlar üzerinde işaretlenmiştir. Her bir bölge için Gaia DR3'den elde edilen uzaklıklar kullanılarak bu değere karşılık gelen farklı yaşlardaki PARSEC eş-yaş eğrileri seçilmiştir. Yaşı belirlerken, oyağın US, UCL ve LCC bölgeleri için üye yıldızlara ağırlık verilecek şekilde renk-parlaklık diyagramı üzerinde kaydırılmıştır. Sco-Cen OB oyağının yaşını belirlerken renk-parlaklık diyagramında parlak yıldızları ve anakolu temsil en iyi temsil eden uzaklık modülü ve yaşı veren PARSEC eş-yaş eğrileri Şekil 4'te gösterilmiştir.

5 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, denetimsiz makine öğrenmesi yöntemlerinden biri olan DBSCAN algoritması kullanılarak Sco-Cen OB oyağının üye yıldızları, Gaia DR3 kataloğundan (Babusiaux ve diğ. 2022) sağlanan astrometrik veriler ile belirlenmiştir. Üyeler belirlendikten sonra Gaia fotometrisi kullanılarak Sco-Cen OB oyağının astrofizik parametreleri tayin edilmiştir. Oymak alanından belirlenen üye yıldızlar kullanılarak, sönümlenme (A_G), uzaklık (d), öz hareket $\mu_\alpha \cos \delta$ (mas yıl⁻¹), μ_δ (mas yıl⁻¹) ve yaş değerleri hesaplanarak Çizelge 1'de listelenmiştir.

Bu çalışmada Sco-Cen OB oyağı en yakın yıldız oluşum bölgesi olması sebebiyle oldukça çalışılmış bir bölgedir. Fakat

makine öğrenmesi yöntemi kullanarak yaptığımız analize en yakın yaklaşım, HDBSCAN algoritmasını kullanarak birden fazla yıldız oluşum bölgesini inceleyen Kerr ve diğ. (2022) çalışmasına aittir. Bu nedenle yaptığımız çalışmayı Kerr ve diğ. (2022) çalışmasıyla karşılaştırmaktayız.

Gaia fotometrisine ait renk-parlaklık diyagramlarından (Şekil 4) elde edilen sönümlenme değeri (A_G) US, UCL ve LCC bölgeleri için sırasıyla 0.02, 0.05 ve 0.03 kadirdir. Bu değerler Kerr ve diğ. (2022)'un çalışmasıyla bakıldığında, birden fazla yıldız oluşum bölgesi çalışıldığından çok fazla detay verilmediği için karşılaştırılamamıştır. Diğer yandan uzaklıklara bakıldığında 3 ayrı bölge için uyum içinde olduğu görülmüştür. Çalışmada incelenen Sco-Cen OB yıldız oluşum bölgesi, US, UCL ve LCC için sırasıyla Güneş'ten, 147, 158 ve 166 parsec uzaklık içinde yer alırken, Kerr ve diğ. (2022) çalışmasında US için 146.4 pc, LCC için 176.3 pc olarak bulunmuştur. Kerr ve diğ. (2022) çalışmasında UCL bölgesinin ise geleneksel çalışmaların aksine keskin bir sınır olmadığı için, UCL yapısının aslında ayrı ayrı alt gruplardan oluşması sebebiyle bu bölgeyi UCL yapısı olarak incelenmemiştir. Dolayısıyla bundan sonraki karşılaştırmalar yalnızca US ve LCC alt grubu için yapılacaktır.

Bu çalışma kapsamında Sco-Cen OB oyağında bulunan US, UCL ve LCC bölgelerinin, $G-(G_{BP}-G_{RP})$ renk-parlaklık diyagramı ve bu diyagrama en iyi uyumlu yaşı veren PARSEC eş-yaş eğrileri Şekil 4'de gösterilmiştir. PARSEC eş-yaş eğrileri kullanılarak elde edilen yaşlar, US1, US2, UCL ve

Çizelge 1. Bu çalışmada hesaplanan ve literatürdeki çalışmalardan derlenen Sco-Cen bölgesinin astrometrik ve temel astrofizik parametreleri. Literatür: (1): Bu çalışma, (2): Kerr ve diğ. (2022).

Alt Gruplar	Üye Sayısı	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yıl ⁻¹)	μ_{δ} (mas yıl ⁻¹)	ϖ (mas)	A_G (kadir)	Uzaklık (pc)	Yaş (Myıl)	Literatür
US-1	842	-10.589±0.242	-22.296±0.157	6.455±0.124	0.02	156±8.06	16±2	(1)
US-2	1140	-10.564±0.223	-24.495±0.145	7.123±0.112	0.02	141±8.92	11±2	(1)
UCL-1	820	-12.8455±0.203	-20.811±0.137	5.688±0.109	0.05	176±9.17	15±1	(1)
UCL-2	1021	-20.051±0.179	-22.682±0.144	7.023±0.108	0.05	142±9.25	15±1	(1)
LCC-1	225	-35.077±0.103	-12.284±0.088	9.318±0.078	0.03	112±12.2	21±4	(1)
LCC-2	414	-17.803±0.126	10.512±0.115	6.554±0.070	0.03	153±14.29	21±4	(1)
US	1478	-10.50	-23.6	-	-	146.4±9.3	11.3±0.3	(2)
UCL	-	-	-	-	-	-	-	(2)
LCC	370	-10.50	-23.60	-	-	176.3±6.3	18.8±0.6	(2)

LCC için sırasıyla 16±2 Myıl, 11±2 Myıl, 15±1 Myıl ve 21±4 Myıl olduğu belirlenirken, Kerr ve diğ. (2022) çalışmasında ise US ve LCC için sırasıyla 11.3±0.3 Myıl ve 18.8±0.6 Myıl şeklindedir. Sco-Cen yıldız oluşum kompleksi incelenirken farklı yazarların farklı sonuçlar bulmasının temel nedeni, Kerr ve diğ. (2022) gibi araştırmacıların bir çok yıldız oluşum bölgesi için yaş hesaplamasını her bir bölge için aynı anda yapmasından, dolayısıyla parametre dejenereliğinden kaynaklanmaktadır.

Sonuç olarak, bu çalışmada optik fotometrik veriler ile *Gaia* uydusunun son veri sürümündeki hassas astrometrik verilerin bir arada kullanılmış olması, bu çalışmada elde edilen bulguların literatürde verilen sonuçlara göre daha hassas olduğunu göstermiştir. *Gaia* uydusu verilerinin ileriki dönemlerde literatüre kazandırılması ve uzay tabanlı çalışmaların yer tabanlı tayfsal gözlemler ile desteklenmesi, bu çalışmada belirlenen Sco-Cen OB oymağının parametrelerinin daha duyarlı tayin edilmesine fırsat verecektir.

Kaynaklar

- Babusiaux C., ve diğ., 2022, Gaia Data Release 3: Catalogue Validation
- Blaauw A., 1964, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 2, 213
- Blaauw A., 1991, *The Origin of Stars and Planetary Systems*. Edited by Charles J. Lada and Nikolaos D. Kylafis. NATO ASI Series C, 342, 125
- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Cero C. D., Rubele S., Nanni A., 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 427, 127
- Brown A. G. A., Blaauw A., Hoogerwerf R., de Bruijne J. H. J., de Zeeuw P. T., 1999, *The Origin of Stars and Planetary Systems*. Edited by Charles J. Lada and Nikolaos D. Kylafis. NATO ASI Series C, 342, 540
- Cantat-Gaudin T., ve diğ., 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 618, A93
- Cantat-Gaudin T., ve diğ., 2020, *Astronomy & Astrophysics*, 640, A1
- Castro-Ginard A., Jordi C., Luri X., Julbe F., Morvan M., Balaguer-Núñez L., Cantat-Gaudin T., 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 618, A59
- Castro-Ginard A., ve diğ., 2020, *Astronomy & Astrophysics*, 635, A45
- Damiani F., Prisinzano L., Micela G., Sciortino S., 2019, *Astronomy & Astrophysics*, 623, A25
- Dempster A. P., Laird N. M., Rubin D. B., 1997, *Journal of the Royal Statistical Society. Series B (Methodological)*, 39, 1
- Ercolano B., Picogna G., Monsch K., Drake J. J., Preibisch T., 2021, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 508, 1675
- Ester M., Krieger H.-P., Sander J., Xu X., ve diğ., 1996, pp 226–231

- Kerr R., Kraus A. L., Murphy S. J., Krolkowski D. M., Offner S. S. R., Tofflemire B. M., Rizzuto A. C., 2022, *The Astrophysical Journal*
- Kounkel M., Covey K., 2019, *The Astronomical Journal*, 158, 122
- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 41, 57
- Liu L., Pang X., 2019, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 245, 32
- Mamajek E. E., Feigelson E. D., 2001, *Young Stars Near Earth: Progress and Prospects*, ASP Conference Series, Edited by Ray Jayawardhana and Thomas Greene, 244, 104
- Mamajek E. E., Lawson W. A., Feigelson E. D., 2000, *The Astrophysical Journal*, 544, 356
- Pecaut M. J., Mamajek E. E., Bubar E. J., 2012, *The Astrophysical Journal*, 746, 154
- Preibisch T., Mamajek E., 2008, *The Nearest OB Association: Scorpius-Centaurus (Sco OB2)*
- Reylé C., Jardine K., Fouqué P., Caballero J. A., Smart R. L., Sozzetti A., 2021, *Astronomy & Astrophysics*, 650, A201
- Rizzuto A. C., Ireland M. J., Zucker D. B., 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 421, L97
- Zari E., Hashemi H., Brown A. G. A., Jardine K., de Zeeuw P. T., 2018, *Astronomy & Astrophysics*, 620, A172
- de Zeeuw P. T., Hoogerwerf R., de Bruijne J. H. J., Brown A. G. A., Blaauw A., 1999, *The Astronomical Journal*, 117, 354

Access:

M23-0375: *Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.*

Güneş Civarındaki Metalce Fakir Yıldızların SED Yöntemiyle Temel Astrofizik Parametrelerinin Tayini

Deniz Cennet Dursun¹  , Selçuk Bilir² , Timur Şahin³ , Talar Yontan² ,
Olçay Plevne² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul 34116, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

³ Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya 07058, Türkiye

Accepted: February 1, 2023. Revised: December 18, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Bu çalışmada, Güneş civarından seçilmiş metalce fakir yıldızların tayfsal enerji dağılımları (SED) analiz edilmiş ve teorik olarak hesaplanan model atmosfer fitleriyle, yıldızların tayfsal analizlerinde kullanılabilecek öncül temel astrofizik parametreler tayin edilmiştir. Bu amaç doğrultusunda Polarbase veri tabanı ve ELODIE tayf kütüphanesinden metalce fakir 10 yıldız seçilmiş ve bu yıldızların mor-ötesinden orta kızılötesi bölgesine kadarki parlaklıkları yardımıyla SED'leri oluşturulmuştur. İncelenen yıldızların temel astrofizik parametrelerinin yanı sıra uzaklık ve sönmüşlük değerleri de tayin edilmiştir. Elde edilen bulgular, yüksek çözünürlüklü ve yüksek sinyal/gürültü değerli tayflardan hesaplanan model atmosfer parametreleriyle karşılaştırılmıştır. Sonuçlar, Vines ve Jenkins (2022) tarafından sağlanan ve bu çalışma kapsamında uygulanan yöntem ile SED'lerden hesaplanan temel astrofizik parametreleri içerisindeki model atmosfer parametrelerinin yıldızlar için gerçekleştirilecek detaylı bolluk analiz çalışmalarında öncül girdi değerler olarak kullanılabileceğini göstermiştir.

Abstract

In this study, the spectral energy distributions (SED) of metal-poor stars selected from the Sun neighborhood were analyzed. Then, the basic astrophysical parameters that can be used in the spectral analyzes of the stars are determined by using the theoretically calculated model atmosphere fits. Therefore, 10 metal-poor stars were selected from the Polarbase database and the ELODIE spectral library, and their SEDs were generated using their luminosities from the ultraviolet to the mid-infrared region. In addition to the basic astrophysical parameters of the studied stars, their distance and extinction values were also determined. The obtained findings were compared with model atmosphere parameters calculated from high resolution and high signal/noise spectra. The results showed that model atmosphere parameters within the basic astrophysics parameters calculated from SEDs with the method provided by Vines ve Jenkins (2022) and applied in this study can be used as preliminary input values in detailed abundance analysis studies for stars.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: solar neighbourhood, stars: metal-poor stars, SED

1 Giriş

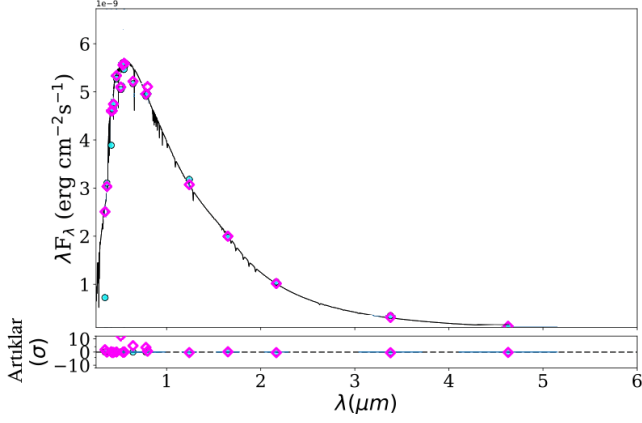
Samanyolunun kimyasal evriminin araştırılmasında F-G-K tayf türündeki metalce fakir yıldızların kullanılması, Galaktik yıldız popülasyonlarının oluşum senaryolarının sınanması ve yıldız evriminin erken döneminde gerçekleşen çekirdek tepkimelerinin modellenmesi aşamasında önemlidir. Galaksinin kimyasal olarak zenginleşmesine yönelik senaryoların anlaşılması ve/veya mevcut olanların sınanması, element bolluklarının farklı popülasyonlara göre dağılımlarının incelenmesiyle mümkündür. Galaksimizin halo alt bileşenlerinin (iç ve dış halo) keşfiyle başlayan serüven, söz konusu halo üyesi yıldızlar için güncel element bolluklarına olan gereksinimi açıkça vurgulamaktadır (Grillmair 2006; Belokurov ve diğ. 2007; Kepley ve diğ. 2007; Sesar ve diğ. 2007; Klement 2010; Helmi ve diğ. 2017; Li ve diğ. 2019).

Yer ve uzay tabanlı gözlemlerden elde edilen tayfsal, astrometrik ve fotometrik verilerin analizleriyle yıldızların temel astrofizik parametreleri belirlenmektedir. Geleneksel olarak

yıldızların duyarlı bir şekilde etkin sıcaklıkları, yüzey çekim ivmeleri, metal bollukları ve mikrotürbülans hızları gibi temel parametrelerinin elde edilmesinde yüksek çözünürlüklü ve yüksek sinyal/gürültü (S/N) değerli tayflar kullanılmaktadır. Fakat bu yöntem göreceli olarak parlak yıldızlar için duyarlı sonuçlar verirken sönmüş yıldızlarda ($V \geq 13$ kadir) duyarlılık azalmaktadır.

Günümüzde yıldızların astrofiziksel parametrelerini tayin etmek için farklı yöntemler ortaya konmuştur. Bu yöntemlerden en sık kullanılanlardan biri de, yıldızların farklı fotometrik veriler ile oluşturulan SED'lerin sentetik atmosfer modelleriyle sınanmasına dayanmaktadır. Bu yöntemde incelenen yıldızın parlaklıkları akı değerlerine dönüştürülerek tayfsal enerji dağılımları elde edilmektedir. Ardından, incelenen yıldız için oluşturulan SED farklı metal bollukları ve farklı yaşlar için üretilen sentetik atmosfer modeller ile karşılaştırılmaktadır. SED'i temsil eden en uyumlu atmosfer modelinin etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve metal bolluğu değerleri yıldızın temel astrofizik parametre değerlerinin kabulüne dayanmaktadır (Robitaille ve diğ. 2007; Pecaut ve diğ. 2013; Bayliss ve diğ. 2018; Morrell ve Naylor 2019; Martinez ve diğ. 2019).

* denizcdursun@gmail.com



Şekil 1. HD 345957 yıldızı için Kurucz modeliyle eşleşen SED eğrisi (üst panel) ve model ile gözlemsel veriler arasındaki farklar (alt panel). Mavi daire sembolü gözlemsel parlaklıklardan hesaplanan akıları, pembe elmas sembolü ise sentetik verileri göstermektedir.

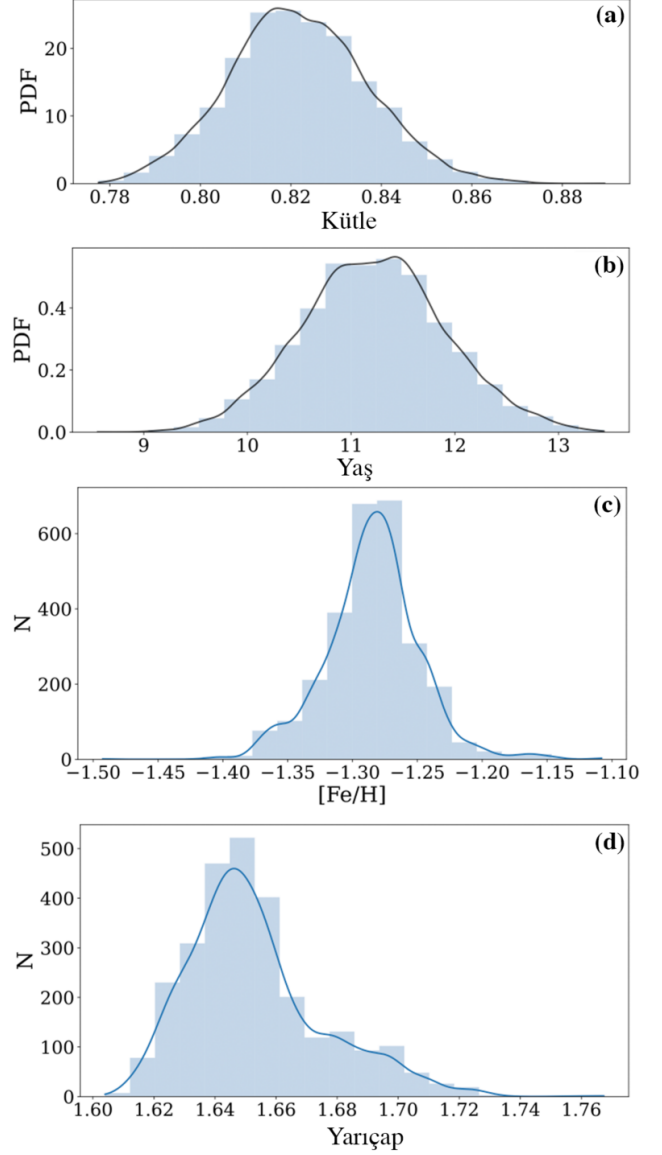
Bu çalışmada, Güneş civarında tayfsal yöntemler ile analiz edilen metalce fakir 10 yıldızın atmosfer model parametreleri güncel bir SED analiz koduyla yeniden incelenmiştir. Literatürden farklı olarak yıldızların atmosfer model parametreleri dışında uzaklıkları, sönükleşmeleri, kütle ve yarıçap parametreleri de belirlenmiştir. Çalışmanın ikinci bölümünde kullanılan yıldızların verileri, üçüncü bölümde analiz yöntemi ve elde edilen bulgular, son olarak dördüncü bölümde de ulaşılan sonuçlar literatürdekiler ile karşılaştırılarak bir tartışma yapılmıştır.

2 Veri

Çalışmada orta tayf türünde (F-G-K) yüksek çözünürlüklü ve yüksek S/N değerli tayfları bulunan üç yıldız **ELODIE** (Soubiran ve diğ. 2003) ve yedi yıldız **PolarBase** (Donati ve diğ. 1997; Petit ve diğ. 2014) tayf kütüphanelerinden olmak üzere toplam 10 yıldız dikkate alınmıştır. ELODIE ve PolarBase kütüphanelerindeki yıldız tayflarının çözünürlükleri ve S/N değerleri sırasıyla $R=42\ 000$ ile $40 \leq S/N \leq 140$ ve $R=76\ 000$ ile $200 \leq S/N \leq 400$ arasında değişmektedir. Her bir yıldızın 10 ile 110 arasında değişen sayıda tayfsal çalışması bulunduğu tespit edilmiştir. Tayf verileri kullanılarak literatüre kazandırılan çalışmalar dikkate alındığında belirlenen yıldızların etkin sıcaklıklarının $5000 \leq T_{\text{eff}} \leq 6200$ K, yüzey çekim ivmelerinin $4 \leq \log g \leq 4.8$ cm s^{-2} ve metal bolluklarının $-2 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -0.75$ dex aralığında değiştiği belirlenmiştir.

3 Analizler

Bu çalışmada, metalce fakir yıldızların SED analizlerini gerçekleştirmek üzere literatüre yeni kazandırılan spectrAl eneRgy dIstribution bAyesian moDel averagiNg fittEr (ARIADNE) programı kullanılmıştır (Vines ve Jenkins 2022). ARIADNE yazılımıyla tek yıldızların, etkin sıcaklık (T_{eff}), yüzey çekim ivmesi ($\log g$), metal bolluğu $[\text{Fe}/\text{H}]$, sönükleşme (A_V), uzaklık (d), kütle (M), yarıçap (R) ve yaş (t) değerlerinin belirlenmesinde PHOENIX v2 (Husser ve diğ. 2013), BT-Sett1 (Allard ve diğ. 2012), BT-NextGen (Hauschildt ve diğ. 1999), BT-Cond (Allard ve diğ. 2012), (Castelli ve Kurucz 2003) ve KURUCZ (Kurucz 1993) gibi literatürde tayfsal analizlerde sıklıkla tercih edilen sentetik tayf kütüphaneleri kullanılmıştır.



Şekil 2. HD 345957 yıldızı için kütle (a), yaş (b), metal bolluğu (c) ve yarıçap (d) dağılımları. N model sayısını, PDF ise olasılık yoğunluk fonksiyonunu ifade etmektedir.

Ayrıca yıldızların kütleleri ve yaşlarının hesaplanmasında MIST evrim modelleri (Morton 2015; Dotter 2016) kullanılmaktadır. Program SED'leri oluştururken, öncelikle yıldızların güncel astrometrik ve fotometrik verilerini *Gaia* DR3 (*Gaia* işbirliği 2022) katalogundan seçmekte ve yıldızların koordinat verilerini dikkate alarak diğer gökyüzü tarama programlarındaki fotometrik verilere ulaşmaktadır. Genel olarak yıldızların SED'lerinin oluşturulmasında elektromanyetik tayfin $0.1 < \lambda < 5$ μm dalgaboyu aralığında 20'den fazla parlaklık verisi kullanılmaktadır. Programın çalıştırılması neticesinde her bir yıldız için en az 15 dakikalık bir süre içerisinde SED dağılımları oluşturulmakta ve seçilen altı sentetik tayf kütüphanesindeki model atmosferler ile karşılaştırılarak yıldız için en uygun olan temel astrometrik parametreleri belirlenmektedir.

Çalışmada incelenen yıldızların sayısı fazla olduğundan örnek teşkil etmesi için HD 345957 yıldızının ARIADNE

Çizelge 1. İncelenen 10 yıldızın ARIADNE programıyla tayin edilen temel parametreleri ve tayf türleri. Yıldızların T_{eff} etkin sıcaklığını, $\log g$ yüzey çekim ivmesini, $[\text{Fe}/\text{H}]$ metal bolluğunu, A_V sönmüklesmesini, d_{SED} SED analizleriyle hesaplanan uzaklığını, d_{∞} *Gaia* trigonometrik paralaks ölçümlerinden hesaplanan uzaklığını, M kütlesini, R yarıçapını ve t yaşını göstermektedir.

Sıra	Yıldız	Tayf Türü	T_{eff} (K)	$\log g$ (cgs)	$[\text{Fe}/\text{H}]$ (dex)	A_V (kadir)	d_{SED} (pc)	d_{∞} (pc)	M (M_{\odot})	R (R_{\odot})	t (Gyıl)
1	BD -01 306	G2V	5766±60	4.52±0.02	-0.99±0.02	0.031±0.020	62±0.2	61±0.4	0.741±0.027	0.895±0.016	13.10±1.72
2	BD +07 4841	F8V	6148±64	4.33±0.07	-1.40±0.03	0.143±0.055	157±1.7	157±0.9	0.764±0.016	1.235±0.039	13.28±1.00
3	BD +36 2165	F8V	6133±22	4.20±0.08	-1.52±0.02	0.014±0.018	140±4.6	137±0.9	0.771±0.009	1.332±0.048	13.40±0.33
4	BD +41 3931	G7V	5573±25	4.66±0.05	-1.76±0.02	0.126±0.067	72±0.2	72±0.3	0.701±0.026	0.663±0.007	12.77±3.78
5	HD 103095	K2V	5069±26	4.67±0.08	-1.21±0.07	0.019±0.013	99±0.1	100±0.4	0.613±0.021	0.624±0.036	11.87±5.66
6	HD 105757	G1V	5831±56	4.11±0.06	-0.78±0.02	0.024±0.017	184±0.2	191±7.1	0.902±0.049	1.465±0.035	11.00±3.06
7	HD 188510	G5V	5634±29	4.66±0.06	-1.60±0.06	0.087±0.078	38±0.1	38±0.2	0.776±0.024	0.679±0.012	13.07±1.14
8	HD 201891	G5V	5928±24	4.44±0.06	-1.09±0.06	0.263±0.089	34±0.1	33±0.2	0.781±0.015	1.006±0.019	13.34±0.98
9	HD 284248	F8V	6165±32	4.34±0.09	-1.61±0.07	0.079±0.039	90±1.3	88±0.5	0.756±0.011	1.099±0.022	13.17±0.31
10	HD 345957	G6V	5606±41	4.12±0.08	-1.28±0.01	0.237±0.044	110±0.1	110±0.5	0.817±0.024	1.647±0.033	11.43±1.11

ile belirlenmiş SED dağılımı ve bu dağılıma en uygun fit edilen Kurucz (1993) atmosfer model eğrisi Şekil 1'de, yıldızın kütle, yaş, metal bolluğu ve yarıçap değerlerine ait olasılık dağılım fonksiyonları da Şekil 2'de gösterilmiştir. Histogramlara uygulanan Bayes yaklaşımıyla yapılan fitlerin tepe noktaları yıldızın ilgili parametresinin en olası değerini ifade etmektedir. Çalışmada incelenen 10 yıldızın SED analiziyle tayin edilen temel astrofizik parametreleri Çizelge 1'de listelenmiştir. Analizler sonucunda yıldızların etkin sıcaklıklarının $5069 \leq T_{\text{eff}}(\text{K}) \leq 6165$, yüzey çekim ivmelerinin $4.11 \leq \log g(\text{cm s}^{-2}) \leq 4.67$ ve metal bolluklarının da $-1.76 \leq [\text{Fe}/\text{H}](\text{dex}) \leq -0.78$ aralığında bulunduğu tespit edilmiştir. Bu sonuçlar, yıldızların orta tayf türünde, anakol sınıfında ve metalce fakir olduğunu göstermektedir.

4 Tartışma ve Sonuçlar

Bu çalışmada, literatürde metalce fakir olarak sınıflanan 10 yıldızın fotometrik verileri farklı gökyüzü tarama programlarından derlenerek $0.1 < \lambda < 5 \mu\text{m}$ dalgaboyu aralığında SED'leri oluşturulmuştur. Yıldızlara ait SED'ler altı farklı sentetik atmosfer model kütüphanesiyle karşılaştırılarak yıldızların etkin sıcaklıkları, yüzey çekim ivmeleri, metal bollukları, V-bandı sönmüklemeleri, uzaklıkları, kütleleri, yarıçapları ve yaşları gibi temel astrofizik parametreleri elde edilmiştir.

Çalışmada SED analizleri yapılırken çok sayıda parametre eş zamanlı tayin edildiğinden, parametreler arasında bir dejenerasyonluğun bulunabileceğini söz konusudur. HD 345957 yıldızının ARIADNE ile hesaplanan parametreleri arasındaki dejenerasyonluğu inceleyebilmek için her bir parametre kendi içinde analiz edilmiş ve köşegen histogramları oluşturulmuştur (Şekil 3). Parametreler ait histogramlar genellikle Gauss benzeri bir dağılım göstermektedir. Bu da ARIADNE ile hesaplanan değerlerin kendi aralarında parametre dejenerasyonluğuna uğramadığını gösteren önemli delillerden biridir. Parametre dejenerasyonluğunu ortadan kaldırmanın en iyi yöntemlerinden biri de parametrenin iki farklı yöntem ile bağımsız olarak test edilmesidir. Çizelge 1'de verilen parametreler arasında bağımsız yöntem ile tayin edilen en iyi parametre uzaklıktır. Program dahilinde incelenen yıldızlar, *Gaia* uydusu tarafından gözleendiği için trigonometrik paralaks verileri bulunmamaktadır. Yıldızların trigonometrik paralaks verileri dikkate alınarak $d(\text{pc})=1000/\varpi$ (mas) bağıntısıyla uzaklıkları (d_{∞}) elde edilmiş ve Çizelge 1'de SED yöntemiyle belirlenen

uzaklıkları (d_{SED}) karşılaştırılmıştır. Yıldız uzaklıkları arasında sadece birkaç pc'lik farkların bulunduğu tespit edilmiştir. İki farklı yöntemden hesaplanan yıldız uzaklık farklarının ortalaması $\Delta d=0.73$ pc ve standart sapması da $\sigma(\Delta d)=0.88$ pc olarak belirlenmiştir. Bu sonuçlar, SED analizleriyle hesaplanan uzaklıkların doğru ve duyarlı olduğunu belirtmekle birlikte, yıldız uzaklıklarının parametre dejenerasyonluğuna uğramadığı bağımsız bir yöntem ile sınanarak gösterilmiştir.

Çalışmada incelenen 10 yıldızın hesaplanan atmosfer model parametrelerinin doğruluğunu ve duyarlılığını daha iyi ortaya koyabilmek için literatürdeki diğer tayfsal çalışmalar dikkate alınmıştır. Yıldızların literatür taramaları yapıldığında 10 ile 110 arasında değişen sayıda tayfsal çalışması tespit edilmiş ve yıldızların etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve metal bolluk değerleri dikkate alınarak bu çalışmada elde edilen sonuçlar ile karşılaştırılmıştır (Şekil 4). Ayrıca aynı şekil üzerine, HD 345957 ve HD 188510 yıldızları dışında, sekiz yıldızın *Gaia* DR3'te (*Gaia* işbirliği 2022) verilen temel astrofizik değerleri de (kırmızı yıldız sembolleri) gösterilmiştir. Literatürdeki yıldızların atmosfer model parametreleri dikkate alındığında (yeşil noktalar), etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve metal bolluk değerleri için en küçük ve en büyük değişim aralıklarının sırasıyla $350 \leq \Delta T_{\text{eff}}(\text{K}) \leq 700$, $0.45 \leq \Delta \log g(\text{cm s}^{-2}) \leq 1.40$, $0.25 \leq \Delta [\text{Fe}/\text{H}](\text{dex}) \leq 0.85$ arasında bulunduğu tespit edilmiştir. Çalışmada SED yöntemiyle hesaplanan etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve metal bolluk değerleri literatürdeki aralık içerisinde yer alırken, *Gaia* DR3'te (*Gaia* işbirliği 2022) verilen parametrelerin genellikle literatürün sınır bölgelerinde toplandığı belirlenmiştir. Bu da *Gaia* verilerinin parametre dejenerasyonluğuna uğradığını göstermektedir.

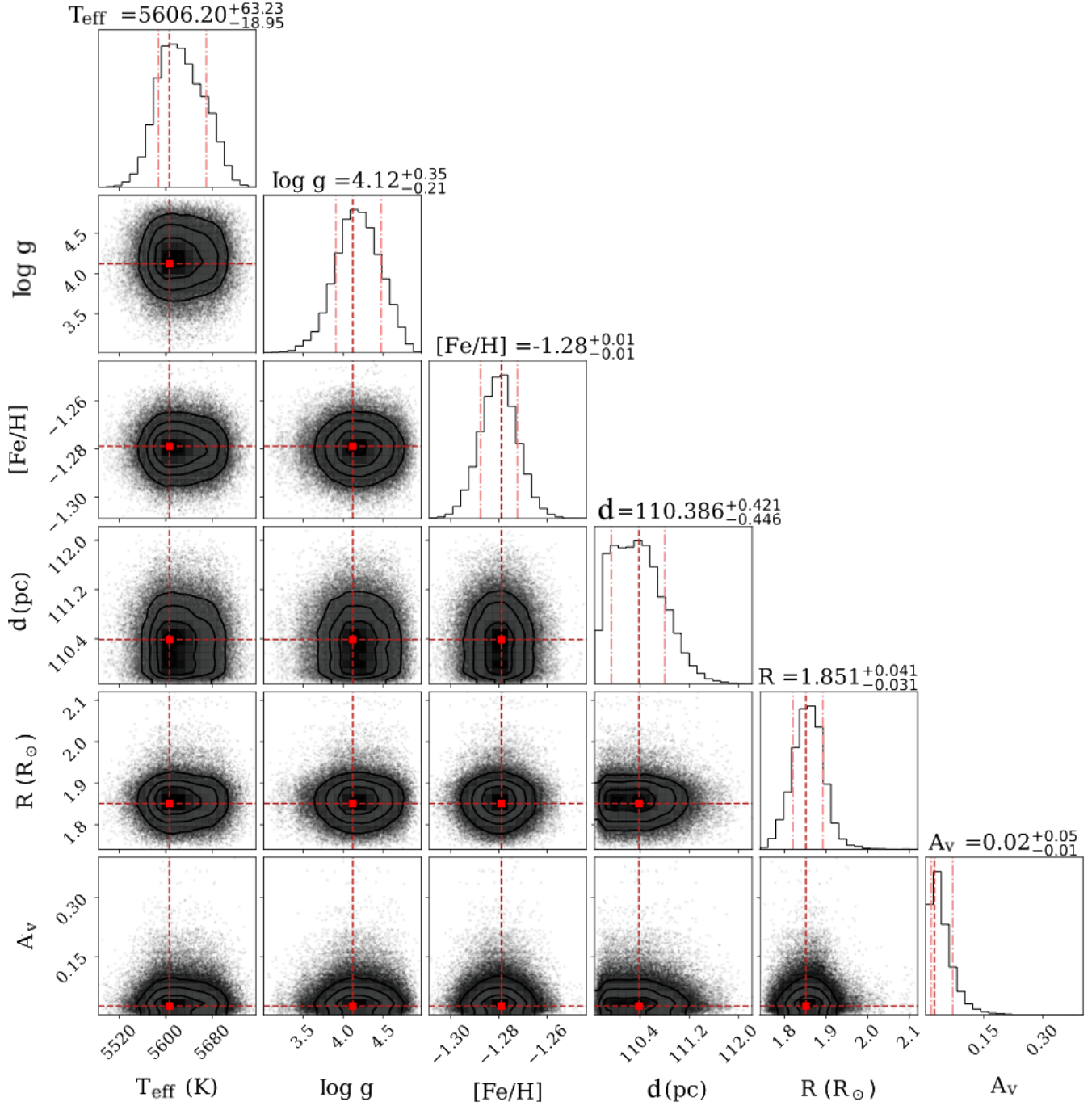
Sonuç olarak yüksek çözünürlüklü tayfları bulunmayan metalce fakir yıldızların ön analizlerinin SED analiz yöntemiyle yeterli doğruluk ve duyarlılık ile yapılabileceği bu çalışmayla ortaya konmuştur.

5 Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK 121F265 numaralı projeye desteklenmiştir.

Kaynaklar

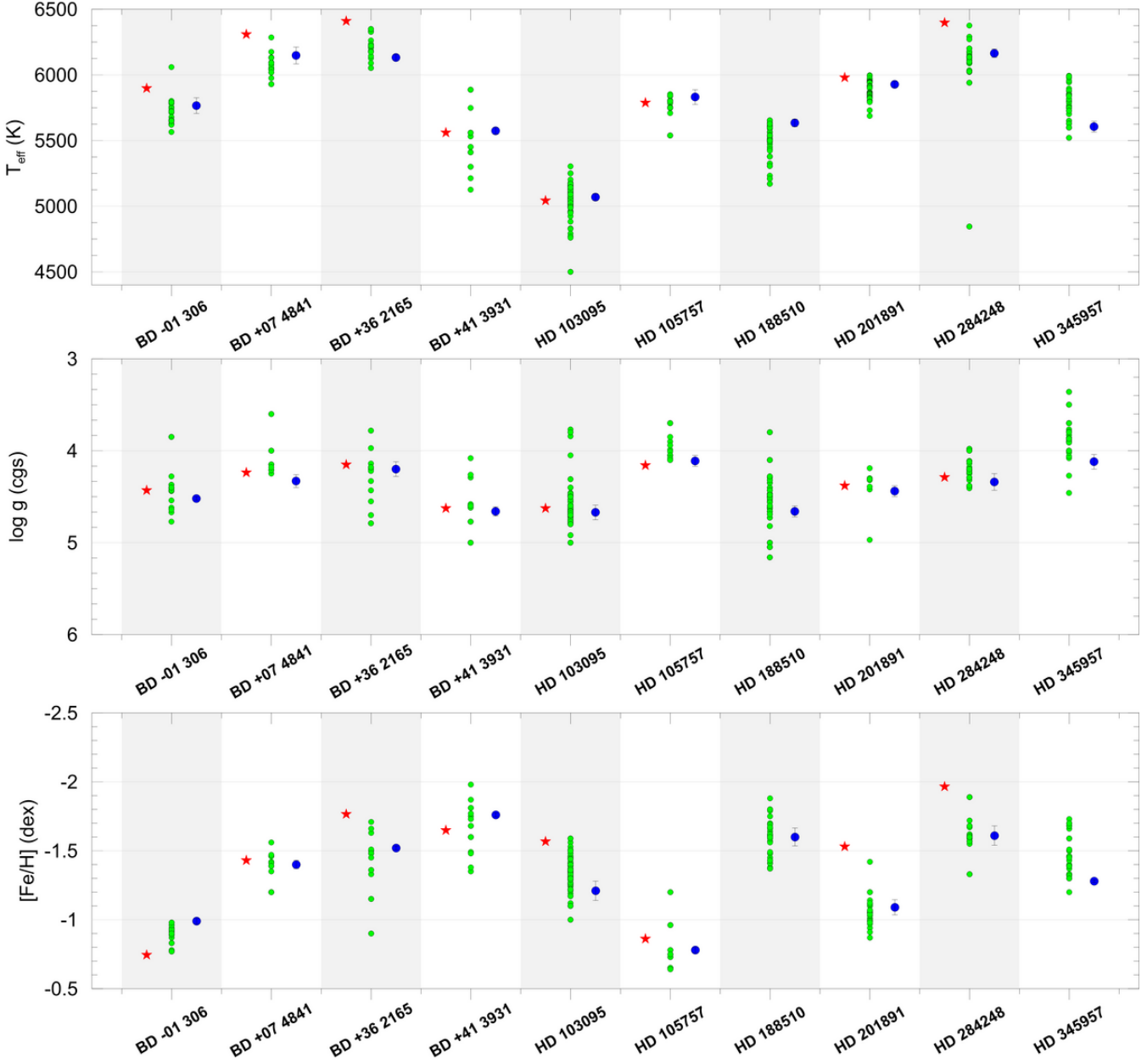
Allard, F., Homeier, D., Freytag, B., 2012, Philosophical Transactions of the Royal Society A: Mathematical, Physical and Engineering Sciences, 370, 2765



Şekil 3. HD 345957 yıldızının Kurucz (1993) modelinden hesaplanan T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, d , R ve A_v parametreleri ve bu parametrelerin diğer parametrelerle olan ilişkisi. Analizler sonucunda belirlenen en uygun parametreler ve hataları her bir panelin üst kısmında gösterilmiştir.

Bayliss, D., Gillen, E., Eigmuller, P. ve diğ., 2018, MNRAS, 475, 4467
 Belokurov, V., Evans, N. W., Bell, E. F., ve diğ., 2007, ApJ, 657, 89
 Castelli, F., Kurucz, R. L., 2003, in Piskunov N., Weiss W. W., Gray D. F., Modelling of Stellar Atmospheres, 210, A20
 Donati, J.-F., Semel, M., Carter, B. D., Rees, D. E., Collier, C. A., 1997, MNRAS, 291, 658
 Dotter, A., 2016, ApJS, 222, 8
 Gaia işbirliği, Vallenari, A., Brown, A. G. A., Prustive, T., ve diğ., 2022, arXiv e-prints, arXiv:2208.00211

Grillmair, C. J., 2006, ApJ, 651, 29
 Hauschildt, P. H., Allard, F., Baron, E., 1999, ApJ, 629, 865
 Helmi, A., van Leeuwen, F., McMillan, P. J., ve diğ., 2017, A&A, 598, 58
 Husser, T. O., von Berg, S. W., Dreizler, S., Homeier, D., Reiners, A., Barman, T., Hauschildt, P. H., 2013, A&A, 553, A6
 Kepley, A. A., Morrison, H. L., Helmi, A., ve diğ., 2007, AJ, 134, 1579
 Kurucz, R., 1993, ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. Kurucz CD-ROM No. 13. Cambridge, 13



Şekil 4. Seçilen 10 yıldızın SED analiz tekniğiyle elde edilen sıcaklık T_{eff} , yüzey çekim ivmesi $\log g$ ve metal bolluğu $[\text{Fe}/\text{H}]$ değerlerinin literatür değerleriyle ve *Gaia* DR3 (*Gaia* işbirliği 2022) verileriyle karşılaştırılması. Kırmızı yıldız sembolü *Gaia* DR3 verilerini, yeşil daire sembolü literatür değerlerini ve mavi daire sembolü de bu çalışmada SED ile tayin edilen değerleri göstermektedir.

Klement, R. J., 2010, *A&ARv*, 18, 567

Li, H., Du, C., Liu, S., Donlon, T., Newberg, H. J., 2019, *ApJ*, 874, 74

Martínez-Rodríguez, H., Caballero, J. A., Cifuentes, C., Piro, A. L., Barnes R., 2019, *ApJ*, 887, 261

Morrell, S., Naylor, T., 2019, *MNRAS*, 489, 2615

Morton, T. D., 2015, *isochrones: Stellar model grid package* (ascl:1503.010)

Pecaut, M. J., Mamajek, E. E., 2013, *Astrophysical Journal, Supplement Series*, 208

Petit, P., Louge, T., Théado, S., Paletou, F., Manset, N., Morin, J., Marsden, S. C., ve diğ., 2014, *PASP*, 126, 469.

Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Palicio, P. A., ve diğ.2022, *arXiv e-prints*, arXiv:2206.05541

Robitaille, T. P., Whitney, B. A., Indebetouw, R., Wood, K., 2007, *ApJS*, 169, 328

Sesar, B., Ivezić, Z., Lupton, R. H., ve diğ., 2007, *AJ*, 134, 2236





Soubiran, C., Le Campion, J. F., Brouillet, N., Chemin, L., 2016, *A&A*, 591, 1

Vines, J. I., Jenkins, J. S., 2022, *MNRAS*, 513, 2719

Access:

M23-0307: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Tutulma Zamanlaması Değişimi Yöntemi ile Keşfedilen Ötegezegen Sistemlerinin Yörünge Kararlılıkları

Ekrem Murat Esmer¹  , Özgür Baştürk¹  Selim Osman Selam,¹ 

¹ Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Türkiye

Accepted: November 14, 2022. Revised: November 9, 2022. Received: November 4, 2022.

Özet

Tutulma zamanlaması değişimi yöntemi ile keşfedilen ötegezegenlerin bulunduğu çift yıldız sistemleri çoğunlukla toplam kütleleri küçük, OB-türü altcüce veya beyaz küce baş bileşen ile düşük kütleli anakol yoldaş bileşenden oluşan yakın çift yıldızlardır. Bu sistemlerin tutulma zamanlamalarının karmaşık yapıları ve görece uzun dönemleri ile gözlemsel hatalar, bu yöntemle önerilen olası ilave cisimlerin kütle ve yörünge parametreleri üzerindeki belirsizlikleri arttırabilmektedir. Bu sebeple tutulma zamanlama değişimi yöntemi ile yapılan gezegen önerilerinin bazıları, sistemin yaşı ile karşılaştırılmayacak kısa sürelerde kararsızlaşan yörünge yapılarına karşılık gelebilmektedir. Bu çalışmada, tutulma zamanlama yöntemi kullanılarak etrafında birden fazla ötegezegen önerilmiş sistemlerin frekans harita analizi yöntemiyle yörünge kararlılık analizleri yapılmıştır.

Abstract

Most eclipsing binary systems around which exoplanets have been discovered with the eclipse timing variation technique have small total masses and host OB-type subdwarf or white dwarf primaries and low-mass main sequence secondaries. The complex nature and relatively long periods of eclipse timing variations observed in these systems, as well as the observational errors in the data, can increase uncertainties on the mass and orbital parameters of possible additional objects. For this reason, some of the planets proposed by using the eclipse timing variation method may correspond to orbital structures that become unstable in relatively short periods of time that cannot be compared with the age of the systems. In this study, orbital stability analyzes were carried out using the frequency map analysis method for the systems, which were proposed to host more than one exoplanets with the eclipse timing variation technique.

Anahtar Kelimeler: (stars:) binaries: eclipsing – (stars:) planetary systems – planets and satellites: dynamical evolution and stability

1 Giriş

Çift yıldızlarda bulunabilecek gezegen ve kahverengi cücelerin keşfi amacıyla kullanılan yöntemlerden biri tutulma zamanlama değişimi (ing. Eclipse Timing Variation, ETV) yöntemidir. Bu yöntem, olası ilave bileşenler ile çift yıldızın ortak kütle merkezi etrafındaki yörünge hareketi sebebiyle çift yıldızın ETV analizine dayanmaktadır. Bu şekilde gerçekleşen zamanlama verilerindeki çevrimsel değişim ışık-zaman etkisi ya da Römer gecikmesi olarak bilinmektedir. Bu etki analitik ifadeler (örn: Irwin 1959) ya da sayısal yörünge çözümleri ile analiz edilerek, ilave bileşenin en küçük kütlesi ve yörünge özellikleri belirlenebilir.

ETV yöntemi kullanılarak yapılan gezegen ve kahverengi küce keşifleri günümüz itibarıyla 20'yi aşkındır (Esmer ve diğ. 2022). Bu keşiflerin önemli bir bölümünde, takip eden zamanlama analizi çalışmaları önceki çalışmalardan gerek fiziksel ve yörünge özellikleri, gerek ise ilave cisimlerin sayıları açısından farklı sonuçlara (örn: NY Vir, Qian ve diğ. 2012; Lee ve diğ. 2014; Pulley ve diğ. 2016; Baştürk & Esmer 2018; Song ve diğ. 2019; Er ve diğ. 2021), bir çok çalışmada önerilen ilave cisimlerin fiziksel ve yörünge parametreleri ise kararsız yörünge mimarilerine karşılık gelmektedir (örn: Horner ve diğ. 2012, 2013; Wittenmyer ve diğ. 2013; Hinse ve diğ. 2014).

Bu gezegenleri barındırdığı düşünülen çift yıldız sistemleri

ortak zarf sonrası evrede bulunan sistemlerdir. Genellikle OB türü bir altcüce ya da beyaz küce ana bileşen ile küçük kütleli bir anakol yoldaştan oluşan bu çift yıldız sistemlerinde bulunduğu düşünülen gezegen ve kahverengi küce kütle limitlerindeki bu cisimlerin, çift yıldızın oluşum sürecinde mi (birinci nesil) ya da ortak zarf evresinde mi (ikinci nesil) oluştuğu henüz bilinmemektedir (Zorotovic & Schreiber 2013).

Bu gezegenler henüz diğer gezegen keşif yöntemleriyle de tespit edilememişlerdir. Kepler ve TESS uzay teleskoplarının düzenli gözlemlerine rağmen bu gezegenlerin bilinen bir geçiş gözlemi bulunmamaktadır (örn: Esmer ve diğ. 2022). Uzun yörünge dönemlerine sahip olmaları ve çift yıldızın sıcak bileşeninin tayftaki baskın, ancak metal çizgileri açısından fakir sinyalleri sebebiyle yeterli hassasiyette elde edilemeyen dikine hız verileri, bu yöntem ile de keşif ya da onaylanmalarını henüz mümkün kılamamıştır. ETV yöntemi dışındaki yöntemler ile henüz onaylanmış bir örnek bulunmadığından, bu cisimlerin varlığına dair soruları giderebilecek tek yöntem yörünge kararlılık analizleridir.

Bu amaç doğrultusunda bu çalışmada, ETV yöntemi ile birden çok gezegen ya da kahverengi küce önerilmiş sistemlerin literatürdeki güncel çalışmaları kullanılarak yörünge kararlılık analizleri gerçekleştirilmiştir. Ardından bu cisimlerin literatürde önerilen yüksek dışmerkezlik değerleri göz önünde bulundurularak, çembersel yörünge kabulü altındaki göz önünde bulundurulmuş ve dışmerkezlik parametresinin bu

* esmer@ankara.edu.tr

Çizelge 1. ETV yöntemi ile önerilen gezegen ve kahverengi cücelerin literatürden derlenen kütle, yarı-büyük eksen uzunluğu, dışmerkezlik ve enberi argümanı verileri. Referans: (1): [Esmer ve diğ. \(2021\)](#), (2): [Esmer ve diğ. \(2022\)](#), (3): [Marsh ve diğ. \(2014\)](#), (4): [Almeida ve diğ. \(2013\)](#), (5): [Lee ve diğ. \(2014\)](#), (6): [Khangale ve diğ. \(2019\)](#), (7): [Sale ve diğ. \(2020\)](#), (8): [Goździewski ve diğ. \(2015\)](#).

Gezegen	Referans	Kütle (M_{Jup})	a (AB)	e	ω ($^{\circ}$)
HW Vir b	(1)	25.10	7.90	0.45	359.0
HW Vir c	(1)	13.90	4.57	0.27	13.0
Kepler-451 b	(2)	1.86	0.90	0.33	302.0
Kepler-451 c	(2)	1.61	2.10	0.29	7.0
Kepler-451 d	(2)	1.76	0.20	0	-
NN Ser b	(3)	7.33	5.35	0.08	43.0
NN Ser c	(3)	2.30	3.43	0.19	249.0
V1828 Aql b	(4)	8.00	2.90	0.52	98.0
V1828 Aql c	(4)	2.90	1.90	0	-
NY Vir b	(5)	2.78	3.39	0	-
NY Vir c	(5)	4.49	7.54	0.44	333.0
UZ For b	(6)	10.00	5.70	0.69	120.3
UZ For c	(6)	3.22	3.00	0.45	347.4
V470 Cam b	(7)	28.30	3.27	0	-
V470 Cam c	(7)	12.40	4.71	0	-
HU Aqr b	(8)	16.80	5.48	0.23	92.3
HU Aqr c	(8)	20.80	6.38	0.08	72.6

sistemlerde kararlılığa etkisine dair çıkarımlar yapılmıştır. Son olarak, ETV analizi yönteminin uygulanmasına dair sorunlar ve olası çözümler tartışılmıştır.

2 Tutulma Zamanlama Yöntemi (ETV) ile Birden Çok Gezegen Önerilmiş Sistemler

2.1 HW Virginis

Algol türü ışık değişimi gösteren HW Virginis sistemi 0.1167 günlük yörünge dönemine sahiptir. Çift yıldız bileşenleri B türü bir altcüce ve M türü bir küce yıldızdır. Bu sistemde ETV yöntemi kullanarak gezegen varlığını öneren ilk çalışma [Lee ve diğ. \(2009\)](#) tarafından yapılmıştır. Sistemde bulunması olası gezegenlerin fiziksel ve yörünge özellikleri ile yörünge kararlılıklarına dair çeşitli çalışmalar literatürde bulunmaktadır (örn: [Beuermann ve diğ. 2012](#); [Horner ve diğ. 2012](#)).

[Esmer ve diğ. \(2021\)](#) tarafından yapılan ETV ve yörünge kararlılık çalışması ile güncel zamanlama verileri kullanılarak sistemde bulunması olası cisimlere dair yeni bir sonuç elde edilmiştir. Ancak yine aynı çalışmada yapılan yörünge kararlılık analizi sonuçlarına göre HW Virginis sisteminde bu cisimlerin kararlı yörüngeler ile var olması mümkün görülmemiştir. Benzer bir sonuç [Brown-Sevilla ve diğ. \(2021\)](#) tarafından da bulunmuştur.

2.2 Kepler-451

[Baran ve diğ. \(2015\)](#) tarafından yapılan ve *Kepler* uzay teleskobu verilerinin kullanıldığı ETV analizi ile Kepler-451 çift yıldızının etrafında 416 günlük döneme sahip bir gezegen keşfi yapılmıştır. Aynı çalışmada uzun dönemli bir değişimden bahsedilmiş, ancak *Kepler* verilerinin yeterli zaman aralığına sahip olmaması sebebiyle bu değişime dair bir çıkarım yapılamamıştır. [Esmer ve diğ. \(2022\)](#), *Kepler* ve *TESS* uzay teleskopları ile yerden yapılan gözlemlerin kullanıldığı benzer bir çalışma yapmış ve sistemde iki ilave gezegenin varlığını

ortaya koymuştur. Böylece Kepler-451 sistemi, şu ana dek ETV yöntemi ile ikiden fazla gezegen önerilmiş tek sistem olma özelliğine sahip olmuştur.

2.3 NY Virginis

Işık eğrisinde belirgin zonklama kaynaklı değişimler bulunduran bu sistem, ilk olarak [Kilkenny \(2011\)](#) tarafından yapılan ETV çalışmasından itibaren birçok benzer çalışmaya konu olmuştur (örn: [Qian ve diğ. 2012](#); [Çamurdan ve diğ. 2012](#); [Lee ve diğ. 2014](#); [Pulley ve diğ. 2016](#); [Baştürk & Esmer 2018](#); [Song ve diğ. 2019](#); [Er ve diğ. 2021](#)). NY Virginis sisteminin tarafımızca yayına hazırlanmakta olan bir çalışmadaki ETV analizi ve bu analiz sonuçlarını temel alan yörünge kararlılık analizi sonuçlarına göre, sistemde kararlı yörüngelerde bulunması olası iki yıldızaltı kütleli cismin varlığı söz konusudur. Hazırlamakta olduğumuz çalışmanın bir ön çalışması niteliğindeki yörünge kararlılık haritası Şekil 1'de (üst sol panel) görülmektedir.

2.4 Diğer Sistemler

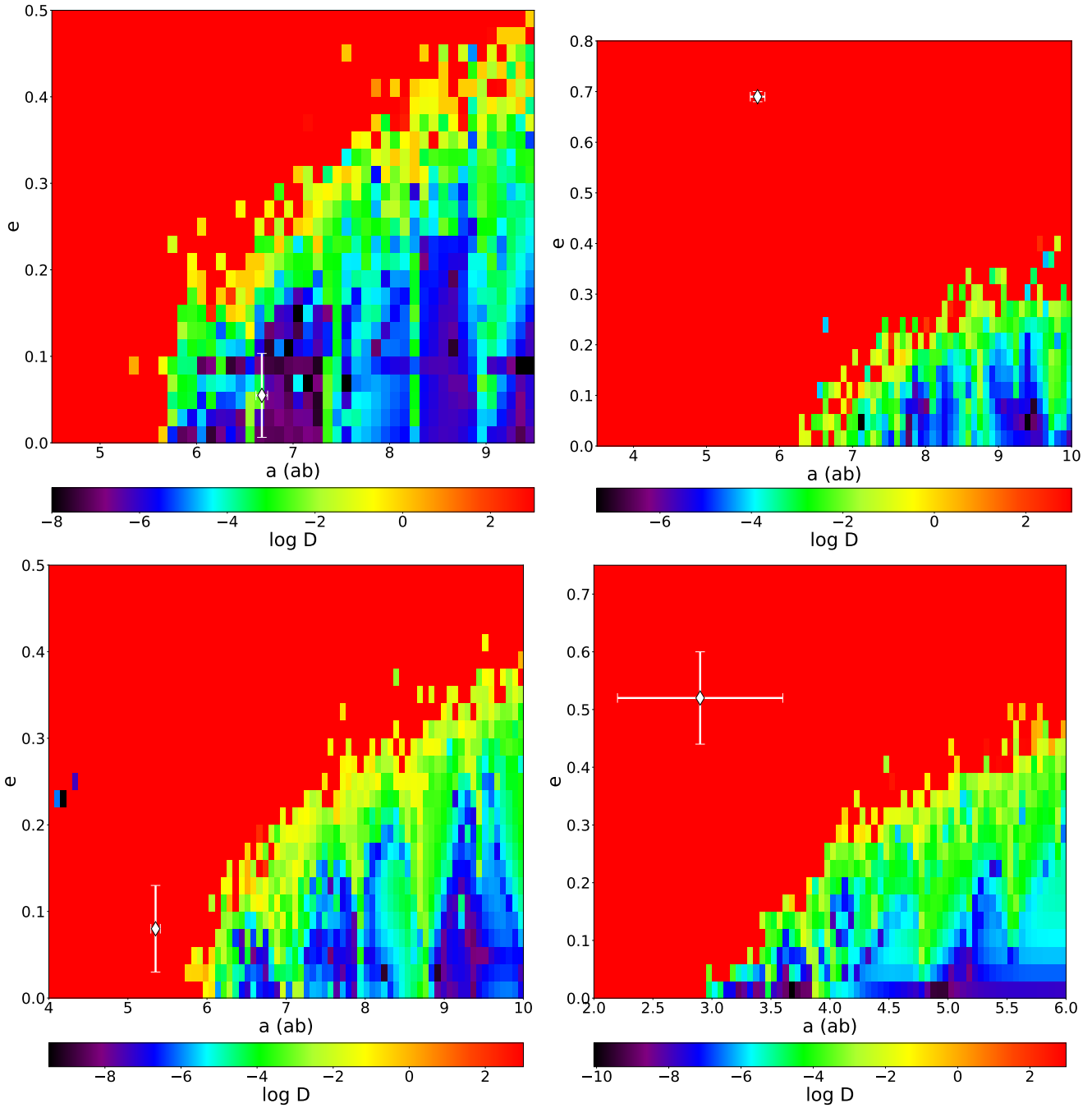
ETV yöntemi ile literatürde daha önce incelenmiş ve birden çok yıldızaltı cisim önerilmiş sistemlerdeki bu cisimlerin fiziksel ve yörünge parametreleri Çizelge 1'de bulunmaktadır. Bu parametreler, buldukları sistemlerin yörünge kararlılık analizleri yapılmak üzere kullanılmıştır. Kepler-451 sisteminin kararlı yörüngelere sahip olduğu [Esmer ve diğ. \(2022\)](#) tarafından bulunmuş olduğundan, bu çalışmadaki analizlere katılmamıştır. HW Vir sisteminin yörünge kararlılık analizi [Esmer ve diğ. \(2021\)](#) tarafından yapılmış ve kararsız bulunmuştur. İlgili çalışmada çembersel yörünge kabulü yapılmadığından, bu çalışmada HW Vir sisteminin sadece çembersel yörünge kabulü altındaki yörünge kararlılığı analizi gerçekleştirilmiştir. NY Vir sisteminin Çizelge 1'de görülen değerleri, literatürde bulunan ilgili çalışmadaki değerleri olmakla birlikte, bu çalışmadaki yörünge kararlılık analizinde kullanılan değerleri, yayına hazırlanmakta olan çalışmamızın ön sonuçlarından elde edilmiştir.

3 Yörünge Kararlılık Analizi

ETV yöntemi ile birden çok gezegen önerilmiş sistemlerin yörünge kararlılıkları frekans haritası analizi yöntemi ([Laskar 1990, 1993](#)) ile incelenmiştir. Bu yöntem, yörünge ortalama hareketini temsil eden temel frekansın belirlenerek, bu frekansın yörünge simülasyonunun ilk ve ikinci yarısındaki değişiminin tespit edilmesine dayanmaktadır. Bu değişimi temsil eden normalize kararlılık göstergesi değeri logaritmik formda $\log D < -6$ koşulunu sağladığı durumlarda yörünge kararlılığı söz konusudur ([Correia ve diğ. 2005](#)).

Kararlılık göstergesinin hesaplanacağı yörünge simülasyonları Rebound n-cisim integrasyon paketi ([Rein & Liu 2012](#)) ile yapılmıştır. Yörünge simülasyonları sonrasında ortalama hareketi temsil eden temel frekans değerleri TRIP gök mekaniği amaçlı genel cebir kodu ([Gastineau & Laskar 2011](#)) ile hesaplanmıştır.

Merkezdeki çift yıldızın yörünge dönemi, gezegenlerin yörünge dönemine göre çok daha kısa olduğundan, çift yıldız bileşenlerinin gezegen yörüngelerine bireysel dinamik etkileri ihmal edilebilir düzeydedir. Bu sebeple hesaplamalarda çift yıldız, toplam kütleyle sahip tek bir cisim olarak kabul edilmiştir. Gezegenlerin yörünge eğim açıları verisi bulunmadığından, sistemi oluşturan tüm cisimlerin eş yörünge düzleminde hareket ettikleri kabulü yapılmıştır.



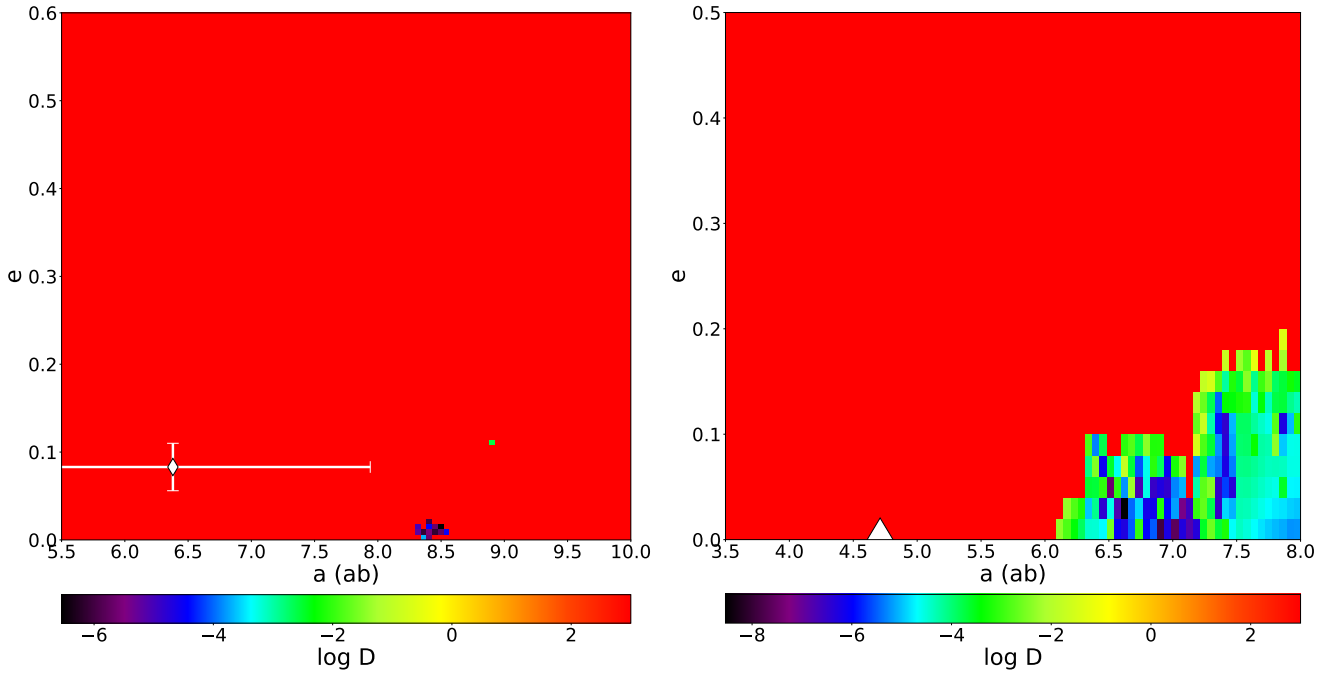
Şekil 1. Sistemlerin yörünge kararlılık haritaları. Dış yörüngedeki cismin yarı-büyük eksen uzunluğu (a) ve dışmerkezliğine (e) karşılık gelen değerler haritlanmış ve ETV analiz sonuçları (elmas şekli) hata çubukları ile gösterilmiştir. Renk ölçeği logaritmik formdaki normalize kararlılık ölçeğidir ve $\log D < -6$ koşulunun sağlandığı bölgeler (koyu mavi - mor - siyah) kararlı yörünge mimarilerine karşılık gelmektedir. Üst panel: (sol) NY Vir, (sağ) UZ For; Alt panel: (sol) NN Ser, (sağ) NSVS 14256825.

Yörünge simülasyonları için zaman adım değeri, en iç yörüngedeki cismin yörünge dönemine bağlı olarak 25, 50 ya da 100 gün olarak alınmıştır. Toplam simülasyon süreleri, en dış yörüngedeki cismin yörünge dönemine bağlı olarak 10^6 ya da 10^7 gün olarak belirlenmiştir.

Her bir sistem için en dış yörüngedeki cismin yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu ve dışmerkezlik değerleri uygun aralıklar içerisinde değiştirilerek, yörünge kararlılıkların hesaplanacağı harita koordinatları belirlenmiştir. Bu

koordinatlara karşılık gelen yörünge parametreleri kullanılarak yörünge simülasyonları gerçekleştirilmiş ve normalize kararlılık göstergeleri hesaplanmıştır.

Elde edilen kararlılık haritalarına göre NY Vir sistemi kararlı yörünge mimarisine sahip görünürken, UZ For (Şekil 1, üst sağ panel), NN Ser (Şekil 1, alt sol panel), NSVS 14256825 (Şekil 1, alt sağ panel), HU Aqr (Şekil 1 devamı, sol panel) ve V470 Cam (Şekil 1 devamı, sağ panel) sistemlerinin tamamında, literatürde verilen parametreler kararsız yörüngelere karşılık gelmektedir.



Şekil 1 – devamı. (sol) HU Aqr, (sağ) V470 Cam.

Bu sistemler içerisinde NN Ser sistemi kararlılık bölgesine görece yakın durmaktadır.

İncelenen sistemlerdeki gezegenlerin literatürde verilmiş yörünge dışmerkezlikleri genel olarak büyüktür. Yörünge kararsızlığının önemli bir sebebinin yörünge dışmerkezliliği olması ihtimaline dayanarak ikinci bir kararlılık analizi gerçekleştirilmiştir. Bu analizde, gezegen dışmerkezlilik değerleri sıfıra sabitlenerek çembersel yörünge kabulü yapılmıştır. İç ve dış yörüngedeki gezegenlerin yörünge yarı-büyük eksen değerleri uygun aralıklar içerisinde değiştirilerek, yapılacak yeni kararlılık harita koordinatları belirlenmiştir. Diğer tüm yörünge parametreleri ile kütle değerleri literatürden elde edilenler ile aynı tutulmuştur. HW Virginis sistemine de bu kararlılık analizi uygulanmış ve Esmer ve diğ. (2021) tarafından kararsız olduğu bulunan sonuçların, çembersel yörünge kabulü altında değişimi incelenmiştir.

Bu şekilde gerçekleştirilen yörünge kararlılık analizi sonuçlarına göre, UZ For (Şekil 2, üst sol panel), NN Ser (Şekil 2, üst sağ) ve NSVS 14256825 (Şekil 2, alt sol) sistemlerindeki cisimler, literatürde verilen hata değerleri içerisinde kararlı yörüngelere sahip olabilmekte iken, HU Aqr (Şekil 2, alt sağ), V470 Cam (Şekil 2 devamı, sol panel) ve HW Vir (Şekil 2 devamı, sağ panel) parametre hata değerleri içerisinde yörünge kararlılığına sahip olamamaktadır.

4 Sonuç ve Tartışma

ETV yöntemi ile önerilen gezegen sistemlerinin büyük bir bölümünün yörünge kararlılık analizlerinde kararsız görünmesi, bu yöntemin uygulanması ile ilgili sorunların varlığını göstermektedir. Bu durumun olası sebeplerinden önemli birisi modellerin uygun olmaması olabilir. ETV modelleri yapılırken kullanılan ışık-zaman etkisinin yanı sıra, seküler ya da uzun dönemli çevrimsel değişimler kaynaklı olması muhtemel trendlerin ne tür modeller ile analiz edileceğine ilişkin belirsizlikler söz konusu olabilmektedir. Bu duruma

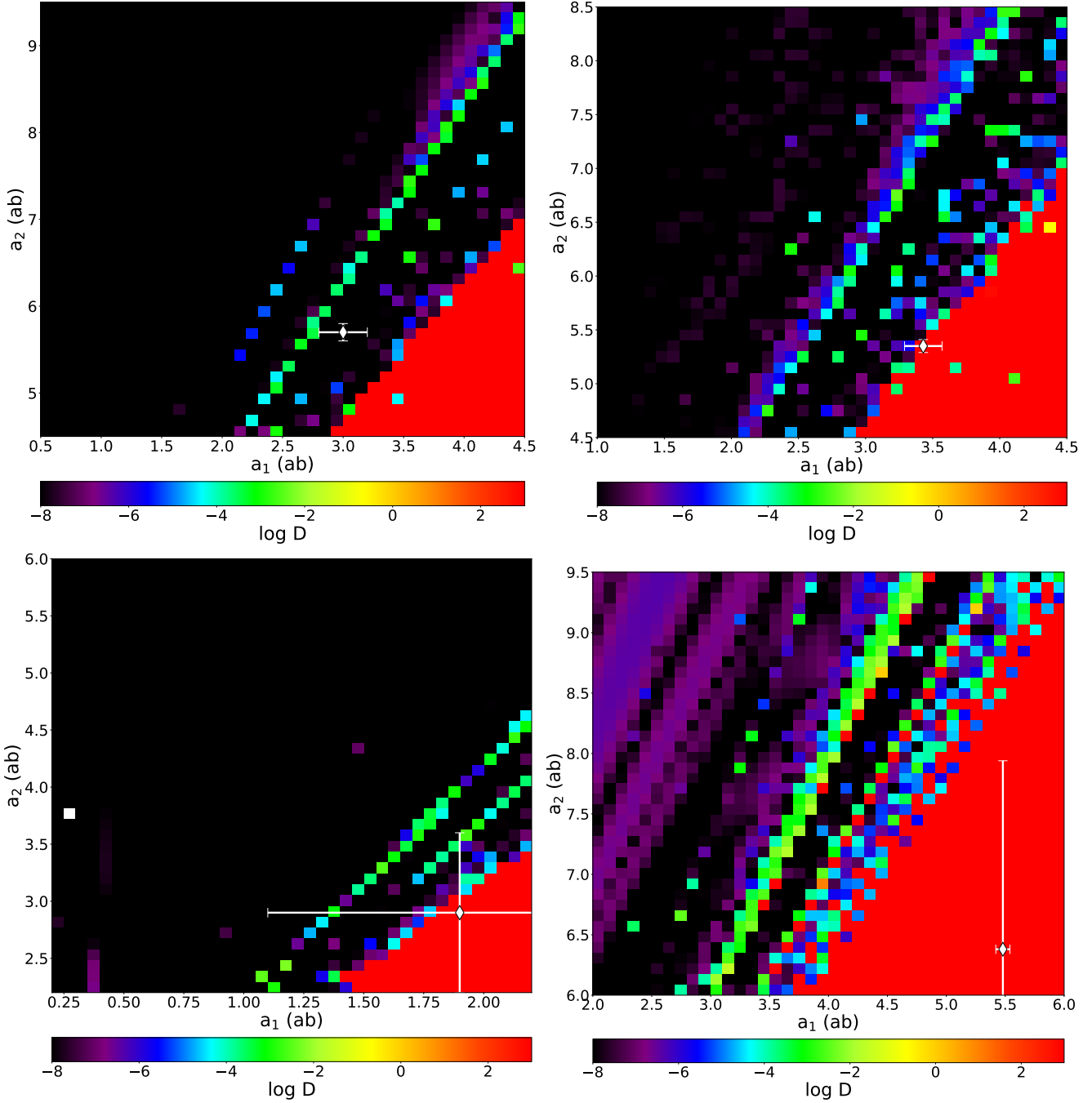
iyi bir örnek olarak, Baran ve diğ. (2015) tarafından yapılan çalışmada bahsedilen, Kepler-451 sisteminin ETV diyagramındaki uzun dönemli trend yapısının, devam eden yer ve uzay tabanlı gözlemler ile çevrimsel bir doğasının var olduğunu Esmer ve diğ. (2022) tarafından tespit edilmesi gösterilebilir. Benzer durumun diğer sistemler için de geçerli olma ihtimali düşünüldüğünde, takip gözlemlerinin yapılarak modellerin sınanmasının önemi ortaya çıkmaktadır.

ETV yöntemi ile incelenen sistemlerin doğasına uygun olan mekanizmaların yaratacağı değişimlerin hesaplanarak, uyumlamada kullanılacak modellere önden eklenmesi, seküler trendlerin mertebelerinin belirlenmesi ve diğer mekanizmaların etkilerinin sistemlerin fiziksel doğaları bağlamında gerçekçi olarak belirlenmesine katkı sağlayabilir.

Işık-zaman etkisi modeli barındıran analizler sonucunda elde edilen yüksek dışmerkezlilik değerleri, sistemde bulunması olası birden fazla gezegenin varlığı söz konusu olduğunda yörüngelerin kararsız olması sonucunu doğurabilmektedir. Bu çalışmada incelenen UZ For, NN Ser ve NSVS 14256825 sistemlerinin çembersel yörünge kabulü altında kararlı yörüngelere sahip olabileceğini gösteren sonuçlar ışığında, bu modelin kullanıldığı analizlerde öncelikle çembersel ya da düşük dışmerkezlilik değerlerine sahip yörünge kabulleri altında, istatistiksel olarak benzer başarımda uyumlamalar denenebilir.

Literatürde sıkça kullanılan zamanlama hesabı yöntemlerinin (örn: Kwee & van Woerden 1956) özellikle hata hesabına ilişkin sorunlara sahip olması söz konusudur (Mikulášek ve diğ. 2014). Bu sebeple hem gözlemsel verinin işlenmesi, hem de uyumlama süreçlerinde olasılıkçı istatistik yöntemlerinin kullanılması, elde edilen sonuçların yörünge kararlılık analizleri ile yorumlanmasında güvenilir sonuçların elde edilmesini mümkün kılabilir.

Son olarak, ETV yöntemi ile keşfedilen ya da önerilen gezegenlerin, diğer gezegen keşif yöntemleri ile de tespit



Şekil 2. Sistemlerin çembersel yörünge kabulü altında elde edilen yörünge kararlılık haritası. Yatay eksen iç yörüngedeki, dikey eksen ise dış yörüngedeki cismin yörünge yarı-büyük eksen uzunluk değerlerini temsil etmektedir. ETV analizi sonucu elde edilen değerler ve hataları elmas şekli ve hata çubukları ile gösterilmiştir. Üst panel: (sol) NY Vir, (sağ) UZ For; Alt panel: (sol) NN Ser, (sağ) NSVS 14256825.

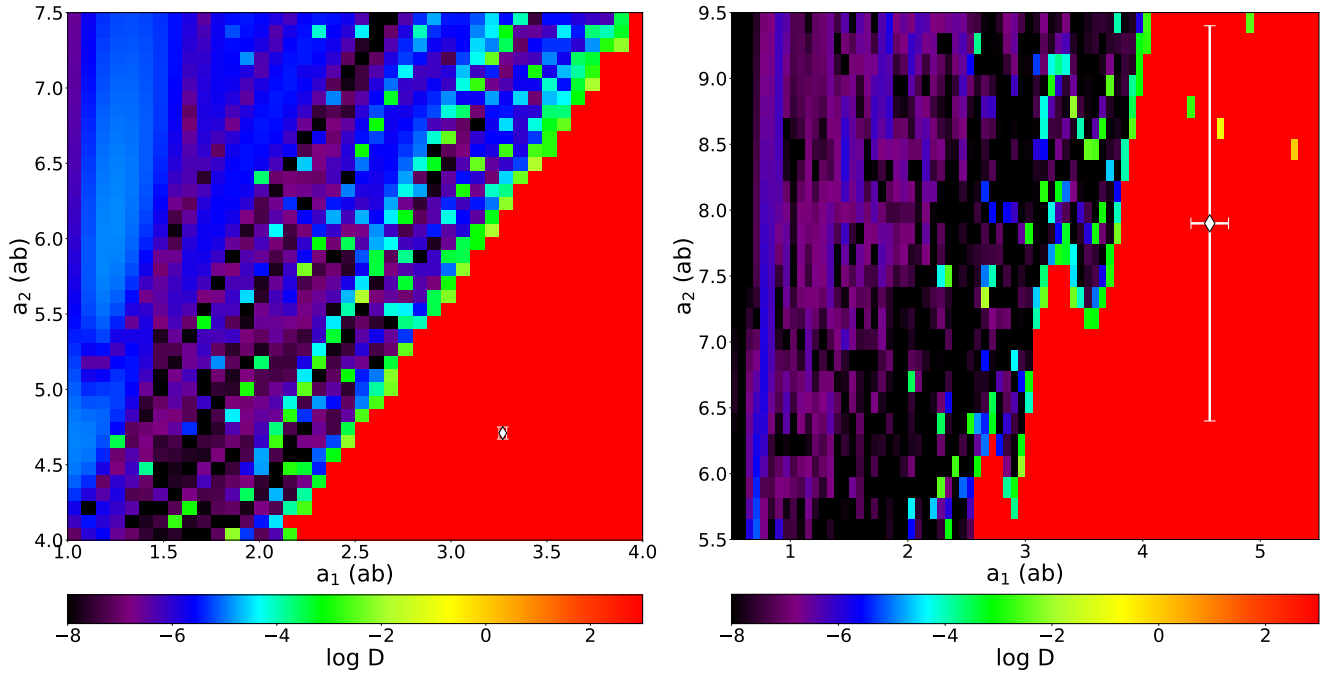
edilerek, varlıklarına dair soruların giderilmesinin önem arz ettiği de vurgulanmalıdır.

Teşekkür

EME bu çalışmanın hazırlanmasındaki desteği için TÜBİTAK'a (2214-A, No. 1059B141800521) teşekkürlerini bildirir. TÜBİTAK'a ayrıca 118F042 numaralı 1001 projesine verdiği destek için de teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Almeida L. A., Jablonski F., Rodrigues C. V., 2013, *ApJ*, 766, 11
Baştürk Ö., Esmer E. M., 2018, *Open Astronomy*, 27, 14
Baran A. S., Zola S., Blokesz A., Østensen R. H., Silvotti R., 2015, *A&A*, 577, A146
Beuermann K., Dreizler S., Hessman F. V., Deller J., 2012, *A&A*, 543, A138
Brown-Sevilla S. B., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 506, 2122
Correia A. C. M., Udry S., Mayor M., Laskar J., Naef D., Pepe F., Queloz D., Santos N. C., 2005, *A&A*, 440, 751



Şekil 2 – devamı. (sol) HU Aqr, (sağ) V470 Cam.

Er H., Özdönmez A., Nasiroglu I., 2021, *MNRAS*, 507, 809
 Esmer E. M., Baştürk Ö., Hinse T. C., Selam S. O., Correia A. C. M., 2021, *A&A*, 648, A85
 Esmer E. M., Baştürk Ö., Selam S. O., Aliş S., 2022, *MNRAS*, 511, 5207
 Gastineau M., Laskar J., 2011, *ACM Commun. Comput. Algebra*, 44, 194
 Goździewski K., ve diğ., 2015, *MNRAS*, 448, 1118
 Hinse T. C., Horner J., Wittenmyer R. A., 2014, *Journal of Astronomy and Space Sciences*, 31, 187
 Horner J., Hinse T. C., Wittenmyer R. A., Marshall J. P., Tinney C. G., 2012, *MNRAS*, 427, 2812
 Horner J., Wittenmyer R. A., Hinse T. C., Marshall J. P., Mustill A. J., Tinney C. G., 2013, *MNRAS*, 435, 2033
 Irwin J. B., 1959, *AJ*, 64, 149
 Khangale Z. N., Potter S. B., Kotze E. J., Woudt P. A., Breytenbach H., 2019, *A&A*, 621, A31
 Kilkenny D., 2011, *MNRAS*, 412, 487
 Kwee K. K., van Woerden H., 1956, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 12, 327, *ADS*
 Laskar J., 1990, *Icarus*, 88, 266
 Laskar J., 1993, *Physica D Nonlinear Phenomena*, 67, 257
 Lee J. W., Kim S.-L., Kim C.-H., Koch R. H., Lee C.-U., Kim H.-I., Park J.-H., 2009, *AJ*, 137, 3181
 Lee J. W., Hinse T. C., Youn J.-H., Han W., 2014, *MNRAS*, 445, 2331
 Marsh T. R., ve diğ., 2014, *MNRAS*, 437, 475
 Mikulášek Z., Chrástina M., Liška J., Zejda M., Janík J., Zhu L. Y., Qian S. B., 2014, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 43, 382, *ADS*
 Pulley D., Faillace G., Smith D., Watkins A., 2016, *Journal of the British Astronomical Association*, 126, 249, *ADS*
 Qian S. B., Zhu L. Y., Dai Z. B., Fernández-Lajús E., Xiang F. Y., He J. J., 2012, *ApJ*, 745, L23
 Rein H., Liu S. F., 2012, *A&A*, 537, A128
 Sale O., Bogensberger D., Clarke F., Lynas-Gray A. E., 2020, *MNRAS*, 499, 3071
 Song S., Mai X., Mutel R. L., Pulley D., Faillace G., Watkins A.,

2019, *AJ*, 157, 184
 Wittenmyer R. A., Horner J., Marshall J. P., 2013, *MNRAS*, 431, 2150
 Zorotovic M., Schreiber M. R., 2013, *A&A*, 549, A95
 Çamurdan C. M., Zengin Çamurdan D., İbanoğlu C., 2012, *New Astron.*, 17, 325

Access:

M23-0319: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Güneş Benzeri Titreşim Yapan Evrimleşmiş Yıldızlarda Karma Modların İncelenmesi

Zeynep Çelik Orhan,¹  

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye

Accepted: December 8, 2022. Revised: December 8, 2022. Received: November 3, 2022.

Özet

Asteroseismoloji sayesinde yıldızların temel parametreleri oldukça hassas bir şekilde tespit edilmektedir. Örneğin, güneş benzeri titreşim yapan anakol yıldızlarının kütle ve yarıçapları, gözlem frekansları ve etkin sıcaklık kullanılarak oldukça duyarlı olarak belirlenmektedir. Bu parametrelerin elde edilmesi için geliştirilen ilişkilere "ölçeklendirme ilişkileri" denir. Anakol yıldızları için geliştirilen bu ilişkiler güneş benzeri titreşim yapan evrimleşmiş yıldızlar için de kullanılmaktadır. Bu çalışma kapsamında güneş benzeri titreşimleri Kepler uzay aracı tarafından belirlenen dört tane evrimleşmiş yıldız detaylı olarak iç yapı modelleri yardımıyla incelenmiştir. MESA iç yapı modelleriyle yıldızların kütle ve yarıçap aralığı sırasıyla 1.16-1.75 M_{\odot} ve 2.18-3.14 R_{\odot} olarak belirlenmiştir (Çelik Orhan ve diğ. 2023). Bu çalışmada özellikle karma mod gösteren $l=1$ titreşim frekansları detaylı olarak ilk kez incelenmiştir. Bu sayede yıldızların yaşları 1.57-7.78 Gyr aralığında oldukça hassas olarak elde edilmiştir.

Abstract

Thanks to asteroseismology, the fundamental parameters of stars are determined very precisely. For example, the masses and radii of the solar-like oscillating main sequence (MS) stars are determined very precisely using the observation frequencies and the effective temperature. The relations developed to obtain these parameters are called "scaling relations". These relations developed for MS stars are also used for solar-like oscillating evolved stars. In this study, solar-like oscillating four subgiant (SG) stars are studied in detail using internal structure models. The mass and radius ranges of the stars were determined as 1.16-1.75 M_{\odot} and 2.18-3.14 R_{\odot} , respectively (Çelik Orhan ve diğ. 2023). The structure models are constructed using MESA code. In this study, the oscillation frequencies of $l=1$, which show mixed mode, were examined in detail for the first time. In this way, the ages of the stars were obtained very sensitively as 1.57-7.78 Gyr, in this study.

Anahtar Kelimeler: asteroseismology, evolved stars, mixed modes, stellar interiors and evolution

1 Giriş

Yıldızların iç yapılarının ve evrimsel süreçlerini anlamak için astrofizikçiler detaylı çalışmalar yapmaktadırlar. Bu konuda yapılan çalışmalarda genel olarak gözlemler ile modellerin uyumuna bakılmaktadır. Yıldızın yüzey koşullarını modellerle anlamak kolayken iç yapısına ait durumlar hakkında bilgi edinmek oldukça zordur, çünkü yıldızların özeğinde üretilen fotonlar yüzeye ulaşmaya kadar soğrulup salınarak ilerlemektedir. Dolayısıyla fotonlar en son yüzey katmaları tarafından soğrulup salındığı için sadece bu katmalar hakkında gözlemsel bilgiler sağlamaktadır. Günümüzde ise asteroseismoloji ile yıldızların özek bölgeleri hakkında gözlemsel bilgiler edinilebilmektedir.

CoRoT (Baglin ve diğ. 2009), Kepler (Borucki ve diğ. 2010) ve TESS (Sullivan ve diğ. 2015) uzay teleskopları sayesinde çok sayıda titreşim yapan yıldız tespit edilmiştir. Özellikle güneş benzeri titreşim yapan yıldızlar, yıldız iç yapı ve evrimi çalışmalarında oldukça önemli yere sahiptir, çünkü bu tür titreşim yapan yıldızların kütle ve yarıçapları belirli duyarlılıklarla titreşim frekansları ve etkin sıcaklık kullanarak elde edilmektedir. Kütle ve yarıçapı belirlemede kullanılan gözlemsel frekanslar büyük ayrılma ($\Delta\nu$) ve maksimum genlik frekansı (ν_{\max})'dır. Güneş'in gözlenen ν_{\max} , $\Delta\nu$ ve etkin sıcaklık

değerlerine oranlanarak kütle ve yarıçapı hesaplamak için kullanılan bu yöntem "ölçeklendirme ilişkisi" denilmektedir (Kjeldsen & Bedding 1995).

$$\frac{M_{\text{sca}}}{M_{\odot}} = \left(\frac{\nu_{\max}}{\nu_{\max,\odot}} \right)^3 \left(\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_{\odot}} \right)^{-4} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff},\odot}} \right)^{1.5} \quad (1)$$

ve

$$\frac{R_{\text{sca}}}{R_{\odot}} = \left(\frac{\nu_{\max}}{\nu_{\max,\odot}} \right) \left(\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_{\odot}} \right)^{-2} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff},\odot}} \right)^{0.5} \quad (2)$$

burada $\nu_{\max,\odot}$ ve $\Delta\nu_{\odot}$ sırasıyla Güneş'in maksimum genlik frekans ve büyük ayrılma değerlerini temsil etmektedir. Bu değerler $\nu_{\max,\odot}=3050 \mu\text{Hz}$ (Kjeldsen & Bedding 1995) ve $\Delta\nu_{\odot}=135.1 \mu\text{Hz}$ (Huber ve diğ. 2017) olarak alınmıştır.

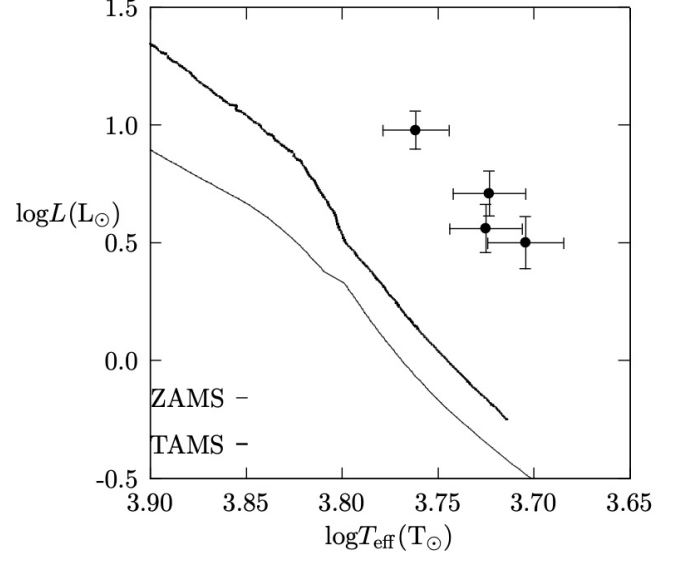
Ölçeklendirme ilişkilerinden güneş benzeri titreşim yapan yıldızların kütle ve yarıçapı sırasıyla %5-6 ve %2-4 hassasiyetle belirlenebilmektedir (Metcalfe ve diğ. 2014). Bu ilişkiler anakolda bulunan güneş benzeri titreşim yapan yıldızları esas alarak geliştirilmiştir. Ancak literatürde yer alan çoğu çalışmada anakol yıldızları için geliştirilen bu ilişkiler evrimleşmiş yıldızlar için de kullanılmaktadır. Evrimsel ve yapısal olarak anakol yıldızlarından oldukça farklı olan evrimleşmiş yıldızlar için bu ilişkilerin kullanılması hesaplanan kütle ve yarıçap üzerinde sistematik hataları da beraberinde getirmektedir. Evrimleşmiş yıldızların temel parametrelerinin hesaplanmasında ortaya çıkan

* zeynep.celik@ege.edu.tr

bu sistematik hataların giderilmesi için literatürde çok sayıda çalışma yapılmıştır (Çelik Orhan 2021; White ve diğ. 2011; Sharma ve diğ. 2016). Genel olarak bu çalışmalarda anakol yıldızları için geliştirilen ölçeklendirme ilişkilerini evrimleşmiş yıldızlarda kullanabilmek için bu ilişkilere düzeltme terimleri tanımlanmıştır (White ve diğ. 2011; Yıldız, Çelik Orhan, & Kayhan 2019). Bunların yanı sıra ölçeklendirme ilişkilerinde gözlemsel olarak tespiti zor ve hatası fazla olan ν_{\max} yerine büyük ayrılmaya karşı frekans grafiklerinde görülen düşmelerden faydalanarak yeni ölçeklendirme ilişkileri geliştirilmiştir. Bu tespit edilen düşmelere "minimum frekans" adı verilmiştir. Minimum frekanslar ve modellerin yardımıyla kütle ve yarıçap değerleri sırasıyla %2-3 ve %1-1.5 duyarlılıkla tespit edilmiştir. Ancak geliştirilen bu ilişkiler yine güneş benzeri titreşim yapan anakol yıldızları için geçerlidir. Bu yüzden de evrimleşmiş yıldızlar için bu ilişkilerle hesaplanan kütle ve yarıçapların, frekansları iyi şekilde fit edildiği iç yapı modelleriyle elde edilen kütle ve yarıçaplarla kıyaslanması gerekli ve önemlidir. Bu şekilde yıldızlara ait temel parametrelerin belirlenmesinde ortaya çıkan sistematik hatalar giderilebilir.

Güneş benzeri titreşim yapan yıldızlar, yıldızların özek bölgelerinin anlaşılmasında oldukça önemli role sahiptir, çünkü bu tür yıldızların özek bölgeleri karma modlar yardımıyla gözlenebilmektedir. Bu tür yıldızlarda gözlenen karma modlar, yıldız evriminin doğal bir sonucudur. Güneş benzeri titreşim yapan yıldızlar, sürdürücü kuvveti basınç olan p- modlu titreşimler yapmaktadır. Bu tür titreşimler yıldızların yüzey bölgelerinde tuzaklanmış olup bu bölgeler hakkında bilgi taşımaktadır. Bunun yanı sıra sürdürücü kuvveti kütle çekimi olan g- modlu titreşimler bu tür yıldızların özeklerinde tuzaklanmıştır. Dolayısıyla bu tür titreşim gösteren yıldızlarda g- modu maalesef gözlenmemektedir. Ancak evrimin doğal sonucu olarak karma modlar yardımıyla yıldızların özek ve özeğe yakın bölgeleri hakkında bilgi edinilebilmektedir. Yıldız anakolda ilerlerken merkezi bölgelerinde meydana gelen nükleer tepkimler parçacık sayısını azaltır ve parçacık sayısına doğrudan bağlı olan basınç kuvveti de azalır. Bu durumda kütle çekim kuvvetine karşı koyan basıncın azalması yıldızın merkezi bölgelere doğru çökmesine neden olur. Bu sayede merkezi bölgeler ısınır. Böylece yıldızın yüzey katmanları fazla enerji çıkışından kaynaklı olarak şişer. Bu durumda p- modlu titreşimlerin frekansları uzarken g- modlu titreşimlerin frekansları kısılır. Aynı azimutal moda sahip olan ($l=0$ hariç) g- ve p- modlarının frekanslarının birbirine yaklaşmasıyla eşleşmeler oluşur. Bu tür frekanslar merkezi bölgelerde g- modlu, yüzey bölgelerinde ise p- modlu titreşimler gibi davranırlar. Bu sayede karma mod gösteren titreşimler yıldızların özek bölgeleri hakkında bilgi sağlar. Bu konuda yapılan en önemli çalışmalardan biri de karma mod gösteren $l=1$ modlarının kırmızı dev ve alt dev yıldızlar için incelenmesi sonucunda bu yıldızların özeklerinin yüzeylerine göre yaklaşık olarak sırasıyla 10 ve 5 kat hızlı döndüğünü bulunmasıdır (Deheuvels ve diğ. 2012; Beck ve diğ. 2012).

Bu çalışmada Kepler uzay teleskobuyla gözlenmiş $l=1$ modları karma mod gösteren dört alt dev yıldız detaylı olarak ilk kez incelenmiştir. Seçilen dört alt dev yıldızın temel parametreleri en güncel MESA evrim koduyla (v15140, Paxton ve diğ. 2011, 2013) hesaplanmıştır. Gözlemsel veriyle en uyumlu olan modelin güneş benzeri titreşim frekansları ADIPLS paketiyle (Christensen-Dalsgaard 2008) hesaplanmıştır. Asterosismik olan $\Delta\nu$, ν_{\max} , referans frekansları olan minimumlar ve diğer asterosismik olmayan gözlemsel parametreleri bu modellerin kalibrasyonunda kullanılmıştır.



Şekil 1. Seçilen dört alt dev yıldızın HR diyagramındaki konumu. İnce ve kalın çizgiler evrim yollarıyla elde edilen sırasıyla ZAMS ve TAMS'ı temsil etmektedir (Yıldız 2015). İçi dolu daireler ile seçilen dört yıldız işaretlenmiştir (Çelik Orhan ve diğ. 2023).

Bu çalışmada yer alan yıldızlarda özellikle karma modun etkisini incelemek için $l=1$ titreşim modları detaylı olarak incelenmiştir. Bu yıldızlar için hesaplanan yaşlar literatürde var olan farklı kodlarla hesaplanan yaşlarla kıyaslanmıştır. Böylece asterosismik parametrelerden faydalanarak farklı evrim kodlarından hesaplanan yaşların kullanılan kodtan bağımsız olduğu ortaya çıkmıştır.

Bu çalışmada §2'de seçilen dört alt dev yıldızın asterosismik ve asterosismik olmayan gözlem parametrelerine yer verilmiştir. §3'te MESA model özelliklerine ve modelleme yöntemleri anlatılmıştır. §4'te yıldız modellerinin sonuçlarına ve asterosismik incelemelerine değinilmiştir. §5'te de bu çalışmaya ait sonuçlara yer verilmiştir.

2 Dört alt dev yıldızın ait gözlemsel parametreler

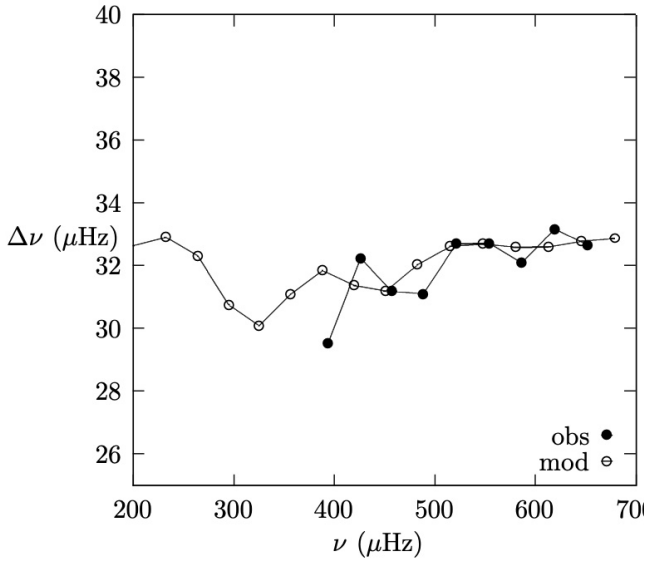
Şekil 1'de yer alan güneş benzeri titreşim yapan evrimleşmiş dört yıldızın hepsi erken alt dev (sub giant, SG) evresindedir. Bu yıldızların gözlenen güneş benzeri titreşimleri Kepler uzay aracıyla elde edilmiştir. Bu çalışmada yer alan yıldızlara ait asterosismik ve asterosismik olmayan gözlem parametreleri Çizelge 1'de yer almaktadır. Yıldızların gözlenen $\Delta\nu$ ve ν_{\max} parametreleri Appourchaux (2020) çalışmasından alınmıştır.

Referans frekansları olan minimum frekansları Yıldız ve diğ. (2014a) tarafından geliştirilen yöntemlerle belirlenmiştir. Minimumları belirlemek için Şekil 2'deki büyük ayrılmaya karşı frekans grafiğinden faydalanılmıştır. Bu minimumlar, yüksek frekanstan düşük frekansa göre sırasıyla $\nu_{\min 0}$, $\nu_{\min 1}$ ve $\nu_{\min 2}$ olarak adlandırılmıştır. Bu çalışmada yer alan yıldızların hepsi evrimleşmiştir ve düşük sıcaklıktadır. Bu yüzden bu tür yıldızlarda gözlemsel titreşim frekanslarında $\nu_{\min 2}$ gözlenmemektedir. Minimumların belirlenmesindeki hassasiyet gözlenen büyük ayrılmaya yarısı kadar olarak kabul edilmiştir (Yıldız ve diğ. 2014a; Yıldız, Çelik Orhan, & Kayhan 2015).

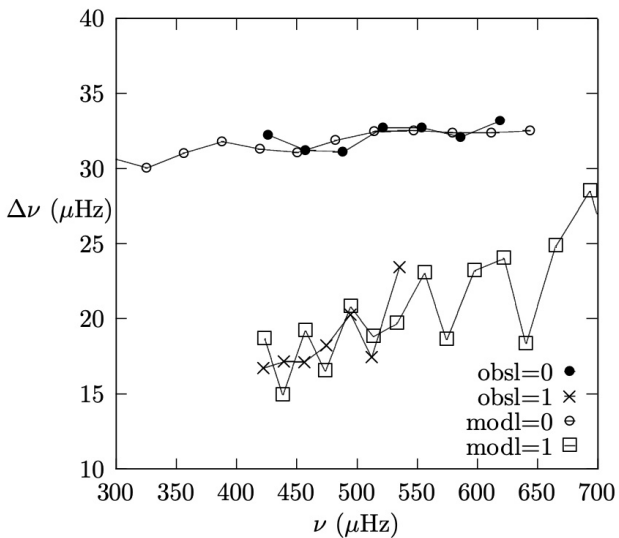
Şekil 1'de seçilen yıldızların etkin sıcaklıkları tayfın elde edilen sıcaklıklardır. Işınım gücü (L) ise asterosismik R ve etkin sıcaklık kullanılarak hesaplanmıştır. Şekil 1'deki içi dolu daireler

Çizelge 1. Güneş benzeri titreşim yapan dört yıldızın parametreleri. Asterosismik ve asterosismik olmayan gözlem parametreleri sırasıyla paralaks (π) ve parlaklık (G) *Gaia* veri tabanından alınmıştır. Etkin sıcaklık (T_{eff}), logaritmik yüzey çekim ivmesi ($\log g$), $[Fe/H]$, $\Delta\nu$, küçük ayrılma ($\delta\nu_{02}$), ν_{max} , $\nu_{\text{min}0}$, ve $\nu_{\text{min}1}$ çizelgede yer almaktadır (Çelik Orhan ve diğ. 2023).

Yıldız	π (mas)	G (mag)	T_{eff} (K)	$\log g$	[Fe/H] (dex)	$\Delta\nu$ (μHz)	ν_{max} (μHz)	$\nu_{\text{min}0}$ (μHz)	$\nu_{\text{min}1}$ (μHz)
KIC 5689820	2.92 ± 0.01	11.28 ± 0.03	5063 ± 100	3.40 ± 0.20	0.070 ± 0.100	41.00 ± 0.50	695.00 ± 15.00	704.65 ± 0.01	556.42 ± 0.01
KIC 8751420	17.28 ± 0.02	6.81 ± 0.03	598.02 ± 100	3.61 ± 0.20	-0.170 ± 0.100	34.65 ± 0.08	566.90 ± 2.30	598.02 ± 0.02	451.84 ± 0.02
KIC 11771760	1.49 ± 0.01	11.34 ± 0.03	5775 ± 100	3.75 ± 0.20	-0.006 ± 0.100	32.20 ± 0.70	32.20 ± 0.70	473.78 ± 0.01	584.62 ± 0.01
KIC 12508433	5.36 ± 0.10	9.52 ± 0.03	5309 ± 100	3.78 ± 0.20	0.220 ± 0.100	44.90 ± 0.70	795.00 ± 26.00	650.57 ± 0.01	812.50 ± 0.01



Şekil 2. KIC 1177160 yıldızının MESA modelleri (içi boş daireler) ve gözlemlerden belirlenen (içi dolu daireler) $l=0$ frekanslarının $\Delta\nu$ - ν grafiği.



Şekil 3. KIC 1177160 yıldızının MESA modelleri (içi boş daireler) ve gözlemlerden belirlenen (içi dolu daireler) $l=0$ ve $l=1$ frekanslarının fit edildiği $\Delta\nu$ - ν grafiği (Çelik Orhan ve diğ. 2023).

ile bu çalışmada incelenen güneş benzeri titreşim yapan alt dev yıldızlar temsil edilmiştir. Bu yıldızların tayf gözlemlerinden belirlenen parametreleri ($\log g$, $[Fe/H]$, ve T_{eff}) Furlan ve diğ. (2018) tarafından hazırlanan çalışmadan alınmıştır.

3 MESA evrim kodunun özellikleri

Modellenen güneş benzeri titreşim yapan dört alt dev yıldız incelenmiştir. Bu yıldızların iç yapı modelleri MESA evrim kodunun en güncel sürümü kullanılarak yapılmıştır (v15140, Paxton ve diğ. 2011, 2013). Bu MESA sürümü için Güneş modelini en iyi kalibre eden helyum bolluğu (Y), metal bolluğu (Z) ve konvektif parametre (α) değerleri sırasıyla 0.2745, 0.0172 ve 1.8137'dir (Çelik Orhan 2021).

Yapılan modellerde konveksiyon için Böhm-Vitense (1958) tarafından geliştirilen standart ölçek uzunluğu kullanılmıştır. Bu iç yapı modellerine konvektif sınır aşımı (overshooting) ve difüzyon etkisi dahil edilmemiştir. Yüksek sıcaklıkta OPAL saydamsızlık tabloları ve düşük sıcaklıklarda Ferguson ve diğ. (2005) tabloları MESA iç yapı modelleri için önerilmektedir.

Bu çalışmada yer alan her bir yıldız için anakol öncesine ait modeller yapılmıştır. Ayrıca yapılan iç yapı modellerinin *fgong* dosyaları kullanılarak seçilen yıldızların güneş benzeri titreşimleri incelenmiştir. Bunun için yapılan iç yapı modellerine ince de olsa bir atmosfer eklenmiştir. Bu amaçla tüm modellerde *simple_photosphere* opsiyonu tercih edilmiştir. Nükleer reaksiyon hızı olarak Angulo ve diğ. (1999) ve Caughlan (1988) çalışmalarındaki durumlar alınmıştır.

Son olarak yıldızları en iyi temsil eden modeller elde edildikten sonra titreşim frekansları ADIPLS paketi (Christensen-Dalsgaard 2008) kullanılarak hesaplanmıştır. Bu çalışmada ADIPLS paketiyle yıldızların $l=1$ titreşim frekanslarındaki karma modlar da belirlenmiştir. Ayrıca $l=1$ titreşim frekanslarının da iyi bir şekilde fit edilmesine bu çalışmada ilk kez dikkat edilmiştir (Şekil 3).

3.1 Yapılan MESA modellerinin özellikleri ve sonuçları

Yapılan MESA iç yapı modellerinde girdi parametreleri M , Y , Z ve α 'dır. Seçilen yıldızların iç yapı modelleri için Çizelge 1'de yer alan tüm asterosismik ve asterosismik olmayan gözlem parametreleri kullanılmıştır.

Yıldızların yapı ve evriminde en önemli role sahip olan parametre kütedir. Dolayısıyla iç yapı modellerinde girdi parametresi olan kütlelerin hassas bir şekilde belirlenmesi oldukça önemlidir. Tek yıldızların kütlelerinin gözlemsel yöntemlerle belirlenmesi oldukça zordur. Bu yüzden gözlem verilerinden belirlenen asterosismik kütleleri veren ölçeklendirme ilişkileri oldukça kıymetlidir. Bu çalışmada seçilen yıldızların hepsi alt dev olmasına rağmen anakol yıldızları için geliştirilen farklı asterosismik yöntemler kullanarak yıldızların kütlelerinin

Çizelge 2. Güneş benzeri titreşim yapan dört alt dev yıldızın model sonuçları. M_{mod} , R_{mod} , T_{mod} , L_{mod} , $\log g_{\text{mod}}$, Z_{mod} , α , t_{mod} , ve χ^2_{spec} sırasıyla Güneş biriminde yıldız kütlesi (M_{\odot}), yıldız yarıçapı (R_{\odot}), etkin sıcaklık (K), L_{\odot} biriminde ışıma, modelin logaritmik yüzey kütle çekim ivmesi, modelin ağır element bolluğu, konvektif parametre, Gyr biriminde yıldız yaşı ve gözlem ile model uyumunu gösteren χ^2_{spec} çizelgede verilmiştir (Çelik Orhan ve diğ. 2023).

Yıldız	M_{mod} (M_{\odot})	R_{mod} (R_{\odot})	T_{mod} (K)	L_{mod} (L_{\odot})	$\log g_{\text{mod}}$	Z_{mod}	α	t_{mod} (Gyr)	χ^2_{spec}
KIC 5689820	1.16±0.06	2.33±0.02	5063±100	3.22±0.06	3.77±0.02	0.02328±0.00360	2.10	7.78±1.60	0.04
KIC 8751420	1.34±0.06	2.74±0.03	5287±100	4.66±0.09	3.66±0.02	0.00900±0.00147	2.04	3.15±1.17	0.84
KIC 11771760	1.75±0.07	3.17±0.03	5767±100	10.48±0.18	3.68±0.02	0.01167±0.00174	1.65	1.57±0.55	0.19
KIC 12508433	1.26±0.06	2.28±0.02	5304±100	3.69±0.07	3.82±0.02	0.02220±0.00317	2.22	5.58±1.14	0.60

Çizelge 3. MESA modellerinden elde edilen asterosismik parametreler. Frekanslar arasında görülen büyük ayrılma, maksimum frekans genliği, minimum frekanslar sırasıyla $\Delta\nu_{\text{mod}}$, $\nu_{\text{max,mod}}$, $\nu_{\text{min0,mod}}$, $\nu_{\text{min1,mod}}$ ve $\nu_{\text{min2,mod}}$ olarak verilmiştir. Tüm frekanslar μHz birimindedir. $\nu_{\text{max,mod}}$, $T_{\text{eff,mod}}$ ve $\log g_{\text{mod}}$ arasındaki ölçeklendirme ilişkisinden hesaplanmıştır. χ^2_{seis} asterosismik parametreler için hesaplanmıştır. Referans frekanslarının belirsizliği yaklaşık olarak $\Delta\nu_M/2$ 'dir (Çelik Orhan ve diğ. 2023).

Yıldız	$\Delta\nu_{\text{mod}}$	$\nu_{\text{max,mod}}$	$\nu_{\text{min0,mod}}$	$\nu_{\text{min1,mod}}$	$\nu_{\text{min2,mod}}$	χ^2_{seis}
KIC 5689820	41.21	696.13	715.12	552.24	428.95	0.69
KIC 8751420	34.66	530.97	555.09	429.21	326.89	0.45
KIC 11771760	32.14	484.69	451.28	395.29	321.13	0.47
KIC 12508433	44.75	771.53	865.25	642.25	467.23	0.32

hesabı yapılmıştır. Ölçeklendirme ilişkilerinden belirlenen kütle, modellerin başlangıç kütlesi olarak alınmıştır.

Yıldızların yapı ve evriminde kütleden sonra en etkili olan diğer parametre kimyasal kompozisyonudur (X , Y , Z). Ancak Güneş de dahil olmak üzere Z 'nin gözlemlerle belirlenmesi oldukça zordur. Literatürde yaygın olarak Z 'nin belirlenmesinde tayftan elde edilen $[\text{Fe}/\text{H}]$ değeri kullanılmaktadır. Böylece yıldızın tüm metal kaynağının $[\text{Fe}/\text{H}]$ olduğu kabul edilmektedir. Yıldızlarda Fe elementinin oksijen (O), karbon (C) ve azottan (N) sonra en fazla bulunduğu bilinmektedir. Ancak Fe elementinin yanında yıldızlarda diğer elementlerin çizgilerinin gözlenmesi oldukça zordur. Bunun için bu çalışmada literatürde yaygın olarak kabul edilen $[\text{Fe}/\text{H}]$ 'ten Z 'nin elde edilmesi yöntemine başvurulmuştur. Yapılan iç yapı modellerinde yıldızların kimyasal kompozisyonu $Y=0.2745$ (güneş değeri) ve bu yöntemden faydalanılarak Z değeri de Çizelge 2'de yer alan değerler alınmıştır.

M , Y , α ve Z girdi parametreleriyle elde edilen modeller gözlemsel değerlerle kıyaslanmıştır. En uygun modeli belirlerken χ^2 değerinin 1'den olabildiğince küçük olmasına özen gösterilmiştir. Bu χ^2 değerleri hem asterosismik hem de asterosismik olmayan gözlem parametreleri için göz önünde bulundurulmuştur. Tayftan ve asterosismik gözlemlerden elde edilen χ^2 değerleri Çizelge 2 ve 3'ün en son sütununda verilmiştir.

$$\chi^2_{\text{seis}} = \frac{1}{N_f} \sum_{i=1}^n \left(\frac{\nu_{i,\text{obs}} - \nu_{i,\text{mod}}}{\sigma_{i,\text{obs}}} \right)^2 \quad (3)$$

ve

$$\chi^2_{\text{spec}} = \frac{1}{N_s} \sum_{i=1}^n \left(\frac{P_{i,\text{obs}} - P_{i,\text{mod}}}{\sigma_{i,\text{obs}}} \right)^2 \quad (4)$$

Denklem 3 ve 4 ile hesaplanan χ^2 değerleri sırasıyla tayfsal ve asterosismik gözlemsel verilerin model değerleriyle kıyaslanmasını sağlamaktadır. $\nu_{i,\text{obs}}$ ve $\nu_{i,\text{mod}}$ sırasıyla gözlemden ve modelden belirlenen titreşim frekanslarıdır. N_f gözlem sayısını temsil etmektedir. $\sigma_{i,\text{obs}}$ gözlem verilerinin hatalardır. Aynı şekilde Denklem 4'te tayftan elde edilen gözlemsel parametreler ($\log g$, T_{eff} ve $[\text{Fe}/\text{H}]$) modellerle kıyaslanmaktadır.

Modellerden elde edilen M , R , $\log g$, L , ve t değerlerinin hatalarının hesaplanmasında Monte-Carlo simülasyonlarına başvurulmuştur. Hesaplanan tüm hatalar Çizelge 2'de yer almaktadır. Modellerin etkin sıcaklık hatası gözlemsel etkin sıcaklığın hata değeri olarak alınmıştır. Z ve Y değerindeki belirsizlik gözlemlerden yola çıkılarak hesaplanmıştır ve bu değerler Çizelge 2'de verilmiştir.

4 Yıldızların asterosismik parametrelerinin modellerle incelenmesi

Seçilen yıldızların asterosismik olmayan gözlemsel parametrelerini en iyi temsil eden modeller yapılmıştır (Çelik Orhan ve diğ. 2023). Daha sonra bu iç yapı modellerine ait *fgong* dosyaları kullanılarak ADIPLS paketiyle modellerin adyabatik titreşim frekansları hesaplanmıştır. Hesaplanan bu frekanslar gözlenen frekanslar ile kıyaslanmıştır. Özellikle gözlemlerle oldukça hassas olarak belirlenen $\Delta\nu$ değerinin modellerle çok iyi bir şekilde temsil edilmesine özen gösterilmiştir. Daha sonra frekanslarda görülen minimumların model ve gözlem verileriyle uyumuna bakılmıştır. Bunun için her bir yıldızın $\Delta\nu-\nu$ grafiği çizilmiştir. Bu grafiklerde gözlemsel ve model frekanslarından belirlenen minimumların ve desenlerin uyumuna özen gösterilmiştir. İlk başta tüm modellerde karma mod göstermeyen $l=0$ frekansları için minimum titreşim frekansları incelenmiştir. Daha sonra ise modellerin karma mod gösteren $l=1$ titreşim frekanslarının uyumuna ilk kez bu çalışmada bakılmıştır. Bu sayede $l=0$ frekanslarının yanı sıra karma mod gösteren $l=1$ titreşim frekanslarının model ve gözlem verileriyle uyumuna bakılmıştır. Böylece yapılan iç yapı modellerinde hem asterosismik hem de asterosismik olmayan gözlem parametreleri çok iyi bir şekilde temsil edilmiştir.

Gözlem ve model frekanslarından hesaplanan χ^2 değerlerinden faydalanılarak yıldızın en iyi temsil eden model tespit edilmiştir. Elde edilen model sonuçları Çizelge 3'de verilmektedir.

4.1 Yıldızların karma mod gösteren $l=1$ titreşim frekanslarının incelenmesi

Yapılan iç yapı modellerinde yıldızların tayftan elde edilen gözlemsel parametreleri T_{eff} ve $\log g$ ile ölçeklendirme

ilişkisinden belirlenen R değerinin iyi bir şekilde temsil edilmesi esastır. Ölçeklendirme ilişkilerinden belirlenen R 'nin hatası çok düşük olduğu için yapılan modellerde asterosismik R 'nin modellerde fit edilmesinde herhangi bir sakınca yoktur. En iyi temsil eden modelin *fgong* dosyasındaki parametreler kullanılarak seçilen yıldızların titreşim frekansları ADIPLS paketiyle bu çalışma için hesaplanmıştır. Bu yıldızların model ve gözlemsel titreşim frekanslarından belirlenen $\Delta\nu$, ν_{\max} , minimumlar ve küçük ayrılma değerlerinin birbiriyle olan uyumuna bakılmıştır.

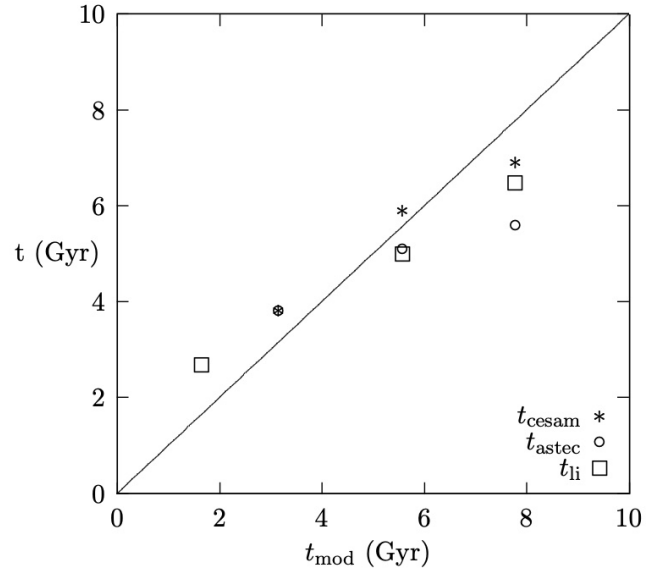
Gözlemlerle oldukça hassas olarak belirlenen $\Delta\nu$ modellerle en iyi şekilde tespit edilmesine ayrıca özen gösterilmiştir. Bunun için de frekans hesabı yapıldıktan sonra ilk olarak $\Delta\nu$ uyumuna bakılmıştır. Model $\Delta\nu$ değeri her bir yıldız için $\Delta\nu-\nu$ grafiği çizilerek belirlenmiştir (Şekil 2). Bu grafiklerdeki dağılımlar lineer olarak temsil edilmiştir. Böylece modellerin ortalama $\Delta\nu$ frekans değerleri belirlenmiştir. Modellerden belirlenen $\Delta\nu$ değeri gözlemin hata aralığından daha büyükse yeni bir başlangıç model kütlesi belirlenerek iç yapı modelleri yeniden yapılmıştır. Yeniden model başlangıç kütlesi belirlenirken büyük ayrılma ve yoğunluk arasındaki ilişki kullanılmıştır. Böylece asterosismik R değeri aynı kalacak şekilde belirlenen M değerleriyle tekrardan modeller yapılmıştır. Bu modeller için de yeniden titreşim frekansları hesaplanmıştır. Bu süreç model ile gözlemsel $\Delta\nu$ arasındaki fark gözlemsel $\Delta\nu$ değerinin hatasından küçük oluncaya kadar tekrarlanmıştır.

Daha sonra bu modellere ait karma mod gösteren $l=1$ titreşim frekansları ADIPLS paketi kullanılarak yeniden hesaplanmıştır. Bu kez $l=0$ titreşim frekanslarını ve $\Delta\nu$ değerini en iyi fit eden iç yapı modellerinin karma mod gösteren $l=1$ titreşim frekanslarını fit edip etmediğine bakılmıştır. Bunun sonucunda modellerin $l=1$ titreşim frekanslarını iyi fit etmediği ortaya çıkmıştır. Bu yüzden tüm yıldızlara ait modeller, $l=0$ ve $l=1$ ve $\Delta\nu$ değerleri en iyi şekilde fit edinceye kadar yeniden yapılmıştır. Bir örnek olarak KIC 1177160 yıldızı için Şekil 3'te $l=0$ ve $l=1$ frekansları için $\Delta\nu$ en iyi temsil eden modellere yer verilmiştir. Bu çalışmada ilk kez model ve gözlemsel frekanslarında karma mod gösteren $l=1$ modları detaylı olarak incelenmiştir.

4.2 Yıldızların yaşlarının kıyaslanması

Güneş benzeri titreşim yapan anakol yıldızlarında tespit edilen evrime oldukça duyarlı olan küçük ayrılma ($\delta\nu_{02}$) önemli bir yaş belirteçidir, çünkü merkezi bölgelerde molekül ağırlığı nükleer tepkimeler sonucunda zamanla artar. Ses hızı molekül yoğunluğuyla ters orantılıdır ve dolayısıyla molekül yoğunluğu azalırken ses hızı hızla artar. Doğrudan ses hızıyla ilişkili olan küçük ayrılma da bu yüzden evrimle azalır. Bu sayede güneş benzeri titreşim yapan bir yıldızın anakol yaşı $\delta\nu_{02}$ kullanılarak belirlenebilir. Ancak evrimin doğal bir sonucu olarak $l=1$ ve $l=2$ titreşim frekanslarında karma modlar gözlenmektedir. Bu yüzden $l=0$ ve $l=2$ titreşim frekanslarından belirlenen küçük ayrılmanın evrimleşmiş yıldızlar için tespiti zorlaşır. Ayrıca $l=2$ modlarında karma mod gösteren dört alt dev yıldız için yaş belirlemede küçük ayrılma kullanılamaz.

Bu yüzden bu çalışmada yer alan yıldızların yaşları modeller yardımıyla hesaplanmıştır. Modellerden hesaplanan yaş aralığı 1.57-7.78 milyar yıldır. Yıldızların farklı çalışmalarda farklı evrim kodlarıyla elde edilen yaşları Şekil 4'te kıyaslanmıştır. Burada ASTEC, CESAM ve Li ve diğ. (2020) çalışmalarında belirledikleri yaşlar bu çalışmada MESA evrim koduyla belirlenen yaş ile kıyaslanmıştır. Farklı fiziksel koşulların geçerli



Şekil 4. Güneş benzeri titreşim yapan dört alt dev yıldızın farklı evrim kodlarıyla elde edilen yaşlarının kıyaslanması.

olduğu farklı evrim kodları ile hesaplanan yaşların birbiriyle uyumu Şekil 4'te görülmektedir. Sonuç olarak gözlemsel frekanslar modellerle ne kadar iyi bir şekilde temsil edilirse yıldızın tahmini yaşı iç yapı modellerinden bağımsız olarak belirlenebilir.

5 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada Kepler uzay teleskobu tarafından gözlenen güneş benzeri titreşim yapan dört yıldızın iç yapı modelleri asterosismik yöntemlere başvurulmuş yapılmıştır. Seçilen bu alt dev yıldızlar MESA evrim koduyla modellenmiştir (Çelik Orhan ve diğ. 2023). Bu yıldızların hepsi alt dev olup $l=1$ titreşim frekanslarında karma mod göstermektedirler. Seçilen yıldızların gözlemsel ve model asterosismik parametrelerinin kıyaslanabilmesi için model titreşim frekansları, $\Delta\nu$, ν_{\max} ve referans frekansları hesaplanmıştır.

Modellerden elde edilen temel yıldız parametreleri asterosismik parametreler de kullanıldığı için oldukça hassastır. Bu yıldızların modellerden hesaplanan kütle ve yarıçap aralığı sırasıyla 1.16-1.75 M_{\odot} ve 2.28-3.17 R_{\odot} 'dir. Kütle ve yarıçaptaki belirsizlik sırasıyla %7 ve %3 civarındadır.

Bu çalışmada yer alan yıldızların özellikle karma mod gösteren $l=1$ titreşim frekanslarının gözlem ve modellerle uyumlu olmasına özen gösterilmiştir. Ayrıca modellerde, gözlemsel verilerden oldukça hassas bir şekilde belirlenen $\Delta\nu$ değerinin uyumlu olmasına dikkat edilmiştir. Karma mod gösteren bu tür yıldızların $l=1$ titreşim frekansları bu çalışmada ilk kez modellenmiştir.

Son olarak yıldızlarda belirlenmesi oldukça zor olan yaş bu çalışmada hassas olarak elde edilmiştir. Modellerden hesaplanan yaş aralığı 1.57-7.78 milyar yıldır. MESA modelleriyle belirlenen yaşlar farklı evrim kodları ile elde edilen yaşlarla kıyaslanmıştır. Yaşların birbiriyle oldukça uyumlu olduğu tespit edilmiştir. Bu da asterosismik yöntemlere başvurulmuş yapılan modellerden belirlenen yaşların kullanılan kodun özelliklerinden bağımsız olduğunu göstermektedir.

Teşekkür

Bu çalışma 122F245 nolu TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmektedir. Her alanda desteğini esirgemeyen Prof. Dr. Mutlu YILDIZ'a ve bu çalışmaya katkılarından dolayı Sibel Örtel'e teşekkür ederim. Ayrıca varlığı ile motivasyonumu artıran oğlum Emirhan Sami Orhan'a çok teşekkür ederim.

Kaynaklar



- Angulo C. ve diğ., 1999, Nucl. Phys. A, 656, 3
- Arentoft T., Brogaard K., Jessen-Hansen J., Silva Aguirre V., Kjeldsen H., Mosumgaard J. R., Sandquist E. L., 2017, ApJ, 838, 115. doi:10.3847/1538-4357/aa63f7
- Appourchaux T., 2020, A&A, 642, A226. doi:10.1051/0004-6361/202038834
- Baglin A., Auvergne M., Barge P., Deleuil M., Michel E., CoRoT Exoplanet Science Team, 2009, IAUS, 253, 71. doi:10.1017/S1743921308026252
- Beck P. G., Montalban J., Kallinger T., De Ridder J., Aerts C., García R. A., Hekker S., ve diğ., 2012, Natur, 481, 55. doi:10.1038/nature10612
- Borucki W. J., Koch D., Basri G., Batalha N., Brown T., Caldwell D., Caldwell J., ve diğ., 2010, Sci, 327, 977. doi:10.1126/science.1185402
- Böhm-Vitense E., 1958, Z. Astrophys., 46, 108
- Deheuvels S., García R. A., Chaplin W. J., Basu S., Antia H. M., Appourchaux T., Benomar O., ve diğ., 2012, ApJ, 756, 19. doi:10.1088/0004-637X/756/1/19
- Caughlan G. R., Fowler W. A., 1988, At. Data Nucl. Data Tables, 40, 283
- Çelik Orhan Z., 2021, MNRAS, 506, 4413. doi:10.1093/mnras/stab2031
- Çelik Orhan Z., Yıldız M., Örtel S., hazırlanıyor
- Christensen-Dalsgaard J., 2008, Ap&SS, 316, 113
- Ferguson J. W., Alexander D. R., Allard F., Barman T., Bodnarik J. G., Hauschildt P. h., Heffner- Wong A., Tammanai A., 2005, ApJ, 623, 585
- Furlan E., Ciardi D. R., Cochran W. D., Everett M. E., Latham D. W., Marcy G. W., Buchhave L. A., ve diğ., 2018, ApJ, 861, 149. doi:10.3847/1538-4357/aaca34
- Huber D., Zinn J., Bojsen-Hansen M., Pinsonneault M., Sahlholdt C., Serenelli A., Silva Aguirre V., ve diğ., 2017, ApJ, 844, 102. doi:10.3847/1538-4357/aa75ca
- Kjeldsen H., Bedding T. R., 1995, A&A, 293, 87
- Li T., Bedding T. R., Christensen-Dalsgaard J., Stello D., Li Y., Keen M. A., 2020, MNRAS, 495, 3431. doi:10.1093/mnras/staa1350
- Mathur S., Metcalfe T. S., Woitaszek M., Bruntt H., Verner G. A., Christensen-Dalsgaard J., Creevey O. L., ve diğ., 2012, ApJ, 749, 152. doi:10.1088/0004-637X/749/2/152
- Metcalfe T. S., Creevey O. L., Doğan G., Mathur S., Xu H., Bedding T. R., Chaplin W. J., ve diğ., 2014, ApJS, 214, 27. doi:10.1088/0067-0049/214/2/27
- Paxton B., Bilsten L., Dotter A., Herwing F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, ApJS, 2011, 192
- Paxton B., Cantiello M., Arras P., Bildsten L., Brown E. F., Dotter A., Mankovich C., ve diğ., 2013, ApJS, 208, 4. doi:10.1088/0067-0049/208/1/4
- Rodríguez E., Balona L. A., López-González M. J., Ocando S., Martín-Ruiz S., Rodríguez-López C., 2020, MNRAS, 491, 4345. doi:10.1093/mnras/stz3143
- Sharma S., Stello D., Bland-Hawthorn J., Huber D., Bedding T. R., 2016, ApJ, 822, 15
- Sullivan P. W., Winn J. N., Berta-Thompson Z. K., Charbonneau D., Deming D., Dressing C. D., Latham D. W., ve diğ., 2015, ApJ, 809, 77. doi:10.1088/0004-637X/809/1/77
- White T. R. ve diğ., 2011, ApJ, 742, L3

- Yıldız M., Çelik Orhan Z., Aksoy C., Ok S., 2014a, MNRAS, 441, 2148
- Yıldız M., Çelik Orhan Z., Kayhan C., Turkoglu G. E., 2014b, MNRAS, 445, 4395
- Yıldız M., Çelik Orhan Z., Kayhan C., 2015, MNRAS, 448, 3689
- Yıldız M., Çelik Orhan Z., Kayhan C., 2016, MNRAS, 462, 1577
- Yıldız M., Çelik Orhan Z., Kayhan C., 2019, MNRAS, 489, 1753. doi:10.1093/mnras/stz2223

Access:

M23-0310: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Ötegezegenli Sistemlerin Açısıl Momentum Dağılımlarının İncelenmesi

Gamze Bendeş^{1,2} *, Faruk Soyduğan^{2,3} 

¹ Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Lisansüstü Eğitim Enstitüsü, Fizik Anabilim Dalı, 17100, Çanakkale

² Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Astrofizik Araştırma Merkezi ve Ulupınar Gözlemevi, Ulupınar, 17100, Çanakkale

³ Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale

Accepted: November 14, 2022. Revised: November 14, 2022. Received: November 4, 2022.

Özet

Bu çalışmada NASA'nın ötegezegen arşivinden derlenen 256 adet ötegezegen-barınak yıldız sisteminin (tek yıldızlı ve tek gezegenli sistemler) açısıl momentum dağılımları incelendi ve açısıl momentumun yıldızın kütlesi, dönme hızı ve gezegenin kütlesiyle ilişkisi araştırılarak belirlendi. Bunun yanında yıldızın yaşı ile yıldızın dönme hızı arasındaki ilişki incelenerek bunun yıldızın dönme açısıl momentumuna ve sistemin toplam açısıl momentumuna yansımaları ortaya konmaya çalışıldı. Örnek grubunun genişletilerek ve çeşitlendirilerek açısıl momentum dağılımlarının incelenmesinin, bu sistemlerin ve onların oluşum ve evrimlerinin tartışılabilmesi açısından önemli olacağı ve ileriki dönemde araştırılabileceği belirtildi.

Abstract

In this study, angular momentum distributions of 256 planet-host stars systems (planetary systems with single star and single planet) that collected from NASA Exoplanet Archive were examined and relation of angular momentum with planet mass, host-star mass and rotational velocity of host-star by investigated was determine. Furthermore relation between stellar age and rotation velocity of star by examine, reflection to spin angular momentum of star and to orbital angular momentum of planet was aimed to exhibit. It was stated that examining the angular momentum distributions by expanding and diversifying the sample group will be important in terms of discussing these systems and their formation and evolution, and can be investigated in the future.

Anahtar Kelimeler: planet-star interactions, stars:fundamental parameters, stars: kinematics and dynamics, planetary systems

1 Giriş

Yaklaşık son 30 yılda keşfedilen ötegezegen sistemlerinin sürekli artması ve bu sistemlerdeki gezegenlerin çeşitliliğinin oldukça farklı hale gelmesiyle birlikte ötegezegenlerin oluşum ve evrim süreçlerinin araştırılması önemli hale gelmiştir. Bu süreçlerin anlaşılabilmesi için açısıl momentum dağılımlarının incelenmesi anahtar denilebilecek başlıklardan biri olarak kabul edilebilir. Son yıllarda artan ötegezegen sayılarıyla birlikte sistemlerin istatistiksel olarak çalışılması da olanaklı hale gelmiş ve bu tür sistemlerin açısıl momentumlarını yıldız ve gezegen parametreleriyle değerlendiren çalışmalar yapılmaya başlanmıştır.

İncelenen bir ötegezegen sisteminde, yıldız ve gezegen(ler) birbirinden bağımsız olarak düşünülemez. Gezegenli ve gezegensiz benzer yıldızlar üzerine yapılan karşılaştırmalar bunu açıkça göstermektedir. Örneğin Scholz (2013), merkezi yıldız ile ön-gezegen diski arasındaki dinamik etkileşimlerin, ilk birkaç mil-yon yıl süresince, merkezi yıldızın dönme hızını etkilediğini ifade eder. Sibony ve diğ. (2022) yaptıkları çalışmada gezegenli yıldızların gezegensiz olanlara göre daha yavaş döndükleri sonucuna ulaşmışlardır. Aynı zamanda sistemdeki açısıl momentum ve kütlelerin farklı şekillerde dağılıyor olmasının genellikle ön-gezegen diski aşamasında gerçekleşen açısıl momentum aktarım süreçlerinden kaynaklandığı ifade

edilmiştir (Williams & Cieza 2011). Gurumath ve diğ. (2019), ötegezegenler ve barınak yıldızlar arasındaki açısıl momentum dağılımını anlamak için yaptıkları çalışmada, gezegen yörünge açısıl momentumunun gezegen kütlesine bağımlılığını bildirmişler ve bu bağımlılığın ise tekli ve çoklu gezegen sistemlerinde birbirinden farklı olduğunu bulmuşlardır. Ötegezegenli sistemlerde özgül açısıl momentum dağılımlarının ele alındığı çalışmalar da bulunmaktadır (Berget & Durrance 2010; Armstrong ve diğ. 2007). Bunların dışında yıldız-gezegen sistemlerinde toplam açısıl momentumun barınak yıldızın yaşı arttıkça azaldığını rapor eden araştırmalar yayınlanmıştır (örn. Jiang ve diğ. (2022)).

Güneş Sistemine bakıldığında Güneş, sistemin toplam kütlelerinin çok büyük bölümünü (%99'u aşan) içerirken toplam açısıl momentumun çok küçük bir kısmını (%1'den az) oluşturur (Ray 2012). Sistemin toplam açısıl momentumunun önemli bölümünü Jüpiter ve Satürn gibi hem büyük kütleli hem de büyük yörüngeye sahip gezegenler oluşturur. Günümüzde keşfedilen ötegezegen sistemlerinin çoğu Güneş sistemine benzemezler. Bu durum da ötegezegen sistemlerinin oluşum ve evrim açısından birbirlerinden çok farklı mekanizmalara ve/veya farklı evrim durumlarına sahip olma ihtimalini düşündürmektedir. Bu çalışmada, yıldız-gezegen sistemlerindeki açısıl momentum dağılımları, tek yıldız ve tek gezegenli sistemler için, incelenerek sistemlerdeki oluşum ve evrim senaryolarının anlaşılmasına katkı sağlanması hedeflenmiştir. Bu amaçla en tutarlı barınak yıldız ve

* gamzebnds@gmail.com

gezegen parametreleri kullanılarak açılal momentum değeri hesaplanmış ve farklı parametreler üzerinden açılal momentum dağılımları ve değışimleri incelenmiştir.

2 Veri Bilgisi

2.1 Kullanılan Veri Grubunun Elde Edilmesi

Bu araştırmada kullanılan veriler "NASA Exoplanet Archive" veri tabanındaki **Gezegen Sistemleri** (Planetary Systems) bölümünden derlendi. Hedef veri grubu elde edilirken öncelikli amaç hem açılal momentum hesaplamalarının yapılabilmesi için gerekli olan eksiksiz parametre setini (yıldız kütlesi, yıldız yarıçapı, yıldızın dönme hızı, gezegen kütlesi, gezegen yörünge basıklığı ve gezegen yörüngesinin yarı-büyük eksen uzunluğu) oluşturmak hem de dağılımları oluştururken anlamlı sonuçlar elde edebilecek kadar yeterli sayıda gezegen sistemine ulaşmaktı. Derlenen tüm veriler literatürdeki çalışmaların sonuçlarından elde edilmiş parametreleri içermektedir.

Kullanılan veri tabanındaki "Gezegen Sistemleri" tablosunda her bir gezegen için varsayılan parametre seti seçildiğinde hesaplamalar için gerekli olan parametrelerde eksik verilerin olduğu görülmektedir. 18 Temmuz 2022 tarihinde elde edilen tabloda 3789 gezegen sistemi ve 5063 gezegen bulunmaktadır. Tek gezegeni ve tek yıldız bulunan sistem sayısı 2683 olarak görülmektedir. Çoklu yıldız/gezegen sistemlerine gittikçe elde edilen sistem sayısı oldukça azalmaktadır. Bunun yanında, her gezegen satırındaki veri setlerinin parametrelerinin eksiksiz olmadığı düşünöldüğünde veri sayıları oldukça düşmektedir. Bu nedenle bu çalışmada tek gezegeni ve tek yıldız olan gezegen sistemlerinin incelenmesi uygun bulundu. 2683 adet olan tek gezegeni ve tek yıldız olan veri grubuna, yıldız kütlesi (M_*), yıldız yarıçapı (R_*), yıldızın dönme hızı ($v \sin i$), gezegen kütlesi (M_p), gezegenin yörünge basıklığı (e) ve gezegenin yarı-büyük eksen uzunluğu (a) parametreleri eksiksiz olacak şekilde bir filt-releme işlemi uygulandığında elde edilen veri sayısı 256 olmaktadır.

2.2 Barınak Yıldız ve Ötegezegen Parametre Dağılımları

Barınak yıldızlarının kütle ve yarıçap dağılımına bakıldığında her iki parametrenin dağılım yoğunluğunun da Güneş'in yarıçap ve kütesine yakın bir aralıkta olduğu görülür. Bu durum aslında bir yönden gözlem yanlılığını bize gösterir çünkü ötegezegen keşfetmek için yapılan görevlerin çoğu Güneş benzeri yıldızlar etrafında gezegen bulmaya odaklanmış durumdadır. Barınak yıldızların dönme hızının dağılımına bakıldığında 0-25 km/s aralığında (yaklaşık %95) bir dağılım gösterdiği bunun dışında 30-140 km/s aralığında az sayıda da olsa barınak yıldız bulunduğu söylenebilir. Çok yüksek hızlarda bulunan az sayıdaki barınak yıldızlarına daha detaylı bakıldığında beklendiği üzere daha genç yıldızlar olduğu görülür.

Gezegen kütle dağılımına bakıldığında yaklaşık 25 M_j kütesine sahip gezegenlere kadar bir dağılım görölmektedir. Veri grubunun büyük çoğunluğu (yaklaşık %75) 0-2 M_j kütle aralığında bulunmaktadır. Veri grubundaki gezegenlerin yörüngelerinin basıklık değeri ise büyük çoğunlukla (yaklaşık %80 oranında) 0-0.2 değeri arasında yer almaktadır. Yörünge yarı-büyük eksen değeri bakıldığında bazı uç değere sahip gezegenler (2.03 AB, 0.85 AB, 0.83 AB vs.) olduğu ancak çoğu gezegenin (yaklaşık %95) 0.15 AB'den daha küçük a değeriyle sahip olduğu görölmektedir. Yıldızlarına yakın ötegezegenleri keşfetmenin daha kolay olacağı dikkate alındığında bu dağılımlar için de gözlem

yanlılığından bahsedilebilir. Bu çalışmada kullanılacak veri dağılımlarından, hedef sistemlerdeki gezegenlerin çok büyük bölümünün yıldızlarına yakın gezegenler olduğu açıktır. Başka bir deyişle, bu araştırmadaki veri, tek barınak yıldız olan ve çoğunlukla yıldızına yakın tek ötegezegenli sistemlere aittir.

3 Yöntem

Bir yıldız-gezegen sisteminin açılal momentumu, içerisinde gezegenin yörünge açılal momentumunu ve barınak yıldızın dönme açılal momentumunu barındırır. Sistemin sahip olduğu gezegenin dönme açılal momentumu ise genellikle ihmal edilir (Jiang ve diğ. 2022). Gezegenin yörünge açılal momentumu aşağıdaki gibi hesaplanır (Berget & Durrance 2010):

$$L_p = M_p \sqrt{GM_* a (1 - e^2)} \quad (1)$$

Burada L_p , gezegenin yörünge açılal momentumunu ifade eder. M_p gezegenin kütlesi; G evrensel çekim sabiti; M_* yıldızın kütlesi; a yarı büyük eksen uzunluğu ve e yörünge basıklığıdır. Yıldızın dönme açılal momentumu ise aşağıdaki gibi hesaplanır:

$$J_* = \left(\frac{v \sin(i)}{R_*} \right) I_* \quad (2)$$

Buradaki J_* yıldızın dönme açılal momentumunu ifade eder. $v \sin(i)$, yıldızın dönme eksen eğikliğine (i) bağlı dönme hızı; R_* yıldızın yarıçapı ve I_* eylemsizlik momentidir. Eylemsizlik momenti aşağıdaki denkleme olduğu gibi ifade edilir:

$$I_* = \frac{2}{5} M_* R_*^2 \quad (3)$$

Sistemin toplam açılal momentumu ise gezegenin yörünge açılal momentumu ve yıldızın dönme açılal momentumunun toplanmasıyla ($L_{\text{tot}} = L_p + J_*$) elde edilir (Gurumath ve diğ. 2019). Kütle başına açılal momentumu ifade eden özgül açılal momentum hesaplamaları (Berget & Durrance 2010) ise aşağıda verildiği gibi açılal momentumların kütleyle bölünmesiyle elde edilir;

$$l_p = \frac{L_p}{M_p} \quad (4)$$

$$l_* = \frac{J_*}{M_*} \quad (5)$$

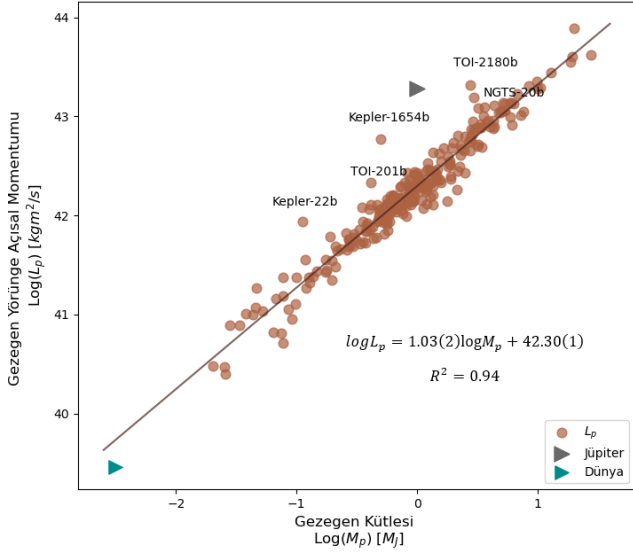
$$l_{\text{sistem}} = \frac{L_{\text{tot}}}{M_p + M_*} \quad (6)$$

Yukarıda da görölebileceği gibi özgül açılal momentum gezegen ve yıldız için ayrı ayrı hesaplanabilir veya sistemin toplam açılal momentumunun sistemdeki toplam kütleyle bölünmesiyle sistemin özgül açılal momentumu elde edilebilir.

4 Açılal Momentum Dağılımları ve Bulgular

4.1 Gezegenin Yörünge Açılal Momentumu ve Yıldızın Dönme Açılal Momentumu

Dağılımları oluştururken öncelikli olarak gezegen ve yıldızın fiziksel parametrelerine karşılık barınak yıldızın dönme açılal momentumu ve gezegenin yörünge açılal momentumu dikkate alındı. Şekil 1'deki grafikte gezegen kütesine karşılık gezegenin yörünge açılal momentum dağılımı ve bu dağılıma ilişkin olarak oluşturulmuş doğrusal (eksenler logaritmik ölçekte olmak üzere) temsil görölmektedir. Aslında bu dağılımın beklenen bir ilişkiyi ortaya koyduğu söylenebilir. Gurumath ve diğ. (2019), yaptıkları çalışmada burada elde ettiğimize benzer bir



Şekil 1. Gezegens kütlesine karşılık gezegenin yörünge açıl momentumunu ifade eden grafik ve bu dağılıma ilişkin elde edilen doğrusal temsil. Buradaki gri renkli üçgen Jüpiter'i, mavi renkli üçgen Dünya'yı göstermektedir. Grafikte genel dağılımın üzerinde yer alan bazı ötegezegenler de (Kepler-22b, TOI-201b, Kepler-1654b, TOI-2180b ve NGTS-20b) gösterilmiştir.

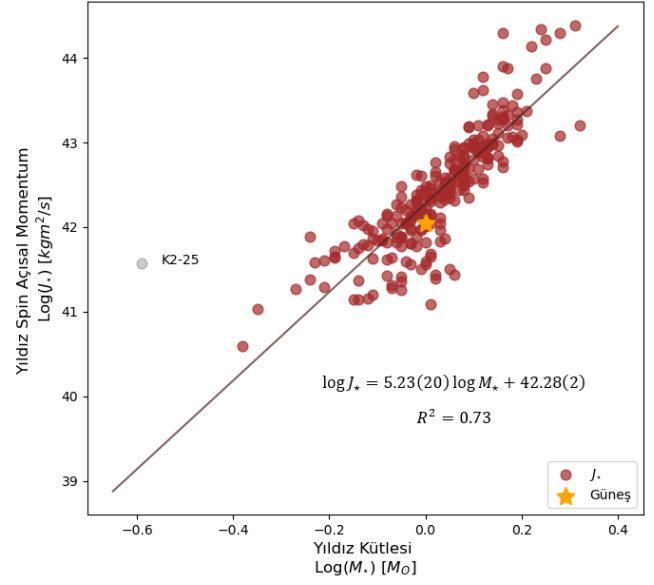
dağılım elde etmiş ve buna ilişkin bir güç yasası bulmuşlardır. Burada elde edilen güç yasası **Gurumath ve diğ. (2019)**'un çalışmasındaki dağılımı destekler nitelikte ama ondan biraz daha farklı olarak aşağıdaki gibi elde edilmiştir;

$$\log L_p = 1.03(2) \log M_p + 42.30(1) \quad (7)$$

Burada M_p , Jüpiter kütlesi biriminde gezegen kütlesi olarak kullanılmaktadır. Elde edilen denkleme göre $L_p \simeq M_p^{1.03(2)}$ olduğu görülmektedir.

Gezegens kütlesiyle açıl momentumu arasında bir ilişki olduğu açıkça görülmektedir ancak Şekil 1'den görülebileceği gibi bu doğrusal dağılımın dışında görünen birkaç sistem bulunmaktadır. Bu sistemlerin neden ayrı konumlandığı incelendiğinde bu farkın kaynağının önemli ölçüde yarı-büyük eksen uzunluğu olduğu görülmektedir. Başka bir ifadeyle, Kepler-22b, TOI-201b, Kepler-1654b, TOI-2180b ve NGTS-20b gezegenleri, genel dağılıma göre, barınak yıldızlarından daha uzak olan yörüngelerde dolanmaktadır.

Bu aykırı görünen gezegenlerin ne kadar farklı olduğu belirlenmek istenirse dağılım içerisindeki benzer kütleye sahip gezegenlerle kıyaslaması yapılabilir. Örneğin Kepler-22b (0.11 M_j) gezegeninin kütlesine yakın bir grup gezegen (0.1–0.2 M_j aralığında 11 gezegen) seçilip bunların ortalama (medyan olarak) yarı-büyük eksen değerine bakıldığında 0.05 AB olduğu görülmektedir. Bunun yanında Kepler-22b gezegeninin yarı-büyük eksen değeri 0.85 AB'dir. Kepler-1654b (0.5 M_j) ve TOI-201b (0.42 M_j) gezegenlerinin kütlesine yakın aralıkta bir örnek (0.4–0.6 M_j aralığında 30 gezegen) seçildiğinde bu grubun ortalama (medyan olarak) yarı-büyük eksen değerinin 0.05 AB olduğu görülmektedir. Buna kıyasla Kepler-1654b'nin yarı büyük eksen değeri 2.03 AB ve TOI-201b'nin ise 0.3 AB'dir. Bu sonuçlara bakıldığında aykırı olarak dağılmış olan gezegenlerin yarı-büyük eksen uzunluklarının benzer kütle



Şekil 2. Yıldızın kütlesine karşılık dönme açıl momentumunun değişimi ve uygulanan doğrusal temsil (K2-25 yıldızı kullanılmamıştır). Sarı renkli yıldız Güneş'in diyagramdaki konumunu göstermektedir.

aralığındakilere göre ne kadar büyük oldukları daha açık bir şekilde görülmektedir.

Şekil 2'deki grafikte barınak yıldız kütlesine karşılık yıldızın dönme açıl momentumu dağılımı ve dağılıma ilişkin oluşturulmuş doğrusal temsil görülmektedir. Bu doğrusal ilişkinin denk-lemi aşağıdaki gibi verilebilir:

$$\log J_* = 5.23(20) \log M_* + 42.28(2) \quad (8)$$

Elde edilen denkleme göre $J_* \simeq M_*^{5.23(20)}$ olduğu görülmektedir.

Yıldız kütlesiyle yıldızın dönme açıl momentumu arasındaki dağılımına bakıldığında (Şekil 3) genel eğilimin dışında bir yıldız bulunmaktadır. Bu yıldızın (K2-25) kütlesine bakıldığında (0.26 M_\odot) genel dağılım içerisinde dönme açıl momentumunun oldukça yüksek olduğu görülmektedir. K2-25 yıldızı ile aynı açıl momentuma sahip yıldızların oluşturduğu bir grup yıldızın ortalama (medyan olarak) dönme hızı değeri 0.8 km/s civarındadır. Buna kıyasla K2-25 yıldızının dönme hızı değeri 8.8 km/s civarındadır ve yüksek açıl momentum değerini oluşturan da bu yüksek dönme hızıdır. K2-25 yıldızına detaylı olarak bakıldığında ise oldukça genç (0.73 Gyr yaşında) ve M4.5V tayf türünde bir yıldız olduğu rapor edilmiştir (Stefansson ve diğ. 2020).

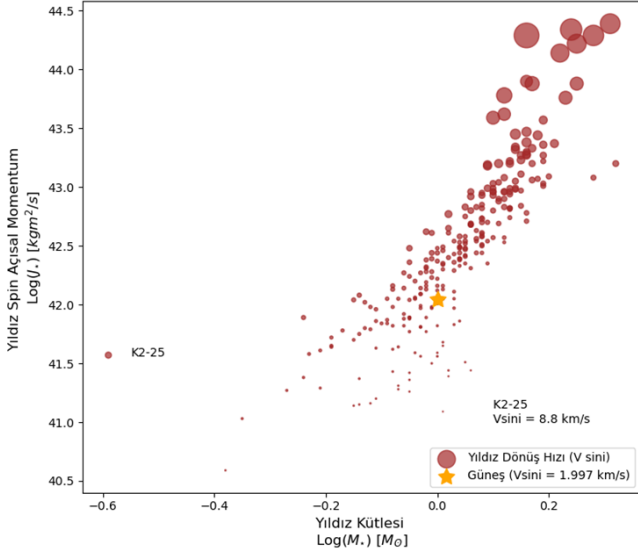
Yıldızın dönme hızına karşılık yıldızın açıl momentumu arasında bir dağılım oluşturulduğunda ise parametreler arasında daha iyi bir ilişki kurulduğu Şekil 4'te verilen grafikte görülmektedir. Bu dağılıma ilişkin elde edilen denklem ise aşağıda ve-rildiği gibi elde edilmiştir;

$$\log J_* = 1.35(20) \log(v \sin i) + 41.65(2) \quad (9)$$

Elde edilen denkleme göre $J_* i \simeq v \sin(i)^{1.35(20)}$ olduğu görülmektedir.

4.2 Toplam Açıl Momentum

Gezegens kütlesine karşılık toplam açıl momentum dağılımı Şekil 5a'da ve yıldızın kütlesine karşılık toplam açıl



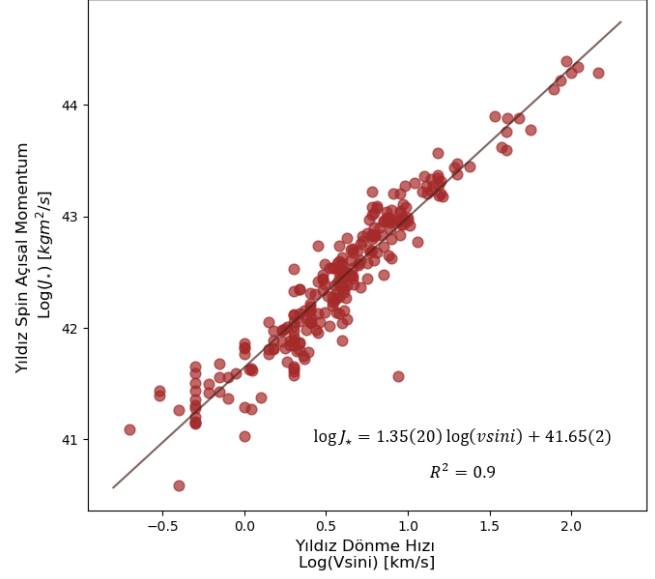
Şekil 3. Barınak yıldızların kütlelerine karşılık dönme açılal momentumunun değişimi. Semboller, yıldızın dönme hızına göre boyutlandırılmıştır.

momentum dağılımı da Şekil 5b'deki gibi elde edilmiştir. Toplam açılal momentum, yöntem ve hesaplama kısmında da bahsedildiği gibi gezegenin yörünge açılal momentumu ile yıldızın dönme açılal momentumunun toplamıyla elde edilir. Şekil 5a grafiğine bakıldığında dağılımın geniş bir bant şeklinde doğrusal bir ilişkiyi gösterdiği ifade edilebilir. Dağılımdaki saçılmayı veya bant yapısını detaylı araştırmak için farklı parametre aralıklarında daha fazla veriye ihtiyaç vardır. Ayrıca bu grafikte Güneş'in etrafında sadece Jüpiter'in olduğu varsayımıyla (bu varsayım fiziksel olarak mümkün değildir ancak Jüpiter'in kütlesi sistemdeki diğer tüm gezegenleri kütlelerinden iki katın üstünde daha büyük olduğundan sadece sembolik bir yaklaşım ve karşılaştırma için hesaplanmıştır) hesaplanan toplam açılal momentumun dağılım içerisindeki yeri dikkat çekmektedir. Jüpiter tek başına sistemin (Güneş Sistemi'nin) toplam açılal momentumunda oldukça önemli bir paya sahiptir.

Barınak yıldızın kütlelerine karşılık elde edilen açılal momentum dağılımı grafiğinde (Şekil 5b) genel eğilimin dışında kalan iki tane sistem bulunmaktadır. Şekil 6a'ya bakıldığında bu aykırı sistemler daha açık olarak görülebilir. K2-25 ve TOI-1278 sistemlerinin toplam açılal momentumları genel dağılıma göre daha yüksek bir değer almış olarak görünmektedir. Bunlardan K2-25 yıldızının dönme hızının kendi kütle değeri civarında kütleyle sahip bir grup yıldızla göre daha fazla olduğundan önceki bölümde bahsedilmiştir. Bu grafikte de bunun toplam açılal momentuma yansıyan hali görülmektedir. Diğer bir sistem olan TOI-1278'e bakıldığında yıldızın kütlelerinin görece küçük (0.54 M_{\odot}) olmasına rağmen gezegenin kütlelerinin oldukça büyük (18.5 M_J) olduğu görülmektedir. Gezegenin kütleleri büyük olduğu için yörünge açılal momentumu da büyüktür ve bu da toplam açılal momentuma yansımıştır.

Şekil 5b'de yıldız kütleleri ve toplam açılal momentum arasında olduğu görünen doğrusal ilişki, Şekil 6b'de K2-25 ve TOI-1278 sistemleri çıkartılarak elde edildi. Bu dağılıma ilişkin denklem;

$$\log L_{\text{tot}} = 4.37(20) \log M_* + 42.59(2) \quad (10)$$



Şekil 4. Yıldızın dönme hızına karşılık yıldızın dönme açılal momentumunu ifade eden grafik ve bu dağılıma uygulanan doğrusal temsil.

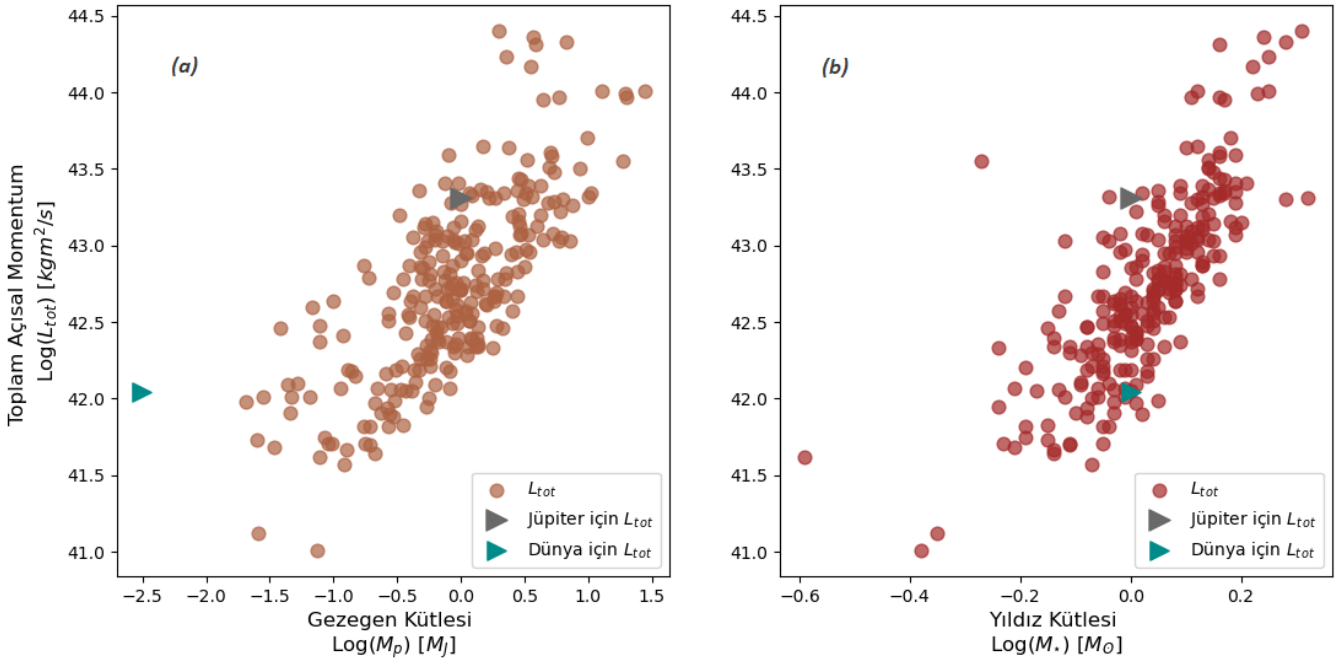
şeklinde elde edilmiştir ve buna göre $L_{\text{tot}} \simeq M_*^{4.37(20)}$ olduğu görülmektedir.

4.3 Özgül Açılal Momentümler

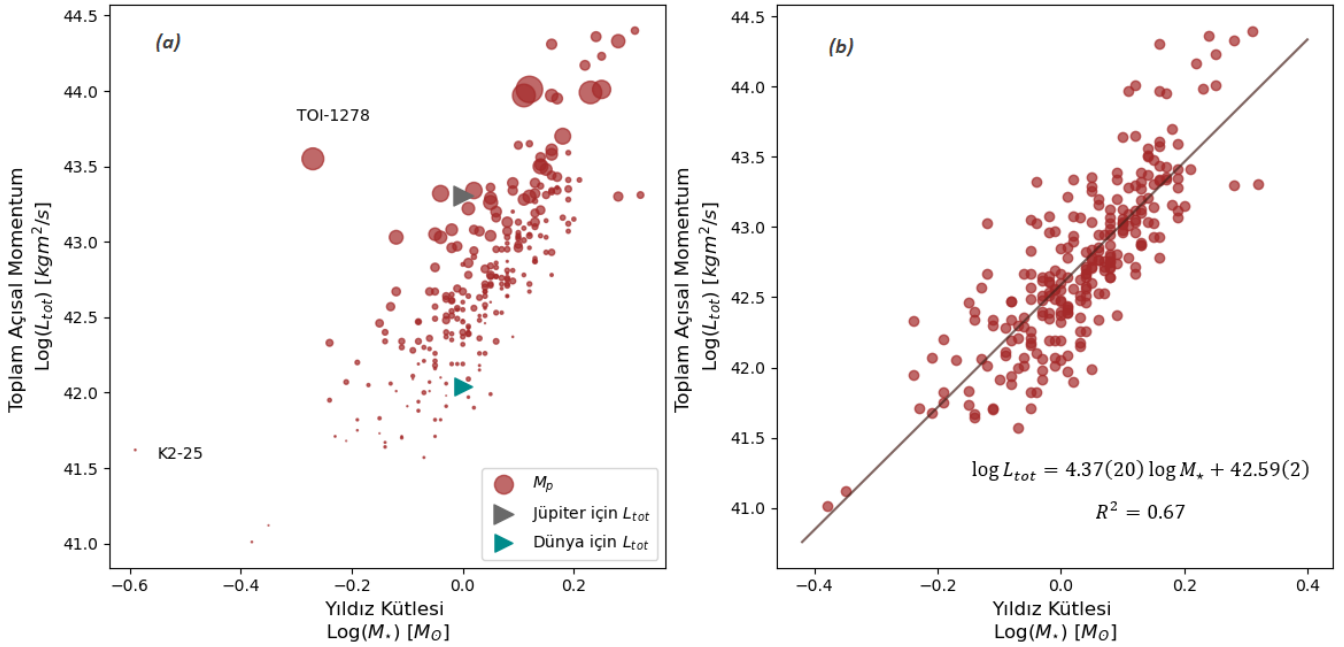
Açılal momentumun yıldız ve/veya gezegen kütlelerine bölünmesiyle elde edilen özgül açılal momentümlerin dağılımları da bu çalışmada incelenmiştir. Özgül açılal momentümlerin nasıl hesaplanacağına ilişkin bilgiler ve denklemler yöntem bölümünde verilmiştir. Yıldız kütlelerine karşılık sistemin özgül açılal momentum dağılımı Şekil 7'de verilmiştir. Şekle göre, Güneş Sistemi'nin özgül açılal momentumunun üzerine çıkan sistemler olduğu açıkça görülmektedir. Burada, tek ötegezegenli ve çoğunlukla barınak yıldızına yakın (seçim etkisi) sistemlerin incelendiği durum dikkate alınmalıdır. Şekil 7'de aynı zamanda barınak yıldızlar için yapılmış olan dev ve anakol ayrımı görülmektedir. Dağılıma bakıldığında aynı kütle değerlerinde dev barınak yıldızlar içeren sistemlerin anakol yıldızlarından daha düşük özgül açılal momentum değerlerine sahip oldukları söylenebilir ancak bu farkı detaylandırmak ve tartışmak için daha fazla dev barınaklı yıldız içeren sistem verisine ihtiyaç olduğu söylenebilir.

4.4 Barınak Yıldız Yaşı ve Açılal Momentum

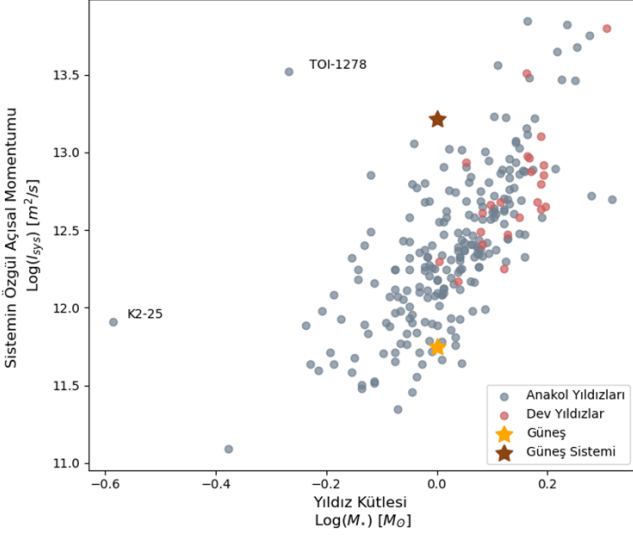
Bu çalışmada, tek gezegenli yıldız-gezegen sistemlerinin güncel verileri kullanılarak, öncelikli olarak gezegenin yörünge açılal momentumu ile kütleleri arasında ve yıldızın dönme açılal momentumu ile kütleleri arasında ilişkiler elde edildi. Ayrıca sistemin toplam açılal momentumu ile yıldızın kütleleri arasında bir bağıntı bulunmaya çalışıldı. Buna göre, gözlemsel veri analizlerinden elde edilen ve hesaplanan parametre dağılımları kullanılarak, gezegenin açılal momentumunun kütleleriyle $L_p \simeq M_p^{1.03(2)}$, yıldızın açılal momentumunun kütleleriyle $J_* \simeq M_*^{5.23(20)}$ ve sistemin açılal momentumunun yıldızın kütleleriyle $L_{\text{tot}} \simeq M_*^{4.37(20)}$ şeklinde bağıntı belirlendi. Bu bağıntılara benzer bağıntıları **Gurumath ve diğ.**



Şekil 5. (a) Gezegenlerin kütesine karşılık toplam açısal momentumlarının değişimi. Gri renkli üçgen Güneş'in etrafında sadece Jüpiter'in olduğu kabul edilerek hesaplanmış toplam açısal momentumu göstermektedir. Mavi renkli üçgen ise Güneş'in etrafında sadece Dünya'nın olduğu kabulüyle hesaplanmış toplam açısal momentuma karşılık gelmektedir. (b) Barınak yıldızların kütesine karşılık toplam açısal momentum değerlerinin değişimi.



Şekil 6. (a) Barınak yıldızların kütesine karşılık toplam açısal momentumlarının değişimi. Burada her yıldız kütesi için elde edilen toplam açısal momentumun grafik üzerinde işaretlenen sembolü, gezegenin kütesine göre boyutlandırılmıştır. Burada Jüpiter ve Dünya için yapılan hesaplamalar Şekil 5'te verildiği gibidir. (b) Yıldızın kütesine karşılık toplam açısal momentumunun değişimi ve bu değişime (K2-25 ve TOI-1278 sistemlerinin çıkarılmasıyla) uygulanan doğrusal temsil.



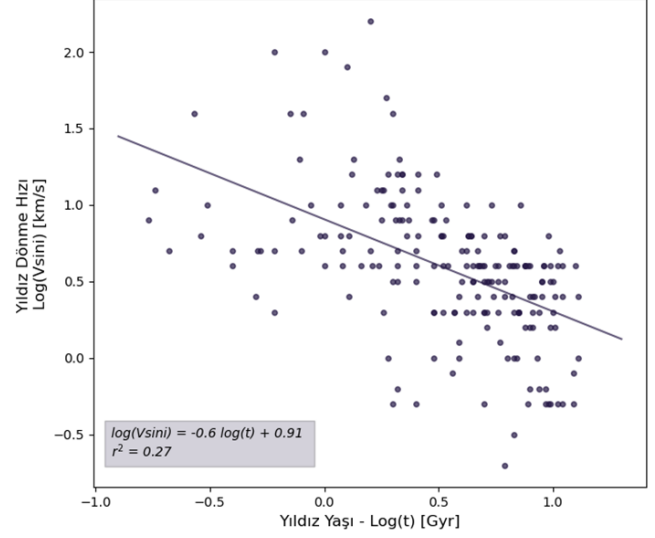
Şekil 7. Barınak yıldızların kütlesine karşılık sistemin özgül açılal momentumunun değişimi. Sarı renkli yıldız Güneş'in tek başına (gezegenleri olmadan) olduğu durumda sahip olduğu özgül açılal momentumunu temsil eder. Kahverengi yıldız ise Güneş Sistemi'nin toplam özgül açılal momentumuna karşılık gelmektedir.

(2019) yaptıkları çalışmada belirlemişler ve gezegenin açılal momentumunun kütlesi ile değişimini $L_p \simeq M_p^{1.26(5)}$ olarak elde etmişlerdir. Onların bulunduğu bağıntı ile bu çalışmada elde edilen bağıntının birbirine oldukça benzer olduğu görülmektedir. Bunun yanında Gurumath ve diğ. (2019), yıldızın açılal momentumunun kütlesi ile değişimini $J_* \simeq M_*^{4.18(53)}$ olarak ve toplam açılal momentumun yıldızın kütlesi ile değişimini $L_{tot} \simeq M_*^{3.97(31)}$ olarak elde etmişlerdir. Bu çalışmada elde edilen sonuçlarla Gurumath ve diğ. (2019)'daki sonuçlar kıyaslandığındaysa birbirlerinden farklı sonuçlar elde edildiği (yıldızın kütlesinin kuvvetinin aldığı değere bakıldığında) görülebilir. Bu çalışmada aynı zamanda farklı olarak, yıldızın dönme açılal momentumunun dönme hızıyla olan değişimine bakıldı ve $J_* \simeq v \sin(i)^{1.35(20)}$ olarak elde edildi.

Bu çalışmada yer alan veri setinde barınak yıldızların yaşları üzerine değerlendirme yapılmak istendiğinde, bu yıldızların tümü için yaş bilgisi olmadığından, sadece yaşı bilinen anakol barınak yıldızları dikkate alındı. Bu durumda, bu verilere sahip 200 sistem için dağılımlar incelendi.

Bu zamana kadar yapılan çalışmalara bakıldığında, özellikle geri tayf türündeki yıldızlarda, yıldızın yaşı arttıkça dönme hızının azaldığı tespit edilmiştir (Skumanich 1972; Soderblom 1983). Bu azalma, Skumanich yasası olarak adlandırılan ve Skumanich (1972) tarafından $v \sin(i) \simeq t^{-0.5}$ olarak ifade edilen bir ilişki olarak karşımıza çıkmaktadır. Bu çalışmada da (Şekil 8'de görülebileceği gibi) barınak yıldızların yaşı ile dönme hızı arasında bir dağılım elde edilerek barınak yıldızların yaşı azaldıkça dönme hızının azaldığı bir kez daha görülmüş oldu. Buna göre dönme hızındaki azalma; $v \sin(i) \simeq t^{-0.6}$ olarak elde edilmiştir.

Yıldızın dönme hızının zamanla azalıyor oluşu Denklem 2'den de görülebileceği gibi yıldızın dönme açılal momentumuna da yansır. Jiang ve diğ. (2022) yaptıkları çalışmada yıldızın yaşı ve açılal momentumlar arasında ilişkiler elde etmişler ve zamanla hem gezegenin yörünge açılal



Şekil 8. Yıldızın yaşına karşılık dönme hızının değişimi ve bu dağılıma uygulanan doğrusal temsil.

momentumunun hem de yıldızın dönme açılal momentumunun azaldığını tespit etmişlerdir. Dolayısıyla zamanla sistemin toplam açılal momentumunun da azaldığını belirlemişlerdir. Bu çalışmada da barınak yıldız yaşı arttıkça açılal momentumların azaldığı belirlendi ancak Jiang ve diğ. (2022) çalışmasından farklı sonuçlar elde edildi. Zamanla yıldızın açılal momentum değişimi Şekil 9'a'da olduğu gibi $J_* \simeq 10^{-0.1t}$ olarak elde edildi. Zamanla sistemin toplam açılal değişimi ise Şekil 9'b'de verildiği gibi $L_{tot} \simeq 10^{-0.08t}$ olarak bulundu.

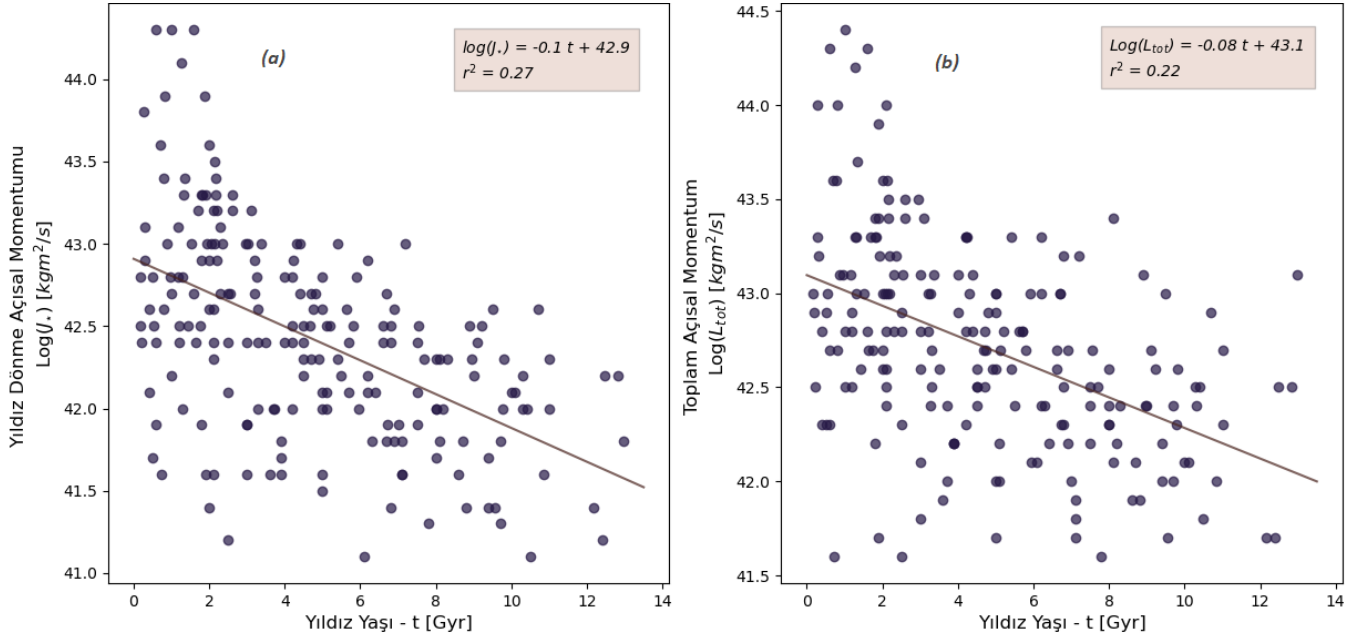
5 Tartışma ve Sonuçlar

Yıldızın dönme hızının yıldız yaşı ile değişimi için $v \sin(i) \simeq t^{-0.6}$ bağıntısı elde edildi ve ayrıca literatürde geri tayf türündeki yıldızların zaman geçtikçe dönme hızında azalma meydana gelmesi, bu çalışmadaki barınak yıldızlarıyla da gösterilmiş oldu. Bunun yanında, yıldızın dönme hızındaki azalmanın yıldızın açılal momentumundaki azalmaya da yansıtıldığını gösteren $J_* \simeq 10^{-0.1t}$ bağıntısı bulundu. Benzer şekilde zaman geçtikçe yıldızın toplam açılal momentumunun azaldığı $L_{tot} \simeq 10^{-0.08t}$ bağıntısı ile gösterildi. Jiang ve diğ. (2022) da yaptıkları çalışmada yıldız yaşıyla açılal momentum değişimini incelemişler ve $J_* \simeq 10^{-0.04t}$ ve $L_{tot} \simeq 10^{-0.02t}$ bağıntılarını elde etmişlerdir.

Bu çalışmada, yıldız-gezegen sistemlerinin dinamik evrimi açısından önemli parametrelerden olan açılal momentumun özellikle kütleyle ve zamana göre değişimleri incelenmiştir. Veri grubunda tek gezegenli sistemler incelenmiş olup gezegenlerin büyük kısmının yıldızına yakın sıcak ötegezegenler olduğunu hatırlatılmalıdır. Bu nedenle, keşiflerin artmasıyla bu seçim etkisi kısmen ortadan kalkacak olup bu tür bağıntıların farklı parametreler üzerinden çok daha fazla ve duyarlı veriyle tekrar analiz edilmesi ve tartışılması ihtiyacı duyulacaktır.

Teşekkür

Bu çalışma, Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Lisansüstü Eğitim Enstitüsü Fizik Anabilim Dalı yüksek lisans öğrencisi Gamze Bendeş'in tez araştırmalarının bir bölümünü



Şekil 9. (a) Barınak yıldızın yaşına karşılık yıldızın dönme açısal momentumunun değişimi ve dağılıma uygulanan doğrusal temsil. (b) Yıldız yaşına karşılık sistemin toplam açısal momentumunun değişimi ve dağılıma uygulanan doğrusal temsil.

kapsamaktadır. Bu araştırmada, "NASA Exoplanet Archive" verileri kullanılmıştır.

Kaynaklar

- Armstrong J. C., Larson S. L., Zollinger R. R., 2007, arXiv, arXiv:0708.1771
 Berget D. J., Durrance S. T., 2010, JSARA, 3, 32
 Gurumath S. R., Hiremath K. M., Ramasubramanian V., 2019, PASP, 131, 014401
 Jiang J. H., Burn R., Ji X., Fahy K. A., Eggenberger P., 2022, ApJ, 924, 118
 Ray T., 2012, A&G, 53, 5.19
 Scholz A., 2013, MmSAI, 84, 890
 Sibony Y., Helled R., Feldmann R., 2022, MNRAS, 513, 2057
 Skumanich A., 1972, ApJ, 171, 565
 Soderblom D. R., 1983, ApJS, 53, 1
 Stefansson G., Mahadevan S., Maney M., Ninan J. P., Robertson P., Rajagopal J., Haase F., et al., 2020, AJ, 160, 192
 Williams J. P., Cieza L. A., 2011, ARA&A, 49, 67

Access:

M23-0320: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

KOI-7253 Sisteminin Zonklama Doğası

Nurhan Ö. Kaya¹  , Esin Sipahi¹ 

¹ Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir

Accepted: November 15, 2022. Revised: November 9, 2022. Received: November 5, 2022.

Özet

Çift sistemlerde, iki bileşenin sahip olduğu farklı bünyesel özellikler nedeniyle ışık eğrilerindeki değişimleri modellemek zor olabilir. Böylesi ışık değişimlerine sahip yıldızlarda zonklama değişimi gösteren bileşenin doğası belirsizlikler içerebilir. Bu çalışmada, literatürde tam olarak türü belirlenemeyen KOI-7253 (KIC 9913481) çift sisteminin yüksek çözünürlüklü Kepler Uydu verileri kullanılarak ışık değişimleri incelenmiş ve zonklama gösteren bileşenin doğası yorumlanmıştır. Ayrıca, sistemin ışık eğrisi çözümlenerek salt parametreleri hesaplanmıştır. Son olarak, sistemde yörünge değişiminin varlığı araştırılarak mevcut evrim durumu tartışılmıştır.

Abstract

In binary systems, it can be difficult to model changes in light curves due to the different inherent properties of the two components. In stars with such light variations, the nature of the pulsating variation component may contain uncertainties. In this study, the light variations of KOI-7253 (KIC 9913481), whose type cannot be determined exactly in the literature, were examined using high resolution Kepler Satellite data and the nature of the pulsating component was interpreted. Moreover, the light curve of the system was analyzed, and the absolute parameters were calculated. Finally, the existence of orbital change in the system was investigated, and the current evolution status was discussed.

Anahtar Kelimeler: pulsating, KOI-7253, binary systems

1 Giriş

KOI-7253 sistemi, diğer adıyla KIC 9913481, SIMBAD veritabanında 'Değişen yıldız' olarak sınıflanmaktadır. 2MASS All-Sky Survey Catalogue'da 2MASS J19582077+4645559 olarak listelenen sistemin kızılöte parlaklıkları; $J=10^m127$, $H=10^m074$, $K=10^m027$ olarak verilmiştir (Cutri ve diğ. 2003). Sistemin diğer parlaklıkları; Høg ve diğ. (2000) tarafından yapılan çalışmada $B=11^m20$ ve $V=10^m82$ olarak bulunmuştur. Slawson ve diğ. (2011), sistemin Kepler parlaklığını 10^m862 olarak verirken, sistemin renk artığını $E(B-V)=0^m163$ olarak hesaplamıştır. KOI-7253 sisteminin tutulma gösteren bir örten çift sistem olduğu keşfedilip sistemin dönemi ilk kez Watson ve diğ. (2006) tarafından 7.00948 gün olarak bulunmuştur. Sistemle ilgili birçok önemli ve analizlerde kullanılan parametreleri, kaynaklarıyla beraber Çizelge 1'de verilmiştir. Literatürde sistemin ışık eğrisindeki değişimlere odaklanan çok az çalışma vardır. Literatürde KOI-7253 sistemine ait bir ötegezegen olduğu ifade edilmiştir (Morton ve diğ. 2016). Bunun yanında Uytterhoeven ve diğ. (2011) ve Ibanoglu ve diğ. (2018)'a ait çalışmalarda, sistemin bir örten çift sistem olduğu ve bileşenlerinden birinin γ Dor türü zonklama gösterdiği belirtilmiştir.

Bu çalışmada, yapılan incelemeler ve sistemin özellikleri göz önünde bulundurularak, KOI-7253 sisteminin ışık eğrisi ve frekans analizi yapılarak, sistemin bileşenlerinin olası zonklama türü ve karakteristiği belirlenmeye çalışılmıştır.

2 Veri ve Analizler

Güneş sistemi dışında farklı yıldız sistemlerini bulmak ve orada ötegezegen keşfi yapmayı amaç edinen Kepler Mission'u, bununla birlikte, 150 000'e yakın yıldız fotometrik olarak gözlemlemiştir (Koch ve diğ. 2010; Caldwell ve diğ. 2010). Bu gözlemler bugüne kadar elde edilen en yüksek duyarlılığa sahip fotometrik gözlemlerden biridir (Jenkins ve diğ. 2010a,b). Kepler Mission'nun ötegezegen keşfi amacı dışında, birçok astronom bu gözlem verilerini kullanarak birçok farklı keşifler yapmışlardır. Bunların en başında, çok fazla sayıda örten çift sistem ve yeni değişen yıldız keşifleri gelmektedir (Slawson ve diğ. 2011; Matijević ve diğ. 2012). Yeni keşfedilen tutulma çiftlerinin birçoğu kromosferik olarak aktif bileşenlere sahipken (Balona 2015; Kaya & Dal 2019), çoğu da çoklu frekanslarda zonklama gösteren bileşenlere sahiptir (Kamil & Dal 2017).

Çalışma kapsamında, incelenen KOI-7253 sisteminin verileri Kepler veritabanından alınmıştır (Slawson ve diğ. 2011; Matijević ve diğ. 2012). Veritabanında KOI-7253 sistemi için yaklaşık 4 yıl süren hem long cadence hem de short cadence gözlem verisi vardır. Sisteme ait açık olarak sunulan gözlem verisinin detrended halindeki verileri kullanılmıştır. Sistemin long cadence verisinden oluşturulan ışık eğrisi, Şekil 1'de verilmiştir. Ayrıca analizler süresince, gözlem verisinde gerekli düzenlemeler yapılmış olup alt bölümler içerisinde bu düzenlemelerden bahsedilmiştir.

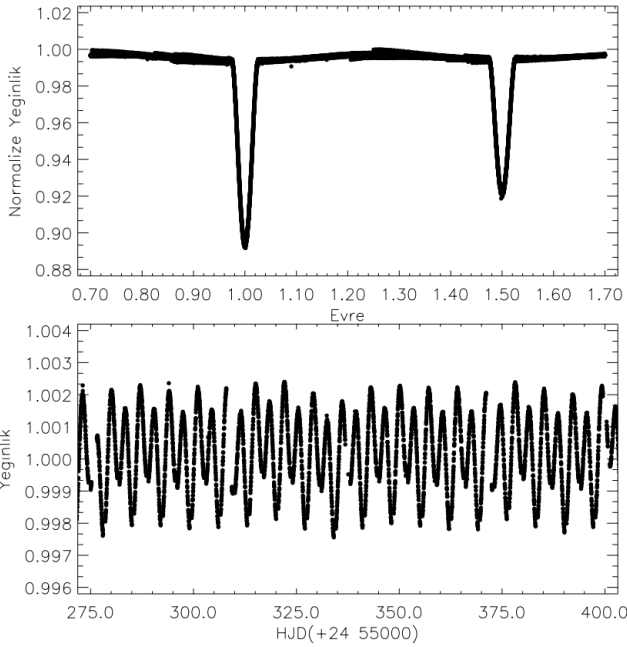
2.1 Işık Eğrisi Analizi

Işık eğrisi analizi, Kepler gözlem verilerinin de analizinin yapılabilmesi için düzeltme yapılan PHOEBE V.0.32 programı (Prša & Zwitter 2005) ile yapılmıştır. Bu programda, Wilson-Devinney kodunun 2014 versiyonundaki yöntem kullanılmaktadır (Wilson & Devinney 2015).

* nurhanozlemk@gmail.com

Çizelge 1. KOI-7253 sisteminin literatürden alınan bazı parametreleri. Referans: (1): The Kepler Input Catalogue'dan alınmıştır, (2): Uytterhoeven ve diğ. (2011), (3): Armstrong ve diğ. (2014), (4): Henden ve diğ. (2015), (5): Frasca ve diğ. (2016), (6): Slawson ve diğ. (2011).

Parametre	Referans	KOI-7253
Diğer Adlandırma	(1)	KIC 9913481
T_0	(1)	54955.80447
P (gün)	(1)	7.00949
Sınıf	(2)	EB+ γ Dor
log(g)	(2)	3.5
T_1 (K)	(3)	7846
T_2 (K)	(3)	7331
$B-V^{(m)}$	(4)	0.305
Tayf Türü	(5)	A6m
[Fe/H]	(5)	-0.03
sin(i)	(6)	0.99



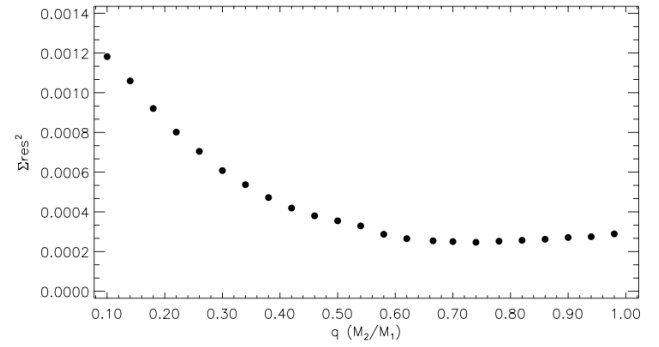
Şekil 1. KOI-7253 sisteminin Kepler veritabanından alınan LC verisi üzerinden evreye göre çizdirilmiş tüm ve HJD'ye göre çizdirilmiş belirli bir zaman aralığındaki ışık eğrileri.

Işık eğrisi analizinde baş bileşenin sıcaklık değeri için literatürde birbirinden çok farklı değerler olduğu görülmüştür. Bu nedenle, baş bileşenin sıcaklığı olarak sistemin MAST veritabanında verilen sıcaklık değeri kullanılmıştır. Analizde, baş bileşenin sıcaklığı 7846 K olarak kabul edilmiştir. Sisteme ait kütle oranının belirlenebileceği bir dikine hız eğrisi olmadığı için, PHOEBE programı kullanılarak kütle oranı (q) taraması gerçekleştirilmiştir. Fotometrik kütle oranı bulabilmek için, 0.1'lik artışlarla $q=0.1$ ile 1.0 arasında bir dizi sabit kütle oranı değeri için çözümler elde edilmiştir. Karşılık gelen kütle oranları için karesi alınmış artıkların (Σres^2) toplamı, en düşük Σres^2 değerinin yaklaşık $q = 0.74$ 'te bulunduğu Şekil 2'de belirtilmiştir.

Kütle oranı (q)'nın belirlenmesiyle, q değeri 0.74 olarak

Çizelge 2. Sistemin PHOEBE programı ile yapılan ışık eğrisi analizi ile elde edilen parametreler.

Parametre	KOI-7253	Sabit
q	0.74	•
i ($^\circ$)	82.850 ± 0.006	
T_1 (K)	7846	•
T_2 (K)	7166 ± 26	
Ω_1	8.2134 ± 0.0521	
Ω_2	12.6800 ± 0.0125	
L_1/L_T	0.8692 ± 0.0008	
g_1, g_2	0.32, 0.32	•
A_1, A_2	0.50, 0.50	•
$x_{1,bol}, x_{2,bol}$	0.670, 0.670	•
x_1, x_2	0.717, 0.714	•
$\langle r_1 \rangle$	0.1341 ± 0.0001	
$\langle r_2 \rangle$	0.0641 ± 0.0001	



Şekil 2. Kütle oranı (q) taraması sonucu elde edilen kütle oran değerleri verilmiştir.

sabit kabul edilerek ışık eğrisi analizi gerçekleştirilmiştir. MAST veritabanından alınan sıcaklık değeri, analiz sırasında sabit değer olarak alınırken; yoldaş bileşenin sıcaklığı serbest parametre olarak alınmıştır. Bileşenlerin albedosu (A_1 ve A_2) ile çekimsel kenar kararma katsayıları (g_1 ve g_2), bileşenlerin olası tayf türleri göz önünde bulundurularak Lucy (1967) ve Ruciński (1969)'den alınmıştır. Bileşenlerin kenar kararma katsayıları (x_1 ve x_2) ise van Hamme (1993)'den alınmıştır. Bileşenlerin potansiyel (Ω_1 ve Ω_2) değerleri, baş bileşenin kesirsel ısıtması (L_1) ve sistemin yörünge eğim açısı (i), serbest parametre olarak alınmıştır. Analizler sonucunda elde edilen parametreler, Çizelge 2'de listelenmiştir. Elde edilen parametreler kullanılarak oluşturulan sentetik eğri ile sistemin ışık eğrisi, Şekil 3'te verilmiştir.

Ayrıca, ışık eğrisi analizi üç farklı modda denenmiştir, fakat Mod 4 (Baş bileşenin Roche Lobunu doldurduğu yarı-ayrık sistem) ve Mod 5 (Yoldaş bileşenin Roche Lobunu doldurduğu yarı-ayrık sistem)'de kabul edilebilir bir çözüm elde edilememiştir. Sadece Mod 2 (Ayrık sistem)'de astrofiziksel açıdan uygun bir çözüm elde edilebilmiştir.

Sistemin mevcut bir radyal hız eğrisi olmamasına rağmen, bileşenlerin salt parametreleri tahmin edilmeye çalışılmıştır. Sistemin literatürde verilen tayfsal türü (Frasca ve diğ. 2016) göz önüne alındığında, Tokunaga (2000)'da yer alan kalibrasyonlar kullanılarak, baş bileşenin kütlesi yaklaşık $2.00 M_\odot$ olarak belirlenmiştir ve yoldaş bileşenin kütlesi,

Çizelge 3. Sistemin bileşenlerine ait hesaplanan salt parametreler.

Parametre	KOI-7253
M_1 (M_{\odot})	2.00
M_2 (M_{\odot})	1.48
R_1 (R_{\odot})	3.10
R_2 (R_{\odot})	1.50
L_1 (L_{\odot})	32.65
L_2 (L_{\odot})	5.32
a (R_{\odot})	23.35
$\log(g_1)$ (cm s^{-2})	3.8
$\log(g_2)$ (cm s^{-2})	4.3

sistemin tahmini kütle oran değerinden gidilerek hesaplanmıştır. Kepler'in üçüncü yasası kullanılarak, yarı büyük eksen uzunluğu (a), ayrıca bileşenlerin yarıçapları ve ısıtmaları hesaplanmıştır. Tüm hesaplamalardan elde edilen bileşenlere ait tahmini salt parametreler Çizelge 3'te verilmiştir. Şunu da belirtmek isteriz ki; sisteme ilişkin tayf verisi olmadığı için, salt parametrelerin hesabında kütle değerleri bileşenlerin sıcaklıkları temel alınarak Tokunaga (2000)'daki çizelgelerden alınmıştır. Ayrıca baş bileşenin çözümlerde kabul edilen sıcaklığı için de MAST veritabanında hata değeri bulunmamaktadır. Bu nedenler ile salt parametrelerin hesabında hata değerleri verilememiştir.

Işık eğrisi analizinden elde edilen parametreler ve bunlara bağlı olarak hesaplanan çift sistemin bileşenlerine ait salt parametreler kullanılarak, Hertzsprung-Russell Diyagramı üzerinde noktalanmıştır. Şekil 4'te verilen H-R diyagramında, baş bileşen daha sıcak olup mavi ile gösterilirken, yoldaş bileşen diğerine göre biraz daha soğuk olup kırmızı ile belirtilmiştir.

2.2 O-C Analizi

KOI-7253 sisteminin Kepler veritabanında (Slawson ve diğ. 2011; Matijević ve diğ. 2012) açık olarak sunulan long cadence verisinin arındırılmış formunda hiçbir düzeltme yapılmadan minimum zamanları okunmuştur. Minimum zamanları, Kwee & van Woerden (1956) yöntemine dayanan bir script ile hesaplanmıştır. Elde edilen minimum zamanları için ($O-C$)I sapmaları belirlenmiş, çok büyük hataya sahip bazı minimum zamanları için ışık eğrisi incelenmiş ve veriden çıkarılmıştır. Toplamda 124 minimum zamanı elde edilmiştir. Elde edilen bu değerlere aşağıdaki lineer düzeltme yapılmıştır:

$$HJD = 2454955.80447(1) + 7^d.00949(1) \times E \quad (1)$$

Yapılan lineer düzeltme sonrasında

$$T_0 = 2454955.86908 \pm 0.01216$$

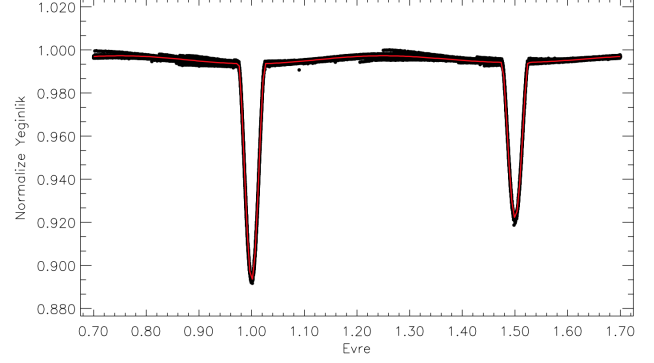
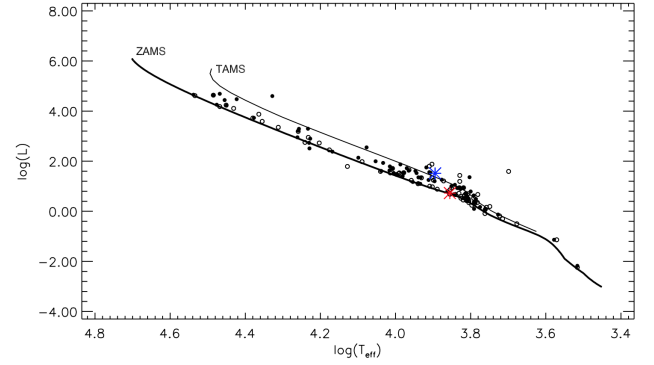
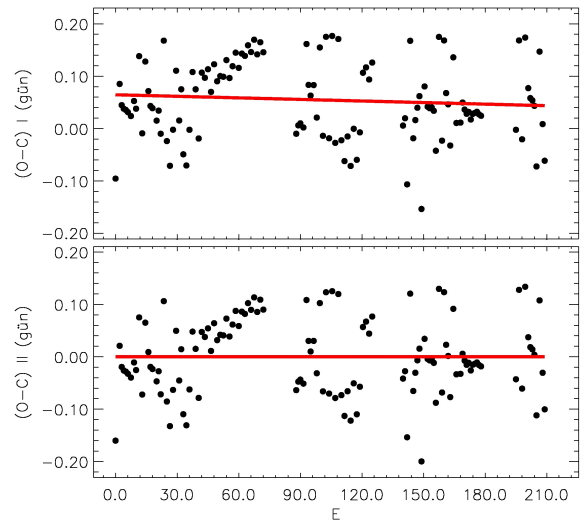
$$P = 7^d.009363 \pm 0.000103$$

değerleri elde edilmiştir.

Elde edilen minimum zamanları, ($O-C$)I ve ($O-C$)II artıkları Çizelge 4'de listelenmiştir. Çizelgede sırasıyla minimum zamanları, çevrim sayısı, minimum türü, ($O-C$)I ve ($O-C$)II artıkları listelenmiştir. Artıkların zaman değişimi Şekil 5'te verilmiştir.

2.3 Frekans Analizi

KOI-7253 sistemindeki tutulmalar dışındaki değişimin nedeninin belirlenmesi için, Kepler veritabanından alınan long cadence gözlem verisine dönem analizi yapılmıştır. Bunun içinde, ışık eğrisi analizinden elde edilen sentetik eğri gözlem

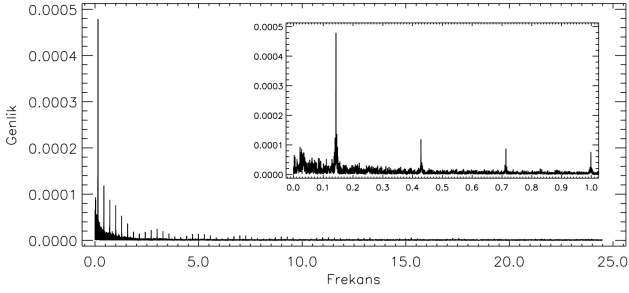

Şekil 3. KOI-7253 sisteminin PHOEBE programı ile Mod 2 (ayrık çiftler)'de yapılan ışık eğrisi analiz sonucu verilmiştir. Siyah noktalar, gözlem verisini temsil ederken, kırmızı düz çizgi ise analiz sonucu elde edilen sentetik ışık eğrisidir.

Şekil 4. KOI-7253 sisteminin bileşenlerine ait salt parametreleri hesaplanmış ve H-R diyagramı üzerinde noktalanmıştır. Mavi yıldız ile belirtilen baş bileşeni, kırmızı yıldız ile belirtilen ise yoldaş bileşeni göstermektedir.

Şekil 5. Minimum zamanlarına lineer düzeltme yapıldıktan sonra elde edilen artıkların ($O-C$)II zamana göre değişimi verilmektedir. Üst panelde, düz çizgi doğrusal uyumu gösterirken, doldurulmuş noktalar her iki panelde de ($O-C$) artıklarını temsil etmektedir.

Çizelge 4. KOI-7253 sisteminin Kepler veritabanından alınan *LC* gözlem verisinden belirlenen baş ve yan minimum zamanları. Tüm HJD değerlerine +24 00000 eklenmelidir. Tüm (*O-C*) değerleri gün birimindedir.

HJD	E	Tür	(<i>O-C</i>)I	(<i>O-C</i>)II	HJD	E	Tür	(<i>O-C</i>)I	(<i>O-C</i>)II
54955.708922	0.0	I	-0.095543	-0.160160	55674.451999	102.5	II	0.175280	0.123219
54969.908707	2.0	I	0.085271	0.020899	55684.772474	104.0	I	-0.018473	-0.070350
54976.877683	3.0	I	0.044762	-0.019488	55695.482048	105.5	II	0.176873	0.125180
54983.880401	4.0	I	0.037994	-0.026132	55705.792152	107.0	I	-0.027251	-0.078761
54990.887578	5.0	I	0.035686	-0.028318	55716.504644	108.5	II	0.171013	0.119687
54997.892788	6.0	I	0.031411	-0.032471	55726.825644	110.0	I	-0.022215	-0.073357
55008.399556	7.5	II	0.023950	-0.039748	55737.300000	111.5	II	-0.062087	-0.113046
55018.942490	9.0	I	0.052656	-0.010858	55747.861234	113.0	I	-0.015081	-0.065856
55025.937299	10.0	I	0.037980	-0.025412	55758.319131	114.5	II	-0.071412	-0.122003
55036.551841	11.5	II	0.138294	0.075086	55768.904350	116.0	I	-0.000421	-0.050829
55046.918666	13.0	I	-0.009109	-0.072134	55779.359311	117.5	II	-0.059688	-0.109912
55057.569971	14.5	II	0.127968	0.065127	55789.926001	119.0	I	-0.007227	-0.057267
55068.027819	16.0	I	0.071588	0.008931	55800.554127	120.5	II	0.106671	0.056815
55075.008856	17.0	I	0.043139	-0.019395	55811.078484	122.0	I	0.116800	0.067128
55082.014120	18.0	I	0.038918	-0.023494	55821.569558	123.5	II	0.093646	0.044157
55096.009365	20.0	I	0.015192	-0.046975	55832.116228	125.0	I	0.126088	0.076783
55103.037925	21.0	I	0.034267	-0.027778	55937.138207	140.0	I	0.005786	-0.041682
55110.003323	22.0	I	-0.009821	-0.071743	55944.161638	141.0	I	0.019732	-0.027613
55120.695339	23.5	II	0.167967	0.106229	55951.044838	142.0	I	-0.106554	-0.153776
55131.017688	25.0	I	-0.023912	-0.085466	55961.833205	143.5	II	0.167585	0.120546
55141.484727	26.5	II	-0.071101	-0.132472	55972.161288	145.0	I	-0.018560	-0.065415
55152.067990	28.0	I	-0.002066	-0.063253	55979.205511	146.0	I	0.016178	-0.030555
55162.694852	29.5	II	0.110568	0.049564	55986.238571	147.0	I	0.039752	-0.006858
55173.113979	31.0	I	0.015467	-0.045353	55993.270221	148.0	I	0.061917	0.015429
55180.183020	32.0	I	0.075022	0.014325	56000.064303	149.0	I	-0.153487	-0.199852
55187.068376	33.0	I	-0.049107	-0.109682	56010.812448	150.5	II	0.080430	0.034249
55197.561266	34.5	II	-0.070445	-0.130836	56021.288019	152.0	I	0.041773	-0.004224
55208.143664	36.0	I	-0.002275	-0.062482	56028.294630	153.0	I	0.038899	-0.006976
55218.768200	37.5	II	0.108033	0.048009	56035.305619	154.0	I	0.040402	-0.005350
55229.249371	39.0	I	0.074975	0.015136	56042.308661	155.0	I	0.033959	-0.011671
55239.669719	40.5	II	-0.018905	-0.078560	56049.241869	156.0	I	-0.042318	-0.087826
55250.309688	42.0	I	0.106836	0.047364	56059.973402	157.5	II	0.174987	0.129663
55260.814089	43.5	II	0.097009	0.037721	56070.289611	159.0	I	-0.023033	-0.068173
55271.344657	45.0	I	0.113349	0.054244	56077.490521	160.0	I	0.168392	0.123374
55281.815587	46.5	II	0.070051	0.011130	56084.399435	161.0	I	0.067821	0.022925
55292.382600	48.0	I	0.122836	0.064099	56091.387413	162.0	I	0.046313	0.001541
55302.864301	49.5	II	0.090309	0.031755	56098.318214	163.0	I	-0.032371	-0.077021
55313.388507	51.0	I	0.100287	0.041917	56109.000874	164.5	II	0.136061	0.091594
55323.901381	52.5	II	0.098933	0.040747	56119.389765	166.0	I	0.010724	-0.033559
55334.447500	54.0	I	0.130823	0.072821	56133.409413	168.0	I	0.011401	-0.032637
55344.927420	55.5	II	0.096515	0.038697	56140.457238	169.0	I	0.049740	0.005825
55355.464213	57.0	I	0.119080	0.061446	56147.453376	170.0	I	0.036393	-0.007400
55366.004322	58.5	II	0.144961	0.087510	56154.454641	171.0	I	0.028173	-0.015498
55376.489505	60.0	I	0.115916	0.058649	56161.467807	172.0	I	0.031853	-0.011694
55387.030961	61.5	II	0.143144	0.086061	56168.462718	173.0	I	0.017279	-0.026146
55397.540774	63.0	I	0.138729	0.081829	56175.483022	174.0	I	0.028097	-0.015205
55408.075384	64.5	II	0.159111	0.102395	56182.494352	175.0	I	0.029942	-0.013238
55418.576632	66.0	I	0.146131	0.089598	56189.505999	176.0	I	0.032104	-0.010954
55429.114393	67.5	II	0.169664	0.113315	56196.510603	177.0	I	0.027222	-0.015713
55439.600618	69.0	I	0.141660	0.085496	56203.517308	178.0	I	0.024442	-0.018371
55450.138082	70.5	II	0.164896	0.108915	56322.651846	195.0	I	-0.002272	-0.043002
55460.633248	72.0	I	0.145834	0.090037	56333.336704	196.5	II	0.168358	0.127811
55572.629299	88.0	I	-0.009881	-0.063718	56343.662150	198.0	I	-0.020424	-0.060787
55579.654886	89.0	I	0.006220	-0.047494	56354.370621	199.5	II	0.173819	0.133640
55586.668096	90.0	I	0.009945	-0.043647	56364.788304	201.0	I	0.077274	0.037278
55597.174450	91.5	II	0.002071	-0.051338	56371.778713	202.0	I	0.058197	0.018324
55607.848207	93.0	I	0.161600	0.108375	56378.783881	203.0	I	0.053880	0.014129
55614.779507	94.0	I	0.083414	0.030312	56385.782971	204.0	I	0.043484	0.003857
55621.768583	95.0	I	0.063005	0.010025	56392.676615	205.0	I	-0.072357	-0.111862
55632.302961	96.5	II	0.083155	0.030359	56403.410169	206.5	II	0.146969	0.107647
55642.755118	98.0	I	0.021084	-0.031529	56413.786025	208.0	I	0.008597	-0.030541
55653.403158	99.5	II	0.154896	0.102467	56420.725514	209.0	I	-0.061400	-0.100415
55663.748672	101.0	I	-0.013818	-0.066063					

Çizelge 5. Sistemin tutulmalar dışındaki gözlem verisinin PERIOD04 programı ile yapılan analizlerinde tespit edilen frekansların listesi.

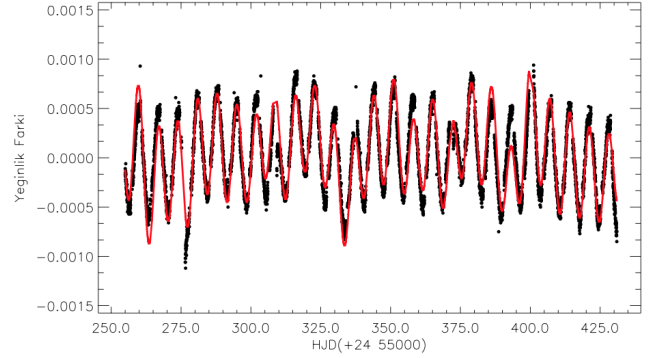
No	Frekans (d^{-1})	Genlik (Yeğlilik)	Fourier Evresi	SNR
F1	0.142676 ± 0.000001	0.000478 ± 0.000001	0.965939 ± 0.000450	42.13081
F2	0.022034 ± 0.000005	0.000099 ± 0.000001	0.937088 ± 0.002196	8.63708
F3	0.027576 ± 0.000005	0.000108 ± 0.000001	0.471592 ± 0.002156	9.49016
F4	0.030501 ± 0.000004	0.000114 ± 0.000001	0.997362 ± 0.001636	9.95798
F5	0.029957 ± 0.000004	0.000083 ± 0.000001	0.637750 ± 0.001841	7.29067
F6	0.002448 ± 0.000007	0.000065 ± 0.000001	0.811682 ± 0.003099	5.73027
F7	0.034989 ± 0.000006	0.000081 ± 0.000001	0.665921 ± 0.002653	7.11291
F8	0.062225 ± 0.000009	0.000056 ± 0.000001	0.889376 ± 0.003711	4.94020
F9	0.022816 ± 0.000007	0.000073 ± 0.000001	0.122602 ± 0.003020	6.37500
F13	0.029106 ± 0.000007	0.000062 ± 0.000001	0.333943 ± 0.003038	5.44271
F14	0.033459 ± 0.000008	0.000062 ± 0.000001	0.450943 ± 0.003332	5.45304
F15	0.071304 ± 0.000009	0.000056 ± 0.000001	0.363710 ± 0.003764	4.87971
F16	0.040497 ± 0.000012	0.000047 ± 0.000001	0.726258 ± 0.004929	4.12428
F17	0.021286 ± 0.000009	0.000053 ± 0.000001	0.784724 ± 0.003767	4.66040
F18	0.019212 ± 0.000008	0.000060 ± 0.000001	0.816287 ± 0.003404	5.29140
F19	0.025638 ± 0.000009	0.000063 ± 0.000001	0.206682 ± 0.003700	5.56255
F20	0.054643 ± 0.000009	0.000054 ± 0.000001	0.129561 ± 0.004030	4.72176
F22	0.013261 ± 0.000010	0.000048 ± 0.000001	0.862006 ± 0.004137	4.17611
F23	0.074636 ± 0.000010	0.000049 ± 0.000001	0.112431 ± 0.004320	4.26130
F24	0.005406 ± 0.000011	0.000047 ± 0.000001	0.926551 ± 0.004588	4.15405
F25	0.049644 ± 0.000010	0.000049 ± 0.000001	0.753550 ± 0.004378	4.32090
F27	0.027032 ± 0.000006	0.000057 ± 0.000001	0.967252 ± 0.002474	5.02417
F29	0.083851 ± 0.000010	0.000048 ± 0.000001	0.004860 ± 0.004292	4.21237


Şekil 6. KOI-7258'in Kepler verisine uygulanan analiz sonucu Fourier genlik tayfı görülmektedir. Frekans $0.0 d^{-1}$ 'den $1.0 d^{-1}$ 'e kadar olan tayf, daha net görünmesi için üst düzlemde tekrar oluşturulmuştur.

verisinden çıkarılarak, tutulmalar dışı değişim belirlenmiştir. Elde edilen bu değişime ayrıntılı bakıldığında, her çevrimin belirli bir sinüzoidal değişim gösterdiği keşfedilmiştir. Bunun nedeninin sistemdeki bileşenlerden birinin zonklama göstermesi kaynaklı olabileceği düşünülmüştür. Literatüre bakıldığında, [Uytterhoeven ve diğ. \(2011\)](#) ve [Ibanoglu ve diğ. \(2018\)](#)'a ait çalışmalarda bu sistemin bileşenlerinden birinin γ Dor türü zonklama gösterdiği belirtilmiştir. Buradan yola çıkarak, tutulmalar dışı değişim PERIOD04 programı [Lenz & Breger \(2005\)](#) kullanılarak Fourier tekniğine dayanan DFT (Discrete Fourier Transform, [Scargle 1982](#)) yöntemi uygulanarak frekans analizi gerçekleştirilmiştir.

Frekans analizi sonucunda, KOI-7253 sistemi için gerek hata (σ) gerekse de gürültü düzeyi (S/N oranı) göz önüne alınarak, S/N oranı 4'ün üzerinde olan 23 adet frekans tespit edilmiştir. Elde edilen frekanslara ait sırasıyla frekans, genlik, evre ve SNR değerleri Çizelge 5'te sunulmuş, genlik tayfı ise Şekil 6'da verilmiştir.

Eşitlik 2'de [Morris \(1985\)](#) tarafından tanımlanan bağıntı

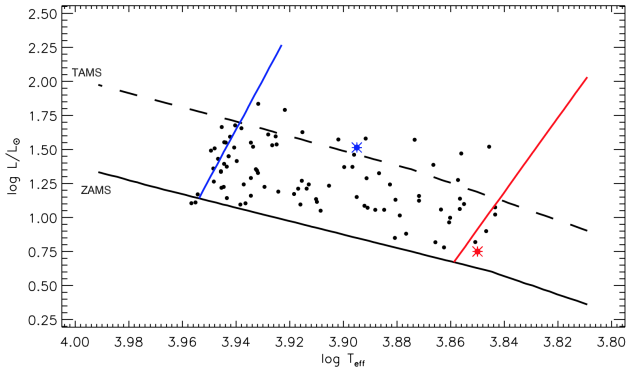

Şekil 7. Tutulmalar dışı değişim ve bu değişimin PERIOD04 programı ile yapılan frekans analizinden elde edilen frekanslarla türetilmiş olan sentetik eğri verilmiştir. Siyah noktalar yeğlilik farkını, kırmızı düz çizgi ise sentetik eğriyi temsil etmektedir.

yardımıyla, elde edilen frekans değerleri kullanılarak tutulmalar dışı değişime ait sentetik eğri modellenmiştir.

$$L(\theta) = A_0 + \sum_{j=1}^N A_j \cos(j\theta) + \sum_{j=1}^N B_j \sin(j\theta) \quad (2)$$

Eşitlikte verilen A_0 sıfır noktası, θ evre, A_j ve B_j genlik parametreleridir.

Şekil 7'de KOI-7253 sisteminin tutulmalar dışı değişimine ait gözlem verisi ve frekans değerlerinden elde edilen sentetik eğri gösterilmektedir. Şekilden de görüldüğü üzere, analizde elde edilen frekanslar, tutulmalar dışı gözlem verisini çok iyi temsil etmektedir. Şekildeki siyah dolu daireler gözlemlerin artıklarını, düz kırmızı çizgi ise frekanslardan türetilmiş sentetik eğriyi temsil etmektedir.



Şekil 8. KOI-7253 sistemindeki zonklama gösteren baş (mavi) ve yoldaş (kırmızı) bileşenlerinin H-R diyagramındaki konumları gösterilmiştir. Ek olarak, sıcak (HB) ve soğuk (CB) sınırları arasında kalan δ Scuti yıldızları karşılaştırma amaçlı verilmiştir. Girardi ve diğ. (2000) tarafından verilen teorik anakol (ZAMS ve TAMS) değerleri ile Rolland ve diğ. (2002) tarafından verilen kararsızlık kuşağı sınırları belirtilmiştir. $T_{\text{eff}} - L/L_{\odot}$ için log düzleminde Soydugan ve diğ. (2006) tarafından listelenen δ Scuti türü yıldızların dağılımı verilmiştir.

3 Sonuçlar ve Tartışma

SIMBAD veritabanında 'değişen yıldız' olarak sınıflanan KOI-7253 sisteminin Kepler veritabanından alınan long cadence gözlem verisinin analizi ile sistemin zonklama doğası ortaya çıkarılmaya çalışılmıştır.

Işık eğrisi analizi, PHOEBE programı kullanılarak Mod2 (ayrık çift) modunda yapılmıştır. Elde edilen parametreler ve bunlara bağlı hesaplanan bileşenlere ait salt parametreler Çizelge 3'te verilmiştir. H-R diyagramında noktalanmış bileşenleri Şekil 4'te incelediğimizde, mavi yıldız ile belirtilen baş yıldızın evriminin ileri safhasında TAMS'ı geçmişken, kırmızı yıldız ile belirtilen yoldaş bileşenin ise ZAMS'a daha yakın bir konumda anakol evrimine devam etmekte olduğu görülmektedir.

KOI-7253 sisteminin literatürde verilen T_0 ve dönem değerlerini güncellemek ve sistemde bir dönem değişiminin olup olmadığını araştırmak için, (O-C) diyagramı oluşturulmuştur. (O-C)I değerlerine yapılan lineer düzeltmenin ardından, (O-C)II artıkları elde edilmiştir. Elde edilen (O-C)II artıklarının zamana göre değişiminde belirli bir dönem değişimi şu an için tespit edilememiştir.

KOI-7253 sisteminin yörünge dönemi 7.00949 gündür. Kepler Mission'u tarafından yaklaşık 4 yıllık gözlem süresi boyunca sisteme ait birçok ışık eğrisi elde edilmiştir (Koch ve diğ. 2010; Caldwell ve diğ. 2010). Işık eğrileri incelendiğinde, sistemin tutulmalar dışında sinüzoidal bir değişim gösterdiği bulunmuştur. Sistemin literatürdeki tayf türü, $\log(g)$, dönem ve sıcaklık değerleri göz önüne alındığında, ayrıca gözlem süresince olası flare aktivitesi gibi bir olguyla karşılaşılmadığı için; sinüzoidal değişimin leke aktivitesi değil, zonklama kaynaklı olabileceği düşünülüp analizlerde bunun üzerine durulmuştur. Bununla birlikte, Uytterhoeven ve diğ. (2011) ve Ibanoglu ve diğ. (2018) çalışmalarında, sistemin bir örten çift olduğunu ve bileşenlerinden birinin γ Dor türü zonklama gösterdiğini ifade etmişlerdir. Bu nedenlerle tutulmalar dışı değişimin kaynağını ve doğasını belirlemek amacıyla, bu değişimin frekans analizi yapılmıştır. PERIOD04 programı ile analizlerde S/N oranının 4

ve altında kaldığına emin oluncaya kadar iterasyonlara devam edilmiştir. Analizler 40 iterasyondan sonra bırakılmıştır ve bunun sonucunda, S/N oranı 4.0'dan büyük olan 23 adet frekans tespit edilmiştir. Çizelge 5'te verilen frekans değerleri incelendiğinde, F1 frekansı doğrudan sistemin yörünge dönemi olan yaklaşık 7 güne karşılık gelmektedir. Bu dönemin katları olan F15 gibi frekanslar, toplamdaki 23 frekansın belirli bir kısmı, yörünge döneminin harmonikleridir. Dönem analizinden bulunan bu frekanslar ile elde edilen sentetik eğrinin, Şekil 7'de de görüldüğü gibi tutulmalar dışı değişimi iyi bir şekilde temsil ettiği görülmektedir. Ayrıca yapılan analiz sonucunda, 30 ile 90 gün arası gibi bir aralıkta sisteme ait zonklama dönemleri hesaplanmıştır.

Hem tutulmalar dışındaki değişimin şekli hem de elde edilen zonklama dönemlerine bakıldığında, sistemin zonklama gösteren baş bileşeninin bir RV Tau zonklayan türüne ait olabileceği düşünülmüştür. Bunun için, ışık eğrisi analizinden elde edilen ve buna bağlı olarak hesaplanan salt parametreler kullanılarak, baş bileşenin kararsızlık kuşağındaki yerinin belirlenmesi için, Girardi ve diğ. (2000) tarafından verilen teorik anakol (ZAMS ve TAMS) değerleri ile Rolland ve diğ. (2002) tarafından verilen kararsızlık kuşağı sınırlarına göre, $T_{\text{eff}} - L/L_{\odot}$ için log düzleminde Soydugan ve diğ. (2006) tarafından listelenen δ Scuti türü yıldızların dağılımı Şekil 8'de verilmiştir. KOI-7253 sisteminin baş ve yoldaş bileşenleri bu düzlem üzerinde noktalanmıştır. Mavi yıldız ile belirtilen baş bileşen, kararsızlık kuşağında tahmin edilen RV Tau türü zonklayan yıldızların olduğu bölümde yer almamaktadır. Daha çok Soydugan ve diğ. (2006) tarafından listelenen δ Scuti türü yıldızlarının olduğu bölüme denk gelmektedir. Bu durumda yoldaş bileşenin kararsızlık kuşağındaki konumuna bakılmıştır. Şekil üzerinde kırmızı yıldız olarak belirtilen yoldaş bileşen ise, γ Dor türü yıldızlarının olduğu bölüme denk gelmektedir. Elde ettiğimiz sonuçlar ile bileşenlerin H-R diyagramındaki konumları çelişkilidir. Çünkü, frekans analizinden elde ettiğimiz zonklama dönemlerinde herhangi bir δ Scuti veya γ Dor türü zonklama dönem değeri tespit edilememiştir. Tutulmalar dışı değişime bakıldığında da bu iki türe ait bir ışık değişimi bulunamamıştır.

KOI-7253 sistemi için literatürde tek bir bileşenin γ Dor türü zonklama gösterdiği belirtilmiştir (Uytterhoeven ve diğ. 2011; Ibanoglu ve diğ. 2018). Yaptığımız analizler sonucunda her iki bileşeninde zonklama gösterdiği tespit edilmiştir. Her iki bileşeninde zonklama göstermesiyle ışık eğrisinde beklenmedik ışık değişimleri olabileceği düşünülmektedir. Uytterhoeven ve diğ. (2011) çalışmasında, bu sistemin bir örten çift olduğunu ve bileşenlerinden birinin γ Dor türü zonklama gösterdiğini belirterek, sistemin ışık eğrisinin bu iki durumdan kaynaklı kirlendiğini belirtmiştir. Dolayısıyla, her iki zonklama türüne ait ışık değişiminin, sistemin ışık eğrisinin biçimini etkileyeceği düşünülmektedir.

Bunun yanında, çalışma kapsamında yapılan analizlerde, Kepler veritabanı ve LAMOST (Frasca ve diğ. 2016)'un verdiği sıcaklıklar kullanılarak ilerlenmiştir. Sıcaklık değerindeki olası bir fark, tüm analiz sonuçlarını değiştirebilmektedir. Dolayısıyla, çalışma sonucunda tam bir sonuca varılamamıştır. Sistem üzerinde çalışmalarımız hala devam etmektedir. Elde edilen sonuçlar göz önünde bulundurularak, sistemin bileşenlerine ait sıcaklıkların tam olarak belirlenmesiyle, sonuca ulaşılması hedeflenmektedir.

Kaynaklar

Armstrong D. J., Gómez Maqueo Chew Y., Faedi F., Pollacco D.,

- 2014, *MNRAS*, 437, 3473
- Balona L. A., 2015, *MNRAS*, 447, 2714
- Caldwell D. A., ve diğ., 2010, *ApJ*, 713, L92
- Cutri R. M., ve diğ., 2003, VizieR Online Data Catalog, p. II/246, [ADS](#)
- Frasca A., ve diğ., 2016, *A&A*, 594, A39
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G., Chiosi C., 2000, *A&AS*, 141, 371
- Henden A. A., Levine S., Terrell D., Welch D. L., 2015, in American Astronomical Society Meeting Abstracts #225. p. 336.16
- Høg E., ve diğ., 2000, *A&A*, 355, L27, [ADS](#)
- Ibanoglu C., Çakırlı Ö., Sipahi E., 2018, *New Astron.*, 62, 70
- Jenkins J. M., ve diğ., 2010a, *ApJ*, 713, L87
- Jenkins J. M., ve diğ., 2010b, in Software and Cyberinfrastructure for Astronomy. p. 77400D, [doi:10.1117/12.856764](#)
- Kamil C., Dal H. A., 2017, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 34, e029
- Kaya N. Ö., Dal H. A., 2019, *Astronomische Nachrichten*, 340, 539
- Koch D. G., ve diğ., 2010, *ApJ*, 713, L79
- Kwee K. K., van Woerden H., 1956, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 12, 327, [ADS](#)
- Lenz P., Breger M., 2005, *Communications in Asteroseismology*, 146, 53
- Lucy L. B., 1967, *Z. Astrophys.*, 65, 89, [ADS](#)
- Matijević G., Prša A., Orosz J. A., Welsh W. F., Bloemen S., Barclay T., 2012, *AJ*, 143, 123
- Morris S. L., 1985, *ApJ*, 295, 143
- Morton T. D., Bryson S. T., Coughlin J. L., Rowe J. F., Ravichandran G., Petigura E. A., Haas M. R., Batalha N. M., 2016, *ApJ*, 822, 86
- Prša A., Zwitter T., 2005, *ApJ*, 628, 426
- Rolland A., Costa V., Rodriguez E., Amado P. J., Garcia-Pelayo J. M., Lopez de Coca P., Olivares I., 2002, *Communications in Asteroseismology*, 142, 57, [ADS](#)
- Ruciński S. M., 1969, *Acta Astron.*, 19, 245, [ADS](#)
- Scargle J. D., 1982, *ApJ*, 263, 835
- Slawson R. W., ve diğ., 2011, *AJ*, 142, 160
- Soydugan E., Soydugan F., Demircan O., İbanoğlu C., 2006, *MNRAS*, 370, 2013
- Tokunaga A. T., 2000, in Cox A. N., ed., , *Allen's Astrophysical Quantities*. Springer, p. 143
- Uytterhoeven K., ve diğ., 2011, *A&A*, 534, A125
- Watson C. L., Henden A. A., Price A., 2006, *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*, 25, 47, [ADS](#)
- Wilson R. E., Devinney E. J. J., 2015, *ApJ*, 807, 80
- van Hamme W., 1993, *AJ*, 106, 2096

Access:

M23-0328: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Manyetik Özellikli Kimyasal Sıra Dışı Yıldızların CoRoT Verileriyle Periyot ve Yüzey Leke Analizleri

Ergün Özgür¹  , Kutluay Yüce¹ 

¹ Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, TR-06100, Tandoğan, Ankara, Türkiye

Accepted: January 23, 2023. Revised: January 10, 2023. Received: November 6, 2022.

Özet

Bu çalışmada, manyetik özellikli kimyasal sıra dışı (mCP) HD 171586 ve HD 170973 yıldızlarının CoRoT uyu gözlem verilerine dayalı fotometrik analizleri gerçekleştirildi. Periyot analizlerinde Period04 (Lenz & Breger 2005) ve Lomb-Scargle (Lomb 1976, Scargle 1982) programları kullanılarak yıldızların dönme periyotları belirlendi. İncelenen manyetik özellikli A tayf türüne sahip kimyasal sıra dışı iki yıldızın oldukça duyarlı, kesintisiz, uzun zaman aralığını kapsayan gözlemsel verilerinden tespit edilen fotometrik ışık değişimleri değerlendirilerek, Dorren (Dorren 1987) ve Macula (Kipping 2012) programları ile yüzey element bolluk dağılımları ilk kez incelendi. HD 171586 ve HD 170973 yıldızları için, sırasıyla, üç ve iki sıcak lekeye uyumlu yüzey haritalı modellerin uygun olduğu anlaşıldı.

Abstract

In this study, photometric analysis of magnetic chemically peculiar (mCP) stars HD 171586 and HD 170973 was carried out based on CoRoT satellite-telescope observation data. Period04 (Lenz & Breger 2005) and Lomb-Scargle (Lomb 1976, Scargle 1982) programs were used for period analysis. The high-resolution, continuous and long-exposure observation data for the two type magnetic and chemically peculiar A stars were employed in Dorren (Dorren 1987) and Macula (Kipping 2012) programs for surface spot analyses. HD 171586 and HD 170973 have been shown to comply with the three and two surface-spot stellar models, respectively.

Anahtar Kelimeler: chemically peculiar – stars – photometry – starspots – periyot analizi – period analysis – leke modeli – spot model

1 Giriş

Manyetik özellikli kimyasal sıra dışı (mCP) yıldızlar, optik bölge tayflarında beklenenin dışında anormal kimyasal element bolluklarıyla ve farklı enerji dağılımlarıyla karakterize edilirler. Üst ve orta anakol yıldızları olarak da bilinen birçok mCP yıldızı, dönme modülasyonunun bir sonucu olarak 0.1 kadirde varan maksimum ışık değişkenliği gösteren yavaş dönen yıldızlardır (Adelman & Woodrow 2007, Abt & Morrell 1995).

mCP tipi yıldızların ışık değişkenlikleri özellikle son 30 yılda yer-tabanlı fotometrik gözlemsel verilere dayalı olarak ayrıntılı bir şekilde incelenmektedir (örn. Adelman ve diğ. 1992, North & Adelman 1995, Adelman 2004). Uzay teleskoplarının ürettiği kaliteli fotometrik gözlem verileri, yıldızların fotometrik leke modellenmesinde önemli bir potansiyel taşımaktadır. Yüksek fotometrik hassasiyete sahip veriler kullanılarak, mCP tipi yıldızların bölgesel kuvvetli manyetik alanları sebebiyle (Netopil ve diğ. 2017) oluşan homojen olmayan yüzey element dağılımları modellenenebilir hale gelmiştir (örn.; Lüftinger ve diğ. 2012, Pauszen ve diğ. 2015).

mCP tipi yıldızlarda gözlenen fotometrik değişimler, homojen olmayan yüzey element dağılımına sahip yıldızların dönme hareketlerinin gözlemsel sonuçları olarak kabul edilmektedir (Pyper & Adelman 2004). Babcock (1949) tarafından önerilen ve Stibbs (1950) ve Deutsch (1958) tarafından geliştirilen, manyetik alan ekseninin büyük ölçüde

dönme eksenine eğimli olduğu “eğik dönücü” (rigid oblique-rotator) model bu değişimi açıklamada kullanılmaktadır (Pyper 1969). Güneş benzeri yıldızlarda gözlenen fotometrik değişim, yıldız iç yapısındaki dinamo hareketinin bir sonucu olarak oluşan lekelerin yarattığı aktiviteden kaynaklanırken; mCP tipi yıldızlarda gözlenen ışık değişkenliğinin fiziksel doğası, lekeli bölgelerin diğer bölgelere göre farklı donukluk kaynaklarına sahip olmaları ile doğrudan ilintilidir (Krtićka ve diğ. 2012).

Bu çalışmada yüksek fotometrik hassasiyete sahip CoRoT uyu verileri kullanılarak, HD 171586 ve HD 170973 yıldızlarının ışık eğrileri Period04 (Lenz & Breger 2005) ve Lomb-Scargle (Lomb 1976, Scargle 1982) programları ile analiz edilerek dönme periyotları belirlenmiştir. Aynı zamanda yıldızların leke modellenmesinde kullanılan Dorren (Dorren 1987) ve Macula (Kipping 2012) kodları Python programlama dili üzerinden bu yıldız tiplerine uyarlanarak her iki yıldızın yüzey parlaklık haritaları elde edilmiştir.

HD 171586 (FR Ser, CoRoT 8158, BD+04 3801, HIP 91142) yıldızı, 6.46 kadir görsel parlaklığında (Catalano & Leone 1993) ve AOVp (Sr-Eu-Cr) (Gray & Corbally 2002) tayf türünden bir yıldızdır. Winzer (1974), yıldızın yer-tabanlı ışık eğrisini literatüre kazandırarak ışık elemanlarını

$$JD(U_{\max}) = 2441460.79 + 2.1436E$$

olarak belirlemiştir. Aurière ve diğ. (2007), yıldızın dönme hızını ($v \sin i$) 37 km s^{-1} olarak belirlemiş ve Winzer (1974) tarafından verilen periyot değerini (2.1436 gün) kullanarak eğim açısını $i=48^\circ \pm 19^\circ$ olarak hesaplamıştır. Gebran ve diğ.

* erozgur30@gmail.com

(2016) tarafından yıldızın etkin sıcaklığı 8600 K, yüzey çekim ivmesi 3.7 dex, dönme hızı ($v \sin i$) 50 km s⁻¹ ve demir bolluğu ([Fe/H])=-0.1 dex olarak verilmiştir. **Glagolevskij (2019)** tarafından manyetik yıldızlar için oluşturulan katalogda HD 171586 yıldızı için etkin sıcaklık değeri 8650 K, yarıçapı 2.22 R_☉, yüzey çekim ivmesi (log g) 4 dex ve kütlesi 2.13 M_☉ olarak verilmiştir. Yıldızının manyetik alanını **Babcock (1958)** 740±157 Gauss olarak belirlerken; **Glagolevskij (2007)** ise ortalama yüzey manyetik alanını $B_s = 1.6$ kG ve ortalama etkin manyetik alanını ise $B_e = 285$ G olarak belirlemiştir.

HD 170973 (MV Ser, HR 6958, HIP 90858, HR 6958, CoRoT 8081) yıldızı, 6.43 kadir görsel parlaklığında (**Catalano & Leone 1993**) ve A0Vp (Si-Sr-Eu) (**Abt & Morrell 1995**) tayf türünden bir yıldızdır. **Adelman (2008)**, FCAPT (Four College Automated Photoelectric Telescope, Arizona) teleskobunun 2003-04, 2005-06 ve 2006-07 gözlem sezonlarına ait Strömgren *uvby* fotometrisi gözlem verilerini kullanarak yıldızın ışık elemanlarını;

$$\text{HJD}(u_{\text{max}}) = 2441459.136 \pm 0.007 + 18.0642 \pm 0.0005E$$

olarak belirlemiştir. **Bohlender ve diğ. (1993)**, yıldızın boylamsal manyetik alanını -650 ile 870 Gauss aralığında değiştiğini göstermiş, **Glagolevskij (2019)** ise HD 170973 yıldızının yüzey manyetik alanını $B_s=100$ Gauss olarak hesaplamıştır. **Gebran ve diğ. (2016)**, yıldızın etkin sıcaklığını 10529 K, yüzey çekim ivmesini (log g) 3.83 dex, dönme hızını ($v \sin i$) 18 km s⁻¹ ve demir bolluğunu ([Fe/H]) 0.74 dex olarak tespit etmiştir. **Glagolevskij (2019)**'in manyetik yıldızlar için oluşturduğu katalogda HD 170973 yıldızı için etkin sıcaklık 10730 K, yarıçap 3.27 R_☉, yüzey çekim ivmesi (log g) 3.82 dex ve kütle 2.64 M_☉ olarak listelenmiştir.

2 Gözlemsel Veri

Bu çalışmada incelenen gözlemsel veriler, **IAS CoRoT Public Archive** veritabanından 2018 yılında temin edilmiştir. Gözlemler, HD 171586 için 11 Nisan ile 6 Eylül 2008 tarih aralığını kapsayan 144 günlük, HD 170973 için 6 Nisan 2010 ile 5 Temmuz 2010 tarih aralığındaki 89 günlük kesintisiz veri setini içermektedir. Bunlar CoRoT arşivindeki mevcut yedi mCP tipi yıldızın literatürde verileri çalışılmamış olan yıldızlardır.

27 Aralık 2006 tarihinde başarılı bir şekilde yörüngeye oturtulan ve esasen ötegezegenlerin transit geçiş yöntemine dayalı keşiflere katkı sağlamak amacıyla tasarlanmış orta büyüklükte bir teleskop olan CoRoT, 270 mm çaplı birincil aynaya sahip olup odak uzaklığı 1100 mm'dir. CoRoT verilerinin fotometrik band aralığı 370-950 nm ve ortalama zaman çözünürlüğü astrosismoloji gözlemleri için 32 saniye, ötegezegen gözlemleri için 512 saniyedir. CoRoT (CONvection, ROTation and planetary Transits; **Baglin & Fridlund 2006**) uydusu, gözlem programına 31 Ocak 2007 tarihinde başlamış, 2 Ekim 2012 tarihinde görevini sonlandırmıştır.

HD 171586 ve HD 170973 yıldızlarının CoRoT fotometrik ışık eğrilerinde zamanla belirgin bir düşüşe neden olan ışık şiddetindeki gözlenen sistematik azalım eğilimi (**Mislis ve diğ. 2010**), normalize işlemi ile düzeltilmiştir. Işık eğrilerinin normalize işlemi ise her bir periyodun maksimum seviyesinden noktalar seçilerek polinom fiti yardımıyla, akı değerlerine bölünerek gerçekleştirilmiştir. Elde edilen ışık eğrileri, HD 170973 yıldızı için 233748 gözlemsel nokta ve dört çevrimden, HD 171586 için 392587 nokta ve 68 çevrimden oluşmaktadır.

Çizelge 1. Period04 programı ile gözlemsel verinin tamamı üzerinden frekans analiz sonuçları.

Yıldız	Frekans (gün ⁻¹)	σ	Genlik	σ
HD 171586	f1 1f1 0.4749	3.819E-07	0.0181	1.19E-06
	f2 2f1 0.9499	8.478E-07	0.0052	1.90E-06
	f3 3f1 1.4248	1.331E-05	0.0006	1.07E-06
Dönem (gün)= 2.1055486±0.0000017				
Yıldız	Frekans (gün ⁻¹)	σ	Genlik	σ
HD 170973	f1 1f1 0.0554	1.939E-06	0.0169	3.267E-05
	f2 2f1 0.1107	5.185E-06	0.0042	3.470E-06
Dönem (gün)= 18.0569236±0.00063				

3 Fotometrik Analiz ve Bulgular

3.1 Periyot Analizi

Period analizi için iki ayrı bilgisayar programından yararlanılmıştır. Bunlar, büyük astronomik zaman serisi içeren veri setlerinin istatistiksel analizini gerçekleştiren Period04 (**Lenz & Breger 2005**) ve Fourier benzeri bir algoritma ile rastgele örneklenmiş verilerden verimli bir şekilde frekans hesaplanmasını sağlayan Lomb-Scargle (**Lomb 1976, Scargle 1982**) programlarıdır. Period04 programı ile her iki yıldızın frekans analizi hesabında Nyquist frekansı olarak programın önerdiği 25 değeri seçildi.

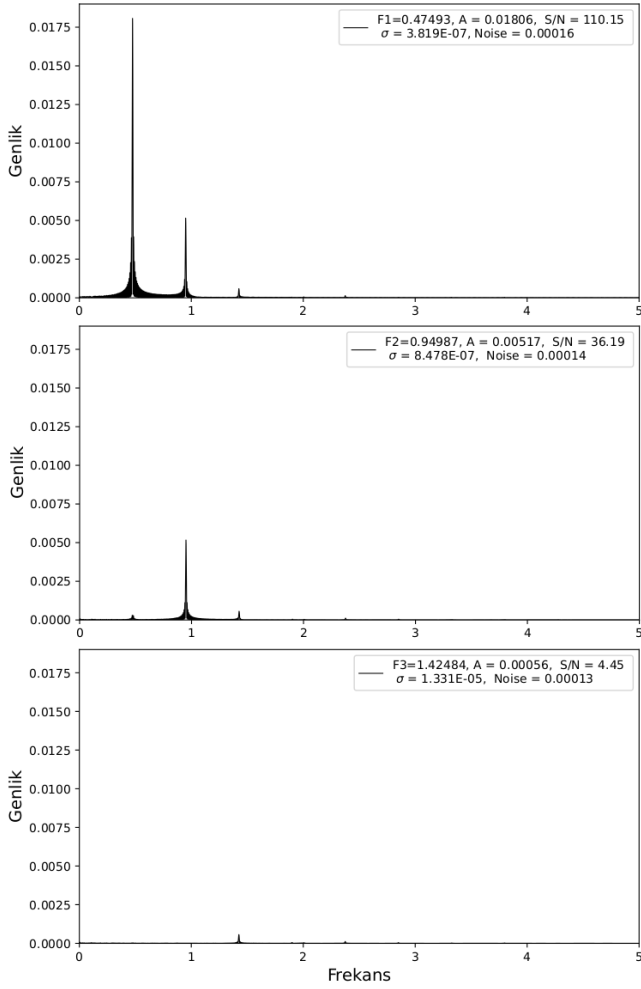
Analizlerde denetleme parametresi olarak Sinyal/Gürültü (S/N) değerleri dikkate alındı. Her iki yıldız için bulunan frekans ve periyot değerleri Çizelge 1'de listelenmiştir. Analiz neticesinde elde edilen frekanslar, birinci frekansın harmonikleri şeklindedir. Her iki yıldızın dönme periyotlarının belirlenmesinde birinci frekanslar kullanıldı. Period04 programı ile elde edilen f1-f4 frekanslarına ait genlik-frekans grafikleri HD 171586 için Şekil 1'de, HD 170973 için Şekil 2'de görülmektedir.

Lomb-Scargle programı ile gerçekleştirilen periyot analizinde Python programlama dilinin gatspy.periodic paketi içindeki Lomb-Scargle periyodogram modülü kullanıldı. Gözlemsel nokta sayısının fazla olması (>100000) nedeniyle periyot analizi indirgenmiş (binning) nokta sayıları üzerinden gerçekleştirildi: HD 171586 için 14549 ve HD 170973 için 8664. Lomb-Scargle programı ile yapılan çözümlerden elde edilen güç spektrumları ve evrendirilmiş ışık eğrileri, her iki yıldız için Şekil 3'de gösterilmektedir.

4 Leke Modellenmesi

Bu çalışmada incelenen mCP tipi yıldızların ışık değişimlerinin modellenmesinde yıldız lekelerinin yol açtığı etkileri modelleyebilen ve analitik hesaplama tekniğine dayanan LCM yöntemini temel alan Dorren (**Dorren 1987**) ve Macula (**Kipping 2012**) kodları kullanılmıştır. Her iki bilgisayar programın orijinal halleri, kullanıcı tarafından yüklenen girdi parametrelerine göre sentetik ışık eğrileri üretmektedir.

Dorren programında kullanılan temel girdi parametreleri yıldızın periyodu (P), dönme ekseninin gözlemci bakış doğrultusuyla yaptığı açı (i), doğrusal kenar kararma katsayısı (u), lekenin enlemi (β), lekenin boylamı (λ), lekenin açılal yarıçapı (γ), leke ile onu çevreleyen fotosfer arasındaki akı oranı (κ) ile tanımlanmaktadır. κ , parlak (sıcak) leke için 1'den büyük; soğuk (gri) leke için 1'den küçük değer alır.

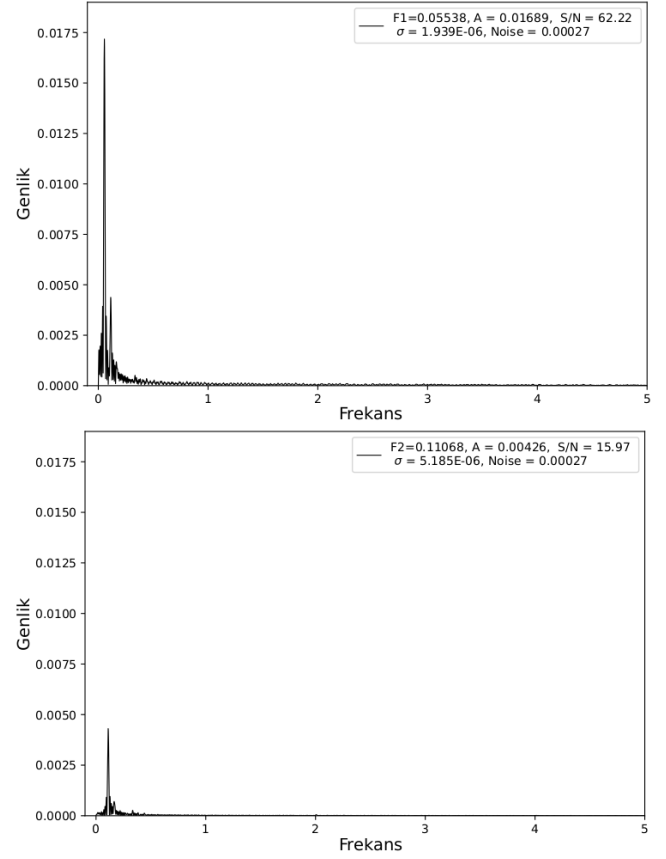


Şekil 1. HD 171586 yıldızının Period04 programı ile elde edilen f1-f3 frekanslarına ait periyodogramları.

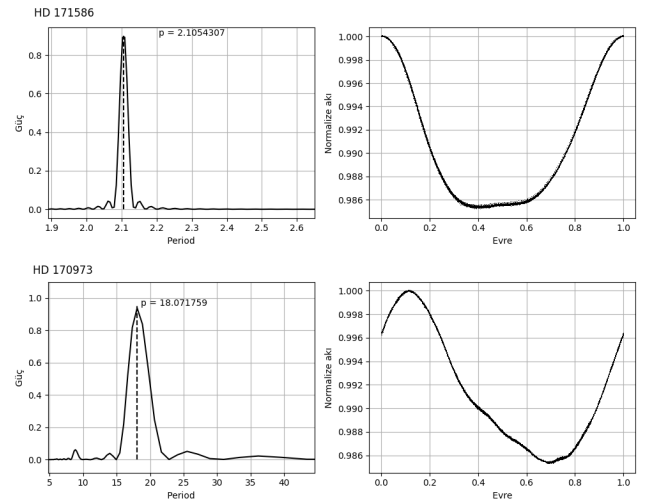
Macula programı ise diğerinden farklı olarak doğrusal kenar kararım katsayısı yerine dört parametrelilik doğrusal olmayan kenar kararım katsayıları (c1, c2, c3, c4) kullanılmaktadır. Ayrıca leke göçünün modellemesini sağlayan diferansiyel dönme katsayıları ile lekenin oluşma ve kaybolma zamanına ilişkin parametreler de yer almaktadır.

Yıldız yüzey lekelerine ilişkin olası parametreleri belirleyebilmek için prensip; gözlemsel ve teorik ışık eğrileri arasında uyum aramaktır. Bu işlem fark-kare toplamları en küçük olacak şekilde parametrelerin değiştirilmesini gerektirir. Bahsedilen işlemlerin hızlıca yapılabilmesi ve gözlemsel ile kuramsal verilerin uyumunun görülebilmesi amaçlarıyla her iki Fortran kodunun Python içerisinde modül olarak kullanılmasını sağlayan bir yöntem geliştirildi (detay için bkz. Özgür 2020). O, gözlemsel veri ve C, teorik veri olmak üzere, $\sum (O - C)^2$ en küçük olacak şekilde parametrelerin değiştirilmesi için Python programlama dilinin `lmfit` paketindeki Levenberg-Marquardt algoritmasından yararlanıldı.

HD 171586 ve HD 170973 yıldızlarının Period04'den elde edilen periyot değerleri, `Dorren` ve `Macula` programları aracılığıyla yapılan leke modellemelerinde sabit parametre değerleri olarak kullanıldı. Kenar kararım katsayıları, her iki yıldız için [Gebran ve diğ. \(2016\)](#) tarafından belirlenen atmosfer



Şekil 2. HD 170973 yıldızının Period04 programı ile elde edilen f1-f2 frekanslarına ait periyodogramları.



Şekil 3. Lomb-Scargle programı kullanılarak HD 171586 (üst panel) ve HD 170973 (alt panel) yıldızlarının periyot-güç grafikleri (sol) ve evrelendirilmiş ışık eğrileri (sağ).

Çizelge 2. HD 171586 ve HD 170973 yıldızlarının atmosfer parametreleri ve kenar karama katsayıları. Kaynaklar: (1): [Gebran ve diğ. \(2016\)](#), (2): [Sing \(2010\)](#).

Parametreler	HD 171586	HD 170973	Kaynak
T_e (K)	8600	10529	(1)
$\log g$ (dex)	3.7	3.93	(1)
[Fe/H] (dex)	-0.1	0.74	(1)
u	0.583	0.5063	(2)
c1	0.4884	0.5742	(2)
c2	0.3827	0.3506	(2)
c3	-0.0905	-0.3268	(2)
c4	-0.0404	0.0940	(2)

parametrelerine karşılık [Sing \(2010\)](#)'in *CoRoT* uzay teleskobu için hazırladığı kenar karama katsayıları kataloğundan elde edildi (bkz. [Çizelge 2](#)).

mCP tipi yıldızların atmosferlerinde helyum, silisyum, krom ve demir elementleri, optik bölgede parlak, uzak-UV bölgede karanlık lekeler oluşturmaktadır ([Krtićka ve diğ. 2012](#)). Bu çalışmada kontrast değeri (κ) için parlak leke varsayımını kabul edildi.

HD 171586 için $v \sin i = 50 \text{ km s}^{-1}$ ([Gebran ve diğ. 2016](#)) ve $R = 2.22 R_{\odot}$ ([Glagolevskij 2019](#)) değerleri kullanılarak, [Stepien \(1989\)](#) tarafından verilen

$$v \sin i = 50.6 \frac{R(R_{\odot})}{P(\text{gün})} \sin i$$

ifadesinden; $i = 70^{\circ}$ olarak hesaplandı. Bu değer leke çözümünde sabit parametre olarak kullanıldı.

HD 171586 yıldızının her iki program yardımıyla leke modellemesi, öncelikle tek leke varsayımı altında ve periyot ve eğim açısı dışındaki diğer parametreler serbest bırakılarak gerçekleştirilmiştir. Daha sonra leke sayıları artırılarak parametrelerin değer aralıkları daraltılmıştır. HD 171586 yıldızının üç leke varsayımı ile yapılan çözüm neticesinde elde edilen değerler, [Çizelge 3](#)'te, her iki kod ile elde edilen yıldızların yüzey leke haritaları (alt panel), ışık eğrisi (üst panel; gözlemsel veri siyah, sentetik ışık eğrisi kırmızı renkle gösterilmiştir) ve artıkların (orta panel) evreye göre değişimi [Şekil 4](#)'de görülmektedir. $\sum (O - C)^2$ değerlerinde kayda değer önemli bir değişiklik görülmediğinden ayrıca frekans analizinde S/N değeri 4'ten büyük sadece üç frekans olduğundan başka herhangi bir çözüm aranmamıştır.

HD 170973 yıldızının çözümüne tıpkı HD 171586 yıldızında olduğu gibi tek leke varsayımıyla başlandı. Periyot değeri dışında bütün parametreler serbest bırakıldı ve leke sayıları artırılarak parametre değerleri daraltıldı. Yıldızın frekans analizinde S/N değeri 4'ten büyük iki frekans olduğundan iki leke varsayımı altında çözüm yapıldı. İki leke varsayımı ile yapılan çözüm neticesinde elde edilen parametreler [Çizelge 3](#)'te ve her iki kod ile elde edilen yıldızın yüzey haritaları (alt panel), ışık eğrisi (üst panel; gözlemsel veri siyah, sentetik ışık eğrisi kırmızı renkle görülen) ve artıklar (orta panel) evreye göre değişimi [Şekil 5](#)'te verilmiştir.

5 Tartışma ve Sonuç

Yapılan analizlerden HD 171586 ve HD 170973 yıldızlarının dönme periyotları sırasıyla 2.1054859 gün ve 18.0569225 gün olarak bulunmuştur. Bu değerler, yer-tabanlı fotometrik verilerle bulunan 2.1436 gün ([Winzer 1974](#)) ve 18.0642(5) gün

Çizelge 3. HD 171586 ve HD 170973 yıldızlarının yüzey haritalarına ilişkin çözüm parametreleri. Son satırdaki OC_{ort} , $1/N \times \sum (O - C)^2$ değerine karşılık gelir.

Parametre	HD 171586		HD 170973	
	Dorren	Macula	Dorren	Macula
P (gün) sabit	2.1054859	2.1055486	18.0569225	18.0569225
i ($^{\circ}$)	70 (sabit)	70 (sabit)	21.2 \pm 0.1	21.5 \pm 0.2
λ_1 ($^{\circ}$)	139.6 \pm 0.2	140.0 \pm 0.2	157.3 \pm 0.4	158.2 \pm 0.3
β_1 ($^{\circ}$)	-43.6 \pm 0.9	-43.7 \pm 0.4	5.3 \pm 0.5	66 \pm 2
γ_1 ($^{\circ}$)	10.3 \pm 0.5	10.6 \pm 0.1	22.8 \pm 0.2	20.4 \pm 0.8
λ_2 ($^{\circ}$)	232.1 \pm 0.4	234.3 \pm 0.6	33.8 \pm 0.8	26.9 \pm 0.3
β_2 ($^{\circ}$)	-39.9 \pm 0.8	-38.9 \pm 0.8	-16.3 \pm 2	-50 \pm 2
γ_2 ($^{\circ}$)	5.9 \pm 0.5	5.5 \pm 0.1	20.2 \pm 2	15 \pm 2
λ_3 ($^{\circ}$)	144.4 \pm 0.7	144.9 \pm 0.1		
β_3 ($^{\circ}$)	51.5 \pm 0.6	52.6 \pm 0.4		
γ_3 ($^{\circ}$)	12.2 \pm 0.8	12.2 \pm 0.1		
κ sabit	1.25	1.25	1.25	1.25
OC_{ort}	8.64e-08	8.55e-08	1.21e-07	1.01e-07

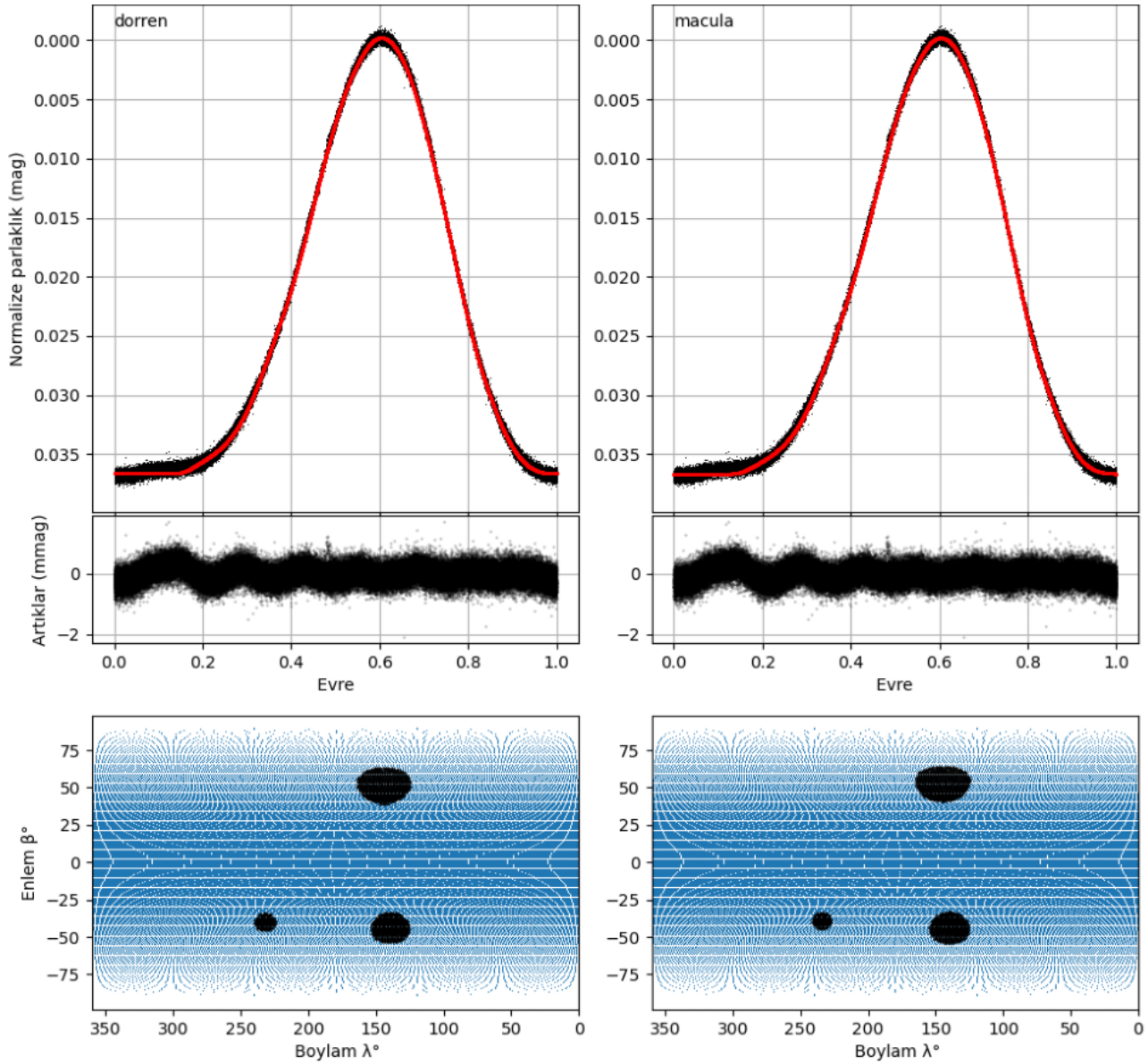
([Adelman 2008](#)) ile uyumludur ve gözlemsel verilerin zamana göre sürekliliği nedeniyle çok daha duyarlı bir şekilde elde edilmiştir.

HD 171586 ve HD 170973 yıldızlarının bu çalışmadan elde edilen dönme periyotları ile literatürdeki değerler arasındaki farklar -0.0380514 gün (-54.79 dk) ve -0.0072775 gün (-10.48 dk) olup bu fark, yer-tabanlı fotometrik verilerdeki gözlemsel nokta eksikliklerinden kaynaklanabileceği gibi, yıldız yüzeyinde bulunan lekelerin zamana bağlı konumsal ve biçimsel değişiminden de kaynaklı olabilir. Gelecekte gerçekleştirilecek çevrim sayısı bakımından fazla, duyarlı ve kesintisiz gözlemsel uydu verilerine dayalı benzer araştırmalar, söz konusu manyetik özellikli kimyasal sıradışı yıldız atmosferlerinin doğasının anlaşılmasına katkı sağlayacaktır.

Yıldızların yüzey yapılarının modellenmesinde kullanılan parametrelerin belirlenebilmesi için Python programlama dilinde bir algoritma yazılmıştır. Hazırlanan algoritmanın test edilmesi ve fotometrik analizlere hazır hale getirilmesi için sanal yıldız modelleri kurgulanmıştır. Bu modellerle yapılan fotometrik analizlerde yıldızlara ilişkin gözlem verileri girilmek suretiyle, hem Dorren hem de Macula kodları yardımıyla sentetik ışık eğrileri üretilmiş, leke analizleri gerçekleştirilerek her iki kodun karşılaştırılması yapılmıştır. İki farklı program ile elde edilen sonuçlar arasındaki küçük farklılıkların temel olarak Dorren ve Macula programları tarafından kullanılan kenar karama katsayılarındaki farklılıklardan kaynaklandığı anlaşılmıştır. Dorren doğrusal kenar karama katsayıları kullanırken; Macula programı doğrusal olmayan (dört parametrelili) kenar karama katsayılarını kullanmaktadır.

HD 171586 yıldızı için üç ve HD 170973 yıldızı için iki leke varsayımı altında iki ayrı bilgisayar programı kullanılarak teorik modeller üretildi ve sıcak lekeye uyumlu yüzey haritalı modellerin gözlemlerle uyum içerisinde olduğu anlaşıldı. Her iki programdan elde edilen parametre değerleri birbirleri ile uyum içerisindeydi. Lekeler farklı büyüklükte olup, en büyük leke yarıçapları HD 171586 için 12° ve HD 170973 için 28° 'dir.

Kimyasal sıra dışı yıldızların atmosferlerindeki element bolluk dağılımları ve manyetik etkinlik nedeniyle oluşabilecek parlaklık değişimlerinin modellenmesinde Dorren ve Macula kodlarının her ikisi bu yıldız tiplerine ilk kez uygulanmıştır. Bu türden astrofizik çalışmaların artırılması ile, kimyasal sıradışı



Şekil 4. HD 171586 yıldızının üç leke kabulü altında Dorren (sol panel) ve Macula (sağ panel) ile elde edilen ışık eğrisi (üst panel) ve artıkların (orta panel) evreye göre değişimi ve yüzey haritası (alt panel)

yıldızların yüzey element dağılımlarının zamana bağlı değişimi *CoRoT*, *Kepler* ve *TESS* gibi atmosfer dışı uydular gözlemsel verilerinin kullanımı sayesinde incelenerek yüzey kontrastlarının anlaşılmasına ivme kazandıracaktır.

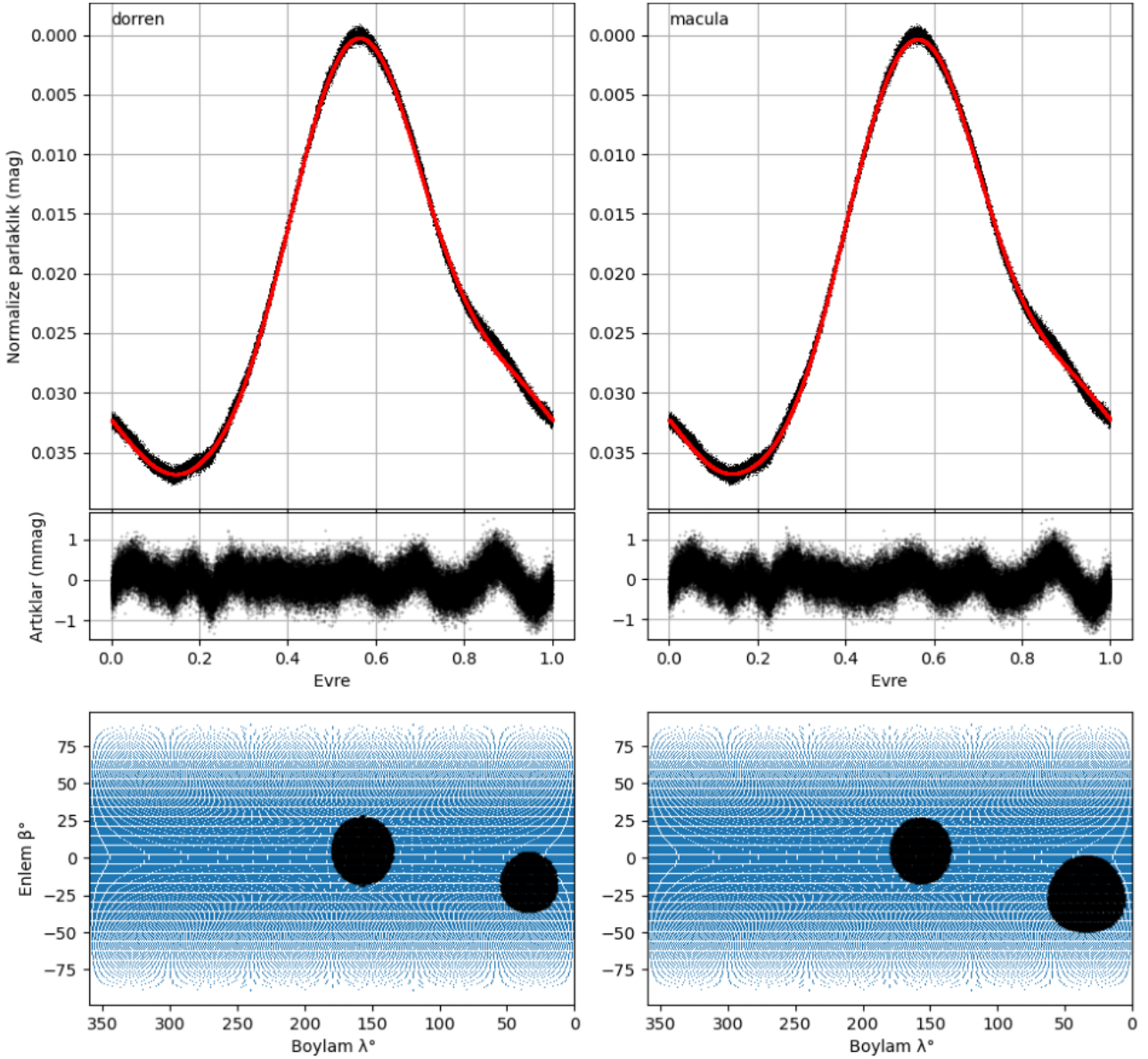
Teşekkür

Bu çalışma, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı'nda Kutluay YÜCE danışmanlığında yüksek lisans öğrencisi Ergün ÖZGÜR tarafından Ocak 2020 tarihinde tamamlanan tez çalışmasının bir bölümüdür. Bu araştırmada kullanılan literatür bilgisi için CDS (Strasbourg, France) tarafından işletilen SIMBAD (Wenger ve diğ. 2000) veritabanından yararlanılmıştır.

Kaynaklar

Abt H. A., Morrell N. I., 1995, *ApJS*, 99,135
Adelman S. J., Duker R. J. Jr., Pyper D. M., 1992, *AJ*, 104, 314.

Adelman S. J., 2004, *MNRAS*, 351, 823
Adelman S. J., 2008, *PASP*, 120, 367
Adelman S. J., Woodrow S. L., 2007, *PASP*, 119, 1256
Aurière M., Wade G. A., Silvester J., Lignières F., Bagnulo S., et al., 2007, *A&A*, 475, 1053
Babcock H. W., 1949, *The Observatory*, 69,191
Babcock H. W., 1958, *ApJ*, 128, 228-258
Baglin A., Fridlund M., 2006, *ESA SP-1306*. ISBN 92-9092-465-9., p.11
Bohlender D. A., Landstreet J. D., Thompson I. B., 1993, *A&A*, 269,355
Catalano F. A., Leone F., 1993, *A&ASS*, 100, 319
Deutsch A. J., 1958, in *I.A.U. Symp. No. 6*, ed. B. Lehnert (Amsterdam: North-Holland Publishing Co.) p. 209.
Dorren J. D., 1987, *ApJ*, 320, 756
Gebran M., Farah W., Paletou F., Monier R., Watson V., 2016, *A&A*, 589, id.A83, 10
Glagolevskij Y. V., 2007, *Astrophysical Bulletin*, 62, 244





Şekil 5. HD 170973 yıldızının iki leke varsayımı ile Dorren (sol panel) ve Macula (sağ panel) ile elde edilen ışık eğrisi (üst panel) ve artıkların (orta panel) evreye göre değişimi ve yüzey haritası (alt panel)

Glagolevskij Y. V., 2019, *Astrophysical Bulletin*, 74, 66
 Gray R. O., Corbally C. J., 2002, *AJ*, 124, 989
 Kipping D. M., 2012, *MNRAS*, 427, 2487
 Krtićka J., Mikulášek Z., Lüftinger T., Shulyak D. et al., 2012, *A&A*, 537, id.A14, 14
 Lomb N. R., 1976, *ApSS*, 39, 447
 Lenz P., Breger M., 2005, *Communications in Asteroseismology*, 146, 53
 Lüftinger T., Fröhlich H.-E., Weiss W. W., Petit P., 2010, 509, id.A43, 11
 Mislis D., Schmitt J. H. M. M., Carone L., Guenther E. W., Pätzold M., 2010, *A&A*, 522, id.A86, 8
 Netopil M., Pauszen E., Hümmerich S., Bernhard K., 2017, *MNRAS*, 468, 2745
 North P., Adelman S. J., 1995, *A&AS*, 111, 41
 Özgür E., 2020, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi.
 Pauszen E., Fröhlich H.-E., Netopil M., Weiss W. W., Lüftinger T.,

2015, *A&A*, 574, id.A57, 5
 Pypser D. M., 1969, *ApJS*, 18, 347
 Pypser D. M., Adelman S. J., 2004, Cambridge, UK. Cambridge University Press, 307
 Scargle J. D., 1982, *ApJ*, 263, 835
 Sing D. K., 2010, *A&A*, 510, id.A21
 Stepień K., 1989, *A&A*, 220, 105
 Stibbs D. W. N., 1950, *MNRAS*, 110, 395
 Wenger M., Ochsenbein F., Egret D., Dubois P., Bonnarel F., et al., 2000, *A&A*, 143, 9.
 Winzer J. E., 1974, *AJ*, 79, 124

Access:
 M23-0334: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Güneş Türü Yıldızlarda Değişkenliğe Etki Eden Süreçler

Emre Işık¹  

¹ Türk-Alman Üniversitesi, Bilgisayar Mühendisliği Bölümü, Şahinkaya Cd. 94, Beykoz 34820 İstanbul, Türkiye

Accepted: December 25, 2022. Revised: December 25, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Güneş türü yıldızlarda 1 gün ile 10 yıl arasında gözlenen parlaklık ve tayf değişimleri, manyetik akı yoğunlaşmalarının yıldız dönmesiyle birlikte zamanla değişen desenlerinden ileri gelir. Soğuk yıldızlarda manyetik etkinlik, karasal ötegezegen keşfinin önündeki en belirgin engeldir. Bu makalede farklı yaşlardan G yıldızlarında parlaklık ve tayf değişimlerinin altında yatan olası etkinlik desenlerini ve onlara yol açan fiziksel etkileri gözden geçirdik. Etkin bölgelerin G türü yıldızlarda dönme hızına bağlı olarak yüzeyde nasıl dağıldığını ve zamanla nasıl değiştiğini hesaplayan FEAT (Flux Emergence And Transport) modelimizi tanıttık. FEAT modeli, lekeli yıldızların Doppler görüntülemesinin, manyetik etkinlik kaynaklı astrometrik yalpalamanın ve yüksek çözünürlüklü ışık eğrilerinin sayısal benzetimlerinde kullanıldı. Bu uygulamalarda elde edilen sonuçlar, Güneş türü yıldızlarda manyetik etkinliği ve ölçülebilirliğini daha iyi anlamamıza önemli katkılar yapmıştır.

Abstract

The photometric and spectroscopic variations observed in solar-type stars in timescales from a day to a decade are due to the changing patterns of magnetic flux concentrations over time as the star rotates. Magnetic activity is the most obvious challenge to the discovery of Earth-mass exoplanets. In our studies, we investigate the possible activity patterns underlying brightness and spectral variations in G stars of different ages and the physical effects that lead to them. In this paper, we will introduce our FEAT (Flux Emergence And Transport) model, which calculates how the active regions are distributed and how the surface distribution changes with rotational velocity in G stars. The FEAT model has been used in numerical simulations of Doppler imaging of spotted stars, magnetic activity-induced astrometric jitter and high-resolution light curves. The results obtained in these applications have contributed significantly to our understanding of magnetic activity and its detectability in solar-type stars.

Anahtar Kelimeler: stars: activity, stars: rotation, stars: solar-type, starspots

1 Giriş

Güneş'te etkin bölgeler (active regions), ekvatorun çevresindeki $\pm 40^\circ$ enlem kuşaklarında bulunur. Bunlar, Güneş'in konveksiyon bölgesinden yukarı doğru yükselen ve ışık küreyi kestiği yerlerde güneş lekeleri gibi manyetik akı yoğunlaşmalarını oluşturan geçici yapılar (Fan 2021). Etkin bölgeler, konumda ve zamanda öbekler halinde ortaya çıkma eğilimi gösterir. Güneş'teki manyetik akı çıkışlarında öbeklenme oranı %30-60 aralığında ölçülmüştür (Brouwer & Zwaan 1990; Pojoga & Cudnik 2002).

Güneş'te küresel manyetik etkinlik düzeyi arttıkça, başka bir deyişle Güneş minimumundan maksimumuna doğru gidildikçe, herhangi bir anda fakülaların kapladığı alan, lekelerinkinden daha büyük olduğu için Güneş'in ortalama parlaklığında artış gözlenir. Diğer yandan, Güneş ile aynı türde daha etkin yıldızlara gidildikçe bu durumun tersine döndüğü, belli bir etkinlik düzeyinin üzerinde lekelerin fakülalara baskın olduğu bilinmektedir.

2 Yıldızlarda etkin bölge öbeklenmesi

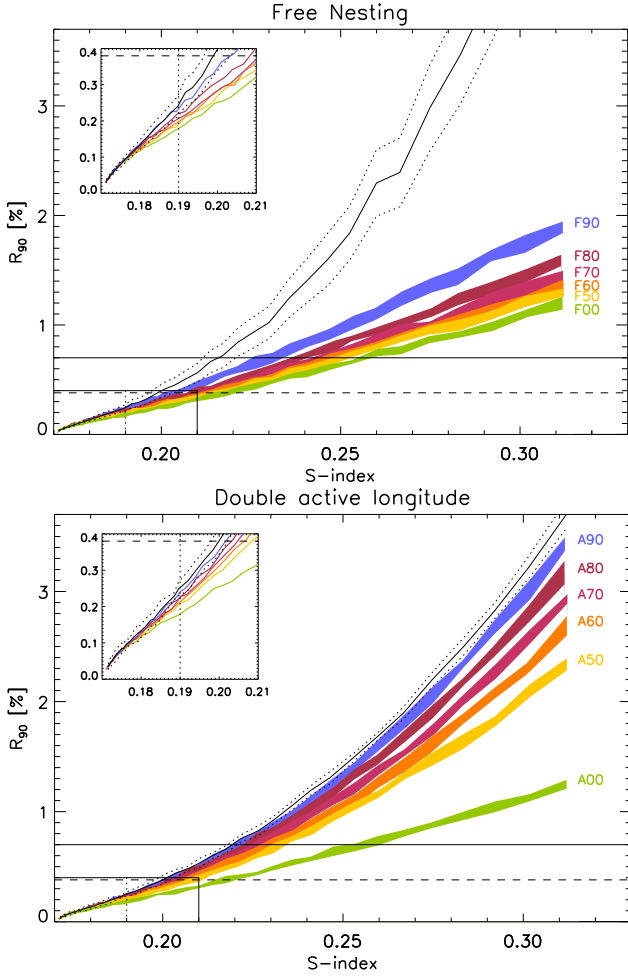
Güneş ile aynı hızda dönen G türü anakol yıldızlarının Kepler ışık eğrileri üzerinden yaptıkları ölçümlerde Reinhold ve diğ. (2020), dönme dönemi ölçülebilen yıldızların Güneş'ten çok daha büyük genlikli ışık eğrileri olduğunu göstermiştir. Bu bulgular, Güneş

ile benzer dönme hızlarında manyetik etkinlik düzeyinin çok daha fazla olabileceğine işaret etmiş de, bu durum Güneş benzeri yıldızları henüz ne kadar az anladığımızı da göstermiştir. Büyük genlikli parlaklık değişimlerinin hangi koşullarda ortaya çıkabileceği üzerine olasılıklı bir model, Işık ve diğ. (2020) tarafından yapılmıştır. Çalışmada etkin bölgeler, karanlık leke ve görüş açısına bağımlı parlak faküla katkılarında oluşturulmuş, Güneş'ten bildiğimiz leke ve faküla evrimi basit fonksiyonlarla modellenmiştir. Sabit olasılıklı bir Bernoulli süreci olarak modellenen etkin bölge öbeklenmesi, $\pm 40^\circ$ enlemlerde, rastgele boylamlarda oluşturulduğunda özgür yuvalanma, birbiriyle karşı konumdaki etkin boylamlarda oluşturulduğunda etkin boylamlar olarak adlandırılmıştır. Bu iki durumda, farklı öbeklenme dereceleri için elde edilen çoklu ışık eğrilerinin genlik dağılımları, Şekil 1'de gösterilmiştir. Reinhold ve diğ. (2020) çalışmasında bulunan, Güneş'e çok yakın dönme hızına sahip olan birçok yıldızın büyük genlikli ışık değişimleri göstermesini açıklamak için etkinlik düzeyinde beklenen artış, yüksek öbeklenme dereceleri için daha düşük olmaktadır. Bu yıldızlarda etkinlik düzeyinin Güneş'inkinden çok daha yüksek olması beklenmediğinden, öbeklenme derecesinde etkinlik düzeyine koşut bir artış öngörülmüştür.

3 Faküla baskınlığından leke baskınlığına geçiş

Işık ve diğ. (2020) çalışmasında üretilen yapay ışık eğrileri, Kepler teleskobunun duyarlılık fonksiyonuna göre oluşturulmuştur (bkz. Némec ve diğ. 2020). Bu ışık eğrilerindeki

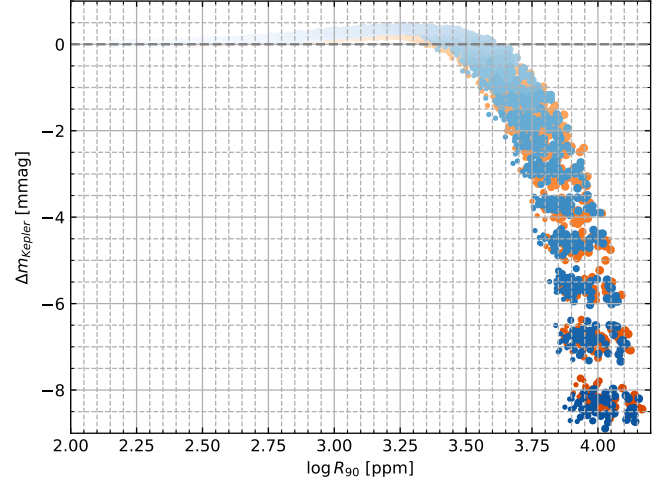
* emre.isik@tau.edu.tr



Şekil 1. Sayısal benzetimlerde özgür öbeklenme (solda) ve etkin boylam öbeklenmesi (sağda) durumunda 90 günlük ortalama ışık değişim genliğinin, renkküresel S ölçeği biriminde gösterilen etkinlik düzeyine bağlılığı. Farklı renkler, grafikte gösterilen öbeklenme yüzdelelerini gösterir. Yatay kesikli ve sürekli çizgiler, Reinhold ve diğ. (2020) çalışmasından, sırasıyla, ortalama ve maksimum değişkenlik düzeyini gösterir. Küçük grafik, Güneş'in de bulunduğu sol-alt köşedeki dikdörtgen bölgeyi gösterir (Işık ve diğ. 2020).

boylanmış ışınım akısı değerlerini kadir ölçeğindeki görelî parlaklık değişimine dönüştürdüğümüzde ortaya çıkan ışık eğrilerinden elde edilen ortalama parlama miktarları, Şekil 2'de gösterilmiştir. Bu benzetimlerde etkinlik düzeyi, renkküresel S ölçeği biriminde ifade edilmiştir. Sonuçlar, etkinlik düzeyi ve öbeklenme oranının ortalama değerine bağlı olarak, ortalama 3.50 yöresinde bir değişkenlik genliğinin üzerinde, yıldızların ışık eğrilerinde lekelerin baskın duruma geleceğini öngörmektedir.

Bu ön çalışmalardan hareketle Nêmec ve diğ. (2022a), yüzeydeki leke ve faküla dağılımlarını dönme ve etkinlik çevrimi zaman ölçeklerinde, daha ayrıntılı bir fiziksel modelle hesaplamıştır. Yüzey akı taşınımı (YAT) adı verilen bu modelde (Baumann ve diğ. 2004, 2006; Cameron ve diğ. 2010), Güneş'in ışık küresindeki manyetik alanın yüzeye dik yöneldiği varsayılmaktadır. Bu modelde çift kutuplu manyetik bölgeler, Güneş çevrimleri boyunca doğurulur ve geniş ölçekli yüzey akışları etkisi altında taşınarak ve yitime uğratılır. Nêmec ve diğ. (2022a), YAT modelinin verdiği 1 gün aralıklı yapay



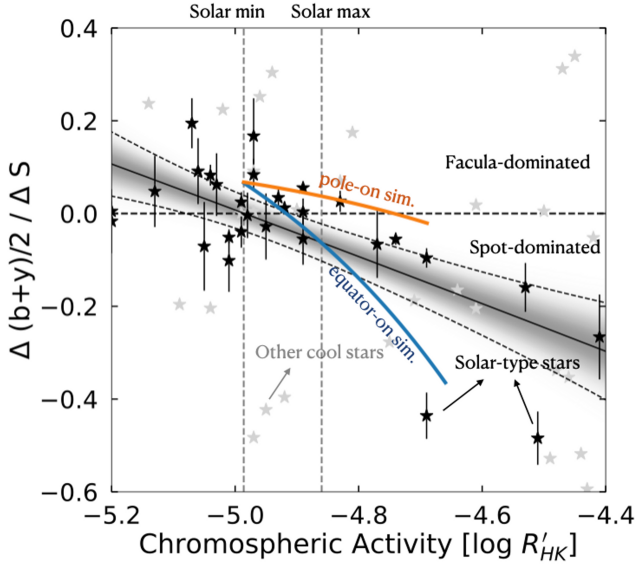
Şekil 2. Sayısal ışık eğrisi benzetimlerinde Kepler bandındaki parlamaların ışık eğrisi genliğine bağlılığı. Turuncu ve mavi noktalar, dönme eksen eğikliğinin sırasıyla 90 ve 57 değerlerinde yapılan benzetimleri, nokta büyüklüğü etkin bölgelerin öbeklenme derecesini, noktaların koyuluğu ise $0.16 < S < 0.24$ aralığında etkinlik düzeyini gösterir. Kesikli yatay çizginin üst yanındaki ışık değişimlerinde fakülalar, alt yanındakilerde ise lekeler baskındır.

manyetogramları kullanarak etkin bölgelerdeki leke ve faküla bölgelerinin zamana bağlı doldurma çarpanlarını ve buradan da yıldızları farklı eğim açılarındaki döndürerek ışık eğrilerini hesaplamıştır. Bu modele göre, Güneş türü yıldızlarda manyetik etkinlik düzeyi arttıkça, leke kaynaklı parlaklık değişimlerinin faküla kaynaklı değişimlere göre neden giderek daha baskın duruma geldiğine ilk kez fiziksel bir açıklama getirilmiştir: Birim zamanda yüzeye çıkan etkin bölge sayısı arttıkça, görece büyük alanlar kaplayan etkin bölge ağı (ve onun yol açtığı fakülalar), karşı kutupların birbirini yok etmesi ile etkisiz hale gelir. Bu akı sıfırlanma süreci, daha az kesirsel alan kaplayan lekeler için çok daha küçük olasılıkla meydana gelir; yani Güneş'ten daha yüksek etkinlik düzeyindeki yıldızlara gidildikçe lekeler fakülalara göre daha uzun süreler yüzeyde kalabilir. Dolayısıyla, Güneş'ten daha etkin G yıldızlarının ışık eğrileri, lekelerce baskındır.

Şekil 3, on yıllık bir etkinlik çevrimi boyunca orta bant parlaklıktaki artış miktarını renkküre etkinliğinin fonksiyonu olarak göstermektedir. Güneş (dikey çizgiler), tam da leke baskınlığından faküla baskınlığına doğru geçişe yakın bir rejimde yer almaktadır. Radick ve diğ. (1998) gözlemlerine Bayesçi parabolik fit uygulanmış, bu verilerin üzerine nümerik simülasyonların verdiği bağılıklar farklı iki eksen eğikliği değeri için çizilmiştir. Güneş'in on yıllık parlaklık değişiminde fakülaların baskın olduğu bilinmektedir. Güneş'in daha aktif olduğu genç dönemlerinde, etkinlik düzeyi arttıkça parlaklık değişiminde lekelerin baskın olduğu söylenebilir.

4 FEAT modeli ve uygulamaları

Güneş benzeri yıldızlarda parlaklık değişimlerini fiziksel bir modele oturtmak amacıyla Işık ve diğ. (2018), Güneş'te gözlemleri iyi açıklayan iki modeli birleştirmiştir. Daha sonra Akı Çıkışı ve Taşınımı (FEAT; Flux Emergence And Transport) adı verilen bu modelin birinci parçasında, konveksiyon bölgesinin tabanında yattığı varsayılan toroidal manyetik akı tüplerinin kararsızlığa uğrayarak yüzeye çıkışı, farklı dönme



Şekil 3. Kromosferik etkinlik düzeyinin fonksiyonu olarak aktiviteye bağlı parlama (pozitif) veya sönükleşme (negatif). Mavi ve turuncu çizgiler 90° ve 0° eksen eğiklikleri için sayısal simülasyon sonuçlarını göstermektedir. Yıldız örnekleme, Radick ve diğ. (1998) çalışmasıdır. Siyah yıldızlar, Güneş'e yakın sıcaklıklardadır (± 200 K). Gri yıldızlar örneklemin geri kalanıdır. Gri gölgeli bant, ikinci dereceden bir fonksiyon için Gauss öncülleri kullanan Bayesçi doğrusal regresyonun posterior dağılımıdır (Nemec ve diğ. 2022a).

hızları için sayısal benzetimlerle modellenmiştir. Etkin bölgelerin yüzeye çıkışı için Güneş çevriminin istatistiklerini kullanan bir enlem-zaman dağılımı uygulanmış, bu dağılımın derinden yüzeye doğrusal olmayan biçimde nasıl bağlandığı, akı tüpü benzetimlerinden belirlenmiştir. Bu aşamanın sonunda elde edilen, yüzeydeki doğuş desenidir. Bu desenin belirlenmesi sırasında etkin bölge yuvalanması da ilk kez bu çalışmada olasılıksal bir algoritma ile belirlenmiştir.

4.1 Tayf değişkenliği: Doppler görüntülemesi

FEAT modelinin ilk uygulaması, yapısal olarak Güneş'e çok benzeyen, ancak ondan çok daha genç (~ 35 Myıl) olan ve hızlı dönen EK Draconis'in parametreleri göz önüne alınarak yapılmıştır Şenavcı ve diğ. (2021). FEAT modelinin verdiği 15 günlük ortalama manyetik alan haritalarından elde edilen leke haritaları DoTS koduna girildi olarak verilmiş, tayf çizgilerini temsilen yapay LSD kesitleri oluşturulmuş, bunlardan maksimum entropi yöntemiyle yapay Doppler görüntüleri elde edilmiştir. Bu görüntüler, 15 gece boyunca alınmış yüksek çözünürlüklü tayflarından elde edilen Doppler görüntüsü ile karşılaştırılmıştır. Yapay ve gözlenen Doppler görüntülerinin her ikisinde de EK Dra için ölçülmüş diferansiyel dönme oranı göz önüne alındığında, elde edilen haritalar nitel olarak oldukça uyumlu bulunmuştur. Gözlenen Doppler görüntülerinde ekvator yakınlarında görülen lekelerin, yıldızın daha az görünen, ekvator altı yarımküresindeki leke etkinliğinin bir yansıması olduğu, FEAT benzetimleri sayesinde görülmüştür.

4.2 Astrometrik değişkenlik

2013'de fırlatılan Gaia uzay gözlemevi kapsamında gökadamızda iki milyarı aşkın sayıda yıldızın zamana bağlı

duyarlı konum ölçümleri başlamıştır. Güneş türü ve daha soğuk yıldızlarda beklenen buluş, bu yıldızların çevresindeki gezegenlerin yıldızda oluşturduğu kütleçekimsel tedirginliğin ölçülen konumlara yansımalarıdır. Ancak soğuk yıldızlarda meydana gelen manyetik etkinlik ve onun zamanla değişmesi, gözlenen bir yıldızın ışık merkezinin konumunda değişikliklere neden olacaktır (Lanza ve diğ. 2008). Bu da astrometrik yolla gezegen saptanmasını zorlaştıran yalpalama hareketlerine neden olacaktır.

Bu bağlamda, FEAT modelinin ikinci uygulaması olarak Sowmya ve diğ. (2021), farklı etkin bölge yuvalanma oranları ve desenleri ile yapılmış FEAT benzetimlerinden, farklı eksen eğikliklerinde metal bolluklarında leke ve faküla etkilerini göz önüne almış, ışık merkezinin gökküre üzerindeki konumlarını hesaplamıştır. Bu hesaplar, özellikle etkinlik çevrimlerinin küçük eksen eğikliklerinde ışık merkezi konumuna önemli derecede etkisi olacağını göstermiş. Bu etki, etkin bölge öbeklenmesinin derecesi arttıkça daha da büyük genlikli olmaktadır. Gözlenen astrometrik yalpalama genliği, metal bolluğu ile de artış göstermektedir. Özellikle etkin bölge öbeklenmesi yüksek olan yıldızlarda etkinlik sinyalinin Gaia tarafından saptanabilir olduğu gösterilmiştir.

Yine FEAT modelini bu kez Güneş'ten 2-8 kat hızlı dönen Güneş türü yıldızlara uygulayan Sowmya ve diğ. (2022), Güneş'ten belirgin ölçüde daha etkin yıldızların lekelerce baskın ve değişken etkinlik desenlerinin Gaia verilerinde astrometrik titreşme hareketleri olarak saptanabileceğini hesaplamıştır.

4.3 Parlaklık değişkenliği

FEAT modelinin bir başka uygulamasını yıldız ışık eğrilerinin ileri yönlü modellenmesi için geliştiren Nemec ve diğ. (2022b), farklı dönme hızları ve etkin bölge öbeklenme dereceleri için ışık eğrileri üretmiştir. Nemec ve diğ. (2020) tarafından önerilen yöntemle Kepler'in dalgaboyu duyarlılık fonksiyonu göz önüne alınarak üretilen bu ışık eğrilerinden ortalama değişim genlikleri elde edilmiştir. Bu değişim genlikleri, Kepler gözlemlerinden 5500-6000 K sıcaklık aralığındaki yıldızların dönme dönemi - 90 günlük değişim genliği çizgesi ile birlikte değerlendirilmiştir. Bu durumda, gözlenen iki boyutlu ışık değişkenliği dağılımında dönme hızı ile artan değişkenlik, yüksek düzeyde öbeklenme ve/veya dönme etkinliği ilişkisinin varsayılan bire bir ilişkiden sapması ile açıklanabilir. Değişim genliğinde gözlenen saçılmanın arkasında ise farklı dönme eksen eğikliklerinin ve yine öbeklenme oranındaki bünyesel farklılıkların yatıyor olabileceği gösterilmiştir.

Kaynaklar



- Baumann I., Schmitt D., Schüssler M., Solanki S. K., 2004, *A&A*, 426, 1075
 Baumann I., Schmitt D., Schüssler M., 2006, *A&A*, 446, 307
 Brouwer M. P., Zwaan C., 1990, *Sol. Phys.*, 129, 221
 Cameron R. H., Jiang J., Schmitt D., Schüssler M., 2010, *ApJ*, 719, 264
 Fan Y., 2021, *Living Reviews in Solar Physics*, 18, 5
 Işık E., Solanki S. K., Krivova N. A., Shapiro A. I., 2018, *A&A*, 620, A177
 Işık E., Shapiro A. I., Solanki S. K., Krivova N. A., 2020, *ApJ*, 901, L12
 Lanza A. F., De Martino C., Rodonò M., 2008, *New Astron.*, 13, 77
 Nemec N. E., Işık E., Shapiro A. I., Solanki S. K., Krivova N. A., Unruh Y., 2020, *A&A*, 638, A56
 Nemec N. E., Shapiro A. I., Işık E., Sowmya K., Solanki S. K., Krivova N. A., Cameron R. H., Gizon L., 2022a, *ApJ*, 934, L23

- Nèmec N. E., Shapiro A. I., Işık E., Solanki S. K., Reinhold T., 2022b, *A&A*, in press
- Pojoga S., Cudnik B., 2002, *Sol. Phys.*, 208, 17
- Radick R. R., Lockwood G. W., Skiff B. A., Baliunas S. L., 1998, *ApJS*, 118, 239
- Reinhold T., Shapiro A. I., Solanki S. K., Montet B. T., Krivova N. A., Cameron R. H., Amazo-Gómez E. M., 2020, *Science*, 368, 518
- Sowmya K., Nèmec N. E., Shapiro A. I., Işık E., Witzke V., Mints A., Krivova N. A., Solanki S. K., 2021, *ApJ*, 919, 94
- Sowmya K., Nèmec N. E., Shapiro A. I., Işık E., Krivova N. A., Solanki S. K., 2022, *ApJ*, 934, 146
- Şenavcı H. V., Kılıçoğlu T., Işık E., Hussain G. A. J., Montes D., Bahar E., Solanki S. K., 2021, *MNRAS*, 502, 3343

Access:

M23-0360: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Çok Büyük Kütleli Yıldızların Oluşumu ve Evrimi

Dolunay Koçak¹  

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye

Accepted: December 22, 2022. Revised: December 18, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Çok büyük kütleli kara delikler ve orta kütleli kara deliklerin oluşum problemlerine ek olarak küresel kümelerde görülen çoklu yıldız popülasyonlarını açıklamak için çok büyük kütleli yıldızlar kritik bir rol oynar. Bu çalışmada da özellikle küresel kümelerdeki bu farklılığı açıklamak ve küresel kümelerdeki çift sistemleri daha iyi anlamak için çok büyük kütleli yıldızların oluşumu ve evrimine ilişkin yüksek çözünürlüklü evrim modelleri elde edilmiştir. Modeller sırasında, hedef sistemlerin evrimi doğrultusunda gerekli değişiklikler ve eklemeler yapılarak MESA (Modules for Experiments in Stellar Astrophysics) evrim kodu kullanılmıştır. Sistemlerin oluşumlarında farklı başlangıç kimyasal bolluk ve farklı toplanma oranları dikkate alınmıştır. Yeni elde edilen modellerde kütle toplanma oranı olarak 0.1 M_{\odot}/y , 0.3 M_{\odot}/y , 0.5 M_{\odot}/y , 1 M_{\odot}/y değerleri kullanılmıştır. Başlangıç metal bollukları ise Güneş bolluğu cinsinden 0.1 Z_{\odot} , 0.5 Z_{\odot} ve 1 Z_{\odot} olarak ele alınmıştır. Sonuçta elde edilen çok sayıda evrim modellerinin çıktıkları ZAMS (zero-age main sequence) ve TAMS (terminal-age main sequence) arasındaki süre dikkate alınarak çok büyük kütleli yıldızların Hertzsprung-Russell (H-R), Kütle-Yarıçap (M-R), Kütle-Sıcaklık (M-T) ve Kütle-Işıtma (M-L) değişimleri elde edilmiştir.

Abstract

In addition to the formation problems of supermassive and intermediate-mass black holes, supermassive stars play a crucial role in explaining the multiple star populations exhibited in globular clusters. In this study, high-resolution evolution models of the formation and evolution of supermassive stars (SMS) were obtained to explain this difference, especially in globular clusters and to understand the binary systems in globular clusters better. During the models, MESA (Modules for Experiments in Stellar Astrophysics) evolution code was used by doing changes and additions following the purpose. Different chemical abundances and different mass accretion rates were considered during the models. In the models obtained, mass accretion rates of 0.1 M_{\odot}/y , 0.3 M_{\odot}/y , 0.5 M_{\odot}/y , and 1 M_{\odot}/y with metal abundances of 0.1 Z_{\odot} , 0.5 Z_{\odot} and 1 Z_{\odot} were used. Considering the evolution between ZAMS and TAMS, the outputs of many models, the Hertzsprung-Russell (H-R), Mass-Radius (M-R), Mass-Temperature (M-T) and Mass-Luminosity (M-L) variations of the systems, were obtained.

Anahtar Kelimeler: supermassive stars – globular clusters – multiple star populations – intermediate-mass black hole – supermassive black hole

1 Giriş

Son yıllarda yapılan çalışmalar, çok büyük kütleli yıldızların (ÇBKY) hem orta kütleli kara deliklerin (OKKD) hem de çok büyük kütleli kara deliklerin (ÇBKKD) oluşumlarında önemli rollerinin olabileceğini ortaya koymuştur (Shibata & Shapiro 2002; Begelman 2010; Inayoshi & Omukai 2012; Ferrara ve diğ. 2014; Mezcua 2017; Reinoso ve diğ. 2018; Koçak 2023). Buna ek olarak, küresel kümelerde görülen çoklu yıldız popülasyonlarının varlığının açıklanmasında da ÇBKY etkisi olduğu da tartışılmıştır. Modern teleskopların kullanımı ile küresel kümelerle ilişkin yapılan gözlemler yıldız popülasyonlarının eş zamanlı oluşmadığını ve kimyasal olarak homojen olmadığını göstermiştir. Böylesi farklı popülasyonları açıklamak için ÇBKY sistemleri potansiyel adaylardır.

ÇBKKD'lerin ve yıldız kütleli kara deliklerinin aksine, orta kütleli kara deliklerin oluşumu ve evrimi hakkında daha az bilgiye sahibiz. Özellikle orta kütleli kara delik gözlemlerinin sınırlı sayıda olması bundaki en önemli faktördür. Bununla birlikte, gelişen uzay konulu araştırmaların (örneğin James Webb Uzay Teleskobu; JWST) (Ilie ve diğ. 2012; Wang ve diğ.

2017; Surace ve diğ. 2018; Trinca ve diğ. 2022), hem Galaktik hem de galaksi-ötesi öneme sahip bu nesnelere hakkında çok daha fazla bilgi vermesi beklenmektedir. Gözlemsel verilerin olmaması nedeniyle, son yıllarda ÇBKY'ların oluşum ve evrimlerine ilişkin çok sayıda evrim kodu geliştirilip teorik çalışmalar yapılmıştır. Yapılan modeller ÇBKY'ların kütlelerinin 10^2 - 10^6 M_{\odot} aralığında olduğunu göstermektedir (Hosokawa ve diğ. 2012; Gieles ve diğ. 2018; Haemmerlé ve diğ. 2018a; Koçak 2023). Böylesi geniş aralıkta kütlelerin olmasının ana nedeni başlangıç koşullarında kabul edilen farklı kimyasal bolluk oranları ve daha önemlisi kütle toplanma oranlarının farklılık göstermesidir.

Galaksimizdeki küresel kümelerin sayısı açık kümelere oranla çok daha azdır. Küresel kümelerde yıldız sayı yoğunluğunun fazla olması her bir yıldızın ayrı ayrı gözleme ve inceleme durumunu zorlaştırmaktadır. Özellikle küresel kümelerde bulunan çift yıldız sistemleri bize küresel kümeye ilişkin bilgiler sunma potansiyeline de sahiptir (Koçak ve diğ. 2020). ÇBKY sistemlerine ilişkin yapılacak çalışmanın sonuçları böylesi çift sistemlerin kimyasal yapısını anlamamızda da etkili olacaktır. Bu çalışmada, farklı kütlelere sahip ÇBKY'ların nasıl oluştuğunu ve evrimleştiğini incelemek için farklı kimyasal bolluk ve toplanma oranlarına sahip yeni yıldız

* dolunay.kocak@gmail.com

evrim modelleri elde edilmiştir. ÇBKY sistemlerinin evrim sırasında maddenin toplanmasının önemi vurgulanmıştır. İkinci bölümde ÇBKY sistemleri hakkında genel bilgi verilmiş ve yapılan çalışmalar belirtilmiştir. Üçüncü bölümde yapılan evrim modelleri hakkında bilgi verilmiş ve sonrasında elde edilen sonuçlar tartışılmıştır.

2 Çok Büyük Kütleli Yıldızlar

ÇBKY'lar, kütleleri 10^6 - $10^9 M_{\odot}$ aralığında olan ÇBKKD'lerin ve kütleleri 10^2 - $10^6 M_{\odot}$ aralığında değişiklikler gösteren OKKD'lerin ataları olma potansiyeli nedeniyle astrofiziksel açıdan çok önemli cisimlerdir. Bu bağlamda, farklı başlangıç koşulları altında oluşumlarına başlayan ÇBKY'lar, evrimlerinin sonunda başlangıç koşullarına bağlı olarak farklı kütlelere sahip nesnelere arda bırakırlar (Iben 1963; Chandrasekhar 1964; Rees 1984; Volonteri 2010; Woods ve diğ. 2019). Ancak ÇBKY'ların evrimlerinin hangi aşamasında hangi fiziksel parametrelere sahip bir kara delik bırakacağı halen tartışma konusudur. ÇBKY'ların doğrudan çökme modeli, ÇBKKD'lerin oluşumu için uygun senaryolardan biridir ve daha önceki çalışmalar, böylesi yıldızların oluşumunu büyük kütle toplanma oranlarına (örneğin $\dot{M} > 1 M_{\odot}/\text{y}$) sahip modeller kullanarak açıklamanın mümkün olduğunu göstermiştir (Pancino ve diğ. 2010; Geisler ve diğ. 2012; Hosokawa ve diğ. 2013; Bragaglia ve diğ. 2014; Haemmerlé ve diğ. 2019). Doğal olarak, büyük toplanma oranlarına sahip modeller, ÇBKY'ların hem anakol evrimini hem de olası son durumunu belirler. Özellikle kimyasal bolluk, kütle toplanması ve kütle kaybı gibi farklı süreçler ÇBKY'ların evriminde önemli bir rol oynamaktadır.

Bu süreçlerin dışında diğer iç yapı parametreleri, özellikle MLT de bu nesnelere evriminde önemli rol oynar. ÇBKY'ların ilk oluşum aşaması henüz tam olarak bilinmemekle birlikte, böylesi yıldızların oluşumu için kabul edilen senaryo, oluşumları sırasında, bozulmamış çok büyük gaz bulutunun etrafından maddeyi hızla toplayarak büyük bir kütleyle ulaşmaları ve evrimlerinin sonunda çekimsel ışıma kararsızlığı ile bir kara delik oluşturmak için çökmeleridir (Iben 1963; Chandrasekhar 1964; Hosokawa ve diğ. 2012, 2013; Schleicher ve diğ. 2013; Latif ve diğ. 2013; Inayoshi ve diğ. 2014; Becerra ve diğ. 2015; Haemmerlé ve diğ. 2018a,b; Gieles ve diğ. 2018).

ÇBKY'lar küresel kümelerin yaşamlarında ve kimyasal evriminde de kritik bir rol oynamaktadırlar. Küresel kümelerdeki farklı popülasyonlar üzerindeki fotometrik ve tayfsal gözlemler, bunların basit yıldız popülasyonlarının aksine, çoklu yıldız popülasyonları olduklarını göstermiştir (Piotto ve diğ. 2007; Carretta ve diğ. 2010; Piotto ve diğ. 2015; Milone ve diğ. 2015; Soto ve diğ. 2017; Mészáros ve diğ. 2020). Çoklu yıldız popülasyonları olarak adlandırılan popülasyonlar (Bedin ve diğ. 2004), küresel kümelerin tayf verilerinden elde edilen N, Na, He, Al, C, O ve Mg gibi elementlerin korelasyonu ve anti-korelasyonları sayesinde çok tuhaf kimyasal özellikler sergilemektedir (Gratton ve diğ. 2001; Prantzos ve diğ. 2007; Denissenkov & Hartwick 2014; Denissenkov ve diğ. 2015; Charbonnel 2016; Prantzos ve diğ. 2017; Bastian & Lardo 2018; Gieles ve diğ. 2018). Çoklu yıldız popülasyonları, yaşlı, metalce zengin Galaktik açık bir küme dışında (NGC 6791/ Berkeley 46), yalnızca küresel kümelerde gözlenen popülasyonlardır (Pancino ve diğ. 2010; Geisler ve diğ. 2012; Bragaglia ve diğ. 2014). Tahmin edilebileceği gibi, birinci nesil yıldızlar, ilk oluştuğlarında küresel kümelerin kimyasal özelliklerini içerirken, ikinci nesil yıldızlar, birinci nesil yıldızlarla kirlenmiş malzemeleri içerir. Küresel kümelerin yaşı göz önüne alındığında birinci nesil

yıldızların sayısının az olduğu ve günümüzde küresel kümelerin çoğunun ikinci nesil yıldızları içerdiği söylenebilir (Charbonnel 2016; Bastian & Lardo 2018; Martins ve diğ. 2021).

3 Çok Büyük Kütleli Yıldızların Oluşumu ve Evrim Modelleri

Yıldız evrimi çalışmaları, tek yıldızların evrimlerinde başlangıç kütlelerine ve kimyasal yapılarına güçlü bir şekilde bağlı olduklarını bize göstermiştir (Koçak ve diğ. 2021). Ayrıca, yapılan çalışmalar, yıldızın iç yapısının, karışım uzunluğuna ve soğuk yıldız rüzgarları kaynaklı kütle kaybına (Meynet ve diğ. 1994; Vink 2022) büyük ölçüde bağlı olduğunu da göstermiştir. Yıldızın oluşumu sırasında maddenin toplanma oranı, yıldızın evriminde çok kritik bir rol oynar. Bu çalışmada da gösterdiğimiz üzere ÇBKY'ların oluşumu ve evrimi, öncelikle kütle toplanma hızına, kimyasal bileşime ve ayrıca enerji ve açısal momentum aktarımı gibi yıldızın diğer iç yapısına ilişkin fiziksel süreçlere kuvvetle bağlıdır.

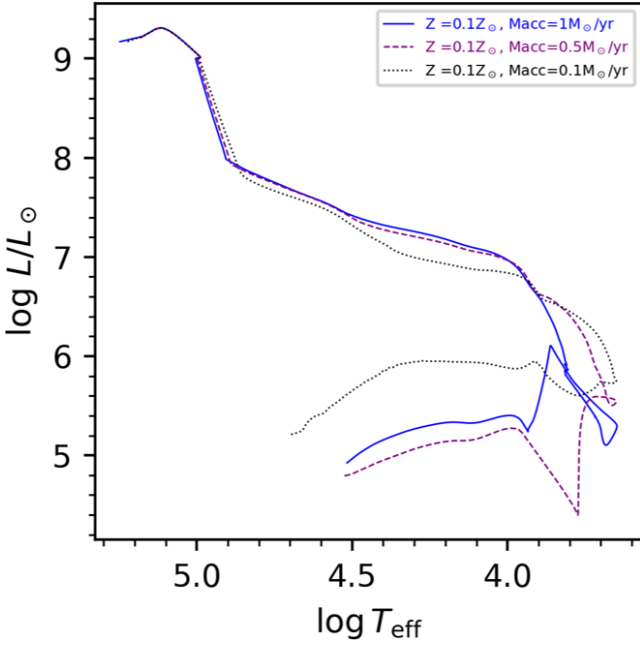
Bu çalışmada, farklı başlangıç kütleleri, kimyasal bolluklar, toplanma oranları ve farklı kütle kaybı mekanizmaları kullanılarak ZAMS ve TAMS arasında birçok model test edilmiştir. Yıldızın evrimi sırasında iç yapısında meydana gelen fiziksel süreçleri test etmenin en iyi yolu, onların sayısal modellerini yapmaktır. Bu çalışmada, MESA (Modules for Experiments in Stellar Astrophysics) yıldız evrim kodunu kullanarak ÇBKY'lara ilişkin evrim modelleri yapılmıştır (Paxton ve diğ. 2011, 2013).

Yeni elde ettiğimiz modellerde, 0.1, 0.3, 0.5, 1 M_{\odot}/y toplanma oranları ve 0.1, 0.5 ve 1 Z_{\odot} metal bollukları kullanılmıştır (Fragos ve diğ. 2023). Modellerin durma koşulunu merkezdeki hidrojen miktarının tükenmesiyle belirledik. Modellerde standart MLT kabul edildi ve "Cox" seçimi kullanıldı. "Dutch", "Vink" gibi farklı kütle kaybı mekanizmaları kullanarak yaptığımız modellere ek olarak Denklem 1'de verilen ve Gieles ve diğ. (2018) tarafından önerilen kütle kaybı oranı, MESA koduna eklenerek modeller yapıldı.

$$\dot{M}_{\text{ML}} = A \left(\frac{M_{\text{SMS}}}{100 M_{\odot}} \right)^{\eta} \quad (1)$$

Çalışmada MESA evrim kodu kullanılarak farklı başlangıç koşulları altında çok sayıda evrim modeli denenmiştir. Kullanılan kütle kaybı mekanizması için 0.5, 0.75 ve 1 olmak üzere üç farklı η parametresi denenmiştir. Modellerimizde farklı kimyasal ağlar kullanılmış, bazı elementler için korelasyonlar ve anti-korelasyonlar elde edilmiştir. Kullanılan yöntemler ve seçilen mekanizmalar ile ÇBKY'lar için beklenen fiziksel ve kimyasal değerlere ulaşılmıştır.

Yapılan modeller sonucunda elde edilen veri setleri Python programı ile yazdığımız çizim rutinleri kullanılarak görselleştirilmiş ve sonuçlar Şekil 1 ve Şekil 2'de gösterilmiştir. Madde toplanma oranının yıldızın evriminde ne derece önemli olduğunu Şekil 1'de verilen H-R diyagramı göstermektedir. Elde edilen H-R diyagramında aynı kimyasal bollukta (0.1 Z_{\odot}) farklı kütle toplanma oranları (0.1 M_{\odot}/y , 0.5 M_{\odot}/y ve 1 M_{\odot}/y) kullanılmıştır. Şekil 1'de mavi düz çizgi toplanma oranının 1 M_{\odot}/y olduğu model, mor kesikli çizgi toplanma oranının 0.5 M_{\odot}/y olduğu ve son olarak noktali siyah ile gösterilen model toplanma oranının 0.1 M_{\odot}/y olan modeli göstermektedir. Elde edilen modeller sırasında yıldızla ilişkin nükleer, Kelvin-Helmholtz (K-H) ve dinamik zaman ölçekleri ve Denklem 2,3



Şekil 1. Farklı kimyasal başlangıç koşulları ve farklı madde toplanma oranı $0.1 M_{\odot}/\text{yr}$, $0.5 M_{\odot}/\text{yr}$, $1 M_{\odot}/\text{yr}$ olan modellerden elde edilen sonuçların H-R evrim diyagramında gösterimi.

ile verilen Γ_1 ve Γ_2 değerleri de hesaplanmış ve çizimleri elde edilmiştir.

$$\Gamma_1 = \left(\frac{\partial \ln P}{\partial \ln \rho} \right)_{\text{ad}} = - \left(\frac{\partial \ln P}{\partial \ln V_{\rho}} \right)_{\text{ad}} \quad (2)$$

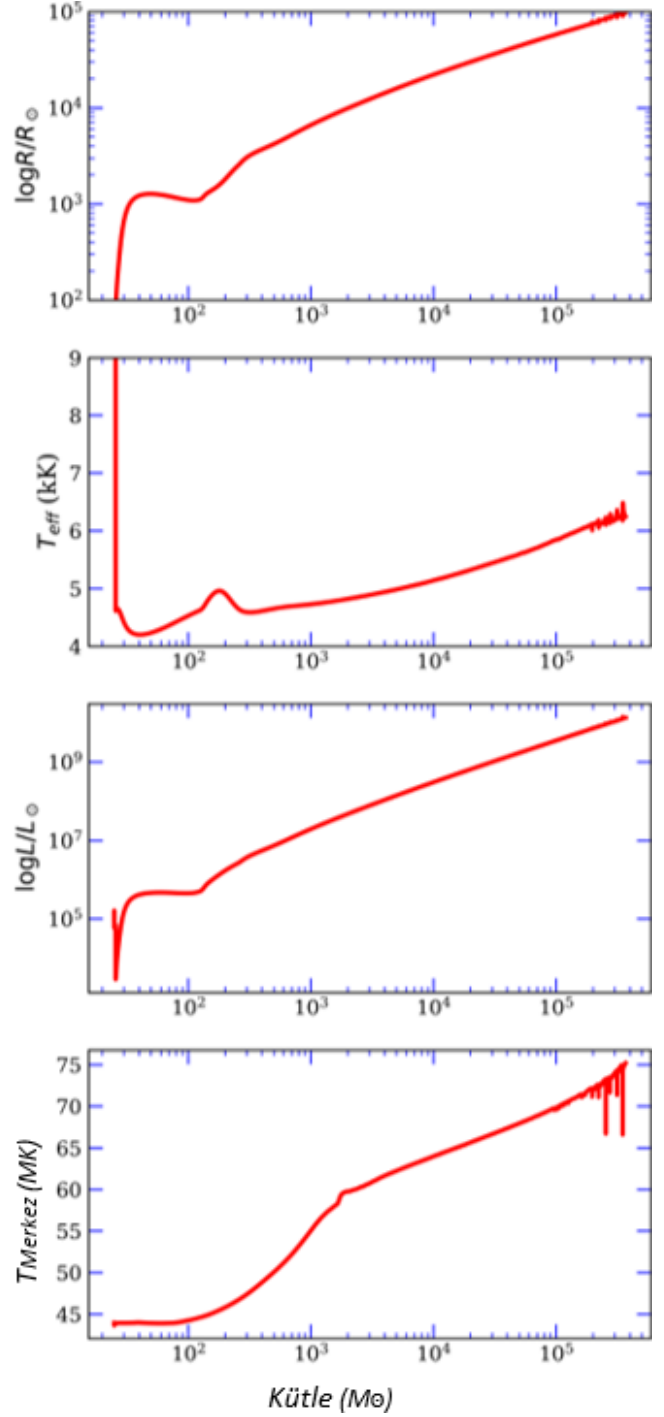
$$\Gamma_3 - 1 = \left(\frac{\partial \ln T}{\partial \ln \rho} \right)_{\text{ad}} = - \left(\frac{\partial \ln T}{\partial \ln V_{\rho}} \right)_{\text{ad}} \quad (3)$$

Denklem 2, 3 ile verilen adyabatik üsler bize yıldızın iç koşulları hakkında, birinci ve üçüncü adyabatik üsler bize basınç ve sıcaklığın nasıl etkili olduğu hakkında bilgi sunar. Bu sonuçlar doktora tez çalışmasının bir bölümü olarak detaylı bir şekilde Koçak (2023) çalışmasında sunulmuştur.

Şekil 2'de modellerin sonucunda elde edilen ÇBK Y'ın sahip olduğu kütle miktarına göre yarıçap (R), yüzey sıcaklığı (T_{eff}) ışıma (L) ve merkezi sıcaklık (T_{Merkez}) değişimi gösterilmiştir. Elde edilen modeller sonucunda yıldızın yarıçapının $10^5 R_{\odot}$ civarına ulaştığı, ışımasının ise $10^5 M_{\odot}$ 'e ulaştığı saptanmıştır. ÇBK Y'ın kütlelerinin $10^5 M_{\odot}$ olduğu mertebede merkezi sıcaklık 70 Milyon Kelvin (MK) üzerine çıkmaktadır. Bu sıcaklık küresel kümelerde görülen bazı element oluşumlarını açıklamak için yeterli miktarlardadır.

4 Sonuçlar ve Tartışmalar

Çok büyük kütleli yıldızların orta ve büyük kütleli kara deliklerin atası olma potansiyelinin yanısıra küresel kümelerdeki kimyasal tuhaflıkları açıklamak için iyi bir adaydır. Bu çalışmada, ÇBK Y'ların atalarını oluşturan ve ilkel-küresel kümelerin erken evriminde önemli bir rol oynayan ÇBK Y'ların MESA yıldız evrim kodunu kullanarak fiziksel ve kimyasal olarak evrimini inceledik. Çok büyük ve çok küçük kütlelerdeki madde toplanma oranlarında yıldızın modeli MESA kodu ile tamamlanamadı veya modelin bitmesi gereken zamandan çok daha önce tamamlandığı görülmüştür. Böylesi durumlarda da



Şekil 2. Yıldızın kütlelerinin, yarıçap, etkin sıcaklık, ışıma ve merkezi sıcaklığa göre değişimi.

beklenen kütle değerleri ve kimyasal element bolluk oranları elde edilemedi. En olası modelin, madde toplanma oranı $0.01 M_{\odot}/\text{yr}$ dan büyük olan modeller arasında olduğu tespit edildi. Burada tamamı verilememiş olmasına karşın elde edilen çok sayıda detaylı model sonuçları doktora tezinin bir bölümü olarak sunulmuştur (Koçak 2023).

Kütelleri $10^2 M_{\odot}$ ve $10^5 M_{\odot}$ arasında olan ÇBK Y'ların evrimi ile ilgili literatürde çok sayıda çalışma olmasına rağmen

henüz gözlemler yeterince yapılamadığı için onların oluşumu ve evrimi hakkındaki bilgilerimiz sadece teorik modellere dayanmaktadır. JWST gibi yüksek çözünürlüklü teleskoplar ile elde edilecek yüksek kaliteli gözlem sonuçları, ÇBK Y'lara ilişkin henüz açıklanmamış problemlere ışık tutacaktır. Sonraki çalışmalarımızda JWST'den gelecek bulguları da eklemeyi planlamaktayız. Modellerimiz sonucunda yıldızın ulaştığı merkezi sıcaklıklarda magnezyum (Mg), alüminyum (Al) ve sodyum (Na) gibi elementlerin oluşumu göz önüne alındığında ^{26}Al elementinin bu sıcaklık civarında (75 MK) arttığı ^{24}Mg elementinin ise azaldığı tespit edilmiştir (Koçak 2023).

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK 117F188 ve 119F077 nolu projeler tarafından desteklenmektedir. TÜBİTAK 2211C, 2211A nolu burs programları ve COST CA16104 projesi desteğinden dolayı teşekkür ederim. Bilimsel ziyaret süresince desteklerinden dolayı Cenevre Gözlemevi (Université de Genève) çalışanlarına ve katkılarından dolayı Corinne Charbonnel ve Tassos Fragos'a teşekkür ederim.

Kaynaklar

- Bastian N., Lardo C., 2018, *ARA&A*, 56, 83
 Becerra F., Greif T. H., Springel V., Hernquist L. E., 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 446, 2380
 Bedin L. R., Piotto G., Anderson J., Cassisi S., King I. R., Momany Y., Carraro G., 2004, *ApJ*, 605, L125
 Begelman M. C., 2010, *MNRAS*, 402, 673
 Bragaglia A., Sneden C., Carretta E., Gratton R. G., Lucatello S., Bernath P. F., Brooke J. S. A., Ram R. S., 2014, *ApJ*, 796, 68
 Carretta E., Bragaglia A., Gratton R. G., Recio-Blanco A., Lucatello S., D'Orazi V., Cassisi S., 2010, *A&A*, 516, A55
 Chandrasekhar S., 1964, *ApJ*, 140, 417
 Charbonnel C., 2016, in EAS Publications Series. pp 177–226 ([arXiv:1611.08855](https://arxiv.org/abs/1611.08855)), doi:10.1051/eas/1680006
 Denissenkov P. A., Hartwick F. D. A., 2014, *MNRAS*, 437, L21
 Denissenkov P. A., VandenBerg D. A., Hartwick F. D. A., Herwig F., Weiss A., Paxton B., 2015, *MNRAS*, 448, 3314
 Ferrara A., Salvadori S., Yue B., Schleicher D., 2014, *MNRAS*, 443, 2410
 Fragos T., ve diğ., 2023, *ApJS*, 264, 45
 Geisler D., Villanova S., Carraro G., Pilachowski C., Cummings J., Johnson C. I., Bresolin F., 2012, *ApJ*, 756, L40
 Gieles M., ve diğ., 2018, *MNRAS*, 478, 2461
 Gratton R. G., ve diğ., 2001, *A&A*, 369, 87
 Haemmerlé L., Woods T. E., Klessen R. S., Heger A., Whalen D. J., 2018a, *ApJ*, 853, L3
 Haemmerlé L., Woods T. E., Klessen R. S., Heger A., Whalen D. J., 2018b, *ApJ*, 853, L3
 Haemmerlé L., Meynet G., Mayer L., Klessen R. S., Woods T. E., Heger A., 2019, *A&A*, 632, L2
 Hosokawa T., Omukai K., Yorke H. W., 2012, *ApJ*, 756, 93
 Hosokawa T., Yorke H. W., Inayoshi K., Omukai K., Yoshida N., 2013, *ApJ*, 778, 178
 Iben Icko J., 1963, *ApJ*, 138, 1090
 Ilie C., Freese K., Valluri M., Iliev I. T., Shapiro P. R., 2012, *MNRAS*, 422, 2164
 Inayoshi K., Omukai K., 2012, *MNRAS*, 422, 2539
 Inayoshi K., Omukai K., Tasker E., 2014, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 445, L109
 Koçak D., 2023, PhD thesis, Ege Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Doktora Tezi
 Koçak D., İçli T., Yakut K., 2020, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 50, 508

- Koçak D., Yakut K., Southworth J., Eggleton P. P., İçli T., Tout C. A., Bloemen S., 2021, *ApJ*, 910, 111
 Latif M. A., Schleicher D. R. G., Schmidt W., Niemeyer J. C., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 436, 2989
 Martins F., Chantreau W., Charbonnel C., 2021, preprint, ([arXiv:2104.13988](https://arxiv.org/abs/2104.13988)), ADS
 Mészáros S., ve diğ., 2020, *MNRAS*, 492, 1641
 Meynet G., Maeder A., Schaller G., Schaerer D., Charbonnel C., 1994, *A&AS*, 103, 97, ADS
 Mezcuca M., 2017, *International Journal of Modern Physics D*, 26, 1730021
 Milone A. P., ve diğ., 2015, *ApJ*, 808, 51
 Pancino E., Rejkuba M., Zoccali M., Carrera R., 2010, *A&A*, 524, A44
 Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, *ApJS*, 192, 3
 Paxton B., ve diğ., 2013, *ApJS*, 208, 4
 Piotto G., ve diğ., 2007, *ApJ*, 661, L53
 Piotto G., ve diğ., 2015, *AJ*, 149, 91
 Prantzos N., Charbonnel C., Iliadis C., 2007, *A&A*, 470, 179
 Prantzos N., Charbonnel C., Iliadis C., 2017, *A&A*, 608, A28
 Rees M. J., 1984, *ARA&A*, 22, 471
 Reinoso B., Schleicher D. R. G., Fellhauer M., Klessen R. S., Boekholt T. C. N., 2018, *A&A*, 614, A14
 Schleicher D. R. G., Palla F., Ferrara A., Galli D., Latif M., 2013, *A&A*, 558, A59
 Shibata M., Shapiro S. L., 2002, *ApJ*, 572, L39
 Soto M., ve diğ., 2017, *AJ*, 153, 19
 Surace M., ve diğ., 2018, *ApJ*, 869, L39
 Trinca A., Schneider R., Maiolino R., Valiante R., Graziani L., Volonteri M., 2022, preprint, ([arXiv:2211.01389](https://arxiv.org/abs/2211.01389)), ADS
 Vink J. S., 2022, *ARA&A*, 60, 203
 Volonteri M., 2010, *A&ARv*, 18, 279
 Wang L., ve diğ., 2017, preprint, ([arXiv:1710.07005](https://arxiv.org/abs/1710.07005)), ADS
 Woods T. E., ve diğ., 2019, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 36, e027
 Çokluk K. A., Koçak D., İçli T., Karaköse S., Üstündağ S., Yakut K., 2019, *MNRAS*, 488, 4520

Access:

M23-0362: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Uzay ve Yeryüzü Konuşlu Işıkkölçüm ve Tayfsal Gözlemlerle RV Tauri Türü DF Cyg'nin Doğası

Cenk Kayhan¹  , Ahmet Dervişoğlu² , Timur Şahin³ 

¹ *Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Erciyes Üniversitesi, 38030, Kayseri, Türkiye*

² *Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Atatürk Üniversitesi, 25240, Erzurum, Türkiye*

³ *Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Fen Fakültesi, Akdeniz Üniversitesi, 07058, Antalya, Türkiye*

Accepted: December 11, 2022. Revised: November 11, 2022. Received: November 5, 2022.

Özet

DF Cyg, uzay ışıkölçüm ile uzun süreli gözlenen birkaç RV Tauri yıldızından biridir. Bu çalışma kapsamında DF Cyg'nin hala tam olarak anlaşılammış değişim doğası hem tayfsal hem de ışıkölçüm verileri yardımı ile araştırıldı. Yıldızın TESS ışıkölçüm gözlemleri ilk kez bu çalışma kapsamında analiz edildi. TESS ve *Kepler* verileri, yer tabanlı ışıkölçüm verileri ile birleştirilerek yıldızın, hem uzun dönemli (~770 gün) hem de ışık eğrisinde yer alan, birbirini takip eden, derin ve sığ minimumlarına sahip kısa dönemli (~50 gün) değişim doğası incelendi. DF Cyg'nin dönem analizi sonucunda 30'a yakın zonklama frekansı saptanarak ikinci bileşene ait bulgular fark edildi. Bunların yanı sıra DF Cyg için McDonald teleskobu ve Sandiford tayfçekeri ile elde edilen echelle tayflar, MCMC yöntemiyle yıldızın zonklama evresine bağlı model parametre ve dikine hız değerlerinin tespitinde kullanıldı.

Abstract

DF Cyg is one of the few RV Tauri stars that has been observed for long periods with space photometry. In this study, we investigate the still poorly understood variation nature of DF Cyg using both spectroscopic and photometric observations. TESS photometric data of the star were analysed for the first time in this study. By combining TESS and *Kepler* data with ground-based photometric data, both the long-period (~770 days) and the short-period (~50 days) variation nature of the star, with alternating deep and shallow minima in the light curve, were analysed. As a result of the period analysis of DF Cyg, nearly 30 pulsation frequencies were detected and findings belonging to the second component were noticed. In addition, the echelle spectra obtained for DF Cyg with Sandiford Cassegrain echelle spectrograph and McDonald telescope were used to determine the model parameter and radial velocity values depending on the pulsation phase of the star using the MCMC method.

Anahtar Kelimeler: stars: variables: RV Tauri – stars: AGB and post-AGB – stars: individual: DF Cyg

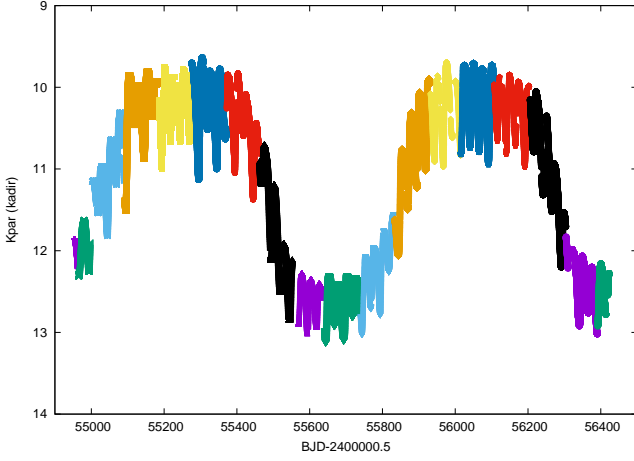
1 Giriş

RV Tauri türü yıldızlar evrimlerinin son aşamalarına gelen AGB ötesi süperdevlerdir (Jura 1986; Zsoldos 1998; Wallerstein 2002; Manick ve diğ. 2018). Çapsal doğrultuda zonklama sergileyen bu yıldızlar, en yüksek ışıtmalı grubu temsil eder. Uzun dönemlerinden dolayı Tür II Cepheid ($P > 20$ gün) alt sınıfında yer alır (Preston ve diğ. 1963; Alcock ve diğ. 1998). RV Tau değişenlerinin iki alt türü vardır: 1) RVb yıldızları zonklamalarının en üstünde ortalama parlaklıkta uzun dönemli yüksek genlikli değişim gösterir. 2) RVa türü ise bu tür özellik göstermeyenlerdir (Gehrz 1972; Zsoldos 1991). Uzun dönemli değişimleri saymazsak RVb ve RVa yıldızlarının ışık eğrileri birbirine benzerdir. Bu farklılık bilinse de RVb türüne ait ikincil ışık değişiminin kaynağı henüz bilinmemektedir (Gezer ve diğ. 2015; Kiss & Bódi 2017). Fokin (1994) bu değişimin yıldızın zonklaması ya da herhangi bir ısıl kararsızlıktan meydana geldiğini önerir. Daha güncel çalışmalar ise RVb olayının çift olma durumundan ortaya çıktığını önerir (Manick ve diğ. 2017; Vega ve diğ. 2021). Burada ortalama parlaklığın dönemsel olarak değişimi yıldızın etrafını saran bir disk ya da bir bileşen tarafından örtülme sonucu meydana geldiği tartışılır (Van

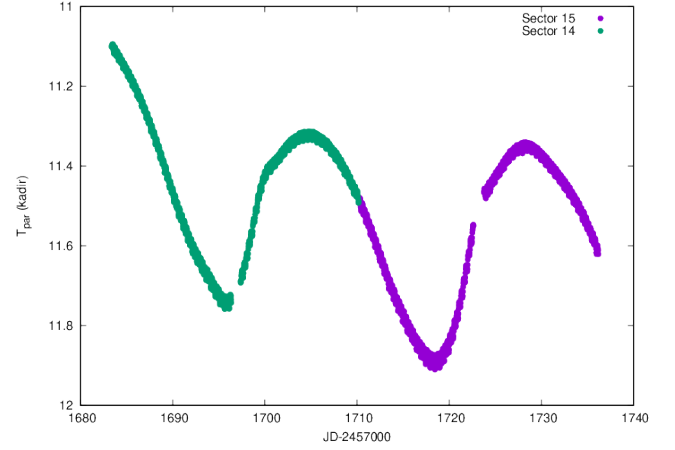
Winckel ve diğ. 1999). Bileşenler arası etkileşimin de önerildiği çalışmalar da mevcuttur (Pollard ve diğ. 1996). RV Tauri türü değişenler aynı zamanda kaotik dinamik özelliklere sahiptir. Ancak bu olayların gözlemsel kanıtlarını bulmak genellikle zordur (Percy 2015). Ayrıca RV Tauri değişenlerin düşük ışıtmalı sergileyenler RGB evresinden henüz evrimleşmiş olurken yüksek ışıtmalıların ise AGB evresinden evrimleştiği post-AGB türleri olduğu da tartışılmaktadır (Giridhar 2020).

RV Tauri türü yıldızların, tayfsal ve ışıkölçüm verilerinin birlikte kullanılmasıyla bu yıldızların doğasının daha iyi anlaşılacağı düşünülmektedir. Bu nedenle bu çalışma kapsamında tayf ve ışıkölçüm verisi açısından zengin bir RV Tauri türü olan DF Cyg yıldızı üzerine odaklanılmıştır. DF Cygni yıldızı, RVb sınıfında yer alan tayfsal enerji dağılımında geniş bir kırmızıöte artığı bulunan ve bu nedenle de durgun bir toz ile etrafı çevrelediği düşünülen bir sistemdir (Van Winckel 2018). DF Cygni, büyük genlikli zonklama gösteren bir yıldız olup 49.4 günlük bir birincil ve 775 günlük bir ikincil döneme sahiptir (Howard 1989). Bódi ve diğ. (2016), DF Cygni'ye ait 4 yıllık *Kepler* verisini inceleyerek birincil dönemi 49.85 gün, ikincil dönemi ise 779.606 gün olarak önceki çalışmalardan daha duyarlı olarak bulmuştur. Vega ve diğ. (2017) ise ikincil dönemin kaynağını araştırarak, uzun dönemin toz diskten veya çift yıldız kaynaklı olabileceğini önermiştir.

* cenkkayhan@erciyes.edu.tr



Şekil 1. DF Cyg'nin *Kepler* ışık eğrisi. Buradaki her renk farklı bir çeyreği ifade etmektedir. Oldukça uzun dönemli veri sayesinde uzun dönemli ve kısa dönemli değişimler bir arada görülebilmektedir.



Şekil 2. DF Cyg'nin TESS ışık eğrisi. Yeşil renk Sektör 14, mor renk ise Sektör 15'i temsil etmektedir. Teleskoptaki aletsel etkilerden dolayı verinin bir kısmında kayıplar olmuş ve bunlar grafikte veri boşlukları biçiminde görünmektedir.

Manick ve diğ. (2019), DF Cygni'nin ~ 3000 günlük bir zaman aralığında (Temmuz 2009-Mart 2018) HERMES tayfçekeri ile elde edilen yüksek çözünürlüklü (~ 85000 Å) tayflarını (83 tane) kullanarak tayfsal bir uzun dönem keşfetti. Bu tayfsal uzun dönem ışıkölçüm gözlemleri ile elde edilen oldukça uyumlu olup DF Cygni'nin çift sistem olduğu yönünde önemli bir gösterge niteliği taşımaktadır. Bu nedenle düşük ışıtmaya sahip DF Cygni'nin post-RGB bir çift olduğu Manick ve diğ. (2019) tarafından önerildi.

Yukarıdaki bulgular ışığında bu çalışmada DF Cyg'ye ait uzun ve kısa dönemli ışıkölçüm ve tayf verileri kullanarak yıldızın doğası ve yapısı üzerine bir araştırma yapıldı. Gözlem verileri ve bu verilerin analizi Ş2'de, elde edilen bulgular ise Ş3'de, sonuçlar ise Ş4'te sunulmaktadır.

2 Gözlem Verileri ve Analizi

2.1 Tayfsal Veriler ve Analizi

DF Cyg'nin tayf verileri McDonald Gözlemevi'nde 2.1 mlik Otto Struve Teleskobu ve yüksek çözünürlüklü ($R \approx 55000$) Sandiford echelle tayf çekeri yardımıyla elde edildi. Kullanılan echelle tayfları son derece sınırlı bir dalgaboyu aralığında (4800–5600 Å) olup yüksek bir tayfsal çözünürlük ve sinyal/gürültü oranına sahiptir. 2008 yılında DF Cygni için elde edilen tayflar; 16 Eylül'de bir adet, 18 Eylül'de bir adet, 19 Ekim'de bir adet ve 16 Kasım'da bir adet olmak üzere toplamda 4 adettir. Bu tayflardan ikisi DF Cygni'nin birincil yani zonklama dönemine denk gelmektedir. Diğer ikisi ise zonklama dönemi dışında kalmaktadır. Tayfların alındığı tarihler, zonklamaya göre evreleri ve dikine hız ölçümleri (km s^{-1}) Çizelge 1'de sunulmaktadır.

Elde edilen tayflar IRAF kodu ile indirgendikten sonra ispec kodu (Blanco-Cuaresma 2019) ile de temel parametrelerin elde edilmesi için MCMC yöntemi (Foreman-Mackey ve diğ. 2013) ile analiz edildi. Bu yöntem uygulanırken her bir tayf için 64 walker ile 200000 iterasyon yapıldı. Ayrıca zonklama evrelerine denk gelen tayflardaki çizgi bozulmalarının incelenmesi için tayf çizgilerindeki kaymalar kontrol edilerek her bir tayfın CCF ölçümleri (Allende Prieto 2007) yapıldı.

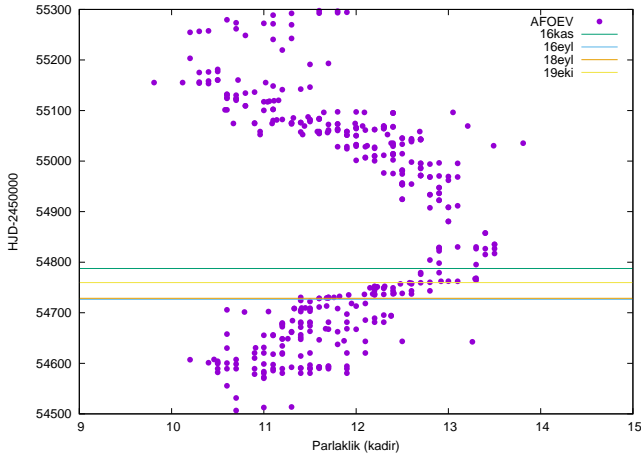
Çizelge 1. DF Cyg'ye ait McDonald Gözlemevi'nden alınan tayfların gözlem tarihi, zonklama evresi ve dikine hız değerleri sunulmaktadır. Zonklama evresi hesaplanırken minimum zamanı $T_0 = 2454293.331$ (HJD) ve zonklama dönemi $P_{\text{zonk}} = 24.9$ gün alındı.

Tarih	Zonklama Evresi	Dikine hız (km s^{-1})
16 Eylül 2008	0.3	-40.3
18 Eylül 2008	0.4	-38.0
19 Ekim 2008	0.7	-3.5
16 Kasım 2008	0.8	1.1

2.2 Işıkölçüm Verileri ve Analizi

DF Cygni'ye ait uzun ve kısa dönemli ışıkölçüm verileri yerkonuşlu ve uzaykonuşlu teleskoplarda yer almaktadır. Bu ışıkölçüm verilerinden AAVSO (Kafka 2020) ve AFOEV (Schweitzer & Vialle 1993) verileri en uzun döneme sahip olanlardır. Ancak bu veriler, veri setindeki diğer verilerden daha az duyarlı (0.5 kadir) ışıkölçüm verileridir. AAVSO ve AFOEV verileri, sırasıyla, 1968–2022 ve 1927–2020 yılları arasında kapsamaktadır. Ancak bu veriler ayrıntılı incelendiğinde dönem boşlukları fark edilmiştir. Bu nedenle veriler bir yıllık, üç yıllık ve beş yıllık olarak veri gruplarına ayrılarak incelenmiştir. DF Cyg'ye ait yeryüzünden yapılan ışıkölçüm gözlem verileri SuperWASP, ASAS ve ASAS-SN veritabanlarında da yer almaktadır. Bunlar arasından DF Cygni'ye ait SuperWASP gözlemleri (Pollacco ve diğ. 2006) 2006–2007 yılları arasında 4400 veri noktasından oluşurken, ASAS (Pigulski ve diğ. 2009) 2006–2007 ve ASAS-SN (Pawlak ve diğ. 2019) 2015–2017 yıllarını içeren 4500 veri noktasına sahiptir.

DF Cygni (KIC 7466053), *Kepler*'in (Borucki ve diğ. 2004) gözlem bölgesinde yer alan nadir RV Tauri türü yıldızlardan biri olup, yıldıza ait *Kepler* verileri toplamda 17 çeyrek zaman dilimindedir. Şekil 1'de DF Cygni'ye ait *Kepler* ışık eğrisi gösterilmektedir. TESS teleskobu (Ricker ve diğ. 2014) ise DF Cygni'yi (TIC 272951532) Sektör 14 ve 15 alanlarında gözledi ve yaklaşık 60 günlük bir hızlı ışıkölçüm verisine sahiptir (Şekil 2).



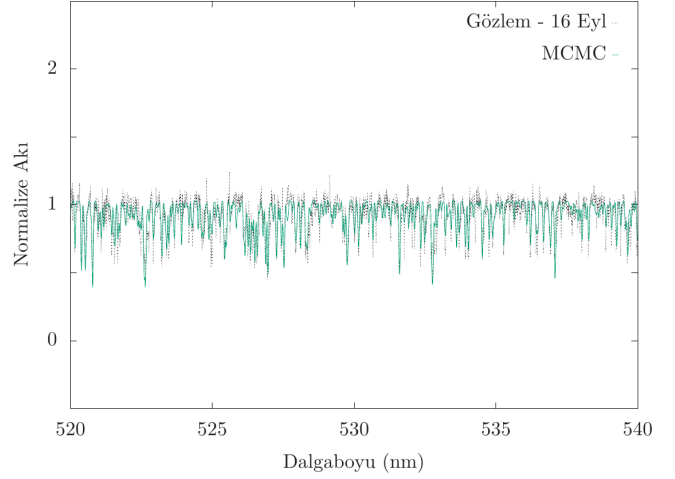
Şekil 3. DF Cyg'nin AFOEV ışık eğrisi üzerinde alınan McDonald tayflarının uzun ve kısa dönemli döneme göre kıyaslanması. Mor renkli noktalar AFOEV verilerini, yeşil, mavi, turuncu ve sarı çizgiler sırasıyla 16 Kasım, 16 Eylül, 18 Eylül ve 19 Ekim tarihlerinde alınan tayfları temsil etmektedir. Tayflar uzun dönem açısından sönümlenme evresine doğru giden bir evre aralığında alınmış olarak görülmektedir.

Bu çalışma kapsamında *Kepler* ve TESS'ten alınan veriler iki ayrı grupta incelendi. *Kepler* verileri için öncelikle her bir "çeyrek" tek tek birbirinden bağımsız olarak $\epsilon\text{-leanor}$ kodu (Feinstein ve diğ., 2019) kullanılarak ışıkölçüm indirilmesi yapıldı. Bu indirgeme aşamasında yıldız dışında kalan ardalın ışık katkıları ve yıldızla ilgili olmayan kozmik ışın ile uzay aracının yörünge kararsızlıklarından dolayı ortaya çıkan yan etkiler temizlendi. Ayrıca CCD üzerinde özel bir maske oluşturularak yıldızdan gelen akı doğrudan ölçüldü. Daha sonra her bir çeyrekte elde edilen değerlerin karşılaştırılması ve olası indirgeme hatalarının giderilmesi için birleştirilerek toplu bir biçimde incelendi. Tüm bunların sonucunda *Kepler* gözlemi sayesinde DF Cygni yıldızına ait yüksek duyarlılıklı (ppm düzeyinde) ve uzun dönemli (~ 1500 günlük) ışıkölçüm verisi elde edildi. Bu veri sayısal olarak 65000'den fazla veri noktası içerirken ortalama zaman çözünürlüğü ~ 30 dk'dır. *Kepler* verisi ile yapılan çalışmaya benzer olarak daha kısa poz süreleri ve farklı dalgaboyunda yapılan Sektör 14 ve 15 TESS gözlemlerinin ışıkölçüm indirilmesi de yapıldı. *Kepler* indirgesinden farklı olarak TESS gözleminde yıldızın yakınında başka bir gök cisimi daha saptandığı için bu cisimden sızan ışık daha dar bir maske ile arındırıldı. DF Cyg'nin indirgeme sonucunda elde edilen TESS ışık eğrisi Şekil 2'de yer almaktadır. TESS'deki aletsel etkilerden dolayı verinin bir kısmında kayıplar vardır ve bunlar Şekil 2'de veri boşlukları biçiminde gözükmemektedir.

Işık eğrileri elde edildikten sonra DF Cygni'ye ait tüm ışıkölçüm verileri kendi içlerinde değerlendirilerek Lomb-Scargle yöntemi (Lomb 1976; Scargle 1982) ile dönem değişimi analiz edildi. İlk olarak literatürde sunulan zonklama dönemi ve uzun dönem bakımından dönem aralıkları arasında inceleme yapıldı.

3 Bulgular

Tayfsal analiz sonucunda her bir tayf sonucunda elde edilen tüm sonuçlar kendi içerisinde kıyaslanarak tayfsal parametreler arasındaki değişim ile zonklama dönemi arasındaki ilişki ortaya çıkarıldı. Şekil 3'de DF Cygni'ye ait AFOEV ışıkölçüm verisi ve

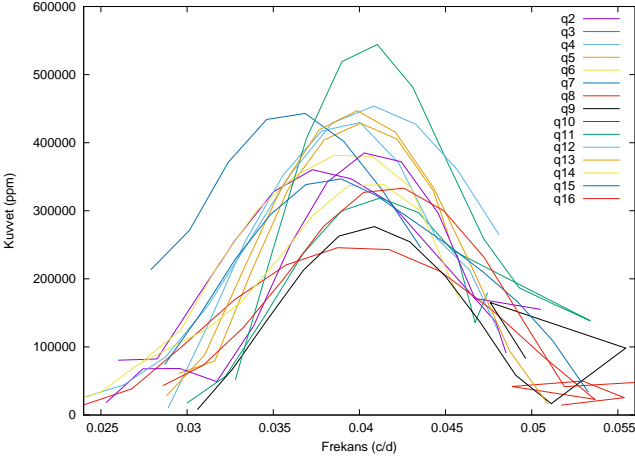


Şekil 4. DF Cyg'nin 16 Eylül 2008 tarihli gözlem (kesikli siyah çizgi) ve MCMC model (yeşil düz çizgi) tayfının 520-540 nm aralığı normalize akı biçiminde gösterilmektedir. Model tayfının gözlem tayfını iyi bir biçimde temsil ettiği şekilden rahatlıkla görülmektedir.

McDonald tayf verileri görülmektedir. Bu çalışma kapsamında uzun ve kısa dönemli ışık değişiminin tayfsal parametreler etkisi de incelendi. Tayfsal parametrelerin yanı sıra tayf çizgisindeki kaymalar da kontrol edildi. Her bir tayf için ayrı ayrı CCF ölçümü yapıldı. Elde edilen sonuçlara göre zonklama dönemi içerisinde kalan tayflarla zonklama evresi dışında olanlar arasında CCF eğrisinde ikili yapı şeklinde birtakım bozulmalar fark edildi. Bu bulgular sonucunda bu yapı, RV Tau türü yıldızlarda karşılaşılan ve zonklama ile üretilen "şok" yapısının kısa dönemli değişimle ilişki olduğu fark edildi. Aynı zamanda bu analiz sonucunda zonklama genliği ile "şok" yapısı arasında bir ilişkinin olabileceğine dair ön bulgular elde edildi. Söz konusu ilişkiye dair ön bulgular, Çizelge 1'de verilen ve zonklama evresine karşılık gelen tayfların incelenmesiyle ortaya çıkarıldı. Ancak yeterli tayf verisi olmadığından net bir bulgudan bahsetmek henüz olası değildir. DF Cygni'ye ait her bir tayf gözlemi MCMC yöntemiyle analiz edilerek yıldızın tayfsal parametreleri; $T_{\text{eff}}=5220\pm 300$ K, $\log g=2.01\pm 0.93$ dex, $[M/H]=-0.37\pm 0.35$ dex bulundu. Şekil 4'de MCMC yöntemiyle analiz edilen 16 Eylül 2008 tarihli gözlem ve model tayfı bir arada çizilmiştir. Model tayfının gözlem tayfını iyi bir biçimde temsil ettiği şekilden rahatlıkla görülmektedir.

Işıkölçüm verilerinden analiz edilen *Kepler* verilerinin ayrıntılı Fourier dizileri ortaya çıkarılarak DF Cyg'nin zonklama dönemi 49.85 gün olarak belirlendi (Şekil 5). Temel zonklama döneminin birçok alt harmoniği ($f/2, 2f, 3/2f, f/4, f/3, 3f, 5/4f, 4f, 5/2f, 7/2f, 5f$ ve $6f$) de *Kepler* verilerinden bulunarak DF Cygni'nin zonklamasının doğrusal olmayan güçlü etkilerden kaynaklandığı görüldü. Şekil 5'de DF Cyg'nin *Kepler* verilerinden her bir çeyrek ($Q2 - Q16$) için elde edilen temel frekanslar kuvvet tayfında gösterilmektedir. Ayrıca ~ 785 günlük bir dönem *Kepler* verilerinde de bulundu (Şekil 1). Bu dönemin yıldızla ait yörünge dönemi olabileceğinden şüphelenildi. Aynı zamanda ortalama akıda belirgin bir düşmenin bu döneme eşlik ettiği de saptandı.

TESS verilerinden ise DF Cygni'ye ait toplamda 11 temel ve harmonik zonklama frekansı saptandı. Tüm bunların yanı



Şekil 5. DF Cyg'nin *Kepler* verilerinden herbir çeyrek (Q2-Q16) için elde edilen temel frekansın kuvvet tayfında gösterimi.

sıra sadece Sektör 15 gözleminde elde edilen kuvvet tayfında *Kepler* gözleminde farklı olarak 0.25, 4, 4.12, 4.53 ve 8 (c/d) frekansları yüksek genlikli olarak saptandı. Elde edilen frekanslardan 0.25 (c/d) olan sinyal/gürültü oranı diğerlerine göre 4 kat yüksek olduğundan kuvvet tayfından en büyük genlikli frekans (ν_{\max}) 46.5 μHz olarak ölçüldü. Ancak yeterli veri olmadığından frekanslar arasındaki büyük ayrıma ($\Delta\nu$) belirlenemedi. Bu nedenle *Stello ve diğ. (2009)* türettiği ν_{\max} - $\Delta\nu$ ilişkisi (Eş. 1) DF Cyg için kullanılarak 5.6 μHz olarak kuramsal bir $\Delta\nu$ hesaplandı:

$$\Delta\nu = 0.3\nu_{\max}^{0.8}. \quad (1)$$

DF Cygni'ye ait yıldız sismolojisi yöntemi ile elde edilen sismik nicelikler (ν_{\max} ve $\Delta\nu$) yıldız sismolojisi ölçeklendirme ilişkisinde (*Ulrich 1986; Kjeldsen & Bedding 1995*) kullanılarak Eş. 2 ve 3 yardımıyla yıldızın ait sismik kütle M_{sis} ve sismik yarıçap R_{sis} hesaplandı.

$$\frac{M_{\text{sis}}}{M_{\odot}} = \left(\frac{\nu_{\max}}{\nu_{\max,\odot}} \right)^3 \left(\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_{\odot}} \right)^{-4} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff},\odot}} \right)^{1.5}, \quad (2)$$

$$\frac{R_{\text{sis}}}{R_{\odot}} = \left(\frac{\nu_{\max}}{\nu_{\max,\odot}} \right) \left(\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_{\odot}} \right)^{-2} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff},\odot}} \right)^{0.5}. \quad (3)$$

Ölçeklendirme ilişkisinde T_{eff} için *Yu ve diğ. (2018)*, Güneş değerleri için ise *Mosser ve diğ. (2013)* değerleri kullanıldı. Buradan M_{sis} ve R_{sis} , sırasıyla, 0.95 M_{\odot} ve 8.30 R_{\odot} olarak elde edildi.

Yeryüzünden yapılan ışıkölçüm verileri (AFOEV, AAVSO, SuperWASP ve ASAS ile ASAS-SN) incelendiğinde ise DF Cygni ile ilgili uzun dönem V süzgecinde 780.2 günlük bir dönem bulundu. Bunun yanı sıra temel mod ($f=49.8$ gün) ve temel mod üzerine onun harmoniği olan ($f/2$ ve $2f$) alt dönemleri saptandı. Böylece bu çalışma kapsamında yeryüzü ve uzay ışıkölçüm verilerinin dönem analizi sonucunda DF Cygni'ye ait 30'a yakın zonklama frekansı belirlendi.

4 Sonuç

Uzun dönemli gözlemler sayesinde (AFOEV: 93 yıl, AAVSO: 52 yıl, *Kepler*: 4 yıl, SuperWASP: 2 yıl, ASAS-SN: 2 yıl) RVb türü zonklayan süperdev DF Cygni'nin kaotik yapısına ait izler bu çalışma kapsamında araştırıldı. Çalışma

kapsamında yıldızın ışık eğrilerinin dönem analizi yöntemiyle yıldız zonklamasını sağlayan dinamiklerin niceliksel özelliklerine bakıldı. İkincil olarak uzun dönemli değişim yani RVb olayı gözlemlerden arındırılarak DF Cyg'ye ait zonklama davranışı araştırılarak temel mod ve onun harmonikleri türetildi. Bu çalışma kapsamında incelenen DF Cygni yıldızı RVb sınıfından olup yeryüzünden (AFOEV, AAVSO, SuperWASP ve ASAS ile ASAS-SN) ve uzaydan (*Kepler* ve TESS) yapılan gözlemlerle zonklama dönemi 49.85 gün, uzun dönemli değişimi ise 769.7 gün olarak belirlendi. Buna ek olarak DF Cyg, uzaydan devamlı gözlemi yapılan birkaç RV Tauri türü yıldızdan biridir. Bu uzun dönemli gözlem verileri kullanılarak yıldızın uzun dönemli minimum akıdaki değişiminin hem zonklama genliklerinde hem de ortalama parlaklıkta düşüşe neden olduğu fark edildi. Bu durumun disk örtülmesi ile güçlü bir ilişkisi olabileceği üzerinde duruldu ancak kesin karar vermek için daha fazla gözleme ihtiyaç olduğuna karar verildi.

Yıldız evriminin post-AGB evresinde bulunan RV Tauri türü yıldızların zonklama doğasının anlaşılması ancak günümüzde görev alan *Kepler* ve TESS gibi yüksek duyarlılıklı ışıkölçüm gözlemleri sayesinde gerçekleşmiştir. Işıkölçüm verilerinin sağladığı olanaklar yıldız sismolojisi yönteminin geliştirdiği kuramsal çalışmalarla birleştirildiğinde zonklama özelliklerinin saptanması ve sınıflandırılması bu çalışma ile mümkün oldu. Dönem analizi sonucunda TESS verilerinden elde edilen yıldız sismik nicelikleri kullanılarak M_{sis} ve R_{sis} , sırasıyla, 0.95 M_{\odot} ve 8.30 R_{\odot} olarak elde edildi. Bu değerlerin yoldaş yıldızın ait olabileceğinden şüphelenilmektedir. Bu durumda şüphesiz TESS Sektör 15 gözleminin 2-dakika durgu (*cadence*) ile yapılmasının etkisi büyüktür. Bu açıdan yıldızla ilgili ilk defa böyle bir duyarlılıkta bir gözlem ve analiz yapıldı.

DF Cygni'ye ait herbir tayf gözlemi MCMC yöntemiyle analiz edilerek yıldızın tayfsal parametreleri; $T_{\text{eff}}=5220\pm 300$ K, $\log g=2.01\pm 0.93$ dex, $[M/H]=-0.37\pm 0.35$ dex bulundu. Aynı zamanda bu analiz sonucunda zonklama genliği ile "şok" yapısı arasında bir ilişkinin olabileceğine dair ön bulgular elde edildi. Söz konusu ilişkiye dair ön bulgular, Çizelge 1'de verilen ve zonklama evresine karşılık gelen tayfların incelenmesiyle ortaya çıkarıldı. Ancak yeterli tayf verisi olmadığından net bir bulgudan bahsetmek henüz olası değildir. Bunun için DF Cyg'nin daha fazla tayf gözlemine ihtiyaç vardır.

Uzun dönemli değişimin nedeni DF Cygni'nin çift olması ya da bir disk tarafından örtülmesi düşünüldüğünden yukarıda da söz edildiği üzere bu tür değişimlerin duyarlı bir biçimde saptanması ve analizi oldukça önemlidir. Eğer disk varsayımı doğruysa bu değişim, diskten kaynaklı sönümlenme meydana getirir. Bu durum DF Cygni'de gözlenmiştir. Diğer yandan uzun dönemli bir dönemin elde edilmesi ve yıldız sismolojisinden yoldaş bileşene dair bulgular çift olma durumuna işaret etmektedir. Bu tür değerlendirmelerin netleşmesi için oldukça uzun dönemli ışıkölçüm ve tayf verilerine ihtiyaç olduğu görülmektedir. Ancak şu an için elde edilen ışıkölçüm ve tayf verileri net bir karar vermek için henüz yeterli nitelikte ve nicelikte değildir.

Teşekkür

Bu çalışma Erciyes Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinasyon Birimi tarafından DOSAP MAP-2020-9749 proje numarası ile desteklenmiştir.

Bilgilendirme

Bu çalışmada kullanılan ışıkölçüm verilerinin tamamı erişime açık veridir. Çalışma kapsamında DF Cygni'ye ait *Kepler* ve TESS verileri Mikulski Archive for Space Telescopes (*MAST*) veritabanından; AAVSO, AFOEV, SuperWASP, ASAS ve ASAS-SN verileri de kendi veritabanlarında yer almaktadır. Tayf verileri ise açık veri olmayıp yazarlarla iletişime geçildiği ve gerekli görüldüğü takdirde başvuranlarla paylaşılacaktır.

Kaynaklar

- Alcock C., ve diğ., 1998, *AJ*, 115, 1921
 Allende Prieto C., 2007, *AJ*, 134, 1843
 Blanco-Cuaresma S., 2019, *MNRAS*, 486, 2075
 Bódi A., Szatmáry K., Kiss L. L., 2016, *A&A*, 596, A24
 Borucki W. J., Koch D. G., Basri G. S., Latham D. W., Howell S. B., 2004, in American Astronomical Society Meeting Abstracts. p. 33.05
 Feinstein A. D., ve diğ., 2019, *PASP*, 131, 094502
 Fokin A. B., 1994, *A&A*, 292, 133, *ADS*
 Fokin A. B., 2001, in Takeuti M., Sasselov D. D., eds, *Astrophysics and Space Science Library Vol. 257, Astrophysics and Space Science Library*. pp 103–136, doi:10.1007/978-94-015-9698-5_4
 Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., 2013, *PASP*, 125, 306
 Gehrz R. D., 1972, *ApJ*, 178, 715
 Gezer I., Van Winckel H., Bozkurt Z., De Smedt K., Kamath D., Hillen M., Manick R., 2015, *MNRAS*, 453, 133
 Giridhar S., 2020, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 41, 44
 Howard A. H., 1989, *JAAVSO*, 18, 148, *ADS*
 Jura M., 1986, *ApJ*, 309, 732
 Kafka S., 2020, in European Planetary Science Congress. pp EPSC2020–314, doi:10.5194/epsc2020-314
 Kiss L. L., Bódi A., 2017, *A&A*, 608, A99
 Kjeldsen H., Bedding T. R., 1995, *A&A*, 293, 87, *ADS*
 Lomb N. R., 1976, *Ap&SS*, 39, 447
 Manick R., Van Winckel H., Kamath D., Hillen M., Escorza A., 2017, *A&A*, 597, A129
 Manick R., Van Winckel H., Kamath D., Sekaran S., Kolenberg K., 2018, *A&A*, 618, A21
 Manick R., ve diğ., 2019, *A&A*, 628, A40
 Mosser B., ve diğ., 2013, *A&A*, 559, A137
 Pawlak M., ve diğ., 2019, *MNRAS*, 487, 5932
 Percy J. R., 2015, *JAAVSO*, 43, 176, *ADS*
 Pigulski A., Pojmański G., Pilecki B., Szczygieł D. M., 2009, *Acta Astron.*, 59, 33, *ADS*
 Pollacco D. L., ve diğ., 2006, *PASP*, 118, 1407
 Pollard K. R., Cottrell P. L., Kilmartin P. M., Gilmore A. C., 1996, *MNRAS*, 279, 949
 Preston G. W., Krzeminski W., Smak J., Williams J. A., 1963, *ApJ*, 137, 401
 Ricker G. R., ve diğ., 2014, in Oschmann Jacobus M. J., Clampin M., Fazio G. G., MacEwen H. A., eds, *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series Vol. 9143, Space Telescopes and Instrumentation 2014: Optical, Infrared, and Millimeter Wave*. p. 914320 (arXiv:1406.0151), doi:10.1117/12.2063489
 Scargle J. D., 1982, *ApJ*, 263, 835
 Schweitzer E., Vialle J., 1993, *Bulletin d'Information du Centre de Donnees Stellaires*, 43, 51, *ADS*
 Stello D., Chaplin W. J., Basu S., Elsworth Y., Bedding T. R., 2009, *MNRAS*, 400, L80
 Ulrich R. K., 1986, *ApJ*, 306, L37
 Van Winckel H., 2018, preprint, (arXiv:1809.00871), *ADS*
 Van Winckel H., Waelkens C., Fernie J. D., Waters L. B. F. M., 1999, *A&A*, 343, 202, *ADS*
 Vega L. D., Stassun K. G., Montez Rodolfo J., Boyd P. T., Somers G., 2017, *ApJ*, 839, 48

- Vega L. D., ve diğ., 2021, *ApJ*, 909, 138
 Wallerstein G., 2002, *PASP*, 114, 689
 Yu J., Huber D., Bedding T. R., Stello D., Hon M., Murphy S. J., Khanna S., 2018, *ApJS*, 236, 42
 Zsoldos E., 1991, *Information Bulletin on Variable Stars*, 3557, 1, *ADS*
 Zsoldos E., 1998, *Acta Astron.*, 48, 775, *ADS*
Access:
 M23-0326: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Leke Örtülmelerinin Ötegezegen Geçiş Ortası Zaman Ölçümlerine Etkisi

Arif Solmaz^{1,2}  , Özgür Baştürk³ , Aysun Akyüz^{1,4} 

¹ Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), Çukurova Üniversitesi, 01330, Adana, Türkiye

² Uzay Gözlem, Uygulama ve Araştırma Merkezi, Çağ Üniversitesi, 33800, Mersin, Türkiye

³ Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Ankara, Türkiye

⁴ Fen-Edeb Fak. Fizik Böl. Çukurova Üniversitesi, Adana, 01330, Türkiye

Accepted: December 30, 2022. Revised: December 4, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Geçiş yapan ötegezegenlere ait parametreleri hassas bir şekilde belirleyebilmek için geçiş ışık eğrilerinde görülebilecek zaman değişimlerini tespit etmek oldukça önemlidir. Geçiş ve örtülme ortası zamanları, kenar kararması, yıldız aktivitesi ya da yıldızın basıklığı gibi ışık eğrisi morfolojisini etkileyen nedenlerle ya da sisteme ilave nesnelere, yörünge presesyonu, açılmal momentum değişimi gibi nedenlerle saniye, dakika veya saat mertebesinde, çoğunlukla çevrimsel şekilde değişebilmektedir. Bu çalışmada manyetik aktivite gösteren barınak yıldızlarda gözlenen yüzey lekelerinin gezegen tarafından örtülmesinin geçiş ortası zamanlarındaki değişime etkileri incelenmektedir.

Abstract

It is critical to detect timing variations in transit light curves in order to accurately determine the characteristics of transiting exoplanets. Transit and occultation timings are subject to change, mostly cyclically, by the anomalies in the light curve morphology due to limb darkening, stellar activity, ellipsoidal variations of the host star, and physical phenomena such as additional bodies in the system, orbital precession, angular momentum change in the order of seconds, minutes, or hours. The effects of the occultations of surface spots observed in magnetically active host stars by a transiting planet on the measurements of mid-transit times are investigated in this study.

Anahtar Kelimeler: stellar activity – photometry – transit timing variations

1 Giriş

Ötegezegen geçişlerinin fotometrik olarak izlenmesi bir süredir bu sistemleri keşfetmek üzere kullanılan en başarılı yöntemlerden biri haline gelmiştir. Şimdiye kadar keşfedilen 5197 gezegenin 3948'i geçiş, 1018'i dikine hız yöntemi ile bulunmuştur (bkz. [Exoplanet Arşivi](#)). Keşfi yapılan ya da aday halinde olan sistemlere dair takip gözlemleri ve bu etkilerin de daha iyi modellenmesi ile sistemin parametreleri genel olarak daha iyi belirlenmekle birlikte bu etkilerin geçiş zamanı ölçülen ışık eğrilerinde dikkate alınmaması durumunda, örneğin geçiş zamanı değişimi (Transit Timing Variations – TTV) ([Miralda-Escudé 2002](#); [Holman & Murray 2005](#); [Steffen ve diğ. 2013](#); [Baştürk ve diğ. 2022](#)) ya da geçiş süresi değişimi (Transit Duration Variation – TDV) ([Kipping 2009](#); [Szabó ve diğ. 2012](#)) yöntemleri sayesinde sisteme kütleçekimle bağlı olduğu önerilen ilave nesnelere varlığı hakkında şüphe oluşabilmektedir.

TTV ve TDV yöntemleri genel keşif yöntemlerine ek olarak kullanılan görece daha hassas veriye ihtiyaç duyan ve dolaylı gezegen keşif araçlarından ikisidir. Bir sistemde sabit dönem ve genlikli TTV veya TDV etkisinin ortaya çıkarılması için, geçiş yaptığı bilinen ya da bilinmeyen ilave gezegenlerin neden olduğu pertürbasyon ve ışık-zaman etkisi olgularının geçiş zamanlarındaki değişimlerden belirlenmesi gerekir. Kenar kararması, yıldız aktivitesi, yörünge presesyonu,

ev sahibi yıldızın basıklığı gibi barınak yıldızla ilişkin olgular doğru modellenmediğinde geçiş zamanlarını etkileyebilmektedir. Bu da uzun süreli TTV ve TDV gözlemleri ile, diğer yöntemlerle de tespiti zor olan, karasal gezegen boyutlarındaki nesnelere üreteceği sinyal duyarlılığına erişilebilme olasılığını azaltmaktadır ([Agol ve diğ. 2005](#); [Holman & Murray 2005](#)).

Yarıçap, kütle, yüzey çekim ivmesi, kimyasal bileşim, yaş gibi temel parametreler gezegenlerin oluşumu ve evrimini anlamak açısından önemli bilgilerdir ([Baraffe ve diğ. 2008, 2010](#); [Enoch ve diğ. 2012](#)). Ancak bu tür bilgileri edinmek için öncelikle yıldızla dair parametrelerin güvenilir bir şekilde ölçülmesi gerekmektedir. Örneğin anakol üzerindeki geç tayf türünden yıldızlarda görülen yıldız aktivitesi, fotometrik değişimlere ve dikine hız değişimlerine yol açmakta, bu da Yer-benzeri gezegenlerin tespitini zorlaştırmakta, geçiş derinliğini ve dolayısıyla gezegenin fiziksel ve yörüngesel parametrelerinin hatalı belirlenmesine neden olabilmekte; bu nedenle bunlar üzerinden yapılacak tahminleri yanlış yönlendirmektedir ([Sozzetti ve diğ. 2007](#); [Enoch ve diğ. 2010](#); [Oshagh ve diğ. 2015](#)).

Gezegen barındıran büyük çoğunluğu konvektif bir zarfa sahip yıldızlarda düzeyli tayf türü ve yaşla da değişen manyetik aktivite gözlenir. Dinamo teorisi çerçevesinde açıklanan bu olgu yüzeyde parlaklık dağılımı anomalilerine (soğuk lekeler ve faküla bölgeleri) yol açar. Bu anomalilerin oluştuğu bölgeler ve çevreleri arasındaki parlaklık farkları, neden oldukları ışık eğrisi asimetrisi nedeniyle, simetrik bir geçiş modeli kullanıldığında geçiş ortası zamanını değiştirebilmektedir. Gezegen geçiş

* arif.solmaz@gmail.com

sırasında herhangi bir andaki ışık değişimi yıldız yüzeyinde örtülen kısmın miktarıyla orantılıdır.

Gezegeğin yıldız üzerindeki lekeyi örtmesi geçiş ışık eğrilerinde pozitif akı anomalisi şeklinde kendini göstermektedir. Bu durum geçiş ışık eğrisi üzerindeki profil merkezinin saptanmasını ve dolayısıyla geçiş zamanlarının ölçülmesini güçleştirdiği için gerçek olmayan TTV sinyaline neden olabileceği gibi olası diğer gezegenlerin çekim etkisiyle oluşturabileceği TTV sinyalinin algılanabilmesinde de güçleştirebilmektedir (Oshagh ve diğ. 2013; Daassou ve diğ. 2014). Bu nedenle geçiş ışık eğrilerini incelerken yıldız aktivitesi ve etkilerini de dikkate almak daha hassas fiziksel parametreleri elde etmek ve geçiş yapan gezegenleri düzgün bir şekilde karakterize etmek için oldukça önemli hale gelmektedir. Bu gezegenlerin yıldızlarında yaygın olarak bulunan yıldız lekeleri hem yıldızın iç dinamiği hem de dönmesinden kaynaklı olarak zamana bağlıdır ve geçiş yapan gezegenlerin fotometrik ölçümlerini belirgin biçimde etkilemektedir.

Bugüne kadar TTV yöntemiyle keşfi yapılan gezegen sayısı 23'tür. Bu çalışmada, aktif barınak yıldızlardaki lekelerin geçiş yapan gezegen tarafından örtülmesiyle ortaya çıkabilecek TTV olguları incelenmektedir.

Yüzey lekelerinin geçiş girişinde bulunduğu ve gezegen tarafından örtüldüğü durumlar ile giriş dışında bulunan ve örtülmeyen lekelerin etkileri ikinci bölümde açıklanmaktadır. Geçiş yapan gezegen tarafından örtülen farklı boyutlardaki lekelerin geçiş ortası zaman ölçümü üzerindeki etkileri üçüncü bölümde incelenmekte, dördüncü bölümde ise elde edilen sonuçlar tartışılmaktadır.

2 Yüzey Lekeleri ve Etkileri

Carter ve diğ. (2011) lekeli bir yıldızın ışık eğrisi modeli ile yarıçap oranı ve örtülmeyen lekelerin yıldız ışığında ortaya çıkardığı ışık kaybı arasındaki dejenere durumlara dikkat çekmektedir. Geçiş sırasında lekeli bir yıldızdan gelen akı şu şekilde yazılabilir:

$$F(t) = F_0[1 - \varepsilon(t)] - \Delta F(t) \quad (1)$$

Burada F_0 yüzeyinde leke bulunmayan barınak yıldızın geçiş dışı akısı, $\varepsilon(t)$ lekelerden kaynaklı kısmi ışık kaybı ve $\Delta F(t)$ gezegen tarafından örtülen akı miktarıdır. $\varepsilon(t)$ yıldızın dönme dönemi (gün ila ay mertebesinde) ile değişim gösterirken, $\Delta F(t)$ ise çok daha kısa süreli olan geçiş süresince (saatler mertebesinde) değişim göstermektedir.

Işık eğrisini geçiş dışında ölçülen akıya normalize etmek uygun olduğundan aşağıdaki bağıntı yazılabilir:

$$F(t) = 1 - \frac{1}{1 - \varepsilon} \frac{\Delta F(t)}{F_0} \quad (2)$$

Burada ε geçiş süresi boyunca sabit alınmaktadır. Geçiş nedeniyle oluşan kısmi ışık kaybı $\Delta F(t)/F_0$ hesaplanabilmektedir. Carter ve diğ. (2011) çalışmalarında kuadratik kenar kararması yasası için Mandel & Agol (2002) yaklaşımını kullandıkları için, modellerindeki her geçiş için bulunan ε değeri yeni bir parametre olarak eklenmektedir.

Fotometrik hassasiyetin yüksek olduğu durumda ε değeri tek bir geçiş ışık eğrisi kullanılarak geçiş başı ya da geçiş sonundaki verilerin lekesiz modelle karşılaştırılması ile hesaplanabilmektedir. Ancak, bu farklar genellikle milyonda birkaç mertebesinde olacağı için pratikte tespiti oldukça zordur.

Sonuç olarak, başka bir gözlemsel değişim olmadan, iki parametreden birinin artışı ile geçiş derinliği artacağından, ε

Çizelge 1. WASP-52 ışık ölçüm analizinde kullanılan dört farklı mukayese yıldızına ait koordinat bilgileri

Mukayese Yıldızları	RA	DEC
C2	23 13 29.1508	+08 45 10.1957
C3	23 14 07.2804	+08 39 29.3537
C4	23 14 08.8380	+08 29 43.0118
C5	23 13 19.5693	+08 30 35.6782

ile gezegen-yıldız yarıçapları oranı (R_p/R_*) arasında güçlü bir dejenere durum söz konusudur. Eğer leke kaynaklı bir kararma ortaya çıkıyorsa ($\varepsilon \geq 0$) o zaman ölçülen geçiş derinliği miktarı δ , kenar kararması etkilerinin düzeltilmesi varsayımıyla, yarıçap oranları için sadece üst sınırı belirlemek üzere kullanılabilir:

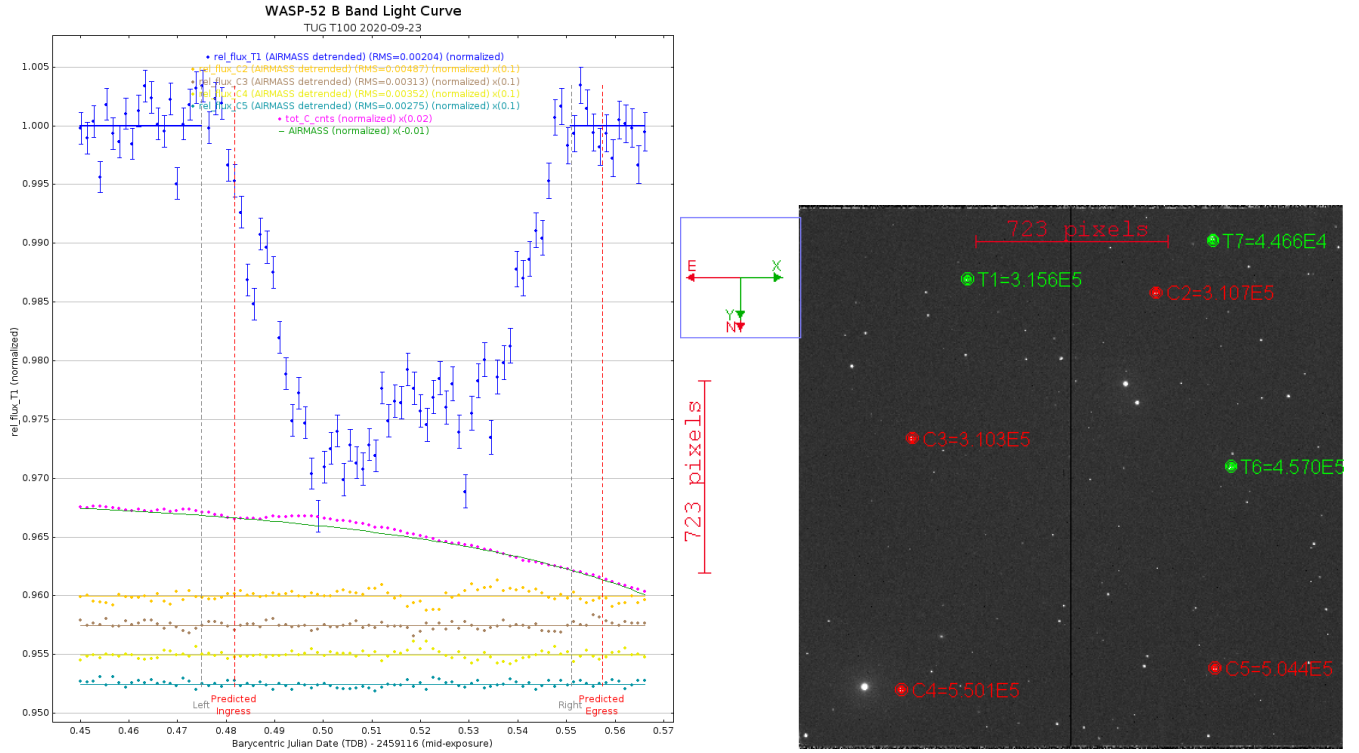
$$R_p/R_* = \sqrt{\delta(1 - \varepsilon)} \leq \sqrt{\delta}. \quad (3)$$

Yıldız yüzeyindeki lekeli bölge zamanla değişim gösterdiğinde geçiş derinliği de her geçiş olayında değişecektir. Geçiş derinliğinin en sığ olduğu durum için yıldızın görünür disk üzerinde leke olmadığı varsayılırsa, gezegen-yıldız yarıçapları oranı minimum yanılma payı ile ölçülebilir. Ancak lekeli alanların tamamen sıfır olduğu durumun hiçbir zaman garantisi yoktur. Barınak yıldızın görünür yüzeyinde bulunan soğuk lekeler geçiş ışık eğrisi üzerinde iki farklı etkiye neden olur. Bu etkilerden birincisinde, lekeler geçiş girişinde bulduklarında, geçiş olayı sırasında gezegen tarafından örtülerek ışık eğrisinde genliği Eşitlik 4 ile bulunabilecek parlama benzeri bir çıkıntı meydana getirirler:

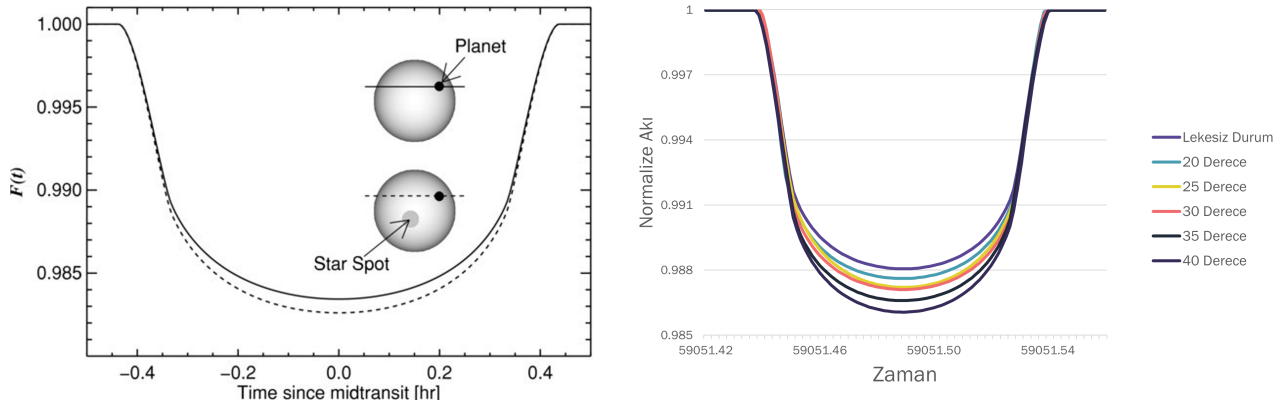
$$\delta_{\text{spot}} = \left(\frac{R_s}{R_*}\right)^2 \left(1 - \frac{I_s}{I_*}\right) \quad (4)$$

Burada R_s leke yarıçapını, I_s lekenin ortalama parlaklığını ve I_* yıldızın lekesiz yüzey parlaklığını ifade etmektedir. Bu etki, 23 Eylül 2020 tarihinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) konuşlandırılmış 1 metrelik T100 teleskobuyla tarafımızca elde edilen, aktif barınak yıldızının önünden geçen WASP-52 b'nin Şekil 1'de verilen geçiş ışık eğrisi üzerinde açık bir şekilde görülebilmektedir. Leke ve çevresindeki yıldız yüzeyi arasındaki kontrastı arttırmak için ışık eğrisi üzerindeki leke sinyalinin maksimum olduğu Johnson-B bandında yapılan gözlemlerin istenmeyen etkilerden arındırılması amacıyla, ön indirgemeleri (bias-dark-flat düzeltmesi), birden fazla mukayese yıldızına göre açıklık fark fotometreleri ve geçiş dışı parlaklığa normalizasyonları astroimagej yazılımı (Collins ve diğ. 2017) ile gerçekleştirilmiştir. Şekil 1 incelendiğinde geçişin, lineer efemeris ile hesaplanan zamanlarda (kırmızı kesikli dikey doğrular) gerçekleşmediği anlaşılmaktadır. Bu nedenle, ışık eğrisinin normalizasyonu için söz konusu bu zamanlar yerine ışık eğrisinden tarafımızca belirlenen geçiş başlangıç ve bitiş zamanları (gri kesikli dikey doğrular) kullanılmıştır. Hava kütlesi düzeltmesi geçiş-dışındaki (geçiş öncesi ve geçiş sonrası) ışık seviyeleri dikkate alınarak gerçekleştirilmiştir. Analizde kullanılan mukayese yıldızlarını gösteren alan görüntüsü yine Şekil 1'de, bu yıldızlara ait koordinat bilgileri ise Çizelge 1'de verilmektedir.

Diğer taraftan, Şekil 2'de görüldüğü gibi lekeler geçiş girişinde bulduklarında yıldızın genel yüzey parlaklığını düşürecekleri için gezegen tarafından engellenen yıldız ışığının artmasına ve daha derin geçiş ışık eğrisi profili nedeniyle



Şekil 1. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde T100 teleskobu ile Johnson-B filtresinde 23 Eylül 2020 gecesi alınan WASP-52 gözlemine ait normalize ışık eğrisi solda ve mukayese yıldızları alan görüntüsü (sağda). Yıldız yüzeyinde bulunan lekenin gezegen tarafından geçiş ortasından hemen sonra örtülmesi ile ışık eğrisi profilinde meydana gelen bozulma etkisi görülmektedir. Yukarıdan aşağı sırasıyla koyu yeşil sürekli eğri hava kütlesinin, mor noktalı eğri ise diferansiyel fotometri için kullanılan mukayese yıldızlarının toplam sayım değerinin gece boyunca değişimlerini; farklı renklerdeki sürekli yatay doğrular üzerinde aynı renklerdeki veri noktaları bu mukayese yıldızlarının gece boyunca normalize akı değişimlerini göstermektedir. Kırmızı dikey kesikli doğrular linear bir efemeris üzerinden ölçülen, griler ise tarafımızca belirlenen geçiş başlangıç ve bitiş zamanlarını göstermektedir.



Şekil 2. Solda: Geçiş yapan gezegenin oluşturacağı ışık eğrisi (düz çizgi), eğer barınak yıldız üzerinde örtülmeyen bir leke bulunuyorsa, akı değişimindeki negatif etki nedeniyle derinleşmektedir (kesikli çizgi). Sağda: Geçiş kirişi dışında kalan 20 ila 40 derece boyutlarındaki örtülmeyen yüzey lekelerinin meydana getirdiği geçiş derinliği etkileri.

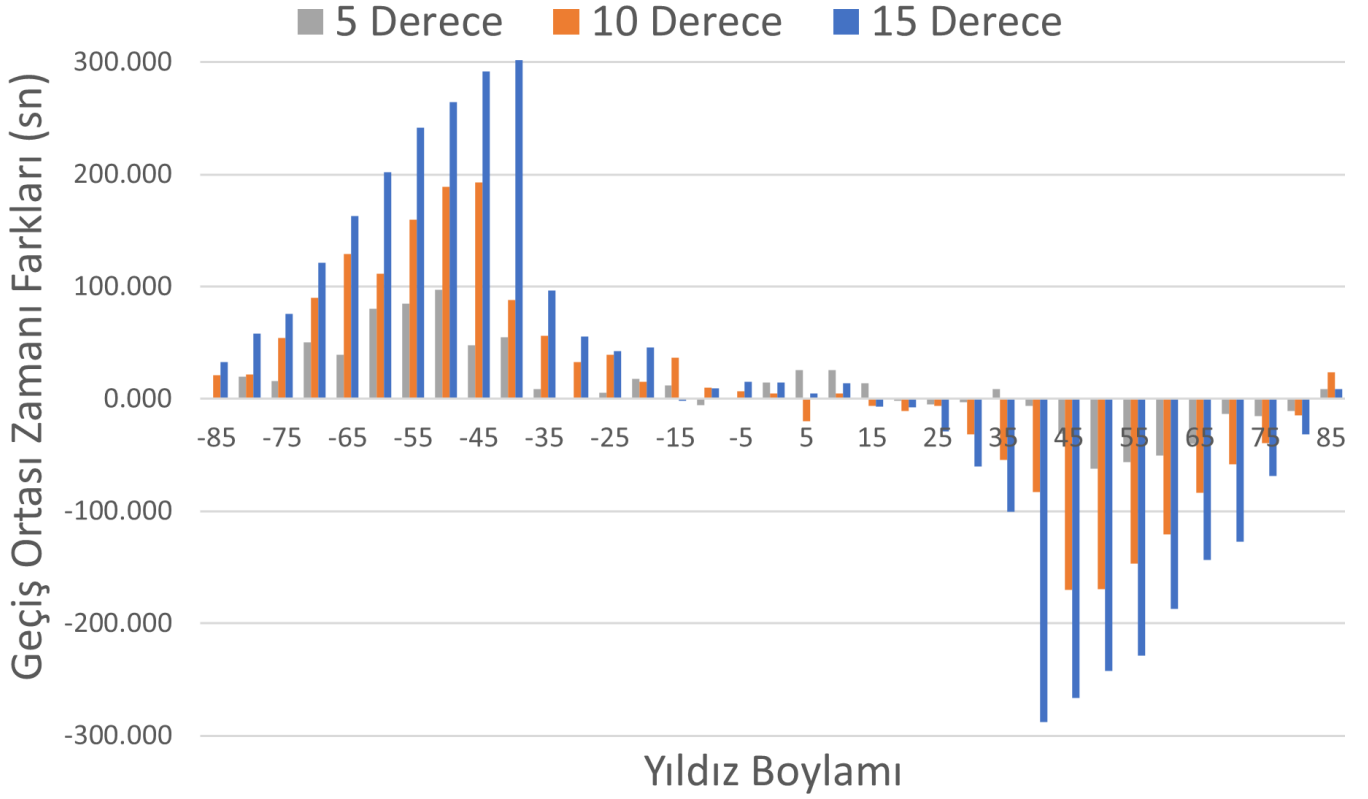
gezegenin boyutunun daha büyük hesaplanmasına neden olacaktırlar.

3 Yöntem

Bu çalışmada, TESS ve Kepler uydularının gözlediği aktif yıldızlara benzer yapay bir sistem, PRISM (Planetary Retrospective Intergrated Starspot Model) programı (Tregloan-Reed & Southworth 2013; Tregloan-Reed ve diğ. 2015)

ile simüle edilerek, lekeli ve lekесiz durumların ışık eğrileri üzerindeki olası etkileri araştırılmıştır.

Öncelikle lekесiz bir sistem için geçiş ortası zamanı ölçülmüş ve referans değeri olarak kabul edilmiştir. Daha sonra geçiş başındaki konum yıldız yüzeyi üzerinde boylamda -90 dereceye, geçiş sonundaki konum ise +90 dereceye karşılık gelecek şekilde, geçiş kirişi boyunca tek bir lekenin gezegen tarafından farklı boylamlarda örtülmesi sağlanmıştır. Her örtülme için bir geçiş ortası zamanı ölçülerek, lekесiz



Şekil 3. Geçiş olayı sırasında örtülen yıldız lekelerinin meydana getirdiği TTV etkileri. Barınak yıldızın gözlenen yüzeyi 90 derece olarak kabul edildiğinde, 15 derecelik bir lekenin, 40 derece boylamında örtülmesi halinde TTV genliğinin 300 s'ye kadar çıkabildiği görülmektedir. Yüzey Sıcaklığı 5900 K, Leke Sıcaklığı 5100 K alınmıştır.

sistemin referans değerine göre farkı alınmıştır. Bu sayede TTV'nin çeşitli boylamlarda örtülen leke ile ilişkisi Şekil 3'te görüldüğü gibi ortaya çıkmaktadır.

4 Tartışma ve Sonuçlar

Elde edilen sonuçlara göre TTV genliğinin en fazla olduğu bölge, geçiş başlangıcı (ya da sonu) ile geçiş ortası arasında gerçekleşen leke örtülmeleri sırasında kendini göstermektedir. Geçiş ışık eğrilerinin geçiş ortası civarındaki sağ-sol simetrisi nedeniyle, tam olarak geçiş ortasında gerçekleşen örtülmelerin ışık eğrisi üzerindeki etkileri minimize olmaktadır. Geçiş yapan gezegen tarafından örtülen leke boyutları büyüdükçe bu lekelerin geçiş ortası zamanında ortaya çıkardığı değişimler doğrusal olarak artmakta ve örtülen lekenin (-50,-40 ya da 40, 50 derece boylamları arasında) 5 derece olması durumunda maksimum TTV genliği 100s, 10 derece olması durumunda 200s ve 15 derece olması durumunda 300s'ye kadar ulaşabilmektedir. Diğer yandan geçiş kirişi dışında kalan ve geçiş olayı sırasında örtülmeyen lekeler ise geçiş derinliğini etkileyerek, gezegen boyutlarının yanlış hesaplanmasına yol açabilmektedir. Bu nedenle yıldız lekeleri varlığı durumunda yapılan analizlerin doğru sonuçlar verebilmesi için bu sistemlerin uzun dönemli ve sürekli takibinin yer ve uzay konumlu teleskoplarla ve mümkünse eş-zamanlı olarak yapılması gerekmektedir.

Teşekkür

AS, **PRISM** simülasyonlarındaki teknik desteği için Jeremy T. Reed'e, Overleaf üzerindeki yardımları için Özge R. Döner'e ve 22. Ulusal Astronomi Kongresi'ne katılım desteği için Çağ Üniversitesi Bilimsel Etkinlikleri Destekleme Birimi'ne teşekkür eder. ÖB, TÜBİTAK'a 118F042 numaralı 1001 projesi kapsamında verdiği destek için teşekkür eder. Ayrıca, TÜBİTAK'a 19AT100-1471 numaralı gözlem projesiyle TUG T100 Teleskobu'nun kullanımı için verdiği desteği nedeniyle teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Agol E., Steffen J., Sari R., Clarkson W., 2005, *MNRAS*, 359, 567
Baştürk Ö., ve diğ., 2022, *MNRAS*, 512, 2062
Baraffe I., Chabrier G., Barman T., 2008, *A&A*, 482, 315
Baraffe I., Chabrier G., Barman T., 2010, *Reports on Progress in Physics*, 73, 016901
Carter J. A., Winn J. N., Holman M. J., Fabrycky D., Berta Z. K., Burke C. J., Nutzman P., 2011, *ApJ*, 730, 82
Collins K. A., Kielkopf J. F., Stassun K. G., Hessman F. V., 2017, *AJ*, 153, 77
Daassou A., Benkhaldoun Z., Ait Moulay Larbi M., Elazhari Y., 2014, preprint, ([arXiv:1407.1280](https://arxiv.org/abs/1407.1280)), *ADS*
Enoch B., Collier Cameron A., Parley N. R., Hebb L., 2010, *A&A*, 516, A33
Enoch B., Collier Cameron A., Horne K., 2012, *A&A*, 540, A99
Holman M. J., Murray N. W., 2005, *Science*, 307, 1288
Kipping D. M., 2009, *MNRAS*, 392, 181
Mandel K., Agol E., 2002, *ApJ*, 580, L171

- Miralda-Escudé J., 2002, *ApJ*, 564, 1019
Oshagh M., Santos N. C., Boisse I., Boué G., Montalto M., Dumusque X., Haghhighipour N., 2013, *A&A*, 556, A19
Oshagh M., ve diğ., 2015, in European Physical Journal Web of Conferences. p. 05003, doi:10.1051/epjconf/201510105003
Sozzetti A., Torres G., Charbonneau D., Latham D. W., Holman M. J., Winn J. N., Laird J. B., O'Donovan F. T., 2007, *ApJ*, 664, 1190
Steffen J. H., ve diğ., 2013, *MNRAS*, 428, 1077
Szabó G. M., Pál A., Derekas A., Simon A. E., Szalai T., Kiss L. L., 2012, *MNRAS*, 421, L122
Tregloan-Reed J., Southworth J., 2013, *MNRAS*, 431, 966
Tregloan-Reed J., ve diğ., 2015, *MNRAS*, 450, 1760

Access:

M23-0370: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Fe I 5434.5 Å ve Fe I 6301.5 Å Fraunhofer Çizgi Profillerinin Merkez Kenar Değişimlerinin İncelenmesinin İlk Sonuçları

Asuman Gültekin Annak¹   Nuro! Al¹  Mevlana Başal¹  Adnan Ökten¹ 
Mustafa Türker Özkan¹  Michele Bianda² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

² Instituto Ricerche Solari Locarno, Switzerland

Accepted: December 14, 2022. Revised: December 13, 2022. Received: November 18, 2022.

Özet

IRSOL Güneş Gözlemevi'nde kurulu Gregory-Coude Teleskobunun kullanıldığı gözlemlerde, sırasıyla 550 km ve 340 km olan merkezî oluşum yükseklikleri itibarıyla (Kucera ve diğ. 1998) Güneş'in alt kromosferi ve orta-üst fotosferini temsil eden FeI 5434.5 Å ve FeI 6301.5 Å dalgalı Fraunhofer çizgilerini içeren dar bölgelerin şiddet spektrumları kaydedilmiştir. Giriş yarığı kuzey-güney doğrultusunda disk kenarından merkezine doğru 12 farklı μ pozisyonunda konumlandırılarak elde edilen 10 Å genişliğindeki bu spektrumlar yardımıyla, kara akım, düz alan ve süreklilik düzeltmeleri yapılarak spektral bölge şiddet ortalamalarına göre normalize edilmeleri sonrasında, spektral sürekliliklerinin, seçilen FeI absorpsiyon çizgi profillerinin merkezî şiddetlerinin, dalgalı kaymalarının ve bu çizgilerin asimetrisini temsilen bisektörlerinin merkez-kenar değişimleri incelenmiştir.

Abstract

In the observations performed by using the Gregory-Coude Telescope at the IRSOL Solar Observatory, the intensity spectra of the narrow regions containing the Fraunhofer lines at FeI 6301.5 Å and FeI 5434.5 Å that represent the middle-upper photosphere and the lower chromosphere with the formation height of the line core of 340 km and 550 km (Kucera ve diğ. 1998), respectively were recorded. With the help of these 10 Å wide spectra obtained by positioning the entrance slit in 12 different μ positions from the solar disk limb to the disk center in the north-south direction, after making dark current, flat field, and continuity corrections and normalizing according to the spectral range intensity averages, the observed center-to-limb variations of the spectral continuities, the central intensities of the selected FeI absorption line profiles, the wavelength shifts and the bisectors representing the asymmetries of these lines were investigated.

Anahtar Kelimeler: Sun:photosphere, line:profiles, convection, techniques: radial velocities

1 Giriş

Düzenli olarak sayıları artıp azalan güneş lekelerine de yataklık eden Güneş fotosferi, 10 dakika civarındaki ömürleriyle sürekli yenilenen konvektif hücrelerle kaplıdır. Granüller olarak isimlendirilen bu dinamik yapıların sıcak madde çıkışı ve yatay akışı sergileyen iç kısımları parlak, yükselerek yüzeysel akan maddenin enerji bırakımıyla bir miktar soğuyarak inişe geçtiği kenarları ise koyu görünür. Herhangi bir anda güneş yüzeyinde ortalama bir milyon adedinin bulunduğu granüller, hep birlikte granüler zemin olarak adlandırılan bir ağ yapı oluştururlar. Literatürde verilen büyüklük limitleri 210 km'den 2300 km'ye kadar çok geniş bir aralıkta değişmekle birlikte (Bhatnagar ve Livingston 2005), Güneş yüzeyinde kabaca Türkiye yüzölçümü büyüklüğünde bir alan kapladıkları üzere, ortalama uzanımları 1000 km dolaylarında (yaklaşık 1'') kabul edilir.

Güneş'in konveksiyon tabakasından kaynaklanarak kolonlar halinde fotosfere yükseldikleri düşünülen bu konvektif plazma hücreleri, yukarıda da bildirdiğimiz gibi, hem yüzeysel olarak hem de derinlikle süreklilik arz eden düzenli akış hareketleri sergilerler. Granüller, fotosferik zemindeki tezahürleriyle, söz konusu konvektif akış kolonlarının tepeleridirler. İçten dış

yükseldikçe soğuyup-seyrelerek enerji kaybeden bu kısmî iyonize gazlar, enerji kaybının ve seyrelmenin devamıyla önce fotosferde yatay akışa geçmekte (advection), sonra da granüller arası "oluklardan" kaynakları olan konveksiyon tabakasına doğru alçalmaktadırlar. Granüler materyalin bahsedilen yükselme, yatay akış ve alçalma hızları farklı çalışmalarda çok farklı verilebiliyor olsa da, yüksek uzaysal ayırmalı yakın dönem çalışmaları 2 km s⁻¹ civarındaki hızların üç akış örneğini de temsil edebileceğini göstermektedir (bkz. ör. Löhner-Böttcher ve diğ. 2019).

Değinen granüler plazma hareketlerinin spektral çizgiler yardımıyla belirlenebilmesi ve merkez-kenar değişimlerinin incelenmesi için yüksek ayırmalı fotosferik spektrumlara ihtiyaç vardır. Plazmanın konvektif hücrelerin merkezî kısımlarından yükselerek hücrelerarası alanlardan düşme hareketi granüler alan spektrumlarına Doppler kaymaları olarak yansıtacak ve spektral çizgi profillerinde asimetrisine sebep olacaktır.

Spektral çizgi profillerini analiz etmek için kullanılan araçlardan biri profil bisektörleridir. Bisektör tayini için çizgi profilinin "mavi ve kırmızı taraflarındaki yarılarının eş şiddet seviyelerini birleştiren doğruların orta noktaları" dikkate alınır. Bu noktaların birleşiminden ibaret olan bisektör, asimetrik profiller için bir egridir. Güneş diskinin merkezinde alınan

* asumang@istanbul.edu.tr

fotosferik spektrumlardaki yeterince şiddetli çizgi profillerinin bisektör eğrileri, genellikle tipik bir "C" şekline sahip olma eğilimindedirler. Bu eğilim disk kenarına gidildikçe ortadan kalkar ve bisektörler giderek çeşitli eğimlere sahip çizgilere benzemeye başlarlar.

Çalışmamızda, alt kromosferi ve orta-üst fotosferi temsilen, merkezî oluşum yükseklikleri literatürde sırasıyla yaklaşık 550 ve 300 km olarak bildirilen (Vernazza ve diğ. 1981; Kucera ve diğ. 1998) FeI 5434.5 Å ve FeI 6301.5 Å dalgaboylu Fraunhofer çizgilerini içeren dar bölge spektrumlarının süreklilik şiddetlerinin, çizgi profillerinin ve profil bisektörlerinin merkez-kenar değişimleri incelenmektedir.

2 Gözlemler ve İndirgemeler

Bu makalede kullanılan gözlemsel veriler, güneş fiziği çalışmaları için İsviçre-Locarno'da kurulu bulunan Güneş Araştırma Enstitüsü (IRSOL) gözlemevindeki 45 cm açıklığa ve 24 m etkin odak uzaklığına sahip Gregory Coude Teleskobu yardımıyla elde edilmişlerdir. Giriş yarığı kuzey-güney hattında güneş diski kenarından merkezine doğru sırasıyla 0.10, 0.20, 0.30, 0.40, 0.50, 0.60, 0.70, 0.80, 0.85, 0.90, 0.95 ve 1.00 olan 12 farklı μ pozisyonunda konumlandırılarak, sakin güneş bölgelerinin çalışılan Fraunhofer çizgilerini içeren 10 Å genişlikli şiddet spektrumları kaydedilmiştir. Birincil odakta diyaframla sınırlanan görüş alanının çapı 200'' kadardır. Gözlem pozisyonlarının $\mu = \cos\theta$ ile verilen ifadesinde "Güneş Merkezli Açılı" olarak isimlendirilen θ (Riethmüller 2013), güneş diskinde hedefi görüş doğrultusu ile hedefin yüzey normali arasındaki açıdır.

Gözlemlerde kara akım ve düz alan kayıtları da alınmış, spektrumların IDL programlama dili kullanılarak yapılan indirgemeleri aşamasında, sırasıyla; kara akım ve düz alan düzeltmeleri uygulanmış, apsis ekseninin ölçeklendirilmesi, sürekliliğin düzeltilmesi ve spektrumların normalizasyonu işlemleri gerçekleştirilmiştir.

Daha güvenilir mukayeseler için spektrumları standardize etmek üzere normalizasyonlar yapılmış, bu maksatla farklı μ değerlerinde alınan ve ön indirgemeleri yapılan bölgesel spektrumların şiddetleri, "disk merkezinde alınan bölgesel spektrumun üç eşit parçasının en yüksek şiddet değerlerinin ortalamasıyla belirlenen" temsili süreklilik şiddetlerine bölünmüştür (İlave gözlem ve indirgeme detayları için bkz. Ökten ve diğ. 2020).

3 Sonuçlar ve Değerlendirmeler

3.1 Bölgesel Şiddet Spektrumlarının Merkez-Kenar Değişimleri

Diğer temel bilimlerde olduğu gibi Astronomi alanında büyük öneme sahip spektral analizler yardımıyla, kaynağın kimyasal kompozisyonu, sıcaklığı, yoğunluğu, magnetik alanın varlığı ve şiddeti gibi pek çok önemli bilgi edinilmekten başka, bütünüyle bölge spektrumlarının ya da tek tek spektral çizgi profillerinin genişlik ve derinlik gibi parametrelerinin veya bisektörlerinin incelenmesi suretiyle, oluşum ortamlarındaki madde hareketleri hakkında da çok anlamlı çıkarımlarda bulunulabilmektedir. Çeşitli profil parametrelerinin merkez-kenar değişimlerinin incelenmesi, radyal hareketlere dair bu türlü dinamik analizlerde sıkça başvurulan yöntemlerden biridir.

Çalışmamıza konu FeI 5434.5 Å ve FeI 6301.5 Å Fraunhofer çizgileri, fotosferik dinamikleri en iyi şekilde temsil edebilmeleri için, korlarından kanatlarına mümkün olduğunca

geniş atmosfer aralıklarından katkılar taşıyacakları şekilde, sıralı eşdeğer genişlikleri yaklaşık 200 mÅ ve 150 mÅ olmak üzere (Mitton 1975), özellikle şiddetli olanlar arasından seçilmişlerdir. Çizgi profil parametrelerinin güvenilirliği için, kanatlarda da olsa, çok yakın ve kuvvetli blendler içermemelerine ayrıca dikkat edilmiştir.

3.1.1 FeI 5434.5 Å Çizgi Bölgesinin Şiddet Spektrumlarının Merkez-Kenar Değişimleri

Şekil 1'de, yatay eksene dalgaboyları dikey eksene ise disk merkezindeki süreklilik şiddetine bölünmüş şiddet değerleri yerleştirilmiş olarak, FeI 5434.5 Å çizgisini içeren 12 farklı μ pozisyonunda kaydedilerek indirgenmiş normalize bölge spektrumlarının merkez-kenar değişimleri gösterilmektedir. Değerleri grafiğin sağ tarafında belirtildiği üzere, farklı μ pozisyonlarında alınan spektrumlara farklı renkler atanmıştır.

Şekil 1'e göre, kenar kararmasının bir ölçüsü olarak, süreklilik şiddetinde merkezden kenara doğru olması beklenen azalma, 1.0'dan 0.34'e olmak üzere, FeI 5434.5 Å çizgisi için %66'ya ulaşmaktadır. Süreklilik şiddetindeki bu değişimin disk boyunca lineer (eşit adımlar için eşit miktarlarda) olmadığı görülmektedir. Söz konusu değişim, perspektif etkisinin giderek ortadan kalkması sayesinde adımların sıklaştırıldığı merkeze yakın bölgelere doğru genel olarak azalmakla birlikte, $\mu=0.9$ pozisyonunda alınan spektrumun bu düzeni bozduğu dikkati çekmektedir.

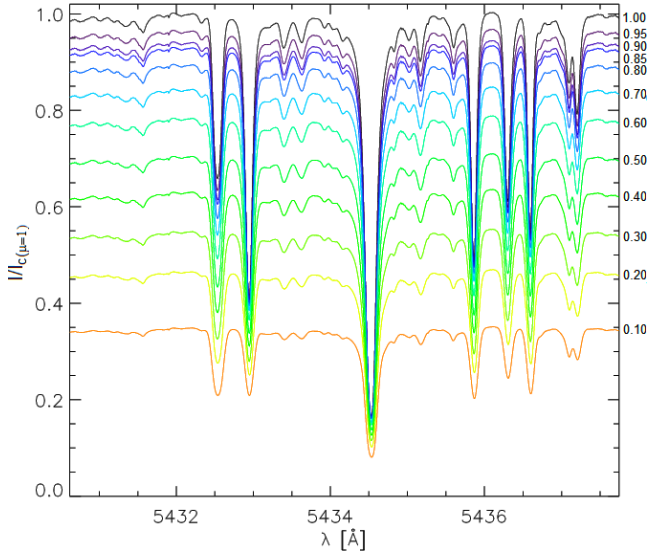
Spektrumlardaki profil korlarının merkezlerini birleştiren çizginin kusursuz bir doğru olmamasından anlaşılacağı üzere, merkezden kenara, farklı atmosferik derinliklerde çizgi profillerinin biçimlenmelerini etkileyen farklı dinamiklere işaretler, profil konumlanmalarında ve merkezî dalgaboylarında ölçeğin büyütülmesiyle belirginleşecek olan hafif değişimler gözlenmektedir. Merkezden kenara gidildikçe çizgi oluşumunu etkileyen dinamiklerin baskınlığının değiştiğine işaret eden bu durum, çizgi bazında devamlı verilecek olan bisektör eğrilerinden de takip edilebilir.

3.1.2 FeI 6301.5 Å Çizgi Bölgesinin Şiddet Spektrumlarının Merkez-Kenar Değişimleri

Aynı esaslarla hazırlanan Şekil 2'de, FeI 6301.5 Å çizgisini içeren 12 farklı μ pozisyonunda kaydedilerek indirgenmiş normalize bölge spektrumlarının merkez-kenar değişimleri gösterilmektedir.

Şekil 1'dekine benzer şekilde disk merkezinden disk kenarına doğru gidildikçe süreklilik şiddeti azalmaktadır. Beklenen bir azalma, FeI 5434.5 Å çizgisi için olandan bir miktar farklılaşarak, 1.0'dan 0.40'a olmak üzere, %60'lık bir değişimle onun %10 kadar altına kalmaktadır. Bir mukayese örneği olarak, Löhner-Böttcher ve diğ. (2018)'nin aynı çizgi için merkezden $\mu=0.3$ 'e tekabül eden yaklaşık 73° kenara kadar süreklilik şiddetinde gözledikleri azalma miktarı %45 kadardır. Şiddet alt sınırımız θ 'nin yaklaşık 84° kenar değerine tekabül eden $\mu=0.1$ 'de ve dolayısıyla çalışma aralığımız bahsedilen referanstakinden kayda değer derecede daha geniştir. Bu durum dikkate alındığında, %60'lık değişimin ilgili yayındakiyle uyumlu olduğu söylenmelidir.

Süreklilik şiddetindeki değişimlerin FeI 5434.5 Å çizgisinde benzer şekilde disk boyunca eşit adımlı olmamasının yanı sıra, bu çizgi bölgesi için çok daha dikkat çekici olan ve diğerinde görülmeyen bir başka özellik, süreklilik şiddet seviyelerinin sıralanmasıyla alakalıdır: Merkezden



Şekil 1. FeI 5434.5 Å çizgisini içeren normalize bölgesel şiddet spektrumlarının 12 farklı μ pozisyonu için merkez-kenar değişimleri.

yaklaşık 18° açıklığa tekabül eden $\mu=0.95$ bölgesinin süreklilik şiddeti, sırasıyla yaklaşık 26° ve 32° açıklıklara karşılık gelen $\mu=0.90$ ve 0.85 bölgelerine ait süreklilik şiddetlerinin altında kalmaktadır. Bir başka deyişle, diğer çizgide sıralamanın düzenli gidişatını bozmakla sınırlı olan değişiklik, bu çizgide sıralamayı iki basamak birden değiştirecek dereceye varmıştır. Her iki çizgi bölgesinde de görülen sürekliliğin merkez-kenar değişiminin düzenli azalma eğilimini bozan bu durumun ayrıca açıklanması gerekir. Bir ön değerlendirme olarak, söz konusu değişimin perspektif etkisinin giderek ortadan kalktığı ve bu sayede μ adımlarının sıklaştırıldığı merkeze yakın bölgelerde olduğu vurgulanmalıdır.

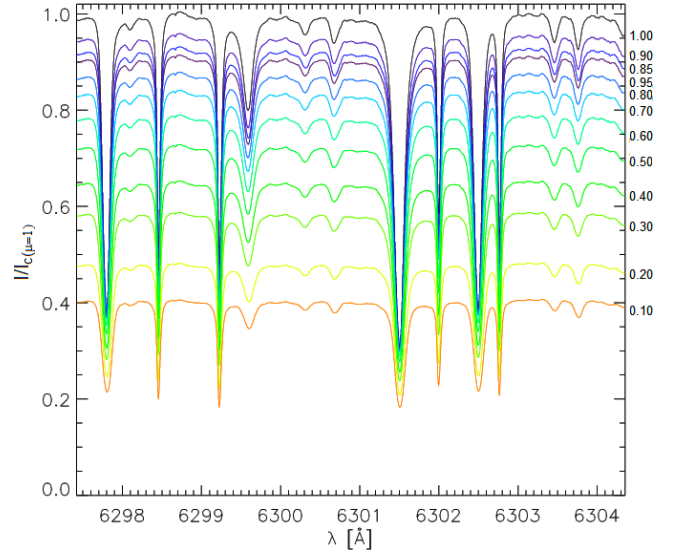
3.2 Bölgesel Çizgi Şiddet Profillerinin Merkez-Kenar Değişimleri

Bölgesel spektrumların üç eşit parçalarına ait en yüksek şiddet değerlerinin ortalamasıyla elde edilen temsili süreklilik şiddetlerine bölünerek normalize edilmeleri sonrasında, çalışılan çizgi profillerinin 12 μ pozisyonundaki örneklerine IDL spline fonksiyonları uygulanmış, böylece profilleri oluşturan şiddet noktalarının sayıları yaklaşık 10 katlık bir artışla 5434.5 Å için 126'dan 1251'e, 6301.5 Å için ise 106'dan 1051'e çıkarılmıştır. Çok küçük farklarla çalışılıyor olması profil çiziminde böyle bir hassasiyet gerektirmektedir. Bu işleme istinaden "türetilmiş spektral çözünürlük" olarak adlandırdığımız spektral ayırma güçleri, her iki çizgi için sırasıyla, 0.713098 mÅ ve 0.693079 mÅ olarak elde edilmişlerdir.

3.2.1 FeI 5434.5 Å Çizgisinin Bölgesel Şiddet Profillerinin Merkez-Kenar Değişimleri

Tüm μ pozisyonları için dalgaboylarına karşı normalize şiddetlerle çizdirilen profillerin grup olarak dikkate alındıkları Şekil 3'te görüldüğü üzere, profil derinlikleri çizgi şiddetlerine yansıyacak şekilde merkezden kenara doğru belirgin olarak azalmaktadır. Bu çizgi için siyah çizimle edilen merkezden ($\mu=1.0$) turuncu çizimle temsil edilen kenara ($\mu=0.1$) kadar derinlik değişimi %7 civarındadır.

Çizgi profili derinliklerinin disk kenarına gidildikçe artan



Şekil 2. FeI 6301.5 Å çizgisini içeren normalize bölgesel şiddet spektrumlarının 12 farklı μ pozisyonu için merkez-kenar değişimleri.

ve düzenli olduğu gözlenen azalma eğilimi, profil genişliklerine aynı derecede yansımamaktadır. Bununla beraber, özellikle $\mu=0.1$ değeriyle kenara en yakın bölgeye tekabül eden turuncu çizim, daha düzensiz ve küçük miktarlarda da olsa, kordan kanatlara tüm profillerin merkez-kenar değişimlerine bir derece tabi olduğunun delilidir.

Grup profillerinin mukayeseli incelenmesinde dikkati çeken bir başka değişim, merkezî dalgaboylarında görülen ve yine kenara doğru artma eğiliminde olan kırmızıya kaymadır. Hız hesabında referans olarak incelenen çizgilerin disk merkez spektrumu profillerinin minimum şiddet noktaları dikkate alınmış, dalga boyu kaymaları ve tekabül eden radyal hızlar bu noktalara göre ölçülmüş ve hesaplanmıştır.

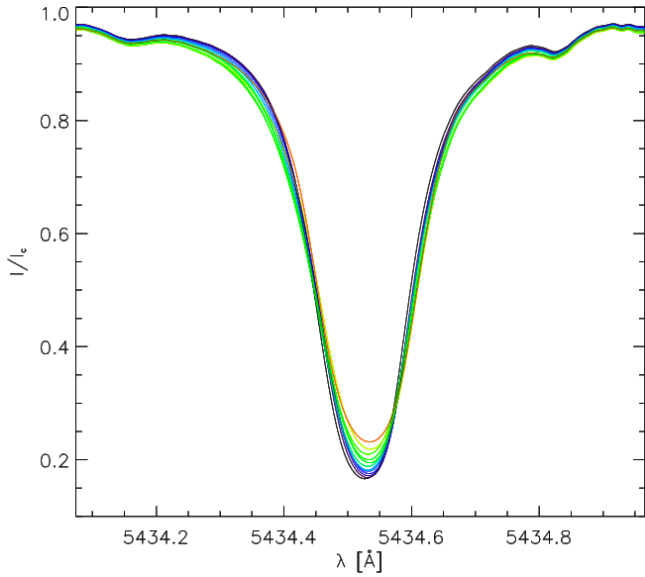
Buna göre, FeI 5434.5 Å çizgisi için merkez-kenar değişimlerine işaretlerle, güneş diski ölçüm limitlerini temsil eden merkez ($\mu=1.0$) ve en kenar ($\mu=0.1$) bölge profillerinin minimum şiddet dalgaboyları arasındaki fark ($\Delta\lambda_{\mu i}=\lambda_{0.1}-\lambda_{1.0}$) kırmızıya kaymayı temsilen $+7.84$ mÅ ve buna tekabül eden radyal hız değeri ($V_{R0.1}$) $+433.016$ m s $^{-1}$ 'dir (bkz. Şekil 3 ve Çizelge 1).

Merkezî oluşum yüksekliği 550 km ve eşdeğer genişliği 200 mÅ olan bu şiddetli çizginin, muhtemelen tüm fotosferi içeren görece kalın bir atmosfer aralığından katkılar taşıdığı söylenebilir. Ölçtüğümüz dalgaboyu kaymasının ve bundan itibaren hesapladığımız radyal hızın açıklanmasında, öncelikle çokça çalışılan ve literatürde birkaç m s $^{-1}$ 'den birkaç yüz m s $^{-1}$ 'ye kadar çok geniş bir aralıkta değerler atfedilen büyük ölçekli meridyenel akışların dikkate alınması gerekir. Çünkü bulgumuzun izahı ancak bakış doğrultusunda disk kenarına doğru (yani radyal doğrultuda uzaklaşma yönünde) giderek baskınlaşan "tek yönlü" ufuksal akışların varlığıyla mümkündür. Dolayısıyla durum küçük ölçekli granüler konveksiyon hücrelerinin kenara doğru iki yönlü (hem yaklaşma hem de uzaklaşma yönünde) ufuksal akış örnekleri sergileyen davranışıyla açıklanamaz.

Konvektif bölgeden kaynaklanan ve tüm fotosfere sirayet eden çok büyük ölçekli ve sistematik meridyenel akış örneklerinin, vardığımız benzer sonuçları açıklamaktan başka,

Çizelge 1. Merkezden kenara tüm μ pozisyonları için, FeI 5434.5 Å çizgi profillerinin merkezi dalgaboyu değişimleri ve bunlara tekabül eden radyal hızlar.

μ	$\Delta\lambda_{\mu i}$ (mÅ)	$V_{R\mu i}$ (m s ⁻¹)
1.00	0	0
0.95	4.28	236.19
0.90	5.71	314.92
0.85	6.42	354.29
0.80	4.99	275.56
0.70	4.28	236.19
0.60	4.28	236.19
0.50	7.13	393.65
0.40	5.71	314.92
0.30	4.99	275.56
0.20	9.27	511.75
0.10	7.84	433.02



Şekil 3. FeI 5434.5 Å çizgisinin 12 farklı μ pozisyonu için çizdirilen normalize şiddet profillerinin merkez-kenar değişimleri.

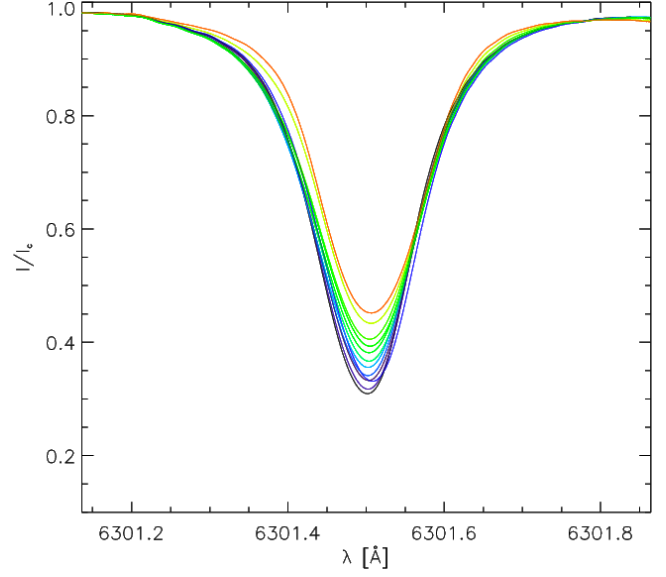
dinamo aktivitesiyle ilişkilendirilmek suretiyle, magnetik akının çevrimsel olarak kutuplara taşınımında başat rol oynadıkları ve güneşin aktivite çevriminin belirleyicisi oldukları da düşünülmektedir (Ribes, Mein & Mangeney 1985; Hathaway 1996).

Yukarıda değindiğimiz şekilde, kenara yakın tek yönlü ufuksal akış örneklerinin spektral çizgi profillerine yansımaları büyük ölçekli meridyenel akış örnekleriyle açıklanabilir olmakla beraber, disk merkezine doğru gidildikçe bu durum değişmektedir. Merkez ve merkeze yakın bölgelerde radyal doğrultuda baskın hareketlere kaynaklık edebilecek fotosferik unsurlar olarak, öncelikle granüler konveksiyon hücreleri düşünülmelidir. Bu çerçevede, fotosfer boyunca yükseklikle azalmakla birlikte, üst fotosferde dahi bir derece etkili olması beklenen granüler konveksiyonun çizgi profillerinin davranışlarının açıklanmasında mutlaka hesaba katılması gerektiği vurgulanmalıdır.

Ara bölgeler içinse en büyük zorluklardan biri herhalde bahsedilen iki önemli unsurun ayırt edilmesi ve hangisinin daha

Çizelge 2. Merkezden kenara tüm μ pozisyonları için, FeI 6301.5 Å çizgi profillerinin merkezi dalgaboyu değişimleri ve bunlara tekabül eden radyal hızlar.

μ	$\Delta\lambda_{\mu i}$ (mÅ)	$V_{R\mu i}$ (m s ⁻¹)
1.00	0	0
0.95	1.39	65.99
0.90	0.69	33.00
0.85	6.24	296.96
0.80	0.69	33.00
0.70	0.69	33.00
0.60	2.08	98.99
0.50	2.08	98.99
0.40	3.47	164.98
0.30	2.77	131.98
0.20	4.85	230.97
0.10	4.85	230.97



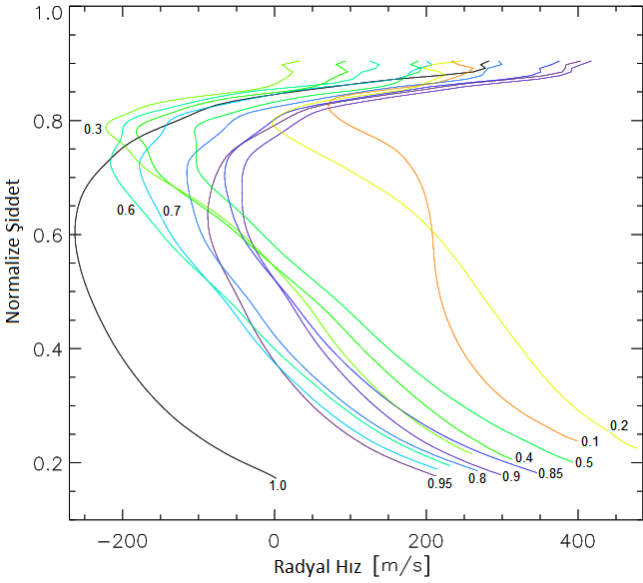
Şekil 4. FeI 6301.5 Å çizgisinin 12 farklı μ pozisyonu için çizdirilen normalize şiddet profillerinin merkez-kenar değişimleri.

baskın olduğunun belirlenmesidir. Yanı sıra konvektif enerji bırakımıyla tetiklenen türbülans ve konveksiyon bölgesindeki pertürbasyonlarla oluşan ses dalgalarının atmosfer boyunca yayılımını da dikkate almak gerekir. Bu etkenlerin ve etkinliklerinin tespiti yüksek uzaysal, spektral ve zamansal ayırma gerektiren çok detaylı ve teorik boyutlu araştırmaların konusu olmaya devam etmektedir.

3.2.2 FeI 6301.5 Å Çizgisinin Bölgesel Şiddet Profillerinin Merkez-Kenar Değişimleri

Tüm μ pozisyonları için grup profillerin dikkate alındıkları Şekil 4'te görüldüğü üzere, profil derinlikleri FeI 6301.5 Å çizgisi için de merkezden kenara benzer şekilde ama daha büyük ölçüde azalmaktadır. Nitekim bu çizgi için şiddet değişiminin bir ölçüsü olan profil derinliği değişimi, siyah çizimle temsil edilen merkezden turuncu çizimle temsil edilen kenara kadar, iki katı aşkın bir artışla %15 civarındadır.

Bölge profillerinin minimum şiddet dalgaboyları arasındaki fark ise +4.85 mÅ ile kayda değer derecede daha düşük



Şekil 5. FeI 5434.5 Å çizgisinin 12 farklı μ pozisyonu için çizdirilen normalize şiddet profillerinin bisektörlerinin merkez-kenar değişimleri (μ değerleri ilgili bisektörlerin altlarında veya sol yanlarında gösterilmiştir).

bir değerdedir. Dolayısıyla buna tekabül eden radyal hız da $+230.971 \text{ m s}^{-1}$ ile göreceli olarak çok daha düşüktür (bkz. Şekil 4 ve Çizelge 2).

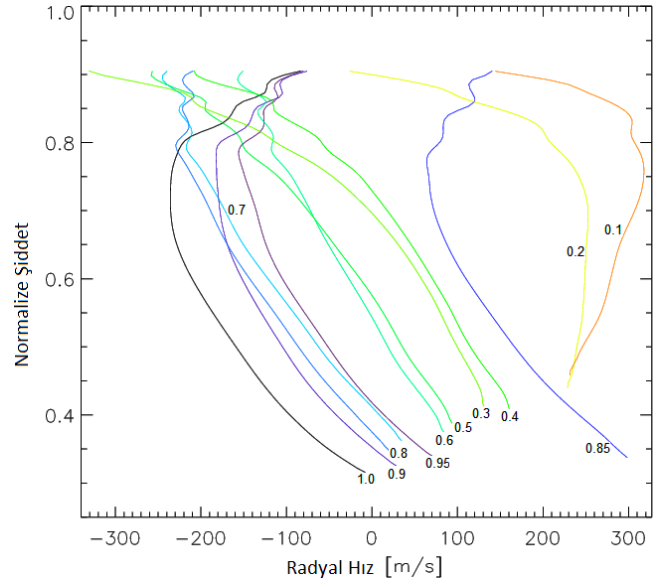
3.3 Bölgesel Çizgi Şiddet Profillerinin Bisektörlerinin Merkez-Kenar Değişimleri

Önceki başlık altında şiddet profillerinin merkez-kenar değişimlerini incelediğimiz çizgilerin biçimsel analizlerini görsel temelli olarak daha iyi yapabilmek için, profillerini doğrudan karşılaştırmanın yanı sıra, bu amaçla sıkça başvurulan bisektör analizi yöntemini de kullandık.

Buna göre, çizgi profillerine IDL spline fonksiyonları uygulayarak şiddet noktalarının sayılarını yaklaşık 10 kat artırmak yoluyla kat be kat iyileştirdiğimiz çözünürlüğün (türetilmiş spektral çözünürlük) sağladığı imkanla, çalışılan çizgi profillerinin kor merkezlerini temsil eden orta noktalar 0.0064 'lük şiddet adımlarıyla hassas bir şekilde belirlenebilmiştir. Ayrıca, duyarlılığı daha da artırmak üzere, profil gövdesine yakın ve kuvvetli olmadığı halde, FeI 5434.5 Å çizgi profilinin kanatlarındaki basit blendlerden dolayı, bisektör eğrilerinin çizimlerinde üst sınır olarak ihtiyaten 0.90 şiddet seviyeleri alınmış, kalan kısım değerlendirme dışı bırakılmıştır.

3.3.1 FeI 5434.5 Å Çizgisi Bölgesel Profil Bisektörlerinin Merkez-Kenar Değişimleri

Şekil 5'te, μ etiketli olarak, merkezden kenara spektrumları alınan tüm bölgeler için FeI 5434.5 Å çizgi profil bisektörleri verilmektedir. Disk merkezi spektrumuna ($\mu=1$ pozisyonuna) ait siyah renkli çizgi profil bisektörünün karakteristik C-formunu çok bariz bir şekilde göstermesi özellikle dikkat çekicidir. Yeterince geniş fotosferik yükseklik aralıklarından katkılar taşıyan çalıştıklarımıza benzer şiddetli Fraunhofer çizgilerinin profilleri, yükseklikle değişen (azalan) granüler konveksiyon etkinliğinin bir sonucu olarak, genellikle bu biçimi sergilerler.



Şekil 6. FeI 6301.5 Å çizgisinin 12 farklı μ pozisyonu için çizdirilen normalize şiddet profillerinin bisektörlerinin merkez-kenar değişimleri (μ değerleri ilgili bisektörlerin altlarında veya sol yanlarında gösterilmiştir).

Normalize şiddetlere karşı merkez bölge profilinin kor ortasına göre verilen radyal hızları içeren Şekil 5'de, yorumlayacağımız iki sınır örnekten ilki olarak bariz C-formu sergileyen merkez bölge profilinin bisektörü, yaklaşan plazmayı temsilen kabaca çizgi ortasına kadar gösterdiği yaklaşık -130 m s^{-1} medyan hız değerli maviye kaymaları takiben, radyal hızın -250 m s^{-1} 'yi aştığı 0.6 şiddet seviyesi civarındaki bükülmeye kırmızıya yönelmekte, akabinde yaklaşık 0.85 şiddet seviyesinde geçtiği işaret eşliğinden itibaren, profil kanatlarına doğru bu defa uzaklaşan maddeyi temsilen yaklaşık $+140 \text{ m s}^{-1}$ medyan değerli pozitif radyal hızlar sergilemektedir.

İkinci sınır örneği olarak gidişatını yorumlayacağımız kenar ($\mu=0.1$) profilinin turuncu renkli bisektörü ise, dramatik bir değişimle uzaklaşan maddeyi temsilen tamamı kırmızıya kayma bölgesinde kaldığı üzere, çizgi korunda $+400 \text{ m s}^{-1}$ 'den başlayarak gövde boyunca kabaca $+70 \text{ m s}^{-1}$ 'ye kadar düştükten sonra, 0.80 şiddet seviyesinden başlayarak kanatlarda $+250 \text{ m s}^{-1}$ 'ye kadar artışı takiben keskin bir ikinci bükülmeye bisektör çiziminin ihtiyaten sonlandırıldığı 0.90 seviyesine doğru ılımlı azalan bir seyir izlemektedir. Giderek belirginleşen "dalgalanma" eğilimi, $\mu=0.1$ ve $\mu=0.2$ pozisyonları ile kenara en yakın bölgeleri temsil eden son iki bisektörü diğerlerinden ayırtırmakta ve "ters C-formuna" gidişin işaretlerini vermektedir.

Çizimde bu iki örnek arasında konumlanmış olan diğer bisektörlerde, merkez-kenar değişimleri bağlamında, kenara doğru gidildikçe dikkati çeken başlıca özellikler;

- Çizgi şiddetlerini temsilen uzunluklarının genel olarak azalması,
- Hız gidişatını temsilen gövde büküm noktalarının yüksek şiddet seviyelerine taşınması,
- Konum değişimini temsilen bir bütün olarak kırmızıya kaymaları, ve,
- Biçimselliği temsilen karakteristik C-formundan uzaklaşmalarıdır ki,

biz magnetoplazmanın bakış doğrultusundaki davranışıyla alâkalı anlamlı karşılıkları olan bütün bu değişimleri, profillere yansıyan dinamiklerin ve davranışlarının atmosferik yüksekliğe bağlılığını da dikkate alarak, bisektörlerin "konum ve karakter göçü" (Location and Character Migration – LCM) olarak isimlendiriyoruz. Ayrıca kanat büklümlerinde de keskin (dar bir şiddet aralığında) karakter değişimleri olmakla beraber, çizgi profil kanatlarında güvenilirliğin göreceli azalması sebebiyle 0.90 şiddet seviyesinden yukarısını çalışmadığımız hâlde, şimdilik bu değişimleri değerlendirme dışı bırakıyoruz.

3.3.2 FeI 6301.5 Å Çizgisi Bölgesel Profil Bisektörlerinin Merkez-Kenar Değişimleri

Şekil 6'da, μ etiketli olarak, merkezden kenara alınan tüm bölge spektrumları için FeI 6301.5 Å çizgi profillerinin bisektör çizimleri verilmektedir. Siyahla gösterilen disk merkez spektrumuna ait bisektör, şiddetin ve merkezî oluşum yüksekliğinin daha düşük olduğu bu çizgi örneğinde de karakteristik C-formu göstermekle birlikte, diğerinden farklı olarak, kanatları dahil tamamı maviye kayma bölgesinde kalan ve büklüm noktası 0.7 şiddet seviyesi civarında olan daha ılımlı bir gidişat sergilemektedir.

Genel olarak merkezden kenara davranış çeşitliliğinin daha zengin olduğu bu profil grubunun bisektörleri üç kısımda incelenebilir: μ 'nün 1.0 ila 0.7 değer aralığına karşılık gelenler, ilginç bir şekilde bütünüyle kırmızıya kayma bölgesinde bulunan 0.85 dışında büyük kısımları maviye kayma bölgesinde kalan ve giderek yumuşayan C-formları sergilemektedirler. Devamla μ 'nün 0.6 ila 0.3 değer aralığına ait olanlar pozitif hız bölgesinden başlayarak profil kanatlarına doğru negatif hızlara yönelen çizgisele yakın bir gidişat gösterirlerken, μ 'nün 0.2 ve 0.1 değerlerine tekabül eden en kenar bölge bisektörleri ise, ilkinin kanat uçları hariç, hem tamamen pozitif hız bölgesinde kalmaları ve hem de aşikâr "ters-C formu" göstermeleri itibarıyla, diğerlerinden bariz bir şekilde ayrılmaktadırlar.

Bütün olarak kırmızıya kayma bölgesinde kalarak kendilerine has özellikler sergileyen son üç bisektör hariç tutulursa, merkez-kenar değişimine dair FeI 6301.5 Å çizgisi için Şekil 6'da verdiğimiz benzer sonuçlara [Löhner-Böttcher ve diğ. \(2019\)](#) tarafından merkezî oluşum yüksekliği 310 km olan FeI 5250.2 Å çizgisi için de varılmıştır. Bu durum çizgi profiline yansıyan dinamiklerin oluşum yüksekliğiyle bağlantısının kuvvetli bir delili olarak yorumlanabilir.

Kaynaklar

- Bhatnagar, A., Livingston, W., 2005, Solar Astronomy, World Scientific Publishing Co.Pte. Ltd. 118-130
 Hathaway, D. H., 1996, ApJ **460**, 1027
 Kucera, A., Balthasar, H., Rybak, J., Wohl, H., 1998, A&A **332**, 1069
 Löhner-Böttcher, J., Schmidt, W., Stief, F., Steinmetz, T., Holzwarth, R., 2018, A&A **611**, A4
 Löhner-Böttcher, J., Schmidt, W., Schlichenmaier, R., Steinmetz, T. ve Holzwarth, R., 2019, A&A **624**, A57
 Mitton, J., 1975, Journal of the British Astronomical Association **85**, 238
 Ökten, A., Al, N., Annak, A., G., Başal, M., Bianda, M., 2020, Turkish J.A&A, **1**, 2, 459
 Ribes, E., Mein, P. H., Mangeney, A., 1985, Nature **45**, 635
 Riethmüller, T. L., 2013, Investigations of small-scale magnetic features on the solar surface, PhD. Thesis, p45, ISBN 978-3-942171-73-1
 Vernazza, J. E., Avrett, E. H., Loeser, R., 1981, ApJS **45**, 635

Access:

M23-0367: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Güneş Leke Çevrimi Tahmin Yöntemleri ve 25. Çevrimin Beklenen Özellikleri

Berna Ay,¹    Esin Sipahi,¹ 

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35040 İzmir, Türkiye

Accepted: December 20, 2022. Revised: November 30, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Güneş leke çevrimi, güneş aktivitesinin günümüze kadar birçok bilim insanı tarafından çalışılmış özelliklerinden biridir. Bugüne kadar ~ 11 yıllık güneş çevriminin özelliklerinin belirlenmesi için güneş leke gruplarının alanları, konumları, eğim açıları vb. nicelikleri ölçülmüş ve bu parametrelerin birbirleri ile olan ilişkileri incelenerek tüm çevrimler birbirleri ile karşılaştırılmıştır. İçinde bulunduğumuz 25. güneş leke çevriminin genliğini (rölatif sayısı) tayin etmek için literatürde kullanılan birçok yöntem bulunmaktadır. Bu çalışmada güneş leke verileri üzerine Fourier analizi uygulanarak 25. güneş çevriminin bazı özellikleri belirlenmiştir.

Abstract

The sunspot cycle is one of the features of solar activity that has been studied by many scientists until today. In order to determine the characteristics of the ~ 11-year solar cycle to date, the areas, positions, tilt angles, etc. of sunspot groups have been used and the relations of these parameters with each other were examined and all cycles were compared with each other. There are many methods used in the literature to predict the future sunspot cycle. In this study, some features of the 25th solar cycle were determined by applying Fourier analysis on sunspot data.

Anahtar Kelimeler: sunspots, sunspots: 25th cycle, methods: prediction

1 Giriş

Güneş gözlemlerinin en belirgin özellikleri güneş leke ve leke gruplarıdır (Moore & Rabin 1985). Çok uzun dönemlerden beri güneş lekelerinin kayıtları tutulmaktadır. Lekeler, fakülalar ve güneş parlama olayları şeklinde kendini gösteren güneş aktivitesi uzun zamandır çalışılmaktadır (Hathaway 2015). Benzer aktivite yapılarının diğer yıldızlarda da gözlenmesi güneş aktivitesi üzerine yapılan çalışmaları daha da önemli kılar.

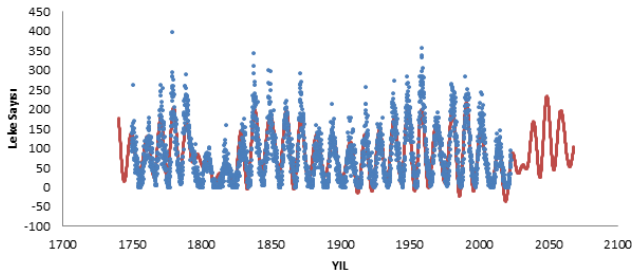
Uzun dönemlerdir çalışılan güneş lekelerinin doğaları halen tam olarak anlaşılammış olsa da güneş lekelerinin sayılarının ortalama 11 yıllık dönemler ile değiştiğini çok iyi biliyoruz (Balinas 1985). Bu dönemli değişime güneş leke çevrimi denir. 25. güneş leke çevrimini yaşadığımız şu günlerde çevrimin maksimumuna doğru çıkışını gözlemliyoruz. 2026 yılına kadar güneş leke sayıları ile birlikte güneş parlamalarının da sayı ve şiddetlerinde artış beklenmektedir (Courillot ve diğ. 2021).

Güneş değişkenliği kısa ve uzun dönemli olmak üzere ikiye ayrılabilir. Kısa dönemli değişimler 10 yıldan kısa olan zamanları kapsar. Bunların etkileri güneş sistemindeki uzay havası ve iklim koşullarını tanımlar. Uzun dönemli değişimler ise 10 yıldan uzun süreli zaman ölçeklerinde etkilidir ve Yer iklimi üzerinde etkileri oldukça önemlidir (Brajša ve diğ. 2015). Güneş aktivitesi tahminleri uzay uçuşlarının geleceği için de önemlidir. Ayrıca kısa ve uzun dönemli değişimler Yer manyetosferinin fiziksel durumunu da etkiler (Verbanac ve diğ. 2015). Fakat güneş çevrimini tahmin etmek zor bir iştir. Çünkü bu çevrimin kendisi düzenli değildir. Genliği zamana göre değişir (Hathaway 2015). Tahmin yöntemlerinin güvenilirliği güneş aktivite çevriminin karakteristiğini anlamamıza da yardımcı olur. Böylece iyi bilinen

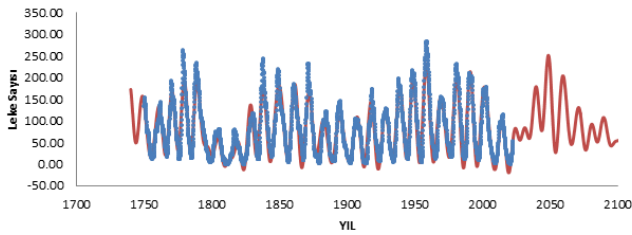
çevrimsel özelliklerinin yanında rastgele ve kaotik değişimler arasında da ayırım yapmayı kolaylaştırabilir (Wilson 1994; Letellier ve diğ. 2006; Gilmore & Letellier 2007).

Literatürdeki çalışmalar incelendiğinde güneş çevrimi tahmin yöntemleri farklı araştırmacılar tarafından farklı şekilde gruplandırılmıştır. Schüssler (2007) çalışmasında çevrim yöntemlerini ekstrapolasyon ve öncü olmak üzere ikiye ayırır. Tahmin yöntemlerinde gelecek çevrim öngörülerinin sınırlı olduğunu fakat güneşe ilişkin geomanyetik ölçümlerin öncü olarak kullanılması ile daha iyi tahminler yapılabileceğini ifade eder. Dabas ve diğ. (2008)'de ise çevrim yöntemleri beş grupta toplanmıştır. Bu yöntemler sırasıyla eğri fit etme, öncü, tayfsal, sinir ağları ve klimatoloji şeklindedir. Pesnell (2008) ise tahmin yöntemlerini klimatoloji (leke sayılarına dayanır), son klimatoloji (çevrim genliğine dayanır), öncü, dinamo modeli, tayfsal ve sinir ağları olarak ayırmaktadır. Petrovay (2010) çalışmasında tahmin yöntemlerini model temelli yöntemler, öncü yöntemler ve ekstrapolasyon yöntemleri olarak üç gruba ayırır. Her bir yöntemin güçlü ve zayıf yönleri vardır. İlk iki yöntem güneş dinamosu ile doğrudan ilişkilidir. Konveksiyon bölgesinin doğası ve beklenenin dışındaki koşullar güneş dinamosu modeli yapmayı etkileyecektir (Yeates ve diğ. 2008). Kakad ve diğ. (2020)'de ise çevrim tahmin yöntemlerini istatistik temelli ve dinamo temelli yöntemler olarak iki gruba ayırmıştır. İstatistik yöntemler de kendi içerisinde ekstrapolasyon ve öncü yöntemler olarak ikiye ayrılır denilmiştir. Ekstrapolasyon yönteminde güneş leke sayıları ve çevrimin şekli mevcut güneş çevrimi verisi üzerinde regresyon yaparak ya da kuramsal bir eğri ile fit edilerek yapılır (McNish & Lincoln 1949; Hathaway & Wilson 1994; Kane 1999). Farklı istatistiksel teknikleri kullanarak çevrim tahmini yapan birçok çalışma da literatürde yer almaktadır (Hathaway ve diğ. 1999). Bunların

* brnay84@gmail.com



Şekil 1. Aylık ortalama güneş leke verilerinin (mavi) dönem analizinden belirlenen kuramsal temsil (kırmızı).



Şekil 2. 13 aylık düzeltilmiş ortalama güneş leke verilerinin (mavi) dönem analizinden belirlenen kuramsal temsil (kırmızı).

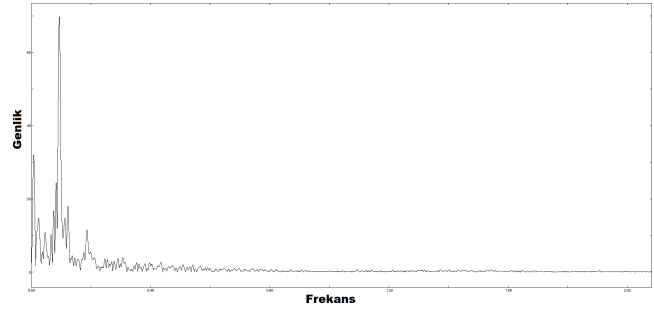
dışındaki modeller güneş dinamosuna dayandırılmıştır (Dikpati & Charbonne 1999; Dikpati ve diğ. 2006; Dikpati & Gilman 2008).

Bu çalışmada güneş leke verileri üzerinden tayfsal tahmin yöntemi olan zaman serisi analizi ile 25. çevrimin bazı özellikleri belirlenmeye çalışılmıştır. Bu çalışmada belirlenen parametreler literatürde farklı yöntemler ile bulunan değerler ile karşılaştırılarak sonuç bölümünde verilmiştir.

2 Materyal ve Yöntem

Güneş leke verileri kullanılarak günümüzde devam etmekte olan 25. güneş çevriminin genel özellikleri için tahminler yapılmıştır. Tahminler için tayfsal yöntemlerden biri olan zaman serisi analizi seçilmiştir. Güneş leke verileri SILSO veri tabanından alınmıştır. Zaman serisi analizinde tercih edilen en verimli yöntem Fourier analizidir. Bu yöntemde analiz için kullanılacak tüm verinin sıfır noktasının çok dikkatli belirlenmesi ve veri setinin büyük boşluklar içermemesi gerekir. Sıfır noktası, genelde 13 ay üzerinden düzeltme (*smoothing*) yapılarak bulunur, çevrimin minimum zamanına (ay cinsinden verilir, örneğin 24. çevrimin minimumu Aralık 2008'de $R=2.2$ olarak belirlenmiştir) karşılık gelen rölaf sayıdır. Programın avantajı birden fazla frekans içeren değişimler için gözlem verileri üzerine kuramsal temsil yapabilesidir. Fourier analizi için PERIOD04 (Lenz & Breger 2005) programı kullanılmıştır. Kuramsal temsil 1 ifadesi ile belirlenmektedir. Bu ifadede $f(t)$ hesaplanan leke sayısını, Z değişiminin sıfır noktasını, A_i çevrimin şiddetini, ω_i frekansı ve ϕ_i evreyi temsil eder. Breger ve diğ. (1993) tarafından duyarlılık sınırı için S/N (sinyal/gürültü) oranı (güç) 4 ve üstünde olan frekansların kabul edilmesinin daha güvenilir olduğu ifade edilmiştir. Bu çalışmada bu kabul ile analizlere devam edilmiştir.

$$f(t) = Z + \sum A_i \sin(2\pi(\omega t + \phi_i)) \quad (1)$$



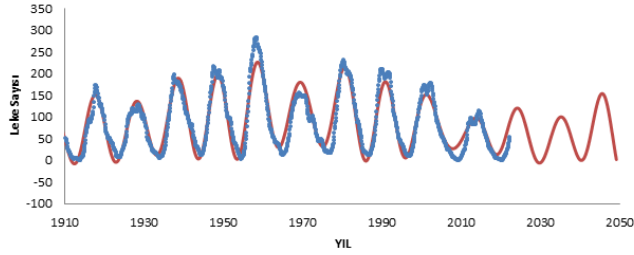
Şekil 3. 12-24. çevrim güneş leke verilerinin dönem analizi sonucu elde edilen genlik tayfı (power spectrum).

3 Bulgular

SILSO veri arşivinden alınan aylık ortalama güneş leke verileri Şekil 1'de görülmektedir. Bu veriler incelendiğinde her bir çevrimin şeklinin birbirinden farklı olduğu görülür. Bu veriler üzerine dönem analizi yapılmıştır. Şekil 1'de aylık ortalama güneş leke verileri üzerine çizilmiş dönem analizinden belirlenen parametreler ile oluşturulan kuramsal temsil görülmektedir. Gelecekteki çevrimleri tahmin etmek amacı ile kuramsal temsil 2068 yılına kadar uzatılmıştır. Bu verinin dönem analizinde tüm çevrimlerin iyi bir şekilde temsil edilemediği görülmüştür. Analiz sonucunda 10 adet frekans belirlenmiştir. Bu frekanslara karşılık gelen dönemler incelendiğinde baskın dönemin 11 yıllık leke çevrim dönemi olduğu görülür. Diğer frekanslar bu dönemin harmonikleridir. Ayrıca analizde yaklaşık 100 günlük bir dönemin varlığı da görülmüştür.

SILSO güneş verilerinde aynı zamanda 13 aylık ortalamalar ile düzeltilmiş veriler de yer almaktadır (bkz. Şekil 2). Bu veriler incelendiğinde çevrimlerin bazılarında görülen çift maksimumlar daha iyi görünür. Dönem analizi sonucunda elde edilen teşillerin daha iyi olabileceği düşüncesi ile bu veriler üzerinden dönem analizi yapılmıştır. Şekil 2'de görüldüğü üzere kuramsal temsil gözlenen çevrimler ile çok daha uyumludur. Fakat gelecek çevrim tahminlerine bakıldığında önceki analizden daha iyi bir görüntü olduğunu söylemek mümkün değildir. Analizin 13 aylık düzeltilmiş ortalama veri üzerinden yapılması sadece çevrim zamanlarının belirlenmesinde bir iyileştirme sağlamıştır.

Literatürde yapılan çalışmalar incelendiğinde özellikle bazı yöntemlerde sadece son çevrimlerin analize dahil edildiği görülmüştür. Bunun nedeni güneş çevriminde Dalton minimumu gibi çevrimlerin görülmesidir. Bu düşünce ile analizlerimizde 12-24. çevrim verilerini kullanma kararı aldık. Bu dönem analizi sonucunda 7 adet frekans belirlenmiştir. Bu analize ilişkin genlik tayfı (power spectrum) Şekil 3'te verilmiştir. Bu frekanslara karşılık gelen dönemler incelendiğinde baskın dönemin 11 yıllık leke çevrim dönemi olduğu görülmektedir. Diğer frekanslar bu dönemin harmonikleridir. Ayrıca analizde yaklaşık 130 günlük dönemin varlığı da görülmüştür. Bu çevrim verileri üzerinden yapılan dönem analizi sonuçları Çizelge 1'de verilmiştir. Şekil 4'te 12-24. çevrimlere ait leke verileri üzerine çizilmiş dönem analizinden belirlenen parametreler ile oluşturulan kuramsal temsil görülmektedir. Gelecekteki çevrim tahminlerini de görmek amacı ile kuramsal temsil 2050 yılına kadar uzatılmıştır. Bu verinin dönem analizinde tüm çevrimleri daha iyi bir şekilde



Şekil 4. 12-24. çevrim güneş leke verilerinin (mavi) dönem analizinden belirlenen kuramsal temsil (kırmızı).

Çizelge 1. 12-24. güneş çevrimi leke verilerinin dönem analizinden belirlenen parametreler.

Frekans	Rölatif Sayı	Evre	S/N	Dönem (Yıl)
0.09376 (4)	73.6 (7)	0.545 (2)	24.90	10.665 (9)
0.0077 (1)	30.8 (7)	0.121 (4)	10.42	129.9 (3)
0.1029 (1)	26.6 (7)	0.767 (4)	9.02	9.72 (2)
0.1217 (2)	13.3 (7)	0.927 (9)	4.50	8.21 (3)
0.0476 (2)	12.4 (7)	0.03 (1)	4.18	21.0 (2)
0.0839 (2)	13.0 (7)	0.003 (9)	4.40	11.91 (6)
0.1109 (2)	12.6 (7)	0.357 (9)	4.28	9.02 (3)

temsil ettiği ve gelecek çevrimler için de daha duyarlı tahminler yapılabileceği görülmüştür.

4 Sonuç

Bu çalışmada 25. güneş çevriminin genel özelliklerini belirlemek amacı ile SILSO veri tabanından alınan güneş leke verileri kullanılarak dönem analizleri yapılmıştır. Aylık ortalama güneş verileri ve 13 aylık düzeltilmiş ortalama güneş verileri için yapılan analizler sonraki çevrimlerin tahmini için iyi temsiller vermemiştir. 12-24. çevrimler arasındaki leke verilerini kullanarak yapılan analizler sonucunda gözlemler ile daha uyumlu temsiller elde edilmiştir. Çalışmanın sonuçları bu analizlere dayanmaktadır ve bu analizde elde edilen dönemler Çizelge 1'de yer almaktadır. Bu analiz sonuçlarından belirlenen 25. çevrim maksimum leke sayısı 120, maksimum zamanı ise 2024 yılı Mart ayı görünmektedir. Çevrim uzunluğu ise 10.9 yıl olarak belirlenmiştir. Bu sonuçlara göre 25. güneş çevrimin 24. çevrime benzer etkinlikte olacağı düşünülmektedir. Bu çalışmada bulunan sonuçlar ile literatürde yer alan bazı tahminler uyumlu görünmektedir. [Ivanov \(2022\)](#) çalışmasında 25. çevrim için maksimum leke sayısını 181 çevrim maksimum zamanını ise 2024 yılı Mart ayı olarak tahmin etmiştir. [Xiong ve diğ. \(2021\)](#) ise maksimum leke sayısını 140 çevrim maksimum zamanını ise 2024 yılı Mart ayı olarak belirlemiştir. 25. çevrimin özelliklerinin tahmin edildiği çalışmalar incelendiğinde bazılarında sadece maksimum leke sayısı verilirken diğer yöntemler ile çevrim uzunluğu ve maksimum yıl da belirlenebilmektedir. Kullanılan yöntemlere göre tahmin edilen parametre sayısının değiştiği görülmektedir. Güneş leke çevrimleri için daha iyi tahminler yapabilmek tüm çevrimleri iyi temsil edebilen modellerin üretilmesi ile sağlanacaktır. Bu nedenle yeni leke gözlemleri bu alandaki çalışmalar için önemlidir.




Kaynaklar

- Balinas, S., 1985, *Ann.Rev.Astron.Astrophys.*, 23, 239.
- Brajša, R., Verbanac, G., Sudar, D., et al., 2015, *Central European Astrophysical Bulletin*, Vol. 39, p. 135-144.
- Breger, M., Stich, J., Garrido, R., et al., 1993, *Astronomy and Astrophysics*, 271, 482.
- Courtillot, V., Lopes, F., Le Mouel, J.L., 2021, *Solar Physics*, 296, 1, 21.
- Dabas, R.S., Sharma, K., Das, R.M., Pillai, K.G.M., Chopra, P., Sethi, N.K., 2008, *Solar Phys.*, 250, 171.
- Dikpati, M., Charbonneau, P., 1999, *Astrophys. J.*, 518, 508.
- Dikpati, M., de Toma, G., Gilman, P., 2006, *Geophys. Res. Lett.* 33, L05102.
- Dikpati, M., Gilman, P.A., 2008, *J. Astrophys. Astron.*, 29, 29.
- Gilmore, R., Letellier, C., 2007, *The symmetry of chaos*, Oxford University Press.
- Hathaway, D.H., Wilson, R.M., Reichmann, E.J., 1994, *Solar Phys.* 151, 177.
- Hathaway, D.H., Wilson, R.M., Reichmann, E.J., 1999, *J. Geophys. Res.* 104(A10), 22375.
- Hathaway, D.H., 2015, *Living Reviews in Solar Physics*, Volume 12, article id. 4, DOI 10.1007/lrsp-2015-4.
- Ivanov, V.G., 2022., eprint arXiv:2203.02028.
- Kakad, B., Kumar, R., Kakad, A., 2020, *Solar Physics*, 295, 6.
- Kane, R.P., 1999, *Solar Phys.*, 189, 217.
- Lenz, P., ve Breger, M. 2005, *Communications in Asteroseismology*, 146, 53-136.
- Letellier, C., Aguirre, L.A., Maquet, J., et al., 2006, *Astron. Astrophys.* 449, 379.
- McNish, A.G., Lincoln, J.V., 1949, *Eos Trans. AGU* 30, 673.
- Moore, R., Rabin, D., 1985, *Ann.Rev.Astron.Astrophys.*, 23, 239.
- Pesnell, W.D., 2008, *Solar Phys.*, 252, 209.
- Petrovay, K., 2010, *Living Rev. Solar Phys.*, 7, 6.
- Schüssler, M., 2007, *Astronomische Nachrichten*, 328, 1087
- Verbanac, G., Manda, M., Bandić, M., et al., 2015, *Solid Earth* 6, 775.
- Wilson, P.R., 1994, *Solar and Stellar activity cycles*, Cambridge Astrophysics Series, Cambridge, MA: Cambridge University Press.
- Xiong, Y., Lu, J., Zhao, K., et al., 2021, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 505, 1046-1052.
- Yeates, A.R., Nandy, D., Mackay, D.H., 2008, *The Astrophysical Journal*, 673, 544.

Access:

M23-0353: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

X ve M Sınıfı Parlamaların Faz Zaman Aralıkları Boyunca Yarı-Periyodik Salınımların X-ışınlarında Araştırılması

Hasret Atasoy¹  , Z. Funda Bostancı² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, 34116, Beyazıt, İstanbul, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul, Türkiye

Accepted: March 31, 2023. Revised: December 14, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Güneş parlamalarının, aktif bölgeler ile ilişkili manyetik alanlarda depolanan muazzam bir enerjinin aniden serbest kalmasından kaynaklandığına inanılmaktadır. Güneş parlamalarının elektromanyetik tayf boyunca yapılan gözlemlerde yarı-periyodik salınımlar (Quasi-Periodic Pulsation – QPP) gösterdiği rapor edilmiştir. Çalışmada 24. Çevrim süresince gözlenen parlamalarda QPP'lerin sistematik araştırılması gerçekleştirilmiştir. GOES uydu serileri ve Fermi/GBM uydusu ile gözlenmiş M ve X sınıfı Güneş parlamalarının evrimi boyunca parlama faz zaman aralıkları dikkate alınarak QPP'lerin dinamik özellikleri detaylı araştırılması literatürdeki bazı belirsizliklere açıklık getirilerek periyot sonuçlarına bağlı olarak QPP'lerden sorumlu mümkün mekanizmalar irdelenmiştir.

Abstract

Solar flares are believed to result from the sudden release of an enormous energy stored in magnetic fields associated with active regions. It has been reported that solar flares show quasi-periodic pulsation (QPP) in observations made across the electromagnetic spectrum. The systematic investigation of signals consistent with QPPs in the study was carried out on a large sample (Cycle 24 Flares). A detailed investigation of the dynamic properties of QPPs, taking into account the flare phase time intervals during the evolution of M and X class solar flares observed with the GOES satellite series and Fermi/GBM satellite, will be clarified and some uncertainties in the literature will be clarified, and possible mechanisms responsible for QPPs will be discussed depending on the period results.

Anahtar Kelimeler: Sun, Solar flares, Quasi-Periodic Pulsations

1 Giriş

Güneş parlamaları, manyetik enerjinin aniden serbest kalması ile koronada ortaya çıkan güçlü patlamalardır. Aktif bölgeler ile ilişkili manyetik alanlarda depolanan muazzam bir enerjinin (10^{28} - 10^{32} erg) aniden serbest kalmasından kaynaklandığı düşünülmektedir (Benz 2008). Bir parlama süresince açığa çıkan enerji elektromanyetik tayf boyunca (radyo bölgesinden gama-ışın bölgesine) tüm frekanslarda gözlenerek, radyatif enerji, kinetik enerji, termal ve termal olmayan gibi çeşitli enerji formlarında yayınlanır (Shibata & Magara 2011).

Güneş parlamaları X-ışınlarında, GOES (Geostationary Operational Environmental Satellite) uydusu üzerindeki X-ışın dedektörünün 1-8 Å kanalında gözlenen maksimum emisyonlarına göre A, B, C, M veya X olarak sınıflandırılır. GOES sınıflarının 10^{-4} ile 10^{-8} Wm⁻² arasında değişen bir logaritmik ölçeklendirmesi vardır. X-sınıfı aralığı (en şiddetli parlamalar) dışında, her bir sınıf içinde 1'den 9'a kadar doğrusal bir ölçek vardır. 24. Güneş çevriminin en şiddetli parlaması X9.3 sınıfı bir güneş parlamasıdır.

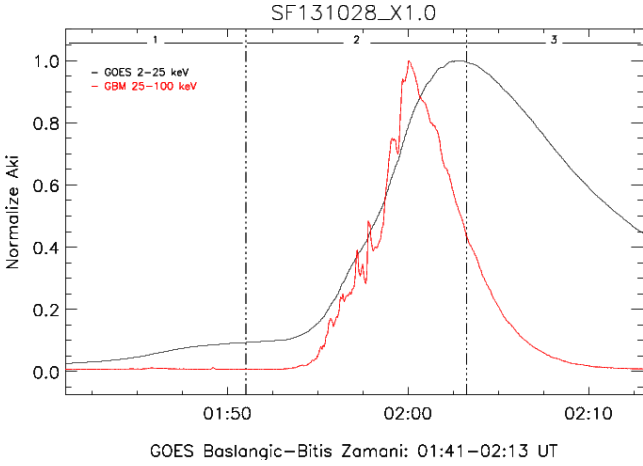
Parlamaların her ne kadar doğası ve sorumlu mekanizmaları tam olarak bilinmesede parlama emisyonun temelleri yaygın olarak kabul gören CSHKP (Carmichael 1964; Sturrock 1966; Hirayama 1974; Kopp & Pnevman 1976) standart parlama modeli ile tanımlanır. Çok sayıda parlama

gözlemlerinin incelenmesi sonucunda parlamaların üç ana faz gösterdiği bulunmuştur; enerjinin biriktiği ve parlamanın tetiklendiği parlama öncesi (*pre-flare*), manyetik alanın yeniden birleşmesi sonucunda manyetik alan çizgilerinde depolanan enerjinin serbest kalarak plazmanın ısınmasına ve parçacıkların rölativistik hızlara (termal olmayan enerjilere) ivmelenmesi durumu flare veya atımlı (*impulsive*) faz ve sonrasında oluşan post-flare yaylarında yumuşak X-ışınlarında termal emisyonun yayınlanarak parçacıkların ivmelenmesinin durduğu parlamanın bu son aşamasına kademeli azalan (*gradual*) faz olarak bilinmektedir (Benz 2017; Fletcher ve diğ. 2011).

Parlama fazları süresince yayınlanan enerji ivmelenen parçacıklardan kaynaklanan emisyon termal olmayan ve ısınan plazmadan kaynaklanan emisyon ise termal olarak adlandırılır. Termal olmayan ışınlar parlama yaylarının tepe noktası üzerinde ve kromosferde ayak noktaları civarında gözlenen sert X-ışınları bremsstrahlung süreciyle (alan çizgileri boyunca ivmelen parçacıkların yoğun maddeyle etkileşmesi) yayınlanmaktadır (Aschwanden 2005). Termal yumuşak X-ışın emisyonu, parlama öncesi ve sonrası oluşan ve kromosferden geçiş bölgesine kadar uzanan yay yapılarında ısınan plazmadan kaynaklanmaktadır. Şekil 1'de parlamaların termal yumuşak (<25 keV) ve termal olmayan sert (>25 keV) X-ışın ışık eğrilerinde parlama fazları gösterilmiştir.

Güneş parlamalarının çoklu dalga boyu gözlemleri sonucunda parlamaların ışık eğrilerinde yarı-periyodik salınımlar (QPP: quasi-periodic pulsation) gösterdiği rapor edilmiştir.

* hasretatsy@gmail.com



Şekil 1. 28 Ekim 2013'te gözlenen X1.0 sınıfı bir parlamanın GOES termal ve GBM termal olmayan enerjilerdeki ışık eğrileri. Parlamanın fazları grafik üzerinde dikey çizgilerle gösterilmiştir. 1: Parlama öncesi, 2: Atımlı, 3: Kademeli azalan faz.

Bu sınımların parlama emisyonunda periyodik şiddetin tüm dalgaboylarını kapsayan değişimleri ve yayınlanan enerjinin bir özelliği olarak düşünülmektedir (Nakariakov & Melnikov 2009). Periyotları birkaç saniye ile birkaç dakika arasında değişmektedir (Aschwanden 1987; Fleishman ve diğ. 2002; Tan 2008; Foullon ve diğ. 2005). QPP'lerin oluşumundan sorumlu mekanizmanın ne olduğu hala belirsiz olmakla birlikte genellikle MHD (manyetohidrodinamik dalgalar) ve yeniden birleşme süreçleri ile ilişkilendirilir. Ayrıca QPP'lerin oluşumunda birden fazla mekanizmanın da rol oynaması muhtemeldir. Dolayısıyla önerilen parlama modellerinin, gözlenen QPP zaman ölçeklerini de üretmesi gerekmektedir ki bu bağlamda bu parametre önemli bir kısıtlamadır. Bu bağlamda, mekanizma/mekanizmalar belirlendiği zaman QPP'ler, parlama enerjisi salınımından sorumlu fiziksel süreçler için benzersiz bir teşhis aracı olma umudunu taşımaktadır.

Bu çalışmada büyük bir örnek üzerinden Yer Sabit Yörüngeli Hareket Çevre Uydusu (Geostationary Operational Environmental Satellite – GOES) üzerindeki Güneş X-ışın Cihazı (Solar X-ray Sensor – XRS) ve Fermi Gama Işın Gözlemevi üzerindeki Gama Işın Patlama Monitörü (Gamma-ray Burst Monitor – GBM) uydusu teleskopları yüksek enerjili verileri kullanılarak X ve M sınıfı Güneş parlamalarının faz zaman aralıkları süreleri gözönünde bulundurularak termal ve termal olmayan enerji formlarında parlamaların QPP'lerin tespiti ile birlikte dinamik özellikleri literatürdeki belirsizliklerde dikkate alınarak irdelenmiştir.

2 Veri

Güneş parlamalarının termal ve termal olmayan akılarında QPP'leri araştırmak için parlamaların farklı dalgaboyu gözlemlerinin uydusu verilerine ihtiyaç vardır. Bu sebeple GOES uydusu serileri ve Fermi uydusu ile gözlenen parlama verileri kullanılmıştır. GOES uyduları, meteorolojik gözlemler yapmak amacıyla tasarlanmış olmasına rağmen Güneş X-ışın Cihazı (Solar X-ray Sensor – XRS) ile 0.5-4 Å (3.1-24.6 keV) ve 1-8 Å (1.6-12 keV) dalgaboyu aralıklarında kesintisiz olarak Güneş'in X-ışın akılarını ölçmektedir. Dolayısıyla, GOES'un yer

sabit yörüngede bulunması ve 2 s zaman çözünürlüğü ile birlikte bu çalışma için ideal bir kaynak arşivi sunmaktadır.

Fermi Gama-Işın Gözlemevi yüksek enerji astrofizikine katkı sağlamak amacıyla tasarlanmış olup yeryüzünden 565 km yükseklikte alçak bir yörüngede, dolanım periyodu 96 dk ve 25.6 derece eğim açısı ile dairesel yörüngede dolanarak 8 keV ile 300 GeV aralığında yüksek enerjili verileri kaydetmektedir. İki ana enstrümandan oluşmaktadır: 20 MeV - 300 GeV Geniş Alan Teleskopu (Large Area Space Telescope – LAT) ve 8 keV - 40 MeV Gama Işın Patlama Monitörü (Gamma-ray Burst Monitor – GBM). Bu çalışma için termal olmayan enerjilerdeki (25-100 keV) parlama gözlem verileri Fermi/GBM dedektörü CTIME verileri kullanılmıştır.

Çalışmada zaman aralığı, 24. Güneş çevrimini (11 Haziran 2008 - 26 Aralık 2019) içerecek şekilde sınırlandırılmıştır. Bu süre içerisinde GOES uydusunun XRT dedektörü 15239 parlama ve Fermi'nin GBM dedektörleri 5123 parlama gözlemiştir. Bu iki veri arşivindeki parlamaların ortak olanlar ve M ve X sınıfı olanlar belirlenmiştir. Daha sonra ışık eğrileri aşağıda listelenen kriterlere tabi tutulmuş ve analizleri yapılmıştır.

I. Işık eğrilerinin kontrolü: Uyduların Güney Atlantik Anomali'den geçişleri sırasında, Dünya tarafından örtülmesi veya veri kayıt hataları gibi sebeplerden dolayı veri eksiklikleri, ayrıca dedektörlerin ölü zamanından dolayı yüksek enerjilerdeki yığılmalar (*pile-up*) ve görüş alanındaki diğer X-ışın olayların izlerinin varlığı araştırılmıştır. Bu etkileri barındıran parlamalar analizlerde dikkate alınmamıştır. Böylece, termal enerji aralığında 766 parlama ve termal olmayan enerji aralığında 263 parlamaların bu çalışmadaki analizler için uygun olduğu belirlenmiştir.

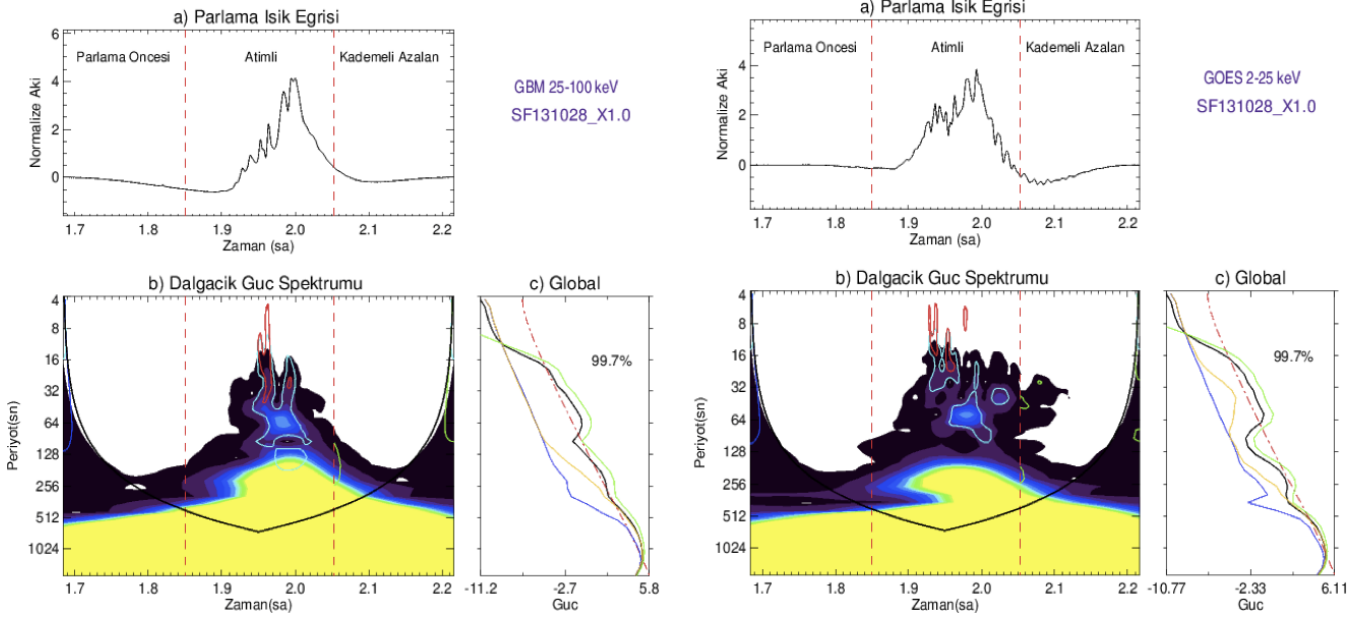
II. Termal enerjilerdeki parlama verilerinin türü: Yumuşak X-ışın verisinin zaman türevi genellikle termal olmayan (sert X-ışını veya mikrodalga) ışık eğrisine benzer bir dağılım göstermektedir. Neupert etkisi (Neupert 1968; Dennis ve Zarro 1993) olarak bilinen bu durumla yumuşak X-ışınlarında ince yapılar belirgin halde görülebilmektedir (Şekil 1).

III. Parlama faz zaman aralıklarının belirlenmesi: Parlama fazları ile yarı-periyodik salınımların oluşum zamanları arasında bir ilişki olup olmadığı araştırmak için 1-8 Å'da ışık eğrileri (Şekil 1) dikkate alınarak faz zaman aralıkları;

- Parlama öncesi fazının başlangıç zamanı GOES Katalog başlangıç zamanı,
- Atımlı fazı başlangıç zamanı maksimum akı değerinin %5'ine karşılık geldiği zaman,
- Kademeli azalan fazın başlangıç zamanı parlama akısının maksimum olduğu zaman,
- Kademeli azalan fazının bitişi GOES katalog bitişi zamanı olarak alınmıştır.

IV. Wavelet (Dalgacık) Analizi: Zaman analizinde (Torrence & Compo 1998) tarafından IDL programı ile geliştirilen wavelet kodu kullanılmıştır. Güç kanunu şeklindeki kırmızı gürültü spektrumunu dalgacık yazılımında bulunan oto-regresif modeli ile tanımlandı. Her bir parlamanın farklı enerji kanallarındaki ışık eğrilerinde QPP'lerin varlığı hem tüm parlama süresi hem de parlama faz süreleri ayrı ayrı dikkate alınarak oluşturulmuş ortalama güç spektrumlarında araştırılmıştır. Yarı-periyodik salınımların varlığı, dalgacık güç spektrumunda kırmızı-gürültü modelinin üzerinde %99.7 güvenilirlik seviyesinde tespit edilen güç olarak belirlenmiştir.

Şekil 2'de 28 Ekim 2013 tarihinde X1.0 sınıfı parlamaların GOES 2-25 keV (sağ) ve GBM 25-100 keV (sol) enerji



Şekil 2. 28 Ekim 2013'de gözlenen X1.0 sınıfı parlamasının GBM 25-100 keV (sol) ve GOES 2-25 keV (sağ) enerji aralığındaki ışık eğrisinin dalgacık analizi. (a) Parlamasının dalgacık analizinde kullanılan türevi alınmış ışık eğrisi. Turuncu dikey kesikli çizgi faz aralıklarını göstermektedir. (b) Morlet ana dalgacığı kullanılarak elde edilen lokal dalgacık güç spektrumu. X-ekseni zamanı y-ekseni periyodu göstermektedir. Kontürler, kırmızı gürültü modelinin üzerindeki %99.7 güvenilirlik seviyesinde gücü, çapraz çizgiler kenar etkilerinin önemli olduğu 'etki konisi' göstermektedir. (c) Global güç spektrumları; parlamamın toplam süresi boyunca (siyah çizgi), parlama öncesi faz süresince (mavi çizgi), atımlı faz süresince (yeşil çizgi) ve kademeli azalan faz süresince (turuncu). Kesikli çizgi gürültü modelinin üzerinde %99.7 güvenilirlik seviyesini gösteriyor.

aralığındaki zaman serisinin dalgacık analizi örnek olarak verilmiştir. GOES 2-25 keV termal enerji aralığındaki parlama ve atımlı faz süresince %99.7 güvenilirlik seviyesi üzerinde 20.12-80.49 s, 160.97-270.72 s benzer periyot aralığı sonuçları tespit edilirken parlama öncesi ve kademeli azalan faz süresince %99.7 güvenilirlik seviyesi üzerindeki periyotlar etki konisi maksimum uzunluğundan fazla olduğundan dolayı periyot tespit edilememiştir. Benzer bir şekilde GBM 25-100 keV termal olmayan enerjilerde parlama ve atımlı faz süresince %99.7 güvenilirlik seviyesi üzerinde 16.92-64.12 s, 67.68-246.36 s benzer periyot aralığı sonuçları tespit edilirken parlama öncesi ve kademeli azalan faz süresince %99.7 güvenilirlik seviyesi üzerindeki periyotlar etki konisi maksimum uzunluğundan fazla olduğundan dolayı periyot tespit edilememiştir.

3 Termal ve Termal Olmayan Enerjilerde Yarı-Periyodik Salınımların Periyot Dağılımları

M ve X sınıfı parlamasının termal ve termal olmayan enerji aralıklarında ışık eğrilerine uygulanan dalgacık analizi ile tespit edilen yarı periyodik salınımlar parlama ve parlama fazları dikkate alınarak dört periyot aralığına göre gruplandırılmıştır; 10-30, 30-60, 60-110, >110 s (Şekil 3). Termal enerji aralıklarında tüm parlama süresi dikkate alındığında 10-30 s, 30-60 s ile >110 s aralıklarında baskın (Çizelge 1'de verilen sonuçlar analiz edilen tüm parlamaları içermektedir. Genel dağılımlar göz önünde bulundurularak (Şekil 4) ve periyotlar gruplandırılarak (Şekil 3) elde edilen sonuçlarda 'baskın' olarak kastedilen ilgili aralıktaki belirgin parlama periyotlarının sıklıklarında periyotlar hakimken termal olmayan enerji aralığında ise 30-60 s ile >110 s arasındaki periyotların baskın olduğu dikkati çekmektedir. Parlama öncesi ve kademeli azalan fazda termal ve termal olmayan enerji aralıklarında 10-30

s periyotlar baskındır. Atımlı fazda ise termal enerjilerde 10-30 s, 30-60 s periyotlar görülürken termal olmayan enerji aralığında ise 10-30 s periyotların baskın olduğu görülmektedir.

Tüm parlama ve parlamasının üç fazı süresince gözlenen tüm QPP'lerin histogramlarında grafikler logaritmik aralıklı binlerle oluşturulmuştur (Şekil 4). Bu dağılımları temsil eden ortalama değerler ise Çizelge 1'de verilmiştir. Şekil 4'te termal (solda) ve termal olmayan (sağda) enerji kanallarında, üstten alta doğru sırasıyla, parlama süresince, parlama öncesi, atımlı ve kademeli azalan fazda tespit edilen QPP'lerin histogramları sunulmuştur. Çalışma sonuçları incelendiğinde, parlama süresince, parlama öncesi ve atımlı fazlarda termal enerjilerde kısa periyotlar hakimken termal olmayan enerjilerde daha uzun periyotlar baskındır. Kademeli azalan fazda termal ve termal olmayan enerjilerde kısa periyotlar hakim olup kayda değer bir periyot değişimi görülmemiştir. Termal enerjilerdeki kısa periyotların hakim olmasının sebebi, termal sıcaklıktaki plazma ortamından (parlama öncesi filamenter yapı ve kromosferik parlama sonrası oluşan ilmek şeklindeki plazma yapısı) kaynaklanıyor olmasıdır.

4 Tartışma ve Sonuç

11 Haziran 2008 ve 26 Aralık 2019 tarihleri arasında (24. Güneş Çevrimi), GOES ve Fermi/GBM ile gözlenen, sırasıyla, 766 ve 263 X ve M sınıfı parlamasının termal ve termal olmayan enerji aralıklarında parlamaların farklı fazları dikkate alınarak QPP'lerin sistematik araştırılması yapılmıştır.

Parlamalarda gözlenen QPP'lerin üretim mekanizmaları ya yeniden birleşme süreçleri ya da MHD dalga modlarıyla tanımlanmaktadır. Çalışmada, termal ve termal olmayan enerjilerde parlama süresince gözlenen 10-30 s ve 30-60 s'lik periyotlar ile parlama öncesi ve kademeli azalan fazlarda

QPP gösterdiğini tespit etmişlerdir. Bu sonuç, QPP'lerin Güneş parlamalarının doğasında olabileceği ve QPP göstermeyen Güneş parlamaların ise nadiren gözlemlendiğini göstermektedir. Diğer taraftan, **Mossessian ve diğ. (2012)** 412 parlamada QPP araştırması yapmışlardır, örneklerinin sadece %10'unun QPP olarak sınıflanabilen zaman değişimleri gösterdiklerini tespit etmişlerdir. X-ışınlarında yapılan çalışmalarda ise, **Simões ve diğ. (2015)** 24. Güneş çevrimine ait GOES (Geostationary Operational Environmental Satellite) uydusuyla termal enerji aralığında gözlenmiş 35 X-sınıfı parlamayı analiz etmiş ve örneklerinin 28'inin (%80) atımlı faz süresince QPP gösterdiğini bulmuşlardır. Bu da QPP'lerin Güneş parlamalarında sık gözlenen olaylar olduğu sonucuna götürmektedir. Diğer yandan, **Inglis ve diğ. (2016)**, 2011-2015 yılları arasında GOES uydusu ile gözlenmiş 675 M ve X sınıfı parlamayı analiz etmişlerdir. Ayrıca, aynı dönem boyunca Fermi/GBM tarafından bu parlamalarla 15-25 keV enerji aralığında eş zamanlı gözlenmiş 261 parlama verisinin de analizini yapmışlardır. Araştırmacılar, GOES parlamalarının 202'sinin (%30) ve Fermi/GBM parlamalarının da 21'inin (%8) QPP gösterdiğini bulmuşlardır ve QPP'lerin Güneş parlamalarında sık gözlenen olaylar olmadığı sonucuna ulaşmışlardır. Çalışmamızda termal olmayan enerji aralığında 263 ve termal enerji aralığında 766 M ve X sınıfı parlamamanın dalgacık dönüşümüyle zaman analizini yaptık. GOES termal enerjilerdeki parlamaların parlama süresince %89, parlama öncesi %60, atımlı %71, kademeli azalan fazda %82'sinde yarı periyodik salınımları tespit ettik. GBM termal olmayan enerjilerde ise parlama süresince %53, parlama öncesi %23, atımlı %46, kademeli azalan fazda %49'unda yarı periyodik salınımları gözledik. Dolayısıyla yarı periyodik salınımların termal enerjilerde daha sık gözlemlendiğini, Güneş parlamalarında QPP'lerin sık görülen olaylar olduğunu söyleyebiliriz.

QPP'lerin bir parlamanın tüm fazlarında tespit edilebilmektedir. Bazı durumlarda QPP'ler hem atımlı hem de kademeli azalan fazda gerçekleşirken (**Van Doorselaere ve diğ. 2011; Dolla ve diğ. 2012; Simões ve diğ. 2015**), diğer durumlarda ise QPP'ler sadece atımlı fazı (**Jakimiec & Tomczak 2012**) ya da kademeli azalan fazı (**Kane ve diğ. 1983**) boyunca gözlenirler. Bu çalışmada verilen sıklık yüzdelerini dikkate aldığımızda QPP'ler tüm fazlarda gözlenebilmektedir.

Bu çalışmada incelenen FERMI ve GOES uydusu verilerinin termal ve termal olmayan enerji aralıklarında yarı periyodik salınımların sonuçları raporlanmış ve literatür ile bir karşılaştırılması sunulmuştur. Genel olarak elde edilen sonuçlar literatürdekiler ile uyumlu olmakla birlikte gelecek çalışmalara bir öncülük edecek yeni problemlerin oluşmasına neden olmuştur. Çoklu dalga boyunda (sert X-ışın, yumuşak X-ışın, UV, radyo gibi) görülen QPP'ler arasında zaman gecikmeleri var mı? Parlama sınıfları, süreleri ile periyotlar arasında ilişki var mı? X sınıfından M, C, B ve A sınıflarındaki parlamalarda gözlenen QPP sonuçları bir farklılık gösterir mi? Gelecek çalışmalara öncülük edebilecek bu ve bunun gibi sorular çoklu dalgaboyları ve daha geniş enerji aralıklarında güncel veri setlerinin analizleriyle daha duyarlı tayin edilecek ve modellerin gözlemsel olarak sınanmasına fırsat verecektir.

Teşekkür

Bu çalışma, Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK)'nın 117F010 numaralı proje tarafından desteklenmiştir. TÜBİTAK, BİDEB-2211 programı kapsamında desteğinden dolayı teşekkür ederim.





Kaynaklar

- Aschwanden, M. J., 1987, *Solar Physics*, 111, 113-136.
 Aschwanden, M.J., 2005, *The Astrophysical Journal Letters*, 634, L193.
 Benz A. O., 2008, *LRSP*, 5, 1.
 Benz A. O., 2017, *LRSP*, 14, 2.
 Carmichael, H. 1964, in *Proc. AAS-NASA Symp., The Physics of Solar Flares*, ed. W. N. Hess, Vol. 50, 451.
 Chowdhury, P., Srivastava, A. K., Dwivedi, B. N., Sych, R., Moon, Y. J. 2015, , *Advances in Space Research*, 56, 2769-2778.
 Dennis, B. R., Zarro, D. M. 1993., *Solar Physics*, 146, 177-190.
 Dolla, L., Marqué, C., Seaton, D. B., Van Doorselaere, T., Dominique, M., Berghmans, D., Cabanas, C., De Groof, A., Schmutz, W., Verdini, A., West, M. J., Zender, J., Zhukov, A. N. 2012. , *The Astrophysical Journal Letters*, 749, 7.
 Fleishman, G. D., Fu, Q. J., Huang, G.L., Melnikov, V. F., Wang, M., 2002, *Astronomy and Astrophysics*, 385, 671-685.
 Fletcher L., Hudson H., Cauzzi G., Getman K. V., Giampapa M., Hawley S. L., Heinzel P., et al., 2011, *ASPC*, 448, 441.
 Foullon, C., Verwichte, E., Nakariakov, V. M., Fletcher, L. 2005. , *Astronomy and Astrophysics*, 440, 59-62.
 Hirayama, T. 1974, *SoPh*, 34, 323
 Huang, J., Tan, B., Zhang, Y., Karlický, M., Mészárosóvá, H. 2014. , *The Astrophysical Journal*, 791, 44.
 Inglis, A. R., Ireland, J., Dennis, B. R., Hayes, L., Gallagher, P. 2016. , *The Astrophysical Journal*, 833, 16.
 Kopp, R. A. & Pneuman, G. W. 1976, *SoPh*, 50, 85
 Kumar, P., Nakariakov, V. M., Cho, K. 2016. , *The Astrophysical Journal*, 822, 14.
 Kupriyanova, E. G., Melnikov, V. F., Nakariakov, V. M., Shibasaki, K. 2010. , *Solar Physics*, 267, 329.
 Mossessian, G., Fleishman, G. D. 2012. , *The Astrophysical Journal*, 748, 14.
 Nakariakov V. M., Melnikov V. F., 2009, *SSRv*, 149, 119.
 Neupert, W. M. 1968., *Astrophysical Journal*, 153, 59.
 Jakimiec, J., Tomczak, M. 2012. , *Solar Physics*, 278, 393-410.
 Kane, S. R., Kai, K., Kosugi, T., Enome, S., Landecker, P. B., McKenzie, D. L. 1983., *Astrophysical Journal*, 271, 376-387.
 Reznikova, V. E., Shibasaki, K. 2011., *Astronomy and Astrophysics*, 525, 7.
 Kupriyanova, E. G., Melnikov, V. F., Shibasaki, K. 2013b, , *Solar Physics*, 284, 559.
 Shibata K., Magara T., 2011, *LRSP*, 8, 6.
 Simões, P. J. A., Hudson, H. S., Fletcher, L. 2015. , *Solar Physics*, 290, 3625-3639.
 Sturrock, P. A. 1966, *Nature*, 211, 695
 Sych, R., Karlický, M., Altyntsev, A., Dudík, J., Kashapova, L. 2015. , *Astronomy and Astrophysics*, 577, 8.
 Tan, B., 2008, *Solar Physics*, 253, 117-131.
 Tomczak, M., Szafaroz, Z. 2014. , *Central European Astrophysical Bulletin*, 38, 111-122.
 Torrence C., Compo, G. P. 1998., *Bulletin of the American Meteorological Society*, 79, 61.
 Van Doorselaere, T., De Groof, A., Zender, J., Berghmans, D., Goossens, M. 2011. , *The Astrophysical Journal*, 740, 8.
 Yu, Z., Thorstensen, J.R., Rappaport, S. ve diğ., 2019, *MNRAS*, 489, 1023

Access:

M23-0384: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Güneş'teki Aktif Bölgelerin Öbeklenme Eğilimi

Nurdan Karapınar¹  , Emre Işık² , Hakan Volkan Şenavcı¹ 

¹ Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Çankaya 06680, Ankara, Türkiye

² Türk-Alman Üniversitesi, Bilgisayar Mühendisliği Bölümü, Beykoz 34820, İstanbul, Türkiye

Accepted: December 20, 2022. Revised: December 14, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Güneş'teki aktif bölgeler, belli bir oranda birbirine yakın zamanlarda ve konumlarda oluşma eğilimi gösterirler. Bunun sonucu olarak, herhangi bir anda birbirine yakın zamanlarda doğmuş birden fazla aktif bölge öbeklenmiş olarak görülebilir. Güneş'te leke bölgelerinin öbeklenme oranının yüzde 30-50 aralığında olduğu bildirilmiştir. Öbeklenme eğiliminin nicelenmesi ve uzaysal ölçeklerin belirlenmesi, bu olaya neden olan süreçleri araştırmak açısından önemlidir. Bu çalışmada, leke grubu öbeklerinin enlemsel ve boylamsal uzanımları ile birlikte leke gruplarının öbeklenme oranı, Kislovodsk Dağı Astronomik İstasyonu (KMAS) Güneş lekesi grubu verileri üzerinden kümeleme yöntemleriyle saptanmış ve literatürdeki sonuçlarla karşılaştırılmıştır. Çalışmamız, daha büyük ve uzun süreli veri setlerine uygulanabilecektir.

Abstract

Active regions on the Sun tend to emerge at close times and locations, to a certain degree. Thus, more than one active region emerged close to each other at any time can be seen in the form of nests or complexes. It is known that the nesting degree of sunspot groups is in the range of 30-50%. Quantifying the nesting tendency and determining spatial scales is essential in investigating the processes that cause this phenomenon. In this study, we determine the latitudinal and longitudinal extents of sunspot-group nests, and the degree of nesting, using clustering techniques on Kislovodsk Mountain Astronomical Station (KMAS) Sunspot Group Data and compared with the results in the literature. Our unsupervised learning approach can be applied to larger datasets over longer time scales.

Anahtar Kelimeler: sunspot; nesting; machine learning

1 Giriş

Bilinen en büyük karanlık fotosferik yapı olan güneş lekeleri, güneş aktivitesinin en çok tanınan tezahürüdür. Güneş aktivitesi, manyetik alanın konveksiyon ile etkileşimi ile yönlendirilir ve şekillendirilir. Güneş lekeleri, günümüzde de en yaygın olarak kullanılan güneş aktivitesinin en eskiden beri bilinen göstergelerinden biridir. Bu nedenle, güneş leke alanı kayıtları, Güneş'in manyetik aktivitesinin ve değişkenliğinin uzun dönemli davranışını anlamamızda önemli bir rol oynamaktadır.

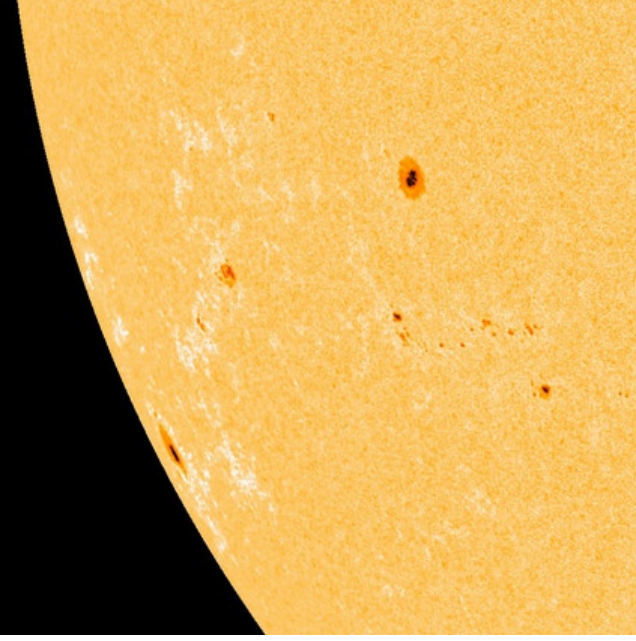
Güneş aktivitesi, Yer'in yakın alanını birçok farklı şekilde etkiler. Kısa zaman ölçeklerinde güneş koşullarındaki değişim, örneğin birkaç saniyeden günlere kadar uzay havası ile ilgiliyken, birkaç aydan bir güneş döngüsüne ve daha uzun olan uzun vadeli koşullar uzay iklimi ile ilişkilidir. Uzay havası etkilerine ani güneş olayları, yani güneş parlamaları ve koronal kütle atımları vb. olaylar neden olur. Güneş plazması sürekli hareket halindedir ve büyük ölçekli akışlar, Güneş'in global manyetik alanını üretir. Güneş lekelerinin etrafında biçimlenen aktif bölgeler, yüzeydeki konveksiyon akışlarının etkisi altında, üst atmosferdeki enerjik olaylara kaynaklık ederler. Bir güneş parlaması, burulmuş (twisted) manyetik alanlarda depolanan enerjinin (genellikle güneş lekelerinin oluşturduğu aktif bölgelerde) aniden serbest bırakıldığında oluşmaktadır. Manyetik alanlar burulma veya çarpışma nedeniyle kırıldığında ise oluşan yeniden birleşme, radyasyon ve plazma salınımına

neden olur. Bu da bazı durumlarda koronal kütle atımlarına neden olmaktadır. Bu şekilde gerçekleşen güneş patlamaları radyo sistemlerimizi bozabilirken, koronal kütle atımları ise yaygın elektrik kesintilerine neden olabilmektedir.

Güneş'te leke bölgelerinin istatistikleri ayrıntılı olarak çok sayıda Güneş çevrimi için belirlenmiştir (güncel ve kapsamlı bir örnek için bkz. [Jiang ve diğ. 2011](#)). Bu tür çalışmalarda yer verilen istatistiklerden farklı olarak, leke gruplarının yuvalanma özellikleri konusunda ilk kapsamlı çalışmalar [Gaizauskas ve diğ. \(1983\)](#), [Castenmiller ve diğ. \(1986\)](#) ve [Brouwer & Zwaan \(1990\)](#) tarafından yapılmıştır. Bu çalışmada, Kislovodsk Dağı Astronomik İstasyonu (KMAS) güneş leke grubu verileri kullanılarak 1973-1975 yılları arasında, 20. güneş çevrimini iniş kolunda doğan leke gruplarının öbeklenme oranı belirlenmiştir.

Güneş aktivitesinin enlemsel dağılımı ve güneş çevriminin genel özellikleri üzerinde ayrıntılı çalışılmış olsa da, Güneş'te aktif boylamların varlığı henüz net olarak ortaya konmamıştır ([Usoskin ve diğ. 2005](#); [Pelt ve diğ. 2006](#); [Zhang, L. ve diğ. 2011](#)). Asıl soru, güneş aktivitesinin boylamsal dağılımının sistematik olarak asimetrikler gösterip göstermediği ve bunun olası kaynaklarıdır. Aktif boylamların varlığı, farklı analiz teknikleri ve farklı güneş aktivitesi parametreleri kullanılarak araştırılmıştır. Aktif bölgelerin sistematik olarak tekdüze olmayan boylamsal dağılımı, eksen-simetrik olmayan dinamo modelleriyle açıklanmaya çalışılmış ve uzun dönemli sinoptik gözlemlerle ortaya konmuştur ([Benevolenskaya ve diğ. 2001](#); [Usoskin ve diğ. 2005](#); [Zhang, L. ve diğ. 2011](#)). Güneş aktivitesinin boylamsal asimetrisi, tercih edilen veya aktif boylamların varlığı ile bağlantılıdır. Özellikle, güneş aktivitesinin

* nkarapinar@ankara.edu.tr



Şekil 1. SOHO/HMI'dan alınmış NOAA 1772 VE NOAA 1775 aktif bölgeleri. Birbirine yakın enlem ve boylamlarda gözlenen güneş lekesi grupları (NASA/SDO).

diğer boylamlara göre daha sık meydana geldiği nispeten dar (20–60 °) boylam aralıklarında bu etkiyi görebilmekteyiz.

1.1 Leke gruplarının öbeklenme koşulları

Aktif bölgeler, yakın zaman önce bir ya da daha çok kez aktif bölgenin ortaya çıktığı bölgede oluşma eğilimi gösterirler (Becker 1955; Gaizauskas ve diğ. 1983; Castenmiller ve diğ. 1986; Pojoga & Cudnik 2002). Böylece, herhangi bir anda bakıldığında birbirine yakın zamanlarda doğmuş birden fazla aktif bölge öbeklenmiş olarak görülebilir. Şekil 1'de SOHO/MDI'dan alınmış bir görüntüde aktif bölgelerin öbeklenmesi görülmektedir. Öbeklenme oranının Güneş'te %40-50 civarında olduğu rapor edilmiştir. Castenmiller ve diğ. (1986); Brouwer & Zwaan (1990); Pojoga & Cudnik (2002) tarafından yapılan kapsamlı çalışmalarda aktif bölge öbeklenmesinin genel özellikleri şöyle bulunmuştur:

- Etkin bölge öbekleri, yüzeyde ard arda leke alanlarının sıkışık formda görüldüğü küçük bir alandır.
- Öbeklenmeler belirli uzaklıklarda ve bölgelerdedir.
- Leke bölgelerini içeren öbeklenmeler, iki tam dönme yakın bir sürede kaybolurlar.
- Yoğun öbeklenmelerin üçte birinden fazlası daha büyük ölçeklerdeki öbeklenmelerin birer parçasıdır.
- Öbeklenmelerdeki bileşenler zaman içerisinde birbiriyle çakışabilir, öbeklenme içerisindeki leke gruplarının görünüşü farklılaşır.

2 Veriler ve Yöntem

2.1 Makine Öğrenmesi ile Öbeklenme Analizi

Güneş aktivitesinin boylamsal dağılımını ve uzun dönemli değişimi, güneş lekesi dağılımının boylamsal asimetrisinin nicel bir ölçüsü olarak dikkate alınmalıdır. Bu çalışmada,

20. güneş çevriminin iniş kolundaki her bir güneş lekesi grubunun ilk ortaya çıktığı Carrington boylamı ve enlemi kullanıldı. Gözetimsiz makine öğrenimi teknikleri sayesinde önceki çalışmalara göre daha genelleştirilebilir, daha büyük veri setlerinden daha çabuk ve kararlı sonuçlar çıkarabilmeyi amaçlıyoruz.

2.1.1 Gauss Çekirdek Yoğunluk Fonksiyonu

Çekirdek yoğunluğu tahmini (Kernel Density Estimation; KDE), bir rastgele değişkenin olasılık yoğunluk fonksiyonunu tahmin etmek amacıyla kullanılan parametrik olmayan bir yöntemdir. Bağımsız, özdeş olarak dağılmış x_1, x_2, \dots, x_n gözlemlerinden oluşan, bilinmeyen bir kaynak dağılımından çekilmiş rastgele bir değişkenin çekirdek yoğunluğu tahmini şu şekilde verilir:

$$p(x) = \frac{1}{nh} \sum_{j=1}^n K\left(\frac{x - x_j}{h}\right). \quad (1)$$

Burada K , çekirdek fonksiyonudur ve h , bant genişliği olarak da adlandırılan düzgünleştirme (smoothing) parametresidir. Yoğunluk tahmini fonksiyonları, bir veri kümesi oluşturan olasılık dağılımını modellemek için kullanılır. En basit yoğunluk tahmini olarak histogram kullanılır. Ancak histogramlar köşeli yapılarından dolayı kaba bir yaklaşım sunarlar; çünkü örneğin iki boyutta dikdörtgensel çekirdek alanları kullanılır. Onun yerine Gauss fonksiyonu kullanılarak KDE yapıldığında daha yumuşak, gerçek verinin dağılımını daha duyarlı yansıtan dağılımlar elde edilir ve bu dağılımlardan yapay veri üretilebilir. Bu çalışmada scikit-learn makine öğrenmesi kütüphanesi kullanılmıştır (Pedregosa ve diğ. 2011). KDE'yi istenilen sayıda boyutta yapabilen `sklearn.neighbors.KernelDensity` yoğunluk tahmini olarak uygulanmıştır.

KDE'de kullanılan bant genişliği parametresi için dengeli bir değer seçmek önemlidir. Bant genişliğini artırmak daha büyük ölçekli, azaltmak daha küçük ölçekli yoğunlaşmaları ortaya çıkarır. Yapılan denemelerde, leke grubu öbeklerini saptamak için örnek bir uygun değeri 0.15 olarak belirledik. Şekil 2'de bu değerlerin veri üzerinde uygulanmış sonucunu görmekteyiz. Burada "carea" olarak verilen değerler, düzeltilmiş alan (*corrected area*; $A_{düz}$) değerleridir. Bu değer, gözlenen izdüşümsel leke alanının güneş diski merkezine indirgenmiş halidir.

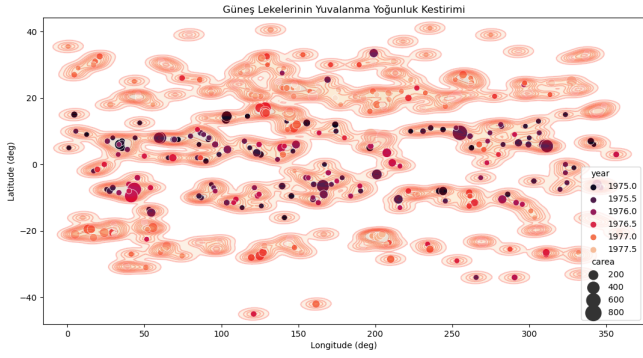
Bu çalışmada, Gauss çekirdek fonksiyonu kullanarak güneş leke gruplarının öbeklendiği bölgelerin yoğunluk dağılımını belirledik.

2.2 Leke grubu öbeklerinin belirlenmesi

scikit-learn kütüphanesi içerisinde `sklearn.cluster.DBSCAN` (Density-Based Spatial Clustering) yöntemi ile bu aşamada gözetimsiz öğrenme uygulanmıştır. DBSCAN algoritması, ilk önce yüksek yoğunluklu "çekirdek" örnekleri bulur ve kümeleme yapan bu fonksiyon benzer yoğunlukta kümeler içeren veriler için en ideal yöntemdir. DBSCAN fonksiyonunda veriye en uygun belirlenmesi gereken iki parametre vardır. Bunlar;

- eps, iki verinin komşu kabul edilmesi için iki örnek arasındaki maksimum mesafe.
- min_samples, bir nokta için bir komşuluktaki numune sayısı (veya toplam ağırlık).

20.çevrimin iniş kolunda uygulanan bu yöntem ile leke grubu çıkışları ve bunlardan hesaplanan KDE yoğunluk fonksiyonunun



Şekil 2. KDE uygulanmış 20. çevrim sonundaki minimumda, 1975.0-1977.5 aralığındaki leke grubu çıkışları (noktalar) ve bunlardan hesaplanan KDE yoğunluk fonksiyonu (konturlar).

sonucu ile karşılaştırmalı olarak gösterilen DBSCAN kümeleme sonucu, Şekil 3'de görülmektedir. Bu şekilden de anlaşılacağı üzere güneş leke grupları aktivite düzeyi düşük olduğu durumda bile öbeklenme eğilimi göstermektedir.

3 Sonuçlar ve Tartışma

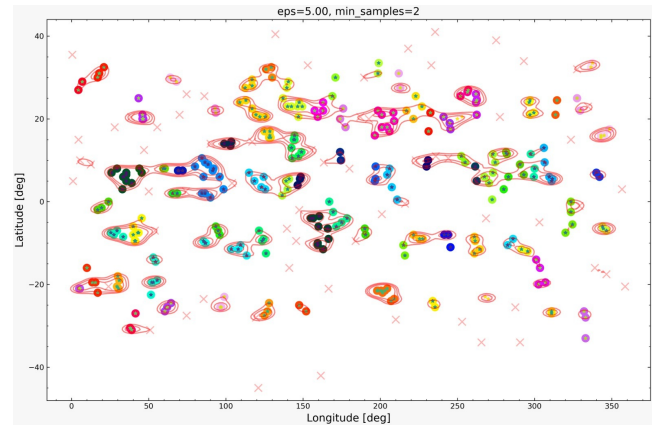
Güneş çevriminin ilk yarısı üzerinden yaptıkları analizde Pojoga & Cudnik (2002), öbeklenme eğilimi gösteren leke gruplarının oranının %40-50 yöresinde olduğunu bildirmiştir. Çalışmamızda öncelikle KDE ile olasılık yoğunluk tahmini kullanarak leke bölgesi öbeklerinin bulunduğu yerler belirlenmiştir. Daha sonra DBSCAN kullanılarak kümeleme yapılmış, öbeklenme oranı %57-%64 aralığında bulunmuştur. İleride yapmayı planladığımız çalışmada iki boyutlu parametre uzayından üç boyutlu enlem-boylam-zaman uzayına geçerek yuvalanmaların ömürlerini de hesaplayabilmeyi planlıyoruz.

Bu çalışmada kullanılan KDE yoğunluk tahmini modelimizde yapılabilecek bazı iyileştirmeler de bulunmaktadır:

- Farklı zaman aralıklarında bant genişliğinin bağımsız olarak değişmesine izin verebilir.
- Bu bant genişliklerini tahmin puanlarına göre değil, her zaman aralığı için üretici olasılık yoğunluğundan elde edilecek verilerin gözlemlerle uyumuna göre optimize edebilir.

Kaynaklar

- Becker U., 1955, *Z. Astrophys.*, 37, 47, [ADS](#)
- Benevolenskaya E. E., Kosovichev A. G., Scherrer P. H., 2001, in Brekke P., Fleck B., Gurman J. B., eds, *Proceedings of IAU Symposium 203 Vol. 203, Recent Insights into the Physics of the Sun and Heliosphere: Highlights from SOHO and Other Space Missions*. p. 251
- Brouwer M. P., Zwaan C., 1990, *Sol. Phys.*, 129, 221
- Castenmiller M. J. M., Zwaan C., van der Zalm E. B. J., 1986, *Sol. Phys.*, 105, 237
- Gaizauskas V., Harvey K. L., Harvey J. W., Zwaan C., 1983, *ApJ*, 265, 1056
- Jiang J., Cameron R. H., Schmitt D., Schüssler M., 2011, *A&A*, 528, A82
- Pedregosa F., ve diğ., 2011, *Journal of Machine Learning Research*, 12, 2825
- Pelt J., Brooke J. M., Korpi M. J., Tuominen I., 2006, *A&A*, 460, 875
- Pojoga S., Cudnik B., 2002, *Sol. Phys.*, 208, 17



Şekil 3. Şekil 1'deki KDE dağılımı üzerine DBSCAN kümelemesi. Leke gruplarının renkleri, farklı öbeklere karşılık gelmektedir.




Usoskin I. G., Berdyugina S. V., Poutanen J., 2005, *A&A*, 441, 347

Zhang, L. Mursula, K. Usoskin, I. Wang, H. 2011, *A&A*, 529, A23

Access:

M23-0338: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Ay Çarpma Parlamalarının Gözlenmesi: Video Gözlem Yöntemi

Mert Acar^{1,2}  , Serdar Evren² 

¹ İSTEK Belde Gözlemevi, İSTEK Okulları Bilim Merkezi, 34674, İstanbul, Türkiye

² Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ege Üniversitesi, 35100, İzmir, Türkiye

Accepted: December 14, 2022. Revised: November 24, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Video observation method is used to detect the impact flashes caused by meteorites hitting the lunar surface at high speeds. Video observations made with continuous recording are much more possible than other methods in observing lunar impact flashes whose time and location cannot be known beforehand, and in detecting impact flashes within these observations. In this study, the general features of the video observation and the steps followed in the observation of the lunar impact flashes are presented as a summary.

Abstract

Ay yüzeyine yüksek hızlarla çarpan göktaşlarının oluşturduğu kısa süreli parlamaların saptanmasında video gözlem yöntemi kullanılmaktadır. Sürekli kayıt alınarak yapılan video gözlemleri, önceden zamanı ve konumu bilinmeyen Ay çarpma parlamalarının gözlenmesi ve bu gözlemler içinde çarpma parlamalarının belirlenmesinde, diğer yöntemlere göre çok daha olanaklıdır. Bu çalışmada, vido gözlem yönteminin genel özellikleri ve Ay çarpma parlamaları gözleminde izlenen adımlar olarak sunulmaktadır.

Anahtar Kelimeler: methods: observational – minor planets, asteroids: Moon – planets and satellites: detection

1 Giriş

Yüksek hızlarda hareket eden göktaşlarının Ay yüzeyine çarpmaları sonucunda kısa süreli ani parlamalar meydana gelmektedir. Çarpma anında, çarpan cismin sahip olduğu kinetik enerjinin ısısal enerjiye dönüşmesiyle oluşan bu parlamalar Ay Çarpma Parlamaları (Lunar Impact Flashes) olarak ifade edilmektedir. Teleskop ve fotometre kullanılarak, Ay yüzeyinde meydana gelen bu parlamaların gözlenebileceğine dair ilk fikir teorik bir değerlendirme olarak ortaya konmuş (Melosh ve diğ. 1993) gelişen teknoloji sonucu CCD (Charged Couple Device) kameraların astronomi gözlemlerinde kullanılmasıyla, 1999 yılında Ay çarpma parlamaları ilk kez gözlenmiştir (Dunham ve diğ. 2000; Ortiz ve diğ. 2000). Ay çarpma parlamalarının ilk defa gözlenmesinin ardından göktaşı yağmurlarının yoğun olduğu dönemler başta olmak üzere, araştırmacıların gerçekleştirdiği gözlemler ve bu gözlemler sonucu ulaşılan çarpma olayının sıcaklığı (Madiedo ve diğ. 2018), çarpan cismin kinetik enerjisi, çarpma sonucu oluşan krater boyutları (Liakos ve diğ. 2020; Avdellidou ve diğ. 2021) gibi elde edilen sonuçlar literatüre kazandırılmıştır (Acar & Evren 2022).

Parlamaların gözlenmesinde video yönteminin kullanılması, poz süresi verilerek yapılan ve her poz süresi sonunda tek bir görüntünün oluşturulduğu yöntemle kıyaslandığında bazı avantajlar sağlamaktadır. Gözlenen çarpma parlamalarının yarım saniyeden daha kısa sürelerde ve çoğu sönük parlamaların 0.1 saniyenin altında gerçekleştiği (NEO Lunar Impacts and Optical TrAnsients – NELIOTA) düşünüldüğünde, poz süresi sonunda elde edilen bir görüntüde parlamaların görüntü içinde

kaybolma ihtimali bulunmaktadır. Çarpma olayları rastgele gerçekleşen olaylar olduğundan, parlamaların Ay üzerinde tam olarak nerede ve ne zaman gerçekleşeceği önceden bilinmemektedir.

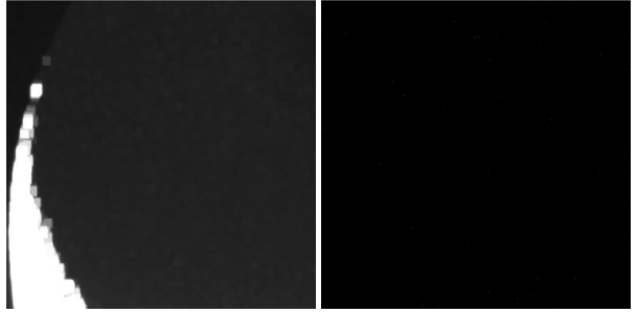
Çarpma parlamalarının gözlenmesi için Ay'ın görünen karanlık tarafından sürekli veri alınarak gözlemler yapılmaktadır. Yeni Ay evresinde Ay'ın 0 yaş döneminde, İlk Dördün evresinde 7, Dolunay evresinde 14, Son Dördün evresinde 22 ve tekrar Yeni Ay evresinde 29-0 yaş döneminde olduğu düşünüldüğünde, çarpma parlamaları gözlemleri için en uygun zamanlar, Ay'ın 5 ile 10 yaş arası ve 20-25 yaş arası dönemleridir. Bu dönemlerde Ay'ın gece tarafından alınan verilerle çarpma parlamalarının saptanması için gecelik gözlem süresi içinde en fazla görüntüleme yapılmalıdır. Poz süresi verilerek elde edilen görüntülerde okuma ve kayıt zamanları gözlem süresi boyunca ölü zamanlar oluşturmaktadır. Video gözlemlerinde saniyedeki görüntü sayısı 25-50 fps aralığındaki değerlerde olduğundan ve kayıt sürekli yapıldığından, ölü zamanlar ortadan kalkmakta, böylece gözlem süresi içindeki kayıp zamanlar en aza inmektedir.

Günümüz teknolojisinde kameraların duyarlılıkları ve saniyede aldıkları yüksek görüntü sayıları (fps) nedeniyle video gözlemleri, bu tür çalışmalar için en uygun yöntem olarak görülmektedir. Bu nedenle Ay çarpma parlamalarının gözlemlerinde yeni nesil video kameralar kullanılarak video gözlemleri yapılmaktadır. 2017 yılında gözlemlerine başlayan ve sistematik gözlemlerine devam eden NELIOTA projesinde, 2560x2160 piksel Andor Zyla 5.5 model sCMOS (Complementary metal-oxide-semiconductor) kamera ile 30 fps video gözlemleri yapılmaktadır (Liakos ve diğ. 2020). 2017 yılında İSTEK Belde Gözlemevi'nde 1620x1200 piksel Celestron Skyris 274M kamera ile 15-20 fps değerlerinde video

* mert.acar@istek.k12.tr



Şekil 1. Sol: İlk görüntü, Orta:Fark görüntüsü, Sağ: Hatalı saptama.



Şekil 2. Beyaz alanların genişletilmesi işleminin ardından fark görüntüsündeki hatalı saptamaların giderilmesi.

gözlemlerine başlanmış, 2021 yılında bu kamera QHY5III178M CMOS kamera ile değiştirilmiştir. Ay çarpma parlaması gözlemlerinde 3072×2048 piksel çözünürlükte 30 fps video gözlemleri devam etmektedir. Yüksek fps video gözlemleri için bir başka örnek ise bu yıl faaliyete geçmesi beklenen ve 300 fps video kaydıyla gözlem yapması planlanan Calar Alto Gözlemevi yeni sistemi verilebilir (Madiedo ve diğ. 2022).

Video gözlem yönteminde kullanılan kameralarla yüksek fps değerlerinde kayıt alınması, yüksek zaman çözünürlüğünde veri elde edilmesini sağlamaktadır. Ancak yüksek fps video verilerinin boyutları büyük hafıza kapasitesi gerektirmektedir. İSTEK Belde Gözlemevi sistemiyle yapılan gözlemlerde bir saatlik gözlem verisi ortalama 60 GB alan tutmaktadır. Bu nedenle Ay çarpma parlaması gözlemleri için büyük veri depolama alanlarına ihtiyaç duyulmaktadır.

Video verilerinde herhangi bir çarpma parlamasının olup olmadığının saptanması için özel yazılımlar geliştirilmiştir. Video kaydı içinde ardışık görüntülerin birbiriyle karşılaştırılmasıyla, herhangi bir görüntünün piksellerindeki değişimin belirlenmesi temeline dayanan yazılımlar, konu üzerine çalışan araştırmacıların geliştirdiği (Madiedo ve diğ. 2015; Xilouris ve diğ. 2018) ve genellikle açık kaynaklı olmayan programlardır. LunarScan yazılımı (Gural, 2007) AVI formatında dosyaların analizinde aynı temellerle çalışan ve erişime açık olan bir programdır. Ay çarpma parlaması gözlemlerinin analizi için geliştirilen ZEPAZO yazılımı ise neredeyse tüm video formatlı dosyaların analizinde kullanılabilir. ZEPAZO yazılımının tüm testlerinin tamamlanmasının ardından yakın zamanda yayınlanarak erişime açılması planlanmaktadır. Ayrıca NELIOTA grubunun geliştirdiği ve Stefanos Achlatis tarafından sunumu gerçekleştirilen FDS (Flash Detection Software) yazılımının yakın bir zamanda erişime açılacağı duyurulmuş, geliştirilen yazılımın parlamaları gözlem sırasında

çevrimiçi olarak saptanmasını sağlayacak şekilde tasarlandığı belirtilmiştir.

Saniyenin altındaki sürelerde meydana gelen Ay çarpma parlaması gözlemlerinin yanı sıra, hızlı gerçekleşen örtülme (occultation) olayları, Güneş Sistemi'ndeki gezegenlere çarpan göktaşlarının gözlenmesi, çok kısa dönemli örten çift yıldız gözlemleri, Güneş Sistemi gezegenlerinin görüntülenmesi ve yüksek zaman çözünürlüğü gerektiren pek çok astronomi olayında video gözlem yöntemi kullanılmaktadır. Limovie ve Tangra gibi yazılımlarla video formatındaki veriler üzerinden ışık ölçüm yapılabilenkte, WinJUPOS ve RegiStax yazılımları kullanılarak Güneş Sistemi gezegenlerinin ayrıntılı görüntüleri elde edilebilmektedir.

2 Gözlem, Saptama, Doğrulama ve Analiz

Ay çarpma parlaması gözlemleri üzerine yapılan araştırmalar, Ay'ın karanlık tarafının veri alınması (gözlem), verilerden parlamaların saptanması (saptama), parlamaların doğrulanması (doğrulama) ve parlamaların parlaklık değerinin belirlenmesi (analiz) adımları izlenerek gerçekleştirilmektedir.

2.1 Gözlem

Kullanılan teleskop ve kamera özelliklerine uygun olarak olası en geniş görüş alanında (FoV) ve sürekli olarak, Ay'ın görünen karanlık tarafının video gözlemi gerçekleştirilmektedir. Gözlemlerde kullanılan sistemin özelliklerine bağlı olarak, her gözlem gecesi için en uygun fps ve gain değerleri belirlenerek gözlemler yapılmalıdır. Belde Gözlemevi'nden yapılan gözlemlerde QHY5IIIM kamera SharpCap yazılımı ile kontrol edilmekte, 30 fps video gözleminde 15-20 aralığındaki düşük kazanç değerleri kullanılarak gözlemler yapılmaktadır. Video akış hızı ve kazanç gibi kamera kontrolünde izin verilen özelliklerin değerlerinin, gözlem boyunca değiştirilmemesine dikkat edilmeli, değişiklik gerektiren durumlarda referans yıldızlarından da aynı özelliklerle veri alındığı kontrol edilmektedir.

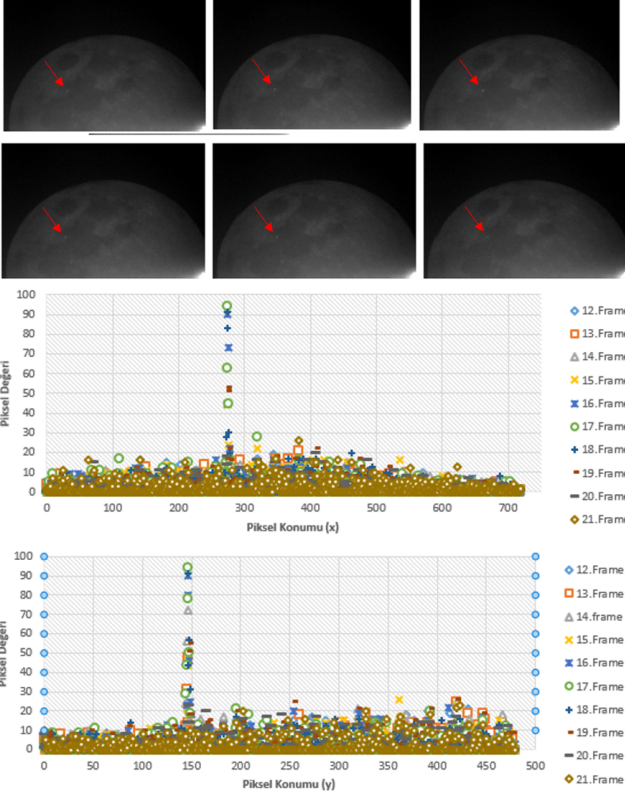
2.2 Saptama

Video gözlem verilerindeki parlamaları belirlemek için ZEPAZO yazılımı kullanılmaktadır. ZEPAZO, Python dilinde oluşturulan ve çoğu hesaplama için OpenCV kütüphanesini kullanan bir yazılımdır. Program, ardışık görüntülerde her bir görüntüden, bir önceki görüntünün çıkarılmasıyla oluşturulan fark görüntüsündeki değişimleri belirlemektedir. Bunun ardından değişimin olduğu görüntü üzerinde değişimin konumu gösteren bir görüntü, birkaç önceki ve birkaç sonraki görüntülerden oluşan bir çıktı dosyası oluşturulmaktadır. Saptamaların ne kadar hassasiyette gerçekleştirileceğine dair bazı değerler kullanıcılar tarafından belirlenebilmektedir.

Şekil 1, bir görüntüde küçük bir hareketten kaynaklanan ve bu nedenle fark görüntüsünde meydana gelen çok sayıda hatalı saptamayı göstermektedir. Bu gibi problemleri engellemek için önceki görüntüdeki beyaz alanların genişletilmesi işlemi uygulanmaktadır. Şekil 2, bu işlem yapıldıktan sonra hatalı saptamaların ortadan kaldırıldığı, önceki ve sonraki görüntüleri göstermektedir. Analiz hassasiyeti nedeniyle ortaya çıkabilecek bu gibi hatalı saptamalar, program ayarları yardımıyla giderilmektedir.

2.3 Doğrulama

Elektriksel etkiler nedeniyle oluşan ya da kozmik ışınların oluşturduğu CCD görüntüsü üzerindeki bazı piksellerin



Şekil 3. Gözlenen parlamanın ardışık 6 görüntüdeki ham görüntüsü ve 10 görüntü için parlamanın yatay ve dikey konumundaki piksel değerleri.

parlak olması, çarpma parlaması gibi saptanmaktadır. Gözlem verilerinin indirgenmesinde kullanılan Dark, Bias ve Flat görüntülerinin, parlamanın saptandığı görüntüye uygulanmasıyla bu etkiler ortadan kaldırılmaktadır.

Yer yörüngesinde dolanan yapay uydulardan yansıyan Güneş ışınlarının oluşturduğu parlamalar da sıklıkla çarpma parlaması gibi algılanmaktadır. Gözlem yapılan doğrultuda bilinen bir uydunun olup olmadığının kontrolünün yanı sıra, birden fazla görüntü içinde saptanmış parlamaların CCD üzerindeki konumu kontrol edilmektedir. Uyduların neden olduğu parlamalarda, parlamaların görüldüğü piksellerin konumlarında farklılık görülmektedir. Bu durum parlamaların hareket halindeki bir cisimden, uydudan ya da gözlem doğrultusuna dik bir doğrultuda atmosfere giren mikro meteorlardan kaynaklandığının göstergesi olarak düşünülmektedir.

Ardışık birden fazla görüntüde saptanmış parlama görüntüleri ve parlamaların CCD üzerindeki konumunun grafiği Şekil 3 ile gösterilmektedir. Birden fazla görüntüde saptanan parlamaların CCD üzerinde aynı konumda gözlenmesi, böyle bir parlamaların çarpmadan kaynaklandığını düşündürmektedir. Ancak saptanan parlamaların parlaklık değerinin belirlenmesiyle, şimdiye kadar gözlenmiş çarpma parlamalarının gerçekleştiği süreler ve parlaklık değerleri kıyaslanmalıdır. Saptanan parlamaların gerçek bir çarpmadan kaynaklandığının en geçerli kanıtı ise parlamaların birden fazla teleskop tarafından aynı konumda gözlenmesiyle mümkündür.

2.4 Analiz

Saptanan parlamaların parlaklık değerinin bulunması ışık ölçümde kullanılan fotometre yazılımları kullanılarak yapılmaktadır. Parlamaların saptandığı video verisinde, parlamaların bulunduğu görüntüler **Tangra** yazılımı kullanılarak fits formatındaki dosyalara dönüştürülmektedir. Aynı poz süresinde ve aynı hava kütlesi içinde gözlenen referans yıldızlarının verileri kullanılarak parlamaların parlaklık değerine ulaşılmaktadır.

3 Sonuç ve Öneri

Ay çarpma parlamalarının gözlenmesinde video gözlem yönteminin kullanılması, yüksek zaman çözünürlüğü ve gözlem süresi içinde en az kayıp zamanla sürekli veri alınması açısından diğer yöntemlere göre daha avantajlı görünmektedir. Bu yöntemle yapılan gözlemlerde çarpma parlamalarının belirlenmesi, video formatında parlamaların saptanması, parlamaların doğrulanması ve parlamaların analizinin yapılması adımları uygulanmaktadır. Bu adımların herhangi bir aşamasında çarpma parlaması olmadığına dair bir sonuçla karşılaşılmaması durumunda, elde edilen sonuçlar Ay çarpma parlaması olarak değerlendirilmektedir. Gelişen teknoloji sonucu kaliteli sensörlere sahip, ekonomik fiyatlarda çok sayıda video kamera bu tür çalışmalar için kullanılabilir. Okul gözlemleri, bilim merkezleri, amatör gözlemciler ve üniversite gözlemlerinin envanterlerinde video kayıt özellikli kameralar bulundurmaları, yapılacak gözlemsel araştırmalarda alternatif yöntemler kullanmaya imkan sağlayabilir. Özellikle çok sayıda gözlem verisine ihtiyaç duyulan ve uluslararası gözlem çağrılarında bulunan örtülme olaylarının bu yöntemle gözlenmesi, bilimsel çalışmalara önemli katkılar sunmaktadır. Video gözlem yönteminin yaygınlaşması, ülkemizdeki gözlemsel astronomi çalışmalarının çeşitlenmesine ve hali hazırda yapılmakta olan araştırmalara katkı sağlayacağını düşünmekteyiz.

Teşekkür

Bu çalışmada bahsedilen ZEPAZO yazılımı, TÜBİTAK 2214-A Yurt Dışı Doktora Sırası Araştırma Burs Programı kapsamında gerçekleştirilmiştir.

Bilgilendirme

Ay çarpma parlamalarının gözlenmesi üzerine yapılmakta olan doktora çalışmasında, değerli görüş ve fikirlerini paylaşmaktan çekinmeyen tez izleme komitesi hocalarımıza teşekkürlerimizi sunarız.

Kaynaklar

- Acar M., Evren S., 2022, *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*, 3, 52
- Avdellidou C., ve diğ., 2021, *Planet. Space Sci.*, 200, 105201
- Dunham D. W., ve diğ., 2000, in Lunar and Planetary Science Conference. Lunar and Planetary Science Conference. p. 1547
- Liakos A., ve diğ., 2020, *A&A*, 633, A112
- Madiedo J. M., Ortiz J. L., Morales N., Cabrera-Cañó J., 2015, *Planet. Space Sci.*, 111, 105
- Madiedo J. M., Ortiz J. L., Morales N., 2018, *MNRAS*, 480, 5010
- Madiedo J. M., Ortiz J. L., Morales N., 2022, in European Planetary Science Congress. pp EPSC2022–648, doi:10.5194/epsc2022-648
- Melosh H. J., Artemjeva N. A., Golub A. P., Nemchinov I. V., Shuvalov V. V., Trubetskaya I. A., 1993, in Lunar and Planetary

Science Conference. Lunar and Planetary Science Conference.
p. 975



Ortiz J. L., Sada P. V., Bellot Rubio L. R., Aceituno F. J., Aceituno
J., Gutiérrez P. J., Thiele U., 2000, *Nature*, 405, 921

Xilouris E. M., ve diğ., 2018, *A&A*, 619, A141

Access:

M23-0346: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Çok Boyutlu Uzayda Galaktik Disk Popülasyonlarına Makine Öğrenmesi Yaklaşımı

Başar Coşkunoğlu¹  

¹ Istanbul University, Faculty of Science, Department of Astronomy and Space Sciences, 34119, Beyazıt, Istanbul, Turkey

Accepted: November 18, 2022. Revised: November 17, 2022. Received: November 3, 2022.

Özet

Literatürde Galaksiye ait popülasyonlar (ince disk, kalın disk, halo) birbirinden ayrımları yapılırken konumsal, kinematik, dinamik, kimyasal özellikler ve yaş kriterleri dikkate alınmaktadır. Fakat, literatürdeki ayırım yöntemleri bu özelliklerin bir veya ikisi kullanılmaktadır. Sadece bir veya iki parametrenin kullanılması popülasyonların karmaşık ve dinamik yapısına aykırı olduğu için bir ayırım yapıldığında diğer özellikler bakımından ait oldukları bileşenleri temsil etmeyen örnekler seçilebilmektedir. Bu durum Galaktik Arkeoloji çalışmalarına bir engel oluşturmaktadır. Bu çalışmada popülasyonların çok boyutlu kimyasal ve kinematik uzayda birbirinden farklılıkları üzerine değinilecek olup, popülasyon ayırımına çok boyutlu uzayda makine öğrenmesi yaklaşımıyla yeni bir çözümü konu alan projemizin ön sonuçları tartışılmaktadır. Bu ön sonuç aşamasında GALAH gökyüzü taramasından seçilen örnek üzerine bir makine öğrenmesi modeli Gauss Karışım Modeli yardımıyla elde edilmiş ve bu model sayesinde birbirinden istatistiksel olarak ayrı olan üç disk popülasyonu ve halo için bir ayırım gerçekleştirilmiştir.

Abstract

In the literature, spatial, kinematic, dynamic, chemical properties and age criteria are taken into account while the populations of the Galaxy (thin disk, thick disk, halo) are separated from each other. However, the separation methods in the literature use one or two of these features. Since the use of only one or two parameters is contrary to the complex and dynamic structure of populations, when a distinction is made, samples that do not represent the components they belong to in terms of other characteristics can be selected. This situation creates an obstacle to Galactic Archaeology studies. In this study, the differences of populations from each other in multidimensional chemical and kinematic space will be discussed, and the preliminary results of our project, which deals with a new solution to population separation in multidimensional space with a machine learning approach, are discussed. In this preliminary conclusion stage, a machine learning model was applied to the sample selected from the GALAH sky survey, with the help of the Gaussian Mixture Model, and a distinction was made for the three disk populations and halo that were statistically separate from each other thanks to this model.

Anahtar Kelimeler: milkyay, kinematics, populations

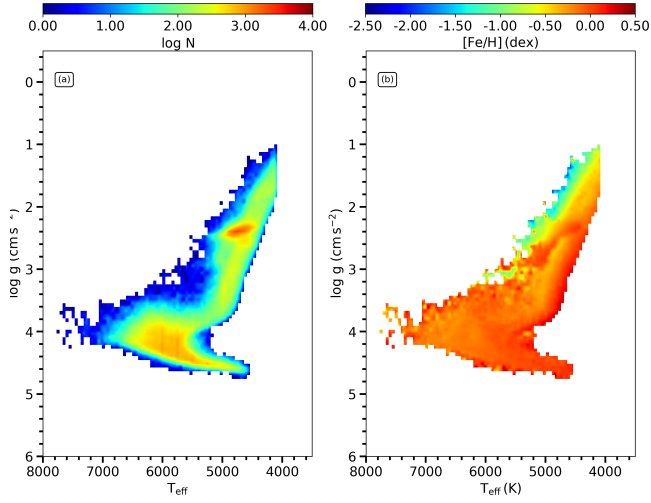
1 Giriş

Modern astrofizikteki önemli konulardan biri Galaksinin oluşumu ve evrimidir. Bu konudaki ilgilene araştırmalara “Galaktik Arkeoloji” denir. Galaktik Arkeoloji Galaksinin günümüzdeki gözlemsel özelliklerini ve gözlenen bu özelliklerin geçmişte nasıl ortaya çıktığını anlamaya çalışır. Bu alandaki ilk çalışma Eggen ve diğ. (1962) tarafından yapılmıştır. İsmi yazarlarının soyadlarının ilk harflerinin yan yana gelmesinden alan ELS modeli yıldızların konumlarıyla, demir bollukları ([Fe/H]) arasında bir bağlantı kurar. Galaktik düzlemde Galaksi merkezinden diskin ucuna doğru gidildikçe ve Galaktik düzlemde dikey doğrultuda uzaklaştıkça gözlemlenen [Fe/H] azalışının Galaksinin [Fe/H] bakımından fakir bir ilkel bulutun içe doğru çökmesi sonucunda oluştuğunu iddia eder. Bu çökmeyi takiben gazın Galaktik düzlemde toplanıp diski oluşturduğunu öne sürer. Model disk yıldızlarında gözlenen özelliklerin çoğunu açıklayabilse de, halo yıldızlarında gözlenen metal bolluğu aralığının ve yaş aralığının darlığını açıklayamamaktadır. Bu bulguları açıklayabilmek için Searle &

Zinn (1978) tek bir bulut yerine birden fazla küçük bulutun bir araya gelmesinin Galaksiyi oluşturduğunu iddia etmiştir. Küçük bulutların önce şişkin bölgeyi ve halodaki küresel kümeleri oluşturduğunu ve artan gazın disk bölgesine yığılarak diski oluşturduğunu öne sürmüştür. Bu çalışmalar Galaktik Arkeolojinin ilk örnekleridir.

Zamanla, ilerleyen teknoloji sayesinde, yeni bulgular elde edilmiştir: yıldızların sayı yoğunlukları incelendiğinde Galaksi diskinin tek bir yapı olmadığı, iki ayrı bileşenden meydana geldiği keşfedilmiştir. Diskin ikincil bileşenin diğer galaksilerde de gözlenen kalın disk olduğu sonucuna ulaşılmıştır (Gilmore & Reid 1983; Gilmore & Wyse 1985). Diskin bu iki bileşenli yapısı ELS ve SZ modellerinin önerdiği gibi tek bir çökme olayıyla açıklanamamaktadır. Dolayısıyla, diskin görünen özelliklerini açıklayabilmek için yeni bir modele ihtiyaç duyulmuştur. İkili çökme modeli (Chiappini ve diğ. 1997) bu gözlemsel bulguları açıklamak için iki farklı çökme zamanı öne sürer. Bu modele göre Galaksi metalce fakir bir ilkel galaktik buluttan oluşmuştur. Bu bulut öncelikle görece kısa bir zaman ölçeğinde (~1 Gyr) çökerek şişkin bölgeyle birlikte haloyu oluşturur ve kalın disk bileşenin büyük bir bölümü bu zaman aralığında meydana gelir. Bu sürecin devamında diskte görece daha uzun bir

* basarc@istanbul.edu.tr

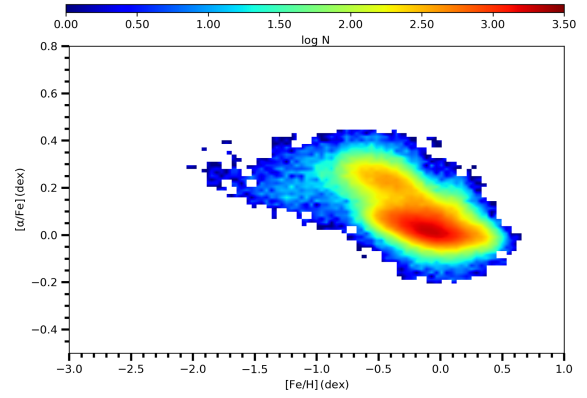


Şekil 1. Ana katalogdaki 192308 yıldızın Kiel diyagramı. Sol panel yıldız sayı yoğunluğuna göre, sağ panel yıldızların metal bolluğuna göre renklendirilmiştir.

çökme dönemi başlar (~ 8 G yıl) ve diskteki gaz içten dışa doğru çökerek ince diski ve kalın diskin kalanını oluşturur. Bu model ince diski ve kalın disk bileşeninde farklı zamanlarda oluştuğunu ve bu sebeple kimyasal özellikleri bakımından birbirinden ayrılabilirliğini öne sürer. Bu beklenti artan tayfsal gökyüzü taramaları sayesinde $[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$ düzleminde iki modlu bir yapının gözlenmesiyle (Freeman & Bland-Hawthorn 2002) modelin beklentisi karşılanmıştır. İlerleyen yıllarda araştırmacılar element bolluğu düzleminde gözlenen iki modlu yapının Galaksi diski boyunca farklı yarıçaplarda da varlığını gözlemiştir (Haywood 2008; Hayden ve diğ. 2015). Bu yapı ikili çökme modeliyle öngörülse de modelin orijinal versiyonuyla tam anlamıyla açıklanamamıştır. Modele gecikmeli çökme yaklaşımının eklenmesiyle $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzleminde Spitoni ve diğ. (2021) gözlenen iki modlu dağılıma yeni bir açıklama getirmiştir.

Güncel çalışmalar Galaksi diskinin yapısının dinamik olduğunu göstermiştir. Yıldızlar yörüngelerinde dönerken, yörüngelerini etkileyebilecek ve onları oluştukları bölgeden uzaklaştırabilecek pertürbasyon kaynaklarıyla etkileşime girebilmektedir (Schönrich ve diğ. 2010; Bobylev & Bajkova 2014; Önal Taş ve diğ. 2018). Sharma ve diğ. (2021) ikili çökme modeline yıldızların doğdukları Galaktik yarıçaptan farklı yarıçaplara geçmeleri anlamına gelen radyal göçün etkisini eklemiş ve diskte gözlenen iki modlu kimyasal düzlemi farklı yarıçaplar ve yükseklikler için açıklamıştır. Bu modele göre yıldızlar doğdukları bölgenin karakteristik yörünge özelliklerini zaman içinde pertürbasyon kaynaklarıyla etkileşimlerinden dolayı kaybeder ve günümüzde farklı yarıçap ve yüksekliklerde gözlenir.

Modellerin öngördüğü ve bunu müteakip gözlemlerle doğrulanan iki modlu yapı Galaktik Arkeoloji çalışmalarının cevaplaması gereken "ince ve kalın diski nasıl ayırabiliriz?" önemli bir soru doğurmuştur. Diski oluşturan bileşenler kimyasal özelliklerinin yanı sıra, konum, kinematik, dinamik ve yaş bakımından da farklılık gösterdiğinden bu soruyu cevaplamak güçtür. Zaman içerisinde araştırmacılar konumsal (Gilmore & Reid 1983; Gilmore & Wyse 1985; Bilir ve diğ. 2008), kinematik (Bensby ve diğ. 2003, 2005), dinamik (Özdönmez



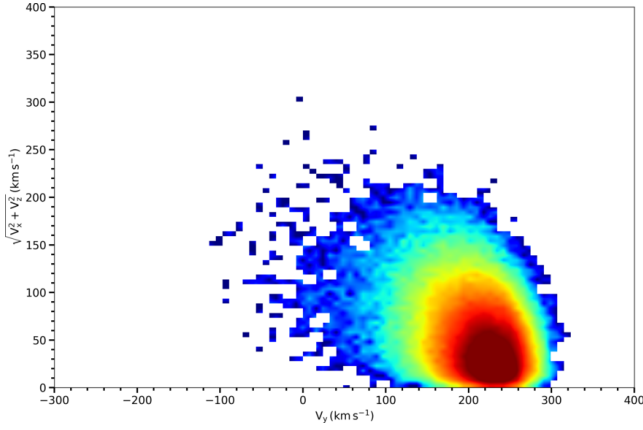
Şekil 2. Ana katalogdaki 192308 yıldızın kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı.

ve diğ. 2015; Plevne ve diğ. 2015) ve kimyasal (Freeman & Bland-Hawthorn 2002; Hayden ve diğ. 2015; Bovy ve diğ. 2016; Plevne ve diğ. 2020) özelliklerini kullanarak bileşenlere ait yıldızları ayırt etmek için farklı veri uzaylarında yöntemler geliştirmiştir. Yöntemlerin sayısı çok olsa da, ne yazık ki hiçbiri, bileşenlerin bütün özelliklerini açıklayamamaktadır. Bu sebeple literatürde bu bileşenleri net bir şekilde ayıracak ve çoklu veri uzayında söz konusu bileşenin konumsal, kinematik, dinamik, kimyasal ve yaşlarını açıklayan bir ayırım yöntemine ihtiyaç vardır. Bu çalışmada geliştirilen yeni ayırım yönteminin ilk sonuçları tartışılacaktır.

2 Veri Seçimi

Bu çalışmada GALAH DR3 (Buder ve diğ. 2021) ve Gaia eDR3 (Gaia Collaboration ve diğ. 2021) kataloglarından alınan yıldızlar kullanılmıştır. APOGEE ve GALAH taramalarındaki yıldızların atmosfer model parametreleri ve element bolluğu verileri kullanılırken, bu kataloglardaki yıldızların öz hareket ve trigonometrik paralaksı *Gaia* taramasından alınmıştır. Çalışmada kullanılacak yıldızlar seçilirken taramaların verdiği kalite kriterleri dikkate alınarak verilen en iyi ölçüm değerlerinin kullanılması amaçlanmıştır. Seçim yapılırken atmosfer model parametreleri taramanın yazılım hattından sorunsuz bir şekilde geçmiş veriler alınmış ve ayrıca S/N (Sinyal/Gürültü) oranı GALAH için ≥ 40 alınmıştır. *Gaia* taramasından gelen verilere rölatif paralaks hatası $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.10$ kriteri uygulanmıştır. Bu sınırlamalar sonucunda elde edilen örnekte 192308 yıldız bulunmaktadır. Örnekte yıldızların yüksek çözünürlüklü tayf gözlemlerinden elde edilmiş atmosfer model parametreleri, element bollukları, radyal hızları ile *Gaia* uydu gözlemlerinden ölçülen öz hareket bileşenleri ve trigonometrik paralaks verileri bulunmaktadır. Seçilen yıldızların Kiel diyagramı Şekil 1'de gösterilmiştir. Ana katalogu oluşturan gökyüzü taramalarının gözlem yaptıkları dalgaboyu ve parlaklık aralıkları birbirinden farklı olsa da diyagramdan görüldüğü üzere ışımaya gücü sınıfları rahatlıkla seçilebilmektedir: anakol, altdevler ve devler.

Örneğin kimyasal düzlem üzerindeki dağılımı Şekil 2'de gösterilmiştir. Şekilde ince ve kalın diski temsil eden iki ana yoğunlukla birlikte, $[Fe/H] < 1$ dex'te, metalce fakir, kuyruğa benzer bir yapı görülmektedir. Bu yapıdaki yıldızların çoğu Galaksinin halosuna aittir. Halo yıldızları sayıca az olsalar da üç bileşenin her birinin şekilde görülebilir olması önemlidir.

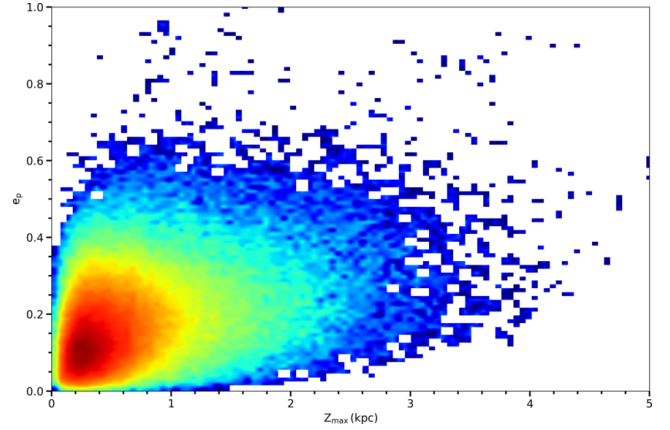


Şekil 3. Ana katalogdaki 192,308 yıldızın Toomre diyagramı. Yıldızlar sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiştir.

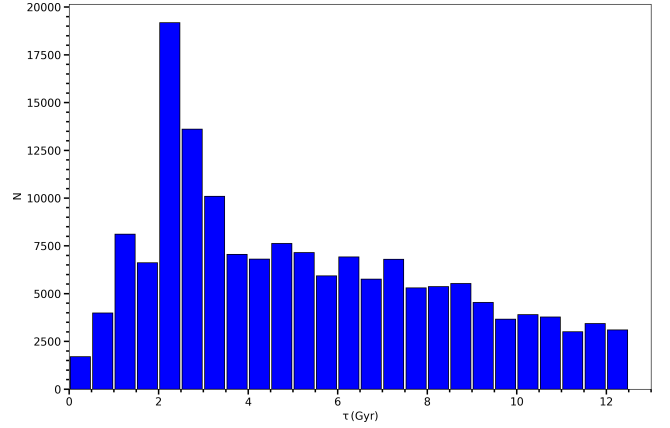
3 Kinematik ve Galaktik Yörünge Parametrelerinin Yaşın Hesaplanması

Örnekteki yıldızların uzay hızları Johnson & Soderblom (1987)'un algoritması kullanılarak hesaplanmıştır. Bu algoritma ile bir yıldız örneğinin ekvatorial koordinatları, öz hareketleri, uzaklıkları veya trigonometrik paralaksı ve radyal hızları bilindiğinde, U , V ve W uzay hız bileşenleri ile hataları hesaplanabilir. Uzay hızı bileşenlerinin yönlerinin belirlenmesinde sağ el koordinat sistemi seçilmiştir. Sağ el koordinat sistemine göre tayin edilen U , V ve W hız bileşenleri için artı yönleri, sırası ile, Galaksi merkezi doğrultusu, Galaksinin dönme yönü ve Kuzey Galaktik Kutup (KGK) doğrultusundadır. Uzay hızları Blaauw ve diğ. (1960) tarafından tanımlanan Galaktik koordinat sistemi temel alınarak hesaplanmıştır. Çalışmadaki diferansiyel dönme düzeltmeleri Mihalas & Binney (1981)'in yöntemine göre yapılmıştır. Yıldızların uzay hızlarına yapılan son düzeltme Yerel Durağanlık Standardı (Local Standart of Rest - LSR) düzeltmesidir. Bu düzeltme, yıldızların hesaplanan uzay hız bileşenlerinden Güneş'in uzay hız bileşenlerinin etkisini kaldırmak için yapılır. Çalışmadaki LSR düzeltmesi için Coşkunoğlu ve diğ. (2011) tarafından verilen $U_{\odot}=8.50\pm 0.29$, $V_{\odot}=13.38\pm 0.43$, $W_{\odot}=6.49\pm 0.26$ km s⁻¹ değerleri kullanılmıştır. Yapılan hesaplamalar ve düzeltmeler sonucunda yıldızların uzay hızları eylemsiz referans sistemine aktarılmıştır. Hesaplanan Güneş merkezli uzay hızları gerekli dönüşümler kullanılarak (Mihalas & Binney 1981) Galaksi merkezli uzay hızlarına (V_x , V_y , V_z) dönüştürülmüştür. Yapılan kinematik hesaplamalar sonucunda elde edilen Toomre diyagramı Şekil 3'te gösterilmiştir. Örnek kinematik uzayda geniş bir aralığı kapsar ve içinde tüm galaktik popülasyonları barındırır.

Yıldızların Galaktik yörünge parametrelerinin hesaplanmasında Bovy (2015) tarafından geliştirilen Galpy Python kütüphanesinin fonksiyonları kullanılmıştır. Galpy python kütüphanesinin içinde bulunan MWPotential2014 potansiyeli altında yıldızlar 5 milyar yıl boyunca Galaksi merkezi etrafında döndürülerek kapalı yörüngeleri oluşturulmuştur. Bu dönmenin sonucunda yıldızların yörüngesini betimleyen Z_{max} , R_a , R_p , e_p parametreleri elde edilmiştir. Z_{max} yıldızın yörünge hareketi boyunca Galaktik düzlem ile arasındaki büyük dikey uzaklık, e_p yıldız yörüngesinin Galaktik düzlemdeki dış merkezliği, R_a ve R_p sırasıyla, yıldızın Galaktik yörüngesinin



Şekil 4. Ana katalogdaki 192308 yıldızın dinamik yörünge parametrelerine göre oluşturulmuş düzlemdeki dağılımı. Yıldızlar sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiştir.

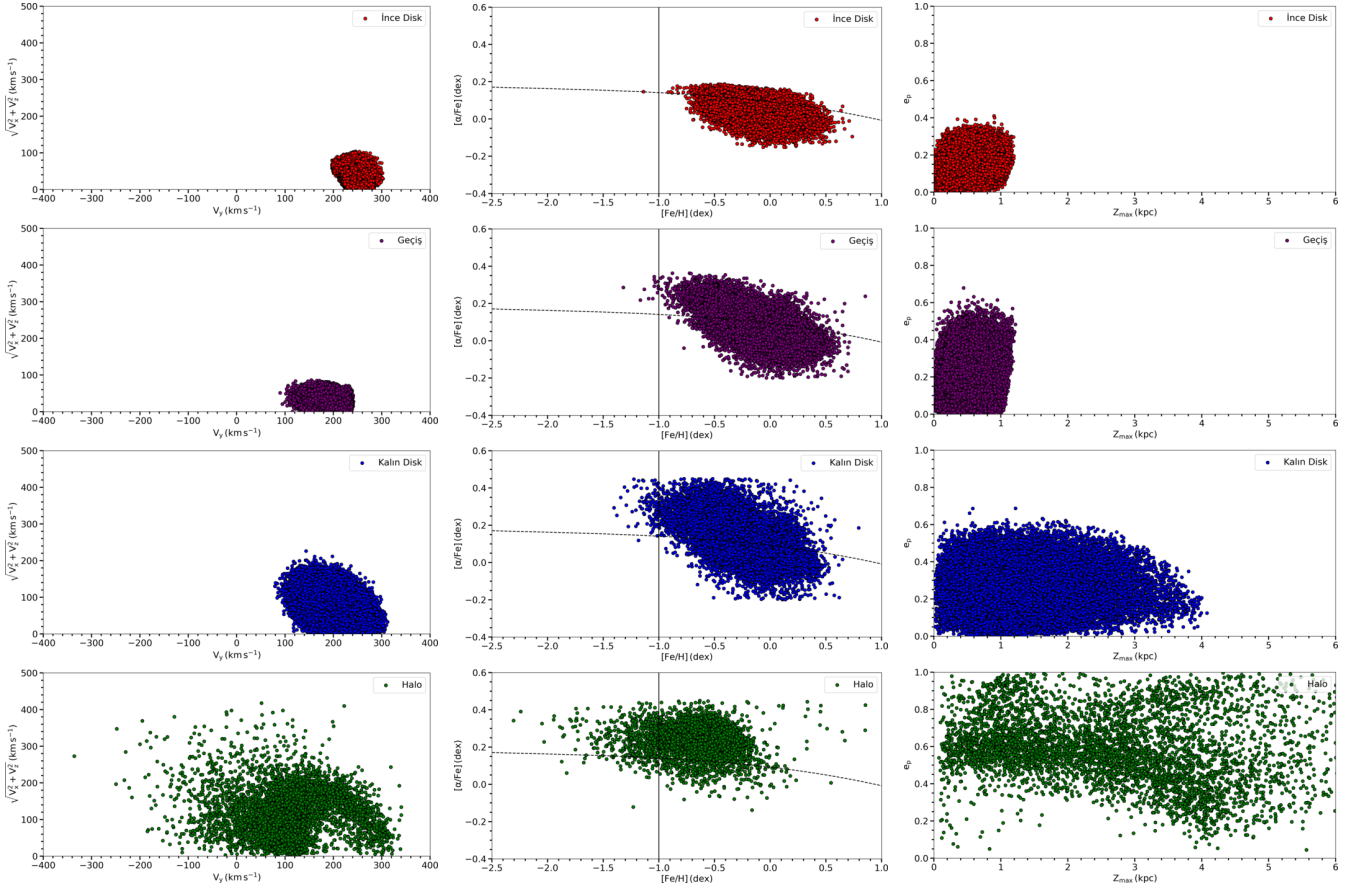


Şekil 5. 192,308 yıldızdan oluşan ana katalogun yaş histogramı.

enberi ve enöte noktaları olarak tanımlanmış olup, yörüngenin Galaktik merkeze disk düzlemindeki ortalama uzaklığı temsil eden R_m ise $R_m=(R_a + R_p)/2$ bağıntısıyla hesaplanmıştır. Seçilen yıldızlara ait dinamik düzlem ($Z_{max} \times e_p$) Şekil 4'te gösterilmiştir. Şekilden görülebileceği gibi örnek dinamik düzlemin çoğunu kapsamaktadır.

Yıldızların yaşını hesaplarken Pont & Eyer (2004) ve Jørgensen & Lindegren (2005) tarafından geliştirilen Bayes Yaş Tayin Yöntemi kullanılmıştır. Bayes Yaş Tayin Yöntemi, teorik yıldız evrim modellerinin yaş (τ), metal bolluğu (ζ) ve kütle (m) bilgisini atmosferik parametreler, yani etkin sıcaklık (T_{eff}), logaritmik yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve gözlemsel metal bolluğu ($[M/H]$), cinsinden ifade edebilmesi üzerine kuruludur. Bu yöntem, Galaksinin geçirdiği oluşum süreçlerini öncül bilgi olarak kabul eder ve teorik modellerdeki gözlemlenebilir parametreleri gözlemsel değerlerle karşılaştırıp yıldızın yaşını Bayes istatistik yardımıyla hesaplar. Hesaplanan yaşlara ait histogram Şekil 5'te gösterilmiştir. Şekilden görülebileceği gibi veri geniş bir yaş aralığını kapsar.

Bayes Yaş Tayin Yöntemi için PARSEC (Bressan ve diğ. 2012) eş yaş eğrileri kullanılmıştır. PARSEC kütüphanesinden $-2.4 \leq [Fe/H] \leq 0.5$ dex ve $0 < \tau \leq 13$ milyar yıl aralıklarında, sırası ile, 0.01 dex ve 0.1 milyar yıl adımlarla eş yaş eğrileri



Şekil 6. Farklı Galaktik popülasyonlardaki yıldızların Toomre diyagramları (sol paneller), kimyasal düzlemlerde (orta paneller) ve dinamik yörünge parametrelerine göre oluşturulan düzlemlerdeki (sağ paneller) dağılımları. Kırmızı: ince disk, mor: geçiş popülasyonu, mavi: kalın disk, yeşil: halo yıldızlarını temsil etmektedir.

elde edilmiştir. Oluşturulan model setinin adımlarının küçük olması yıldız yaşlarının hassas bir şekilde tayin edilebilmesi için önemlidir.

4 Makine Öğrenmesi Yaklaşımıyla Popülasyon Ayırımı

Çalışmanın amacı makine öğrenmesiyle yeni bir popülasyon ayırımı geliştirmek olduğundan Galaktik popülasyonları tanımlayan kinematik, dinamik, bolluk ve yaş bilgilerini dikkate alan bir yaklaşım geliştirilmiştir. Bu verileri kullanabilmek için literatürde popülasyonların birbirinden ayrılması için kullanılan Toomre diyagramı, kimyasal ve dinamik düzlemlere yaş dağılımı eklenerek bütün seçilen örnek için her bir yıldızın ait yedi boyutlu vektörler oluşturulmuştur. Bu yedi boyutlu vektörlerin bütün veri için birleştirilmesi ile yedi boyutlu faz uzayı oluşturulmuştur. Bu faz uzayı üzerinde bir denetimsiz makine öğrenmesi algoritması olan Gauss Karışım Modeli, yani scikit-learn (Pedregosa ve diğ. 2011) kütüphanesi içerisinde GaussianMixtureModel fonksiyonu uygulanmıştır. Bu fonksiyon yardımıyla elde edilen yedi boyutlu faz uzayına dört farklı popülasyonu temsil eden yedi boyutlu Gauss hiperdüzlemleri oturtulmuştur. Bu popülasyonlar ince disk, kalın disk, halo ve ince disk ile kalın diskin her ikisinin de özelliklerini taşıyan, fakat istatistiksel olarak yedi boyutlu uzayda her ikisinden de farklı bir şekilde kendisini gösteren geçiş popülasyonudur. Geçiş popülasyonu literatürde kalın diskin metalce zengin kuyruğu (Bensby ve diğ. 2007) veya yaşlı ince

disk (Hayden ve diğ. 2017) gibi isimlerle çalışmalarda tespit edilmiştir. Fakat, şu ana kadar, net bir ayırım kriteri ortaya konulmamıştır, çünkü bu yapı genellikle popülasyon ayırımı yapıldıktan sonra ayrı bir popülasyon olarak belirlenmeyip var olan bir popülasyona dahil edilmiş ve sonuçlarda bir anomali olarak görülmüştür. Çalışmanın temel amacı Galaksi diskindeki popülasyonları incelemek olduğundan literatürde az görülen bu geçiş popülasyonu da dikkate alınarak yedi boyutlu faz uzayına makine öğrenmesi ile Gaussian hiperdüzlemler oturtularak disk üç alt popülasyona ayrılmıştır.

Popülasyon ayırımı yapıldıktan sonra örnekteki dört popülasyon için Toomre diyagramı (sol panel), kimyasal (orta panel) ve dinamik (sağ panel) düzlemlerdeki dağılımlar Şekil 6'da gösterilmiştir. Orta paneldeki yatay kesikli çizgi Plevne ve diğ. (2020)'den alınmıştır ve ince disk ile kalın diski ayırmaktadır. Dikey çizgi $[Fe/H] = -1$ dex olup halo yıldızları ile disk yıldızlarını ayırmak için eklenmiştir. Bu iki çizgi model sonuçlarını kimyasal düzlemlerde diğer çalışmalarla karşılaştırmak amaçlı eklenmiş olup yöntem katkısı sağlamamaktadır. Şekil 6'da görüldüğü üzere ince disk popülasyonundan halo popülasyonuna doğru gidildikçe kinematik ve dinamik düzlemlerde saçılmanın arttığı görülmektedir. Bu durum literatürün beklentileri ile uyumludur. Şekil 6'nın orta paneli incelendiğinde ince diskin haloya doğru yavaş bir geçiş olduğu ve bu geçişin metal bolluğunda azalmayla ve α bolluğunda artışla gerçekleştiği görülmektedir. Orta paneldeki referans çizgileri dikkate

Çizelge 1. Popülasyonların kimyasal, kinematik, dinamik ve yaş bilgilerine ait median değerleri.

Popülasyon	[Fe/H] (dex)	[α /Fe] (dex)	V_x (km/s)	V_y (km/s)	V_z (km/s)	e_p	Z_{max} (kpc)	Yaş (10^9 yıl)
İnce Disk	-0.01	0.03	-5.5	240	0.38	0.12	0.39	5.95
Geçiş	-0.05	0.04	-10.7	205.6	-0.23	0.16	0.38	6.85
Kalın Disk	-0.29	0.13	-40.8	208.9	-0.51	0.23	1.09	8.71
Halo	-0.61	0.25	-20.2	104.8	-2.61	0.59	2.76	12.95

alandığında popülasyonların iç içe geçtiği gözlemlenirken, yeni modelin literatürden farklı bir şekilde popülasyon ayrımı yaptığı ve bu iç içe geçme durumunun çok boyutlu uzayda daha iyi ayrılabilirliği sonucuna varılabilir.

5 Tartışma ve Sonuç

GALAH ile *Gaia* kataloglarının eşleştirilmesi sonucunda elde edilen örneğe uygulanan, makine öğrenmesi ile yapılan popülasyon ayrımı sonucunda elde edilen parametreler Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelgede metal bolluğu, [α /Fe] bolluğu, Galaksi merkezli uzay hızları, yörünge parametreleri ve yaş bilgilerinin median değerleri dört popülasyonun her biri için gösterilmiştir. Çizelgeden görülebileceği gibi metalce en zengin popülasyon beklediği gibi ince disk iken, en fakir popülasyon halodur. Bu durum [α /Fe] bolluğu için tersine dönmektedir. Galaksi merkezi etrafında dönme hızı olan V_y yine ince diskten haloya doğru, literatürle uyumlu olacak şekilde, azalmaktadır. Bunun temel sebebi popülasyonların, ince diskten haloya doğru, Galaksi merkezine göre uzaklıklarının artmasıdır. Yörünge parametreleri incelendiğinde ince disk yıldızlarının dairesel ve Galaktik düzleme yakın yörüngelerde dolandığı, halo yıldızlarının ise eliptik ve Galaktik düzlemde yükselen yörüngelerde hareket ettiği görülmektedir. Popülasyonların yaşları da ince diskten haloya doğru artmaktadır. Bu sonuçlar en genç popülasyonun ince disk, en yaşlı popülasyonun ise halo olduğunu belirten literatürle uyumludur.

5.1 Geçiş Popülasyonu

Geçiş popülasyonunun örnek içerisinde belirgin bir şekilde ayrıştırılması bu çalışmanın en önemli bulgusudur. Bu popülasyonun varlığı literatürde (Bensby ve diğ. 2007; Hayden ve diğ. 2017) farklı çalışmalarda karşımıza çıksa da bu popülasyona ait yıldızlar net bir şekilde seçilememiştir. Bu çalışmada bu seçim işlemi başarılı şekilde sonuçlandırılmış olup, geçiş popülasyonunun ince disk ve kalın diskten net bir şekilde ayrılmıştır. Fakat, Çizelge 1 ve Şekil 6'da görülebildiği gibi her iki popülasyona çok benzemektedir. Geçiş popülasyonunun ince ve kalın disk yıldızlarına benzer özellikler göstermesi sebebiyle bu iki popülasyondan istatistiksel olarak ayrılma durumu tanımlanan yedi boyutlu faz uzayındaki her bir boyut için Kolmogrov-Smirnov testi uygulanarak araştırılmıştır. Uygulanan test sonucunda bütün boyutlarda geçiş popülasyonu ince ve kalın diskten ayrı bir popülasyon olduğu sonucu elde edilmiştir. Yani, geçiş popülasyonunun istatistiksel olarak anlamlı ve bilinen iki popülasyondan da farklı bir popülasyon olduğu ortaya konulmuştur.

Bu çalışma GALAH gökyüzü taramasının üçüncü veri salınımından titizlikle seçilen örnek üstünde geliştirilen yeni ayırım yöntemi ile Galaksi diskini başarılı bir şekilde üç ayrı popülasyona ayırarak diske yeni bir bakış açısı kazandırmıştır. Bulunan bu üçüncü yapı literatürde yeni olmasa da, varlığı daha

önce net bir şekilde ortaya konmamıştır. Bu sebeple çalışmada elde edilen bulguların literatürde yeni çalışmalara ilham kaynağı olmasını umuyoruz.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK 122F080 numaralı 1002 projesi tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Bensby T., Feltzing S., Lundström I., 2003, *A&A*, 410, 527
 Bensby T., Feltzing S., Lundström I., Ilyin I., 2005, *A&A*, 433, 185
 Bensby T., Zenn A. R., Oey M. S., Feltzing S., 2007, *ApJ*, 663, L13
 Bilir S., Cabrera-Lavers A., Karaali S., Ak S., Yaz E., López-Corredoira M., 2008, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 25, 69
 Blaauw A., Gum C. S., Pawsey J. L., Westerhout G., 1960, *MNRAS*, 121, 123
 Bobylev V. V., Bajkova A. T., 2014, *Astronomy Letters*, 40, 783
 Bovy J., 2015, *ApJS*, 216, 29
 Bovy J., Bahmanyar A., Fritz T. K., Kallivayalil N., 2016, *ApJ*, 833, 31
 Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
 Buder S., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 506, 150
 Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., 1997, *ApJ*, 477, 765
 Coşkunoğlu B., ve diğ., 2011, *MNRAS*, 412, 1237
 Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., 1962, *ApJ*, 136, 748
 Freeman K., Bland-Hawthorn J., 2002, *ARA&A*, 40, 487
 Gaia Collaboration ve diğ., 2021, *A&A*, 649, A1
 Gilmore G., Reid N., 1983, *MNRAS*, 202, 1025
 Gilmore G., Wyse R. F. G., 1985, *AJ*, 90, 2015
 Hayden M. R., ve diğ., 2015, *ApJ*, 808, 132
 Hayden M. R., Recio-Blanco A., de Laverny P., Mikolaitis S., Worley C. C., 2017, *A&A*, 608, L1
 Haywood M., 2008, *MNRAS*, 388, 1175
 Johnson D. R. H., Soderblom D. R., 1987, *AJ*, 93, 864
 Jørgensen B. R., Lindegren L., 2005, *A&A*, 436, 127
 Mihalas D., Binney J., 1981, *Galactic astronomy. Structure and kinematics*. W H Freeman and Co
 Önal Taş Ö., Bilir S., Plevne O., 2018, *Ap&SS*, 363, 35
 Özdönmez A., Ak T., Bilir S., 2015, *New Astron.*, 34, 234
 Pedregosa F., ve diğ., 2011, *Journal of Machine Learning Research*, 12, 2825
 Plevne O., Ak T., Karaali S., Bilir S., Ak S., Bostancı Z. F., 2015, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 32, e043
 Plevne O., Önal Taş Ö., Bilir S., Seabroke G. M., 2020, *ApJ*, 893, 108
 Pont F., Eyer L., 2004, *MNRAS*, 351, 487
 Schönrich R., Binney J., Dehnen W., 2010, *MNRAS*, 403, 1829
 Searle L., Zinn R., 1978, *ApJ*, 225, 357
 Sharma S., Hayden M. R., Bland-Hawthorn J., 2021, *MNRAS*, 507, 5882
 Spitoni E., ve diğ., 2021, *A&A*, 647, A73

Access:

M23-0316: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Samanyolu Galaksisi'nin I. ve III. Çeyreğindeki Açık Kümelerin Dinamik Evrimi

Hikmet Çakmak  

Istanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34116, Türkiye

Accepted: December 22, 2022. Revised: December 21, 2022. Received: October 22, 2022.

Özet

Samanyolu Galaksisi'nin genel dinamik özellikleri, galaksinin I. ve III. çeyreğinde metal bolluğu ve radyal hızları bilinen birkaç örnek açık yıldız kümesinin kinematik ve dinamik parametreleri yardımıyla ortaya konulmaya çalışılmıştır. Bu amaçla I. çeyrekte Berkeley 45, NGC 6802 ve Ruprecht 143, III. çeyrekte NGC 2194, NGC 2266 ve NGC 2304 açık kümelerinin *Gaia* üçüncü erken veri sürümündeki (*Gaia* EDR3) fotometrik ve astrometrik verileri kullanılmıştır. Seçilen kümeler nispeten yaşlı kümelere (0.85-1.25 Gyr) olup, $R_{\text{core}}=[0.45,1.20]$ pc ve $R_{\text{lim}}=[1.44,6.91]$ pc değerleriyle nispeten küçük küme boyutlarına sahiptir. Altı kümenin gevşeme zamanlarının yaşlarından küçük olması dinamik olarak evrimleştiklerini göstermektedir. NGC 2226, NGC 2304, NGC 6801 ve Be 45 kümelerinin yaşlı ve küçük boyutlu oluşu dış dinamik etkiler nedeniyle büzülüklerine işaret etmektedir. Ancak bu etkilere rağmen kümeler özelliklerini yitirmemişlerdir.

Abstract

The general dynamical properties of the Milky Way Galaxy have been tried to be revealed with the help of the kinematic and dynamic parameters of a few sample open star clusters whose metal abundance and radial velocities are known in the 1st and 3rd quarters of the galaxy. For this purpose, photometric and astrometric data from the *Gaia* third early data release (*Gaia* EDR3) of the Berkeley 45, NGC 6802 and Ruprecht 143 open clusters in the 1st quarter, NGC 2194, NGC 2266 and NGC 2304 in the third quarter were used. The selected clusters are from relatively old clusters (0.85-1.25 Gyr) and have relatively small cluster sizes with $R_{\text{core}}=[0.45, 1.20]$ pc and $R_{\text{lim}}=[1.44,6.91]$ pc. The fact that the relaxation times of the six clusters are lower than their age indicates that they have evolved dynamically. The old and small size of the NGC 2226, NGC 2304, NGC 6801 and Be 45 clusters indicates that they are shrinking due to external dynamic effects. However, despite these effects, the clusters did not lose their properties.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: evolution, Galaxy: kinematic and dynamics, open clusters and associations: individuals

1 Giriş

Açık kümeler (OCs) küresel kümeler gibi bir galaksinin önemli bileşenlerinden biridir. Bir galaksinin genel kinematik, dinamik ve kimyasal özelliklerinin anlaşılabilmesi bu alt bileşenlerinin özelliklerinin doğru şekilde beirlenmesine bağlıdır. Ayrıca OC'lerin yapıları, dağılımları ve hızlarıyla dinamik evrimleri arasındaki ilişkiyi anlamak, yıldız oluşum sürecini anlamamıza da imkan verecektir. Günümüzdeki anlayış kapsamında yıldızlar çoğunlukla gruplar ya da kümeler halinde oluşmaktadır. Ancak daha sonra buldukları gaz ortamın ve diğer cisimlerin kütle çekimsel etkileri sonucunda büyük bölümünün buldukları ortama dağıldıkları ve pek azının çekimsel etkiler ile bir arada durdukları düşünülmektedir (Lada & Lada 2003; Gutermuth ve diğ. 2009; Gouliermis 2018). Teorik çalışmalar sonucunda iki farklı küme oluşum modeli geliştirilmiştir. İlki yıldız kümesinin tek bir moleküler bulut çekirdeğinde doğduğu monolitik küme oluşumu (Elmegreen 2000), diğeri ise daha küçük alt kümelerin birleşmesiyle daha büyük kümelerin oluşturulduğu hiyerarşik küme oluşumudur (Bonnell ve diğ. 2003; Banerjee & Kroupa 2015). Monolitik model ağırlıklı olarak genç yıldız kümeleri için uygun bir yaklaşım iken hiyerarşik model büyük yıldız kümeleri için uygun görünmektedir. Kuhn ve diğ. (2019)'ne

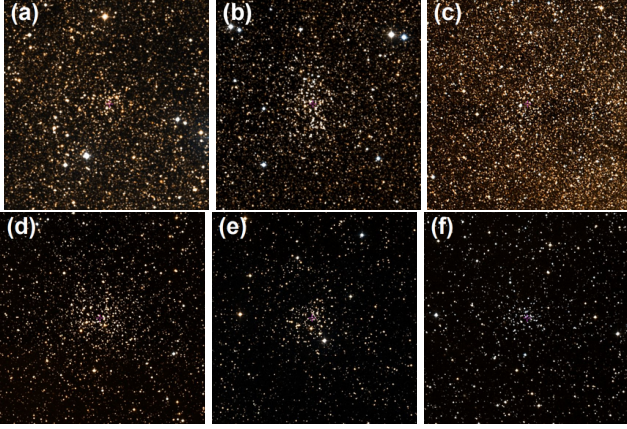
göre kümelerin kinematiği, kümelerin oluşum süreçlerine ait belirtileri göstermesi gereklidir. Bu açıdan OC'lerin kinematik ve dinamik özelliklerinin belirlenmesi kümelerin bu teorik oluşum mekanizmalarının test edilmesine ve mevcut modellerin geliştirilmesine de olanak sağlayacaktır.

Bu çalışmanın amacı Samanyolu'nun merkeze yakın ve uzak bölgelerdeki kümelerin dinamik parametrelerindeki farklılıklar yardımıyla kümelerin dinamik evrimlerinin incelenmesidir. Bu amaçla literatürde mevcut kataloglardan radyal hızları belirlenmiş ve *Gaia* EDR3 öz hareket ($\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}$) (PM) grafiklerinde belirgin bir yoğunluk gösteren kümeler dikkate alınmıştır. Buna göre Samanyolu'nun I. çeyreğinde Berkeley 45, NGC 6802 ve Ruprecht 143 ve III. çeyreğinde de NGC 2194, NGC 2266 ve NGC 2304 açık kümeleri çalışma için seçilmiştir. Bu kümelerin ekvatorial ve galaktik koordinatları Çizelge 1'de, Aladin *Sky Atlas*'tan alınan gökyüzü görüntüleri Şekil 1'de verilmiştir. Yapılan analizler merkeze yakın kümelerin uzak olanlara kıyasla daha fazla çevresel etkilere maruz kaldıklarını göstermektedir. Bu nedenle daha küçük kor ve limit yarıçapına, ayrıca daha küçük ortalama kütleyle sahiptirler.

2 Kümelerin Verisi

Küme seçimi sırasında mümkün olduğunca literatürdeki en güncel kataloglar kullanılmıştır. Radyal hız verileri Dias ve diğ.

* hcakmak@istanbul.edu.tr



Şekil 1. Üzerinde çalışılan kümelerin Aladin Sky Atlas'tan alınan gökyüzü görüntüleri. (a) Berkeley 45, (b) NGC 6802 ve (c) Ruprecht 143, (d) NGC 2194, (e) NGC 2266 ve (f) NGC 2304.

(2021) kataloğundan, ön seçim için *Gaia* DR2 üyelik verileri Cantat-Gaudin ve diğ. (2020) kataloğundan ve öz hareket değerleri *Gaia* EDR3 kataloğundan alınmıştır (Riello ve diğ. 2021). Seçilen kümelerin *Gaia* EDR3 PM grafiğinde belirgin bir yoğunluk göstermesi üyelik belirleme işlemi için yeterli sayıda yıldızın bulunmasına işaret etmesi bakımından önemlidir. Analizler için *Gaia* EDR3 kataloğundaki ekvatorial koordinatları (RA, DEC), *Gaia* fotometrik parlaklıkları (G, G_{BP}, G_{RP}), trigonometrik paralaks (ϖ), öz hareket bileşenleri ($\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}$) ve radyal hız (V_R) verileri kullanılmıştır.

3 Üyeliklerin Belirlenmesi

Bir açık kümenin üyelerinin belirlenmesi küme çalışmalarının önemli aşamalarından biridir. PM grafiklerinde küme üyelerinin belirli bir nokta etrafında yoğunluk göstermesi nedeniyle PM değerleriyle birlikte trigonometrik paralaksın da dikkate alındığı üç parametrelilik seçim, üyelerin büyük çoğunlukla tespitine imkan vermektedir. Günümüzde, özellikle python kodlamanın yaygınlaşmasıyla birlikte, UPMASK (Unsupervised Photometric Membership Assignment in Stellar Cluster; Krone-Martins & Moitinho 2014) ve GMM (Gaussian Mixture Model; Pedregosa ve diğ. 2011) üyelik belirleme yöntemleri sıklıkla kullanılmaktadır. Bu çalışmada GMM tercih edilmiş olup çoklu bileşen (ikiden fazla yoğunluk noktası) seçimiyle mümkün olduğunca PM grafiğindeki yoğunluk bölgesinin seçilmesi sağlanarak üyelikler belirlenmiştir.

4 Astrofizik, Kinematik ve Dinamik Parametrelerin Hesaplanması

Kümenin yapısal parametreleri olan R_{core} ve R_{lim} değerlerini elde etmek için küme merkezine göre kümenin Radyal Yoğunluk Profili'nin (RDP) oluşturulması gereklidir. Bunun için *Gaia* EDR3 verisi kullanılarak küme merkezi etrafında oluşturulmuş eş-merkezli halka alanları içindeki yıldız yoğunluk değerleri hesaplanır. Ardından belirli uzaklıktaki yoğunluk değerlerine

$$\sigma(R) = \sigma_{bg} + \frac{\sigma_0}{1 + (R/R_{core})^2} \quad (1)$$

bağıntısı (King 1962) ile bir eğri fiti uygulanarak kümenin kor yarıçapı R_{core} elde edilir. Burada $\sigma(R)$, R uzaklığındaki yıldız yoğunluğu, σ_{bg} zemin yıldız yoğunluğu, σ_0 , kümenin merkez

Çizelge 1. Seçilen altı kümenin ekvatorial ve galaktik koordinatları.

Küme	α (J2000) (hh mm ss.s)	δ (J2000) (dd mm ss.s)	l°	b°
Berkeley 45	19 19 04.4	+15 43 02.5	50.03	1.17
NGC 6802	19 30 34.5	+20 15 49.2	55.33	0.92
Ruprecht 143	18 32 40.2	-12 08 24.0	20.01	-1.42
NGC 2194	06 13 44.6	+12 48 30.4	197.25	-2.35
NGC 2266	06 43 19.2	+26 58 21.8	187.79	10.30
NGC 2304	06 55 12.3	+17 58 58.3	197.21	8.90

yıldız yoğunluğudur. R_{lim} değeri de

$$R_{lim} = R_{core} \sqrt{\frac{\sigma_0}{3\sigma_{bg}} - 1} \quad (2)$$

bağıntısıyla hesaplanır (Bukowiecki ve diğ. 2011).

Kümenin yaşı ve uzaklığı *Gaia* parlaklıklarıyla oluşturulan renk-parlaklık diyagramına (CMD) uygun PARSEC (PAdova and TRieste Stellar Evolution Code) eş-yaş eğrileri (Bressan ve diğ. 2012) fit edilerek eş-zamanlı tayin edilir.

Her bir kümenin toplam kütle kümenin eş-yaş eğrisi kullanılarak üye anakol yıldızlarının kütlelerinden itibaren belirlenir. Anakol yıldızlarının kütle dağılımlarına $\log(dN/dM) = -(1+\chi) \log(M) + C$ bağıntısı fit edilerek oluşturulan fonksiyon yardımıyla kümenin toplam kütlesi hesaplanmaktadır.

Kümenin Galaktik yörünge parametreleri Bovy (2015) tarafından geliştirilen python kütüphanesindeki GALPY paketi kullanılarak hesaplanmıştır. GALPY paketindeki MWPotential2014 Samanyolu galaktik potansiyeli fonksiyonlarıyla kümelerin Galaktik yörünge parametreleri dışında uzay hızı bileşenleri ve yörünge biçimi gibi diğer parametreleri belirlenmektedir.

Kinematik hesaplamalarda gevşeme zamanı (relaxation time) t_{rx} bir açık küme içindeki kor/halo yıldızlarının buldukları bölgeyi katetmek için geçen süre olarak tanımlanır ve Spitzer & Hart (1971) tarafından verilen

$$t_{rx} = \frac{8.9 \times 10^5 \sqrt{N} \times R_h^{3/2}}{\log(0.4N) \times \sqrt{m}} \quad (3)$$

bağıntısıyla hesap edilir. N, R_h, m , sırasıyla, küme üye sayısını, yarı-kütle yarıçapını ve kümenin ortalama kütlelerini göstermektedir. Burada R_h toplam küme kütlelerinin yarısının içinde bulunduğu yarıçap olup

$$R_h = 0.547 \times R_{core} \times \left(\frac{R_J}{R_{core}} \right)^{0.486} \quad (4)$$

bağıntısıyla hesaplanır (Larsen 2006). Burada R_J gelgit yarıçapıdır ve bu değer Kim ve diğ. (2000) çalışmasında

$$R_J = \left(\frac{M}{2M_G} \right)^{1/3} \times R_{GC} \quad (5)$$

bağıntısıyla verilmiştir. Burada M kümenin toplam kütlesi, R_{GC} kümenin Galaksi merkezine olan uzaklığıdır. M_G kümenin Galaksi merkezine olan uzaklığı içinde kalan toplam Galaksi kütlesi olup Genzel & Townes (1987) tarafından

$$M_G = 2 \times 10^8 M_\odot \left(\frac{R_{GC}}{30 \text{ pc}} \right)^{1.2} \quad (6)$$

şeklinde tanımlanmaktadır. Ayrıca Piskunov ve diğ. (2007)

Çizelge 2. İncelenen altı küme için elde edilen astrofizik, yapısal, kinematik ve dinamik parametreler. Satır 22'de verilen T değeri kümenin Galaksi merkezi etrafındaki bir turu için geçen zamanı gösterip birimi Myıl'dır. $N_{\text{Tür}}$ de kümenin doğduğu günden günümüze kadar Galaksi merkezi etrafında attığı tur sayısındır (son satır).

#	Parametre	Be 45	NGC 6802	Ru 143	NGC 2194	NGC 2266	NGC 2304
1	Yaş (Myıl)	1050±100	1250±200	850±100	950±100	1150±100	1100±100
2	d (pc)	2566±67	1893±90	1875±73	2792±101	3108±79	3708±101
3	Z	0.012	0.008	0.008	0.006	0.008	0.008
4	$E(G_{\text{BP}}-G_{\text{RP}})$	1.30±0.04	1.12±0.07	1.20±0.03	0.64±0.03	0.14±0.03	0.09±0.03
5	$E(B-V)$	0.94±0.03	0.81±0.05	0.87±0.02	0.46±0.02	0.10±0.02	0.07±0.02
6	Üye Sayısı	152	512	226	841	273	111
7	R_{core} (pc)	0.45±0.02	0.61±0.03	0.64±0.10	2.17±0.16	1.20±0.10	1.15±0.08
8	R_{lim} (pc)	2.66±0.22	3.02±0.17	1.44±0.12	6.91±0.24	4.95±0.26	3.81±0.30
9	V_{R} (km/sn)	6.66±0.71	11.60±3.83	11.43±3.13	10.68±2.27	37.89±0.69	49.56±0.58
10	R_{min} (kpc)	5.97	6.61	6.47	9.91	10.78	10.32
11	R_{max} (kpc)	6.86	7.58	6.88	11.65	12.2	11.88
12	z_{max} (kpc)	0.08	0.05	0.04	0.11	0.63	0.61
13	R_{GC} (kpc)	6.84	7.29	6.47	10.90	11.25	11.76
14	ecc	0.07	0.07	0.03	0.08	0.06	0.07
15	$\Sigma M / M_{\odot}$	122.4±15.8	290.8±31.9	281.0±35.8	561.6±74.5	257.7±46.1	120.4±78.2
16	$\langle M / M_{\odot} \rangle$	0.98±0.18	0.82±0.12	0.80±0.13	1.11±0.20	1.26±0.31	1.30±1.19
17	R_{J} (pc)	5.25±0.02	7.28±0.04	6.70±0.07	11.54±0.11	9.08±0.07	7.23±0.07
18	R_{h} (pc)	0.79±0.04	1.15±0.04	1.10±0.08	2.68±0.09	1.79±0.07	1.55±0.06
19	t_{rlx} (Myıl)	4.2±0.5	10.7±1.0	10.0±1.5	36.3±4.0	14.1±2.0	9.3±4.5
20	t_{diss} (Myıl)	39.7±3.7	107.9±8.2	98.9±12.9	531.2±44.3	195.9±21.2	107.9±35.6
21	τ_{dyn}	252±38	117±22	85±16	26±4	81±14	119±58
22	T (Myıl)	174	187	164	295	304	316
23	$N_{\text{Tür}}$	6.0	6.7	5.2	3.2	3.8	3.5

tarafından verilen $r_t=1.54 \times R_{\text{lim}}$ analitik gelgit yarıçapı bağıntısı da hesaplamalarda kullanılmıştır.

Bir küme için dinamiksel gelişim parametresi $\tau = \text{yaş}/t_{\text{rlx}}$ bağıntısıyla hesaplanır ve kümenin çözülme zamanı t_{diss} (dissociation time)

$$t_{\text{diss}} = 250 \text{ Myıl} \left(\frac{M}{300 M_{\odot}} \right)^{1/2} \times \left(\frac{R_{\text{h}}}{2 \text{ pc}} \right)^{-3/2} \quad (7)$$

bağıntısı kullanılarak elde edilmektedir (Binney & Tremaine 2008; Converse & Stahler 2011).

5 Analiz Sonuçları

§3 ve §4'te verilen açıklamalar ışığında kümelerin üyelikleri GMM metodu kullanılarak belirlenmiş ve *Gaia* CMD'lerine uyan en uygun PARSEC eş-yaş eğrileri seçilmiştir (Şekil 2). Bu eş-yaş eğrilerinin *Gaia* CMD'lerine fit edilmesiyle küme yaşı, uzaklığı ve metal bolluğu elde edilmiş ve sonuçlar Çizelge 2'de verilmiştir. Hesaplamalar sonucu elde edilen kinematik/dinamik parametreler, yörüngesel parametreler, kütle fonksiyonuyla hesaplanan toplam/ortalama kütle değerleri de aynı çizelgede listelenmiştir.

Kümelerin evrimsel gelişimleri ortaya koymak amacıyla astrofizik ve yapısal değişkenlerin kinematik ve dinamik değişkenlere göre değişimleri incelenmiştir. Bu amaçla oluşturulan grafikler Şekil 3'de toplu olarak verilmiştir.

6 Tartışma ve Sonuç

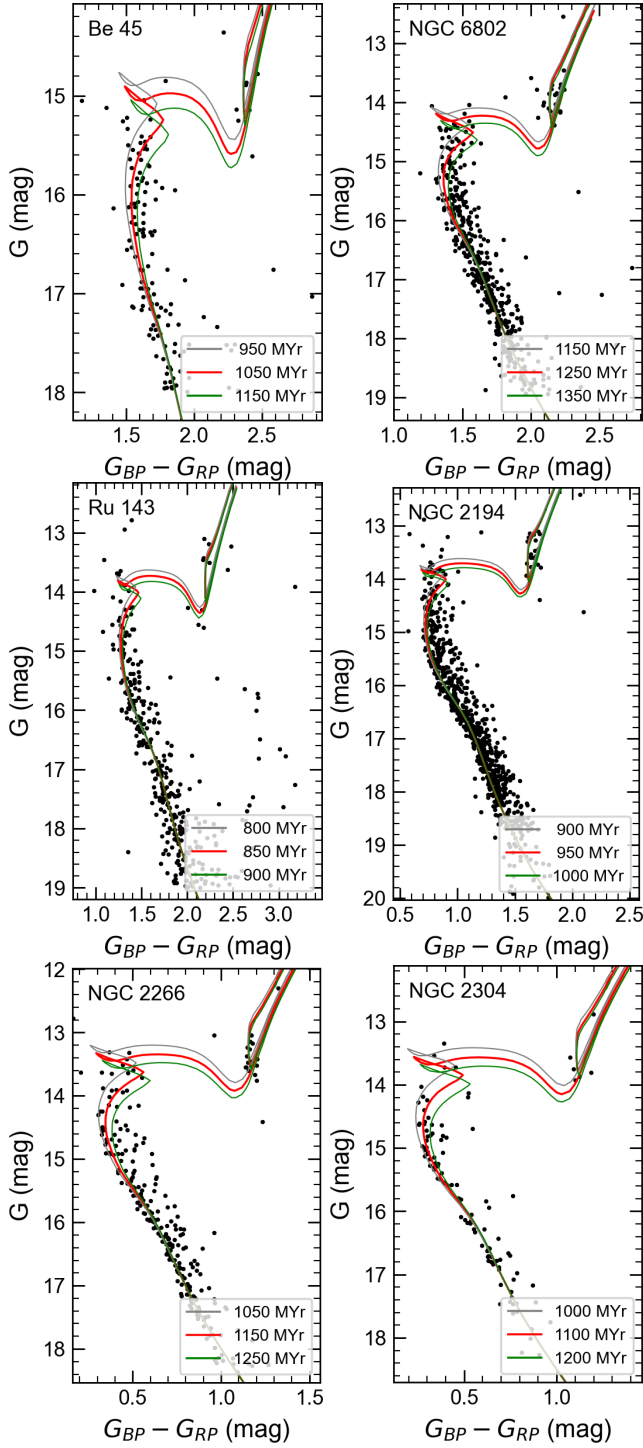
Gaia CMD'leriyle hesaplanan küme yaşları literatürde verilenlere (Çizelge 3) yakın olmak beraber biraz daha yaşlıdır.

Bu, elde edilen ağır metal bolluklarının literatürde verilen değerlere göre daha küçük olmasının bir sonucu olabilir. Çünkü diğer araştırmacılar çoğunlukla varsayım olarak Güneş bolluğunu kabul etmişlerdir. Ancak bu çalışmada kümelerin ağır element bollukları belirlenirken varsayım yapılmadan en uygun değer elde edilmeye çalışılmıştır. Buna göre ağır element bolluklar $0.006 \leq Z \leq 0.012$ aralığında olup Güneş bolluğuna göre ($Z=0.0152$) daha fakirdir. Diğer taraftan eş-yaş eğrileriyle hesaplanan küme uzaklıkları ise literatürdekilere göre daha küçüktür. NGC 2304 haricindeki diğer kümelerin $E(B-V)$ renk artıkları literatürde verilenler ile hata sınırları içinde uyumludur.

Küme kor yarıçapları Bukowiecki ve diğ. (2011) ve Kharchenko ve diğ. (2013) tarafından verilen değerler (Çizelge 4) ile hata sınırları içinde uyumludur. Ancak küme limit yarıçapları iç kümelerde %50 küçük iken dış kümelerde iki kat daha küçüktür.

Yapılan analizler ışığında kümelerin kinematik ve dinamik gelişimleri üzerine şu çıkarımlar yapılabilir:

- İncelenen kümeler yaşlı olup 0.85 ile 1.25 Gyl yaş aralığındadır ve $R_{\text{core}}=0.45-2.17$ pc, $R_{\text{lim}}=1.44-6.91$ pc değerleri arasında olup nispeten küçük küme boyutlarına sahiptir. Ayrıca Galaksi merkezine yakın kümeler uzak olanlara kıyasla daha küçük ortalama kütleyle sahiptir (Çizelge 2).
- 4–36 Myıl arasındaki gevşeme zamanlarının (t_{rlx}) küme yaşlarından küçük olması kümelerin dinamik olarak evrimleştiklerini göstermektedir (Çizelge 2).
- Kümelerin $\log \tau_{\text{dyn}}-R_{\text{core}}$ grafiklerinde azalan bir eğilim göstermeleri (Şekil 3g) kümelerin dinamik evrimlerinin neticesinde yıldızlarını kaybettiğini göstermektedir.



Şekil 2. Kümelerin *Gaia* renk-parlaklık grafikleri. Siyah noktalar üye yıldızları ve kırmızı çizgi de en uygun eş-yaş eğrisini göstermektedir.

- Be 45 büyük evrimsel parametre (τ_{dyn}) ve küçük gevşeme zamanıyla ileri derecede dinamik evrim göstermektedir. NGC 2194 kümesinin çok dik pozitif kütle fonksiyonu eğimi ($\chi = +2.57$) küçük evrimsel parametre ve büyük gevşeme zamanıyla uyumlu olup kümede büyük kütleli yıldızlar daha baskındır. NGC 2304 ($\chi = -1.57$) küçük kütleli yıldızları büyük kütleliye göre daha fazladır.

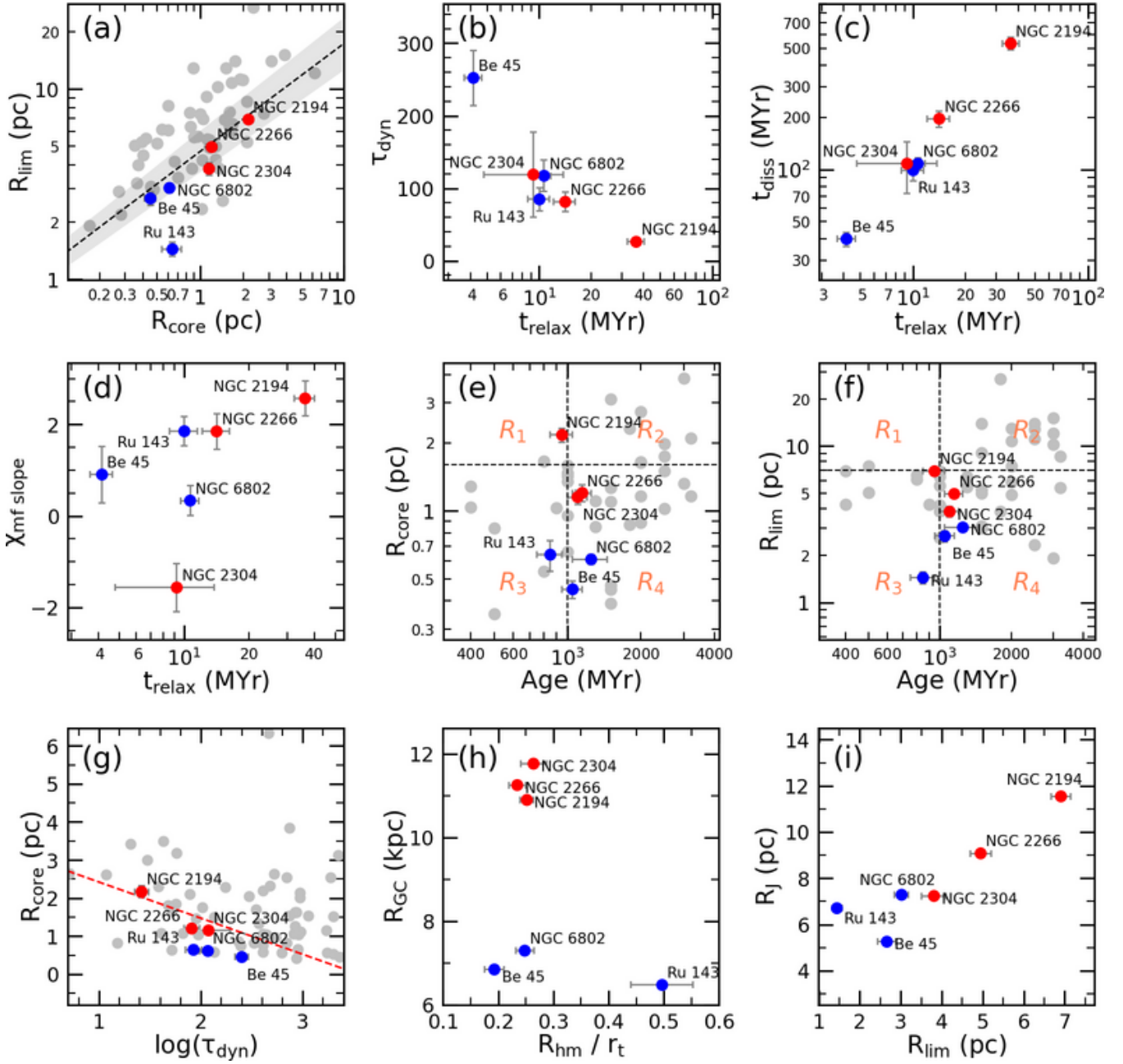
Çizelge 3. Seçilen kümelerin bu çalışmada (koyu harfli) ve literatürde verilen astrofizik parametreleri. Referanslar: 1: Cantat-Gaudin ve diğ. (2020), 2: Kharchenko ve diğ. (2013), 3: Bukowiecki ve diğ. (2011), 4: Dias ve diğ. (2021), 5: Subramaniam ve diğ. (2010), 6: Tadross (2008).

Küme	$E(B-V)$	Z	$(V-M_V)_0$	d (pc)	Yaş (Myıl)	Ref.
Be 45	0.94	0.012	12.05	2566	1050	–
		0.0152	12.61	3328	617	1
	1.04		12.20	2360	724	2
	0.80	0.0152	12.84	2694	891	3
		0.029	12.73	3513	553	4
	1.40		16.20	2350	355	5
0.82	0.0152	12.50	2300	600	6	
NGC 6802	0.81	0.008	11.37	1893	1250	–
		0.0152	12.20	2753	661	1
	0.79		11.50	1775	902	2
	0.65	0.0152	12.16	2089	708	3
	0.012	11.80	2294	646	4	
Ru 143	0.87	0.008	11.34	1875	850	–
	0.73	0.0152	12.21	2764	398	1
	1.02		11.90	2062	447	2
		0.023	11.93	2428	326	4
NGC 2194	0.46	0.006	12.20	2792	950	–
		0.0152	12.72	3498	339	1
	0.50		12.40	2804	631	2
	0.32	0.0152	12.39	2652	708	3
	0.013	12.29	2869	665	4	
NGC 2266	0.10	0.008	12.46	3108	1150	–
		0.0152	12.56	3251	813	1
		0.006	12.60	3311	1841	2
	0.15	0.0152	12.56	3065	631	3
	0.010	12.61	3319	1086	4	
NGC 2304	0.07	0.008	12.84	3708	1100	–
		0.0152	12.92	3843	912	1
	0.15	0.007	13.00	3896	684	2
		0.0152	12.65	3388	1000	3
	0.012	12.94	3871	889	4	

Çizelge 4. Bukowiecki ve diğ. (2011) ve Kharchenko ve diğ. (2013) tarafından verilen R_{core} ve R_{lim} değerleri.

Küme	R_{core}			R_{lim}
	Bukowiecki	Kharchenko	Bukowiecki	
Berkeley 45	0.46 ± 0.09	0.38 ± 0.07	3.87 ± 0.81	
NGC 6802	0.55 ± 0.06	0.64 ± 0.10	5.92 ± 0.68	
Ruprecht 143	–	0.92 ± 0.18	–	
NGC 2194	1.85 ± 0.20	2.13 ± 0.25	13.27 ± 1.25	
NGC 2266	1.06 ± 0.10	1.27 ± 0.33	12.07 ± 1.16	
NGC 2304	1.06 ± 0.10	1.14 ± 0.40	10.34 ± 1.18	

- R_{core} -Yaş ve R_{lim} -Yaş ilişkilerinde (Şekil 3e ve f), NGC 2226, NGC 2304, NGC 6801 ve Be 45 kümelerinin yaşlı ve küçük boyutlu oluşu ya dış dinamik etkiler nedeniyle büzülmelerine işaret etmekte ya da bu kümelerin çok yoğun moleküler gaz bulutlarından oluşmuş olabileceğini göstermektedir.
- Ru 143 dışındaki diğer beş küme nispeten daha yoğun



Şekil 3. Kümelere ait kinematik/dinamik değerlerin birbirlerine kıyaslanması. (a,e,f) panellerindeki gri noktalar Güneş ve diğ. (2017)'den, (g) grafiğindeki gri noktalar Angelo ve diğ. (2021) ise alınmıştır.

sistemler olup, küçük $R_{hm}/r_t=(0.2, 0.3)$ değerlerindedir. Bu sonuçlar kümelerin yıldızlarını kaybetmede dış gelgitisel kuvvetlere daha az maruz kaldıkları göstermektedir. Özellikle I. çeyrekteki kümeler dev moleküler bulutlar gibi dış dinamik etkilere rağmen hayatta kalabilmişlerdir.

Kaynaklar

Angelo, M.S., Corradi, W.J.B., Santos Jr, J.F.C., Maia, F.F.S., Ferreira, F.A., 2021, MNRAS, 500, 4338
 Banerjee, S., Kroupa, P., 2015, MNRAS, 447, 728
 Binney, J., Tremaine, S., Galactic Dynamics, Princeton Univ Press Princeton, 2008 NJ
 Bonnell, I.A., Bate, M.R., Vine, S.G., 2003, MNRAS, 343, 413

Bovy, J., 2015, ApJS, 216, 29
 Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., ve diğ., 2012, MNRAS, 427, 127
 Bukowiecki, L., Maciejewski, G., Konorski, P., Strobel, A., 2011, Acta Astron., 61, 231
 Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, ve diğ., 2020, A&A, 640, A1
 Converse, J.M., Stahler, S.W., 2011, MNRAS, 410, 2787
 Dias, W.S., Monteiro, H., Moitinho, A., ve diğ., 2021, MNRAS, 504, 356
 Elmegreen, B.G., 2000, ApJ, 530, 27
 Gaia Collaboration, Brown, A.G.A., Vallenari, A., Prusti, T., ve diğ., 2021, A&A, 649, A1

- Genzel, R., Townes, C.H., 1987, *ARA&A*, 25, 377.
Gouliermis, D.A., 2018, *PASP*, 130, 072001
Gutermuth, R.A., Megeath, S.T., Myers, P.C., ve diğ., 2009, *ApJS*, 184, 18
Güneş, O., Karataş, Y., Bonatto C., 2017, *Astron. Nachr*, 338, 464
Kharchenko, N.V., Piskunov, E.A., Schilbach, E., Roeser, S., Scholz, R.D., 2013, *A&A*, 558A, 53
King, I., 1962, *AJ*, 67, 471
Kim, S.S., Figger, D.F., Lee, H.M., Morris, M., 2000, *ApJ*, 545, 301.
Krone-Martins, A., Moitinho, A., 2014, *A&A*, 561, A57
Kuhn, M.A., Hillenbrand, L.A., Sills, A., Feigelson, E.D., Getman, K.V., 2019, *ApJ*, 870, 32
Lada, C.J., Lada, E.A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
Larsen, S.S., 2006, *An ISHAPE Users Guide*, 14
Pedregosa, F., Varoquaux, G., Gramfort, A., ve diğ., 2011, *JMLR*, 12, 2825
Piskunov A.E., Schilbach E., Kharchenko N.V., Roser S., Scholz R.D., 2007, *A&A*, 468, 151
Spitzer, L., Hart, M., 1971, *AJ*, 164, 399
Subramaniam, A., Carraro, G., Janes, K.A., 2010, *MNRAS*, 404, 1385
Tadross, A.L., 2008, *MNRAS*, 389, 285

Access:

M23-0306: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Abell 1589 Gökada Kümesinin Optik Işınım Gücü Fonksiyonu

Ebru Aktekin Çalışkan¹ *, Murat Hudaverdi² 

¹ Süleyman Demirel Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Isparta, Türkiye

² Yıldız Teknik Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, İstanbul, Türkiye

Accepted: April 12, 2023. Revised: December 13, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Bu çalışmada düzensiz görünümde olan ve dinamik süreci devam eden Abell 1589 ($z=0.0709$) gökada kümesinin TUG-RTT150 Teleskobu optik çalışması sunulmuştur. Küme üyesi her bir gökadanın ($20 \leq M_r \leq 23$) g' , r' ve i' filtrelerinde parlaklık değerleri elde edilmiştir ve $(g'-r')$ - r' renk-parlaklık diyagramı sunulmuştur. Her bir filtre için ışınım gücü fonksiyonları (Luminosity Function-LF) elde edilmiştir. Elde edilen LF'lerin Schechter+Schechter fonksiyonu ile uyumlu olduğu görülmüştür. Karakteristik mutlak parlaklıklar olarak elde edilen Schechter+Schechter fonksiyonunun en uygun parametre değerleri, g' , r' ve i' filtrelerinde sırasıyla, -20.02 ± 0.06 ve -18.73 ± 0.01 , -20.91 ± 0.05 ve -20.34 ± 0.02 , -21.57 ± 0.06 ve -21.05 ± 0.06 ve sönük uçtaki eğimler ise -1.58 ± 0.06 ve -0.74 ± 0.02 , -1.65 ± 0.04 ve -0.78 ± 0.02 , -1.62 ± 0.04 ve -0.78 ± 0.04 olarak elde edilmiştir.

Abstract

The optical photometric observations with the Russian-Turkish 1.5-m RTT-150 telescope are presented for Abell 1589 ($z=0.0709$), an irregular galaxy cluster in a dynamical state. Magnitudes of each cluster member galaxy ($20 \leq M_r \leq 23$) determined for the g' , r' and i' filters and presented the $(g'-r')$ vs r' color-magnitude diagram of Abell 1589. We generated the Luminosity Function (Luminosity Function-LF) of galaxies for each filter. For each filter, the resulting LF of cluster galaxies is well-fitted by the Schechter+Schechter Function. The best-fitting parameter values derived as the characteristic absolute magnitudes are -20.02 ± 0.06 and -18.73 ± 0.01 , -20.91 ± 0.05 and -20.34 ± 0.02 , -21.57 ± 0.06 and -21.05 ± 0.06 and the slope at the faint end of the LF are -1.58 ± 0.06 and -0.74 ± 0.02 , -1.65 ± 0.04 and -0.78 ± 0.02 , -1.62 ± 0.04 and -0.78 ± 0.04 for g' , r' and i' filters, respectively.

Anahtar Kelimeler: galaxies: clusters: individual – galaxies: general – galaxies: photometry

1 Giriş

Gökada kümeleri evrenin bilinen en büyük yapılarıdır. İçerik olarak 50'den fazla gökada, küme içi ortamı dolduran ve hidrostatik dengede olan sıcak iyonize gaz ve karanlık madde ihtiva ederler. Boyutları ve dinamik yapıları nedeniyle evreni en iyi temsil eden yapılarıdır. Optik dalga boyunda ve X-ışını bölgesinde sonuçlarının birlikte çalışılarak yapılan çalışmalar ve elde edilen sayısal simülasyonları ile küme oluşumu hakkında ayrıntılı bilgiler edinilebilmektedir (Turner ve diğ. 2022; Erdim ve diğ. 2021; McCleary ve diğ. 2020). Ayrıca optik dalga boyunda yapılan gökada kümelerinin ayrıntılı analizleri, kümelerdeki gökada içeriğinin ve dağılımının araştırmasına olanak sağlamaktadır.

Bilindiği üzere optik dalga boyunda ışınım gücü fonksiyonu (luminosity function – LF) belirli bir hacimde belirli bir parlaklığa sahip olan gökadaların sayısını vermektedir ve Gökadaların LF'leri gökada oluşumu ve evrimi teorilerini test etmek için en önemli araçtır. LF ile ilgili ilk çalışma 1974'te Press & Schechter (1974) tarafından yapılmıştır (Feng ve diğ. 2014). 1976 yılında Schechter (1976) tarafından LF için veriler ile uyumlu olan matematiksel ifade türetilmiştir. Bond ve diğ. (1991) tarafından sunulan ve Schechter (1976) teorisinin yenilenmiş ve genişletilmiş teorisi ile aşırı yoğunlukların doğrudan hiyerarşik kümelenmesi, gözlemlenen Schechter benzeri LF, kendine benzer bir kütle dağılımının başlangıcından

ve evriminden sorumludur. Schechter fonksiyonu şu şekilde verilmektedir:

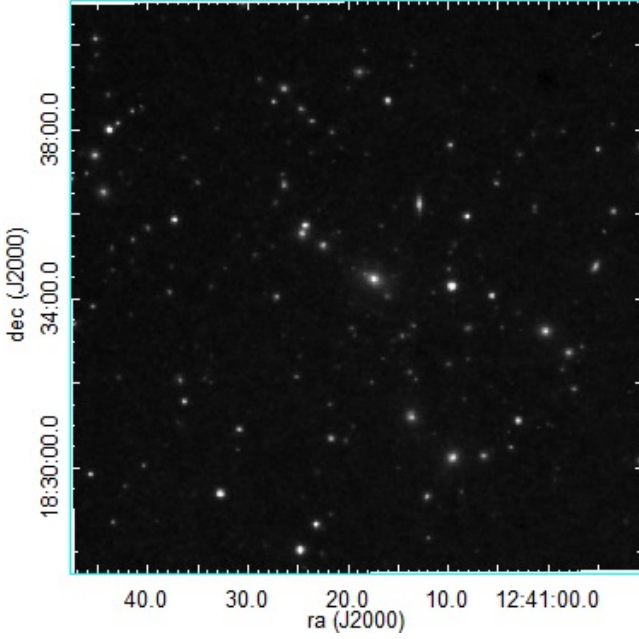
$$\Phi(M)dM = \Phi^* 10^{0.4(M^* - M)(1+\alpha)} \exp \left[-10^{0.4(M^* - M)} \right] dM \quad (1)$$

Burada, $\Phi(M)d(M)$ bir dM aralığında gökada sayısı, Φ^* Mpc^{-3} biriminde genel gökada yoğunluğu, α ışınım gücü fonksiyonunun sönük ucunun eğimi ve M^* karakteristik gökada mutlak parlaklığıdır.

Gökadaların LF'lerinin dağılımları kümelerdeki sönük gökada birleşmelerinden etkilenir. LF'lerden aynı zamanda bu etkileri karakterize etmek için yararlanılmaktadır. Bazı gökada kümelerinin LF'lerinde düşüşler ve artışlar görülmektedir (Durret ve diğ. 2011).

Abell 1589 (A1589), $z=0.0709$ kırmızıya kaymaya, $RA(J2000)=12^h 41^m 19^s.1$, $DEC(J2000)=+18^\circ 34' 16''$ ekvatorial koordinatlarına sahip ve 294 Mpc uzaklıkta bulunan yakın bir gökada kümesidir. Dinamik süreci devam etmesi nedeniyle düzensiz görünümündedir (Rines ve diğ. 2016). Abell ve diğ. (1989) tarafından zenginlik sınıfı 0, Baier ve Wipper (1995) tarafından Bautz-Morgan II-III sınıfı ve Rood-Sastry C tipi olarak belirlenmiştir. X-ışını çalışmaları ile Kopylov ve Kopylova (2012) kümenin kütlelerini $7.9 \times 10^{14} M_\odot$ ve virial yarıçapını $R_{200}=1.86$ Mpc ($22.06'$), White ve diğ. (1997) ışınım gücünü $L_x(0.4-4.5 \text{ keV})=2.91 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ ve Hudaverdi (2014) ortalama sıcaklık değerini $kT = 4.2 \text{ keV}$ ve merkez bölge

* ebrucaliskan@sdu.edu.tr



Şekil 1. A1589 gökada kümesine ait r' filtresindeki alınan tüm görüntülerin mozaik yapılmış görüntüsü. Küme üyesi gökadalara şekil üzerinde mavi halkalar ile gösterilmiştir. Kırmızı halka R_{500} yarıçapını göstermektedir.

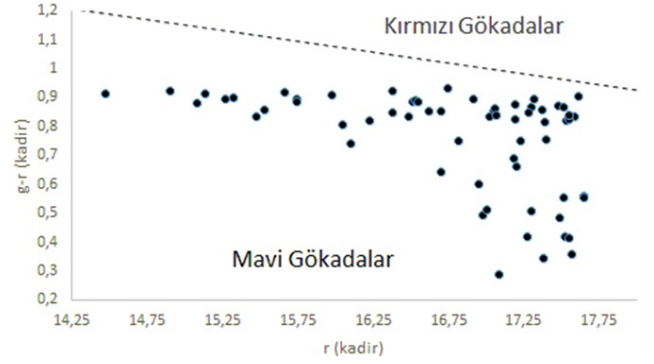
çevresinde kimyasal bolluk değerini ortalamadan önemli ölçüde yüksek olarak yaklaşık 0.5 bulmuştur.

Bu çalışmada, A1589 gökada kümesinin RTT 150 teleskobu ile alınan optik verilerine ait bir çalışmasını sunuyoruz. Ş2'de, çalışma kapsamında yapılan gözlemler ve veri analizleri verilmiştir. Ş3'te elde edilen sonuçlar ve tartışma kısmı yer almaktadır.

2 Gözlemler ve Veri Analizi

A1589 gökada kümesinin optik görüntüleme gözlemleri TÜBİTAK-TUG'da bulunan 1.5 metrelik Rus-Türk Teleskobu (RTT150) ile 31 Mart 2020'de yapılmıştır. Gözlemler boyunca TFOSC (TUG Sönük Nesne Tayfölçeri ve Kamerası) kullanılmıştır. TFOSC'a ait Andor CCD kamera (Andor iKon-L DZ936N, BEX2-DD-9ZQ) 2048x2048 pikseldir, piksel boyutu $13.5 \times 13.5 \mu\text{m}$ ve 11.1×11.1 açı dakikası görüş alanına sahiptir. Gece boyunca atmosferik görüş (seeing) 1.8 açısaniesidir.

Açısal büyüklüğü nedeniyle gözlem için A1589 kümesi 11.1×11.1 açı dakikalık 9 bölgeye ayrılmıştır ve her bölge ayrı ayrı gözlenmiştir. Gözlemlerde her bir bölge için SDSS sistemindeki g' , r' ve i' filtreleri ile 3x900 sn poz süreli optik görüntüler alınmıştır. Standart yıldız olarak Feige 34 gözlenmiştir (Massey ve diğ. 1988). Gözlem verilerinin analizi için Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) ve görüntüleme için DS9 programları kullanılmıştır. Tüm veriler için öncelikle standart önindigeme adımları olarak Bias ve Flat düzeltmeleri yapılarak görüntüler dış etkilerden arındırılmıştır. Daha sonra bölgelerin birleştirilmesi için mozaik yapılmıştır. Örneğimizde beklenen çok sayıda galaksi göz önüne alındığında, kaynaklar Source Extractor (SExtractor) yazılım yardımcı programı aracılığıyla otomatik olarak çıkarılmıştır. SExtractor, kalabalık ortamlarda bulunan kaynaklar için konum ve fotometrik bilgileri ayıklamak için otomatik bir çözüm sunmaktadır. Ayrıca bu çalışmada



Şekil 2. Küme üyesi gökadalara için $(g'-r')$ - r' renk-parlaklık diyagramı.

Küme üyeliğini doğrulamak için, SDSS-DR8 (Rykoff ve diğ. 2014) veri tabanından redMaPPer Algoritması ile yalnızca kırmızıya kayması bilinen galaksileri seçilmiştir. Diğer örnekleri de test ettik ve tutarlı sonuçlar bulduk. Bu işlem A1589 içinde yer alan tüm gökadalara tam olarak sınıflandırılmasına sağlamıştır (3σ) (Bertin & Arnouts 1996). Küme üyesi olarak belirlenen tüm gökadalara aletsel parlaklık değerleri "nokta dağılım fonksiyonu (PSF-Point Spread Function) yöntemi kullanılarak belirlenmiştir. PSF'yi normalleştirmek için referans açıklığı 6 ark saniye olarak ayarladık. Aletsel parlaklıklarının standart fotometrik sistemdeki parlaklıklara dönüştürülmesi işlemi için gözlenen standart yıldız kullanılmıştır. Her bir kaynak için kadir değerleri Vegamag sisteminde elde edilmiştir. Galaktik sönümlenme etkisi çıkartılmamıştır. Şekil 1'de RTT150 ile alınan ve mozaik yapılan r' filtre görüntüsü ve üzerinde belirlenen gökadalara gösterilmiştir.

Küme üyesi gökadalara için belirlenen parlaklık değerleri kullanılarak renk-parlaklık diyagramı $(g'-r')$ - r' elde edilmiştir. Elde edilen renk-parlaklık diyagramı Şekil 2'de görülmektedir.

g' , r' ve i' filtreleri için LF'ler elde edilmiştir. Her üç filtre için g' 'de $M = -20.52$ kadir, r' 'de $M = -21.47$ kadir ve i' 'de $M = -21.80$ kadir civarında LF'de belirgin düşüş ve tekrar artış görülmektedir. Bu nedenle dağılımı ifade etmek için tek bir Schechter fonksiyonu yeterli olmamıştır. Çift Schechter fonksiyonu ile uyum, doğrusal olmayan en küçük kareler yöntemi ile gradyan genişletme algoritması kullanan eğri uyum işlevine dayalı bir IDL kodu kullanılarak gerçekleştirildi. LF'lerin, çift Schechter fonksiyonu ile uyumlu olduğu görülmüştür. Elde edilen LF'ler ve uygulanan çift Schechter fonksiyonları g' , r' ve i' filtreleri için Şekil 3'te verilmiştir.

Uygulanan Schechter+Schechter fonksiyonları için en uygun parametreler M^* karakteristik mutlak parlaklık ve α sönük uçtaki eğim Çizelge 2'de görülmektedir. Her bir LF için χ^2/dof değerleri Çizelge 2'de verilmiştir.

3 Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada dinamik süreci devam etmekte, bu nedenle düzensiz görünümde olan A1589 gökada kümesinin RTT150 optik gözlerine ait bir çalışması sunulmuştur. İlk olarak A1589 gökada kümesi, açısal boyutu neden ile bölgelere ayrılmıştır. Her bir bölgeye ait g' , r' ve i' filtrelerinde görüntüleme verileri alınmış ve mozaik yapılarak her bir filtreye ait görüntü elde edilmiştir.

Çalışmanın ikinci adımında küme üyesi 63 gökada tespit edilmiştir. Her bir gökadanın g' , r' ve i' filtrelerinde parlaklık

Çizelge 1. g' , r' ve i' filtreleri için LF Parametreleri. M^* karakteristik mutlak parlaklık ve α sönük uçtaki eğimdir ve χ^2 / dof değerleri de verilmiştir.

Filtre	M^*	α	χ^2 / dof
g	-20.02 ± 0.06	-1.58 ± 0.06	6.75/7
	-18.73 ± 0.01	-0.74 ± 0.02	
r	-20.91 ± 0.05	-1.65 ± 0.04	6.93/7
	-20.34 ± 0.02	-0.78 ± 0.02	
i	-21.57 ± 0.06	-1.62 ± 0.04	6.68/7
	-21.05 ± 0.06	-0.78 ± 0.04	

değerleri bulunmuştur. Bulunan parlaklık değerleri kullanarak küme üyesi gökadarlar için $(g'-r')$ - r' renk-parlaklık diyagramı elde edilmiştir.

Çalışmanın üçüncü adımı olarak küme birleşmelerinin gökada özellikleri üzerindeki etkilerinin daha iyi anlaşılması için g' , r' ve i' filtrelerindeki LF analiz edilmiştir ve her 3 filtre için LF'ler elde edilmiştir. Şekil 3'te g' , r' ve i' filtrelerindeki gökadarların mutlak parlaklık dağılımları olan LF'ler her bir filtre için ayrı ayrı görülmektedir. LF'lerde g' filtresinde $M=-20.52$ kadir, r' filtresinde $M=-21.47$ kadir ve i' filtresinde $M=-21.80$ kadir civarında belirgin düşüş ve ardından tekrar artış görülmektedir. Bu durum LF'nin iki modlu bir davranış sergilediğini göstermiştir ve iki bileşenli fonksiyon ile tanımlamak daha uygun olmuştur. Bu nedenle dağılımı ifade etmek için çift Schechter fonksiyonu uygulanmıştır.

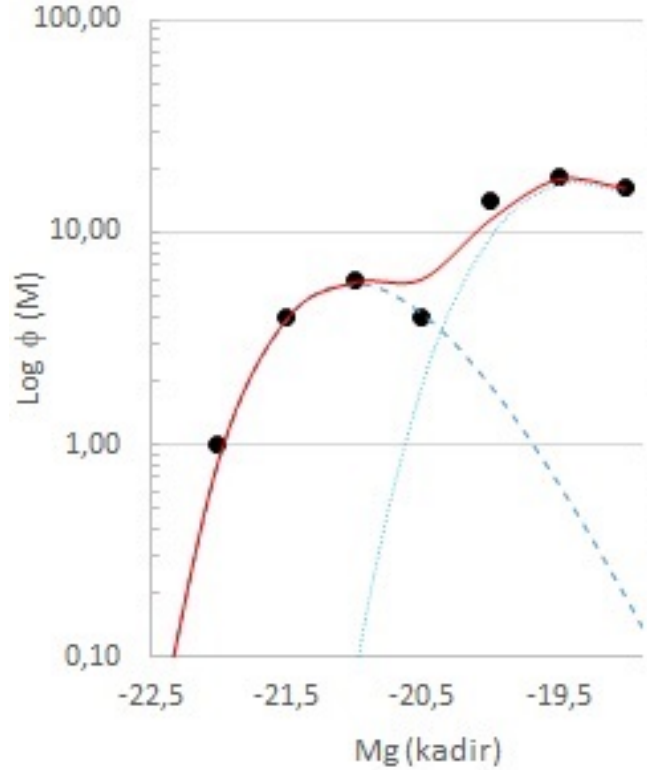
Literatürdeki çalışmalarda da yakın kümelerin LF'lerinde belirgin düşüş ve ardından tekrar artış görülmekte ve iki modlu fonksiyon uygulanmaktadır (Agulli ve diğ. 2014; Durret ve diğ. 2011). Dolayısıyla elde ettiğimiz A1589'a ait g' , r' ve i' filtrelerindeki belirgin düşüş ve ardından tekrar artış beklenen bir durumdur. Bu benzerlik, kümelerde aynı morfolojik türden gökadarlar ve dağılımlarından kaynaklanmaktadır.

Her bir filtre için iki modlu fonksiyon olarak belirlenen çift Schechter fonksiyonunun en uygun parametreleri (karakteristik mutlak parlaklık ve sönük uçtaki eğim) elde edilmiştir. Uyum, χ^2 minimizasyon yöntemi kullanılarak yapılmıştır. Çift Schechter parametrelerinin optimal değerlerini veren en iyi χ^2 'yi elde edene kadar işlem yinelenmiştir. Çizelge 2'de her bir filtre için elde edilen karakteristik mutlak parlaklık M^* , sönük uçtaki eğim α ve χ^2 değerleri özetlenmiştir.

Bu çalışmada, her bir filtrede elde edilen parametrelerin tümü literatür ile uyumlu sonuçlardır. LF'nin şekli büyük ölçüde küme merkezinden uzaklığa ve galaksi yoğunluğuna bağlıdır. Bu nedenle A1589'a ait çalışmalar devam etmektedir. Küme bölümlere ayrılarak daha yoğun olan ve nispeten daha az yoğun olan kısımlarda LF' değişimi karşılaştırılacaktır. Bu çalışmanın bir sonraki adımı benzer özelliklere sahip seçilmiş gökada kümelerine benzer işlemler uygulanarak kümelerin ortak özelliklerinin araştırılmasıdır.

Teşekkür

Gözlemler TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan RTT150 teleskobu kullanılarak yapılmıştır. Gözlem projesine verilen destekten dolayı TUG'a teşekkür ederiz (Proje no: 16ARTT150-958)



Şekil 3. g' , r' ve i' filtreleri için LF'leri. Dikey eksen 0.5 kadir'lik aralıklarda gökada sayılarıdır. Elde edilen en iyi uyum eğrileri için çift Schechter fonksiyonu kırmızı çizgi ile, parlak uça ve sönük uça ayrı ayrı Schechter fonksiyonları mavi kesik çizgiler ile gösterilmiştir. Sırasıyla $M=-20.52$ kadir, $M=-21.47$ kadir ve $M=-21.80$ kadir civarında belirgin düşüş ve artış görülmektedir.

Kaynaklar

- Abell, G. O., Corwin R. P., Olowin, R. P.: A Catalog of Rich Clusters of Galaxies. *Astrophysical Journal Supplement*, 70 (1989) 1–138. <https://doi.org/10.1086/191333>
- Agulli, I., Aguerri, J. A. L., Sánchez-Janssen, R., Barrera, R., Diaferio, A., Serra, A. L., Méndez-Abreu, J.: Deep spectroscopic luminosity function of Abell 85: no evidence for a steep upturn of the faint-end slope. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters*, 444 (2014) 1, L34–L38 <https://doi.org/10.1093>
- Baier F.W., Wipper H.: Compilation of nearby northern Abell clusters ($z < 0.1$) with central dominant galaxies. *Astronomische Nachrichten*. 316 (1995) 319–365 doi:10.1002/asna.2103160510
- Bertin, E., Arnouts, S.: SExtractor: Software for source extraction. *Astronomy and Astrophysics Supplement*. 117 (1996) 393–404 doi:10.1051/aas:1996164
- Bond, J. R., Cole, S., Efstathiou, G., Kaiser, N.: Excursion Set Mass Functions for Hierarchical Gaussian Fluctuations: *Astrophysical Journal*, 379 (1991) 440–460 doi:10.1086/170520
- Durret, F., Adami, C., Cappi, A., ve diğ.: Galaxy cluster searches based on photometric redshifts in the four CFHTLS Wide fields, *Astronomy and Astrophysics*. 535, (2011) 65–80, doi:10.1051/0004-6361/201116985
- Erdim M.K., Ezer C., Ünver O., Hazar F., Hudaverdi M.: The relative supernovae contribution to the chemical enrichment history of Abell 1837. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 508 (2021), 3337–3344 doi:10.1093/mnras/stab2730
- Feng, L., Peng-fei, Y., Qi-rong Y.: Luminosity Function of The Galaxy Cluster Abell 85. *Chinese Astronomy and Astrophysics*. 38 (2014) 247–256. <https://doi.org/10.1016/j.chinastron.2014.07.003>

- Hudaverdi M.: Dynamical History of the A1589 Cluster of Galaxies: The X-ray Universe 2014, edited by Jan-Uwe Ness. Online at <http://www.cosmos.esa.int/web/xmm-newton/2014-symposium/>, id.260
- Kopylov A.I., Kopylova F.G.: Structure of clusters with bimodal distribution of radial velocities of galaxies. IV: A1569. *Astrophysical Bulletin*. 67 (2012) 17–28 doi:10.1134/S1990341312010026
- Massey P., Strobel K., Barnes J.V., Anderson E.: Spectrophotometric Standards. *Astrophysical Journal*. 328 (1988), 315–333 doi:10.1086/166294
- McCleary J., dell'Antonio I., von der Linden A.: Dark Matter Distribution of Four Low-z Clusters of Galaxies. *The Astrophysical Journal*. 893 (2020) 8–24 doi:10.3847/1538-4357/ab7c58
- Press, W. H., Schechter P.: Formation of Galaxies and Clusters of Galaxies by Self-Similar Gravitational Condensation Show affiliations, *Astrophysical Journal*. 187 (1974). 425–435, doi:10.1086/152650
- Rines K.J., Geller M.J., Diaferio A., Hwang H.S.: HeCS-SZ: The Hectospec Survey of Sunyaev–Zeldovich-Selected Clusters. *The Astrophysical Journal*. 819 (2016) 63–75 doi:10.3847/0004-637X/819/1/63
- Rykoff E. S., Rozo E., Busha M. T., Cunha C. E., Finoguenov A., Evrard A., Hao J., et al., 2014, *ApJ*, 785, 104. doi:10.1088/0004-637X/785/2/104
- Schechter, P.: An analytic expression for the luminosity function for galaxies. *The Astrophysical Journal*. 203 (1976) 297–306 doi:10.1086/154079
- Turner, D.J., Giles, P.A., Romer, A.K., Wilkinson, R., Upsdell, E.W., Klein, M., ve diğ.: The XMM Cluster Survey: an independent demonstration of the fidelity of the eFEDS galaxy cluster data products and implications for future studies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society* 517 (2022) 657–674. doi:10.1093/mnras/stac2463.
- White, D.A., Jones, C., Forman, W.: An investigation of cooling flows and general cluster properties from an X-ray image deprojection analysis of 207 clusters of galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 292 (1997) 419–476 doi:10.1093/mnras/292.2.419

Access:

M23-0343: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

BL Lac Cisimlerinin Çokdalgalı Boylu Çalışmaları

Ergün Ege¹  , Aykut Özdönmez² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 34116, Beyazıt, İstanbul, Türkiye

² Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 25240, Yakutiye, Erzurum, Türkiye

Accepted: November 21, 2022. Revised: November 21, 2022. Received: November 4, 2022.

Özet

Bu çalışmamızda bazı BL Lac cisimleri için yaptığımız gözlemsel çalışmaların sonuçlarını sunuyoruz. Türkiye'deki optik teleskopları kullanarak BL Lac cisimleri için çokdalgalı boylu gözlem kampanyaları yürütüyoruz ve aynı zamanda uluslararası çalışma grupları ile işbirlikleri yürütüyoruz. Bu kaynaklar için, elektromanyetik tayfın neredeyse tüm bölgelerinde önceden öngörülemez hızlı ve yüksek genlikli akı değişimleri bulunduğu için, optik bölgedeki değişimleri tespit ederek renk trendi ile tayfsal davranışını araştırmayı hedefliyoruz. Bu tür gözlemsel çalışmalar potansiyel modellerin test edilmesine, merkezi bileşenlerin parametrelerine sınırlar konmasına olanak tanımakta ve bu kaynakların resimlerinin tamamlanmasına katkıda bulunmaktadır.

Abstract

In this study, we present the results of our observational studies on selected BL Lac objects. We have been running multi-band observational campaigns for BL Lac objects using optical telescopes in Turkey and collaborate with international working groups. We aim to detect flux variations in optical bands and investigate the color trend and spectral behaviour of these sources which show unpredictable rapid and high amplitude variations in almost the whole electromagnetic spectrum. These observational studies allow us to test the potential models, put limits on the parameters of the central components and contribute to complete the picture of these targets.

Anahtar Kelimeler: Active Galactic Nuclei – BL Lacertae – Blazar

1 Giriş

Aktif Galaksiler evrenimizdeki en güçlü enerji kaynaklarıdır. Merkezlerinde bir Süper Kütleli Kara Delik (SKKD) barındıran bu kaynaklar, bu SKKD'ye yoğun madde akışından dolayı radyo bölgesinden gamma bölgesinde kadar elektromanyetik tayfın tüm bölgelerinde 10^{41} erg s⁻¹ ve 10^{48} erg s⁻¹ aralığında ışınım yapabilir (Woo & Urry 2002) ve bu ışınım ev sahibi galaksinin yıldız ve toz kaynaklı ışınımından daha baskın görünür. Bu galaksilerin merkezi yapılarına Aktif Galaksi Çekirdeği (AGÇ) denir (Beckmann & Shriver 2012). Bir AGÇ'nin çizimi Şekil 1'de görülebilir (Urry & Padovani 1995).

SKKD çevresinde toz ve gazdan oluşan bir yığılma diski ile bu diski çevreleyen simit şeklinde bir torus yapısına sahiptir. Ayrıca yine merkezi bölgede Dar Çizgi Bölgeleri (DÇB) ile Geniş Çizgi Bölgeleri (GÇB) olarak ifade edilen moleküler yapılar bulunur. Kutuplarından her iki yöne çıkan ve yüzlerce kpc mesafelere erişebilen jet yapılarına sahip olabilirler. Bu jet yapıları ev sahibi galaksi ve Yıldızlar Arası Ortam (YAO) ile etkileşebilir (Wagner ve diğ. 2013).

BL Lac cisimleri AGÇ'lerin bir sınıfı olan Blazar'ların bir türüdür. Blazar'lar sahip oldukları jetin doğrultusu ile gözlemcinin bakış doğrultusu arasında 10° 'den küçük açılar bulunan cisimlerdir. Jet yapısı elektromanyetik emisyonunda baskındır, bu nedenle ev sahibi galaksi ve merkezi yapı çoğunlukla tam olarak gözlenemez. BL Lac cisimleri optik tayflarında zayıf ya da olmayan emisyon çizgileri ile tanınırlar. Ve en önemlisi bu cisimler elektromanyetik tayfın neredeyse tamamında hızlı ve yüksek genlikli akı değişkenliği, hızlı

polarizasyon değişkenliği gösterebilirler (Heidt & Wagner 1996; Ulrich ve diğ. 1997). Blazar'lar ve onların bir alt türü olan BL Lac cisimlerindeki değişimler, dakika/saat zaman ölçeklerinde Gün İçi Değişim (GİD), gün/hafta zaman ölçeklerinde Kısa Dönemli Değişim (KDD) ve ay/yıl zaman ölçeklerinde Uzun Dönemli Değişim (UDD) olarak sınıflandırılır. Bu zaman ölçeklerindeki akı ve renk değişimlerinin analizi, emisyonun kökeni hakkında ipuçları verebilir. Modellere göre, renk değişimi jet yapısının, yığılma diskinin ve diğer merkezi bileşenlerin katkısına bağlı olarak değişebilir. Bir diğer konu da akı ve renk değişiminde periyodisite araştırmasıdır. Merkezi yapılar ve/veya jet yapısı periyodisite oluşturabilir. OJ 287 cisimi örneğinde ikinci bir SKKD varlığı öne sürülmektedir (Sillanpää ve diğ. 1988). Jet yapısının presasyonu yani jet eksenine gözlemcinin bakış doğrultusu arasındaki açının değişimi, Doppler faktörünün değişimine, dolayısıyla gözlenen akıda değişime neden olabilir (Agarwal ve diğ. 2022a).

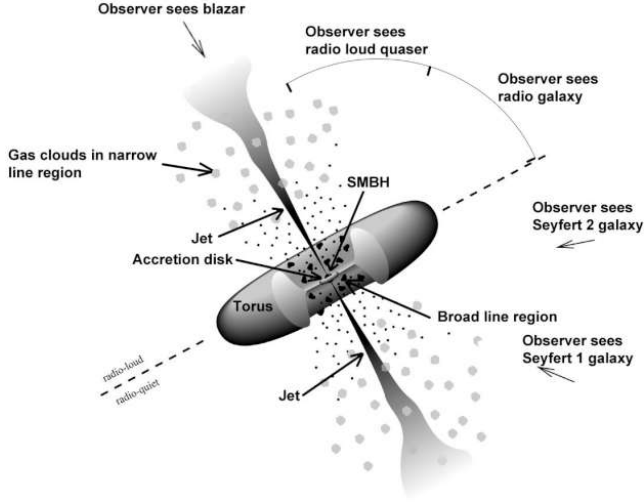
Bu kaynakların eş zamanlı, çokdalgalı boylu, uzun dönemli gözlemleri, astrofiziksel yapılarının ortaya çıkarılması ve öne sürülen modellerin test edilmesi için çok önemlidir. Bu amaçla Türkiye'deki optik teleskoplar ile takip gözlemleri yaparak, uluslararası çalışma gruplarıyla iş birliği yapıyoruz.

2 Gözlemler ve Yöntem

Gözlemsel çalışmalarımızı Türkiye'deki özelliklerini aşağıda anlattığımız optik teleskopları kullanarak yürütüyoruz.

T100: Antalya Bakırtepe'deki TÜBİTAK yerleşkesinde bulunan teleskop, 1 m. çapında bir aynaya, f/10 odak oranına, 0.11" çözünürlüğe sahiptir. Kriyojenik yöntem ile -90°C dereceye kadar soğuyabilen, 4k×4k CCD ile donatılmış, SDSS ve Bessel UBVRI filtrelerine sahiptir. Bu teleskobu,

* ergunege@istanbul.edu.tr



Şekil 1. Aktif Galaktik Çirdeklerin bir çizimi Urry & Padovani (1995).

özellikle GİD belirleyebilmek amacıyla gecelik sürekli (çoğunluk R bandı) gözlemleri için kullanılmaktadır.

T60: Antalya Bakırtepe'deki TÜBİTAK yerleşkesinde bulunan teleskop, 0.6 m. çapında bir aynaya, f/10 odak oranına, 0.23" çözünürlüğe sahiptir. 2k×2k CCD ile donatılmış, SDSS ve Bessel UBVRİ filtrelerine sahiptir. Robotik modda çalışan bu teleskop, KDD ve UDD belirlemek amacıyla yapılan takip gözlemleri için idealdir.

IST60 Çanakkale Ulupınar Gözlemevi yerleşkesinde bulunan teleskop, 0.6 m. çapında bir aynaya, f/8 odak oranına sahiptir. 1k×1k CCD ve Bessel UBVRİ filtrelerine sahiptir. Hem robotik hem de manuel modda çalışabilen teleskop, Hem GİD hem de KDD ve UDD belirlemek amacıyla kullanılabilir.

Bu teleskoplar dışında yurt dışında işbirliği içinde olduğumuz gözlemlerinden de veri alma olanaklarımız bulunmaktadır.

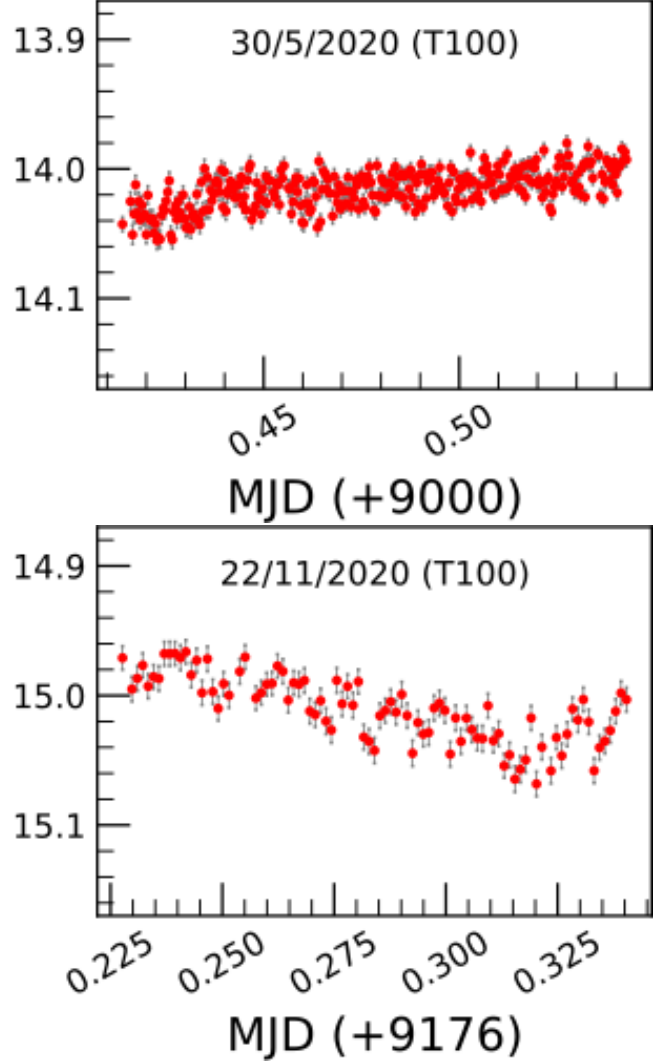
Bu optik teleskoplar ile yapılan gözlemler, standart Bias/Dark/Flat/Kozmik ışın kalibrasyonundan geçirilmektedir. Kalibrasyon ve veri indirgeme işlemleri, astropy, ccdproc, photutil gibi Python kütüphaneleri kullanılarak tarafımızdan geliştirilmiş yazılımlarla yapılmaktadır.

Veri indirgeme aşamasından sonra her bant için ışık eğrileri oluşturulmaktadır. Bu veriler kullanılarak farklı istatistik yöntemler şu amaçlar için kullanılmaktadır.

- akı değişimi
- bantlar arasındaki akı korelasyonları
- renk değişimi ve bu değişimin akıya bağlılığı
- parlamalar
- değişimlerin zamana bağlılığı ve akı/renk değişimi
- periyodisite

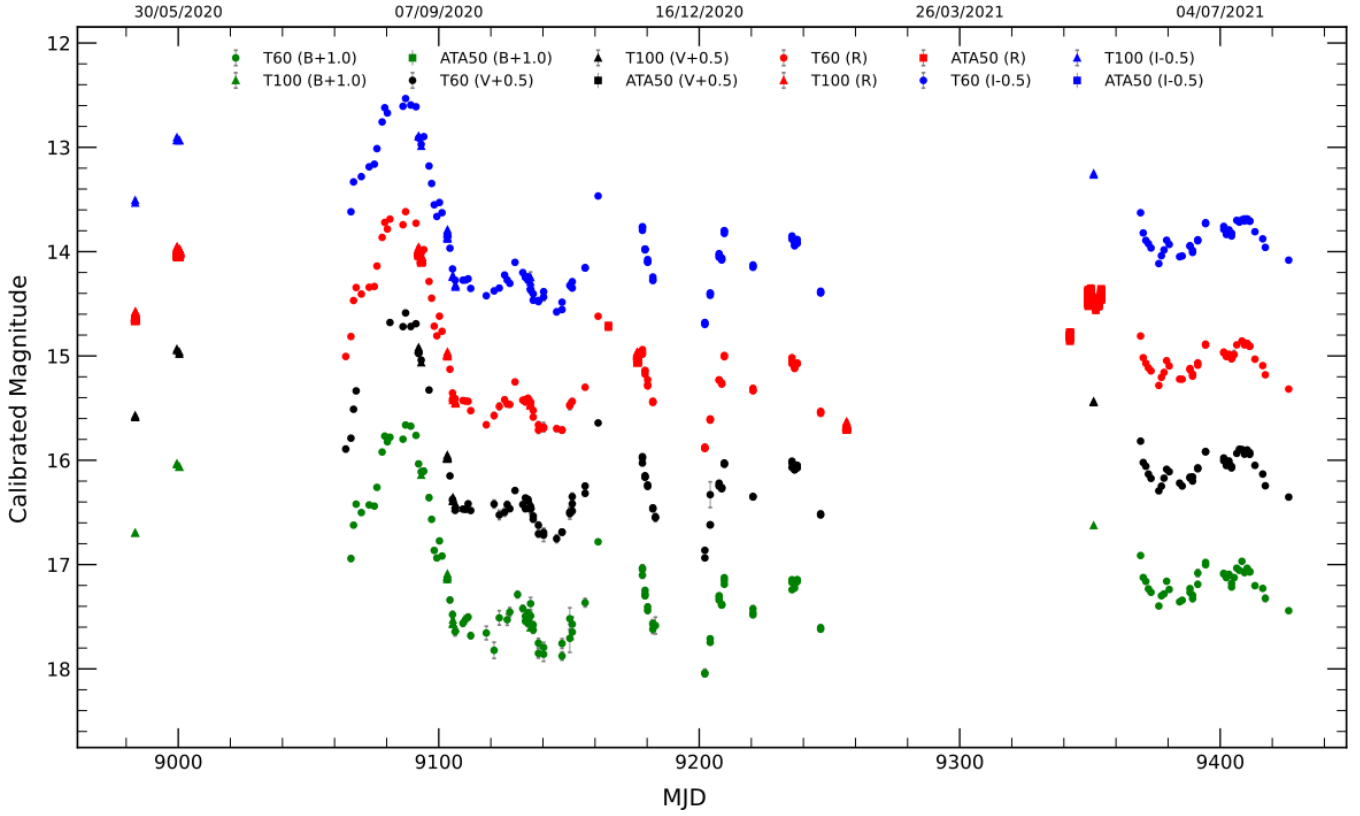
3 Bulgular

BL Lac sınıfından iki cisim olan S5 1803+784 ve PG 1553+113, çalışmalarımızın bu aşamasına kadar değişkenlik araştırması yaptığımız ve sonuçlarını yayınladığımız iki kaynaktır. Bu cisimleri takip ettiğimiz Mayıs 2020 - Temmuz 2021 süresince S5 1803+784 cisminin 122 gecede BVRI filtrelerinde 2100 görüntüsü aldık. T100 teleskobu ile en az 1 saat olacak



Şekil 2. Gece boyu değişimi tespit ettiğimiz iki gecenin ışık eğrileri Agarwal ve diğ. (2022b).

şekilde gerçekleştirdiğimiz 13 gecelik gözlem sonucunda elde ettiğimiz ışık eğrilerine F testi ve ANOVA testi uyguladık. 30 Mayıs 2020 ve 22 Kasım 2020 tarihlerinde kaynağın gece içi akı değişimi gösterdiğini (Şekil 2), Değişim genliklerinin sırasıyla 7.47 ve 10.10 olduğunu belirledik. Önemli bir bulgu olarak kaynak 25 Ağustos 2020 tarihinde bilinen en parlak durumda ($R=13.617$) tarafımızdan gözlemlendi. Takip ettiğimiz süre boyunca S5 1803+784 cisminin uzun dönemli ışık eğrisi Şekil 3'de görülebilir. Bu uzun dönemli ışık eğrisine uyguladığımız Ayrık Korelasyon Fonksiyonu (AKF) optik bantlardaki akının bir gecikme olmaksızın uyumlu olduğunu göstermektedir. Bu uyum bu bantlardaki emisyonun kaynağının aynı merkezi bölge olduğu şeklinde yorumlanabilir. Tüm gözlem süresi boyunca optik bantlar üzerinde elde ettiğimiz Tayfsal indekslerin tamamı kaynağın Parlakken Daha Mavi (PDM) olduğunu ($r \approx 0.5$ 'dan $r \approx 0.9$ 'a), bu karakterin parlama döneminde daha güçlü olduğunu göstermiştir. Işık eğrisinde herhangi bir periyod bulgusuna rastlanmamıştır (Agarwal ve diğ. 2022b). S5 1803+784 cismi için yapılan bir çalışmamız olan Priya ve diğ. (2022) yayında optik ışık eğrisi, γ verisi



Şekil 3. S5 1803+784'ün Uzun Dönemli Işık Eğrisi Agarwal ve diğ. (2022b).

(Fermi-LAT), X-ışın verisi (Swift-XRT ve NuSTAR), UV verileri (Swift-UVOT) ve radio verisi (OVRO) birlikte analiz edilmiştir. Oluşturulan Tayfsal Enerji Dağılımı (TED) kamuya açık olarak erişilebilen JETSET yazılımı (Tramacere 2020) ile modellenmiş ve geniş bant emisyonun açıklaması için "one-zone synchrotron-self Compton (SSC)" modelinin uygun olduğu belirlenmiştir. Işık eğrisi analiz sonuçlarına göre en kısa zaman ölçeği 0.95 gün, minimum Doppler faktörü 6.8 olarak bulunmuş ve bu sonuçlar ile emisyon bölgesinin boyutu 1.0×10^{16} cm olarak hesaplanmıştır.

Çalışması yürütülen bir başka BL Lac cismi olan PG 1553+113 SKKD çifti barındırma olasılığı olan bir kaynaktır. Bu cismi Ocak 2019 ile Ağustos 2019 aralığında 76 gece gözleyerek, elde edilen verilerin başka çalışmalarla daha önce elde edilen gözlemsel veriler ile birleştirilmesi ile 15 yıllık ışık eğrileri oluşturulmuştur. Farklı periyod analizi yöntemlerine göre 2.21 ± 0.04 yıllık bir periyod ortaya çıkarılmıştır. Bu sonuç merkezde SKKD çifti nedeniyle gerçekleşen jetteki presesyon sonucu olarak yorumlanmıştır. Elde edilen bir diğer 210 günlük periyod değeri ise jet yapısının geometrisi ile ilgili olabilir (Agarwal ve diğ. 2022a).

4 Tartışma ve Sonuç

BL Lac cisimleri elektromanyetik tayfın tüm bantlarında oldukça değişken cisimlerdir ve bu değişim genellikle öngörülemez. Farklı bantlardaki akı değişimine merkezi bölgedeki birbiri ile etkileşen bileşenlerin çeşitli emisyon mekanizmaları neden olduğunu düşünülmektedir. Farklı gözlem araçlarının eş zamanlı, çokdalgaboylu, mümkün olduğunca

sürekli ve uzun dönemli gözlemleri bu cisimlerin astrofiziksel özelliklerini ortaya çıkarılabilmesi için çok gereklidir. Yaptığımız türden gözlemsel çalışmalar bu cisimlerin sahip olduğu SKKD kütlelesinin, yığılma diskinin boyutlarının ve kütle aktarma oranının, merkezi bileşenlerin geometrisinin, jetteki olası presesyonun, bu bileşenlerin ev sahibi galaksi ile etkileşimlerinin ortaya çıkarılmasına katkı sağlamaktadır. Bu amaçla hem gece-gece hem de uzun dönemli gözlemler için takip projeleri yürütüyoruz. Farklı zaman ölçekleri için akı değişimlerinin, renk trendinin ve tayfsal davranışın analizleri, bu cisimleri açıklayan modellerin test edilmesine, merkezi yapıların parametrelerine sınırlar getirilebilmesine ve her bir kaynağa ait öznel özelliklerin ortaya çıkarılmasına olanak sağlamaktadır. Çalışma işbirlikleri ile yaptığımız gibi, optik gözlem verilerinin radyo ve yüksek enerji bantlarındaki gözlem verileri ile birleştirilerek birlikte analiz edilmesi, emisyon mekanizmalarının anlaşılması ve model çalışmaları için bu olanakları artırmaktadır. Bu nedenle ulusal ve uluslararası işbirlikleri kurarak çokdalgaboylu kampanyalar düzenlemek bu çalışmaları daha verimli hale getirmektedir.

BL Lac sınıfından bazı cisimlerin (örn. BL Lac, S5 0716+714 ve 1ES 1959+650) takip gözlemlerine bir süredir devam etmekteyiz. Bu kaynaklar için elde ettiğimiz sonuçları yakın zamanda yayınlamayı amaçlıyoruz.

Teşekkür

Tübitak Ulusal Gözlemevi'ne (TUG) T60 ve T100 teleskopları kullanılarak yürütülen 1505 ve 1486 nolu projelere desteği için teşekkür ederiz. Atatürk Üniversitesi Astrofizik Araştırma ve Uygulama Merkezi'ne (ATASAM) ATA50 teleskobu ile

yürütülen gözlem projesine desteği için teşekkür ederiz. İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi'ne İST60 teleskobu ile yürütülen gözlem projesine desteği için teşekkür ederiz. Bu çalışma FBA-2020-8418 no'lu Atatürk Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinatörlüğü projesi ve 121F427 no'lu Tübitak projesi ile desteklenmiştir. EE FDK-2022-19145 no'lu İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinatörlüğü projesi ile desteklenmiştir.












Kaynaklar

- Agarwal A., ve diğ., 2022a, *Journal of Astrophysics and Astronomy*, 43, 9
- Agarwal A., Pandey A., Özdönmez A., Ege E., Kumar Das A., Karakulak V., 2022b, *ApJ*, 933, 42
- Beckmann V., Shriver C. R., 2012, *Active Galactic Nuclei*. Wiley-VCH Verlag GmbH
- Heidt J., Wagner S. J., 1996, *A&A*, 305, 42, [ADS](#)
- Priya S., Prince R., Agarwal A., Bose D., Özdönmez A., Ege E., 2022, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 513, 2239
- Sillanpää A., Haarala S., Valtonen M. J., Sundelius B., Byrd G. G., 1988, *ApJ*, 325, 628
- Tramacere A., 2020, *JetSeT: Numerical modeling and SED fitting tool for relativistic jets*, *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:2009.001 (ascl:2009.001)
- Ulrich M.-H., Maraschi L., Urry C. M., 1997, *ARA&A*, 35, 445
- Urry C. M., Padovani P., 1995, *PASP*, 107, 803
- Wagner A. Y., Umemura M., Bicknell G. V., 2013, *ApJ*, 763, L18
- Woo J.-H., Urry C. M., 2002, *ApJ*, 579, 530

Access:

M23-0321: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

TUG-SRG İşbirliği Çalışma Grubunun AGN Araştırmaları

Nurten Filiz Ak^{1,2,3} *, Seyit Hökelek^{1,2,3} , Tuğba Boztepe⁴ , Esmâ Yaz Gökçe⁵ ,
Elif Köksal⁴ , F. Korhan Yelkenci⁵ , Süleyman Fişek^{5,6} , Oğuzhan Çakır^{7,8,9} ,
Sinan Aliş⁵ , Hasan H. Esenoğlu⁵ , Irek Khamitov^{10,11} 

¹ Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye

² Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye

³ Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezi, 38039, Kayseri, Türkiye

⁴ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, Beyazıt, 34116, İstanbul, Türkiye

⁵ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, 34116, İstanbul, Türkiye

⁶ İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, 34116, İstanbul, Türkiye

⁷ School of Mathematical and Physical Sciences, Macquarie University, NSW 2109, Australia

⁸ Astronomy, Astrophysics and Astrophotonics Research Centre, Macquarie University, Sydney, NSW 2109, Australia

⁹ ARC Centre of Excellence for All Sky Astrophysics in 3 Dimensions (ASTRO 3D), Australia

¹⁰ TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya, Türkiye

¹¹ Kazan Federal Üniversitesi, Kazan, Rusya

Accepted: December 18, 2022. Revised: December 6, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Rusya ve Türkiye arasında imzalanan işbirliği protokolü kapsamında Mikhail Pavlinsky ART-XC uzay teleskobu verileri ile araştırmalar yapmak üzere TUG-SRG çalışma grubu oluşturulmuştur. Bu bildiri, TUG-SRG çalışmaları hakkında bir özet sunulmuş ve Aktif Galaksi Çekirdeklerinin (AGÇ), adaylarının optik gözlemlerinin elde edilmesi ve analizleri ile ilgili süreçler ve ön sonuçlar verilmiştir. Bu işbirliği kapsamında gözlenen SRGAJ03p76 kaynağının RTT150 tayf gözlemleri, ışık eğrisi ve Tayfsal Enerji Dağılımı (TED) üzerine çalışmaları özetlenmiştir. ART-XC teleskobu ile sert X-ışın kaynağı olarak belirlenen SRGAJ03p76'nın ilk kez optik tayfsal gözlemi yapılarak $z \approx 0.2$ bir kuazar olduğu doğrulanmıştır. TUG-SRG grubunun sert X-ışın kaynağı olan AGÇ'ler için çalışmaları devam edecektir.

Abstract

iA protocol signed between Russia and Turkey endures a collaboration over the data from the Mikhail Pavlinsky ART-XC space telescope. The TUG-SRG workgroup has been built to organize collaborative studies among Turkish researchers. This proceeding briefs the procedures running within the TUG-SRG workgroup in a specific example of an Active Galactic Nuclei (AGN) candidate. The proceeding precedes the analysis of the RTT-150 optical spectra, ZTF light curve, and SED modeling for SRGAJ03p76. The first spectroscopic confirmation of the optical counterpart of this hard X-ray source reveals SRGAJ03p76 to be a $z \approx 0.2$ quasar. AGN studies will continue within the TUG-SRG group to pursue optical identification of the hard X-ray sources.

Anahtar Kelimeler: galaxies: active surveys – X-rays: galaxies – techniques: spectroscopic – galaxies: active – instrumentation: spectrographs

1 Giriş

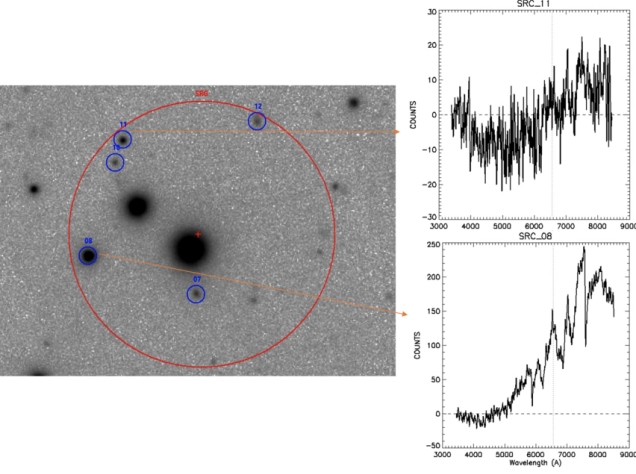
The Spectrum Röntgen Gamma (SRG) uydusu üzerinde (Sunyaev ve diğ. 2021) yer alan iki X-ışın teleskobundan biri olan Mikhail Pavlinsky Astronomical Roentgen Telescope – X-ray Concentrator (ART-XC), 2020 yılı başlarından bu yana sert X-ışın kaynaklarının keşfini yapmaktadır. Yaklaşık 4-30 keV enerji bandı aralığında, her altı ayda bir tüm gökyüzünün taramasını yapan ART-XC çok sayıda bilinen kaynağın yeni gözlemlerini sağlamakla beraber yeni sert X-ışın kaynaklarının keşfedilmesine de katkı vermektedir (Uskov ve diğ. 2022). Pavlinsky ve diğ. (2022) çalışmasında Mikhail Pavlinsky ART-XC ile tüm gökyüzü taramasının ilk yılında (Aralık 2019-Aralık 2020), 4-12 keV enerji aralığında tespit edilen 867

kaynağın yer aldığı ilk X-ışın kataloğu yayınlanmıştır. Bu kaynakların çoğu (%56) AGÇ olmak üzere, galaksi kümeleri, kataklizmik değişenler, büyük ve düşük kütleli X-ışın çiftlerinden oluşmaktadır. Katalogdaki kaynakların 114'ü, ART-XC ile ilk defa X-ışınlarında gözlenmiştir.

ART-XC verilerinin ortak kullanımı üzerine Rusya ve Türkiye arasında imzalanan protokol, yeni keşfedilen sert X-ışın kaynaklarının bir kısmının Türk araştırmacılarının çalışmalarına özel olarak ayrılmasını ve bir kısmının da Rus ve Türk araştırmacıların ortak incelemelerine sunulmasını sağlamaktadır.

ART-XC tarafından keşfedilen kaynakların optik karşılıklarının belirlenmesi, gözlemlerinin yapılması ve her bir kaynağın doğasının belirlenmesi için Türk araştırmacılardan oluşan bir çalışma grubu oluşturulmuştur. Gözlenen kaynakların olası çeşitliliği dikkate alındığında, bu kaynakların kolay ve

* nfak@erciyes.edu.tr



Şekil 1. TUG-SRG çalışma grubunun incelediği sert X-ışın kaynağı barındıran bir alanda optik eşlenik belirlemek için seçilen aday kaynaklar ve bu kaynaklara ait MOS gözlemleri.

hızlı incelenmesi için alt çalışma grupları belirlenmiştir: Aktif Galaksi Çekirdekleri, X-ışın Çiftleri, Madde Aktaran Beyaz Cüce Çiftleri, Galaksiler ve Galaksi Kümeleri, Yıldız Astrofiziği, Optik Gözlem ve Veri İndirgeme, X-ışın Veri Analizi, Veri Yönetimi ve Yazılım Geliştirme. TUG-SRG çalışma grubu, katkıda bulunabilecek tüm araştırmacılara ve öğrencilere açıktır (bkz. SRG-TR çalışma grubu [katılım formu](#)).

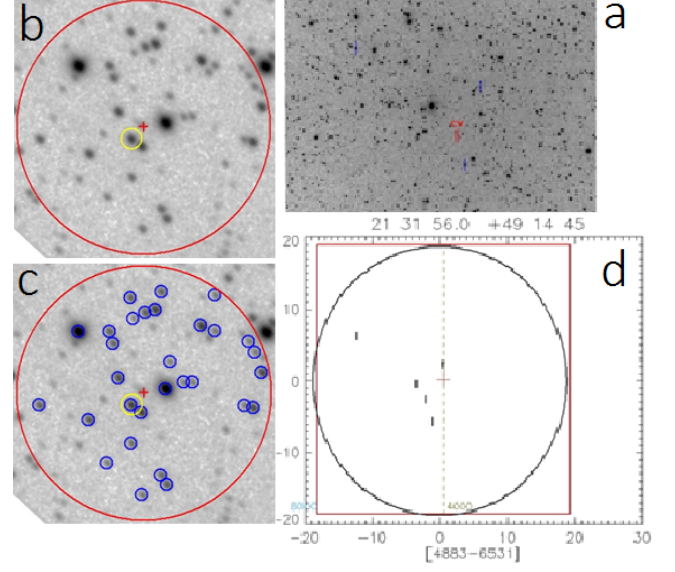
Bu bildiri metninde, program kapsamında araştırılan X-ışın kaynaklarının optik bileşenlerinin keşfedilmesi ve sınıflanması için izlenen prosedürler §2'de kısaca özetlenmiştir. AGÇ kaynaklarından SRGAJ03p76 için yapılan bir örnek çalışmadan elde edilen ön sonuçlar §3'de sunulmuştur. §3'de ise TUG-SRG AGÇ grubunun çalışmaları özetlenmiş ve çalışma grubunun sağladığı kazanımlar anlatılmıştır.

2 ART-XC Kaynakları için Optik Eşlenik Aranması

ART-XC tarafından keşfedilen sert X-ışın kaynaklarına ait koordinatlar, protokolde verilen şartları sağlayacak şekilde listelenerek TR çalışma grubuna iletilmektedir. TUG-SRG çalışma grubu içerisinde, verilen koordinatlar çevresinde ART-XC'nin görüş alanı dikkate alınarak 60'' alan içerisinde yer alan optik kaynaklar belirlenmektedir. Şekil 1'de örnek bir koordinat için incelenen alanın görüntüsü verilmiştir. Bir alanda belirlenen her bir kaynak için veri tabanı aramaları yapılarak tayfsal gözlemler için planlama ve hazırlık süreçleri başlatılmaktadır.

2.1 Veritabanlarının Taranması

Bir alandaki optik kaynakların belirlenmesi için, alanın merkez koordinatları ve görüş alanı dikkate alınarak, GAIA, Pan-STARRS, SDSS ve WISE gibi açık kaynak listelerinde çapraz eşleştirmeler yapılmaktadır. Gökyüzü görüntüleri ile elde edilen eşleştirme sonuçlarından her bir alandaki aday kaynaklar listelenmektedir. Bu kaynakların literatürdeki parlaklıkları dikkate alınarak gözlemi yapılacak adaylara karar verilmektedir. İncelemeye alınacak kaynak sayısı alandan alana değişmektedir. Bazı kalabalık alanlarda aday kaynakların sayısı 40-50 civarında çıkabilirken bazı alanlarda yalnızca bir kaç aday bulunabilmektedir.



Şekil 2. (a) Uydu kaynağının bulunduğu alan, (b) 60'' çaplı kırmızı ile çizili hata çemberi, merkez kırmızı artı işareti ile belirtilmiştir, merkeze en yakın aday da sarı yuvarlak içerisinde alınmıştır, (c) çember içine giren mavi ile işaretli yıldızimsi kaynaklar ve nihayet (d) yıldızların toplu tayflarının alınması için şablon maske.

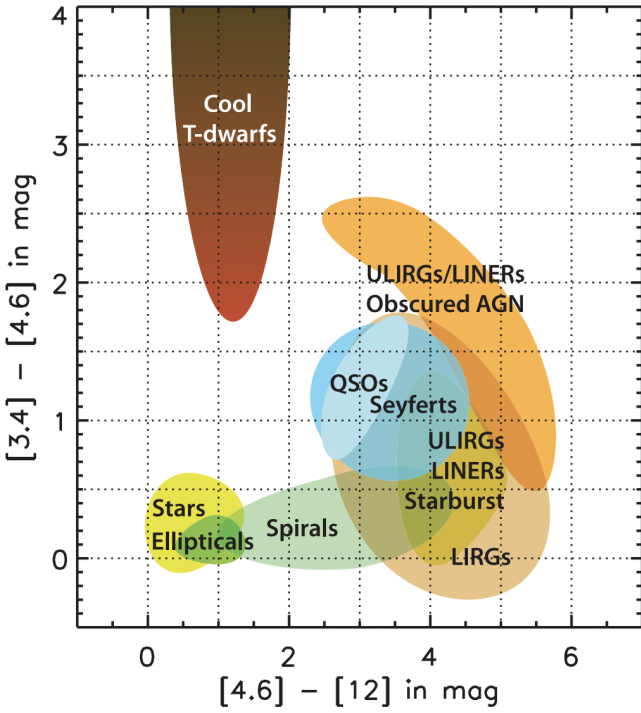
2.2 MOS Gözlemleri

SRG-RTT150 işbirliği kapsamında, ART-XC tarafından sert X-ışın kaynağı olarak tanımlanan koordinatlarda optik eşleniklerin aranması için Çoklu Nesne Tayfçekeri (Multi-Object Spectroscopy – MOS) kullanılmaktadır. Şekil 1'de gösterilen bir örnek alanda numaralandırılmış aday kaynaklar için MOS ile elde edilen tayflar gösterilirken, Şekil 2'de ise TUG'un MOS tekniğinin aşamalı bir görseline örnek verilmiştir. MOS, TUG'da bulunan TFOSC tayf çekerin filtre tekerine eklenen alan plakaları ile kullanılmaktadır. TUG-SRG grubu içerisinde, her alan için seçilen aday kaynakların MOS ile gözlenmesi için o alana ait plakalar hazırlanmakta ve bu sayede X-ışın alanın optik karşılığı MOS maskeleri ile gözlenmektedir.

Alanlardaki X-ışın kaynağının optik eşleniği için adaylar belirlendikten sonra yapılan işlemler; kullanılacak maskelerin hazırlığı, maskeler için konumsal ince ayarların yapılması, optik gözlemlerin yapılması, görüntü kalibrasyonlarının alınması ve analizleri şeklindedir. TUG ekibi, gözlemcinin zaman kaybını azaltacak şekilde düzenekleri ayarlamıştır (bkz. [MOS tayfsal gözlem kılavuzu](#)). ART-XC SRGA J030538.1+762238 X-ışın alanının optik eşleniği 3.11.2021 tarihinde tarihinde RTT150-TFOSC MOS ile grims15'de gözlenmiştir. Bu gözlem ile AGÇ kaynağı optik olarak tespit edilmiş ve kaynağın detaylı gözlemleri alınmıştır.

2.3 AGÇ Adaylarının Belirlenmesi için Renk-Renk Diyagramları

AGÇ'lerin, yıldızlar ve galaksiler ile kıyaslandığında renk-renk diyagramları üzerinde belirli alanlarda yığıldığı bilindiğinden, çok-bant fotometrik ölçümlerinin kullanılmasıyla aday kaynakların belirlenmesi üzerine çok sayıda çalışma yapılmıştır (örneğin; [Richards ve diğ. 2009](#); [Nakos ve diğ. 2009](#); [Wright ve diğ. 2010](#); [Wu & Jia 2010](#); [Wang ve diğ. 2016](#)). Bu çalışmalar, optik bantlarda alınan ölçümler için veya WISE gibi



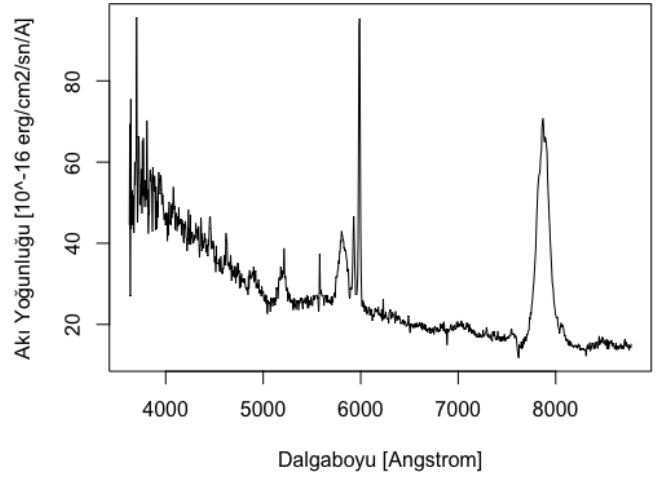
Şekil 3. Farklı türdeki kaynakların WISE bantları ($W2-W3$, $W1-W2$) için elde edilen renk-renk diyagramındaki buldukları yerlerinin gösterimi (Wright ve diğ. 2010).

orta kıvılcıkta bölgede alınan ölçümler için ayrı ayrı yapıldığı gibi farklı dalgaboyu aralıklarında alınmış ölçümlerin kıyaslanması ile de genişletilmiştir. Şekil 3'de, Wright ve diğ. (2010) tarafından WISE bantları için hazırlanan farklı özelliklerdeki kaynakların renk-renk diyagramı üzerindeki dağılımları şematik olarak gösterilmiştir.

Özellikle TUG-SRG grubunun AGÇ çalışmaları için yapılan araştırmalar, çok-bant renk-renk diyagramlarına dayanan bir aday belirleme algoritmasının gereksinimini ortaya koymuştur. Bu nedenle, iki milyon kaynağa ait SDSS, Pan-STARSS ve WISE verilerini kullanarak Yapay Zeka algoritması ile AGÇ adayı belirleyen bir kodun geliştirilmesine başlanmıştır. Filiz Ak vd. (hazırlanıyor) tarafından geliştirilmekte olan bu program, fotometrik ölçümleri verilen kaynakların AGÇ olma ihtimalini hesaplamaktadır. Kod üzerinde yapılan testler, AGÇ kaynakların doğru belirlenmesinde başarı yüzdesinin $\sim 98\%$ olduğunu göstermektedir.

2.4 Tek-Yarıklı Tayf Gözlemleri

Bir adayın AGÇ olup olmadığının doğrulanması için optik tayfının incelenmesi gereklidir. Tayflarda görülen geniş ya da dar salma çizgileri, bu çizgilerin ışımaya gücü oranları kaynağın doğasını belirlemek için yeterlidir. SRGA J030538.1+762238 alanının TFOSC-MOS gözlemlerinden elde edilen ve AGÇ adayı olduğu düşünülen kaynaklar, 17.12.2021 ve 03.01.2022 tarihlerinde RTT150 teleskobu TFOSC tayfçeki ile uzun yarıklı (*long-slit*) ve grism15 kullanılarak gözlenmiştir. RTT150 ile 3230-9120 Å dalgaboyu aralığında elde edilen optik tayflar, gözlenen kaynakların AGÇ karakteristiği olan salma çizgilerine sahip olup olmadığı göstermek için yeterli çözünürlük sağlamaktadır.



Şekil 4. TUG-SRG çalışma grubunun incelediği SRGAJ03p76 isimli aday AGÇ kaynağının RTT150 TFOSC ile alınan tayfı.

3 AGÇ Araştırmaları

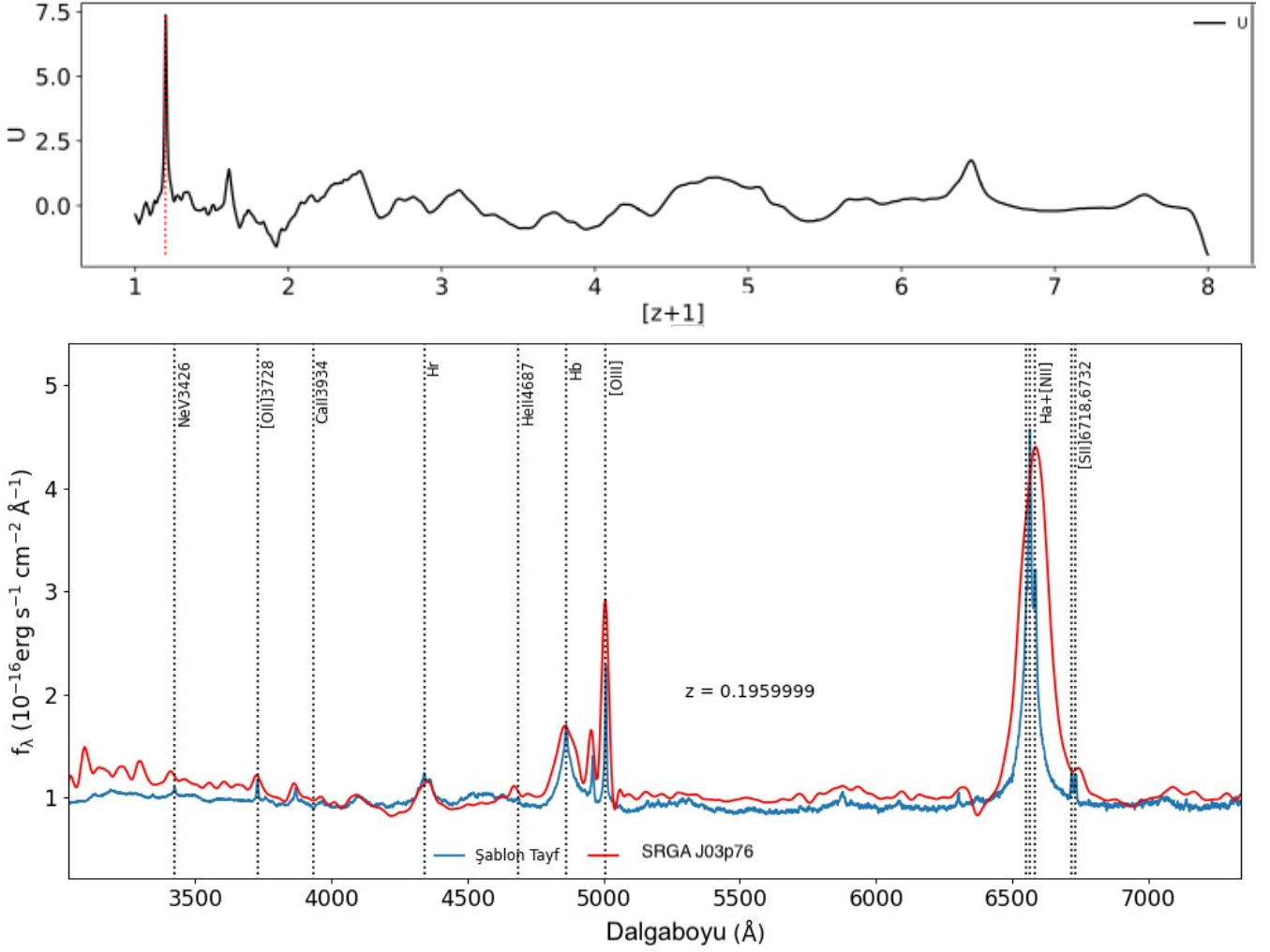
Bu bölümde, SRG-TR AGÇ çalışma grubu tarafından gözlemleri yapılan ve analizleri devam eden SRGAJ03p76 isimli kaynağa ilişkin ön sonuçlar sunulmuştur. SRGAJ03p76'nın renk-renk verileri ile yapılan sınıflaması, AGÇ adayı olma ihtimalini 90% olarak vermiştir. Kaynağın gözlenen slit tayfının indirgenmiş ve akı kalibrasyonu tamamlanmış hali Şekil 4'de sunulmuştur.

3.1 Tayf Analizleri

SRGAJ03p76 kaynağının RTT150 TFOSC ile gözlenen tayfı incelendiğinde, AGÇ'lerin en güçlü ışınımaya sahip olan kuazar sınıfının tipik özelliklerini sergilediği görülmektedir. Gözlenen dalgaboyları ~ 6000 Å ve ~ 8000 Å olan geniş salma çizgilerinin sırasıyla H_β ve H_α olduğu dikkate alınır, kuazarların tayfında yaklaşık 4000 Å civarında gözlenen eğim kırılmasının da bu tayfta ~ 5000 Å civarında ortaya çıktığı görülebilmektedir.

SRGAJ03p76'nin bir kuazar (Tip-I AGÇ) olduğuna karar verildiğinden, kırmızıya kayma belirlemede Vanden Berk ve diğ. (2001) tarafından üretilen kuazar şablon tayfı kullanılmıştır. Tayfın kırmızıya kayma değerini ölçmek için Kaçan ve diğ. (2022) tarafından hazırlanan zFinder programının RTT150 gözlemleri için düzenlenmiş versiyonu kullanılmıştır. zFinder, gözlenen tayflar ve seçilen şablon tayfın hem çapraz korelasyon ile en küçük kare yönteminden belirlenen en iyi sonucu hem de renk korelasyon ile elde edilen en iyi sonucu birlikte değerlendiren bir uyumluluk parametresi (U) kullanarak kaynakların kırmızıya kayma değerini ve hatasını ölçmeyi sağlamaktadır. Olası z değerleri için 0 ila 7 aralığı dikkate alınmaktadır. Bir ön belirleme sonrasında her bir tayf çizgisi için yeniden U hesaplaması ile hassas bir z değeri ve hatası bulunmaktadır.

zFinder programı içerisindeki gözlenen tayfın gürültüsünü azaltmak için yumuşatılmış, Galaktik sönümlenmeden arındırılmış ve sürekliliğe normalize edilmiş hali kullanılmaktadır. zFinder programı ile belirlenen korelasyon sonuçları ve U parametresinin dağılımı ile bulunan en iyi z değeri için gözlenen tayfın şablon tayf ile kıyaslanması Şekil 5'de verilmiştir. Bu kaynak için elde edilen kırmızıya kayma değeri $z=0.196\pm 0.012$ olarak bulunmuştur. Elde edilen z değeri, SDSS i bandındaki görünür parlaklığı 15.867 kadir



Şekil 5. (Üst Panel) SRGAJ03p76 kaynağının kırmızıya kayma belirlemede z Finder ile elde edilen uyumluluk sonuçları. (Alt Panel) RTT150 TFOSC ile alınan normalize edilmiş tayfın kırmızıya kaymadan arındırılmış hali.

olan bu kaynağın mutlak parlaklığının $M_i(z=2)=-22.66$ kadar olduğunu göstermektedir. Mutlak parlaklık hesaplamasında, kaynağın renklerinden kırmızıya kayma etkisinin arındırılması için yapılan k -düzeltmesi, $z=2$ tabanına göre hesaplanmıştır.

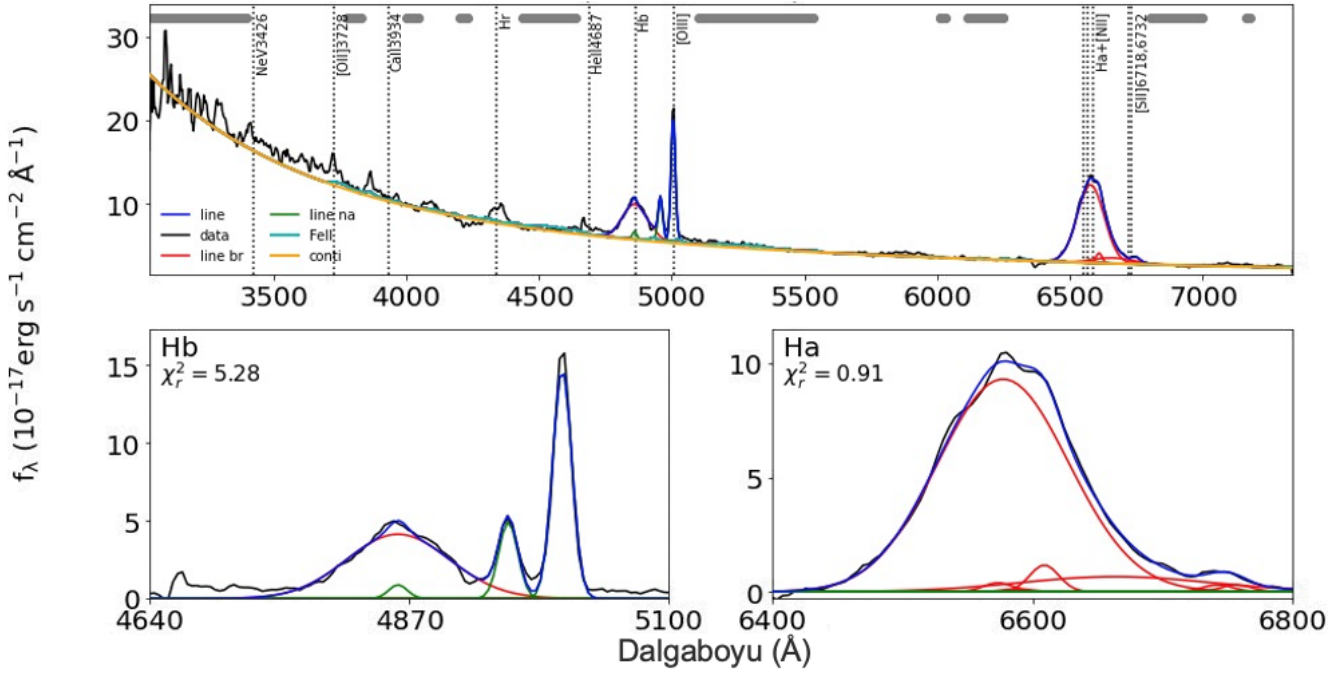
SRGAJ03p76'nin kuazar uzayındaki tayfı $f_\nu = a\lambda^b$ şeklinde tanımlanan güç-kanunu ile modellendiğinde, eğimi -3.96 olarak elde edilmiş ve buradan optik indeks $\alpha_\lambda = -1.95$ bulunmuştur. Elde edilen bu değer, kuazarlar için verilen ortalama -1.54 değeri ile uyumludur (Vanden Berk ve diğ. 2001). Kuazarların tayflarında görülen geniş salma çizgilerinin modellenmesi, çizgi ışımaya güçlerinin ve merkezi süper kütleli karadeliğin kütesinin hesaplanması için gerekli olan parametreleri sağlamaktadır. Bu amaçla, gözlenen ve kuazar uzayına indirgenen tayfta yer alan salma çizgileri için çoklu Gauss eğrileri ile modellemeler yapılmıştır. Yapılan modelleme sonuçları Şekil 6'de sunulmuştur.

Çizelge 1'de salma çizgilerinin modellenmesi ile elde edilen Yarı Yükseklikteki Tam Genişlik (Full Width at Half Maximum – FWHM) ve Eşdeğer Genişlik (Equivalent Width – EW) parametreleri listelenmiştir. Tayftan elde edilen parametreler kullanılarak SRGAJ03p76'nın ışımaya gücü ve

Çizelge 1. SRGAJ03p76 kaynağının gözlenen RTT150 tayfından salma çizgileri için yapılan ölçümleri.

Salma Çizgisi	FWHM (km s ⁻¹)	EW (Å)
H _α geniş	5585	393.4
H _α dar	-	5.2
H _β geniş	6610	82.0
H _α dar	-	3.1
OIII 5007	1191	58.3
NII 6585	1206	11.1
SiII	1209	3.1

kütlesini hesaplamak için Rakshit ve diğ. (2020) çalışmasında (ve referanslarında) verilen yöntemler kullanılmıştır. Buna göre 5100 Å'daki ışımaya gücü $\log(L_{5100})=43.45 L_\odot$ ve bolometrik ışımaya gücü ise $\log(L_{\text{BOL}})=44.31 L_\odot$ bulunmuştur. H_α ve H_β çizgilerinin geniş bileşenlerinden ölçülen parametreleri ile merkezi karadeliğin kütesi $\log(M_{\text{KD}})=8.26 M_\odot$ elde edilmiştir.



Şekil 6. SRGAJ03p76 kaynağının, Galaktik sönümlemeden arındırılmış ve kuazar uzayına indirgenmiş tayfı üzerinde yığılan süreklilik (üstte) ve salma çizgisi (altta) analizleri. Dalgaboyu değerleri kırmızıya kaymadan arındırılarak kuazar uzayında verilmiştir.

3.2 Işık Eğrisi ve SED

SRGAJ03p76'nın Zwicky Transient Facility (ZTF, Masci ve diğ. 2019) veri tabanında yer alan fotometrik gözlemlerinden elde edilen ışık eğrisi Şekil 7'de üst panelde gösterilmiştir. Kuazarların bir karakteristiği olan sürekli ve düzensiz ışık değişimlerinin, SRGAJ03p76 ışık eğrisinde de orta düzeyli değişimler olarak ortaya çıktığı görülmektedir. Kuazarların genelinde parlaklık artışı ile beraber mavileşme davranışı olduğu bilinmektedir (Filiz Ak & Sayılı 2022). Ancak, SRGAJ03p76 ZTF ışık eğrisinden elde edilen ilk bulgular, genel davranıştan farklı değişimlerin olduğuna işaret etmektedir.

SRGAJ03p76'nın literatürde yer alan tüm ışık ölçümleri ele alınarak Tayfsal Enerji Dağılımı (TED) elde edilmiştir. Kaynakların TED incelemeleri, tüm dalgaboylarındaki ışımaya özelliklerinin incelenmesi ve modellenmesi için önemli bilgiler içermektedir. SRGAJ03p76'nın gözlemlerinden elde edilen TED'in modellenmesi için kullanılan X-CIGALE (Yang ve diğ. 2020) programından elde edilen modelleme sonuçları Şekil 7'nin alt panelinde verilmiştir. ART-XC verilerinin de hesaplamalara dahil edilmesi ile TED modellemesi yeniden yapılacaktır.

X-CIGALE, Python dilinde yazılmış, morötesi-radyo dalgaboyu aralığında çalışan CIGALE (Boquien ve diğ. 2019) kodu üzerine inşa edilmiştir ve ek olarak X-ışın akılarını da işleme dahil etmektedir. X-CIGALE, genç yıldızların morötesi ışınımının toz tarafından soğurulup kızılötesinde tekrar yayıldığı "enerji dengesi" prensibine dayanmaktadır. Gözlemsel değerleri, galaksi, toz, AGÇ modelleri ile uyumlandırarak galaksilere ait kütle, yıldız oluşum oranı, AGÇ parlaklığı gibi fiziksel parametreleri tayin etmektedir.

SRGAJ03p76 cismi için literatür taraması yapılmış ve GALEX (NUV), SDSS (ugriz), 2MASS (JHK_s) ve WISE (W1, W2, W3, W4) gökyüzü taramalarında verisi olduğu

belirlenmiştir. X-CIGALE programı girdi olarak mJy cinsinden akı değeri istemektedir. Dolayısıyla bahsedilen gökyüzü taramalarından elde edilen AB ya da Vega görünen parlaklıklar mJy akı değerlerine dönüştürülerek TED uyumlandırma işlemine sokulmuştur.

Şekil 7'deki alt panelde, SRGAJ03p76'ye ait en iyi X-CIGALE TED modellemesi (siyah) gösterilmektedir. X-CIGALE çalıştırılırken, yıldız oluşum geçmişi için gecikmeli yıldız oluşum geçmişi, toz sönümlemesi için Calzetti ve diğ. (2000) (sönümlemeden arındırılmış TED sarı ile gösterilmektedir), toz ışınımı için Dale ve diğ. (2014) (kırmızı) ve AGÇ ışınımı içinse Fritz ve diğ. (2006) (turuncu) modelleri kullanılmıştır.

4 Sonuçlar

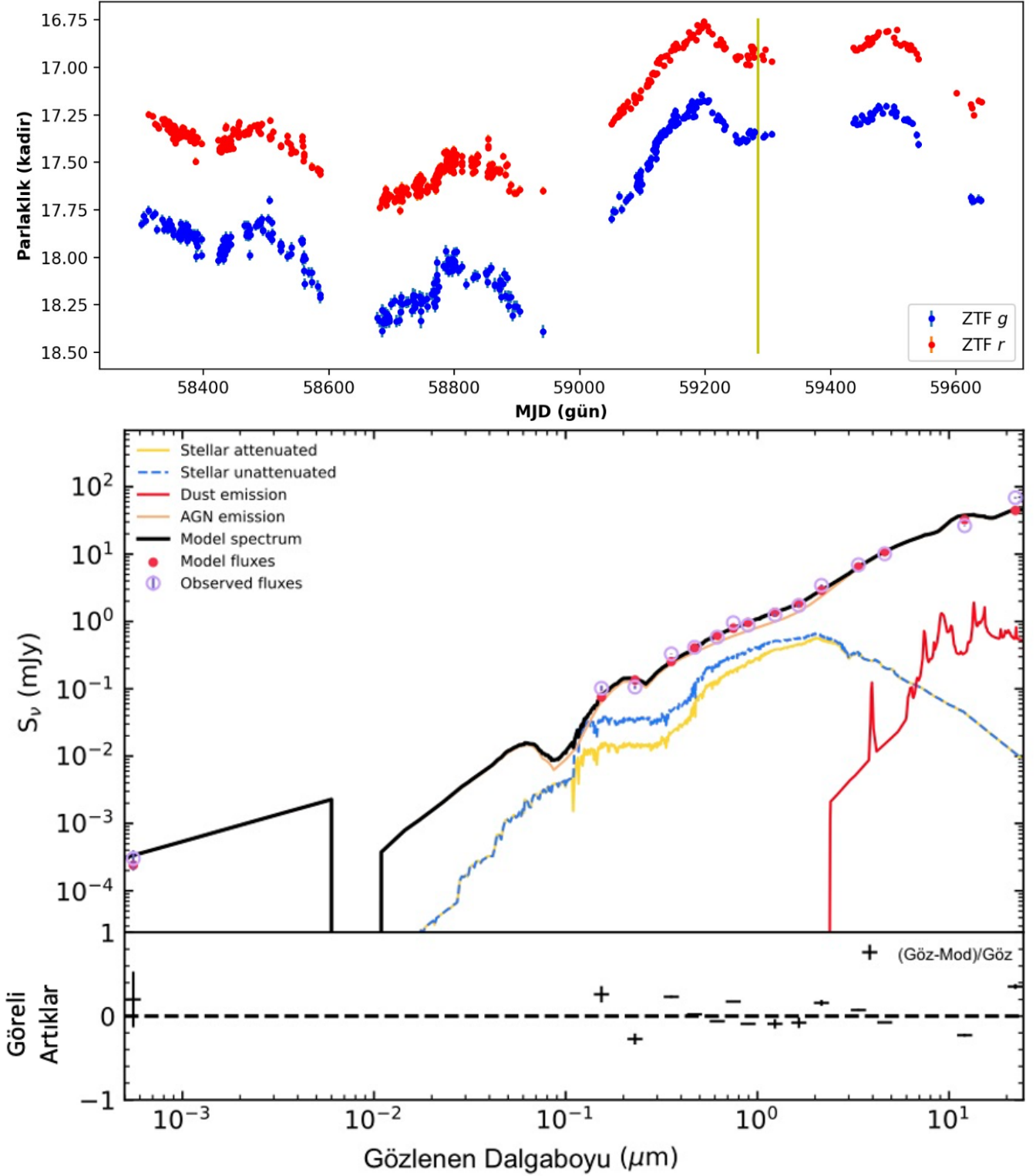
ART-XC verilerine dayalı çalışmalar yapmak için bir araya gelen AGÇ çalışma grubunun şimdiye kadar elde ettiği sonuçlar bu kısımda özetlenmiştir. TR çalışma grubunun doğrudan ve dolaylı olarak sebep olduğu çok sayıda kazanımdan birkaçına değinilmiştir.

4.1 AGN Araştırmaları Özeti

TUG-SRG çalışma grubu içerisinde yürütülmekte olan AGÇ ve AGÇ aday kaynakları üzerine yapılan çalışmalar kısaca şöyle özetlenebilir:

- 2 Seyfert/Liner kaynak keşfedilmiştir.
- 4 AGÇ adayının optik tayfı ile ilk doğrulaması yapılmıştır.
- Bilinen 2 Blazar kaynağın güncel optik tayfları alınmıştır.
- Tip I ve II AGÇ'lerin tayflarından kırmızıya kayma değerleri belirlenmiştir.

Bu kaynakların her birinin ayrıntılı analizlerinin yapılması,



Şekil 7. Üst panel; SRGAJ03p76 kaynağının, ZTF ışık eğrisi. Mavi noktalar g bandında ve turuncu noktalar r bandında alınan gözlemleri temsil etmektedir. Grafiğin sağ kenarında yer alan dikey sarı çizgi ise, RTT150 ile yapılan tayf gözleminin tarihini göstermektedir. Alt panel; χ -CIGALE kodu ile yapılan TED modellemesi. Elde edilen en iyi model; $z=0.196$ için $\chi^2=2.9$ sonucunu vermektedir. TED'e katkısı olan bileşenler, farklı renklerde gösterilmiştir. En alt panelde görelî artıklar gösterilmektedir.

ışınma gücü ve merkezi kütle gibi temel parametrelerinin belirlenmesi için çalışmalar devam etmektedir.

4.2 SRG-TR Çalışma Grubunun Kazanımları

ART-XC telekop verilerinin incelenmesi için oluşturulan SRG-TR araştırma grubu çok sayıda gönüllü araştırmacının katılımı ile oluşmuştur. Bu oluşum, Türk araştırmacılar arasında iş birliği ve koordinasyonun oluşturulması için itici bir platform sağlamıştır. Hem alanında uzman hem de kariyerinin başındaki genç araştırmacıların ortak çalışmalarda yer alması, araştırmacı yetiştirilmesine önemli katkı sağlamaktadır. Örneğin, çalışma grubuna katılan genç araştırmacılar, grup içerisindeki görevlerini yerine getirirken aynı zamanda RTT150 ile tayfsal gözlem yapmak konusunda önemli tecrübeler kazanmıştır. Gerekli görülen alanlarda grup içi araştırmacıların katılımına özel çalıştayların düzenlenmesi bu süreci hızlandırmıştır.

Çok sayıda ve farklı karakterlere sahip kaynakların tayfsal ve fotometrik gözlemlerinin elde edilmesinin yanı sıra indirgenmesi de önemli bir iş yükü oluşturmuştur. Bu çalışmalar için RTT150 ile elde edilen tayfların hem IRAF gibi platformlar yardımı ile hem de teleskoba özel olarak oluşturulan Python rutinleri ile indirgenebilmesi için pratik çözümler (örn. Python ile MOS tayf indirgeme) geliştirilmektedir.

ART-XC verileri ile hızlı ve etkili çalışmaların yapılmasında önemli bir faktörü olan MOS yönteminin RTT150 için geliştirilmesi ve uygulanması önemli bir kazanımdır.

SRG-TR çalışma grubu içerisinde elde edilen verilerin analizlerinin hızlı ve standart hale getirilmesi için Python dilinde yeni kodlar hazırlanmış ya da geliştirilmiştir. Örneğin, kaynakların kırmızıya kaymasını belirlemek için kullanılan zFinder kodu, RTT150 gözlem verileri ile kullanıma uygun hale getirilmiştir. Devam eden ve yeni yapılacak olan çalışmaların buna benzer çok sayıda yeni yazılımların geliştirilmesi için itici güç olduğu öngörülmektedir. getirilmiştir.

Teşekkür

Bu çalışmaya temel oluşturan gözlem verileri 21ARTT150-1805, 21ARTT150-1824 ve 22ARTT150-1927 numaralı gözlem projeleri çerçevesinde, SRG-Türkiye Çalışma Grubu iş birliğiyle TÜBİTAK Ulusal Gözlemevinin (TUG) RTT150 teleskobu ve ona bağlı TFOSC tayfçekeri ile elde edilmiştir. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevine ve gözlemevi çalışanlarına desteklerinden ötürü teşekkür ederiz.

Mikhail Pavlinsky ART-XC teleskobu, Rusya Bilimler Akademisi (Russian Academy of Sciences)'nin isteği doğrultusunda Rus Uzay Ajansı (Russian Space Agency) tarafından gerçekleştirilen Rusya Federal Uzay Programı (Russian Federal Space Program)'nin astrofizik projesi olan SRG gözlemevinde bulunan sert X-ışını gözlem aracıdır. ART-XC ekibine, SRG projesinin ve ART-XC teleskopunun desteği için Rus Uzay Ajansı, Rusya Bilimler Akademisi ve Rosatom şirketine'a teşekkür ediyoruz. SRG uzay aracının yapılması ve işletilmesi sağlayan Lavochkin Association (NPOL)'ne, X-ışın dedektörleri için AcroRad Co., Ltd.'ne de teşekkür ediyoruz. ART-XC teleskobuna önemli katkıları olan ve aramızdan ayrılan Valery Akimov, Oleg Kozlov, Mikhail Gubarev'e teşekkür ediyoruz.

TUG-SRG grubu içinde bulunan tüm araştırmacılara teşekkür ederiz (alfabetik sırada verilmiştir): A. T. Saygıç, A. Özdönmez, A. F. Yelkenci, A. Akyüz, B. Hasırcı, B. Civelekler,

C. Kayhan, D. Z. Çamurdan, E. A. Çalışkan, E. Kilerci, E. Sonbaş, E. S. Kaçan, E. K. Ülgen, H. B. Atalı, H. Çakmak, H. Dereli-Bégué, H. G. Gökay, İ. Nasıroğlu, İ. H. Çay, M. Özbey Arabacı, M. T. Çay, M. K. Erdim, N. Ercan, O. Okuyan, S. M. Çolak, Ş. Balman, Ş. Duran, T. Güver, T. Çağlar, V. Bakış. Katkılarından dolayı hakemlere teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Boquien M., Burgarella D., Roehly Y., Buat V., Ciesla L., Corre D., Inoue A. K., Salas H., 2019, *A&A*, 622, A103
- Calzetti D., Armus L., Bohlin R. C., Kinney A. L., Koornneef J., Storchi-Bergmann T., 2000, *ApJ*, 533, 682
- Dale D. A., Helou G., Magdis G. E., Armus L., Díaz-Santos T., Shi Y., 2014, *ApJ*, 784, 83
- Filiz Ak N., Sayılı O., 2022, *Journal of Advanced Research in Natural and Applied Sciences*, 8, 149
- Fritz J., Franceschini A., Hatziminaoglou E., 2006, *MNRAS*, 366, 767
- Kaçan E. S., Hökelek S., Filiz Ak N., 2022, *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*, 3, 27
- Masci F. J., ve diğ., 2019, *PASP*, 131, 018003
- Nakos T., ve diğ., 2009, *A&A*, 494, 579
- Pavlinsky M., ve diğ., 2022, *A&A*, 661, A38
- Rakshit S., Stalin C. S., Kotilainen J., 2020, *ApJS*, 249, 17
- Richards G. T., ve diğ., 2009, *ApJS*, 180, 67
- Sunyaev R., ve diğ., 2021, *A&A*, 656, A132
- Uskov G. S., ve diğ., 2022, *Astronomy Letters*, 48, 87
- Vanden Berk D. E., ve diğ., 2001, *AJ*, 122, 549
- Wang F., ve diğ., 2016, *ApJ*, 819, 24
- Wright E. L., ve diğ., 2010, *AJ*, 140, 1868
- Wu X.-B., Jia Z., 2010, *MNRAS*, 406, 1583
- Yang G., ve diğ., 2020, *MNRAS*, 491, 740

Access:

M23-0376: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Makine Öğrenmesi ile Kuazarların Rüzgar Değişimlerinin Tahmini

Seyit Hökelek¹  , N. Filiz Ak² 

¹ Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye

² Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 38039, Kayseri, Türkiye

Accepted: December 19, 2022. Revised: December 4, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Kuazarların %20'lik kısmında, merkezdeki süper kütleli karadeliğin etrafını çevreleyen yığılma diskinden dışa doğru madde akımlarının göstergesi olan Geniş Soğurma Çizgileri (GSÇ) gözlenmektedir. GSÇ şiddetlerinin zamana bağlı değişimi, rüzgar oluşum ve değişimine etki eden mekanizmaların anlaşılması için önemlidir. Bu çalışmada, optik/morötesi tayfında rüzgar yapısı olduğu belirlenmiş kuazarların ölçülen geniş soğurma çizgisi parametreleri makine öğrenmesi metotlarıyla sınıflandırılarak modellenmiş ve en iyi doğruluk değerini Linear Discriminant yönteminin verdiği görülmüştür. Oluşturulan en duyarlı modelin bile, rüzgarın değişim gösterip gösteremeyeceğini tahmin etmek için yeterli olmadığı görülmüştür. Bu sonuç, değişime sebep olan ana mekanizmaların rüzgarla taşınan soğurucu gazın iç özellikleri ile önemli bir bağlantısı olmadığını işaret etmektedir.

Abstract

Approximately 20% of the quasars exhibit the Broad Absorption Lines (BALs) as a tracer of the outflows from the accretion disk of the central supermassive black holes. The time dependent variability of the BALs carries important information to understand the formation and evolution of the quasar winds. In this study, using a sample of BALs that have at least two epoch spectra, we develop a model to predict the variability of the winds based on the BAL parameters measured from their first epoch observation. We compare a few machine learning methods from which the Linear Discriminant method results the best accuracy. Even the most accurate method produces insufficient models to predict the BAL variability from the BAL parameters measured from the first epoch. This suggests that the internal properties of the absorbing gas carried by the outflows have, if any, a weak connection with the variations of BALs.

Anahtar Kelimeler: Galaxeis: active, Galaxies: quasars: absorption lines, methods: data analysis

1 Giriş

En yüksek ışınım gücüne sahip aktif galaksi çekirdeği sınıfı olan kuazarların yaklaşık %20 kadarlık kısmı güçlü rüzgarlara sahiptir. Kuazar çekirdek bölgesinin önemli bir bileşeni olan rüzgarların, merkezi süper kütleli karadeliğin üzerine madde akışını düzenlemede etkili olduğu düşünülmektedir. Bu düşünce yığılma diskindeki maddenin, rüzgarlar tarafından tetiklenen açıl momentum kaybıyla daha iç kısımlara hareket etmesine dayanmaktadır. Aynı zamanda rüzgarlar merkezi bölgedeki sıcak gazı konak galaksinin içine doğru taşır (Gibson ve diğ. 2009; Allen ve diğ. 2011; Borguet ve diğ. 2013; Filiz Ak ve diğ. 2013).

Kuazarlarda görülen bu güçlü rüzgarlar optik tayflarda genişliği 2000 km s^{-1} üzerinde olan geniş soğurma çizgileri (GSÇ) oluştururlar. Çok sayıda gözlemlerin incelenmesiyle yapılan çalışmalar kuazar tayflarındaki GSÇ'lerin kısa, orta ve uzun zaman ölçeklerinde değişimler gösterebildiğine işaret etmektedir (Capellupo ve diğ. 2011; Filiz Ak ve diğ. 2013; Rogerson ve diğ. 2018).

Sloan Digital Sky Survey (SDSS) kapsamında 2002 yılından bu yana toplam 750414 kuazar tayfsal ve fotometrik gözlemlerle doğrulanarak kataloglanmıştır (Lyke ve diğ.

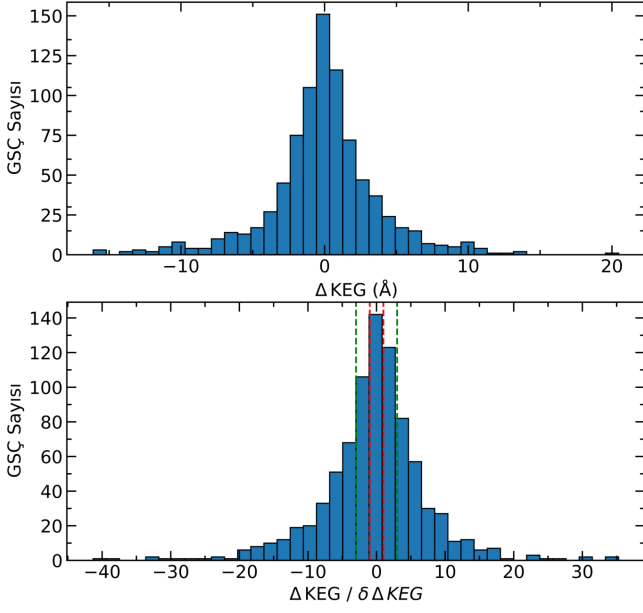
2020). SDSS tarafından en az 2 farklı zamanda elde edilmiş tayfların kıyaslanmasıyla GSÇ yapılarının değişimleri belirlenebilmektedir. Filiz Ak ve diğ. (2013)'te elde edilen sonuçlar bazı GSÇ yapılarının çok güçlü değişim gösterirken bazılarının ise kayda değer bir değişim göstermediğini işaret etmektedir.

GSÇ yapılarının değişimine neden olan mekanizmaların araştırılması için yapılan çalışmalar birkaç model üzerinde yoğunlaşmıştır. Bu modeller arasında GSÇ değişimlerinin rüzgarlar tarafından taşınan soğurucu maddenin (a) kendi yapısal özelliklerine bağlı olarak, (b) iyonizasyon durumundaki değişikliklere bağlı olarak ve (c) merkez etrafında yığılma diskiyle beraber dolanma hareketine bağlı olarak gerçekleştiği fikirleri öne çıkmaktadır (Arav ve diğ. 1999; Hamann ve diğ. 2000; Filiz Ak ve diğ. 2012, 2013, 2014; Rogerson ve diğ. 2016, 2018).

GSÇ değişimlerinin GSÇ'lerin kendi özelliklerine bağlı olup olmadığını incelemek için bu çalışmada değişim gösteren ve göstermeyen GSÇ yapılarının özellikleri kıyaslanmıştır. Bir yaklaşım olarak GSÇ yapılarının eş değer genişlik, derinlik, genişlik ve hız gibi parametrelerini kullanarak değişim gösterip göstermeyeceklerini tahmin etmeye yönelik makine öğrenmesi modelleri test edilmiştir. Böyle bir modelin yüksek duyarlılıkla elde edilebilmesi bu parametrelerin değişim üzerinde belirleyici bir etkisi olduğunu destekler nitelikte olacaktır.

Çalışmada kullanılan örneklemin seçimi ve sınıflandırılması,

* sthokelek@gmail.com



Şekil 1. Bu çalışmada ele alınan 454 GSC yapısı için elde edilen kesirsel eşdeğer genişlik değişimi ΔKEG parametresinin dağılımı üst panelde verilmiştir. Alt panelde ise değişen ve değişmeyen GSC yapılarının seçim kriteri olarak kullanılan $\Delta KEG/\delta\Delta KEG$ parametresinin dağılımı verilmiştir. Şekilde verilen kırmızı kesikli çizgilerin arasında kalanlar değişmeyen GSC ve yeşil dik çizgilerin dışında kalanlar ise değişen GSC olarak tanımlanmıştır.

kullanılan makine öğrenmesi yöntemleri ikinci bölümde ve elde edilen sonuçlar ise üçüncü bölümde verilmiştir.

2 Verilerin Elde Edilmesi, Sınıflanması ve Kullanılan Yöntemler

Bu çalışmada kullanılan parametreler, parametrelerin ölçüm yöntemleri ve hata hesapları bu kısımda ele alınmıştır. Ayrıca yapılan ölçümlere göre GSC yapılarının "Değişen" ve "Değişmeyen" şeklinde gruplanması için kullanılan kriterler belirlenmiştir. Son kısımda, kullanılan makine öğrenme yöntemleri hakkında bilgi verilmiştir.

2.1 Verilerin Elde Edilmesi

Kuazarların GSC yapılarındaki değişimlerin incelenmesi için Filiz Ak ve diğ. (2014) tarafından elde edilen veriler kullanılmıştır. Filiz Ak ve diğ. (2014) çalışmasında, SDSS tarafından en az iki tayfsal gözlemi alınmış olan kuazarların GSC yapılarının hız (v_m), eşdeğer genişlik (EG), derinlik (d) ve genişlik (Δv) ölçümleri yapılmıştır. Örnekleme yer alan toplam 614 kuazarın iki farklı zamanda alınmış tayflarında belirlenen toplam 851 GSC için bu parametrelerin ölçümleri Filiz Ak ve diğ. (2014) tarafından yapılmıştır. Yapılan ölçümler arasındaki farklar ise her bir parametrenin değişimini tanımlamaktadır. Örneğin EG değişimi

$$\Delta EG = EG_2 - EG_1$$

şeklinde tanımlanmıştır. Parametrelerin değişimlerinin hataları, ölçüm hatalarının yayılımı ile hesaplanmıştır. Örneğin, bir GSC yapısının şiddetinin belirteci olan eşdeğer genişlik değişiminin hatası

$$\delta\Delta EG = \sqrt{\delta EG_2^2 + \delta EG_1^2}$$

şeklinde hesaplanmıştır.

Bu çalışmada özellikle güçlü rüzgar yapılarının değişimlerinin dikkate alınması hedeflendiğinden, örnekleme zayıf GSC yapıları barındıran kuazarlar kullanılmamıştır. Kuazarların tayfında geniş soğurma çizgileri, C IV, Si IV ve Al III elementlerinin salma çizgilerinin mavi tarafında görülmektedir. Bu çalışma için seçilen kuazarlarda, C IV, Si IV ve Al III soğurma çizgileri 2000 km s^{-1} üzerinde olanlar tercih edilmiştir. Bu kriter kullanılan kuazar sayısının toplam 424 ve ölçümleri değerlendirilen GSC yapılarının toplam 454 olmasını sağlamıştır.

2.2 Değişen ve Değişmeyen GSC Kriterleri

Ana örneklem içinde yer alan 454 GSC'nin özelliklerinin değişim gösterip göstermeyeceğini inceleyebilmek için öncelikle değişen GSC ve değişmeyen GSC tanımlamalarının yapılması gerekmektedir. Bir GSC'nin değişimi, şiddetinin göstergesi olan eşdeğer genişlik (EG) parametresinin zamana bağlı değişimi ile ölçülür. Ancak, eşdeğer genişlik değişimini kesirsel olarak ifade etmek daha anlamlı sonuçlar vermektedir (Filiz Ak ve diğ. 2013). Bunun sebebi, eşdeğer genişliği çok küçük ve çok büyük iki örnek ele alındığında, $\Delta EG=1 \text{ \AA}$ olarak ölçülen değişim, GSC'nin kendi eşdeğer genişliğine oranlandığında değişimin şiddeti kıyaslanabilir. Bu nedenle değişimi tanımlamak için kesirsel değişim parametresi olan $\Delta KEG=\Delta EG/EG_1$ tanımlanmıştır. Bu parametre için hata hesabı ise

$$\frac{\delta\Delta KEG}{\Delta KEG} = \left[\left(\frac{\delta\Delta EG}{\Delta EG} \right)^2 + \left(\frac{\delta EG_1}{EG_1} \right)^2 \right]^{1/2} \quad (1)$$

ile hesaplanmıştır. Burada δ notasyonu ölçüm hataları için kullanılmıştır.

Bu çalışmada yer alan GSC'lerin ΔKEG ve $\frac{\delta\Delta KEG}{\Delta KEG}$ dağılımları, Şekil 1'de verilmiştir. Dağılımların sıfır değeri etrafında simetrik bir yapıya sahip olması, örneklem içerisinde zayıflanan ve şiddetlenen GSC yapılarının eşit olduğunu ortaya koymaktadır. ΔKEG dağılımının ortalaması, -0.0623 \AA , ve standart sapması 3.9325 \AA 'dır. $\delta\Delta KEG/\Delta KEG$ dağılımının ortalama ve standart sapma değerleri sırasıyla -0.3716 ve 7.7112 olarak elde edilmiştir.

Bir GSC yapısının ölçüm hatalarına göre anlamlı bir kesirsel değişim gösterip göstermediğini dikkate almak, seçilen örneklemelerin daha güvenilir olmasını sağlamaktadır. Bu nedenle, aşağıdaki kriterler belirlenmiş ve buna göre sınıflama yapılmıştır:

$$\text{Değişen GSC: } \left| \frac{\Delta KEG}{\delta\Delta KEG} \right| > 3 \text{ (değişimi } 3\sigma \text{ dan büyük)}$$

$$\text{Değişmeyen GSC: } \left| \frac{\Delta KEG}{\delta\Delta KEG} \right| < 1 \text{ (değişimi } 1\sigma \text{ dan küçük)}$$

Yukarıda verdiğimiz tanımlamalara göre verileri gruplandırdığımızda ana örneklemimizdeki 454 GSC'lerin kriterler uygulandıktan sonra 332'ye azalmıştır. Bu GSC'lerin 238 tanesi Değişen ve 94 tanesi Değişmeyen GSC olarak sınıflanmıştır. Arada kalanlar ise iki sınıfın daha net ayrışması için hesaplamaların dışında bırakılmıştır.

Çalışmada kullanılan Değişen ve Değişmeyen GSC yapılarının genişlik, merkezi hız, derinlik ve eşdeğer genişlik gibi parametrelerinin ortalama değerleri Tablo 1'de verilmiştir.

Çizelge 1. Değişen ve Değişmeyen GŞÇ'lerin ortalama özellikleri

Parametre	Birim	Değişen GŞÇ	Değişmeyen GŞÇ
Δv	km s ⁻¹	9034.70	7345.63
v_m	km s ⁻¹	-11757.60	-12774.12
d		0.43	0.36
EG	Å	23.69	14.25

2.3 Makine Öğrenme Yöntemleri

GŞÇ yapılarının şiddetinin zamanla kayda değer bir değişim gösterip göstermeyeceğini makine öğrenmesi yöntemleri ile tahmin edebilmek için Değişen ve Değişmeyen olarak sınıflanan GŞÇ yapılarının hız genişliği (Δv), ağırlıklı merkezi hız (v_m), derinlik (d) ve eşdeğer genişlik (EG) parametreleri kullanılmıştır. Makine öğrenmesi yöntemlerinde bu parametrelerin her biri bir boyut olarak ele alınmaktadır. Ayrıca değişen ve değişmeyen tanımlamaları da bilinen sınıf parameresi olarak kullanılmaktadır.

Doğru sınıflama tahmini yapabilen bir model üretmek için Doğrusal Ayırma (linear discriminant – LD), Destek Vektör Modeli (support vector model – SVM) ve Çekirdek Bayes (Kernel Naive Bayes – KNB) yöntemleri dikkate alınmıştır.

Doğrusal Ayırma Yöntemi, veri uzayı içerisindeki boyutları doğrusal olarak ayırt ederek boyut azaltması sağlayan bir yöntemdir. Bunun için bir sınıf içerisindeki varyansı olabildiğince küçültmeye çalışırken sınıflar arasındaki varyansı olabildiğince artırmaya çalışır (Feigelson & Babu 2012).

Çekirdek Bayes, veri uzayı içerisindeki boyutlar birbirinden bağımsız kabul etmektedir ve her bir boyut için bayes istatistiğini kullanarak olasılık hesaplayan bir yöntemdir. Ele alınan veride gerçekte boyutlar arasında korelasyonun olduğu durumlarda bile bu yöntem başarılı sınıflandırmalar yapabilmektedir (du Buisson ve diğ. 2015).

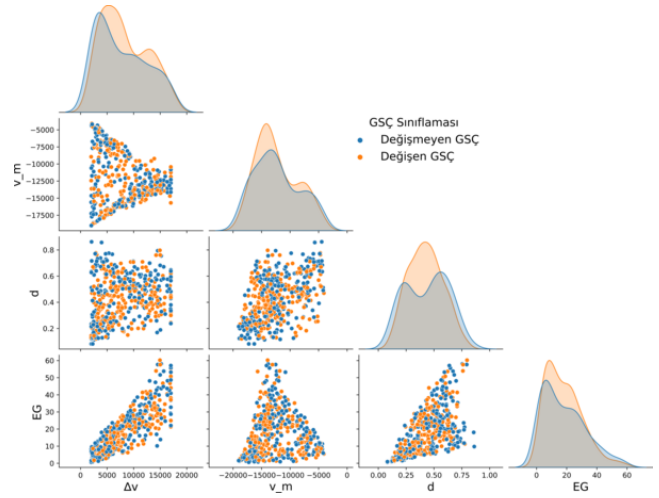
Destek vektör modeli, sınıflar arasındaki sınırları belirlerken hem sınıfların doğru ayrıştırılmasına hem de aralarındaki uzaklığın maksimum olmasına dikkat eden iteratif bir yöntemdir. Tanımlanan sınıfların birbirlerine en yakın marjinlerini kullanarak destek vektörleri üretir ve iterasyonlarla destek vektörlerinin orta değerlerini sınıflama kriteri olarak belirler. Bu yöntem ile ortaya keskin ve ihtimale dayanmayan sınıflar ortaya çıkar. (Ivezić ve diğ. 2014).

Bu modeller Şekil 2'da gösterilen sınıfların dağılımları dikkate alınarak seçilmiştir. Sınıfların tüm boyutlarda yakın dağılımlara neden olması nedeniyle karar ağacı tabanlı yöntemlerden kaçınılmıştır.

Bu modellerin tamamı için değişen ve değişmeyen GŞÇ'ler içinden ratsgele seçilen %15'lik kısmı modelin eğitilmesi için ayrılmaktadır.

Modellerin eğitilmesi için kullanılan veri setinin hem tüm örnekleri temsil edecek kadar yeterli büyüklükte hem de marjin değerlerinin etkisini azaltacak kadar küçük olması gerektiği düşünüldüğünden toplam veri setinin %85'i test için ayrılmıştır. Sonuçların güvenilirliğini artırabilmemiz için rastgele test örnekleme seçilerek modellerin oluşturulması 5 kez tekrar edilmiştir. Çapraz doğrulama (k-fold) sayısı 5 alınarak, örneklem içerisindeki marjin değerlerinin doğru ağırlıkta dikkate alınması sağlanmıştır (Ivezić ve diğ. 2014).

Bu analizler için MATLAB programının sınıflama öğrenme uygulaması kullanılmıştır.



Şekil 2. Çalışmada ele alınan 454 GŞÇ yapısının parametrelerinin değişen ve değişmeyenler için dağılımı en üstte verilmiştir. Alt panellerde parametrelerin birbirleriyle ilişkileri gösterilmiştir. Şekilde görüldüğü üzere parametreler birbirlerinden kesin olarak ayrılmamaktadırlar.

3 Sınıflama Sonuçları

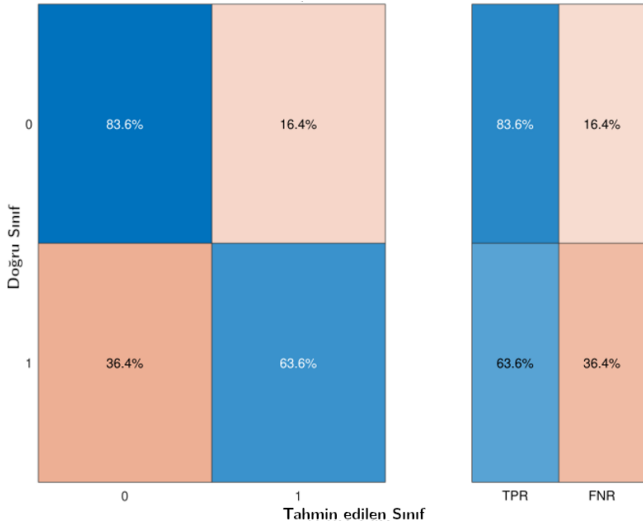
Örnekleme içinde yer alan Değişen ve Değişmeyen GŞÇ yapılarının sınıflama tahmini için ilk tayf gözleminde elde edilen GŞÇ'nin derinlik, genişlik, hız ve eşdeğer genişlik ölçümleri girdi olarak verilmiş ve sınıflama tahminleri yapılmıştır. Gerçekleştirilen tahmin sınıflamalarından en iyi sonucu veren yöntem LD olarak belirlenmiştir.

Şekil 3'de, LD yöntemi kullanılarak oluşturulan modelin sonuçları verilmiştir. Buna göre, Gerçek sınıfı değişen (1) olan GŞÇ'lerin %83.6'sı için ve gerçek sınıfı değişmeyen (0) olan GŞÇ'lerin %63.6'sı için doğru sınıflama tahmini yapılabilmektedir. Yanlış sınıflama oranları ise değişen ve değişmeyen GŞÇ'ler için sırasıyla %16.4 ve %36.4 bulunmuştur. Modelin Gerçek Doğru Oranı (True Positive Rate – TPR) ve Yanlış Hatalı Oranı (False Negative Rate – FNR) için dağılımlar Şekil 3'nin sağ panelinde verilmiştir.

4 Sonuç

Filiz Ak ve diğ. (2014) makalesinde, 614 kuazarın farklı zamanlarda alınmış 851 tayfında yer alan GŞÇ yapılarının ölçümleri verilmiştir. Bu çalışmada, Filiz Ak ve diğ. (2014) çalışmasında yer alan, CIV, SiIV ve AIII bölgesinde bulunan GŞÇ yapılarından, genişliği 2000 km s⁻¹ üzerinde olan toplam 454 tanesi dikkate alınmıştır. Birinci ve ikinci tayftan ölçülen eşdeğer genişliklerin kesirsel değişimleri dikkate alınarak 238 Değişen GŞÇ ve 94 Değişmeyen GŞÇ belirlenmiştir.

GŞÇ'lerin ilk tayflarından elde edilen hız genişliği (Δv), ağırlıklı merkezi hız (v_m), derinlik (d) ve eşdeğer genişlik (EG) parametreleri dikkate alınarak değişim gösterip göstermeyeceklerini tahmin etmek için makine öğrenmesi yöntemleri kullanılmıştır. Listelenen parametrelerin veri seti olarak kullanıldığı modellerde toplam veri sayısının rastgele seçilen %15 kadarı modelin eğitimi için kullanılmıştır. Çapraz doğrulama için kullanılan 5 kat ile farklı yöntemlerin sonuçları kıyaslanmıştır. LD, SVM ve KNB yöntemlerinin birbirine yakın sonuçlar verdiği ve bunların içinden en yüksek doğruluk oranının (%73.6) LD yönteminde elde edildiği görülmüştür.



Şekil 3. LD yöntemi kullanılarak, GŞÇ yapılarının özellikleri ile değişim sınıflaması tahmin eden modelin sonuçları yüzdelik olarak verilmiştir.

LD yöntemi kullanılarak oluşturulan modelin genel doğruluk oranı görece yüksek bir değer olsa da FNR değerinin %20 üzerinde olması, kullanılan veri setinin sınıflamanın doğru tahmini için yeterli bilgi içermediğinin bir göstergesidir.

Bu sonuçlar, kuazarların GŞÇ parametrelerinin rüzgarın belirgin bir değişim gösterip gösteremeyeceğini tahmin etmek için yeterli bilgi sağlamadığına işaret etmektedir. Diğer bir ifade ile rüzgar değişimine sebep olan mekanizmanın rüzgarın kendi özellikleri ile sınırlı olmadığı düşünülmektedir. Elde ettiğimiz sonuçlar, rüzgar değişimlerine neden olan ana mekanizmanın soğurucu gazın özelliklerinden bağımsız bir dış etken olduğu görüşünü destekler niteliktedir. Bu dış etkenlerin neler olduğu ve değişime ne ölçüde etki ettiği konusunda araştırmalar yapılması kuazar rüzgarlarının oluşum ve evrim süreçlerinin anlaşılması için önemli bilgiler sağlayacaktır.

Kaynaklar

- Allen J. T., Hewett P. C., Maddox N., Richards G. T., Belokurov V., 2011, *MNRAS*, 410, 860
- Arav N., Becker R. H., Laurent-Muehleisen S. A., Gregg M. D., White R. L., Brotherton M. S., de Kool M., 1999, *ApJ*, 524, 566
- Borguet B. C. J., Arav N., Edmonds D., Chamberlain C., Benn C., 2013, *ApJ*, 762, 49
- Capellupo D. M., Hamann F., Shields J. C., Rodríguez Hidalgo P., Barlow T. A., 2011, *MNRAS*, 413, 908
- Feigelson E. D., Babu G. J., 2012, *Modern Statistical Methods for Astronomy: With R Applications*. Cambridge University Press, doi:10.1017/CBO9781139015653
- Filiz Ak N., ve diğ., 2012, *ApJ*, 757, 114
- Filiz Ak N., ve diğ., 2013, *ApJ*, 777, 168
- Filiz Ak N., ve diğ., 2014, *ApJ*, 791, 88
- Gibson R. R., ve diğ., 2009, *ApJ*, 692, 758
- Hamann F. W., Netzer H., Shields J. C., 2000, *ApJ*, 536, 101
- Ivezić Ž., Connolly A. J., VanderPlas J. T., Gray A., 2014, *Statistics, Data Mining, and Machine Learning in Astronomy: A Practical Python Guide for the Analysis of Survey Data*. Princeton University Press, doi:10.1515/9781400848911
- Lyke B. W., ve diğ., 2020, *ApJS*, 250, 8
- Rogerson J. A., Hall P. B., Rodríguez Hidalgo P., Pirkola P., Brandt W. N., Filiz Ak N., 2016, *MNRAS*, 457, 405




Rogerson J. A., Hall P. B., Ahmed N. S., Rodríguez Hidalgo P., Brandt W. N., Filiz Ak N., 2018, *ApJ*, 862, 22

du Buisson L., Sivanandam N., Bassett B. A., Smith M., 2015, *MNRAS*, 454, 2026

Access:

M23-0381: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

NGC 1664 ve NGC 6939 Açık Kümelerinin Fotometrik ve Astrometrik İncelenmesi

Seliz Koç¹ *, Selçuk Bilir² , Talar Yontan² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul 34116, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

Accepted: December 19, 2022. Revised: December 4, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, gözlemleri TÜBİTAK Ulusal Gözlemeviden (TUG) yapılan NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin CCD *UBV* ve *Gaia* fotometrik ve astrometrik verileri kullanarak temel astrofizik parametreleriyle birlikte kinematik ve dinamik yörünge parametreleri hesaplanmıştır. *Gaia* Erken Veri Sürümü 3 (EDR3) kataloğundaki astrometrik veriler dikkate alınarak, iki küme alanında bulunan yıldızların üyelik olasılıkları belirlenmiştir. NGC 1664 ve NGC 6939 için $E(B - V)$ renk artıkları, sırasıyla, 0.190 ± 0.018 ve 0.380 ± 0.025 kadir hesaplanmıştır. NGC 1664 ve NGC 6939'un fotometrik metal bolluklarının tayininde, iki kümeye üye orta tayf türünden anakol yıldızlarının *UBV* fotometrik verileri dikkate alınmış olup, Karaali ve diğ. (2011)'nin fotometrik metal bolluğu bağıntısı kullanılmıştır. NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin metal bollukları $[Fe/H]$, sırasıyla, -0.10 ± 0.02 dex ve -0.06 ± 0.01 dex hesaplanmıştır. Çalışmada belirlenen renk artığı ve metal bolluğu değerleri kullanılarak, en olası üye yıldızlardan oluşturulan renk-parlaklık diyagramlarına PARSEC eş-yaş eğrileri fit edilmiş ve NGC 1664 ile NGC 6939 kümelerinin uzaklıkları ve yaşları, sırasıyla, (1289 ± 47 pc, 675 ± 50 Myıl) ve (1726 ± 87 pc, 1.5 ± 0.2 Gyl) hesaplanmıştır. NGC 1664 ve NGC 6939'un kinematik ve dinamik yörünge parametreleri tayin edilmiş ve iki kümenin de doğum yerlerinin Güneş çemberi dışında olduğu belirlenmiştir.

Abstract

In this study, the kinematic and dynamic orbital parameters of the clusters, together with the basic astrophysical parameters, were calculated using CCD *UBV* and *Gaia* photometric and astrometric data of the NGC 1664 and NGC 6939 open clusters which were observed in TÜBİTAK National Observatory (TUG). Considering the astrometric data in the *Gaia* Early Data Release 3 (EDR3) catalogue, the membership probabilities of the stars in the two cluster fields have been determined. $E(B - V)$ color excess for NGC 1664 and NGC 6939 were calculated at magnitudes 0.190 ± 0.018 and 0.380 ± 0.025 , respectively. In the determination of the photometric metal abundances of NGC 1664 and NGC 6939, the photometric data of *UBV* of the middle spectral type stars belonging to the two clusters were taken into account and the photometric metal abundance relation of Karaali ve diğ. (2011) was used. The metal abundances of the NGC 1664 and NGC 6939 open clusters were calculated as -0.10 ± 0.02 dex and -0.06 ± 0.01 dex, respectively. By using the color excess and metal abundance values determined in the study, PARSEC isochrones were fitted to the color-magnitude diagrams formed from the most probable member stars, and the distances and ages of the NGC 1664 and NGC 6939 clusters were calculated (1289 ± 47 pc, 675 ± 50 Myr) and (1726 ± 87 pc, 1.5 ± 0.2 Gyr), respectively. By determining the kinematic and dynamic orbital parameters of the clusters, it was determined that the birthplaces of NGC 1664 and NGC 6939 are outside the solar circle.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: general, open clusters and associations: individual: NGC 1664, open clusters and associations: individual: NGC 6939, Hertzsprung-Russell and colour-magnitude diagrams

1 Giriş

Açık kümeler, aynı molekül bulutunun çökmesi sonucunda benzer fiziksel koşullar altında oluşan yıldız topluluklarıdır. Kümedeki yıldızların birbirlerine zayıf çekimsel kuvvetler ile bağlı olmaları küme yıldızlarının uzaklık, yaş, kimyasal kompozisyon, konum ve uzay hızı bakımından benzer olmasını gerektirir (Lada & Lada 2003). Küme doğrultusundaki yıldızların fotometrik, tayfsal ve astrometrik yöntemler ile elde edilen verilerinin analizleriyle hesaplanan uzaklık, renk artığı, metal bolluğu ve yaş gibi temel parametreler açık kümeleri Galaksi diskinin yapı, oluşum ve evriminin araştırılmasında önemli kılar.

Açık kümeler Samanyolu'nun spiral kollarının iç bölgelerinde parlak, genç ve sıcak yıldızlardan meydana gelir. Molekül bulutunun çökmesi ve kümeyi oluşturmasından sonra arta kalan madde açık kümenin iç ve dış kısımlarında görülen gaz ve tozu oluşturmaktadır. Galaktik düzlemde devam eden yıldız oluşumuyla birlikte açık kümelerin de evrimleri halen sürmektedir. Küme yıldızlarının birbirlerine uyguladıkları çekim kuvvetleri, Galaktik düzlemdeki molekül bulutlarının açık kümeler üzerine uyguladıkları çekimsel tedirginlikler gibi sebepler zaman içinde yıldızların kümeden ayrılmasına ve alan yıldızlarına karışmasına sebep olur.

Açık kümelerin dinamik özellikleri bakımından incelenmesi Galaksi evrimine dair önemli bilgiler elde edilmesini sağlar (Moraux 2016; Gilmore ve diğ. 2012; Carraro ve Chiosi 1994). Küme üyesi yıldızların duyarlı yöntemler ile tespit edilmesi,

* seliskoc@gmail.com

kümelere astrofizik parametrelerinin yüksek doğrulukta belirlenmesinde önemlidir. Açık kümelerin parametreleri birçok çalışmada incelenmiş ve büyük kataloglar altında derlenmiştir (Sampedro ve diğ. 2017; Kharchenko ve diğ. 2013; Dias ve diğ. 2014; Röser, Demleitner ve Schilbach 2010; Dias ve diğ. 2002). Bu kataloglardaki açık kümelerin uzaklıkları, renk artıkları ve yaşları karşılaştırıldığında, parametreler arasında hala tutarsızlıklar bulunmaktadır (Netopil, Paunzen ve Carraro 2015). *Gaia* uydusundan elde edilen verilerin kullanılması, küme üyeliğinin büyük doğrulukla belirlenmesine ışık tutacaktır.

Bu çalışmada, CCD *UBV* fotometrik ile *Gaia* fotometrik ve astrometrik verileri bir arada kullanılarak NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin temel astrofizik parametreleri bağımsız yöntemler ile tayin edilmiş ve kümelerin kinematik analizleri gerçekleştirilmiştir.

2 Veri

NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin yer tabanlı CCD *UBV* gözlemleri, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) gerçekleştirilmiştir. Gözlemlerde 100 cm ayna çaplı (T100) Ritchey-Chrétien kurgulu teleskop ($f/10$) kullanılmıştır. Teleskobun odak düzleminde $4k \times 4k$ boyutlarında, arkadan aydınlatmalı ve UV duyarlılığı artırılmış Fairchild marka bir CCD kamera bulunmaktadır. Teleskobun optik düzeneği ve CCD kameranın fiziksel yapısı dikkate alındığında, gökyüzündeki görüş alanı 21.5×21.5 olup CCD üzerindeki bir piksele 0.31 yay saniyesi karşılık gelmektedir.

NGC 1664 açık kümesinin fotometrik gözlemleri 05.11.2018 tarihinde yapılmıştır. Fotometrik gözlemlerde *UBV* filtreleri için kısa ve uzun poz süreleri kullanılmıştır. Kümenin gözlemlerinde *U* filtresinde 60 s (2 adet) ve 1800 s (2 adet), *B* filtresinde 60 s (3 adet) ve 600 s (2 adet) ve *V* filtresinde 4 s (5 adet) ve 300 s (3 adet) olmak üzere toplam 17 görüntü alınmıştır. 30.07.2019 tarihinde *UBV* filtreleriyle gözlenen NGC 6939 açık kümesi için *U* filtresinde 300 s (3 adet) ve 1200 s (1 adet), *B* filtresinde 40 s (5 adet) ve 900 s (2 adet) ve *V* filtresinde 15 s (5 adet) ve 600 s (2 adet) olmak üzere toplam 18 görüntü alınmıştır.

Gözlem gecelerinin atmosferik koşullarının belirlenmesinde Landolt'un standart yıldızları (Landolt 2009) kullanılmış olup, sönümlenme ve dönüşüm katsayılarıyla gecelik sabitler hesaplanmıştır. Duyarlı hesaplamaların yapılabilmesi için standart yıldız alanları farklı hava kütlelerinde ve yüksekliklerde gözlenmiştir. Düz alan (flat) ve sıfır görüntüleri (bias) her gözlem gecesinin başlangıcında alınmıştır. CCD kalibrasyonlarında IRAF/DAOPHOT paketleri, küme alanındaki yıldızların aletsel parlaklıklarının tayininde de nokta yayılım fonksiyonu (PSF, Stetson 1987) kullanılmıştır.

NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin astrometrik, fotometrik ve kinematik analizleri yer tabanlı CCD *UBV* verileriyle *Gaia* fotometrik ve astrometrik verilerinin bir arada kullanılmasıyla gerçekleştirilmiştir. *UBV* ve *Gaia* kataloglarının birleştirilmesinde yıldızların ekvatorial koordinatlarında 5 yay saniyelik bir sınır değer dikkate alınmıştır. NGC 1664 ve NGC 6939 kümeleri doğrultusunda belirlenen kaynak sayıları, sırasıyla, 3735 ve 2119'dur. Katalogların oluşturulmasıyla NGC 1664 ve NGC 6939'un merkezi ekvatorial koordinatları 2000 epogunda, sırasıyla, $\alpha=04^h51^m06^s.64$, $\delta=+43^{\circ}40'30''.80$ ve $\alpha=20^h31^m30^s.36$, $\delta=+60^{\circ}39'42''.60$ olarak belirlenmiştir.

3 Kümeye Üyesi Yıldızların Belirlenmesi

İncelenen iki açık küme doğrultusundaki yıldızların kümelere üyelik olasılıklarının hesaplanmasında Balaguer-Nunez ve diğ. (1998)'nin geliştirdiği istatistiksel yöntem kullanılmıştır. Balaguer-Nunez ve diğ. (1998) küme yıldızlarının gökyüzündeki benzer yönelim hareketlerini dikkate alarak öz hareket verilerinden kümeye üyeliklerinin belirlenmesi için bir algoritma geliştirmiştir. Söz konusu algoritma, yıldızların öz hareket ve hatalarını normal dağılım varsayımı altında gruplandırarak küme doğrultusundaki yıldızların üyelik olasılıklarının (P) hesaplanmasını sağlar. Kümelerin en olası üyelerinin tayin edilmesinde $P \geq 0.5$ şartı dikkate alınarak NGC 1664 ve NGC 6939 için üye yıldız sayıları, sırasıyla, 308 ve 541 olarak belirlenmiştir.

4 Astrofizik Parametreleri

4.1 Renk Artığı

NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin *UBV* fotometrik sistemindeki renk artıklarının belirlenmesinde kümeye üye olma olasılığı $P \geq 0.5$ olan anakol yıldızları kullanılmıştır. Kümenin dönüm noktasından daha sönük parlaklıklarda bulunan anakol yıldızlarıyla Sung ve diğ. (2013)'nin Güneş metal bolluğundaki sıfır yaş anakolu (ZAMS) $(U-B) \times (B-V)$ iki-renk diyagramına işaretlenmiştir. Kümelerin renk artıklarını belirleyebilmek için Sung ve diğ. (2013)'nin ZAMS eğrisi oluşturulan iki-renk diyagramı üzerinde $0 \leq E(B-V) \leq 1$ kadir aralığında 0.001 adım ile Garcia ve diğ. (1988)'nin

$$E(U-B) = 0.72 \times E(B-V) + 0.05 \times E(B-V)^2$$

bağıntısı kullanılarak kaydırılmış ve her bir renk artığı adımı küme üyesi yıldızların konumlarıyla ZAMS eğrisi arasındaki mesafeye göre χ^2 analizi gerçekleştirilmiştir. Bu analizler sonucunda en küçük χ^2 'li renk artığına sahip model küme doğrultusundaki renk artığı olarak kabul edilmiştir. Buna göre NGC 1664 ve NGC 6939 kümeleri için $E(B-V)$ renk artıkları, sırasıyla, 0.190 ± 0.018 ve 0.380 ± 0.025 kadir hesaplanmıştır.

4.2 Metal Bolluğu

Çalışmada Karaali ve diğ. (2011)'nin fotometrik metal bolluğu kalibrasyonu kullanılarak iki kümenin metal bollukları belirlenmiştir. Fotometrik metal bolluğu kalibrasyonunu oluşturan Karaali ve diğ. (2011), orta tayf türündeki (F ve G) anakol yıldızlarının morötesi artıklarıyla tayfsal metal bollukları arasındaki ilişkiyi ikinci dereceden bir fonksiyon ile ifade etmiştir. Çalışmada kümeye üye olma olasılığı yüksek yıldızların ($P \geq 0.5$) kızarmadan arındırılmış renkleri $(B-V)_0$ ve $(U-B)_0$ hesaplandıktan sonra $0.3 \leq (B-V)_0 \leq 0.6$ renk indeksi aralığındaki F ve G tayf türündeki anakol yıldızları seçilmiştir (Eker ve diğ. 2018). Küme yıldızları ve Hyades anakolu arasında aynı $(B-V)_0$ renk indeksine karşılık gelen $(U-B)_0$ değerlerinin farkını belirlemek için $(U-B)_0 \times (B-V)_0$ iki-renk diyagramı kullanılmıştır. UV-morötesi artığı $\delta = (U-B)_{0,H} - (U-B)_{0,S}$ şeklinde tanımlanır. Burada H ve S, sırasıyla, Hyades ve küme yıldızlarını temsil etmektedir. Karaali ve diğ. (2011)'nin kalibrasyonu ile NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümeleri için fotometrik metal bolluğu değerleri, sırasıyla, $[Fe/H] = -0.10 \pm 0.02$ dex ve $[Fe/H] = -0.06 \pm 0.01$ dex hesaplanmıştır.

4.3 Uzaklık Modülü ve Yaş

NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin uzaklık modülleri ve yaşları renk-parlaklık diyagramları (CMD) üzerinde eş-zamanlı tayin edilmiştir. Analizler, kümeye üye yıldızların CMD üzerindeki konumlarını en iyi ifade eden PARSEC eş-yaş eğrilerinin (Bressan ve diğ. 2012) karşılaştırılmasıyla gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmada incelenen kümeler için belirlenen metal bollukları, ağır element (z) bolluklarına çevrilerek PARSEC eş-yaş eğrileri Padova grubunun web sayfasından farklı yaşlar için alınmıştır. Kümeye üye yıldızlar ($P \geq 0.5$) $V \times (U-B)$, $V \times (B-V)$ ve $G \times (G_{BP}-G_{RP})$ CMD'lerine işaretlenmiş ve PARSEC eş-yaş eğrileriyle, bu çalışmada kümeler için hesaplanan renk artışı değerleri dikkate alınarak, eşleştirilmiştir (Şekil 1). Bu karşılaştırmayla NGC 1664 ve NGC 6939 için hesaplanan uzaklık modülleri ve yaşları, sırasıyla, 11.205 ± 0.075 kadir ve 675 ± 50 Myıl ve 12.350 ± 0.109 kadir ve 1500 ± 200 Myıl'dır.

4.4 Kinematik ve Galaktik Yörünge Analizleri

İncelenen iki kümenin kinematik ve dinamik yörünge analizleri galpy (the galactic dynamics library, Bovy 2015) programıyla gerçekleştirilmiştir. Kümelerin uzay hızı bileşenleri ve Galaktik yörünge parametrelerinin tayin edilmesinde NGC 1664 ve NGC 6939'un ekvatorial koordinatları (α, δ), eş-yaş eğrilerinden belirlenen uzaklıkları (d), radyal hızları (V_R) ve öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta$) ve bu girdilerin belirsizlikleri dikkate alınmıştır. Söz konusu parametreler Çizelge 1'de listelenmiştir. Kümelerin uzaklıkları ve öz hareket bileşenleri bu çalışmada tayin edilmişken, kümelerin radyal hız değerleri, kümeye üyelikleri $P \geq 0.5$ olan yıldızların Gaia işbirliği (2021) kataloğundan alınan radyal hızlarının ortalaması olarak belirlenmiştir. NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinde Gaia uydusuyla radyal hız ölçümü yapılan yıldızların sayısı, sırasıyla, 3 ve 22'dir. Bu yıldızların radyal hızları ve hataları Soubiran ve diğ. (2018)'nin ağırlıklı ortalama bağıntısı kullanılarak NGC 1664 için $\langle V_R \rangle = +8.96 \pm 0.24$ ve NGC 6939 için $\langle V_R \rangle = -18.91 \pm 0.11$ km s⁻¹ hesaplanmıştır.

Kümelerin uzay hızı bileşenlerinin tayin edilmesinde yerel durağanlık standardı (LSR) düzeltilmesi için Coşkunoğlu ve diğ. (2011)'nin $(U, V, W)_{\text{LSR}} = (8.83 \pm 0.24, 14.19 \pm 0.34, 6.57 \pm 0.21)$ km s⁻¹ değerleri kullanılmıştır. NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümeleri için $(U, V, W)_{\text{LSR}}$ uzay hızı bileşenleri, sırasıyla, $(-10.38 \pm 0.66, -15.71 \pm 1.14, -8.99 \pm 0.11)$ ve $(55.22 \pm 1.82, 3.18 \pm 0.56, -10.06 \pm 0.73)$ km s⁻¹ hesaplanmıştır. NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin toplam uzay hızları

$$S_{\text{LSR}} = \sqrt{U_{\text{LSR}}^2 + V_{\text{LSR}}^2 + W_{\text{LSR}}^2}$$

bağıntısı kullanılarak, sırasıyla, 20.87 ± 1.32 ve 56.32 ± 2.04 km s⁻¹ olarak tayin edilmiştir. Elde edilen toplam uzay hızları NGC 1664 ve NGC 6939 kümelerinin ince disk popülasyonuna üye olduğunu göstermiştir (Leggett 1992).

İki açık kümenin dinamik yörünge analizlerinde Galaksimiz için simetrik potansiyeller içeren MWPotential2014 kodu kullanılmıştır. Hesaplamalarda kümelerin kapalı yörüngelerinin oluşturulması için 3.5 Gyıllık bir zaman döngüsünde 1 Myıllık zaman aralıkları kullanılmıştır. MWPotential2014 ile iki kümenin Galaksi merkezine yaklaşabilecekleri en uzak (R_a) ve en yakın (R_p) mesafeler, Galaktik düzlemden ulaşabildikleri en büyük dik uzaklıklar (Z_{max}), galaksi merkezi etrafındaki dolanım periyotları (T) ve yörünge basıklıkları (e) tayin edilmiş

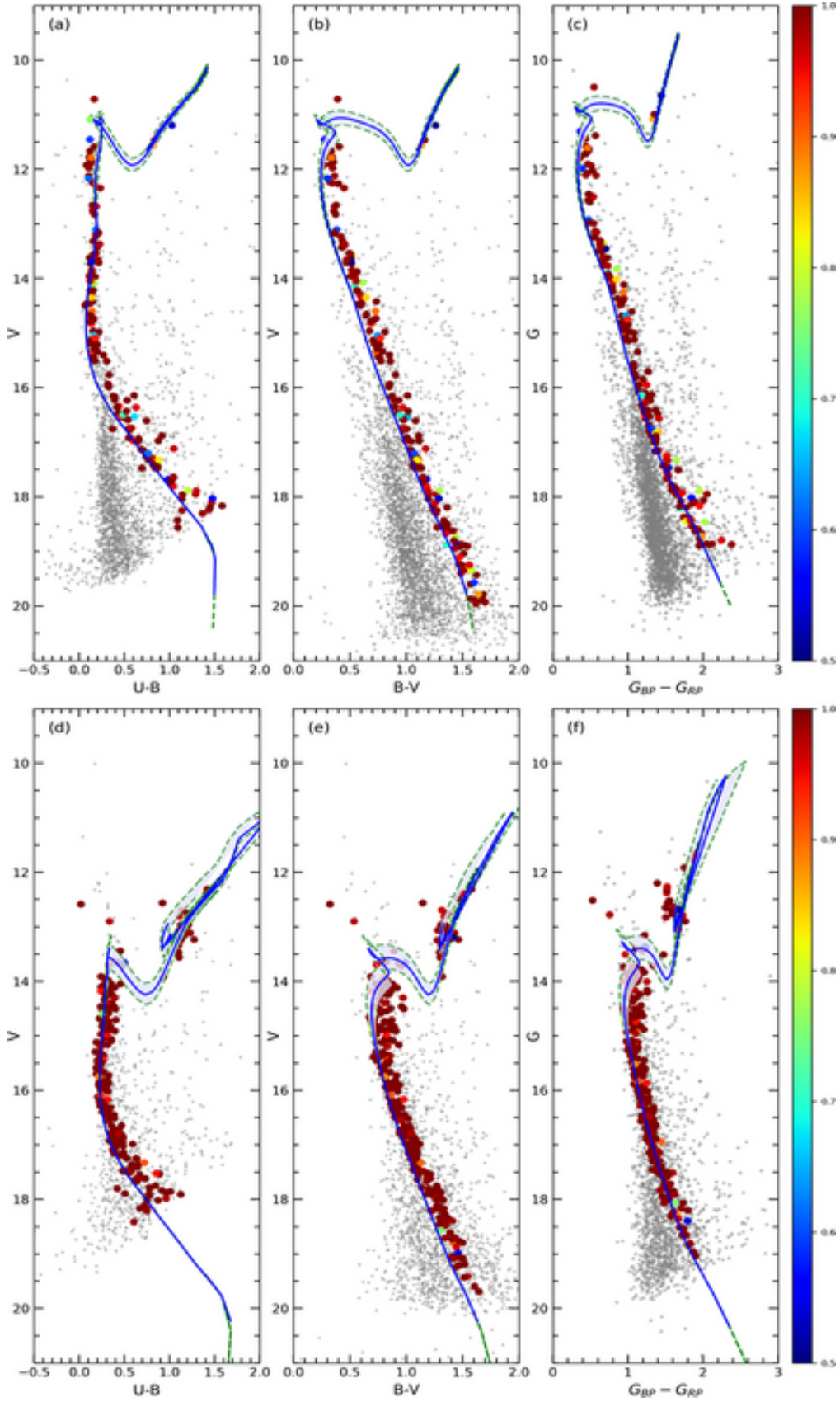
Çizelge 1. NGC 1664 and NGC 6939 açık kümelerinin yapısal, astrofizik ve dinamik yörünge parametreleri. Koordinatlar J2000 epeğündadır.

Parametre	NGC 1664	NGC 6939
α (hh:mm:ss)	04:51:06.64	20:31:30.80
δ (dd:mm:ss)	+43:40:30.80	+60:39:42.60
l (°)	161.68	95.90
b (°)	-0.45	+12.30
f_0 (yıldız/yaydk ²)	1.451 ± 0.281	4.070 ± 0.249
r_c (yaydk)	7.213 ± 1.696	3.057 ± 0.637
f_{bg} (yıldız/yaydk ²)	2.812 ± 0.283	5.002 ± 0.328
r_{lim} (yaydk)	8.5	6.5
r (pc)	3.28	3.25
$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas yıl ⁻¹)	1.594 ± 0.071	-1.817 ± 0.039
μ_δ (mas yıl ⁻¹)	-5.780 ± 0.052	-5.462 ± 0.039
Küme üyesi ($P \geq 0.5$)	308	541
ϖ (mas)	0.191 ± 0.157	0.203 ± 0.099
$E(B-V)$ (kadir)	0.190 ± 0.018	0.380 ± 0.025
$E(U-B)$ (kadir)	0.137 ± 0.013	0.274 ± 0.018
A_V (kadir)	0.589 ± 0.056	1.178 ± 0.078
[Fe/H] (dex)	-0.10 ± 0.02	-0.06 ± 0.01
Yaş (Myıl)	675 ± 50	1500 ± 200
Uzaklık modülü (kadir)	11.205 ± 0.075	12.350 ± 0.109
Yaş eğrisinden uzaklık (pc)	1289 ± 47	1716 ± 87
X_\odot (pc)	-1224	-173
Y_\odot (pc)	405	1668
Z_\odot (pc)	10	365
R_{GC} (kpc)	9.23	8.34
Kütle fonksiyonunun eğimi	-1.22 ± 0.33	-1.18 ± 0.21
V_R (km s ⁻¹)	$+8.96 \pm 0.24$	-18.91 ± 0.11
U_{LSR} (km s ⁻¹)	-10.38 ± 0.66	55.22 ± 1.82
V_{LSR} (km s ⁻¹)	-15.71 ± 1.14	3.18 ± 0.56
W_{LSR} (km s ⁻¹)	-8.99 ± 0.11	-10.06 ± 0.73
S_{LSR} (km s ⁻¹)	20.87 ± 1.32	56.32 ± 2.04
R_a (kpc)	9.47 ± 0.05	9.41 ± 0.11
R_p (kpc)	7.81 ± 0.05	8.23 ± 0.04
z_{max} (pc)	140 ± 1	460 ± 29
e	0.096 ± 0.001	0.067 ± 0.003
T (Myıl)	244 ± 1	248 ± 2
Doğum yeri (kpc)	9.07	8.34

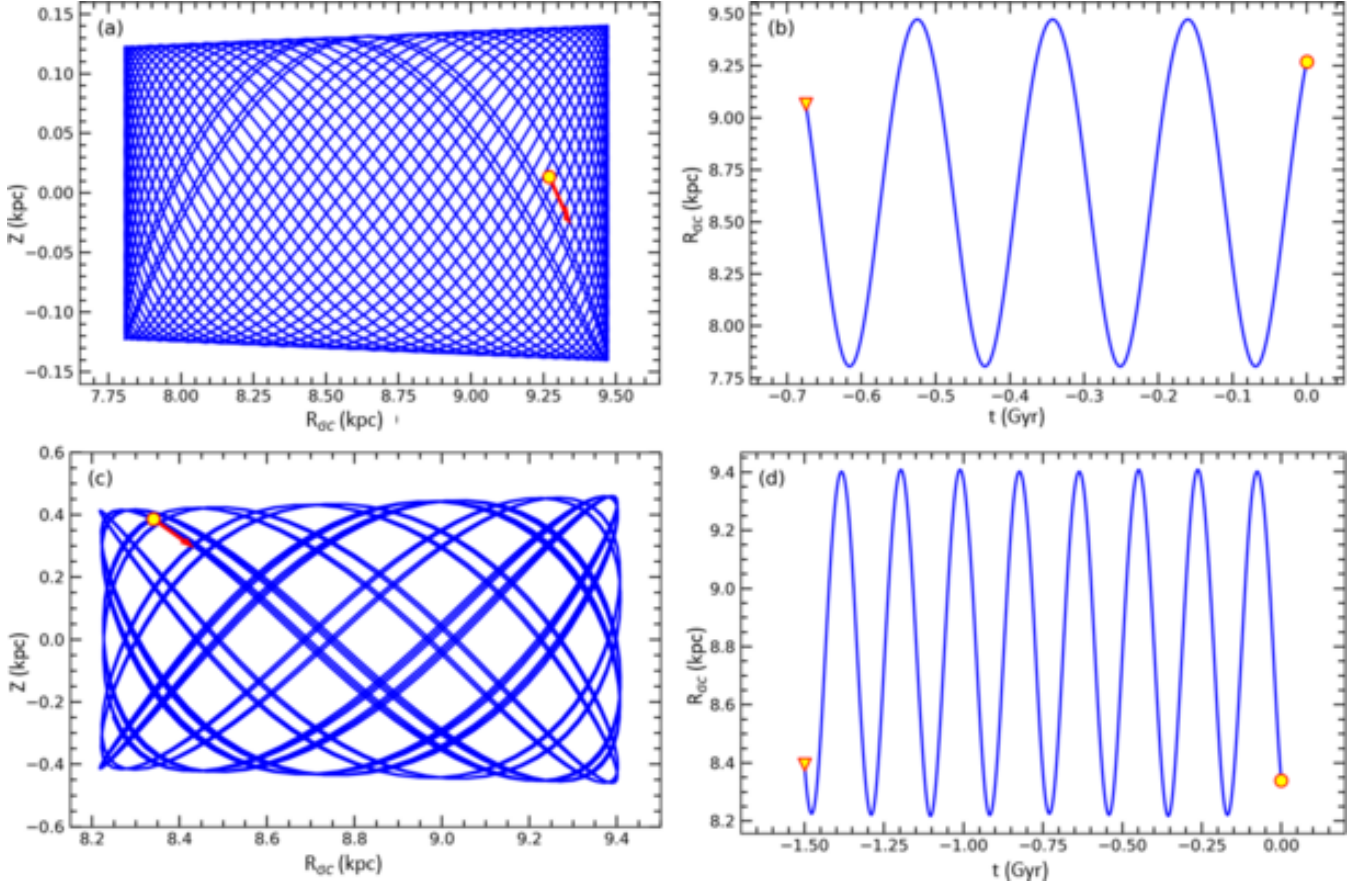
ve Çizelge 1'de listelenmiştir. Kümelerin Galaksi merkezinden uzaklıklarıyla Galaktik düzlemden ulaşabilecekleri en büyük uzaklıklar Şekil 2'de gösterilmiştir. NGC 1664 açık kümesi Galaksi merkezi etrafındaki yolculuğunu $7.75 < R_{\text{GC}} < 9.50$ kpc uzaklık içinde sürdürürken, NGC 6939 açık kümesi bu hareketine $8.2 < R_{\text{GC}} < 9.4$ kpc'lik uzaklık aralığında devam etmektedir. Bu sonuçlar iki kümenin Güneş çemberinin dışında ve Güneş bolluğuna göre metalce daha fakir bir bölgede doğduğunu göstermektedir.

5 Sonuçlar

Bu çalışmada NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin yer ve uzay tabanlı gözlemleri bir arada incelenerek kümeler üye yıldızların duyarlı seçimi yapılmış, bağımsız yöntemler kullanılarak temel astrofizik parametreleri tayin edilmiştir. Kümelerin çalışmada belirlenen konumları, öz hareket bileşenleri, uzaklık ve radyal hızları kullanılarak kinematik ve Galaktik yörünge parametreleri elde edilmiştir. Analizler, kümelerin ince disk popülasyonuna ait, Güneş çemberinin dışında, metalce fakir bir bölgede oluştuklarını göstermiştir.



Şekil 1. NGC 1664 (a, b, c) ve NGC 6939 (d, e, f) açık kümelerinin renk-parlaklık diyagramları. Renk ölçeği küme üyeliğini ifade etmektedir. Gri noktalar düşük olasılıklı ($P < 0.5$) küme üyesi yıldızları veya alan yıldızlarını ($P = 0$) göstermektedir. Mavi renkli çizgiler PARSEC eş-yaş eğrilerini, taralı bölgeler de yaş eğrilerindeki hataları temsil etmektedir.



Şekil 2. NGC 1664 ve NGC 6939 açık kümelerinin $Z \times R_{GC}$ ve $R_{GC} \times t$ düzlemleri üzerindeki Galaktik yörünge parametreleri ve doğum yarıçapları. Sarı renkli çember ve üçgenler kümelerin, sırasıyla, bugünkü ve doğdukları zamandaki konumlarını temsil etmektedir. Kırmızı ok ise iki kümenin hareket vektörüdür.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK tarafından 120F295 numaralı projeye desteklenmiştir. Çalışmada kullanılan yer tabanlı CCD UBV gözlemleri TUG'daki T100 teleskobuyla 18CT100-1396 numaralı gözlem projesiyle gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar






- Balaguer-Nunez, L., Tian, K. P., Zhao, J. L., 1998, *A&AS*, 133, 387
 Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., Nanni, A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
 Bovy, J., 2015, *ApJS*, 216, 29
 Carraro, G., Chiosi, C., 1994, *A&A*, 288, 751
 Coşkunoğlu, B., Ak S., Bilir, S., ve diğ., 2011, *MNRAS*, 412, 1237
 Dias, W. S., Alessi, B. S., Moitinho, A., Lepine, J. R. D., 2002, *A&A*, 389, 871
 Dias, W. S., Monteiro, H., Caetano, T. C., Lépine, J. R. D., Assafin, M., Oliveira, A. F., 2014, *A&A*, 564, A79
 Eker, Z., Bakış, V., Bilir, S., ve diğ., 2018, *MNRAS*, 479, 5491
 Gaia işbirliği, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., ve diğ., 2021, *A&A*, 649, 1
 García, B., Claria, J. J., Levato, H., 1988, *Ap&SS*, 143, 317
 Gilmore, G., Randich, S., Asplund, M., ve diğ., 2012, *Msngr*, 147, 25
 Karaali, S., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., Coşkunoğlu, B., 2011, *PASA*, 28, 95
 Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Röser, S., Scholz, R.-D., 2013, *A&A*, 558, A53

- Lada, C. J., Lada, E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
 Landolt, A. U. 2009, *AJ*, 137, 4186
 Leggett, S. K., 1992, *ApJS*, 82, 351
 Moraux, E., 2016, *EAS*, 80-81, 73
 Netopil, M., Paunzen, E., Carraro, G., 2015, *A&A*, 582, A19
 Röser, S., Demleitner, M., Schilbach, E., 2010, *AJ*, 139, 2440
 Sampedro, L., Dias, W. S., Alfaro, E. J., Monteiro, H., Molino, A., 2017, *MNRAS*, 470, 3937
 Soubiran, C., Cantat-Gaudin, T., Romero-Gómez, M., ve diğ., 2018, *A&A*, 619, A155
 Stetson, P. B., 1987, *PASP*, 99, 191
 Sung, H., Lim, B., Bessell, M. S., Kim, J. S., Hur, H., Chun, M., Park, B. 2013, *JKAS*, 46, 103

Access:

M23-0308: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Galaksi Kümelerindeki Kırmızı-Kol Galaksilerinin Evrimi

E. Kaan Ülgen^{1,2} *, Sinan Aliş^{3,4} , Oğuzhan Çakır^{5,6,7} , F. Korhan Yelkenci³ ,
Süleyman Fişek^{3,4} 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, 34116, İstanbul, Türkiye

² Huawei Türkiye Ar-Ge Merkezi, 34768, İstanbul, Türkiye

³ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34116, İstanbul, Türkiye

⁴ İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, 34116, İstanbul, Türkiye

⁵ School of Mathematical and Physical Sciences, Macquarie University, NSW 2109, Australia

⁶ Astronomy, Astrophysics and Astrophotonics Research Centre, Macquarie University, Sydney, NSW 2109, Australia

⁷ ARC Centre of Excellence for All Sky Astrophysics in 3 Dimensions (ASTRO 3D), Australia

Accepted: December 17, 2022. Revised: December 17, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Bu çalışmada galaksi kümelerinin renk-parlaklık diyagramlarından belirlenen kırmızı kol galaksileri, hem küme merkezinde hem de kümenin dış kısımlarında incelenmiştir. Kırmızı kol galaksilerinden itibaren belirlenen sönük/parlak galaksi sayı oranlarının hem ortam yoğunluğuna hem de kırmızıya kaymaya bağlı değişimi araştırılmıştır. Çalışmada iki farklı yöntemle, iki ayrı veri setinden belirlenmiş galaksi kümeleri kullanılmıştır. CFHTLS-W1 alanında galaksi yoğunluğunu esas alan WaZP algoritması ile Subaru HSC-SSP taramasında renk-parlaklık diyagramlarını kullanan CAMIRA algoritmalarının belirlediği kümeler incelenmiştir. Galaksilerin küme içindeki konumlarından bağımsız olarak, düşük kırmızıya kaymalardaki sönük/parlak galaksi oranının yüksek kırmızıya kaymalara göre daha yüksek olduğu belirlenmiştir.

Abstract

In this study, the populations of the red sequence galaxies which are determined from the color-magnitude diagrams of the galaxy clusters are investigated both in cluster center and in the outer parts of the cluster. The variation of faint/lum(F/L) galaxy ratios which is determined from red sequence galaxies was investigated depends on both the density of environment and the redshift. In the study we used the galaxy clusters which are determined from two different datasets with two different methods. The Clusters determined by WaZP algorithm based on galaxy density in the CFHTLS-W1 field and CAMIRA algorithms using color-magnitude diagrams in Subaru HSC-SSP survey were examined. Regardless of the position of the galaxies in the cluster, we found that the ratio of faint/lum galaxies is higher at smaller redshifts when compared with their counterparts at higher redshifts.

Anahtar Kelimeler: galaxies: clusters – galaxies: evolution – galaxies: elliptical and lenticular, cD – galaxies: photometry

1 Giriş

Galaksi kümeleri evrendeki en büyük ve en kütleli yapılarıdır. Bu özellikleri onların büyük uzaklıklardan tespit edilebilmesine olanak tanır ve bu sayede evrendeki madde dağılımının belirlenmesinde kullanılır. Kümeler tipik olarak 1.5-2 Mpc büyüklüğündedir ve yüzlerce bazen binlerce galaksiden oluşabilmektedir (Bahcall 1999). Galaksi yoğunluğunun fazla olması, kümeleri galaksi evrimi için önemli bir laboratuvar haline getirmektedir (Conselice 2014).

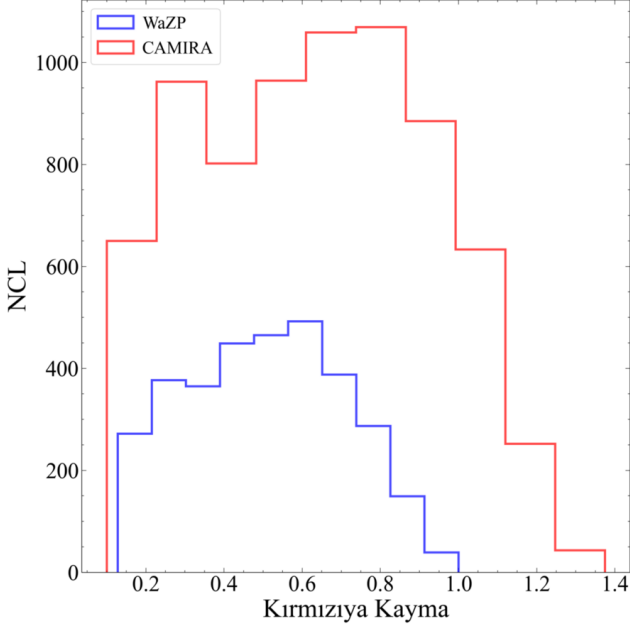
Küme üyesi galaksiler renk-parlaklık diyagramında belirgin bir doğrusal yapı gösterirler. Bu yapı literatürde kırmızı kol (ing. red-sequence) olarak isimlendirilmektedir. Küme üyesi galaksilerin önemli bir bölümünün renk-parlaklık grafiklerinde aynı yerde toplanmasının nedeni, kümelerde baskın olarak erken-tip galaksilerin bulunmasıdır (Bahcall 1999). Erken tip galaksiler, görece daha kırmızı renklindedir, yıldız oluşumları neredeyse durmuş ve yaşlı yıldızlardan oluşmaktadır. Aynı kırmızıya kayma aralığındaki farklı kümelerin renk-parlaklık diyagramları incelendiğinde kırmızı kol yapıları

benzerlik göstermektedir. Küme üyesi galaksilerin dar bir renk aralığında kümelendikleri görülmektedir (Gladders & Yee 2000). Bu durum, küme içerisindeki galaksilerin pasif evrim geçirdiklerine ve benzer zamanlarda oluştuklarına kanıt olarak yorumlanmaktadır (Bower ve diğ. 1992).

Ağırlıklı olarak kırmızı, parlak ve pasif evrimleşen kırmızı kol galaksileri (Visvanathan & Sandage 1977; Annis ve diğ. 1999) $z \sim 1.4$ 'lere kadar kümelerin merkezlerinde tespit edilebilmiştir (Bower ve diğ. 1992; Smail ve diğ. 1998; van Dokkum ve diğ. 1998; Barrientos 1999; Blakeslee ve diğ. 2003; Mullis ve diğ. 2005; Eisenhardt ve diğ. 2005; De Lucia ve diğ. 2007; Hao ve diğ. 2009). Kırmızı kol galaksileri kümenin ışınım-gücü fonksiyonunun parlak ucunda yer alırlar (Sandage ve diğ. 1985; Barger ve diğ. 1998). Kırmızı kolun doğasının belirlenmesi, galaksi oluşumu ve evrimini yönlendiren karmaşık fiziksel süreçleri anlamada önemli bir adım olmaktadır (Hao ve diğ. 2009). Doğrusal bir modelle temsil edilebilen kırmızı kolun eğimi kırmızıya kayma ile değişir (Kodama ve diğ. 1998). Bu durum, renk-parlaklık diyagramlarının galaksi kümelerini belirlemek için kullanılabilmesini sağlamıştır (Gladders & Yee 2000).

Kümelerdeki galaksi evriminin bir sonucu olarak, kırmızı

* k.ulgen90@gmail.com



Şekil 1. WaZP (CFHTLS-W1) ve CAMIRA (Subaru HSC-SSP Wide) algoritmaları ile belirlenen galaksi kümelerinin kırmızıya kayma dağılımları.

kol üzerindeki sönük/parlak (F/L) galaksi oranının kozmik zamanla değiştiği görülmüştür (De Lucia ve diğ. 2007; Stott ve diğ. 2007). Kırmızıya kayma ve çevrenin bir fonksiyonu olarak kırmızı kol galaksilerinin F/L oranlarının incelenmesi, kümedeki galaksilerin evrim durumlarının belirlenmesi için etkili bir araçtır.

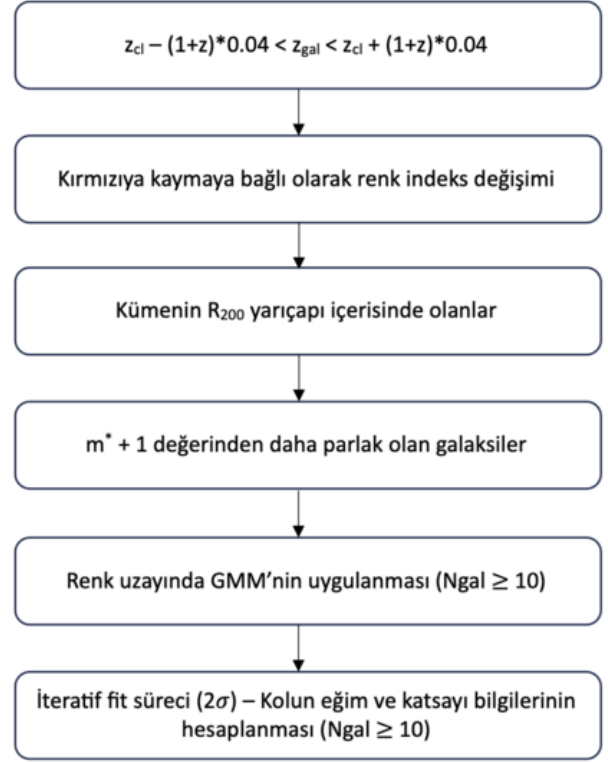
Bu çalışmada iki ayrı gökyüzü taramasından elde edilen galaksi kümeleri kullanılarak kırmızı kol galaksileri belirlenmiş ve F/L oranlarının kırmızıya kaymayla değişimi incelenmiştir. Ş2'de çalışmada kullanılan veri setleri ve uygulanan yöntem, Ş3'de ise elde edilen sonuçlar verilmektedir.

2 Veriler ve Yöntem

2.1 Galaksi Kümeleri ve Galaksi Katalogları

Bu çalışmada CFHTLS ve SUBARU HSC-SSP gökyüzü taramalarından belirlenen galaksi kümeleri kullanılmıştır.

CFHTLS gökyüzü taraması toplam dört geniş (W1, W2, W3, W4) ve dört derin (D1, D2, D3, D4) alan olmak üzere beş bantta alınan (u^* , g' , r' , i'/y' , z') görüntüler, galaksi katalogları ve fotometrik kırmızıya kayma kataloglarından oluşmaktadır (Hudelot ve diğ. 2012). Çalışmamızda 72 derecekarelik alanıyla en büyük bölge olan CFHTLS-W1 alanına ait nihai veri sürümü olan T0007 verileri kullanıldı. W1 alanında incelediğimiz kümeler, WaZP küme bulma algoritması ile belirlenmiştir. WaZP algoritması galaksi konumları ve fotometrik kırmızıya kaymalarına ihtiyaç duyan 2+1 boyutlu bir algoritmadır (Benoist 2014; Euclid Collaboration ve diğ. 2019; Agüena ve diğ. 2021). W1 alanında $S/N > 3$ olan 3325 galaksi kümesi belirlenmiş, bu kümelerin görsel incelemeleri sonucunda belirgin bir galaksi yoğunlaşması göstermeyen, yayık kaynaklar çıkarılmıştır. Geriye kalan 3284 kümenin renk-parlaklık grafikleri incelenmiştir. Bu kümeler $0.1 < z < 1.4$ kırmızıya kayma aralığında dağılmaktadır.



Şekil 2. Kırmızı kolun ve kol üzerindeki galaksilerin belirlenme adımları.

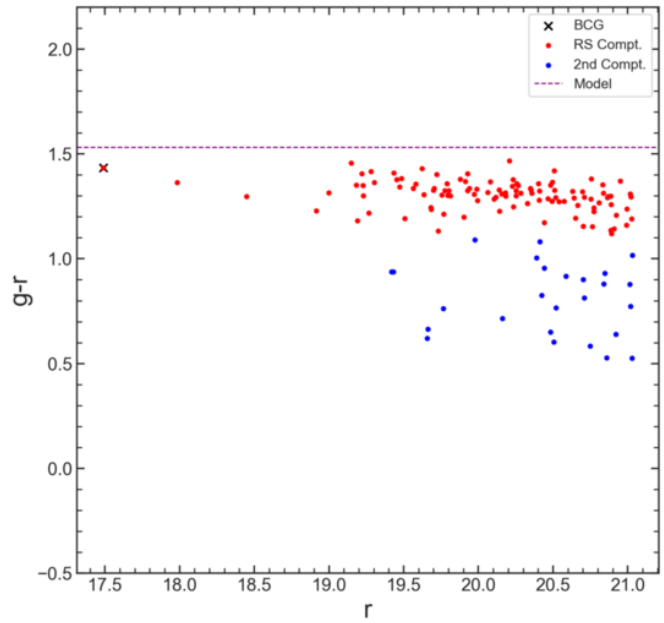
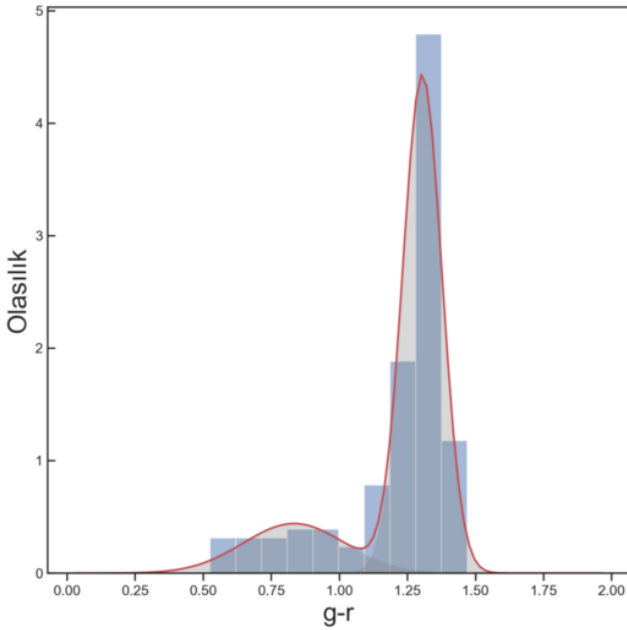
Subaru HSC-SSP (Hyper Suprime-Cam Subaru Strategic Program), 8.2m'lik Subaru teleskobuyla Geniş, Derin ve Ultra-Derin alanlar olmak üzere beş bantta (g , r , i , z , y) görüntüleme amaçlanan bir gökyüzü taramasıdır. Subaru HSC-SSP verilerinde galaksi kümeleri CAMIRA algoritması ile belirlenmiştir (Oguri 2014; Oguri ve diğ. 2018).

Çalışmamızda CAMIRA algoritması ile belirlenmiş küme listesi ile Subaru HSC-SSP'nin en güncel sürümü olan PDR3 verileri kullanılmıştır (Aihara ve diğ. 2022). PDR3 sürümü, 278 gözlem gecesinden elde edilen verileri içerir ve Geniş alanda yaklaşık 670 derecekareyi kapsar. Bu alanda CAMIRA algoritmasıyla belirlenmiş toplam 7319 galaksi kümesi bulunmaktadır. Subaru teleskobunun CFHT'den daha büyük olması ve taramada y filtresinin de kullanılmasının bir sonucu olarak bu veri setindeki galaksi kümeleri $0.1 < z < 1.4$ kırmızıya kayma aralığında dağılmaktadır.

CFHTLS-W1 ve Subaru HSC-SSP Wide alanlarından belirlenen bu galaksi kümelerinin kırmızıya kayma dağılımları Şekil 1'de verilmektedir.

2.2 Kırmızı Kolun Belirlenmesi

F/L galaksi oranındaki değişimi belirlemeden önce hem WaZP hem de CAMIRA kümelerinin renk-parlaklık grafiklerinde kırmızı kol ve bu kolda bulunan galaksilerin belirlenmesi gerekmektedir. Bu işlemler için izlenen adımlar Şekil 2'de sıralı olarak verilmektedir. İlk olarak küme merkez koordinatları temel alınarak, küme üyesi olası galaksiler belirlenmiştir (1. adım). Olası küme galaksileri belirlenirken galaksilerin fotometrik kırmızıya kaymaları (z_p) ve bunun hatası dikkate



Şekil 3. CFHTLS-W1 alanında bulunan ID-7938 kümesinin kırmızı kolunu belirlemek için uygulanan GMM analizi. Sol taraftaki grafikte GMM analizi sonucunda elde edilen 2 bileşen, sağ taraftaki grafikte ise bu bileşenlere ait galaksilerin renk-parlaklık diyagramı üzerindeki yeri gösterilmektedir.

Çizelge 1. Kırmızıya kayma aralıkları için kullanılan renk indisleri.

Renk İndeksi	Kırmızıya Kayma Aralığı
g-r	$z \leq 0.4$
r-i	$0.4 < z \leq 0.75$
i-z	$0.75 < z \leq 1.1$

alınmıştır. CFHTLS galaksi kataloglarıyla birlikte verilen zp'lerin doğruluğu ve karakteristik hatası [Ilbert ve diğ. \(2006\)](#) ve [Coupon ve diğ. \(2009\)](#) çalışmalarında verilmiştir.

Çalışma geniş bir kırmızıya kayma aralığında dağılan kümeler ve onların üye galaksileri kullanıldığından, farklı kırmızıya kayma aralıkları için renk-parlaklık grafikleri farklı renk indisleri kullanılarak oluşturulmuştur. [Hao ve diğ. \(2009\)](#)'da verilene benzer bir şekilde kümenin kırmızıya kaymasına bağlı olarak (g-r), (r-i) veya (i-z) renk indisleri kullanılmıştır. Kırmızıya kayma aralıkları için kullanılan renk indisleri [Çizelge 1](#)'de verilmektedir.

Galaksi kümelerinin renk-parlaklık grafiklerinde kırmızı kol belirgin olsa da, sönük parlaklıklara gidildikçe alandaki galaksilerin karışımı artar. Ön veya arka plandaki galaksilerin karışmasının kırmızı kolun belirlenmesini yanıltmaması için, kümelerin ışınımgücü fonksiyonundaki karakteristik parlaklık (m^*) kullanılarak bir limit uygulanmıştır. Buna göre kırmızı kol, [Çizelge 1](#)'de verilen renk indislerine uygun olarak (r^* , i^* veya z^*) kullanılarak m^*+1 'den parlak galaksiler ile belirlenmiştir.

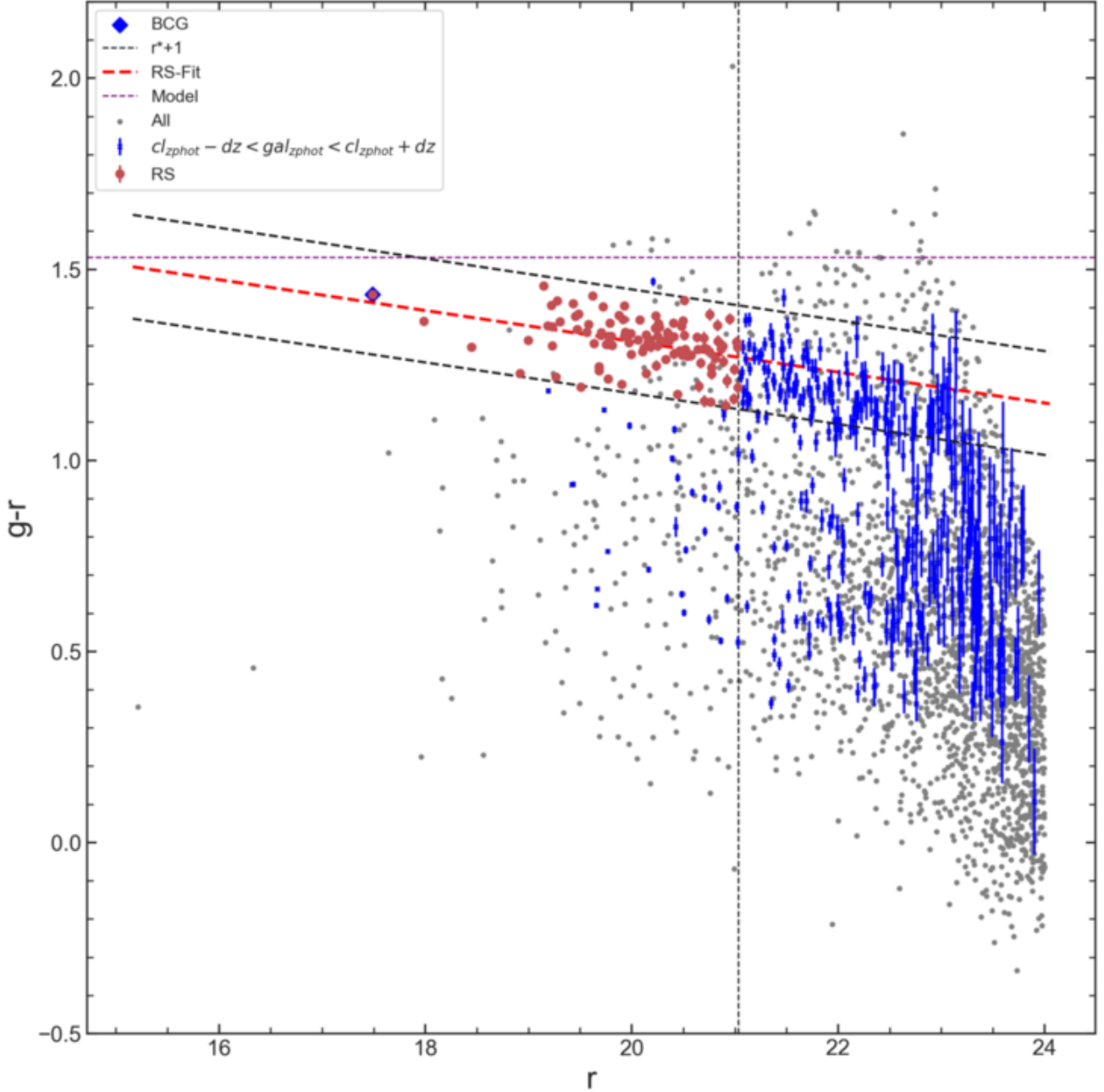
Bu aşamadan sonra galaksilerin kümenin dinamik dengeye ulaştığı R_{200} yarıçapı içerisinde olması koşulu uygulanmıştır. Bu koşulun uygulanmasının nedeni, farklı kırmızıya kaymalarda aynı küme büyüklüklerinin kapsanmasının sağlanmasıdır. Böylece, kümenin kütlesine uygun olarak bir yarıçap kullanılmış olmaktadır.

Buraya kadar belirtilen aşamalar uygulandıktan sonra geriye kalan galaksiler, renk indislerine göre GMM analizine tabi tutulmuştur. Bu sayede kırmızı kolun olası yeri tespit edilmiştir. Bu işlem sırasında Bayesian Bilgi Kriterinden (BIC) yararlanılmıştır. Ek bir kontrol olarak, kırmızı kolun GMM yöntemiyle tespiti sırasında, kümenin merkezi en parlak galaksisinin (ing. brightest cluster galaxy, BCG) rengi dikkate alınmıştır.

Çalışmada incelenen ve kırmızıya kayma dağılımları [Şekil 1](#)'de verilen kümelerin GMM analizine alınabilmeleri için, yukarıdaki koşullardan sonra geriye kalan galaksi sayısının en az 10 olması istenmiştir. Bu koşul ile rastlantısal olarak aynı renklere sahip az sayıda galaksinin kırmızı kolun yanlış belirlenmesi önlenmiş olmaktadır. Küme üyesi galaksilerin renk indislerine uygulanan GMM analizi sonucunda belirlenen kümeleşmeler ve bu kümeleşmelerin renk-parlaklık grafiğindeki karşılığı örnek olarak [Şekil 3](#)'de gösterilmektedir.

Böylece [Şekil 2](#)'deki 5. adımın uygulanması ile ön ve arka plandaki galaksilerden arındırılmış, en yüksek olasılıkla küme üyesi olan parlak galaksiler belirlenmiş olmaktadır. Bu adımda yine geriye en az 10 galaksi kalması durumunda, kırmızı kolu oluşturan galaksilere doğrusal fit uygulanmıştır. Tüm bu süreçler Python programlama dilinin NumPy, Pandas, Matplotlib, SciPy ve Scikit-Learn kütüphaneleri kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Doğrusal fit ile elde edilen, kırmızı kolun eğimi ve saçılması (standart sapma, 2σ) kullanılarak dışarılayan galaksiler elenerek, iteratif bir şekilde fit uygulama adımları devam etmiştir. İterasyonda elde edilen doğru denklemi kullanılarak ilgili galaksilerin renkleri belirlenmiş ve gerçek renklerle karşılaştırılarak artıklar (residual) elde edilmiştir. Artık dağılımının 2σ dışında kalan galaksiler elenmiş ve geriye kalanlar için yeniden fit uygulanmıştır.

İterasyonlar sırasında, eğim (slope) ve sıfır noktasındaki (intercept) değişim miktarı bu değerlerin hatalarından küçük



Şekil 4. CFHTLS-W1 alanında bulunan ID-7938 kümesinin kırmızı koluna ait sonuçlar.

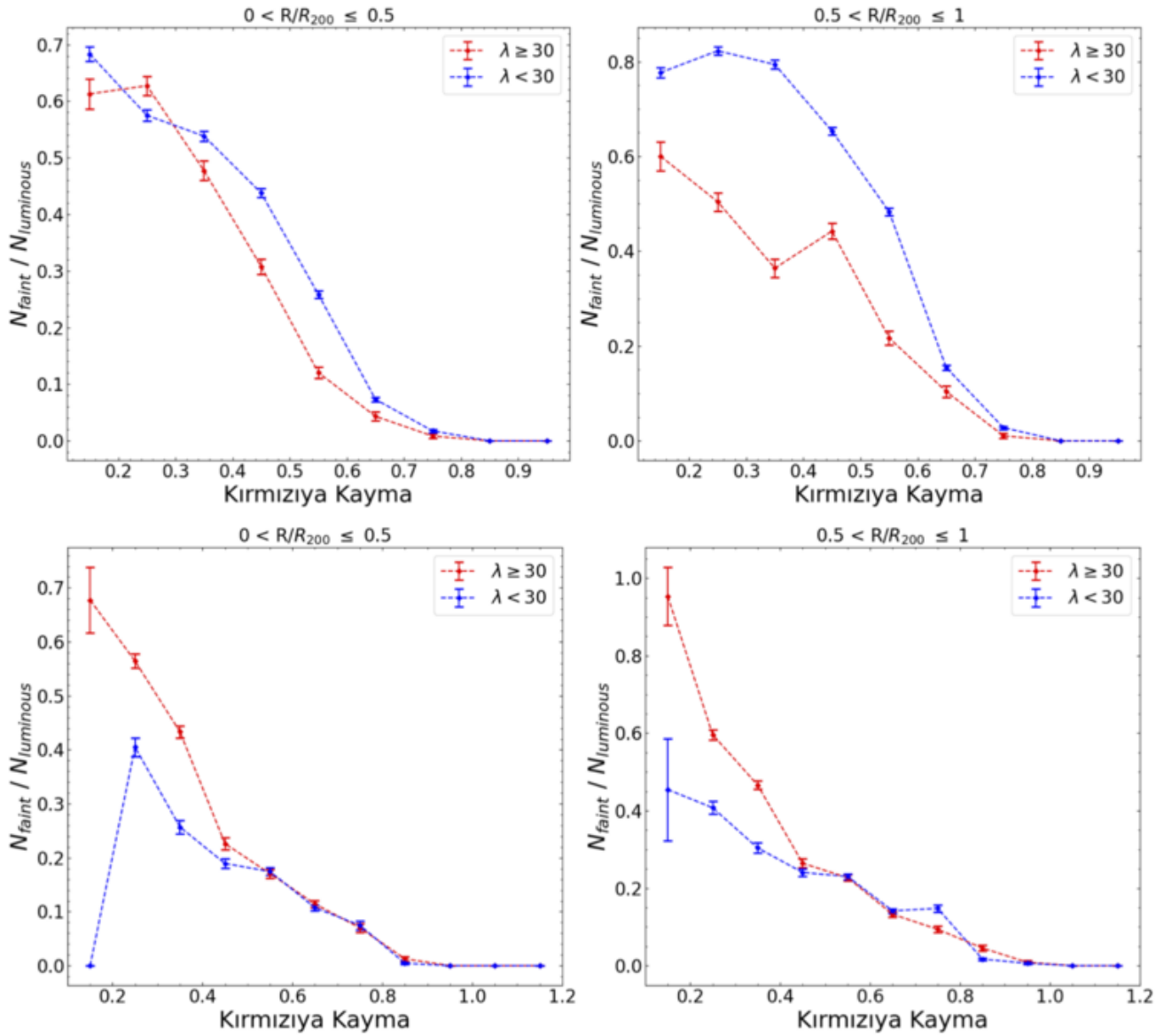
kalınca iterasyona son verilmiştir. Son iterasyondaki doğru denklemi, kümenin kırmızı koluna ait parametreler olarak kullanılır. Şekil 4'te CFHTLS-W1 alanından ID-7938 kümesinin renk-parlaklık grafiği ve grafik üzerinde kırmızı kola ait sonuçlar gösterilmektedir.

Kırmızı kolun eğimi ve sıfır noktası belirlendiği için, renk-parlaklık grafiğinde daha sönük galaksileri de içerecek şekilde kol uzatılabilir. Şekil 4'te parlaklık ekseninde bu şekilde uzatılmış kırmızı kol görülmektedir. Kırmızı ile işaretlenen galaksiler kolun belirlenmesi için kullanılanları belirtmektedir.

Mavi noktalar ise küme ile aynı kırmızıya kayma uzayında olan galaksilerdir.

Kırmızı kol üzerindeki galaksilerin tamamı kullanılarak F/L oranları belirlenmiştir. Bu belirleme sırasında, kırmızı kol 2σ genişliğinde alınmıştır. Sönük ve parlak galaksilerin tanımı için De Lucia ve diğ. (2007) ve Stott ve diğ. (2007) tarafından verilen sınırlar kullanılmıştır. Buna göre; $M_r < -20.34$ olan galaksiler parlak ve $-20.32 < M_r < -28.52$ aralığındaki galaksiler ise sönük olarak belirlenmiştir.

Şekil 2'de verilen tüm adımlar uygulandığında, büyük olasılıkla küme üyesi olan galaksiler elde edilmiştir. Her bir



Şekil 5. Üst Panel: WAZP kümelerine ait F/L değişimini göstermektedir. Kırmızı çizgiler zengin kümeleri, mavi çizgiler ise fakir kümeleri temsil etmektedir. Grafiğin sol tarafı kümelerin merkezi kısmını, sağ tarafı ise dış kısımlarını göstermektedir. Alt Panel: CAMIRA kümeleri (çizgilerin anlamı üst panel ile aynı).

kümede kırmızı kolun 2σ etrafındaki galaksilerin sayısı çok fazla değildir. Yanlılık oluşmaması ve istatistik olarak daha anlamlı sonuçlar elde edebilmek için, benzer kırmızıya kaymadaki kümelerin verileri birleştirilmiştir. Bu işlemi yaparken, Şekil 1'de verilen kırmızıya kayma aralıkları 0.1'lik adımlarla gruplandırılmıştır. Böylece elde edilen F/L sayı oranları ve bu oranların kırmızıya kayma ile değişimi Şekil 5'te verilmektedir.

Şekil 5'te hem CFHTLS-W1 hem de SUBARU HSC-SSP kümeleri için verilen F/L sayı oranları, kümelerin merkezi ($R < 0.5 \times R_{200}$) ve dış kısımları ($0.5 \times R_{200} < R < R_{200}$) için ayrı ayrı gösterilmektedir. Şekildeki her bir grafikte kümeler ayrıca zenginliklerine göre ikiye ayrılarak gösterilmiştir.

3 Tartışma ve Sonuçlar

Bir önceki bölümde belirtilen adımları uyguladıktan sonra CFHTLS-W1 kümelerinden 1664'ü için, Subaru HSC-SSP kümelerinden 1989'u için kırmızı kol galaksileri ve F/L oranları belirlenebilmiştir.

Şekil 5'te verilen sonuçlara göre, galaksilerin küme içerisindeki konularından bağımsız olarak düşük kırmızıya kaymalarda daha büyük F/L oranlarına sahip olduğu görülmüştür. Yani sönük galaksiler, düşük kırmızıya kaymalarda daha önemli hale gelmektedir. Bu eğilim, LCDM kozmolojik modelleri ile uyumludur. Kümeler hiyerarşik yapı oluşumunun son noktaları oldukları için, kozmik zamanla geniş ölçekli yapıdan kümelere madde (galaksi) akmaya devam etmektedir.

Bu sonuç, literatürdeki birçok çalışmayla uyumludur (De Lucia ve diğ. 2007; Stott ve diğ. 2007; Gilbank ve diğ.

2008; Rudnick ve diğ. 2009; Capozzi ve diğ. 2010; de Filippis ve diğ. 2011; Martinet ve diğ. 2015). Bununla birlikte zengin ve fakir kümeler için F/L oranlarındaki değişim incelendiğinde CAMIRA kümelerinde $z \simeq 1.1$ 'den $z \simeq 0.45$ 'e kadar galaksilerin konumlarından bağımsız olarak hemen hemen aynı eğilime sahip oldukları, $z \simeq 0.45$ 'den $z \simeq 0$ 'a kadar ise zengin kümelerde sönük galaksilerin daha fazla olduğu görülmektedir. WaZP kümelerinde ise kümelerin merkezi bölgesinde ($0 < R/R_{200} \leq 0.5$) benzer bir eğilim mevcuttur, daha dış kısımlarındaki ($0.5 < R/R_{200} \leq 1.0$) fakir kümelerde sönük galaksilerin daha fazla olduğu tespit edilmiştir. Zengin ve fakir kümelerdeki eğilimler WaZP ve CAMIRA algoritmalarına göre belirlenen kümelerde birbirlerinin tersi görünmektedir. Aradaki fark küçük olmakla birlikte, bu durum algoritmaların doğasındaki ve zenginlik tanımlarındaki farklılıklardan dolayı olabilir. Daha ayrıntılı incelemelerle, bu durumun bir sistematik olup olmadığı anlaşılabilir.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Projelerini Destekleme Programı (ARDEB-1001) çerçevesinde 117F311 numaralı proje ile desteklenmiştir.

Kaynaklar



- Aguena M., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 502, 4435
 Aihara H., ve diğ., 2022, *PASJ*, 74, 247
 Annis J., ve diğ., 1999, in American Astronomical Society Meeting Abstracts. p. 12.02
 Bahcall N. A., 1999, in Dekel A., Ostriker J. P., eds, Formation of Structure in the Universe. p. 135
 Barger A. J., ve diğ., 1998, *ApJ*, 501, 522
 Barrientos L. F., 1999, PhD thesis, University of Toronto, Canada
 Benoist C., 2014, in Building the Euclid Cluster Survey - Scientific Program. p. 8
 Blakeslee J. P., ve diğ., 2003, *ApJ*, 596, L143
 Bower R. G., Lucey J. R., Ellis R. S., 1992, *MNRAS*, 254, 601
 Capozzi D., Collins C. A., Stott J. P., 2010, *MNRAS*, 403, 1274
 Conselice C. J., 2014, *ARA&A*, 52, 291
 Coupon J., ve diğ., 2009, *A&A*, 500, 981
 De Lucia G., ve diğ., 2007, *MNRAS*, 374, 809
 Eisenhardt P. R., ve diğ., 2005, in American Astronomical Society Meeting Abstracts. p. 112.05
 Euclid Collaboration ve diğ., 2019, *A&A*, 627, A23
 Gilbank D. G., Yee H. K. C., Ellingson E., Gladders M. D., Loh Y. S., Barrientos L. F., Barkhouse W. A., 2008, *ApJ*, 673, 742
 Gladders M. D., Yee H. K. C., 2000, *AJ*, 120, 2148
 Hao J., ve diğ., 2009, *ApJ*, 702, 745
 Hudelot P., ve diğ., 2012, VizieR Online Data Catalog, p. II/317, [ADS](#)
 Ilbert O., ve diğ., 2006, *A&A*, 457, 841
 Kodama T., Arimoto N., Barger A. J., Arag'on-Salamanca A., 1998, *A&A*, 334, 99, [ADS](#)
 Martinet N., ve diğ., 2015, *A&A*, 575, A116
 Mullis C. R., Rosati P., Lamer G., Böhringer H., Schwobe A., Schuecker P., Fassbender R., 2005, *ApJ*, 623, L85
 Oguri M., 2014, *MNRAS*, 444, 147
 Oguri M., ve diğ., 2018, *PASJ*, 70, S20
 Rudnick G., ve diğ., 2009, *ApJ*, 700, 1559
 Sandage A., Binggeli B., Tammann G. A., 1985, *AJ*, 90, 1759
 Smail I., Edge A. C., Ellis R. S., Blandford R. D., 1998, *MNRAS*, 293, 124
 Stott J. P., Smail I., Edge A. C., Ebeling H., Smith G. P., Kneib J. P., Pimblet K. A., 2007, *ApJ*, 661, 95
 Visvanathan N., Sandage A., 1977, *ApJ*, 216, 214

- de Filippis E., Paolillo M., Longo G., La Barbera F., de Carvalho R. R., Gal R., 2011, *MNRAS*, 414, 2771
 van Dokkum P. G., Franx M., Kelson D. D., Illingworth G. D., Fisher D., Fabricant D., 1998, *ApJ*, 500, 714

Access:

M23-0392: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Yeni Tanımlanmış Yüksek Çözünürlüklü Çizgi İndeksleri Kullanılarak Fornax Kümesindeki Cüce Eliptik Galaksilerin Element Bolluk Oranları

Şeyda Şen¹ *, Ersin Göğüş¹ 

¹ Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi, İstanbul 34956, Türkiye

Accepted: December 21, 2022. Revised: December 14, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Cüce Eliptik Galaksiler (dwarf elliptical galaxies, dEs), galaksi kümeleri içinde sayıca baskın tür olarak bulunurlar. Bu çalışmada çözülmemiş küçük yıldız sistemlerinin yıldız popülasyonu çalışmaları için kullanılacak yeni yüksek çözünürlüklü tayf indeksleri seti tanımlanıp, bunları kullanarak, Fornax galaksi kümesinde bulunan sekiz dEs yıldız popülasyonlarının ayrıntılı bir incelemesini sunulmuştur. Bu çalışmada 11 elemente ait 23 yeni çizgi indeksi tanımlanmıştır. Gözlem verileri Sidney-Avustralya Gözlemevinde bulunan 3.9m çapa sahip AAT'ye takılı olan Çoklu-Obje İntegral Alan Tayfmetresi (SAMI) ile elde edilmiştir. Sekiz dE'nin yeni yüksek çözünürlüklü indeks sistemimizde ölçülen çizgi kuvvetleri, yıldız popülasyon modelleri yardımıyla analiz edilmiştir. Bu kadar çok sayıda elemente ait bolluklar, Yerel Grup dışındaki cüce eliptik galaksiler için daha önce hiç çalışılmamıştır. Sonuçlar, Yerel Grup'taki çözülmemiş yıldızların bolluk oranları ve daha büyük erken tür galaksilerin integral ışığından alınan indekslerle karşılaştırılır. Tüm galaksilerimizin, Samanyolu diskiyle tutarlı bir bolluk oranı modeli gösterdiğini, yüksek kütleli emsallerine kıyasla yavaş oluşumun göstergesi olduğu bulunmuştur.

Abstract

We perform a detailed study of the stellar populations in a sample of massive Fornax dwarf galaxies using a set of newly defined line indices. Using data from the Integral field spectroscopic data, we study abundance ratios of eight dEs with stellar mass ranging from 10^8 to $10^{9.5} M_{\odot}$ in the Fornax cluster. We present the definitions of a new set of high-resolution Lick-style indices to be used for stellar population studies of unresolved small stellar systems. We identify 23 absorption features and continuum regions, mainly dominated by 11 elements in the wavelength range 4700 - 5400 Å and characterise them as a function of age, metallicity and alpha element abundance ratios. We analyse eight dEs and interpret the line strengths, measured in our new high resolution system of indices, with the aid of stellar population models with high enough spectral resolution. We obtain abundance ratio proxies for a number of elements that have never been studied before for dwarf ellipticals outside the Local Group. These proxies represent relative deviations from predicted index-strengths of base stellar population models built-up following the abundance pattern of The Galaxy. The abundance proxy trend results are compared to abundance ratios from resolved stars in the Local Group, and indices from integrated light of larger early-type galaxies. We find that all our dwarfs show a pattern of abundance ratios consistent with the disk of the Milky Way, indicative of slow formation in comparison to their high mass counterparts.

Anahtar Kelimeler: galaxies: dwarf elliptical – galaxies: evolution – galaxies: individual: Fornax - galaxies: abundances ratios – galaxies: stellar populations – techniques: spectroscopic

1 Giriş

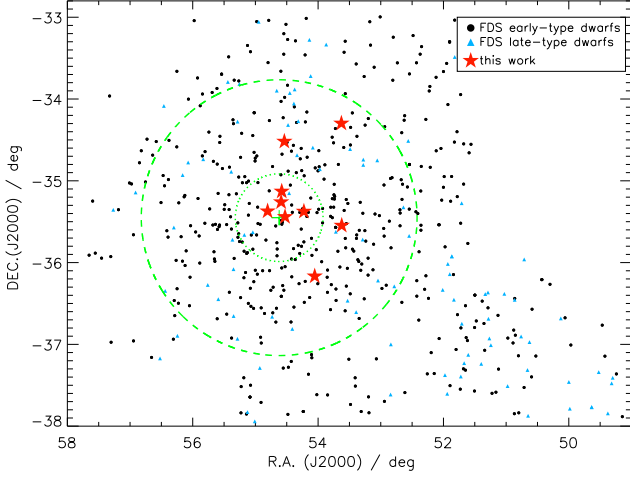
Galaksilerin yıldız popülasyonları, oluşumlarının ve evrimsel tarihlerinin fosil kaydını tutar. Yıldız popülasyon sentezi, galaksi evrimini incelemek için gerekli ve önemli bir araçtır. Galaksilerin çözülmemiş yıldız popülasyonlarının yıldız içeriği ve kimyasal bileşimi, tayflarındaki süreklilik ve soğurma çizgileri genişlikleri kullanılarak, onların integral tayflarında gözlemlenen soğurma özelliklerinin ayrıntılı olarak incelenmesiyle elde edilebilir.

Cüce eliptik galaksilerin (dEs), galaksi kümelerinde sayıca baskın tür oldukları bilinmektedir (Sandage & Binggeli 1984). Bu özellikleri sayesinde bize sadece kendi doğalarının değil aynı zamanda galaksi kümelerinin de yıldız oluşum tarihini

ve kimyasal evrimini inceleme fırsatı verirler. Öte yandan, bu galaksiler doğası gereği sönük oldukları ve metal bollukları genellikle fakir olduğu için onları tespit etmek ve soğurma çizgilerini ölçmek daha zordur.

Uzun yıllar boyunca çözülmemiş yıldız popülasyonu çalışmaları, gözlenen galaksi tayfları ile geniş metal bolluğu ve yaş aralığında ama sınırlı element bolluğu aralığında olan yıldız popülasyonu modellerinin karşılaştırılması ile yapılmıştır. Bu çalışmalar, yıldız oluşum tarihinin (SFH) örneğin yıldız yaşlarının, metal bolluklarının dağılımının ve belirli anahtar elementlerin bolluğunun elde edilmesini sağlar. Pratikte bu çalışma, tayfın tamamının modellere fit edilmesi veya çizgi indekslerinin ölçülmesi ve modellerde ölçülen değerler ile karşılaştırılmasıyla yapılabilir. Her iki yöntemin de kendine göre avantajları ve dezavantajları vardır. Çizgi indeksleri yöntemi, her bir element bolluğunun birkaç bağımsız ölçümden

* seyda.aydemir@sabanciuniv.edu



Şekil 1. Fornax kümesinin haritası. Siyah ve mavi semboller sırasıyla erken-tür ve geri-tür cüceleri temsil etmektedir. Kırmızı yıldızlar bu çalışmadaki örnekleri temsil etmektedir. Yeşil noktalı ve kesikli çemberler sırasıyla küme merkezini (Ferguson 1989) ve 2°2 (~0.7 Mpc, Drinkwater et al. 2001) virial yarıçapını temsil eder ve yeşil çarpı NGC 1399 merkez galaksinin yerini temsil eder.

elde edilebilmesi ve bu nedenle daha fazla kontrole sahip olunması avantajına sahiptir. Fakat her iki yöntem de genellikle düşük çözünürlüklü tayfsal indekslere uygulandığından sadece bazı güçlü soğurma çizgileri ve onlara ait elementlerin bollukları ölçülebilir ve bu nedenle aynı nitelikte çok sayıda bağımsız ölçüme sahip olma avantajını kaybeder. Bu çalışmada Şen ve diğ. (2022)'de tanımladığımız yüksek çözünürlüklü indekslerin avantajını kullanarak çok sayıda element bolluğuna ulaşmak amaçlanmıştır.

Galaksi tayflarını analiz etmek yaş-metal bolluğu dejenerasyonu nedeniyle düşünüldüğünden daha zordur. İndeks-İndeks diyagramı, yaşlı yıldız popülasyonlarında yaş-metal bolluğu dejenerasyonunu kırmak için kullanılabilir. Yaş ve metalliğe duyarlı indekslerin optimize edilmiş versiyonu Vazdekis (1999, 2001) de önerilmiştir. Bu indeksler yaş veya metal bolluğu belirteci olarak kullanılır. Araştırmacılar bu sistemi kullanmaya devam etmişlerdir çünkü kütleli galaksilerdeki hız genişlemesi o kadar büyüktür ki daha yüksek çözünürlüklü sistemler kullanmak önemli avantaj sağlamaz, küçük yıldız sistemlerinde ise verilerdeki Sinyal-Gürültü (S/G) oranı genellikle düşük olduğu için bu sistem tercih edilmiştir. Ancak küçük sistemler için verilerde ki S/G oranı arttıkça daha fazla bilgiye ulaşma ihtiyacı doğmuştur. Bu sistemlerde hız kaynaklı çizgi genişlemesi o kadar düşüktür ki, dev galaksilere kıyasla çok daha fazla çizgi ölçülebilir.

dE'lerin yıldız popülasyonları, metal bolluğu $[M/H] \sim 0.1 \text{ dex'ten } -1.5 \text{ dex'e}$ ve yaşları 1 ile 14 Gyl arasında değişen geniş bir metalce fakir metal bolluğu aralığını kapsar (Caldwell ve diğ. 2003; Michielsen ve diğ. 2008; Paudel ve diğ. 2010; Koleva ve diğ. 2011; Toloba ve diğ. 2014; Ryś ve diğ. 2015; Sybilska ve diğ. 2017, 2018; Şen ve diğ. 2018). Ayrıca bu sistemler basit, yaşlı ve metalce zengin yıldız popülasyonlarından oluşmazlar, yaş aralıkları geniş nispeten metalce fakir sistemlerdir (Michielsen ve diğ. 2008; Koleva ve diğ. 2009; Ryś ve diğ. 2015).

Yıldız popülasyon çalışmaları, metaliklik-parlaklık

ilişkisinden de beklendiği gibi, çözümlenemeyen dE'lerin dev eliptiklerden daha fakir bir metal içeriğine sahip olduğunu göstermiştir (Michielsen ve diğ. 2008; Skillman ve diğ. 1989; Sybilska ve diğ. 2017). Son çalışmalar, dE'lerin yıldız popülasyonlarının Yerel Grup'taki birkaç dEs ile uyumlu olarak hem genç hem de yaşlı popülasyon ve bu aralıkta değişim gösterdiklerini göstermiştir (örneğin Koleva ve diğ. 2009, 2011; den Brok ve diğ. 2011; Ryś ve diğ. 2015; Hamraz ve diğ. 2019). Ancak, dEs'in ayrıntılı bolluk oranları ile ilgili çalışmalar azdır. Gorgas ve diğ. (1997); Michielsen ve diğ. (2008); Sybilska ve diğ. (2017) ve Şen ve diğ. (2018) $[Mg/Fe]$ 'nin Güneş bolluğunda olduğunu ve bunun dev eliptiklerde tespit edilenden daha düşük olduğunu, dev eliptiklerde $[Mg/Fe]$ 'nin metalikliği azaltmak için muhtemelen yükseldiğini göstermişlerdir. Diğer elementler için bolluk oranları hakkında çok az şey bilinmektedir, bunun başlıca nedeni yüksek S/G tayflarının olmaması ve aynı zamanda bunları düzgün bir şekilde analiz edecek yöntem ve modellerin olmamasıdır. Şen ve diğ. (2018), Virgo kümesinde bulunan 39 cüce eliptik örneği için $[Ca/Fe]$ ve $[Na/Fe]$ bolluk oranları çalışılmış ve $[Ca/Fe]$ Güneş bolluğundan biraz daha büyükken, $[Na/Fe]$ Güneş bolluğundan oldukça fakir olduğu bulunmuştur. Bu, kütleli ETG'lerle keskin bir zıtlık içindedir (bknz, Ca için Vazdekis ve diğ. 1997 ve Na için La Barbera ve diğ. 2017).

2 Gözlemler ve Veri Analizi

Cüce eliptik galaksi verilerimiz FDS (Fornax Deep Survey) cüce galaksi örneklerinden (Venhola ve diğ. 2018) seçilmiştir. Bu çalışma için yüksek S/G oranına sahip, yıldız kütleleri $10^8 M_{\odot}$ ve $10^{9.2} M_{\odot}$ aralığında olan, integral hız dağılımları 10 ile 40 kms^{-1} arasında bulunan 8 cüce eliptik galaksi örneği seçilmiştir. Tüm örnekler Venhola ve diğ. (2018) tarafından dE olarak, bunlardan FCC135, FCC182 ve FCC203 diskli olarak sınıflandırılmıştır. Michea ve diğ. (2022) tarafından galaksilerin disk yapıları çubuklar, sarmal kollar, halkalar gösterdiği ve genellikle bu yapıların galaksilerle aynı renklere sahip oldukları, yığılma alt yapılarının ise yıldız oluşum bölgeleri, toz şeritleri ve merkez dışı çekirdekler gibi düzensiz parlaklık ve yoğunluk gösterdiği belirlenmiştir. Örneklerimizin hiçbiri yığılmış olarak sınıflandırılmamıştır. Şekil 1'de, Fornax kümesindeki galaksi örneklerinin konumlarını göstermiştir. Hepsisi kümenin merkezindeki Virial yarıçapı içinde yer alır.

Tüm gözlemsel veriler, Sidney-Avustralya Astronomi Gözlemevinde (AAO) bulunan 3.9 metrelik Anglo-Avustralya Teleskobu (AAT) nin ana odağına takılan Çok Nesneli İntegral-Alan (Multi-Object Integral-Field SAMI – Croom ve diğ. 2012) tayf çekeri ile elde edilmiştir.

SAMI, heksabundle (hexabundless – altılı-demet, Bland-Hawthorn ve diğ. 2011; Bryant ve diğ. 2011, 2014) adı verilen fiber demetlerine dayanır. SAMI, her biri gökyüzünde $15''$ çapa sahip 13 heksabundle'dan oluşur. Bunun yanı sıra, SAMI ayrıca gökyüzünü ayrı gözlemlemeye gerek kalmadan tüm IFU gözlemleri için gökyüzünü çıkarmamıza yarayan 26 ayrı gökyüzü fiberine sahiptir. SAMI, tek bir gözlemden 13 galaksiyi veya daha büyük olasılıkla 12 galaksiyi ve bir standart kalibrasyon yıldızını aynı anda gözlemleyebilir, bu da IFU verileriyle büyük bir galaksi örneği oluşturmak için gereken gözlem süresini önemli ölçüde azaltır. Bu standart yıldız, her bir gözlemin nokta yayılım fonksiyonunu ve iletimini anlamamıza izin vermesinin yanı sıra, veri indirgemedede (örneğin, tellürik düzeltme, mutlak akı kalibrasyonu) birkaç önemli adım için gereklidir.

AAOmega, mavi ve kırmızı optik tayfsal bölgeleri kapsayan

Çizelge 1. Bu çalışmada kullanılan Fornax kümesinde bulunan dE'lerin özellikleri. Sütun 1: galaksi ismi. Sütun 2: FSDC tarafından belirlenen FSDC isimleri (Venholo ve diğ. (2018)). Sütun 3 ve 4: sağ açıklık ve dik açıklık (J2000, derece). Sütun 5 ve 6: r -bandı and g -bandı parlaklıkları (kadir, AB sisteminde), Sütun 7: etkin yarıçap (yaysaniyesi, Venholo ve diğ. (2018)). Sütun 8: hız dağılımı (km s^{-1}). Sütun 9 ve 10: basıklık ve morfoloji sınıflandırması (Venholo ve diğ. (2018)), *; çekirdeği olan galaksileri temsil etmektedir. Sütun 11: kütleleri (M_{\odot}). Sütun 12: gözlem tarihi.

Galaksi	FDS	RA	DEC	M_r	M_g	R_e	σ_e	ϵ	Morfoloji Sınıfı	$\log(M^*)$	Gözlem tarihi
FCC135	F15D384	53.628	-34.297	-16.8	-16.2	14.7	21.2±2.8	0.53	e(s)	8.708±0.003	Ekim 2016
FCC136	F16D159	53.623	-35.546	-17.8	-17.0	17.5	30.9±1.6	0.13	e	9.082±0.003	Ekim 2016
FCC164	F12D367	54.054	-36.166	-16.0	-15.4	10.0	11.1±5.2	0.45	e(s)	8.335±0.003	Ekim 2016
FCC182	F11D279	54.226	-35.375	-17.9	-17.1	9.7	38.9±0.5	0.04	e(s)*	9.168±0.002	Ekim 2016
FCC202	F11D235	54.527	-35.440	-17.3	-16.6	13.3	31.5±1.0	0.41	e*	8.909±0.003	Kasım 2015
FCC203	F10D189	54.538	-34.519	-16.9	-16.3	16.0	31.4±2.3	0.45	e(s)	8.757±0.003	Ekim 2016
FCC211	F11D339	54.590	-35.260	-16.1	-15.5	6.6	20.1±5.7	0.25	e*	8.339±0.003	Kasım 2015
FCC222	F11D283	54.806	-35.371	-17.0	-16.3	16.1	18.6±3.8	0.11	e*	8.771±0.003	Kasım 2015

çift kollu bir tayfçektir. AAOmega, her kolda farklı dalgaboyu aralığına ve tayfsal çözünürlüğe sahiptir. Bu çalışmada, 4660–5430 Å dalgaboyu aralığında $R = \lambda/\Delta\lambda \simeq 5000$, mavi koldaki 1500V tayfçeker kullanılmıştır. Mavi kol, 20–40 km s^{-1} tipik hız dağılımına sahip cüce galaksileri çözmek için yeterli bir tayfsal çözünürlük sağlar. Ayrıca, yeni tanımlanmış yüksek çözünürlüklü çizgi indekslerini ve başlıca yıldız soğurma çizgilerinin (örneğin H_{β} , Fe5015, Mg) özelliklerini de kapsar.

SAMI verilerimiz *sami* Python paketi (Allen ve diğ. 2015) kullanılarak indirildi. SAMI veri indirilmesi iki ana adımda gerçekleştirildi; ilki, her bir fiberi için ham gözlemlenen verileri, tayfsal çıkarma, sapma çıkarmanın standart adımları, düz alan oluşturma, dalgaboyu kalibrasyonu, gökyüzü çıkarma dahil üzere veri indirme adımları indirme yazılım paketi (2dFDR) kullanılarak elde edilmiş Sıralı Yığılmış Spektrum (RSS) görüntülerini oluşturur. İkinci adım, *sami* paketinin bir parçası olan kullanacağımız amaca yönelik olarak spesifikleştirilmiş Python yazılımını kullanarak RSS görüntülerini akı kalibreli, üç boyutlu veri küplerine dönüştürülür. Tüm süreç *sami* Python *manager* tarafından denetlenir.

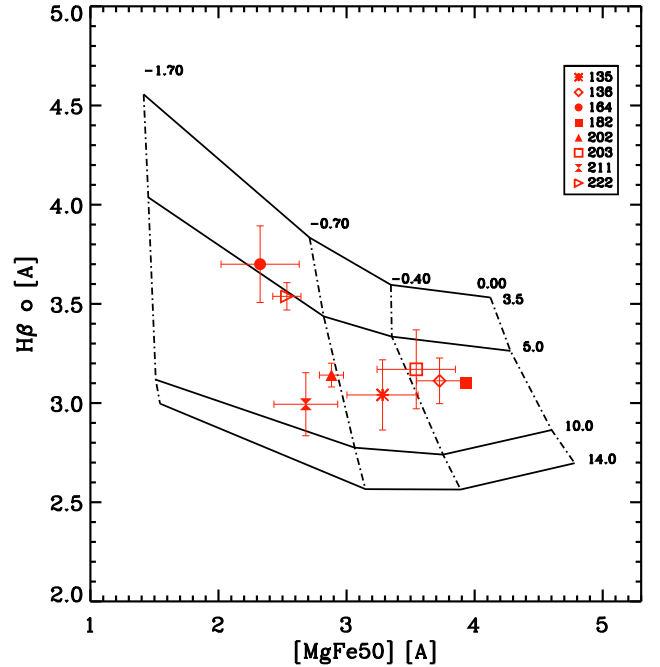
2.1 Yüksek Çözünürlüklü Çizgi İndeksi Kullanılarak Galaksilerin Ölçümleri

3 Sonuçlar

3.1 Yaş ve Metal Bolluğunun Belirlenmesi

Bu çalışmada ilk olarak yaşa ve metal bolluğuna hassas çizgiler (H_{β} ve $[\text{MgFe50}]$) kullanılarak galaksilerin yaş ve metal bollukları belirlenmiştir. Daha sonra galaksilerin yeni belirlenen yüksek çözünürlüklü çizgi indeks (bkz. Şen ve diğ. 2022) ölçümleri yapılmış ve galaksiler için bulunan yaş ve metalliğe uygun SSP modelleri kullanılarak yaklaşık bolluk oranları elde edilmiştir.

Galaksilere ait yaş ve metal bolluğu onların tek yaş ve tek metal bolluğu gösteren yıldız popülasyon modellerine (SSP) fit edilerek belirlenmiştir. Yıldız popülasyon modelleri ve verileri karşılaştırabilmek için PEGASE.HR (Le Borgne ve diğ. 2004) SSP modelleri (yaş 1 ile 14 Gyl, $[\text{Fe}/\text{H}]$ -1.7 ile 0.4 aralığında) kullanılmıştır. Tüm veriler ve modeller $\sigma=40 \text{ km s}^{-1}$ genişletilmiştir. Bu galaksilerdeki yaşları ve metal bollukları ($[\text{M}/\text{H}]$) RMODEL (Cardiel ve diğ. 2003) yazılımı kullanarak elde edilmiştir. Bu yazılım, bir indeks-indeks grafiğinin içindeki yaş ve metalliği interpolasyon



Şekil 2. H_{β} ya karşı $[\text{MgFe50}]$ çizgi indeksi, $\sigma = 40 \text{ km s}^{-1}$ için PEGASE.HR (Le Borgne ve diğ. 2004) SSP modelleri gösterilmiştir. Burada düz çizgiler sırasıyla 3.5, 5.0, 10.0 ve 14.0 Gyl yaşları, kesikli çizgiler sırasıyla $[\text{M}/\text{H}]$ -1.70, -0.70, -0.40 ve +0.00 e karşılık gelen metal bolluklarını göstermektedir.

yaparak, en yakın noktayı bulur. Yaş ve $[\text{M}/\text{H}]$ 'deki hatalar, genişliği belirsizliklerine eşit olan bir Gauss fonksiyonu içindeki tayfsal indekslerin değerlerini değiştirerek 1000 Monte Carlo simülasyonu çalıştırılarak hesaplanır.

Şekil 2'de, H_{β} - $[\text{MgFe50}]$ fonksiyonu olarak indeks diyagramı gösterilmiştir. Burada galaksilerin çözümünü kapsayan şekilde yaş 3.5 den 14.0 Gyl aralığında, metal bolluğu -1.7 dex'ten 0.0 aralığında verilmiştir. Çizgi indeks ölçümleri, yaş ve metal bolluğu sonuçları Çizelge 2'de verilmiştir.

Yüksek çözünürlüklü tayflar, kütleli galaksilerden farklı olarak cüce galaksilerdeki birçok kimyasal element için çok sayıda soğurma çizgisinin doğru ölçümlerini sağlayarak onların bolluk modellerini türetmeyi kolaylaştırır. Çizgi indeksleri,

Çizelge 2. Fornax kümesindeki 8 dEs için yüksek çözünürlüklü tayf indeksleri (Şen ve diğ. 2022 tarafından tanımlanan) ölçümleri, yaş (Gyıl) ve metal bollukları.

	FCC135	FCC136	FCC164	FCC182	FCC202	FCC203	FCC211	FCC222
log(yaş)	0.84±0.03	0.79±0.03	0.67±0.04	0.79±0.02	0.95±0.07	0.76±0.03	0.90±0.05	0.70±0.06
[Fe/H]	-0.49±0.06	-0.33±0.04	-0.89±0.09	-0.27±0.04	-0.75±0.08	-0.38±0.09	-0.82±0.13	-0.81±0.12
İndeksler								
Ba2	0.361±0.056	0.409±0.036	0.333±0.060	0.401±0.016	0.274±0.019	0.219±0.066	0.320±0.051	0.355±0.022
Ca5041	0.991±0.074	1.454±0.045	0.786±0.083	0.944±0.021	0.945±0.025	1.108±0.081	0.742±0.065	1.015±0.028
Ca5261	0.275±0.042	0.387±0.026	0.368±0.043	0.359±0.011	0.314±0.013	0.327±0.043	0.253±0.035	0.215±0.015
Cr4789	0.229±0.049	0.353±0.030	...	0.378±0.014	0.261±0.016	0.338±0.050	0.245±0.043	0.314±0.018
Cr5072	0.134±0.030	0.159±0.019	0.115±0.032	0.191±0.008	0.158±0.010	0.177±0.033	0.130±0.027	0.180±0.012
Cr5247	0.231±0.041	0.245±0.027	0.175±0.044	0.262±0.011	0.214±0.013	0.125±0.044	0.194±0.035	0.194±0.015
Cr5265	0.605±0.048	1.001±0.028	0.692±0.050	1.035±0.012	0.813±0.014	0.800±0.047	0.620±0.040	0.677±0.017
Cr5275	0.268±0.048	0.406±0.030	0.246±0.051	0.404±0.013	0.342±0.015	0.331±0.049	0.258±0.041	0.292±0.017
Fe4891	0.504±0.047	0.612±0.030	0.472±0.049	0.708±0.013	0.617±0.016	0.393±0.056	0.330±0.045	0.515±0.019
Fe4920	0.944±0.083	1.257±0.052	1.116±0.086	1.389±0.022	0.968±0.028	0.778±0.097	0.711±0.077	0.928±0.032
Fe5226	0.812±0.093	0.898±0.059	0.767±0.100	0.931±0.025	0.771±0.029	0.865±0.099	0.520±0.081	0.831±0.033
Mg b	2.288±0.272	2.822±0.173	2.213±0.294	3.367±0.037	2.495±0.087	2.097±0.297	1.984±0.228	1.858±0.102
Mn4783	0.152±0.049	0.324±0.030	...	0.269±0.014	0.173±0.017	0.221±0.051	0.233±0.042	0.140±0.019
Mn4823	0.183±0.039	0.196±0.025	0.004±0.044	0.237±0.011	0.183±0.013	0.239±0.042	0.146±0.035	0.104±0.015
Mn5255	0.214±0.047	0.309±0.029	0.266±0.048	0.292±0.012	0.260±0.015	0.288±0.048	0.153±0.039	0.300±0.017
Na4978	0.102±0.043	0.120±0.028	-0.002±0.048	0.132±0.012	0.013±0.015	0.071±0.050	0.075±0.038	-0.058±0.018
Nd5192	0.273±0.031	0.297±0.020	0.340±0.034	0.351±0.008	0.300±0.010	0.180±0.034	0.229±0.027	0.279±0.012
Ni5036	0.350±0.048	0.429±0.030	0.261±0.054	0.456±0.014	0.279±0.017	0.400±0.053	0.301±0.042	0.265±0.019
Sc5083	0.184±0.041	0.350±0.025	0.177±0.043	0.403±0.011	0.328±0.013	0.235±0.044	0.259±0.035	0.223±0.016
Ti5014	0.379±0.043	0.460±0.027	0.270±0.044	0.441±0.012	0.374±0.014	0.388±0.047	0.331±0.041	0.318±0.017
Ti5064	0.264±0.044	0.375±0.027	0.090±0.049	0.312±0.012	0.250±0.015	0.331±0.048	0.229±0.039	0.295±0.017
Ti5129	0.124±0.036	0.181±0.023	0.112±0.038	0.203±0.010	0.210±0.012	0.128±0.039	0.110±0.030	0.169±0.013
V4924	0.481±0.054	0.526±0.034	0.421±0.058	0.605±0.015	0.384±0.019	0.333±0.063	0.306±0.049	0.469±0.021
Y4854	0.128±0.041	0.076±0.027	0.127±0.045	0.143±0.012	0.101±0.014	0.196±0.045	0.137±0.037	0.109±0.016
Hβ _o	3.041±0.177	.112±0.115	3.700±0.193	3.101±0.026	3.141±0.060	3.170±0.199	2.994±0.159	3.538±0.069
Fe5015	4.983±0.524	.505±0.337	3.123±0.575	5.545±0.074	4.042±0.178	5.641±0.577	3.996±0.472	3.785±0.208

tayfsal verileri sadece tek bir sayıya ve onun hatasına indirgeyebildiğinden, sonuçları analiz etmenin oldukça etkili bir yoludur. Bu çalışmada, Lick sistemine benzer, yüksek çözünürlüklü yeni bir dizi tayf indeksleri (bkz. Şen ve diğ. 2022) üzerinde çalışıyoruz; bu indeksler, soğurma bant aralıklarının her iki tarafında bir mavi ve bir kırmızı soğurma bant geçişleri ile tanımlanır. Burada yüksek çözünürlüklü indekslerin yorumlanması ve bolluk ölçümlerini incelemek için kütle ile iyi korelasyon gösteren 23 indekse odaklanıyoruz.

Evrimsel sentez koduyla hesaplanan tek yaş ve metaliklik (SSP) yıldız popülasyon modeli olan PEGASE.HR (Le Borgne ve diğ. 2004) kullanıyoruz. Bu modeller, metaliklikte [Fe/H] - 1.7 ile 0.4 aralığında, yaşta 1 Myıl ile 20 Gy aralığında olan ELODIE.3 (Prugniel & Soubiran 2001, 2004) deneysel yıldız kitaplığına dayanmaktadır.

Tüm galaksileri ve tüm modelleri aynı çözünürlüğe getirdik. PEGASE.HR modelleri $\sigma=25 \text{ km s}^{-1}$ 'dir (R=5000'e karşılık gelir ve SAMI-çözünürlüğü ile aynıdır). Ardından tüm modeller ve tüm galaksiler $\sigma=40 \text{ kms}^{-1}$ enstrümantal hız dağılımına genişletildi. Bu şekilde tüm galaksiler ve modeller birbirleriyle karşılaştırılabilirler.

4 Tartışma

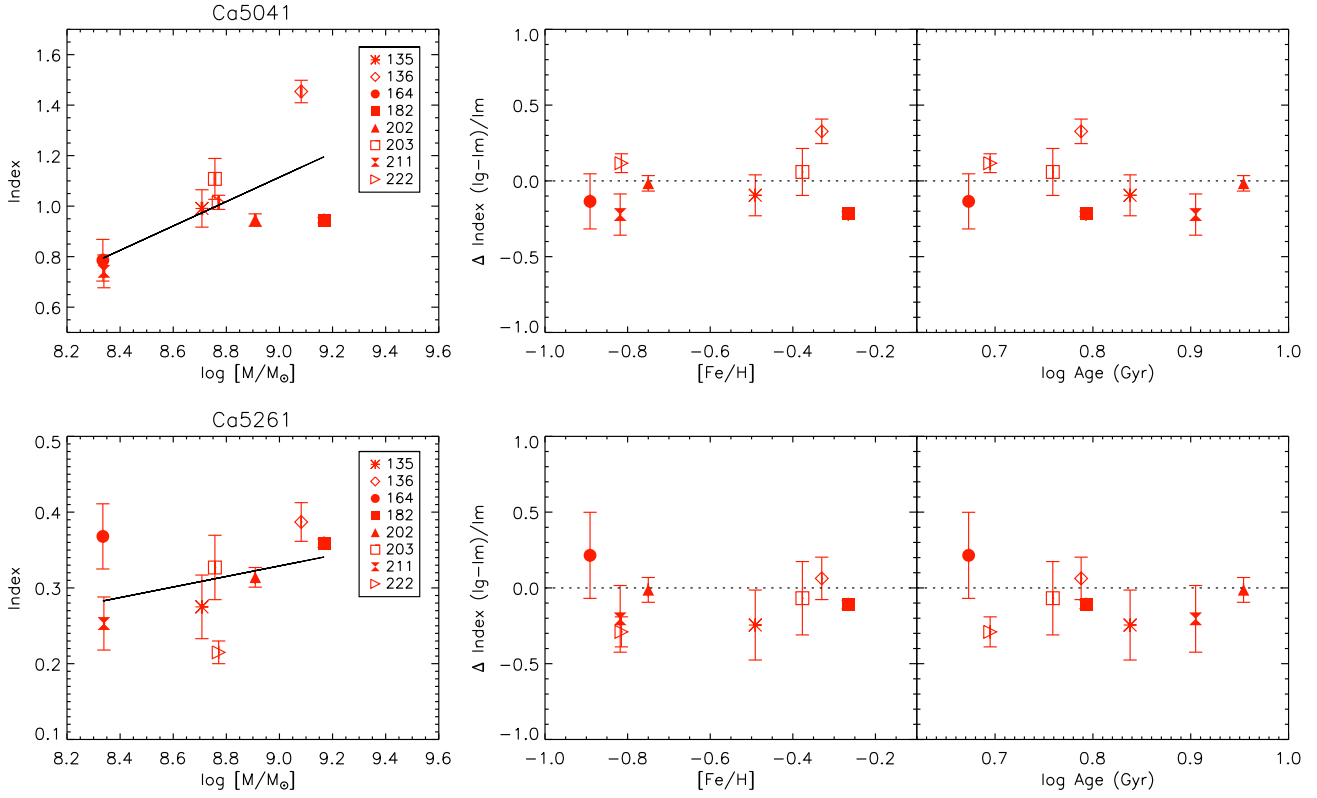
Bu çalışmada, yeni 23 yüksek çözünürlüklü tayfsal indeks seti kullanarak 8 cüce eliptik galaksi örneğinin bolluk oranlarını inceliyoruz. Niteliksel bir bakış açısıyla, daha büyük galaksi benzerlerine göre bolluk oranlarındaki farklılıkları

karşılatırlacaktır. Ancak, sonuçlarımızın güvenilirliğini arttırmak ve bağımsız ölçümlere sahip olabilmemiz için çizgi indekslerimiz kütleli fonksiyonu olarak değişenlerden seçilmiştir.

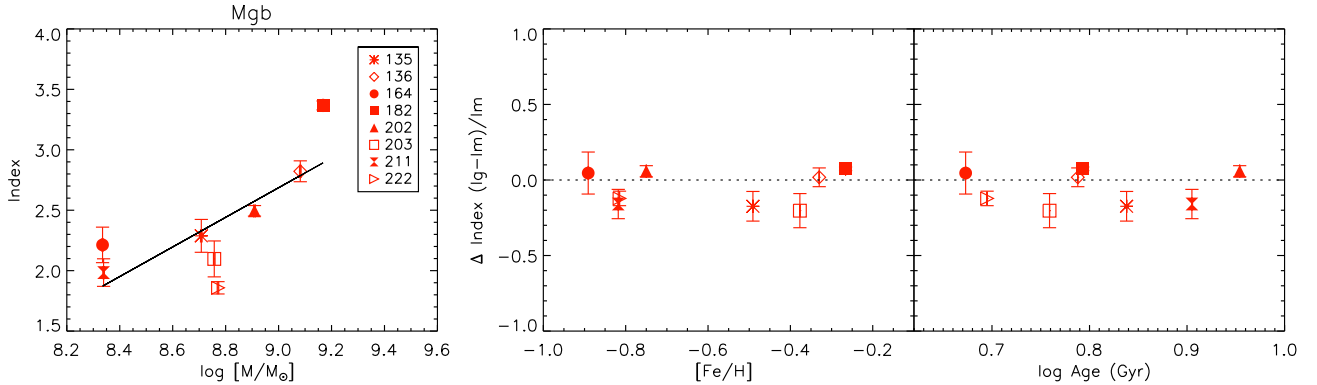
Alfa elementleri, örneğin O, Mg, Ca, Si ve Ti, ağırlıklı olarak büyük kütleli yıldızlarda çeşitli yanma evreleri sırasında alfa yakalama ile sentezlenir ve SN II patlamaları ile yıldızlararası ortama atılırlar. α -elementlerinin bolluğu, büyük kütleli yıldızların nispeten kısa ömürleri nedeniyle zamanla çok hızlı bir şekilde artar. Bu çalışmada elde edilen alfa element indeks sonuçları Şekil 3, 4 ve 5'te gösterilmiştir. Na alfa elementi olarak değil, hafif tek-Z elementi olarak tanımlanır. Na elementine ait çizgi indeksi Şekil 6 da verilmiştir. Diğer bir element grubu, atalarının ömürleri çok daha uzun olan SN Ia tarafından üretilen Fe-pik elementleridir (Ni, Co, Fe, Mn, vb.). Bu element grubuna ait çizgi indeksi ölçümleri Şekil 11, 7, 8, 9 ve 10 de gösterilmiştir. Belirli bir sistemdeki kimyasal bollukların evrimi, yıldız oluşum tarihi ile yakından ilişkili olduğundan, $[\alpha/\text{Fe}]$ gibi bolluk oranları galaksiler için SFH'yi keşfetmek için kullanılabilir.

Y, Ba ve Nd gibi demir pik noktasının ötesindeki daha ağır elementler, iki önemli sürecin (s- ve r- süreçleri) meydana geldiği nötron yakalaması ile sentezlenir ve ardından β bozunur. Bu iki süreç, iki karakteristik bolluk modeline yol açar.

Bu çalışmanın ana sonuçları, burada türetilen 11 element için bolluk oranlarının temsili gösterdiğimiz Şekil 13'da özetlenmiştir. Karşılaştırma için çok farklı hız dağılım



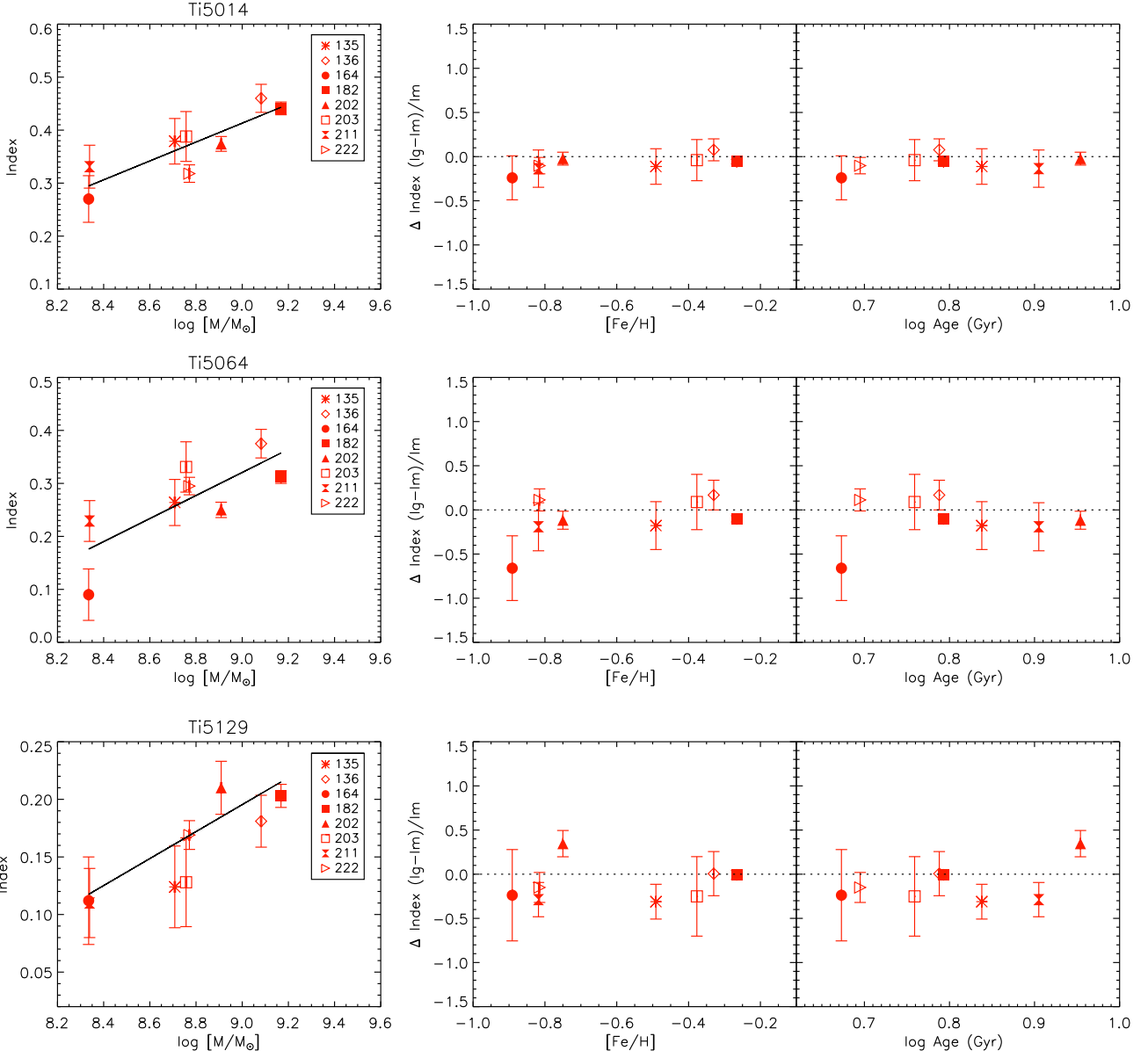
Şekil 3. Yeni tanımlanmış Ca çizgilerinin kütleli fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.



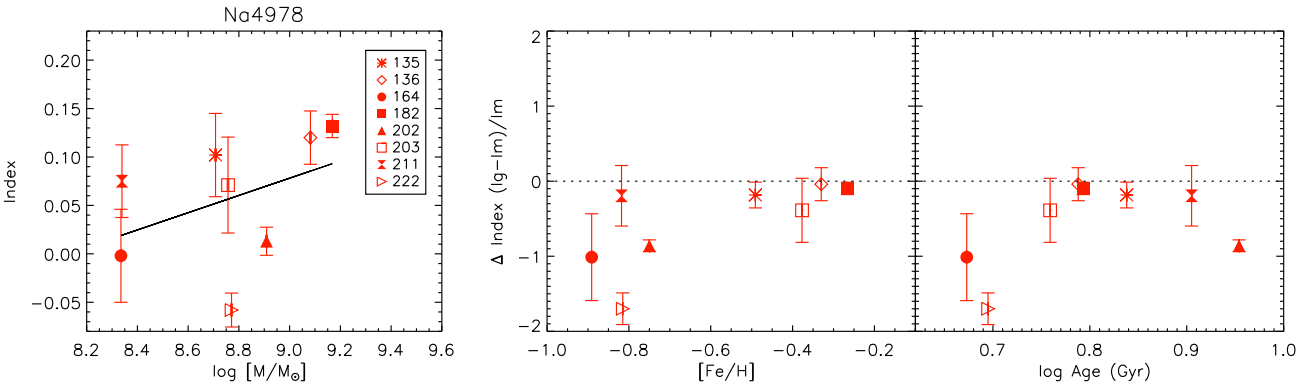
Şekil 4. Mgb çizgisinin kütleli fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.

değerlerine sahip daha kütleli eliptikler için Conroy ve diğ. (2014) tarafından "gerçek" bolluk oranı sonuçlarını sunuyoruz. Galaksilerimiz için türetilmiş bolluk oranı, referans temelli SSP modellerine göre göreceli indeks sapmalarına dayanır. Bu modeller ampirik yıldızlarla beslenir ve bu nedenle Şekil 13'da sol dikey ekseninde "0.0" değeriyle temsil edilen Samanyolu bolluk modelini takip eder. Bu referans değerinin Güneş ölçeğinde bolluk anlamına gelmediğini hatırlamakta fayda var (ki bu sadece Güneş metalikliği için geçerlidir). Sağ dikey eksen, bu şekilde gösterilen gE'ler için bolluk oranı değerlerini gösterir. Ancak bu iki tahminin aynı grafikte olması, bu galaksilerin eğilimlerinin görsel olarak karşılaştırmamızı sağlar. Bu sayede bu üç galaksi ailesi arasındaki türetilmiş bolluk eğilimlerindeki farkı değerlendirebiliriz.

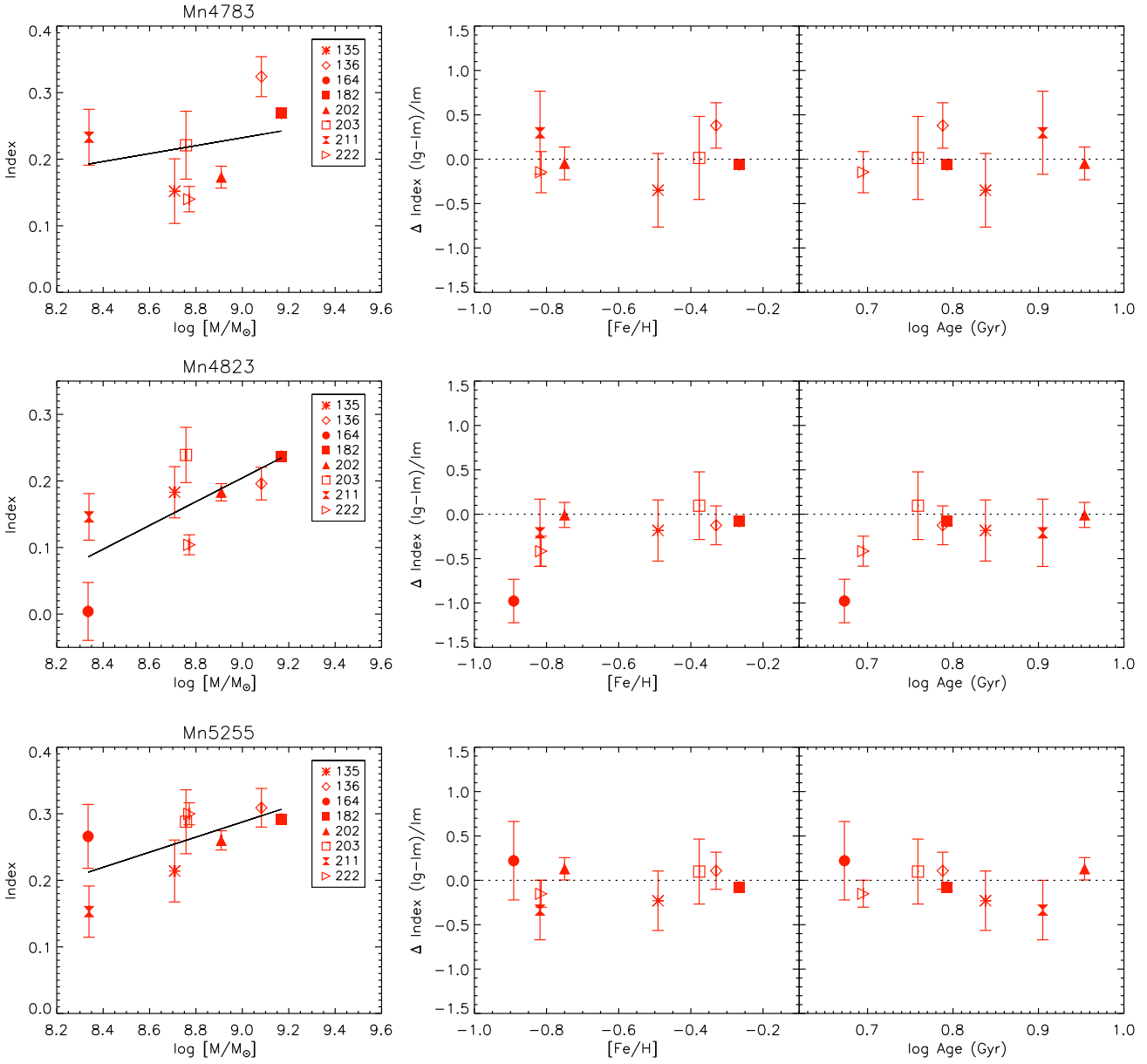
Galaksilerimiz için, tüm elementlerin bolluk oranı Güneş ölçeği değerinin altında veya ona yakın olduğu sonucuna ulaşılmıştır. Bu sonuç, bu çalışmadaki cüce galaksilerin Samanyolu diskinde olduğu gibi yıldızlarını yavaş oluşturdukları anlamına gelir. Burada Mg ve Ca için elde edilen sonuçlar Şen ve diğ. (2018)'de yayınlananlarla oldukça iyi bir uyum içerisindedir. Bu davranış, Conroy ve diğ. (2014) tarafından analiz edildiği gibi, cücelerden Samanyolu tipi galaksilere ve en büyük dev galaksilere kadar artan kütleli bir eğilime iyi uyum sağlamaktadır. $\sigma \simeq 100 \text{ km s}^{-1}$ içeren galaksiler Güneş'e yakın bolluk oranlarına sahipken, büyük galaksiler α elementlerinin birkaç diğer unsurla birlikte geliştirilir (bkz. Conroy ve diğ. 2014). Özellikle Na, Güneş ölçeği değerine kıyasla cüceler için Güneş'ten önemli ölçüde daha fakir ve dev



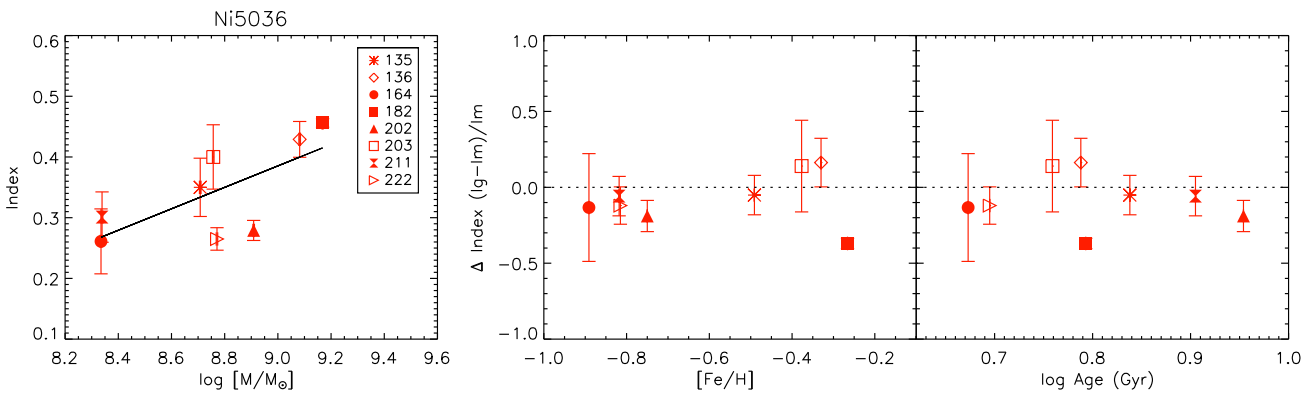
Şekil 5. Yeni tanımlanmış Ti çizgilerinin kütle fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.



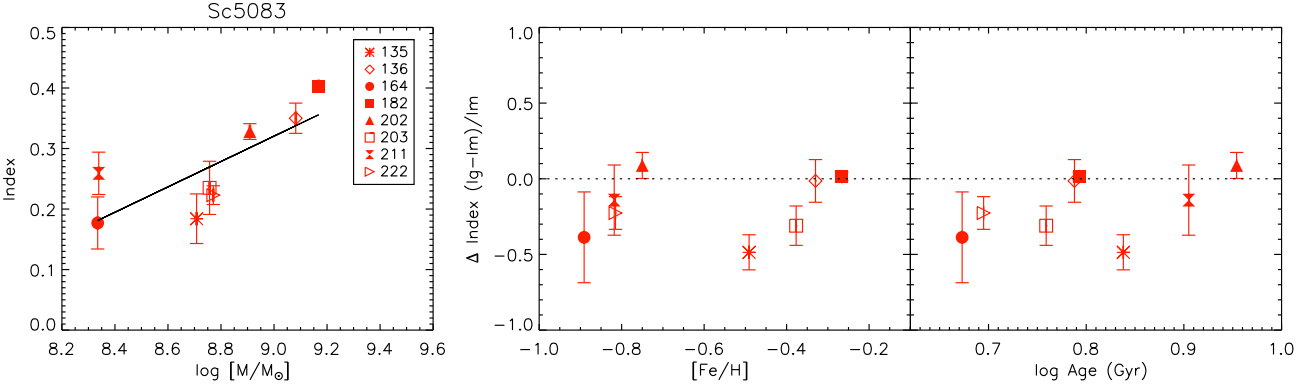
Şekil 6. Yeni tanımlanmış Na çizgisinin kütle fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.



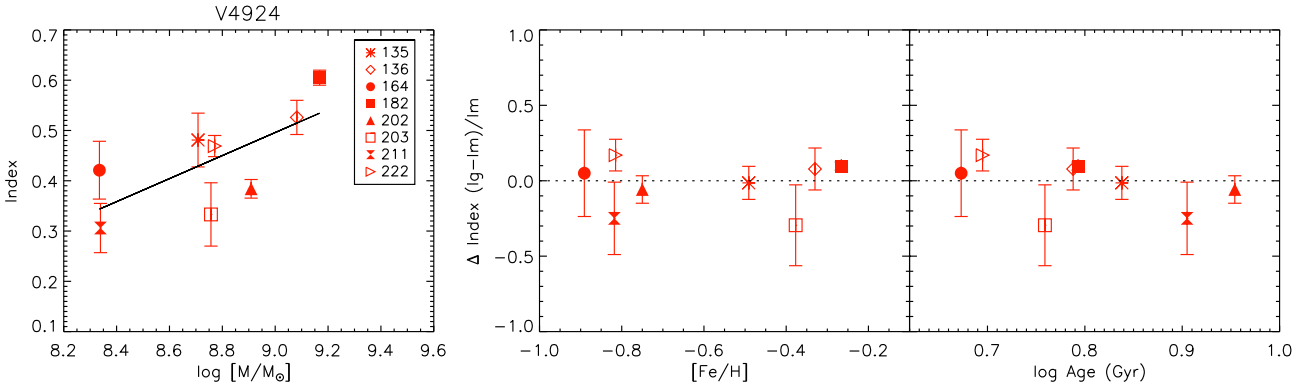
Şekil 7. Yeni tanımlanmış Mn çizgilerinin kütleli fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.



Şekil 8. Yeni tanımlanmış Ni çizgisinin kütleli fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.



Şekil 9. Yeni tanımlanmış Sc çizgisinin kütleli fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.



Şekil 10. Yeni tanımlanmış V çizgisinin kütleli fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.

eliptikler için çok daha yüksek olarak farklı bir ilişki gösterir (ör. Smith ve diğ. 2015; La Barbera ve diğ. 2017).

Bazı önemli unsurları belirtmemiz gerekir. $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ 'nin diğer Fe-pik elementlerin bolluk oranlarından biraz daha fakir olduğunu görüyoruz. Bu sonuç muhtemelen dE'lerimizin metalce fakir rejimindeki Galaktik yıldızlar için türetilen $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ oranlarıyla tutarlıdır, örneğin $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.5$ dex civarında $[\text{Mn}/\text{Fe}] \sim -0.2$ dex'tir. (Gratton 1989; McWilliam ve diğ. 2003). İkinci referans ayrıca Galaktik şişkin bölge ve Sagittarius cücelerindeki $[\text{Mn}/\text{Fe}]$ bolluğunun Güneş metal bolluğundan yaklaşık 0.2 daha düşük olduğunu gösterir. V'nin bolluğu henüz tam olarak belirlenmemiş olsa da, $[\text{V}/\text{Fe}]$ 'nin tüm metal bolluklarında (Gratton & Sneden 1991) ~ 0.0 dex civarında olduğu düşünülmektedir. Mn eksiklikleri bir nötron aşırı bağımlılığından kaynaklanıyorsa, bu çalışmada yalnızca tek bir çizgi indeksine dayanmamıza rağmen, mevcut dEs örneği için çıkarıldığı gibi V ve Sc'nin de aynı eğilimi izlemesi beklenir.

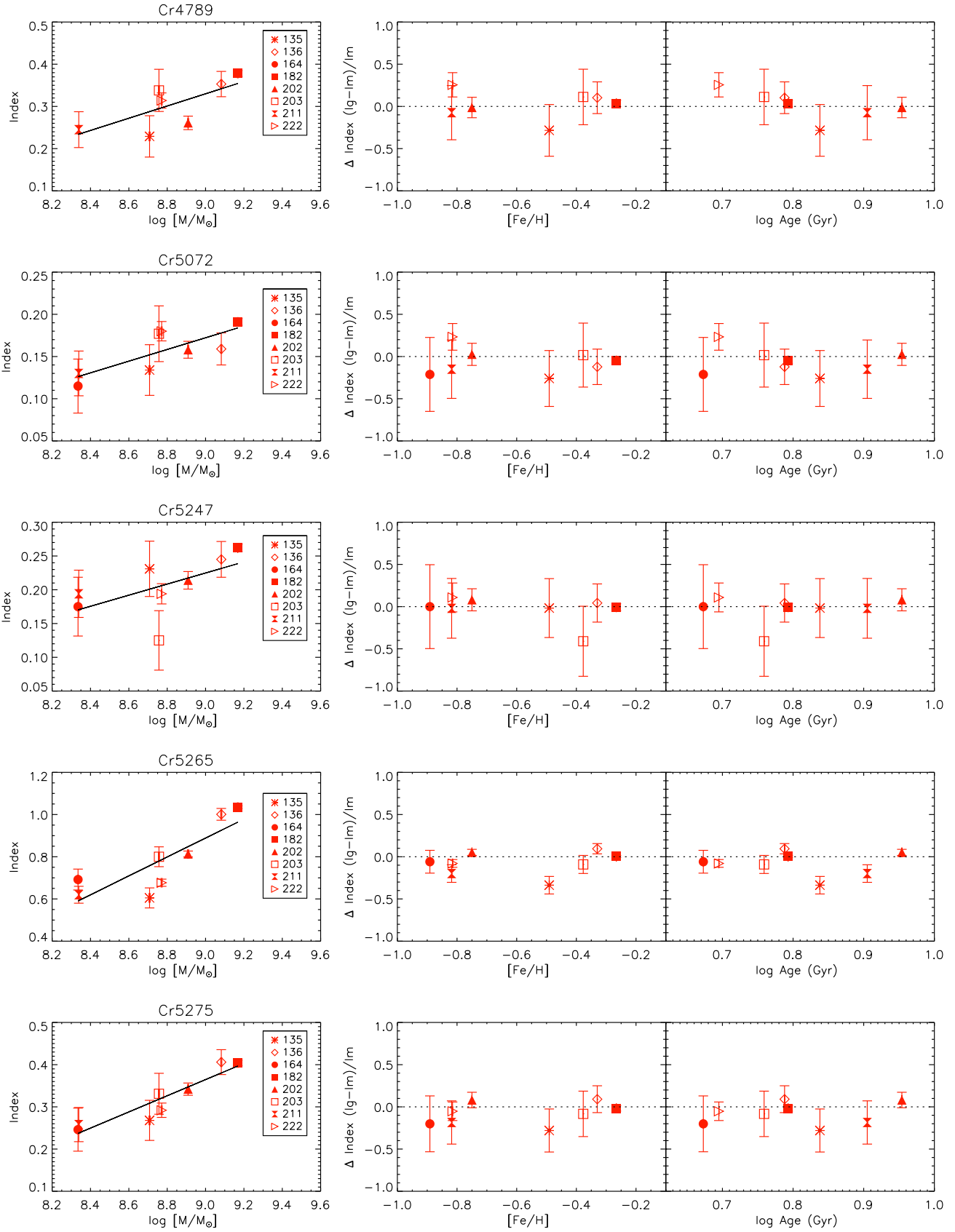
Na, nötron fazlalığına bağlı olarak büyük kütleli yıldızların içlerinde üretilen çok ilginç bir elementtir. Bu da yıldızdaki başlangıç ağır element bolluğuna bağlı olduğu anlamına gelir. dEs'deki modellere kıyasla Na değerlerinin düşük değerler gösterdiğini bulduk. Bu sonuçlar, Virgo dE'leri için $[\text{Na}/\text{Fe}]$ 'nin Güneş metal bolluğuna göre fakir olduğunu gösteren Şen ve diğ. (2018) sonuçlarıyla iyi bir uyum içindedir. Bunun, aşırı miktarda $[\text{Na}/\text{Fe}]$ bolluk oranları gösteren dev eliptikler için bulunan bolluk ile güçlü bir karşıtlık içindedir (örn. Conroy ve diğ. 2014;

La Barbera ve diğ. 2017). Bu bolluk oranı, galaksi kütleliyle de güçlü bir korelasyon gösterir.

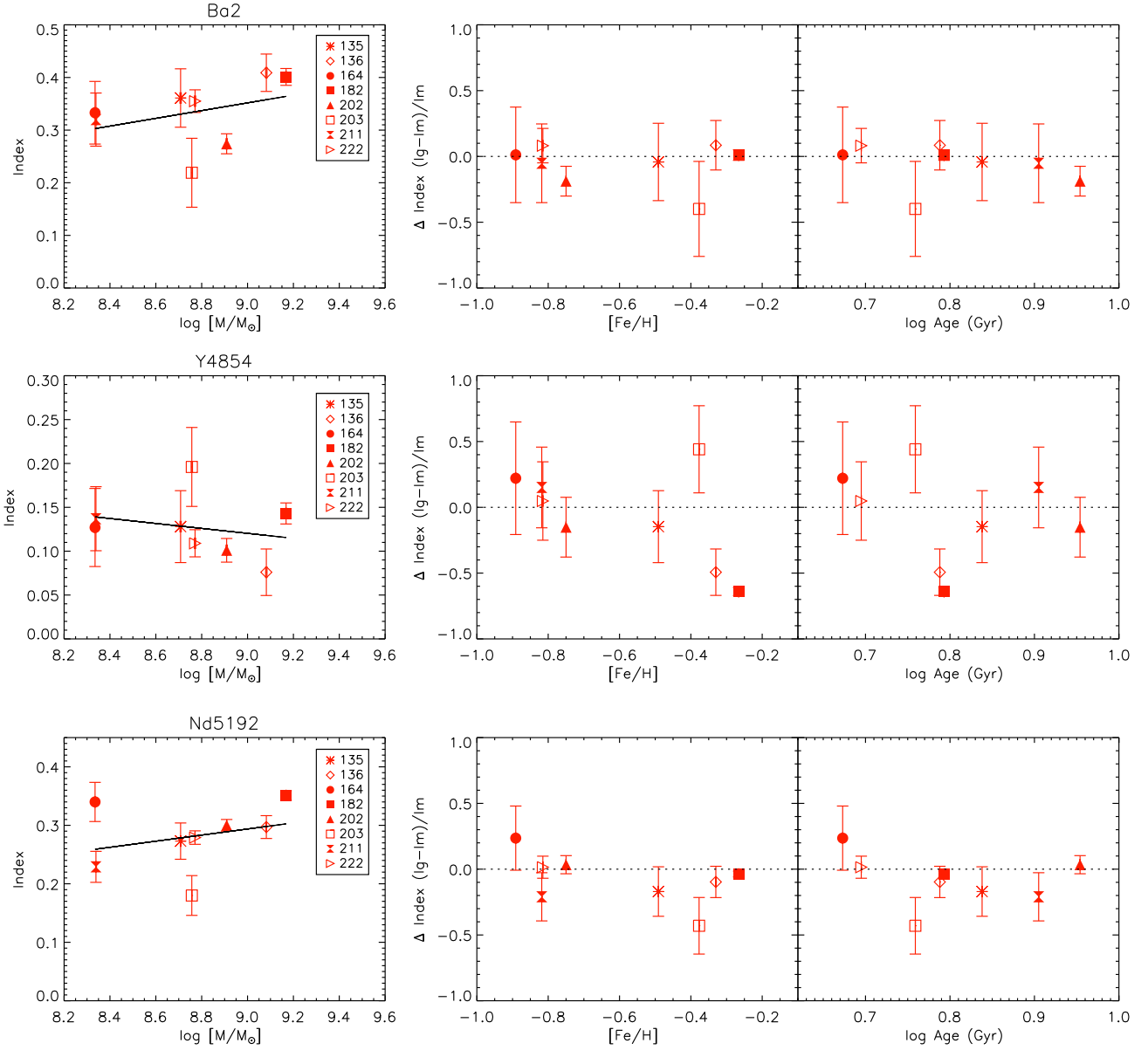
Disk benzeri bolluk oranları ile benzerlikler, dE'lerin oldukça yavaş oluşumlu yıldız oluşturan galaksilerden kaynaklandığını düşündürebilir. dE'lerin çoğunlukla yıldız oluşturan galaksilerin az olduğu yoğun ortamlarda bulunduğu göz önüne alındığında, kümeye ram basıncı sıyırma (örn. Binggeli ve diğ. 1988) yoluyla girerken yıldızlararası ortamlarını yitiren geç türdeki sarmallara veya yıldız oluşturan cücelere (örneğin düzensiz cüceler) işaret eder. Prensipinde galaksi etkileşimlerinin (Moore ve diğ. 1996) bu dönüşüme neden olması da mümkündür, ancak böyle bir durumda kümedeki konumun bir fonksiyonu olarak dE'lerin özelliklerinde şimdiye kadar görülmemeyen önemli değişikliklerin olması beklenir. Yıldız oluşturan cücelerin hareketsiz dE'lere dönüşmesi senaryosu, Scott ve diğ. (2020)'nin son kinematik sonuçlarıyla uyumludur. Bu yazarlar, dEs'deki dönme desteğinin, yıldız oluşturan cücelere benzer veya biraz daha düşük olduğunu göstermektedir. Dönme desteği ile küme merkezli mesafe arasında güçlü bir ilişki bulunamadı. dE'ler, Sd veya Sm galaksileri gibi geç tipteki sarmallardan oluşuyorsa, önemli miktarda açısal momentumun kaybolması gerekir; bu da dönüşümden sorumlu süreç olarak galaksi etkileşimlerini işaret eder.

5 Bulgular

- Bu çalışmada Yerel Grup dışındaki çözülmemiş cüce galaksilerdeki birçok elementin bolluk oranı ilk kez



Şekil 11. Yeni tanımlanmış Cr çizgilerinin kütlelerin fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.



Şekil 12. Yeni tanımlanmış ağır element çizgilerinin (Ba, Y ve Nd) kütle fonksiyonu olarak değişimi ve PEGASE.HR modelleri ile karşılaştırılması.

çalışmıştır. Bu, dE galaksilerinin sekiz örneği analiz edilerek yapıldı. SAMI kullanılarak $R \approx 5000$ çözünürlükte AAT'de gözlemlendi. Bu bolluk vekilleri, Samanyolu bolluk modelini izleyen model tahminlerine göre göreceli indeks sapmaları olarak elde edilmiştir.

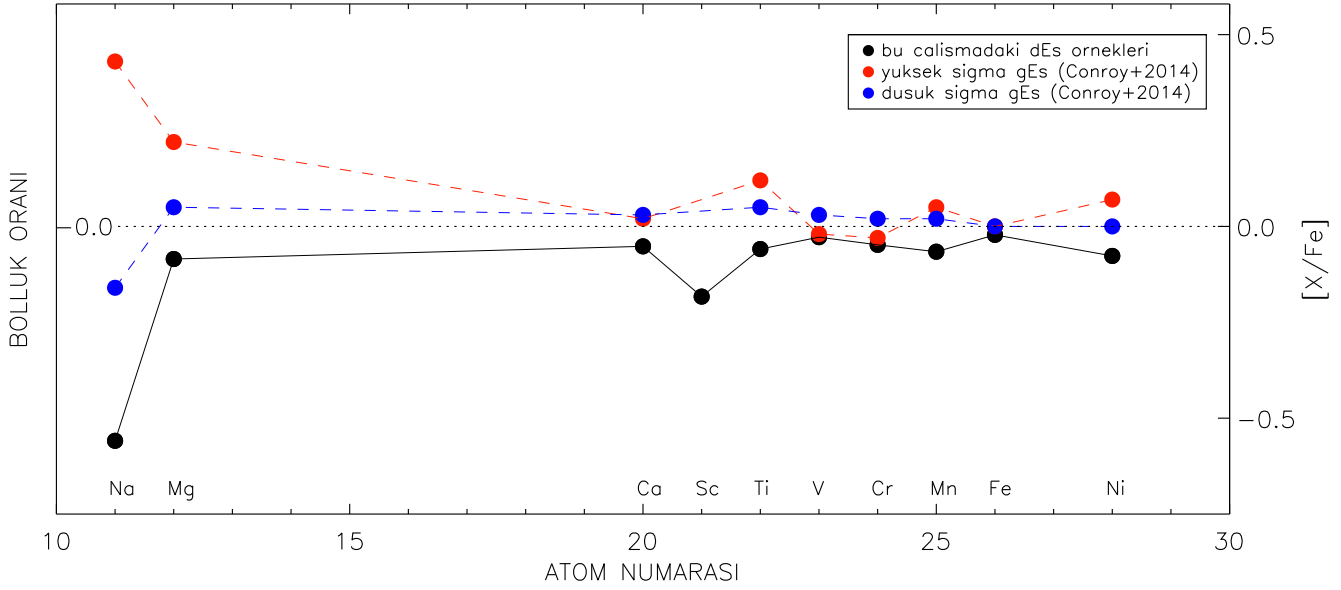
- **Venhola ve diğ. (2019)** tarafından küme üyeleri olarak sınıflandırılmış sekiz Fornax cüce galaksilerinden oluşan örnekler için yeni yüksek çözünürlüklü indeks sistemimizin soğurma çizgileri analiz edilmiştir.
- Yüksek çözünürlüklü tayf verilerimiz ve düşük hız dağılımı gösteren cüce örneklerimiz sayesinde yeni belirlenen indeks ölçümlerini yapılabilmiş ve bunlar PEGASE.HR modelleriyle karşılaştırarak 11 elemente ait bolluk oranı elde edilmiştir. Örneğimizdeki cüce galaksilerin Güneş metal bolluğuna yakın veya bu değer biraz altında bolluk oranlarına sahip olduğu sonucuna ulaşılmıştır. Bu model, büyük kütleli galaksilerin

(Conroy ve diğ. 2014) bolluğunun daha küçük kütlelere çıkarılmasıyla tutarlıdır.

- Bu cüce galaksilerin, Güneş metal bolluğuna göre oldukça fakir [Na/Fe] bolluk oranlarına sahip olduğu bulunmuştur. Bu sonuç, Şen ve diğ. (2018) tarafından yapılan Virgo kümesindeki dE'ler için bulunan [Na/Fe]'nin Güneş bolluğuna göre fakir olduğu sonucu ile uyumludur.
- Bu çalışma, VLT üzerindeki X-Shooter gibi güçlü araçlarla elde edilecek veriler ile küçük kütleli yıldız sistemlerine ilişkin gelecekteki çalışmalar için büyük potansiyele işaret etmektedir.

Teşekkür

Bu çalışma 118C553 numaralı proje kodu ile Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) tarafından desteklenmiştir.



Şekil 13. Bu çalışmadan elde edilen cüce eliptiklerin element bolluğu ile düşük ve yüksek hız dağılımlı gEs'lerin element bolluk özetleri (Conroy et al. 2014) verilmiştir. Burada belirtilen iki gEs örneğine uygulanan sağ dikey eksende bolluk oranı değerleri gösterilmiştir. Cüce gökadalarmız için bolluk oranı sol dikey eksende gösterilmiştir.



Kaynaklar

- Allen J. T., ve diğ., 2015, *MNRAS*, 451, 2780
 Binggeli B., Sandage A., Tammann G. A., 1988, *ARA&A*, 26, 509
 Bland-Hawthorn J., ve diğ., 2011, *Optics Express*, 19, 2649
 Bryant J. J., O'Byrne J. W., Bland-Hawthorn J., Leon-Saval S. G., 2011, *MNRAS*, 415, 2173
 Bryant J. J., Bland-Hawthorn J., Fogarty L. M. R., Lawrence J. S., Croom S. M., 2014, *MNRAS*, 438, 869
 Caldwell N., Rose J. A., Concannon K. D., 2003, *AJ*, 125, 2891
 Cardiel N., Gorgas J., Sánchez-Blázquez P., Cenarro A. J., Pedraz S., Bruzual G., Klement J., 2003, *A&A*, 409, 511
 Conroy C., Graves G. J., van Dokkum P. G., 2014, *ApJ*, 780, 33
 Croom S. M., ve diğ., 2012, *MNRAS*, 421, 872
 Gorgas J., Pedraz S., Guzmán R., Cardiel N., González J. J., 1997, *ApJ*, 481, L19
 Gratton R. G., 1989, *A&A*, 208, 171, *ADS*
 Gratton R. G., Sneden C., 1991, *A&A*, 241, 501, *ADS*
 Hamraz E., Peletier R. F., Khosroshahi H. G., Valentijn E. A., den Brok M., Venhola A., 2019, *A&A*, 625, A94
 Koleva M., de Rijcke S., Prugniel P., Zeilinger W. W., Michielsen D., 2009, *MNRAS*, 396, 2133
 Koleva M., Prugniel P., de Rijcke S., Zeilinger W. W., 2011, *MNRAS*, 417, 1643
 La Barbera F., Vazdekis A., Ferreras I., Pasquali A., Allende Prieto C., Röck B., Aguado D. S., Peletier R. F., 2017, *MNRAS*, 464, 3597
 Le Borgne D., Rocca-Volmerange B., Prugniel P., Lançon A., Fioc M., Soubiran C., 2004, *A&A*, 425, 881
 McWilliam A., Rich R. M., Smecker-Hane T. A., 2003, *ApJ*, 592, L21
 Michea J., Pasquali A., Smith R., Calderón-Castillo P., Grebel E. K., Peletier R. F., 2022, preprint, ([arXiv:2205.06281](https://arxiv.org/abs/2205.06281)), *ADS*
 Michielsen D., ve diğ., 2008, *MNRAS*, 385, 1374
 Moore B., Katz N., Lake G., Dressler A., Oemler A., 1996, *Nature*, 379, 613
 Paudel S., Lisker T., Kuntschner H., Grebel E. K., Glatt K., 2010, *MNRAS*, 405, 800
 Prugniel P., Soubiran C., 2001, *A&A*, 369, 1048
 Prugniel P., Soubiran C., 2004, *ArXiv Astrophysics e-prints*, , *ADS*
 Ryś A., Koleva M., Falcón-Barroso J., Vazdekis A., Lisker T., Peletier R., van de Ven G., 2015, *MNRAS*, 452, 1888
 Sandage A., Binggeli B., 1984, *AJ*, 89, 919
 Scott N., ve diğ., 2020, *MNRAS*, 497, 1571
 Skillman E. D., Kennicutt R. C., Hodge P. W., 1989, *ApJ*, 347, 875
 Smith R., ve diğ., 2015, *MNRAS*, 454, 2502
 Sybilka A., ve diğ., 2017, *MNRAS*, 470, 815
 Sybilka A., Kuntschner H., van de Ven G., Vazdekis A., Falcón-Barroso J., Peletier R. F., Lisker T., 2018, *MNRAS*, 476, 4501
 Toloba E., ve diğ., 2014, *ApJS*, 215, 17
 Vazdekis A., 1999, *ApJ*, 513, 224
 Vazdekis A., 2001, *Ap&SS*, 276, 839
 Vazdekis A., Peletier R. F., Beckman J. E., Casuso E., 1997, *ApJS*, 111, 203
 Venhola A., ve diğ., 2018, *A&A*, 620, A165
 Venhola A., ve diğ., 2019, *A&A*, 625, A143
 Şen Ş., ve diğ., 2018, *MNRAS*, 475, 3453
 Şen Ş., Peletier R. F., Vazdekis A., 2022, *MNRAS*, 515, 3472
 den Brok M., ve diğ., 2011, *MNRAS*, 414, 3052

Access:

M23-0377: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Bir Galaksi Tarifi

Olcay Plevne¹  

¹ Istanbul University, Faculty of Science, Department of Astronomy and Space Sciences, 34119, Beyazıt, Istanbul, Turkey

Accepted: November 15, 2022. Revised: November 13, 2022. Received: October 20, 2022.

Özet

In this study, the formation and evolution of the Milky Way was investigated using the Delayed Binary Collapse Model. Using a precisely selected star sample from APOGEE, GALAH and Gaia sky scans, the disk region between 5-11 kpc from the galaxy center to the plane was divided into three regions with a width of 2 kpc and modeled for five elements, and the information obtained from the model was compared with the observational findings. While the observational and model gradient results obtained in the study were consistent with the literature for the thin disc, a sensitive negative radial element abundance gradient was obtained for the thick disc, unlike the literature. The results obtained from the model show that contrary to the general belief in the literature, the formation of the Galaxy disk can be explained by an outside-in formation scenario.

Abstract

Bu çalışmada Samanyolu'nun oluşumu ve evrimi Geciken İkili Çökme Modeli kullanılarak araştırılmıştır. APOGEE, GALAH ve Gaia gökyüzü taramalarından hassas bir şekilde seçilen yıldız örneği kullanılarak galaksi merkezinden düzlemne 5-11 kpc uzaklığı arasındaki disk bölgesi 2 kpc genişliğinde üç bölgeye ayrılarak beş element için modellenmiş ve modelden elde edilen bilgiler gözlemsel bulgularla karşılaştırılmıştır. Çalışmada elde edilen gözlemsel ve modelsel gradyent sonuçları ince disk için literatürle uyumlu sonuçlar elde edilirken kalın disk için literatürden farklı olarak hassas negatif bir radyal element bolluğu gradyenti elde edilmiştir. Modelden elde edilen sonuçlar literatürdeki genel kanının aksine Galaksi diskinin oluşumunun dıştan içe bir oluşum senaryosuyla açıklanabileceğini göstermektedir.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: general, Galaxy: formation, Galaxy: evolution

1 Giriş

Samanyolu'nun yapısını anlamaya ilişkin ilk çalışmalar 19. yüzyılın ortalarında **Herschel (1847)** tarafından yapılmıştır. Herschel günümüzde kullanılan gökyüzü tarama tekniklerinin ilkinin ortaya koyarak kişisel bir çabıyla bütün gökyüzünü gözlemiş ve ilk defa güney gökyüzünün ayrıntılı haritasını çıkaran kişi olmuştur. Yaptığı gözlemlerde basitçe sönük yıldızların daha uzak, parlak yıldızların ise daha yakın olduklarını varsayarak ilk Samanyolu haritasını oluşturmuştur.

İlk çağlarda başlayan evrenimizin oluşumunu anlama ve gözlemleri bu düşüncelerle açıklama çabaları Galileo'nun daha geniş ve bilinmeyen bir evrene açılan keşfiyle yön değiştirerek 20.yy'a kadar tekrar bir keşif ve gözlem çabasına dönüşmüştür. Zaman içerisinde gelişen teknoloji ve biriken gözlemler 20.yy'a gelindiğinde tekrar oluşumu ve gözlemleri açıklama çalışmalarının sıklaşmasına sağlamıştır. Bu anlama ve açıklama çalışmalarını tekrardan gündeme oturtan ve hız veren bulgu ise Edwin Hubble'ın 1920 yılında Mount Wilson Gözlemevinde zamanının en büyük teleskoplarından biriyle yaptığı gözlemlerdir. Hubble gözlediği diğer galaksilerin radyal hızlarını ölçmüş ve Sefid yıldızları sayesinde ölçtüğü uzaklıklar yardımıyla, galaksilerin uzaklıkları arttıkça daha hızlı uzaklaştıkları sonucunu elde etmiştir. Bu gözlem o dönemde kabul gören Durağan Evren fikri yerine günümüzde kabul gören ve birçok gözlemsel bulguyu açıklayan Büyük Patlama Teorisinin ortaya çıkmasını sağlamıştır.

Gelişen teknolojiyle birlikte tayf gözlemlerinin başlaması

ve yıldızların sahip olduğu element bolluğu değerlerinin ölçülmesiyle birlikte açıklanması gereken çok daha fazla gözlemsel bulgu elde edilmeye başlanmıştır. Fred Hoyle, çevremizdeki elementlerin yıldızların içerisindeki nükleosentez reaksiyonlarıyla, yıldızların merkezlerinde üretildiğini savunmasıyla (**Hoyle 1946; Hoyle 1954**) evrenin ve Galaksinin oluşumu ve evrimi sorusuna artık kimyasal evrim ve elementleri oluşturan yıldızların geçişinin de nasıl olduğu sorusu eklenmiştir. Bu sorunun devamında, günümüzde, modern astrofiziğin cevap aranan güncel sorularının başında, "Galaksimizin nasıl oluştuğu ve evrimleştiği" sorusu gelmektedir. Günümüzde bu soruya cevap arayan araştırmalara "Galaktik Arkeoloji" adı verilmektedir. Bu çalışmalar Galaksimizin günümüzdeki gözlemsel özelliklerinin ortaya konmasını ve bu özelliklerin geçmişte hangi süreçlerle ortaya çıktığının anlaşılmasını amaçlamaktadır. Bu çalışmaların ilk örneği Eggen, Lyden-Bell ve Sandage tarafından yayınlamıştır (**Eggen ve diğ. 1962**). Araştırmacıların soyadlarının baş harfleriyle anılan ELS modeli, bu çalışmalarında ortaya çıkmıştır. ELS modeli yıldızların konumlarıyla, demir bollukları ([Fe/H]) arasında bir bağlantı kurarak, Galaktik düzlem boyunca Galaksi merkezinden disk sınırına doğru gidildikçe ve aynı zamanda Galaktik düzlemde uzaklaştıkça gözlenen [Fe/H] azalmasının, Galaksinin [Fe/H] bakımından fakir bir ilkel galaktik bulutun dıştan içe görece hızlı sayılabilecek bir zaman aralığında çökmesiyle oluştuğunu ve bu çökmenin devamında gazın açıl momentum sebebiyle disk düzleminde toplanarak diski oluşturduğunu öne sürer. ELS modeli Galaktik disk yıldızları için gözlemsel bulguların birçoğunu açıklasa da Galaksinin halo yıldızlarında gözlenen eş metal bolluğunu ve

* olcayplevne@istanbul.edu.tr

dar yaş aralığını açıklayamamaktadır. Bu gözlemsel özellikleri açıklamak için Searle & Zinn (SZ, 1978) Galaksinin tek bir ilkel galaktik bulut yerine birden fazla küçük bulutun bir araya gelerek oluştuğunu önermiştir. Küçük bulutlardan öncelikle merkezde bulunan şişkin bölgenin ve halo küresel kümelerinin oluştuğunu, arta kalan gazın diske yığılmasıyla diskin oluştuğunu öne sürmüştür. Bahsedilen bu iki çalışma Galaktik arkeoloji çalışmalarının ilk örnekleridir.

Zamanla ilerleyen teknoloji ve gözlenen yıldızların sayısındaki artış Galaksi diskinde başka gözlemsel özellikleri ortaya çıkarmıştır. Yıldızların gözlenen sayı yoğunlukları incelendiğinde Galaksi diskinin tek bir yapı olmadığı, iki ayrı bileşenden meydana geldiği ve bu ikincil bileşenin diğer galaksilerde gözlenen kalın disk olduğu keşfedilmiştir (Gilmore & Reid 1983; Gilmore & Wyse 1985). Diskin iki bileşenli yapısı ELS ve SZ modellerinin önerdiği tek bir çökme olayıyla açıklanamamaktadır. Ortaya çıkan bu yeni gözlemsel bulgular yeni bir açıklama ve model gerektirmiştir. İkili çökme modeli (Chiappini ve diğ. 1997) bu gözlemsel bulguları açıklamak için iki farklı çökme zamanı öne sürer. Bu modele göre Galaksi metalce fakir bir ilkel galaktik buluttan oluşmuştur. Bu bulut öncelikle görece kısa bir zaman ölçeğinde (~ 1 Gyl) çökerek şişkin bölgeyle birlikte haloyu oluşturur ve kalın disk bileşenin büyük bir bölümü bu zaman aralığında meydana gelir. Bu sürecin devamında diskte görece daha uzun bir çökme dönemi başlar (~ 8 Gyl) ve diskteki gaz içten dışa doğru çökerek ince diski ve kalın diskin kalanını oluşturur. Bu model ince disk ve kalın disk bileşenin farklı zamanlarda oluştuğunu ve bu sebeple kimyasal özellikleri bakımından birbirinden ayrılabilmesini öne sürer.

Samanyolu'nun yapısını anlama serüveni Herschel (1847)'in çalışmasıyla başlamış olsa da teknolojinin yavaş gelişmesi ve bu tarz çalışmaların zahmetli ve de uzaklık ölçümlerinin çok duyarlı olmaması sebebiyle 20. yüzyılın ortalarına kadar, bu alanda fazla çalışma yapılmamıştır. Gelişen CCD teknolojisiyle birlikte farklı dalgaboyuna ve gözlem stratejisine sahip fotometrik gökyüzü taramaları (SDSS, WISE, 2MASS, CADIS, BATC, UKIDSS/VISTA) başlamıştır. Bu fotometrik taramaların yanı sıra ESA (European Space Agency, Avrupa Uzay Ajansı) tarafından uzaya 1989 yılında fırlatılan Hipparcos uydusu, V bandında 8 kadir parlaklığından daha parlak olan yaklaşık 120,000 cismin trigonometrik paralaksını ve öz hareket ölçümlerini 3.5 yıl gözleyerek, o zamana kadar yapılmış en hassas ölçümlerle Güneş civarındaki yıldızların konum ve hareket verilerini toplamıştır. Bu uydusu verileri Herschel'in başlattığı Samanyolu haritasının ilk duyarlı örneğinin oluşmasını sağlamıştır.

Teknoloji zaman içerisinde ilerledikçe ve yapılan çalışmalar Samanyolu'na ait yeni bilgileri açığa çıkardıkça, fotometrik ve uzay tabanlı gökyüzü taramalarına ek olarak 21.yy'a gelindiğinde farklı dalgaboyu aralıklarında tayfsal gökyüzü taramaları (RAVE, APOGEE, GAIA-ESO, LAMOST, GALAH) başlatılmıştır. Tayfsal taramalar fotometrik gözlemler kadar çok sayıda yıldızla ait veri sunmasa da yaptıkları ölçümler sayesinde sayıları gün geçtikçe artan nesnenin, radyal hızı, etkin sıcaklığını, yüzey çekim ivmesini ve farklı elementlere ait bolluk verilerini elde etmektedirler. Gün geçtikçe artan gözlem sayısı Galaksimiz hakkında yeni özelliklerin ortaya çıkmasını ve Samanyolu'nun oluşumu ve evrimine dair soruların daha net cevaplanmasını sağlamaktadır.

Hipparcos uydusunun başarısından sonra ESA 2013 yılında Gaia uydusunu fırlattı. Bu uydusu gökyüzündeki her bir alanı en az

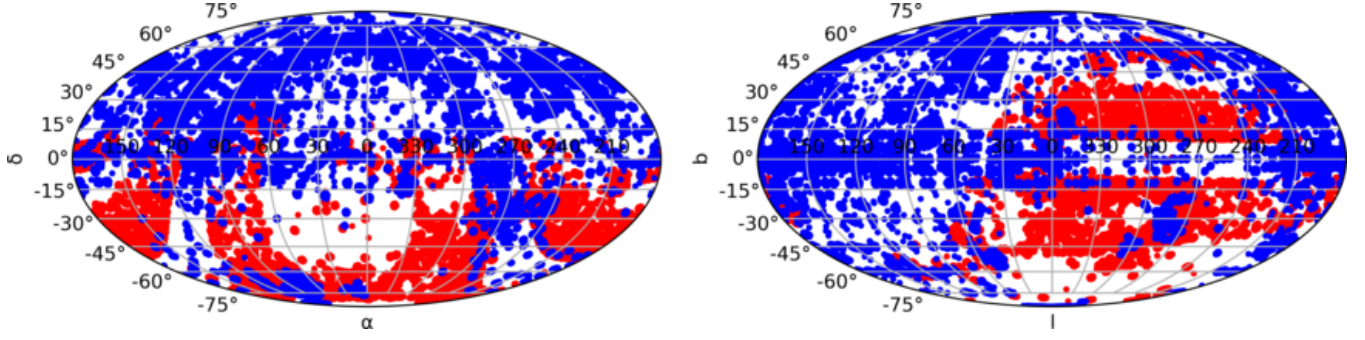
70 kez gözlemleyerek G bandında 20 kadir parlaklığa kadar olan yıldızların, konum, radyal hız, öz hareket, paralaks, fotometrik parlaklık (G , G_{BP} , G_{RP}) verilerinin yanı sıra yıldızların etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, farklı elementlere ait bolluk verisi gibi gözlemsel parametrelerini de ölçmeyi planlamaktadır. Görevi halen devam etmekte olan uydusu şu ana kadar yayınladığı iki ana ve bir de öncül veri sürümüyle 1 milyardan fazla nesneye ait verileri elde etmeyi başarmıştır. 2022 yılında yayımlanan üçüncü ana sürümlerinde ise 28 milyondan fazla yıldızın tayfsal parametreleri verilmiştir (Gaia Collaboration ve diğ. 2022). Gaia uydusunun sağladığı ve sağlayacağını açıkladığı veriler şu ana kadar yapılmış bütün gökyüzü taramalarından daha fazla verinin ışığında Samanyolu'nu anlama çabalarımızın hızlanacağını ve birçok yeni bilgiyle birlikte modellerin de şu ana kadar hiç karşılaşılmamış bir veriyle sınanacağını göstermektedir.

İkili çökme modelinin öngörüsü olan popülasyonlar arası element bolluğu farkı, tayfsal gökyüzü taramaları sayesinde $[Fe/H] \times \alpha/Fe$ düzleminde iki modlu bir yapının gözlenmesiyle (Freeman & Bland-Hawthorn 2002) 21.yy'ın başında ilk sınavını vermiş ve öngördüğü farklılık gözlemlerle desteklenmiştir. İlerleyen yıllarda araştırmacılar göstermiştir ki bu düzlemde gözlenen iki modlu yapı Galaksi diski boyunca farklı yarıçaplarda da kendini göstermektedir (Haywood 2008; Hayden ve diğ. 2015; Haywood ve diğ. 2019). Bu yapı ikili çökme modeliyle öngörülse de modelin orijinal versiyonuyla gözlemlerle tam olarak uyumlu sonuçlar vermemiştir. Zaman içerisinde ikili çökme modeline iki çökme dönemi arasında bir gecikme zamanı eklenmesiyle model yenilenmiş ve elde edilen gecikmeli iki çökme modeli $[Fe/H] \times \alpha/Fe$ düzleminde gözlenen iki modlu dağılıma uyumlu tahminler sunmuştur (Spitoni ve diğ. 2009, 2019, 2020, 2021). İkili çökme modeli yıllar içerisinde yenilense de Galaksimizin oluşumunu ve evrimini açıklayan en iyi modellerden biri olarak halen güncelliğini korumaktadır.

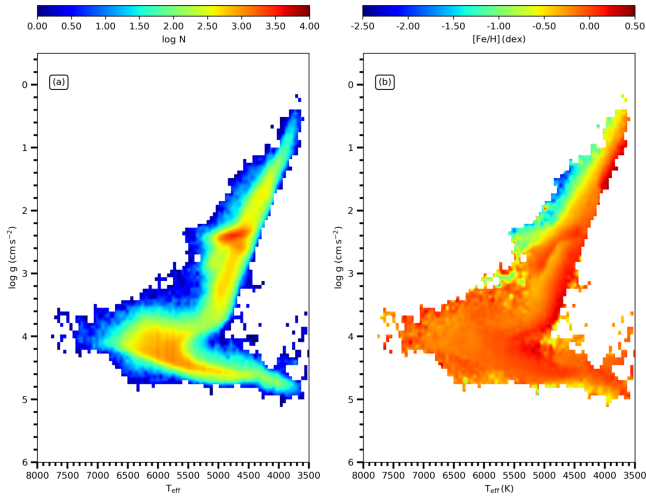
Bu çalışmada Güneş civarının kimyasal evriminin anlaşılması ve bu bölgedeki popülasyonların gözlemsel özelliklerinin araştırılması amaçlanmıştır. Çalışmada kullanılan verilerin seçimi §2'de; yapılan kinematik, dinamik, yaş hesapları ve popülasyon tayini §3'de; kimyasal model ve modele ait sonuçlar §4'te ve çalışmaya ait sonuçlar §5'te anlatılmıştır.

2 Veri Seçimi

Bu çalışmada APOGEE DR16 (Ahumada ve diğ. 2020), GALAH DR3 (Buder ve diğ. 2021) ve Gaia eDR3 (Gaia Collaboration ve diğ. 2021) kataloglarından alınan yıldızlar kullanılmıştır. APOGEE ve GALAH taramalarında gözlenen yıldızların atmosfer model parametreleri ve element bolluğu verileri kullanılırken, bu kataloglarda gözlenen yıldızların öz hareket ve trigonometrik paralaks verileri Gaia taramasından alınmıştır. Çalışmada kullanılacak yıldızlar seçilirken her bir taramanın verdiği kalite kriterleri dikkate alınarak taramaların verdiği en iyi ölçüm değerlerinin kullanılması amaçlanmıştır. Veri seçimi yapılırken atmosfer model parametreleri taramanın yazılım hattından (pipeline) sorunsuz bir şekilde geçmiş verilerin yanı sıra S/N (sinyal/gürültü) oranı GALAH için ≥ 40 alınırken bu değer APOGEE için ≥ 100 'dür. Gaia taramasından gelen veriler ise $\sigma_{\omega}/\omega \leq 0.10$ (rölatif paralaks hatası) olarak seçilmiştir. Bu kriterler kullanılarak oluşturulan veri setinde 254,678 yıldızla ait yüksek çözünürlüklü tayf gözlemlerinden elde edilmiş atmosfer model parametreleri, seçilen beş farklı elemente (Mg, Ca, Ti, Si, Fe) ait bolluk, radyal hız, trigonometrik paralaks ve öz hareket verileri bulunmaktadır.



Şekil 1. 254678 yıldızdan oluşan ana katalogun göksel ekvatorial ve galaktik koordinat sistemlerindeki dağılımları (kırmızı: GALAH yıldızları, mavi: APOGEE yıldızları).



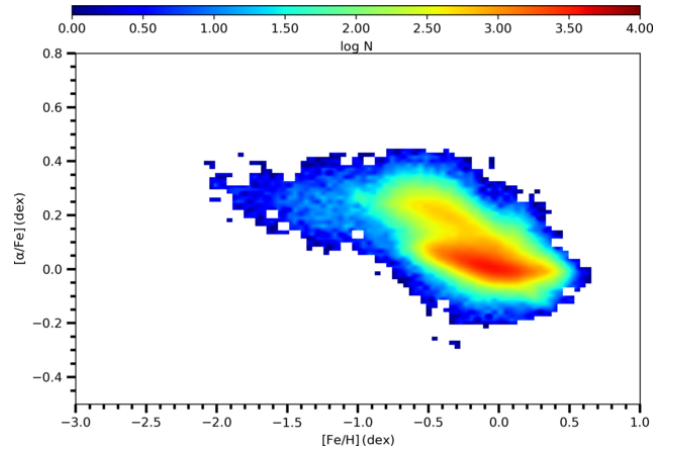
Şekil 2. Ana katalogdaki 254,678 yıldızın HR diyagramı (sol panel: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş, sağ panel: $[Fe/H]$ bolluk değerine göre renklendirilmiş).

Oluşturulan ana katalogun gökyüzündeki dağılımı Şekil 1'de gösterilmiştir.

Şekil 1'de görülmektedir ki kuzey yarıkürede gözlem yapan APOGEE ile güney yarıkürede gözlem yapan GALAH taramalarının birleştirilmesi sonucunda neredeyse bütün gökyüzünü kapsayan bir ana katalog elde edilmiştir. İki gökyüzü taramasının kendi gözlem stratejilerinden kaynaklanan boşluklar oluşsa da genelde gökyüzüne homojen bir şekilde dağıldığı görülmektedir.

Birleştirme sonucu gökyüzünde yansız bir dağılım gösteren ana kataloga ait yıldızların Kiel diyagramı Şekil 2'de gösterilmiştir. Ana katalogu oluşturan gökyüzü taramalarının gözlem dalgaboyu aralıkları ve parlaklık aralıkları birbirinden farklı olsa da Kiel diyagramından görüldüğü üzere bütün ışma gücü sınıfları; anakol, altdev bölgesi, kırmızı dev kolu ve hatta kırmızı yığın yıldızları rahatlıkla seçilebilmektedir.

Ana katalogun kimyasal düzlem üzerindeki dağılımı Şekil 3'te gösterilmiştir. Şekil incelendiğinde görülmektedir ki ince disk ve kalın disk bileşenlerini temsil eden iki ana yoğunluk bölgesinin dışında, metalce fakir, $[Fe/H] < 1$ dex, bölgeye doğru uzanan kuyruğumsu bir yapı dikkat çekmektedir. Burada görülen yapı çoğunlukla Galaksimizin halo bileşenine ait yıldızlardan oluşmaktadır. Şekilde görülmektedir



Şekil 3. 254,678 yıldızdan oluşan ana katalogun kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı.

ki Galaksimizin üç ana bileşenine ait yıldızlar katalogumuzda bulunmaktadır. Halo yıldızları sayıca az olsalar bile çalışmanın temel amacı için verinin içinde bulunmaları önem arz etmektedir.

3 Kinematik, Dinamik, Yaş Parametrelerinin Hesaplanması ve Popülasyon Tayini

Bu çalışmada kullanılan yıldızların uzay hızları Johnson & Soderblom (1987) tarafından oluşturulan algoritma izlenerek hesaplanmıştır. Bu algoritmaya göre, yıldızların ekvatorial koordinatları, öz hareketleri, uzaklıkları veya trigonometrik paralaksı ve radyal hızları bilindiğinde, U , V ve W uzay hızı bileşenleri ile bu bileşenlerin hataları hesaplanabilir. Uzay hızı bileşenlerinin yönlerinin belirlenmesinde sağ el koordinat sistemi seçilmiştir. Sağ el koordinat sistemine göre tayin edilen U , V ve W hız bileşenleri vektörel yönleri sırasıyla, Galaksi merkezi, Galaksinin dönme ve Kuzey Galaktik Kutup (KGK) doğrultusundadır. Uzay hızları Blaauw ve diğ. (1960) tarafından tanımlanan Galaktik koordinat sistemi temel alınarak hesaplanmıştır. Çalışmamızda diferansiyel dönme düzeltmeleri Mihalas & Binney (1981) tarafından verilen bağıntılar yardımıyla yapılmıştır. Bu çalışmada yıldızların uzay hızlarına yapılan son düzeltme Yerel Durağanlık Standardı (Local Standard of Rest) düzeltmesidir. Bu düzeltme, yıldızları hesaplanan uzay hız bileşenlerinden Güneş'in kendi uzay

hız bileşenlerini arındırmak için yapılır. Çalışmada LSR düzeltilmesi için Coşkunoglu ve diğ. (2011) tarafından verilen $U_{\odot}=8.50\pm 0.29$, $V_{\odot}=13.384\pm 40.43$, $W_{\odot}=6.49\pm 0.26$ km s^{-1} değerleri kullanılmıştır. Yapılan hesaplamalar ve düzeltmeler sonucunda yıldızların uzay hızları eylemsiz referans sistemine aktarılmıştır.

Yıldızların Galaktik yörünge parametrelerinin hesaplanmasında Bovy (2015) tarafından geliştirilen *Galpy Python* kütüphanesinin fonksiyonları kullanılmıştır. *Galpy python* kütüphanesinin içinde bulunan *MWPotential2014* potansiyeli altında yıldızlar 5 Gyl boyunca hareket ettirilerek yörüngeleri oluşturulmuştur. Yörünge hareketi sonucunda yıldızın yörüngesini betimleyen Z_{max} , R_a , R_p , e_p parametreleri elde edilmiştir. Z_{max} yıldızın yörünge hareketi boyunca Galaktik düzlemde en fazla uzaklaştığı dik uzaklık, e_p yıldızın yörüngesinin Galaktik disk düzlemindeki bileşeninin dış merkezliği, R_a ve R_p sırasıyla, yıldızın Galaksidedeki yörüngesinin Galaksi merkezine göre enberi ve enöte noktaları olup, yörüngenin Galaksi merkezine göre ortalama uzaklığı temsil eden $R_m=(R_a + R_p)/2$ şeklinde hesaplanmıştır.

Yıldızların yaş tayini için Pont & Eyer (2004) ve Jørgensen & Lindegren (2005) tarafından geliştirilen Bayes Yaş Tayin Yöntemi kullanılmıştır. Bayes yaş tayin yöntemi, teorik yıldız evrim modellerinin yaş (τ), metal bolluğu (ζ) ve kütle (m) bilgisini etkin sıcaklık (T_{eff}), logaritmik yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve gözlemsel metal bolluğu ($[M/H]$) cinsinden ifade edebilmesine dayanır. Bu yöntem, teorik modellerdeki gözlenebilir parametreleri gözlemsel değerlerle karşılaştırarak ve Galaksinin geçirdiği oluşum süreçlerini de öncül bilgi olarak kabul edip, yıldızın ait yaşı Bayes istatistik yardımıyla hesaplar.

Bu çalışmada Bayes yaş tayin yöntemi için PARSEC (Bressan ve diğ. 2012) eş-yaş eğrileri kullanılmıştır. PARSEC kütüphanesinden $-2.4 \leq [Fe/H] \leq 0.5$ dex ve $0 < \tau \leq 13$ Gyl aralığında sırasıyla 0.01 dex ve 0.1 Gyl adımlarla eş-yaş eğrileri elde edilmiştir. Oluşturulan bu hassas adımlı model seti çalışmada yıldız yaşlarının tayini için önemlidir. Modelin bu kadar hassas adımlarla elde edilmesi tayin edilen yaşta duyarlılığı arttırmıştır. Bu çalışmada yıldız yaşları yukarıda anlatılan yöntem ile hesaplanmıştır.

Seçilen yıldızların ait oldukları popülasyonların belirlenebilmesi için çalışmada yeni bir popülasyon ayırma yöntemi geliştirilmiştir. Bu yöntem Toomre diyagramı ve $[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$ diyagramının birleşiminden oluşan dört boyutlu uzayda Gaussian Mixture Model kullanılarak her bir popülasyon için -ince disk, kalın disk, halo- birer dört boyutlu Gauss yüzeyi oturularak geliştirilmiştir. Bu yöntemle ait detaylı bilgiyi hazırlanmakta olan Plevne ve diğ. (2022) çalışmasından elde edilebilir. Çalışmada popülasyon ayırma geliştirilen bu yöntemle yapılmıştır.

4 Kimyasal Evrim Modeli

Çalışmada günümüzde diskin gözlemler yapısını en iyi şekilde tahmin eden İkili Çökme Modelinin (Chiappini ve diğ. 1997) genişletilmiş versiyonunu (Spitoni ve diğ. 2009, 2019, 2020, 2021) Geciken İkili Çökme Modeli, Güneş civarının kimyasal evrimini anlamak ve Galaksinin oluşumundan günümüze geçen süreç boyunca evrimine etki eden parametreleri tahmin etmek için kullanılmıştır. Modelin temel ifadesi Denklem 1 ile

verilmiştir.

$$\begin{aligned} \dot{G}_i(t) = & -\psi(r, t)Z_i(r, t) \\ & + \int_{M_L}^{M_{Bm}} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \phi(m) dm \\ & + A_{Ia} \int_{M_{Bm}}^{M_{BM}} \phi(M_B) \\ & \left[\int_{\mu_m}^{0.5} f(\mu) \psi(t - \tau_{m2}) Q_{mi}^{SNIa}(t - \tau_{m2}) d\mu \right] dM_B \\ & + (1 - A_{Ia}) \int_{M_{Bm}}^{M_{BM}} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \phi(m) dm \\ & + \int_{M_{Bm}}^{M_U} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \phi(m) dm \\ & + Z_{A_i} \mathcal{I}_i(r, t). \end{aligned} \quad (1)$$

Denklem 1'deki metalce zenginleşen gaz kütesinin zamanla değişimi $\dot{M}_{Z_i} = \dot{G}_i(t)$ olarak ifade edilmiştir. Aynı denklem içerisinde yıldız oluşum oranı (SFR, $\psi(r, t)$) Schmidt-Kennicutt (Schmidt 1959; Kennicutt 1989, 1998) yasası olarak bilinen aşağıdaki denklem ile tanımlanmıştır:

$$\psi(t) = \nu \sigma_g(t)^k. \quad (2)$$

Burada, ν yıldız oluşum etkinliğini (SFE), σ_g gazın yüzey yoğunluğunu ifade ederken, $k=1.4\pm 0.15$ olarak tanımlanmaktadır. Bu denklem literatürde iyi bilinen ve kabul gören bir yıldız oluşum oranını temsil eder.

Denklem 1'de verilen ikinci terim, yaşamlarını beyaz cüce olarak sonlandıran yıldızların ölümleri sonrası yıldızlar arası ortamı zenginleştirmesini (R_{WD}) tanımlar. Üçüncü terim Tip Ia süpernovası geçiren çift sistemlerin katkısını (R_{Ia}), dördüncü terim Tip Ia geçirmeyen çift sistemlerin katkısını (R_B) tanımlar. Beşinci terim ise Tip II süpernovası geçiren büyük kütleli tek yıldızların yıldızlararası ortamı zenginleştirmesini (R_{II}) tanımlar. R_{WD} ile verilen küçük kütleli yıldızların katkısını tanımlayan integralde M_L kimyasal evrime katkı yapabilen en küçük kütleli yıldız tanımlar ve değeri $0.8 M_{\odot}$ 'dir. M_{Bm} ise yaşamını beyaz cüce olarak sonlandıracak ve Tip II süpernovası geçirmeyecek en büyük kütleli tanımlar ve değeri $8 M_{\odot}$ 'dir. $\phi(m)$, Denklem 1'te Başlangıç Kütle Fonksiyonunu (IMF) ifade etmektedir. IMF için Scalo (1986) tarafından verilen zamandan bağımsız fonksiyon tercih edilmiştir.

Denklem 1'de tanımlanan Q_{mi} , oluşum matrisi olarak isimlendirilmektedir (Talbot & Arnett 1973). Bu terim yıldızların kütesine göre öldüklerinde i elementince ortamı ne kadar zenginleştireceğini, artık miktarını, tanımlar. τ_m yıldızların kütlelerine bağlı olarak yaşam sürelerini tanımlar ve Maeder & Meynet (1989) tarafından verilen τ_m denklem takımı kullanılmıştır.

R_{Ia} terimine ait denklemdeki A_{Ia} Tip Ia süpernovası geçirme katsayısını tanımlar ve değeri 0.05'tir. Burada M_2 ikincil kütleli, M_B sistemin toplam kütesini tanımlarken, sistemin kütle oranı

$$\mu = \frac{M_2}{M_B}, \quad \mu_m = \max \left[\frac{M_2(t)}{M_B}, \frac{M_B - 0.5M_{Bm}}{M_B} \right]$$

ile ifade edilir. Burada çift sistemin sahip olabileceği en küçük kütle $M_{Bm}=3 M_{\odot}$, en yüksek kütle $M_{BM}=16 M_{\odot}$ olarak kabul

edilir. Son olarak $f(\mu)$ terimi çift yıldızın kütle oranının dağılım fonksiyonudur ve $\gamma=2$ olmak üzere aşağıdaki denklem ile ifade edilir:

$$f(\mu) = 2^{1+\gamma}(1+\gamma)\mu^\gamma. \quad (3)$$

Denklem 1'de verilen son terim modelin temel varsayımı olan ikili çökmeyi ifade eden yığılma terimidir ve aşağıdaki denklem ile tanımlanmıştır:

$$\begin{aligned} \mathcal{I}_i(r, t) = & \mathcal{X}_{1,i}(r)\mathcal{N}_1(r)e^{-\frac{t}{\tau_1(r)}} \\ & + \theta(t - t_{\max,r})\mathcal{X}_{2,i}(r)\mathcal{N}_2(r)e^{-\frac{(t - t_{\max,r})}{\tau_2(r)}} \end{aligned} \quad (4)$$

Denklem 4 ile verilen ifade Geciken İkili Çökme Modelinin çökme terimidir. Bu ifade içerisinde 1 ve 2 indisi sırasıyla halo-kalın disk ve ince diski ifade ederken τ çökme zaman ölçeğini, t_{\max} modelin öngördüğü ikinci çökmenin zaman gecikmesini ifade ederken θ bir basamak fonksiyonu olup $t - t_{\max,R}$ ifadesi pozitif değer almadıkça sıfır değerini almaktadır. $\mathcal{N}_{1,2}$ terimleri disk popülasyonlarının günümüzdeki yüzey gaz yoğunluğuna göre normalize olan katsayılar olup aşağıdaki denklemler yardımıyla hesaplanmaktadır:

$$\mathcal{N}_1(R) = \frac{\sigma_1(R)}{\tau_1(R) \left(1 - e^{-\frac{t_G}{\tau_1(R)}} \right)}, \quad (5)$$

$$\mathcal{N}_2(R) = \frac{\sigma_2(R)}{\tau_2(R) \left(1 - e^{-\frac{t_G - t_{\max,R}}{\tau_2(R)}} \right)}. \quad (6)$$

Yukarıdaki Denklem 5 ve 6 ile verilen $\sigma_{1,2}(R)$ ifadesi kalın ve ince diskin günümüzde gözlenen yüzey yoğunluğunu ifade etmektedir. Güneş civarı için bu ifade toplam yüzey yoğunluğu cinsinden $\sigma_{\text{tot},\odot} = \sigma_{1,\odot} + \sigma_{2,\odot}$ şeklinde yazılabilir. Toplam yüzey yoğunluğu $\sigma_{\text{tot},\odot} = \sigma_2/\sigma_1$ şeklinde iki bileşenin yüzey yoğunluğu oranı cinsinden yeniden düzenlendiğinde şu şekilde ifade edilir:

$$\sigma_2(R) = \frac{\sigma_{\text{tot}}(R)}{1 + \left(\frac{\sigma_2}{\sigma_1} \Big|_R \right)^{-1}} \quad (7)$$

$$\sigma_1(R) = \sigma_{\text{tot}}(R) - \sigma_2(R) \quad (8)$$

Geciken İkili çökme modeli içerisinde yıldız oluşum oranı (SFR) için Denklem 2 (Kennicutt 1998) ile verilen ifade kullanılmakta olup, yıldız oluşum etkinliği (SFE) değerleri $\nu_1=2$ Gyl ve $\nu_2=1$ Gyl olarak kabul edilmiştir.

Kimyasal evrim modeli için gerekli olan en önemli parça yıldızların element üretim değerlerini veren modellerdir. Bu çalışmada modelde gerçekleşen element üretim mekanizmaları için François ve diğ. (2004) tarafından önerilen modeller ve bu modellerin katsayıları kullanılmıştır. Öncelikle yıldız kütle aralığı üç parçaya ayrılmıştır; (i) $m \leq 0.8 M_\odot$: çok küçük kütleli yıldızlar olarak sınıflanmışlardır. Bu yıldızlar modelde herhangi bir element üretim mekanizmasına dahil olmayıp sadece gaz kütesini kendi içlerinde barındırmaktadırlar. (ii) $0.8 < m (M_\odot) \leq 8$: küçük ve orta kütleli yıldızlar olarak tanımlanmışlardır. Bu yıldızlar modelde He, C, N ve bazı s-ışlevi elementlerini üretmektedirler. (iii) $m > 20 M_\odot$: Büyük

kütleli yıldızlar olarak tanımlanmışlardır. Bu yıldızlar bir çok α elementinin (O, Mg, Ne, Ca, Ti, Si) üretimiyle birlikte bir miktar Fe ve Fe sonrası elementin üretiminden sorumludurlar.

Bu çalışmada küçük ve orta kütleli tek yıldızlar için van den Hoek & Groenewegen (1997)'nin çalışmasında verilen model ortamın metal bolluğuna (Z) bağlı olarak kullanılmıştır. Büyük kütleli tekil yıldızlar için Tip II patlamalarıyla üretilen elementler için Woosley & Weaver (1995)'in çalışmasıyla verilen model kullanılmıştır. Tip Ia patlamaları tarafından üretilen elementler için ise Iwamoto ve diğ. (1999) tarafından verilen W7 modeli bu çalışmada tercih edilmiştir. Bahsedilen element üretim modelleri seti literatürde birçok çalışma tarafından kullanılmaktadır (Cescutti ve diğ. 2007; Spitoni ve diğ. 2009; Mott ve diğ. 2013; Vincenzo ve diğ. 2019; Palla ve diğ. 2020; Spitoni ve diğ. 2021).

Geciken İkili çökme modelini veriye uygularken ve veriye en uygun model parametrelerini tahmin ederken Mg ve Fe element bollukları üzerinden §4.1'de anlatılan model fit etme işlemleri uygulanmış olup, bu işlem seçilen üç aralık için ayrı ayrı gerçekleştirilmiştir.

4.1 Modelin Veriye Fit Edilmesi

Geciken ikili çökme modeli kimyasal düzlemde iki modlu yapıyı açıklamak için iyi bir model olsa da modelin tahminlerinin veriye oturtulması ve gözlemsel veriye uygun model parametrelerinin bulunması için kendi içinde büyük bir zorluk barındırmaktadır. Bu zorluğun temel sebebi, modelin kurdele benzeri kıvrımlı bir yapı öngörüsü, kimyasal düzlem üzerinde aynı $[\text{Fe}/\text{H}]$ bolluk değeri için tahmin ettiği farklı $[\alpha/\text{Fe}]$ bolluk değerleri oluşturmaktadır (Detaylı bilgi için Spitoni ve diğ. (2020)). Bu durum farklı elementler için de geçerli olup her bir element modelin veriye oturtulmasını zorlaştırmaktadır. Bu sebeple literatürde model veriye uygulanırken tek bir element için veriye oturtulup, elde edilen girdi parametreleri üzerinden diğer element tahminleri yapılmaktadır. Bu çalışmada modelin veriye fit edilmesi için Mg ve Fe element çifti seçilmiştir.

Modelin veriye oturtulması için çalışmada bir Bayesçi Monte Carlo yöntemi olan Markov Chain Monte Carlo algoritması bir python kütüphanesi olan emcee (Foreman-Mackey ve diğ. 2013) yardımıyla kullanılmıştır. Bu algoritma özünde Bayes teoreminden yararlanmakta olan bir Monte Carlo simülasyonudur. Bu sebeple temel denklemi aşağıdaki gibi Bayes Teorisinin temel denklemidir:

$$P(\Theta | \mathbf{x}) = \frac{P(\Theta)}{P(\mathbf{x})} P(\mathbf{x} | \Theta). \quad (9)$$

Burada verilen Θ değişkeni model girdi parametrelerini ($\Theta = \{\tau_1, \tau_2, t_{\max}, \sigma_2/\sigma_1\}$) temsil ederken, \mathbf{x} değişkeni gözlemsel parametreleri ($\mathbf{x} = \{[\alpha/\text{Fe}], [\text{Fe}/\text{H}]\}$) temsil etmektedir. Yine aynı denklemde bulunan $P(\mathbf{x}|\Theta)$ simgesi gözlemsel parametrelerin model ile gözlenme olasılığını temsil eden olabilirlik (likelihood) fonksiyonudur ($P(\mathbf{x}|\Theta) \equiv \mathcal{L}$). $P(\Theta)$ model parametrelerin olasılık dağılımı olup Bayes teorisinde öncül dağılım (prior distribution) olarak adlandırılırken, $P(\mathbf{x})$ gözlemsel değerlerin olasılık dağılımı olup Bayes teori içinde kanıt (evidence) olarak adlandırılır. $P(\mathbf{x})$ bir normalizasyon katsayısı olup olabilirlik fonksiyonunun integre edilmesiyle elde edilmektedir. Son olarak aynı denklemde verilen $P(\Theta|\mathbf{x})$ ifadesi asıl aradığımız dağılım olup, Bayes teoremden ardıl (posterior distribution) olarak tanımlanmaktadır. Ardıl dağılım gözlem değerlerine bağlı olarak model parametrelerinin alabileceği değerlerin olasılık dağılımını temsil etmektedir.

Denklem 9'te $P(\mathbf{x}|\Theta) \equiv \mathcal{L}$ eşitliğiyle verilen olabirlik fonksiyonu gözlemsel hataların Gaussyen dağıldığı varsayımı altında aşağıdaki denklemle hesaplanmaktadır:

$$\ln \mathcal{L} = - \sum_{n=1}^N \ln \left((2\pi)^{d/2} \prod_{j=1}^d \sigma_{n,j} \right) - \frac{1}{2} \sum_{n=1}^N \sum_{j=1}^d \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j}}{\sigma_{n,j}} \right)^2 \quad (10)$$

Burada N toplam yıldız sayısını temsil ederken, d gözlemsel değerlerin boyutunu ifade etmekte olup model için bu değer $[\text{Fe}/\text{H}]$ ve $[\alpha/\text{Fe}]$ bolluklarını temsil eder. Yine denklemde verilen $x_{n,j}$ ve $\sigma_{n,j}$ verilerdeki n numaralı yıldızın j gözlemsel değerinin ölçümünü (x) ve bu ölçümün hatasını (σ) temsil etmekte olup, verilen $\mu_{n,j}$ ifadesi n numaralı yıldızın ait modelin tahmin ettiği j gözlemsel değerini temsil etmektedir. Yukarıda bahsedilen farklı değer sorunu burada modeli zorlamaktadır. Bu duruma çözüm için model içerisinde $x_{n,j}$ ve $\sigma_{n,j}$ gözlemsel değerine uzaysal anlamda en yakın $\mu_{n,j}$ değerinin seçilmesi gerekmektedir. Bu seçimin yapılması için aşağıda formülü verilen S_n metriği kullanılarak, modelin bütün noktalarının gözlemsel noktaya olan uzaklığı hesaplanmakta ve bu noktaya en yakın model noktası seçilerek Denklem 10'da verilen olabirlik fonksiyonuna girdi olarak her bir yıldız için elde edilmektedir:

$$S_n \equiv \min_i \left\{ \sqrt{\sum_{j=1}^d \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j,i}}{\sigma_{n,j}} \right)^2} \right\} = \sqrt{\sum_{j=1}^d \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j,i'}}{\sigma_{n,j}} \right)^2} \quad (11)$$

Denklem 9'te verilen $P(\Theta|\mathbf{x})$ ardıl dağılımını hesaplamak için öncelikle model parametrelerinin girdi aralıklarının belirlenmesi gerekmektedir. Girdi parametre aralıkları:

- kalın disk ve halonun çökme zaman ölçeği için $0 < \tau_1 (\text{Gyıl}) < 7$,
- ince diskin çökme zaman ölçeği için $0 < \tau_2 (\text{Gyıl}) < 14$,
- ince disk ile kalın diskin oluşumları arasındaki gecikme zamanı için $0 < \tau_{max} (\text{Gyıl}) < 14$,
- ince disk yüzey yoğunluğunun kalın disk yüzey yoğunluğuna oranı için $0.1 < \sigma_2 / \sigma_1 < 50$,

her bir parametre için öncül dağılımlar bu aralıklarda girdi parametrelerinde bir yanlılık olmaması için uniform dağılım olarak tanımlanmıştır.

$P(\Theta|\mathbf{x})$ ifadesi ile verilen ardıl dağılım emcee kütüphanesi yardımıyla 100 yürüyücü (walker) ve 1000 adım (step) için hesaplanmıştır. Bu yöntemle 100 yürüyücü ve 1000 adımlı, dört boyutlu parametre uzayında yapılacak hesaplama dört milyon simülasyon noktası anlamına gelmekte olup, çok fazla işlem gücü ve hesaplama zamanı gerektirmektedir. Bu sebeple çalışmada model parametreleri tahmini için yapılan bütün hesaplamalar TÜBİTAK ULAKBİM Yüksek Başarımlı ve Grid Hesaplama Merkezi'nde (TRUBA) 56 çekirdekli *Hamsi* sunucularında paralel kodlama yardımıyla hesaplanmıştır. Bu sunucular ile bu boyutta bir hesaplama yaklaşık 12 saat sürmektedir.

emcee kütüphanesi yardımıyla hesaplanan ardıl dağılım ($P(\Theta|\mathbf{x})$) içerisinde gözleme en uygun model parametrelerinin belirlenmesi klasik yaklaşımlarla sonuçsuz kalmaktadır. Bunun

sebeple Hogg ve diğ. (2010) tarafından çok boyutlu uzayda ardıl dağılım üstünden en iyi çözümün bulunması için geliştirilen parametre seçim yöntemi ardıl dağılıma uygulanarak model verileri gözlemsel verilere oturtulmuştur.

4.2 Radyal Göç Etkisi

Galaksi diskindeki bolluk gradyent ölçümü diskin geçmişini anlamak için güzel bir araçtır, fakat yıldızların yörünge hareketleri sebebiyle farklı zamanlarda Galaksideki farklı kütle çekimsel pertürbasyon kaynaklarıyla -çubuk yapı, spiral kollar, rezonans bölgeleri, büyük molekül bulutları, açık veya küresel küme- karşılaşmaları sebebiyle yörüngelerinin açılma momentumu değişebilmektedir. Bu değişim yıldızın doğduğu yörüngesinden zamanla ayrılması ve geçmişini temsil etmeyen bir yörüngeye sahip olmasıyla sonuçlanır (Binney & Tremaine 2008; Schönrich & Binney 2009; Kubryk ve diğ. 2013). Radyal doğrultuda yörüngenin değişmesi ve yıldızın doğduğu yarıçaptan farklı bir yörüngede dönemi literatürde radyal göç olarak adlandırılmaktadır (Schönrich & Binney 2009). Güneş civarının bu radyal göç etkisinden en çok etkilenen bölge olduğunu göstermiştir (Schönrich & Binney 2009; Kubryk ve diğ. 2015a,b; Minchev ve diğ. 2016, 2018). Çalışmanın odaklandığı bölge Güneş civarı olduğu için ölçülecek gradyentlerin bu etkiden arındırılması elde edilen sonuçların duyarlılığı için önemlidir.

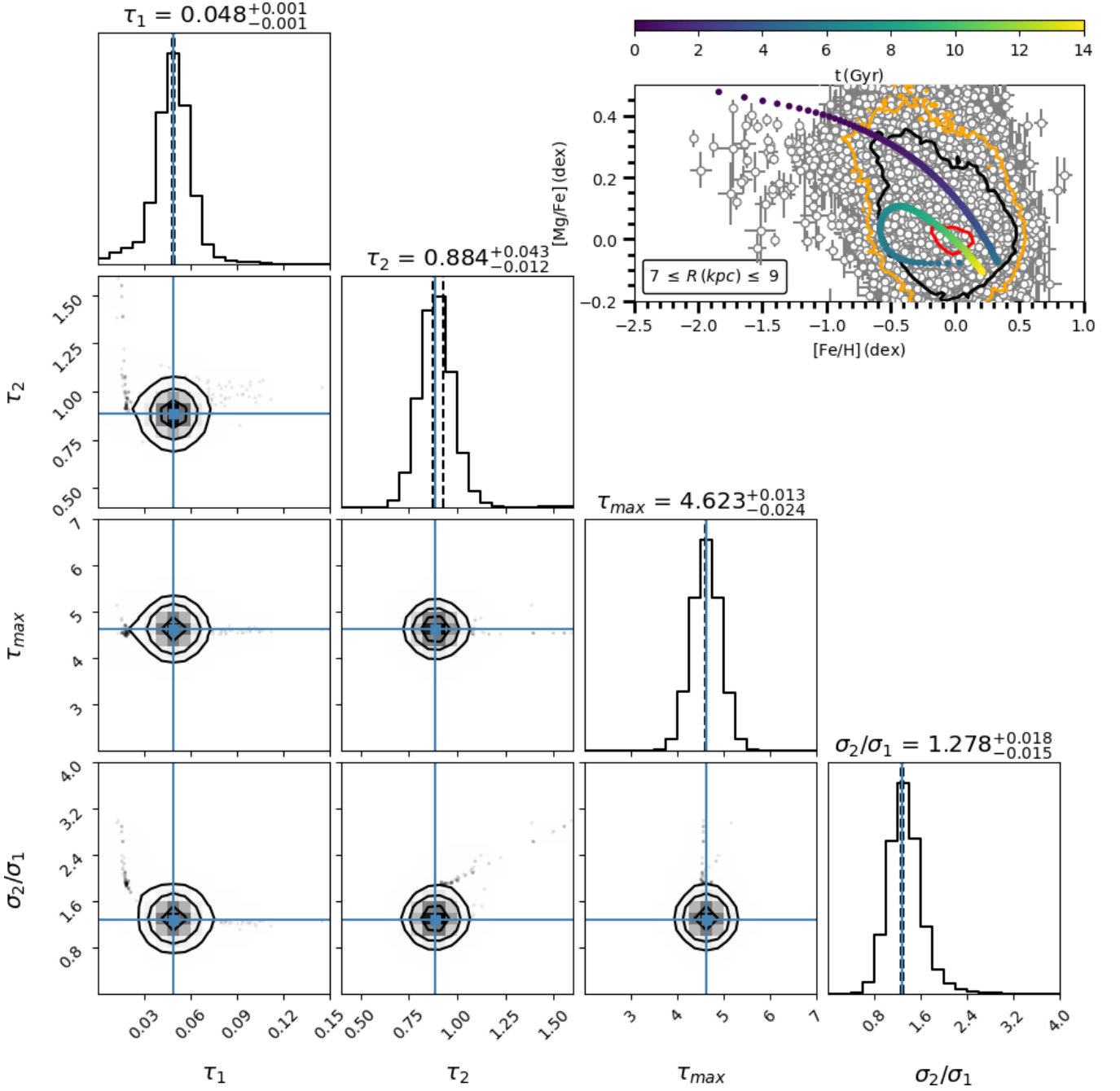
Radyal göç etkisini ölçmek ve pertürbasyon kaynaklarından etkilenen yıldızları tespit etmek için, Kubryk ve diğ. (2015a) tarafından yapılan hidrodinamik simülasyon çalışmasında önerilen $|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ kpc kriteri kullanılmıştır. Bu kriterde yer alan $R_{Guiding}$ yani rehber yarıçap §3'te anlatılan yörünge integrasyonu yöntemiyle hesaplanmış olup, yıldızın sahip olduğu yörünge açılma momentumuyla çember yörüngede döndüğü varsayılarak hesaplanan çembersel yörünge yarıçapıdır. R_{GC} ise yıldızın günümüzde Galaksi merkezinden uzaklığını temsil etmektedir. Kubryk ve diğ. (2015a) tarafından verilen kriter, yıldızların doğdukları zaman çember yörüngede hareket ettikleri varsayımını kullanmaktadır. Buna göre yıldızın çember yörünge yarıçapı olarak verilen $R_{Guiding}$ değeri ile günümüzdeki konumu arasında iki kpc'den daha fazla bir uzaklık varsa, bu yıldızın yörüngesinin etkilendiği ve radyal olarak doğduğu bölgeden ayrıldığı kabul edilmektedir. Bu başlık altında yapılan hesaplamalardan elde edilen bütün gradyentler bu şartı sağlayan, yani radyal göç etkisine maruz kalmamış yıldızlardan hesaplanmıştır.

4.3 Güneş Civarı İçin Model Sonuçları

Güneş'in bulunduğu 8 kpc uzaklığını merkez alan bu aralık, çalışmada Güneş civarı olarak kabul edilmiştir. Bu bölgeyi modellemek için yıldız oluşum etkinliği ν_1 ve ν_2 değerleri sırasıyla 2 Gyıl^{-1} ve 1 Gyıl^{-1} olarak kabul edilmiştir (Chiappini ve diğ. 1997; Minchev ve diğ. 2018; Spitoni ve diğ. 2021).

Çalışma kataloğunda $7 \leq R_{GC} (\text{kpc}) \leq 9$ aralığında bulunan ve radyal göçe uğramama ($|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ kpc) şartını sağlayan 175851 yıldızın $[\text{Fe}/\text{H}]$ ve $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ değerleri ve bu değerlere ait hatalar kullanılarak Galaksinin bu bölgesi modellenmiştir. Model parametrelerine ait ardıl dağılımlar ve bu ardıl dağılımların ikili karşılaştırmalarıyla elde edilen köşe grafik aşağıda Şekil 4'te verilmiştir.

Güneş civarı için tahmin edilen en olası model parametre değerleri ve bu parametrelere ait 2σ hata değerleri Şekil 4'te her bir parametrenin ardıl dağılım histogramının üstünde verilmiştir.



Şekil 4. $7 \leq R_{GC}(\text{kpc}) \leq 9$ aralığına ait köşe grafik. Tek boyutlu histogramlar parametrelerin ardıl dağılımlarını, iki boyutlu histogramlar ise parametre çiftlerine ait sayı yoğunluğu dağılımını göstermektedir. Turkuaz çizgi parametreye ait ardıl dağılımın median değerini temsil etmektedir. Sağ üstte yer alan $[\text{Fe}/\text{H}] \times [\text{Mg}/\text{Fe}]$ düzlemi bu aralık içerisinde bulunan veri beyaz nokta ve gri hata barları, veriye ait sayı yoğunluğunu ifade eden kontür çizgileri 0.75, 1.5, 2 $\log N$ değerleri için sırasıyla turuncu, siyah ve kırmızı ile gösterilmiştir. En iyi parametrelere ait model çıktısı yeşilden sarıya zamanın bir fonksiyonu olarak renklendirilmiştir. Bu renklendirmede 14 Gyl günümüzü temsil etmektedir.

Bu değerler

$$\begin{aligned} \tau_1 &= 0.048^{+0.001}_{-0.001} \text{ Gyl}, \\ \tau_2 &= 0.884^{+0.043}_{-0.012} \text{ Gyl}, \\ \tau_{\max} &= 4.623^{+0.013}_{-0.024} \text{ Gyl}, \\ \sigma_2/\sigma_1 &= 1.278^{+0.018}_{-0.015} \end{aligned}$$

olarak belirlenmiştir.

Veriye en uygun modelin verdiği bolluk sonuçları incelendiğinde modelin Güneş'in doğduğu dönemdeki, yani günümüzden 4.5 Gyl ($t=9.5$ Gyl) önceki ortam bolluğu değeri demir için $A(\text{Fe})=7.55$ dex, magnezyum için $A(\text{Mg})=7.65$ dex olarak hesaplanmıştır. Demir ve magnezyum için olup Güneş'e ait bolluk değerleri demir için $A(\text{Fe})=7.5 \pm 0.05$ dex, magnezyum için $A(\text{Mg})=7.6 \pm 0.05$ dex olarak **Asplund ve diğ. (2009)** tarafından ölçülmüştür. Her iki element için model

Çizelge 1. Üç Galaktik yarıçap bölgesi için elde edilen model girdi parametreleri tablosu.

	6 kpc	8 kpc	10 kpc
τ_1 (Gyıl)	$0.034^{+0.001}_{-0.001}$	$0.048^{+0.001}_{-0.001}$	$0.066^{+0.001}_{-0.001}$
τ_2 (Gyıl)	$0.592^{+0.015}_{-0.011}$	$0.884^{+0.043}_{-0.012}$	$0.853^{+0.006}_{-0.004}$
τ_{\max} (Gyıl)	$6.433^{+0.013}_{-0.027}$	$4.623^{+0.013}_{-0.024}$	$3.278^{+0.010}_{-0.009}$
σ_2/σ_1	$1.708^{+0.034}_{-0.034}$	$1.278^{+0.018}_{-0.015}$	$1.164^{+0.013}_{-0.013}$

değerleri gözlemler ile uyum içinde olup hata sınırları içinde kalmaktadır.

Modelin günümüzdeki Güneş civarı için tahmin ettiği yıldız kütleli yüzey yoğunluğu (σ_*) $48.43 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ olup, bu değer [McKee ve diğ. \(2015\)](#) tarafından $47.1 \pm 3.4 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ olarak tespit edilmiştir. Model tarafından tahmin edilen değer bu parametre için de gözlemsel değerle hem merkezi değer hem de gözlemsel hata sınırları içinde uyumludur. Toplam yüzey kütle yoğunluğu (σ_{tot}) değeri model tarafından günümüz için $52.28 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ olarak tahmin edilmiştir. Bu değer $61 \pm 10 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ olarak [Hagen & Helmi \(2018\)](#) tarafından Güneş merkezli çok dar bir silindirik hacim ($7.8 \leq R_{\text{GC}}(\text{kpc}) \leq 8.8$) içinde Jeans denklemi ($|K_z| \approx 2\pi G \Sigma(R, z)$) dikey doğrultu için çözülerek, yıldızların uzay hızları üzerinden *Gaia* verileri kullanılarak hesaplanmıştır. Model tarafından günümüz için tahmin edilen toplam yüzey yoğunluğu değeri bu gözlemsel değerle hata sınırları içinde uyumludur. [Hagen & Helmi \(2018\)](#)'nin çalışmasındaki veriler incelendiğinde bu çalışmada modelin girdi parametresi olan günümüzün popülasyonlar arası yüzey yoğunluğu oranı $\sigma_2/\sigma_1 = 1.28 \pm 0.13$ olarak hesaplanabilmektedir. Bu değer modelin Güneş civarına uyan en olası değeri 1.278 ile oldukça uyumludur. Gözlemsel değerlerle modelin tahminlerinin karşılaştırmaları göstermektedir ki yapılan MCMC sümülasyonu ile elde edilen en olası model parametreleri gözlemsel değerlerle uyumlu tahminler üretmektedir. Bu da yaptığımız modelin Güneş civarını güvenilir bir şekilde temsil ettiğini ve gözlemlere yakın sonuçlar ürettiğini göstermektedir.

Yukarıda anlatılan adımlar diğer iki yarıçap bölgesi olan 5-7 ve 9-11 kpc bölgeleri içinde yapılmış olup en iyi modele ait parametreler [Çizelge 1](#) ile verilmiştir.

4.4 Modelin Galaksi Diski İçin Öngörülleri

Çalışmada kullanılan üç bölge için zamana bağlı element bolluğunun değişiminin yanı sıra, model zamana bağlı yıldız oluşum oranı (Star Formation Rate-SFR) değişimi, Süpernova Tip Ia ve Tip II patlama sayılarını da çıktı olarak vermektedir. Bu bilgiler modellerin bölgelerini ne kadar iyi temsil ettiklerini günümüz için önerdikleri değerler ile göstermektedir. Modelin Mg ve Fe elementine ait bolluklar üzerinden veriye oturtulması sayesinde elde edilen girdi parametreleri aslında bir başlangıç değer problemi olarak düşünülebilir.

Elde edilen girdi parametrelerinin gerçek değerleri hakkında gözlem yapmamız veya dolaylı bir şekilde bulmamız sadece popülasyonların kütle yoğunluk oranı olan σ_2/σ_1 için mümkündür. Fakat popülasyon oranı parametresi gözlemsel olarak Güneş komşuluğunun yani 7-9 kpc aralığının dışında gözlemsel olarak ölçülememektedir. Bu parametre dışındaki çökme zaman ölçekleri olan τ_1 ve τ_2 ile birlikte, ince diskin

oluşum gecikmesi τ_{\max} parametrelerinin herhangi bir aralıkta gözlemsel olarak elde edilmesi mümkün değildir. Bu sebeple, veriye oturtularak elde edilen model parametrelerinin gerçek değerlere yakınlığı, modelin ya da modelin bu parametrelerle ürettiği Galaksi evrim senaryosundaki oluşumdan günümüze değişimi, bu yan parametrelerin günümüzdeki değerlere ait tahminlerinin gözlemlerle uyumuyla anlaşılmaktadır.

Modelin ürettiği ve yukarıda bahsedilen yan parametreler [Şekil 5](#)'te verilmiştir. [Şekil 5](#)'te verilen üç ayrı panelde bulunan kırmızı yıldız ve gri hata barları ile gösterilen değer o parametrenin literatürden alınan gözlemsel değerini göstermektedir. Her bir paneldeki renklendirme modelin üç ayrı aralık için merkez aldığı değerleri 6, 8, 10 kpc bölgelerini göstermekte olup sırasıyla mavi, kırmızı, yeşil renkleriyle gösterilmiştir. [Şekil 5](#)'te günümüz 14 Gyıl ile gösterilirken, 0 Gyıl Galaksinin geçmişte olduğu ilk anı göstermektedir.

[Şekil 5](#)'in sol panelinde verilen yıldız oluşumuna ait gözlemsel değer $2.5 \pm 2.0 M_{\odot} \text{ pc}^{-2} \text{ Gyıl}^{-1}$ olup [Prantzos ve diğ. \(2018\)](#)'nin çalışmasından alınmıştır. Modelin tahminleri SFR için 8 ve 10 kpc modellerinde gözlemsel hata sınırlarının içinde kalıp, 6 kpc modeli gözlemsel hata sınırlarından daha yüksek bir yıldız oluşum oranı beklentisi olsa da göreceli olarak hata aralığına yakın sonuçlar önermektedir.

[Şekil 5](#)'in orta panelinde verilen her bir yüzyıldaki süpernova Tip Ia sayısı için şekilde verilen gözlemsel değer 0.30 ± 0.20 (yüzyıl⁻¹) olup [Cappellaro ve diğ. \(1997\)](#)'nin çalışmasından alınmıştır. Orta panelde görüldüğü üzere 8 ve 10 kpc modelleri gözlemsel verinin hata barları içinde kalırken, 8 kpc modeli gözlemsel değere çok yakın öngörülerde bulunmaktadır. Bununla birlikte 6 kpc modeli gözlemsel değerlerden daha yüksek süpernova Tip Ia patlama sayıları öngörmektedir.

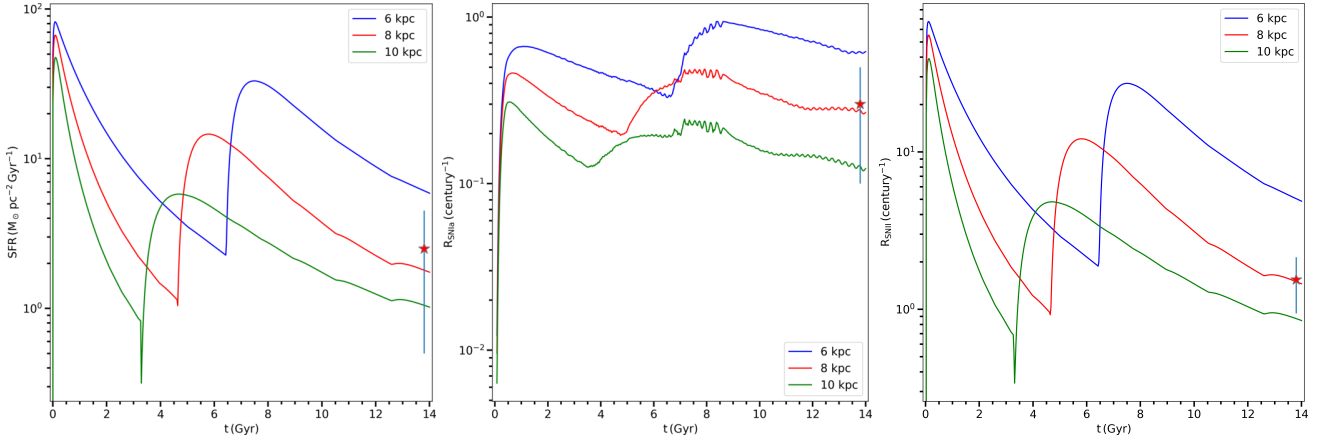
[Şekil 5](#)'in sağ panelinde verilen her bir yüzyıldaki süpernova Tip II sayısı için şekilde verilen gözlemsel değer 1.54 ± 0.32 (yüzyıl⁻¹) olup [Li ve diğ. \(2011\)](#)'nin çalışmasından alınmıştır. Orta panel incelendiğinde anlaşılmaktadır ki 8 kpc modeli gözlemsel değere çok yakın sonuç verirken, 10 kpc modelleri gözlemsel hata sınırlarına çok yaklaşmaktadır. 6 kpc modeli ise gözlemsel değerlerin üstünde süpernova Tip II sayısı önermektedir.

[Şekil 5](#)'te verilen üç panel de incelendiğinde 8 ve 10 kpc modellerinin günümüz gözlemsel değerleriyle genel anlamda uyumlu olduğunu, 6 kpc modeline ait öngörülerin ise gözlemlerden yüksek olduğunu görmekteyiz. Bu durum 8 kpc için ele alındığında gözlemsel süpernova oranlarının günümüz değerlerine çok yakın değerler öngörürken, yıldız oluşum oranında hata sınırları içinde kalmaktadır. Bu üç model arasında bütün gözlemsel parametreler ile uyumlu olan tek model, Güneş'i merkez alan ve 7-9 kpc aralığındaki veriye oturtulan 8 kpc modeli olmaktadır. Diğer iki modelin gözlemlerle farklılık göstermesinin, modellerin temsil ettiği yarıçap aralığına düşen veri sayısının 7-9 kpc aralığının %10'u mertebesinde olmasından kaynaklandığı düşünülmektedir.

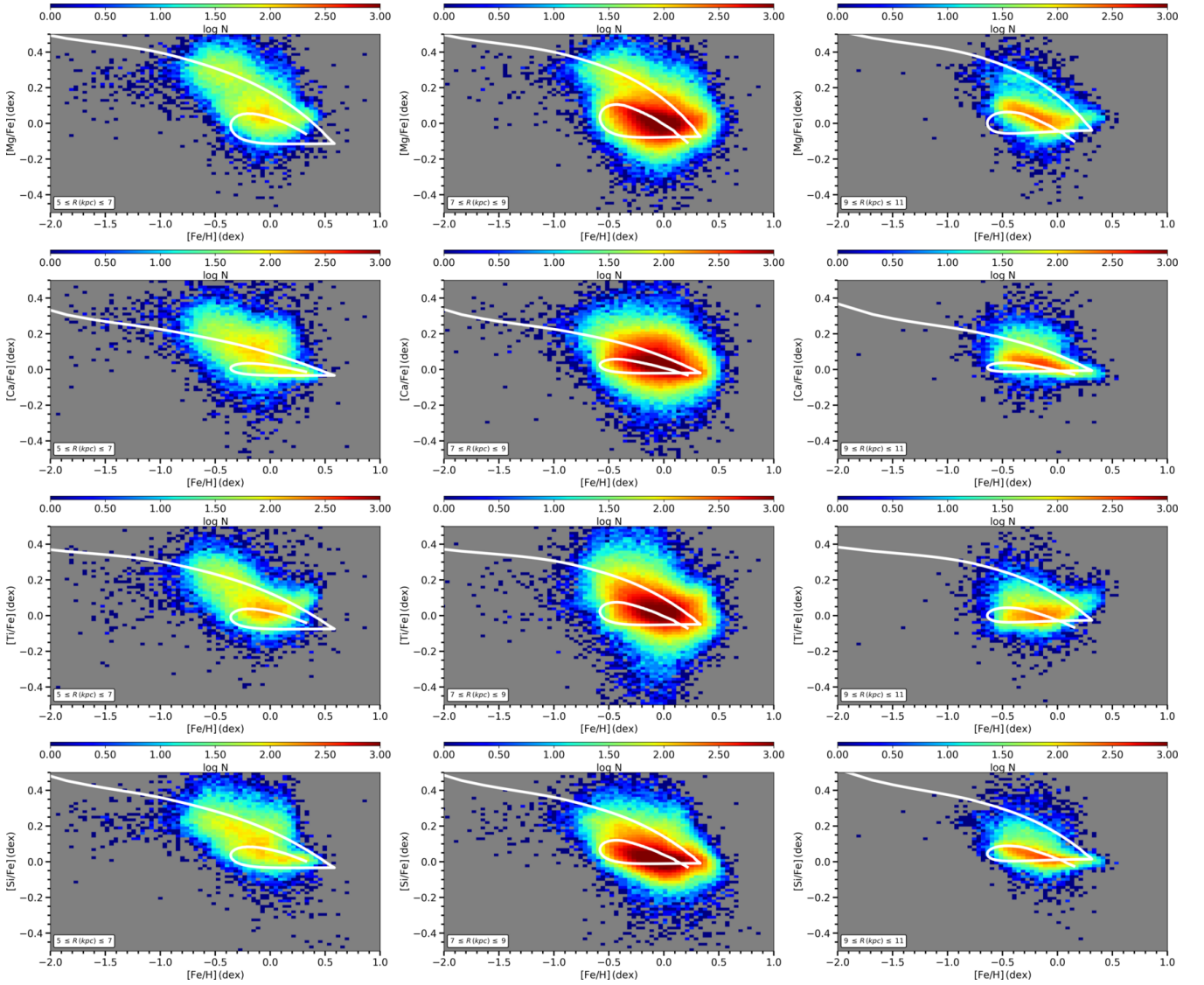
4.5 Modelin Beş Farklı Element için Bolluk Öngörüsü

Çalışmada elde edilen en iyi model girdi parametreleri kullanılarak Mg ve Fe elementlerinin dışında Ca, Ti ve Si elementleri için öngörüler, 6, 8 ve 10 kpc modelleri için oluşturulmuştur. Bu beş elementin oluşturduğu her bir kimyasal düzleme ait model tahminleri ait oldukları bölgenin verileri üstünde [Şekil 6](#)'da verilmiştir.

[Şekil 6](#) incelendiğinde Mg ve Fe için elde edilen en iyi modellerin Ca, Ti ve Si için de üç ayrı bölgeyi iyi bir



Şekil 5. Zamana bağlı yıldız oluşum oranı (SFR, sol panel), süpernova Tip Ia sayısı (R_{Ia} , orta panel) ve süpernova Tip II sayısı (R_{II} , sağ panel) parametrelerine ait grafikler.



Şekil 6. Üç ayrı bölgede elde edilen en iyi girdi parametreleri ile oluşturulan beş ayrı element için kimyasal düzlemleri. Sol sütun 5-7 kpc, orta sütun 7-9 kpc ve sağ sütun 9-11 kpc bölgelerini göstermektedir. Bölgelere ait veriler sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiştir. Beyaz çizgi, bölgeye ait modelin öngördüğü ve o elemente ait kimyasal evrim yolunu temsil etmektedir.

Çizelge 2. Beş farklı element için Güneş civarında (8 kpc) modelin öngördüğü bolluk değerleri ve elementlerin Güneş'in bolluk değerleri ile karşılaştırılması. Değerler dex cinsinden verilmiştir.

	Model ($t=9.5$ Gyl)	Güneş (Asplund ve diğ. 2009)
A(Fe)	7.55	7.50 ± 0.05
A(Mg)	7.65	7.60 ± 0.05
A(Ca)	6.35	6.35 ± 0.04
A(Ti)	4.94	4.95 ± 0.05
A(Si)	7.55	7.51 ± 0.04

şekilde temsil ettiği anlaşılmaktadır. Modeller verinin yoğun olduğu noktalardan geçerek her bir elementin kendine has evrim doğasını başarılı bir şekilde temsil etmektedirler. Bununla birlikte Güneş civarı (7-9 kpc) için belirlenen Güneş'e ait, yani modelin günümüzden 4.5 Gyl öncesi için öngördüğü element bolluk değerleri ve gözlemsel olarak tespit edilen Güneş bollukları Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2'de verilen değerler incelendiğinde model verilerinin Güneş bolluklarıyla (Asplund ve diğ. 2009) oldukça uyumlu olduğu görülmektedir. Güneş'i temel alan 8 kpc modeli diğer iki modelden farklı olarak gözlemsel parametrelerin hata aralıkları içinde kalmanın dışında, gözlemsel değerlere oldukça yaklaşmakta olup bölgesini iyi bir şekilde temsil etmektedir.

4.6 Modelin Popülasyonlar için Gradyent Öngürüsü

Bu çalışmada sadece Güneş civarının değil aynı zamanda iki farklı bölgenin de modellenmesinin sebebi, bu modelleri kullanarak disk popülasyonları için birer gradyent değeri elde edilmek istenmesidir. Modelin disk popülasyonlarına ait gradyent öngürüsünü elde etmek amacıyla ince disk ve kalın disk için birer zaman dilimi seçilmesi gerekmektedir. Fakat Şekil 5'in sol paneli dikkatle incelendiğinde anlaşılmaktadır ki her bölge için ince disk ve kalın disk oluşum zamanları ve bu popülasyonların baskın olduğu zaman dilimleri farklıdır. Bu sebeple tek bir zaman dilimi için üç ayrı modelin bolluk değerleri tahmini popülasyonların modelin öngördüğü evrimsel doğalarına aykırı olacaktır. Bu sebeple modelin doğasına uygun olarak kalın disk için $t=\tau_{\max}$ anı ve ince disk için $t>\tau_{\max}$ şartı altında maksimum yıldız oluşum oranının olduğu zaman dilimi seçilmiştir.

Bu zaman dilimlerinin seçilmesinin sebebi τ_{\max} parametresinin tanım gereği kalın diskin oluşumunun bittiği anı göstermesidir. Kalın diskin oluşumu bittiği için günümüzde gözlenen kalın disk yıldızlarından elde edilen gradyent, oluşumun bittiği anda kalın diskin sahip olduğu gradyente en yakın gradyent olacağı düşünüerek seçilmiştir. En yüksek yıldız oluşumu döneminde meydana gelen yıldızlar şu an bile gözlemleniyor için, ince diskin günümüzde ölçülen gradyent değerlerini temsil edeceği düşünüerek bu zaman aralığı ince disk için seçilmiştir.

Üç ayrı disk bölgesi için modellerin öngördüğü element bolluğu, popülasyonlara ait gradyentler ve popülasyonlar için gözlemsel veriden elde edilen gradyentler Çizelge 3'de verilmiştir.

Çizelge 3'de her bir disk bölgesi için popülasyonları en iyi temsil edeceği düşünüerek seçilen zaman dilimlerinde bölge için elde edilen en iyi modelin beş farklı element için önerdiği bolluk değerleri, bu değerlerden elde edilen ve 5-11 kpc aralığında her iki popülasyon için hesaplanan gradyent değerleri ve bu elementlerin iki popülasyon için de çalışmada

seçilen ana katalogdan elde edilen değerleri verilmiştir. Bu değerler incelendiğinde modelin iki ayrı popülasyon ve beş element için önerdiği gradyent değerlerinin birbirleriyle hata sınırları içinde çok uyumlu oldukları görülmektedir. Özellikle $[\text{Fe}/\text{H}]$ bolluğu gradyenti her iki popülasyon için de gözlemsel değerle birebir uyumlu olarak model tarafından öngörülmüştür. Modele herhangi bir şekilde bilgi anlamında dahil edilmeyen ve dolaylı olarak model sonuçlarından elde edilen gradyent öngörülerinin gözlemlerle beş farklı element için uyumlu olması, üç farklı yarıçap için elde edilen modellerin ve bu modellere ait girdi parametrelerinin bu bölgeleri çok iyi temsil ettiğini göstermektedir.

5 Sonuç

5.1 Geciken İkili Çökme Modeliyle Elde Edilen Sonuçlara Göre Güneş Civarının Kimyasal Evrim Süreci

Bu çalışmada Güneş civarının kimyasal evrim sürecini anlamak için ana katalog verisi üç ayrı Galaktik yarıçap bölgesine bölünerek, her bir bölge için Ş4.1'de anlatılan şekilde süperbilgisayar sistemleri kullanılarak MCMC simülasyonları çalıştırılmış ve Geciken ikili çökme modeli, yarıçap bölgelerine ait $[\text{Fe}/\text{H}] \times [\text{Mg}/\text{Fe}]$ düzlemlerine oturtularak modele ait girdi parametreleri üç ayrı bölge için de elde edilerek elde edilen parametre değerleri ve hataları Çizelge 1'de listelenmiştir.

Çizelge 1 incelendiğinde parametrelerin modelin dikkate aldığı yarıçap değeri büyüdükçe değiştiği görülmektedir. Birincil ve ikincil çökme zaman ölçekleri τ_1 ve τ_2 büyürken, kalın diskin oluşum süresini ve ince diskin başlangıçtan itibaren gecikme süresini temsil eden τ_{\max} ve popülasyon kütle oranı σ_2/σ_1 azalmaktadır. Yarıçaplar arasındaki bu parametre değişimi model bakış açısı altında Güneş civarının kimyasal oluşum sürecini anlatmaktadır. Bu oluşum sürecini iyi bir şekilde anlamak ve model girdi parametrelerinin yıldız oluşumuna etkisini daha iyi incelemek için üç modelin ürettiği yıldız oluşum oranının zamana bağlı grafiği Şekil 5'de sol panelde verilmiştir.

Şekil 5'in sol panelinde verilen üç ayrı modele ait yıldız oluşum geçimi incelendiğinde iç Galaktik bölgeyi tanımlayan modelin (6 kpc) zaman aralığının büyük bir kısmı için en yüksek yıldız oluşum oranına sahip olduğu görülürken dış galaktik bölgenin (10 kpc) en düşük yıldız oluşum oranına sahip olduğu görülmektedir. Halo ve kalın diskin oluşumuna yine aynı şekil üzerinden bakıldığında farklı oranlarda fakat aynı anda bir yıldız oluşum patlamasının meydana geldiğini görmekteyiz, fakat devamında her model için kalın diskin oluşumu farklı bir noktada bitmektedir. Bu durum Çizelge 1'de görüleceği üzere yarıçap ile birlikte artan birincil çökme zamanı τ_1 ve yarıçap ile azalan gecikme zamanı τ_{\max} ile ilişkilidir. Büyük çökme zaman ölçeği yıldız oluşumunun daha hızlı tükenmesini ve kalın disk popülasyonunun daha hızlı oluşumunu tamamlamasına sebep olurken ince diskin gecikme zamanını kısaltarak oluşumun görece daha erken zaman diliminde başlamasına sebep olmaktadır.

Çizelge 1 incelendiğinde τ_2 parametresinin yarıçapla beraber arttığı görülmektedir. İnce diskin çökme zaman ölçeğinin bu değişimi literatürde kabul gören ve ince diskte bir gradyentin varlığının modeller tarafından açıklanmasını sağlayan içten dışa evrim senaryosunu (Matteucci & Franco 1989; Chiappini ve diğ. 2001) desteklese de Şekil 5'den görüleceği üzere ince disk oluşumuna ilk önce dış Galaktik bölgede başlamaktadır. Bununla birlikte Ş4.6'de verilen Çizelge 3'de model ve kalın disk ana başlığı altındaki bolluk değerleri

Çizelge 3. Üç ayrı bölgede elde edilen modellerin kalın diskin oluşumunun sonunda ve ince diskin en yüksek yıldız oluşum oranı anı için modellerin beş farklı elemente dair önerdiği bolluk değerlerinden belirlenen gradyentler ve bu elementlerin ana katalog verisinden hesaplanan gradyentler.

t (Gyıl)	İnce Disk Model [X/H](R, t) (dex)			Kalın Disk Model [X/H](R, t) (dex)			Gradyent Model (dex kpc ⁻¹)		Gradyent Gözlem (dex kpc ⁻¹)	
	7.5	5.75	4.5	6.43	4.62	3.28	İnce Disk	Kalın Disk	İnce Disk	Kalın Disk
R (kpc)	[5, 7]	[7, 9]	[9, 11]	[5, 7]	[7, 9]	[9, 11]				
[Fe/H]	-0.29	-0.51	-0.57	0.46	0.43	0.40	-0.047±0.009	-0.010±0.001	-0.047±0.003	-0.010±0.002
[Mg/H]	-0.27	-0.45	-0.54	0.45	0.37	0.38	-0.047±0.008	-0.012±0.005	-0.050±0.002	-0.011±0.003
[Ca/H]	-0.07	-0.28	-0.34	0.68	0.65	0.62	-0.045±0.008	-0.010±0.001	-0.046±0.003	-0.009±0.003
[Ti/H]	-0.14	-0.35	-0.42	0.60	0.55	0.53	-0.047±0.008	-0.012±0.002	-0.050±0.002	-0.012±0.003
[Si/H]	0.08	-0.13	-0.20	0.83	0.78	0.76	-0.047±0.008	-0.012±0.002	-0.054±0.002	-0.015±0.002

incelendiğinde, kalın disk farklı yarıçaplarda farklı zamanlarda oluşumunu tamamlasa da element bolluğu bakımından çok az farklı olduğunu görmekteyiz. Buradan yola çıkarak kalın disk için bir gradyent önerisinde bulunduğumuzda zayıf da olsa bir gradyentin varlığını model beş element için de tahmin ederken, gözlemsel veriden elde edilen gradyent değerleriyle modelin öngörüsünün uyum içinde olduğunu görmekteyiz. Bu bilgiler ele alındığında elde ettiğimiz model sonuçları kalın diskin Güneş civarındaki oluşumunu ilk önce dış bölgede sonrasında da iç bölgede tamamladığını göstermektedir. Model sonuçlarına göre kalın disk Galaktik yarıçaptan bağımsız olarak neredeyse aynı zamanda oluşumuna başlarken (Şekil 5 soldaki ilk tepe), oluşumunu ilk olarak dış bölgede daha geç zamanlarda iç bölgelerde tamamlamıştır.

İnce diskin oluşumu ve evrimi için Şekil 5 incelendiğinde $t=\tau_{\max}$ anı Geciken ikili çökme evrim modeli için ince diskin oluşuma başlama anı olarak verilmektedir. Bu değer her bir yarıçap bölgesi için Çizelge 1'de verilmiştir. Şekil 5'de ince diskin oluşum anı her bir modelin ikinci tepesinden hemen önce gerçekleşen yıldız oluşum minimumu olarak kolayca fark edilmektedir. Bu minimumla beraber ince disk oluşmaya başlamış ve çok kısa sürede bir tepe yaparak en yüksek yıldız oluşum oranına sahip olduğu döneme girmiştir. Çizelge 1'de verilen ince diske ait değerler her bir modelin ikinci yıldız oluşum tepesi için verilmiş olup, ince diskin oluşumunun en yüksek olduğu andaki değerler ince disk için oluşum değerleri olarak kabul edilmiştir. Çizelge 1'de görüldüğü üzere ince disk oluşumuna -kalın diskin oluşumunun bittiği an- her bir yarıçap bölgesinde yaklaşık [Fe/H]=0.4 dex gibi oldukça zengin bir ortamda başlarken yıldız oluşum patlamasını görece yaklaşık 1 dex daha fakir bir ortamda gerçekleştirmiştir. Zamana bağlı bu metalce fakirleşme Şekil 6'da açıkça görülmektedir. Bunun sebebi şudur; kalın disk oluşumunu tamamladığında artık yıldız oluşum oranı çok düştüğü için ölen yıldızların ortama saçtığı materyallerden yeni yıldızların üretilmesi yavaşlamış ve bu noktadan sonra ilk oluşum zamanında metalce fakir ortamda doğan küçük kütleli yıldızların ölümleri arttığı için ortam bu yıldızlar tarafından metalce fakirleştirilmiş, ince disk maksimum yıldız oluşum dönemine kadar başlangıçtakinden daha fakir bir ortamda başlamıştır. İlk oluşum anından maksimum yıldız oluşumuna kadar geçen süre 6, 8, 10 kpc modelleri için sırasıyla 1.07, 1.13, 1.22 Gyıl olarak Çizelge 1'de verilen sonuçlardan çıkarılmaktadır. Bu maksimum yıldız oluşumuna ulaşma zamanları görüldüğü üzere yarıçap ile artmaktadır. Bunun sebebi, ince diskin çökme zaman ölçeğinin de bu doğrultuda artmasıyla birlikte yıldız oluşum hızı ile arasındaki

ters ilişkinin bir yansıması olarak karşımıza çıkmaktadır. Bu bilgilerin hepsi ele alındığında, ince diskte görülen negatif element bolluğu gradyentini açıklamak için kullanılan içten dışa oluşum senaryosuna ters olarak, oluşumuna ilk önce dış yarıçaplarda başladığı ve en yüksek oluşum oranının ilk önce dış yarıçaplarda gerçekleştiği söylenebilir. Maksimum oluşum döneminde bolluk değerleri ve modellerin kapsadığı maksimum yarıçap aralığı (5-11 kpc) üzerinden hesaplanan ve Çizelge 1'de verilen gradyent değerleri, ana katalogdan elde edilen gözlemsel gradyentlerle uyumlu olmasının yanı sıra literatürde verilen diğer element bolluğu gradyentleriyle de uyumludur.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK 2211-C öncelikli alanlar burs programı tarafından desteklenmiştir. Bu çalışmada yer alan kısmi nümerik hesaplamalar TÜBİTAK ULAKBİM, Yüksek Başarım ve Grid Hesaplama Merkezi'nde (TRUBA kaynaklarında) gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

- Ahumada R., ve diğ., 2020, *ApJS*, 249, 3
 Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, *ARA&A*, 47, 481
 Binney J., Tremaine S., 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition*. Princeton University Press
 Blaauw A., Gum C. S., Pawsey J. L., Westerhout G., 1960, *MNRAS*, 121, 123
 Bovy J., 2015, *ApJS*, 216, 29
 Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
 Buder S., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 506, 150
 Cappellaro E., Turatto M., Tsvetkov D. Y., Bartunov O. S., Pollas C., Evans R., Hamuy M., 1997, *A&A*, 322, 431, *ADS*
 Cescutti G., Matteucci F., François P., Chiappini C., 2007, *A&A*, 462, 943
 Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., 1997, *ApJ*, 477, 765
 Chiappini C., Matteucci F., Romano D., 2001, *ApJ*, 554, 1044
 Coşkunoğlu B., ve diğ., 2011, *MNRAS*, 412, 1237
 Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., 1962, *ApJ*, 136, 748
 Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., 2013, *PASP*, 125, 306
 François P., Matteucci F., Cayrel R., Spite M., Spite F., Chiappini C., 2004, *A&A*, 421, 613
 Freeman K., Bland-Hawthorn J., 2002, *ARA&A*, 40, 487
 Gaia Collaboration ve diğ., 2021, *A&A*, 649, A1
 Gaia Collaboration ve diğ., 2022, preprint, ([arXiv:2208.00211](https://arxiv.org/abs/2208.00211)), *ADS*
 Gilmore G., Reid N., 1983, *MNRAS*, 202, 1025

- Gilmore G., Wyse R. F. G., 1985, *AJ*, 90, 2015
- Hagen J. H. J., Helmi A., 2018, in Chiappini C., Minchev I., Starkenburg E., Valentini M., eds, 1 Vol. 334, *Rediscovering Our Galaxy*. pp 304–305, doi:10.1017/S1743921317006524
- Hayden M. R., ve diğ., 2015, *ApJ*, 808, 132
- Haywood M., 2008, *MNRAS*, 388, 1175
- Haywood M., Snaith O., Lehnert M. D., Di Matteo P., Khoperskov S., 2019, *A&A*, 625, A105
- Herschel John Frederick William S., 1847, *Results of astronomical observations made during the years 1834, 5, 6, 7, 8, at the Cape of Good Hope; being the completion of a telescopic survey of the whole surface of the visible heavens, commenced in 1825.* Smith, Elder & Co.
- Hogg D. W., Bovy J., Lang D., 2010, preprint, ([arXiv:1008.4686](https://arxiv.org/abs/1008.4686)), [ADS](https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2010arXiv10084686H)
- Hoyle F., 1946, *MNRAS*, 106, 343
- Hoyle F., 1954, *ApJS*, 1, 121
- Iwamoto K., Brachwitz F., Nomoto K., Kishimoto N., Umeda H., Hix W. R., Thielemann F.-K., 1999, *ApJS*, 125, 439
- Johnson D. R. H., Soderblom D. R., 1987, *AJ*, 93, 864
- Jørgensen B. R., Lindegren L., 2005, *A&A*, 436, 127
- Kennicutt R., 1989, *ApJ*, 344, 685
- Kennicutt R., 1998, *ApJ*, 498, 541
- Kubryk M., Prantzos N., Athanassoula E., 2013, *MNRAS*, 436, 1479
- Kubryk M., Prantzos N., Athanassoula E., 2015a, *A&A*, 580, A126
- Kubryk M., Prantzos N., Athanassoula E., 2015b, *A&A*, 580, A127
- Li W., Chornock R., Leaman J., Filippenko A. V., Poznanski D., Wang X., Ganeshalingam M., Mannucci F., 2011, *MNRAS*, 412, 1473
- Maeder A., Meynet G., 1989, *A&A*, 210, 155, [ADS](https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1989A&A...210..155M)
- Matteucci F., Francois P., 1989, *MNRAS*, 239, 885
- McKee C. F., Parravano A., Hollenbach D. J., 2015, *ApJ*, 814, 13
- Mihalas D., Binney J., 1981, *Galactic astronomy. Structure and kinematics.* Freeman
- Minchev I., Chiappini C., Martig M., 2016, *Astronomische Nachrichten*, 337, 944
- Minchev I., ve diğ., 2018, *MNRAS*, 481, 1645
- Mott A., Spitoni E., Matteucci F., 2013, *MNRAS*, 435, 2918
- Palla M., Matteucci F., Spitoni E., Vincenzo F., Grisoni V., 2020, *MNRAS*, 498, 1710
- Pont F., Eyer L., 2004, *MNRAS*, 351, 487
- Prantzos N., Abia C., Limongi M., Chieffi A., Cristallo S., 2018, *MNRAS*, 476, 3432
- Scalo J. M., 1986, *Fundamentals Cosmic Phys.*, 11, 1, [ADS](https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/1986F&A...11...1S)
- Schmidt M., 1959, *ApJ*, 129, 243
- Schönrich R., Binney J., 2009, *MNRAS*, 396, 203
- Searle L., Zinn R., 1978, *ApJ*, 225, 357
- Spitoni E., Matteucci F., Recchi S., Cescutti G., Pipino A., 2009, *A&A*, 504, 87
- Spitoni E., Silva Aguirre V., Matteucci F., Calura F., Grisoni V., 2019, *A&A*, 623, A60
- Spitoni E., Verma K., Silva Aguirre V., Calura F., 2020, *A&A*, 635, A58
- Spitoni E., ve diğ., 2021, *A&A*, 647, A73
- Talbot R., Arnett W. D., 1973, *ApJ*, 186, 51
- Vincenzo F., Spitoni E., Calura F., Matteucci F., Silva Aguirre V., Miglio A., Cescutti G., 2019, *MNRAS*, 487, L47
- Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, *ApJS*, 101, 181
- van den Hoek L. B., Groenewegen M. A. T., 1997, *A&AS*, 123, 305

Access:M23-0304: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Galaksi Kümelerinde Küme içi Gazın X-Işın Özelliklerinin İncelenmesi ile Kümelerin Dinamik Durumunu Belirleme ve Sınıflandırma

Zahide Yapucu¹  , Gülnur İkis Gün^{2†} 

¹ Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Lisansüstü Eğitim Enstitüsü, Fizik Anabilim Dalı, Çanakkale 17100, Türkiye

² Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Çanakkale 17100, Türkiye

†Vefat: 18 Nisan 2021.

Accepted: December 16, 2022. Revised: December 11, 2022. Received: November 5, 2022.

Özet

Bu çalışmada, A0961, A2108, A3390 ve A3854 galaksi kümelerinin, *XMM-Newton* uydusu X-ışın gözlem verileri kullanılarak küme içi gazın X-ışın özellikleri incelenmiştir. Galaksi kümelerinin her biri için 0.4-7.2 keV enerji aralığında oluşturulan MOS1, MOS2 ve PN verileri birleştirilerek EPIC görüntüleri oluşturulmuştur. Galaksi kümelerinin dinamik durumunu belirlemek için oldukça duyarlı olan X-ışını merkez kayması (w) parametrelerini hesaplamak için kümelerin X-ışın tayf analizleri yapılarak R_{500} bölgeleri belirlenmiştir. X-ışın merkez kayması parametreleri A0961, A2108 Doğu, A2108 Batı, A3390 ve A3854 için sırasıyla 0.0356, 0.0704, 0.0311, 0.0153 ve 0.0129 olarak hesaplanmış ve kümelerin dinamik durumları belirlenmiştir. Galaksi kümelerinin soğuk çekirdekli veya soğuk çekirdekli olmayan küme sınıflandırmaları için X-ışın yüzey parlaklık konsantrasyonu parametreleri (c_{SB}) kullanılmaktadır. Çalışmamızda A0961, A2108 Doğu, A2108 Batı, A3390 ve A3854 için X-ışın yüzey parlaklık konsantrasyon parametreleri (c_{SB}) sırasıyla 0.039, 0.024, 0.061, 0.076 ve 0.585 olarak elde edilmiştir. A0961 ve A2108 galaksi kümelerinin soğuk çekirdekli olmayan kümeler, A3390 ve A3854 galaksi kümelerinin ise soğuk çekirdekli kümeler olduğu belirlenmiştir.

Abstract

In this study, the X-ray properties of the gas within the cluster were investigated using the *XMM-Newton* satellite X-ray observation data of the galaxy clusters A0961, A2108, A3390 and A3854. For each of the galaxy clusters, EPIC images were created by combining MOS1, MOS2 and PN data generated in the 0.4-7.2 keV energy range. In order to calculate the X-ray centroid shift (w) parameters, which are very sensitive to determine the dynamical state of the galaxy clusters, X-ray spectral analyzes of the clusters were made and the R_{500} regions were determined. X-ray centroid shift parameters were calculated for A0961, A2108 East, A2108 West, A3390 and A3854 as 0.0356, 0.0704, 0.0311, 0.0153 and 0.0129, respectively. The dynamical states of the clusters were determined. X-ray surface brightness concentration parameters (c_{SB}) are used for classification of galaxy clusters with or without cool core. In our study, the X-ray surface brightness concentration parameters (c_{SB}) for A0961, A2108 East, A2108 West, A3390 and A3854 were obtained as 0.039, 0.024, 0.061, 0.076 and 0.585, respectively. A0961 and A2108 galaxy clusters were determined to be non-cool core clusters, while A3390 and A3854 galaxy clusters were determined to be cool core clusters.

Anahtar Kelimeler: X-rays – galaxies – clusters

1 Giriş

Galaksi kümeleri çok sayıda galaksi ve karanlık maddeden oluşan bilinen en büyük çekimsel bağlı nesnelere sahiptir. Galaksi kümelerinin toplam kütlesi 10^{13} - 10^{15} M_{\odot} 'e ulaşmasına rağmen kütlelerin sadece %15-20 kadarı optik ve X-ışın gözlemlerinde görülebilir ve karanlık madde doğrudan görülemez. Küme içi ortam (ICM), X-ışın bandında gözlemlenebilmektedir. ICM, küme içindeki galaksiler arasındaki boşluğu dolduran, sıcak ve iyonize olmuş plazmadır ve ortalama sayı yoğunluğu $n \sim 10^{-3}$ cm^{-3} 'tür. X-ışını yayan ICM 'nin ışınım gücü 10^{43} - 10^{46} erg s^{-1} ve sıcaklıkları ~ 2 -15 keV arasındadır (Forman ve diğ. 1985; Sarazin 1988; Jones & Forman 1999; Heldson ve diğ. 2001). Galaksi kümelerinin dinamik yapısı ve sınıflandırmaları

kümelerin evrimi hakkında bilgiler sağladığından dolayı önem taşımaktadır.

Galaksi kümelerinin optik sınıflandırmaları pek çok yazar tarafından yapılmıştır (Abell 1965; Bautz & Morgan 1970; Rood & Sastry 1971). Abell kümeleri için başlangıçta sadece düzenli (Regular – R) ve düzensiz (Irregular – I) iki sınıflandırma yapılmıştı. Birlikte ACO (Abell, Corwin ve Olowin kataloğu) kümeleri IR ve RI olmak üzere iki orta sınıf küme içermektedir (bkz. Çizelge 1). Abell sınıflandırmasında; R, küresel simetriye, yüksek merkezi konsantrasyona sahip kümelerdir ve kümelerin parlak üyelerinin tamamına yakını eliptik veya SO galaksileridir. IR, erken-tip galaksiler baskındır, galaksilerin dağılımı çok az simetri gösterir (Abell 1965; Abell ve diğ. 1989). Bautz & Morgan (1970) tarafından galaksi parlaklıkları derecesine ve Rood & Sastry (1971) tarafından yapı ve en parlak on galaksi dağılımına göre küme sınıflandırması yapılmıştır. Rood & Sastry (1971) L sınıfı kümelerde, en parlak galaksilerin en az üçü düz

* zahide.uygar@gmail.com

Çizelge 1. Kümelerin optik morfolojik sınıflarının özellikleri. Referanslar: [Abell \(1965\)](#), [Abell ve diğ. \(1989\)](#), [Bautz & Morgan \(1970\)](#), [Rood & Sastry \(1971\)](#), [Sarazin \(1988\)](#).

Sınıflandırma	Düzenli	Orta	Düzensiz
Abell sınıfı	Düzenli(R)	IR - RI	Düzensiz (I)
Zwicky sınıfı	Yoğun	Orta yoğun	Açık
Bautz-Morgan	I, I-II, II	II, II-III	II-III, III
Rood-Sastry	cD, B, L, C	L, C, F	F, I
Galaktik içerik	Elliptik-zengin	Spiral-fakir	Spiral-zengin
Simetri	Küresel	Orta	Düzensiz
Merkezi kons.	Yüksek	Orta	Düşük
Altkümelenme	Yok	Orta	Belirgin

çizgi içinde görülür, C sınıfında ise galaksiler arası uzaklıkta karşılaştırılabilir büyüklükte olan en parlak on galaksinin dört ya da daha fazlası küme çekirdeği oluşturur.

Galaksi kümelerinin X-ışını morfoloji sınıflandırmaları [Forman & Jones \(1982\)](#) tarafından kümedeki X-ışın dağılımı temel alınarak düzenli (evrimleşmiş) ve düzensiz (erken tip) olarak sınıflandırılmıştır. Düzenli kümeler, düzenli ve merkezi olarak yoğun X-ışın yapılarına sahiptirler. X-ışın dağılımı düzgün ve X-ışın yayım tepeleri bireysel galaksiler ile ilişkili değildir. Yüksek X-ışını ışınım gücüne ve gaz sıcaklıklarına sahiptirler. Düzensiz kümeler, düzgün olmayan X-ışın yüzey parlaklığına sahiptir, X-ışın yüzey parlaklıkları küçük tepelidir ve pek çoğu kümedeki bireysel galaksiler ile ilişkilendirilir. X-ışınım güçleri (L_x) ve X-ışın tayf sıcaklıkları (T_x) düşüktür. Alt kümeler ile düzensiz galaksi dağılımı ve düşük merkezi konsantrasyona sahiptirler, genellikle çok zengin değildirler ([Forman & Jones 1982](#)). Düzenli kümelerin düzensiz kümelerden dinamik olarak daha fazla evrimleştiği ve fiziksel aktivite sayısının azaldığı düşünülmektedir ([Abell 1965](#); [Sarazin 1988](#)).

Son yıllarda yapılan X-ışın çalışmalarında farklı morfolojik parametreler kullanılarak galaksi kümeleri rahatlamış (Relaxed-R) veya rahatsız (Disturbed-D) olarak sınıflandırılmaktadır ([Mann & Ebeling, 2012](#); [Parekh ve diğ. 2015](#); [Lovisari ve diğ. 2017](#)). Bununla birlikte galaksi kümelerinin, soğuk çekirdekli (cool core, CC), güçlü soğuk çekirdekli (strong cool core, SCC), orta soğuk çekirdekli (moderate, MCC), hafif soğuk çekirdekli (weak cool core, WCC) ve soğuk çekirdekli olmayan (non cool core, NCC) kümeler olarak sınıflandırma çalışmaları bulunmaktadır ([Chen ve diğ. 2007](#); [Santos ve diğ. 2008](#); [Zhang ve diğ. 2016](#)).

Bu çalışmada ACO kataloğundan seçilen en parlak, zengin ve düşük kırmızıya kayma değerlerine sahip olan A0961, A2108, A3390 ve A3854 galaksi kümelerinin *XMM-Newton* uydusundan alınan verileri kullanılarak küme içi gazın X-ışın özellikleri incelenmiştir. Küme içi gazın X-ışın özelliklerinin incelenmesi ile kümelerin dinamiksel durumlarını belirleme çalışması ve sınıflandırmaları yapılmıştır. §2'de kümelerin dinamiksel durumlarını belirleme ve sınıflandırmalarında kullanılan en önemli X-ışın morfolojik parametrelerinden ikisi hakkında bilgi verilmiştir. §3'te kümelerin literatürden toplanan bilgileri yer almaktadır. §4'te çalışmada kullanılan yöntem, kullanılan materyaller hakkında açıklamalar yapılmış, veri bilgisi, kümelerin X-ışın görüntülerinin oluşturulması ve X-ışın tayfi çalışması ile ilgili bilgiler sunulmuştur. §5'te galaksi kümelerinin morfolojik parametrelerinin belirlenmesindeki detaylar açıklanmış ve kümelerin dinamiksel durumları ve

sınıflandırmaları verilmiştir. §6'da literatürdeki çalışmalar ile sonuçlarımızın karşılaştırmaları yapılmıştır.

Çalışmamızda kozmolojik parametreler için $H_0=70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_\Lambda=0.7$ ve $\Omega_m=0.3$ kullanılmıştır.

2 X-ışın Morfolojik Parametreleri

2.1 Merkez Kayması

Merkez kayması (centroid shift, w) parametresi ilk olarak [Mohr ve diğ. \(1993\)](#) tarafından kümelerin dinamiksel durumunu karakterize etmek için tanımlanmıştır. Galaksi kümelerindeki dinamiksel bozukluğun belirlenmesinde, küme çekirdeğinin yer değiştirmesi iyi bilinen ve güvenilir bir yöntemdir ([Mohr ve diğ. 1995](#); [Poole ve diğ. 2006](#)). Galaksi kümelerinde X-ışın yayım merkezinin kayması, ICM düzenliliği hakkında önemli bilgiler sağlar. Dinamiksel olarak bozulmamış bir galaksi kümesinde kabaca küresel bir simetri beklenmektedir. Bu durumda X-ışın tepe noktası ve ağırlıklı merkezi X-ışın tepe noktasının örtüşmesi beklenir. Merkez kayması, X-ışın tepe noktası ve R_{ap} birimindeki ağırlıklı merkez arasında öngörülen aralığın standart sapmasıdır ve kümenin X-ışın tepesi üzerine merkezlenmiş dairesel aralıkların bir serisinden hesaplanmaktadır ([Poole ve diğ. 2006](#); [Maughan ve diğ. 2008](#); [Cassano ve diğ. 2010](#)).

$$w = \left[\left(\frac{1}{N-1} \right) \Sigma (\Delta_i - \langle \Delta \rangle)^2 \right]^{1/2} \times \frac{1}{R_{ap}} \quad (1)$$

Burada N , toplam aralık sayısı, Δ_i , X-ışını tepe noktası ile i . eşmerkezli halka içinde hesaplanan ağırlıklı merkez arasındaki uzaklık ve $R_{ap}=R_{500}$ 'dür ve aralık yarıçapı R_{ap} 'den 0.05 R_{500} 'e kadar %5'lik basamaklarla azalır ([Mohr ve diğ. 1995](#); [Maughan ve diğ. 2008](#)). R_{500} , ortalama küme yoğunluğunun, evrenin kritik yoğunluğunun 500 katı olduğu durumdaki küme yarıçapıdır. R_{ap} değeri yazarlar tarafından üretilmekte ve varsayılan değeri 0.5 R_{500} olarak alınabilmektedir. Aralık yarıçapı $R_{ap}=500 \text{ kpc}$ değeri kullanılan çalışmalarda bulunmaktadır ([Cassano ve diğ. 2010](#)).

[Lovisari ve diğ. \(2017\)](#), küme morfolojisi çalışmalarında X-ışın verileri kullanarak kümelerin dinamiksel durumlarını, sekiz farklı parametre kullanarak rahatlamış (R), rahatsız (D) ve karışık (Mix) olarak sınıflandırmıştır. Rahatlamış ve rahatsız kümeler arasındaki en iyi ayırımın konsantrasyon ve merkez kayması parametreleri olduğu belirtilmiştir. Bununla birlikte kümenin X-ışın görüntüsünde, tek objenin kontürlerinin eşit ışınım görüntüsü ve alt yapılı olmaması rahatlamış küme, iki ya da daha fazla obje olması ve birleşmenin açık kanıtlarının bulunması durumunda rahatsız küme, bu sınıflandırmaların dışında kalan küçük alt yapılı ya da sönük dağılımlı kümeler karışık olarak sınıflandırılmıştır ([Lovisari ve diğ. 2017](#)). Benzer çalışmalarda bir kümede, $\langle w \rangle < 0.01$ ise morfolojik olarak rahatlamış, $\langle w \rangle > 0.01$ ise morfolojik olarak rahatsız küme sınıflandırmaları yapılmıştır ([Pratt ve diğ. 2009](#); [Bartalucci ve ark. 2019](#)).

2.2 Yüzey Parlaklık Konsantrasyonu

Galaksi kümelerinde merkez yüzey parlaklığının (surface brightness, SB) fazlalığı soğuk çekirdeğin varlığının ilk göstergesi olarak kabul edilir ([Fabian ve diğ. 1984](#)). Yüzey parlaklık konsantrasyonu parametresi (c_{SB}), galaksi kümelerinin soğuk çekirdekli veya soğuk çekirdekli olmayan galaksi kümesi ayırımı yapmak için kullanılmaktadır ([Santos ve diğ. 2008](#)). Denklem 2'de verilen c_{SB} parametresi ile kümelerde tek parametre kullanılarak soğuk çekirdeklerin pratiksel olarak

ilk sınıflandırması yapılmıştır. Konsantrasyon parametresi hesaplamalarında R_{500} olarak ölçeklendirilmiş yarıçap yerine fiziksel yarıçap kullanılmaktadır.

$$c_{SB} = \frac{SB(r < 40 \text{ kpc})}{SB(r < 400 \text{ kpc})} \quad (2)$$

burada c_{SB} , X-ışın yüzey parlaklık konsantrasyonu, SB, X-ışın yüzey parlaklığıdır. c_{SB} parametresi ile soğuk çekirdekli galaksi kümeleri, soğuk çekirdekli olmayan, NCC ($c_{SB} < 0.075$), orta soğuk çekirdekli, MCC ($0.075 < c_{SB} < 0.155$) ve güçlü soğuk çekirdekli, SCC ($c_{SB} > 0.155$) olarak sınıflandırılmıştır. Ayrıca c_{SB} parametresinin kırmızıya kayma değerinden bağımsız olduğu (Santos ve diğ. 2008) ve kümelerde yarıçap farklılığından etkilenmediği ortaya konulmuştur (Lovisari ve diğ. 2017). R_{500} bölgesinde yüksek konsantrasyona sahip kümelerin, $0.5 R_{500}$ bölgesi için de yüksek konsantrasyona sahip olduğu ve bu sürekliliğin yüzey parlaklık profillerinin (SB), küme görüntüsünde görünür altyapıların kaldırılmasından sonra düzleştirilmiş görüntülerden elde edilmesinden kaynaklandığı belirtilmiştir. Galaksi kümelerinin dinamiksel yapılarının belirlenmesinde küme X-ışın görüntülerinden faydalanılarak, merkez kayması 0.021 değerinden daha düşük ve konsantrasyonu 0.15 değerinden daha yüksek olan kümeler rahatlamış olarak sınıflandırılmıştır (Lovisari ve diğ. 2017).

3 Önceki Çalışmalar

A0961'in optik morfolojik sınıflandırması, Rood & Sastry, "L-çizgi" (Struble & Rood 1987b) ve Bautz & Morgan, "II-III" olarak yapılmıştır (Abell 1958). A0961 galaksi kümesinin ROSAT verileri ile X-ışın sıcaklığı $kT=5.2$ keV, ışınım akısı $0.1-2.4$ keV enerji aralığı için $f_x=4.8 \times 10^{-12}$ erg cm^{-2} s^{-1} ve X-ışın ışınım gücü $L_x=3.14 \times 10^{44}$ erg s^{-1} olarak hesaplanmıştır (Ebeling ve diğ. 1998). Sloan Digital Sky Survey (SDSS) verileri ile fotometri ve tayf analizleri yapılarak küme yoğunluğu $C=0.45$ elde edilmiş ve altyapılı olmayan küme olarak belirlenmiştir (Jensen & Pimblet 2012). A0961 kümesi rahatlamış küme olarak tanımlanmıştır (Sifón ve diğ. 2015).

A2108'in optik morfolojik sınıfı, Rood & Sastry, "C-çekirdek" (Struble & Rood 1987b) ve Bautz & Morgan, "III" olarak tanımlanmıştır (Abell 1958). ROSAT verileri ile X-ışın sıcaklığı $kT=4$ keV ve foton sayım oranı 0.32 ± 0.10 sayım s^{-1} olarak bulunmuştur. Enerji aralığı $0.1-2.4$ keV için ışınım akısı $f_x=5.3 \times 10^{-12}$ erg cm^{-2} s^{-1} , X-ışın ışınım gücü $L_x=1.92 \times 10^{44}$ erg s^{-1} olarak elde edilmiştir (Ebeling ve diğ. 1996). SDSS verileri kullanılarak fotometri ve tayf analizleri ile kümenin karakteristik özellikleri belirlenmiş, küme yoğunluğu $C=0.51$ elde edilmiş ve kümenin altyapılı olmadığı belirtilmiştir (Jensen & Pimblet 2012). A2108 galaksi kümesi, Chandra ve XMM-Newton verileri ile X-ışınlarında ve radyo yayımlarında incelenmiş, iki alt kümesi olan ve birleşme geçiren bir sistem olarak nitelendirilmiştir. Alt kümelerden biri batıda daha parlak ve düzenli diğeri doğuda oldukça bozuk bir morfolojiye sahip parlak bir X-ışın tepesi etrafında ortalanmıştır. Her iki alt kümede de soğuk çekirdeğin varlığı tespit edilememiştir (Schellenberger ve diğ. 2022).

A3390'nın optik morfolojik küme sınıflandırması Abell, "IR" (Abell 1965; Abell ve diğ. 1989) ve Bautz & Morgan, "II" olarak yapılmıştır (Abell ve diğ. 1989). ROSAT verileri ile X-ışın sıcaklığı $kT=1.8$ keV bulunmuştur (Ebeling ve diğ. 1996). Kümenin iki tepeli X-ışın yayımına sahip olduğu belirtilmiştir (De Grandi ve diğ. 1999). XMM-Newton verileri kullanılan A3390'nun X-ışın tayfına APEC tayf modeli uygulanarak $0.5-7$

keV enerji aralığı için X-ışın sıcaklığı, $T_x=1.58 \pm 0.06$ keV ve $0.1-2.4$ keV aralığı için X-ışın ışınım gücü, $L_x=1.41 \pm 0.11 \times 10^{43}$ erg s^{-1} olarak hesaplanmıştır. Kümenin iki X-ışın tepesinin her biri için tayf analizi yapılmış ve farklı kırmızıya kayma değeri bulunamamıştır (Lovisari ve diğ. 2015).

A3854'ün optik morfolojik küme sınıfı, Abell, "R" ve Bautz & Morgan, "II" olarak tanımlanmıştır (Abell 1965; Abell ve diğ. 1989). ROSAT verileri kullanılan A3854'ün analizinde $N_H=1.1 \times 10^{20}$ cm^{-2} ve $z=0.1214$ değerleri kullanılarak, Raymond-Smith tayf modeli ile $kT=6$ keV, enerji aralığı $0.1-2.4$ keV için $f_x=7.7 \times 10^{-12}$ erg cm^{-2} s^{-1} ve $L_x=4.79 \times 10^{44}$ erg s^{-1} olarak hesaplanmıştır (Ebeling ve diğ. 1996). Diğeri bir çalışmada $H_0=50$ km s^{-1} Mpc^{-1} varsayılarak güç kanunu tayfindan $L_x=3.84 \pm 0.59 \times 10^{44}$ erg s^{-1} bulunmuştur (De Grandi ve diğ. 1999).

XMM-Newton verileri ile A3854'ün X-ışın tayfı oluşturulmuş ve APEC tayf modeli uygulanarak X-ışın analizi yapılmış ve kümenin morfolojik parametreleri hesaplanarak ($R_{500}=1061$ kpc, $c=0.25 \pm 0.01$, $w=0.22 \pm 0.04 \times 10^{-2}$, gibi) dinamik durumu belirlenmeye çalışılmıştır. Morfolojik parametrelerin değerlendirilmesi ve kümenin X-ışın görüntüsünün görsel olarak incelenmesi sonucunda A3854 kümesinin dinamik durumu rahatlamış (R) olarak belirlenmiştir (Lovisari ve diğ. 2017).

4 Yöntem ve Materyal

ACO kataloğu her birinin en az 30 üye galaksisi bulunan 4073 zengin galaksi kümesinin tüm gökyüzü kataloğudur. Büyüklük (kadir) oranları m_3 ile m_3+2 değerlerindedir (m_3 , üçüncü en parlak küme üyesinin büyüklüğüdür) ve kümelerin ağırlıklı olarak kırmızıya kayma değerleri 0.2 'den daha küçük olan galaksi kümelerini içerir (Abell ve diğ. 1989). XMM-Newton uydusunun gözlem yaptığı enerji aralığı $0.15-15$ keV arasında ve görüş alanı $30'$ 'dir. XMM-Newton uydusunun çözünürlüğü $6''$ 'dir, bu yüksek çözünürlük X-ışını verileri ile yapılan çalışmaların daha sağlıklı sonuçlar vermesi bakımından önemlidir (Jansen ve diğ. 2001). XMM-Newton uydusu MOS1, MOS2 ve PN olarak üç detektöre sahiptir. Mikro meteoritler çarpması sonucu MOS1 dedektöründe bulunan iki CCD (CCD#3 ve CCD#6) işlev görmemektedir. Galaksi kümelerinin X-ışın görüntüleri incelenerek hangi CCD'nin işlev görmediği kolayca tespit edilebilmektedir (Snowden & Kuntz 2014).

4.1 Veri Bilgisi

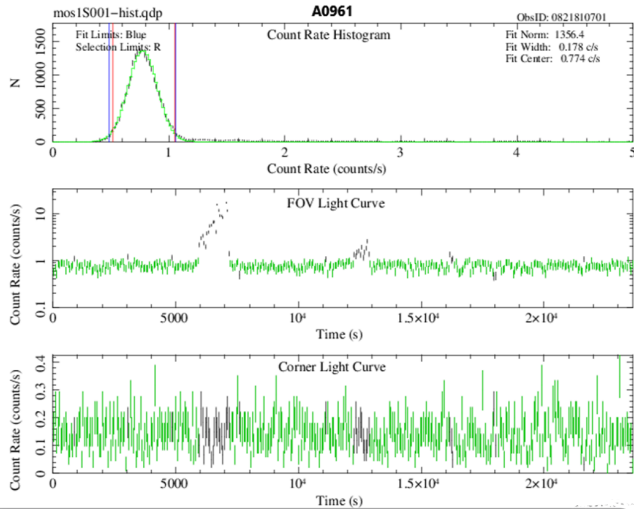
Bu çalışmada ACO kataloğundan seçilen en parlak, zengin ve düşük kırmızıya kayma ($0.03 < z < 0.15$) değerlerine sahip olan A0961, A2108, A3390 ve A3854 galaksi kümelerinin "HEASARC Browse XMMMASTER, XMM-Newton Master Log & Public Archive"den alınan X-ışın gözlem verileri kullanılmıştır (Çizelge 2). Galaksi kümelerinin X-ışın verilerinin analizinde SAS (Science Analysis Software) Bilimsel Analiz Programının SAS 18.0.0 versiyonu, XMM-Newton uydu verilerinin yaygın kaynak analizi için üretilmiş olan ESAS (Extended Source Analysis Software) paket programı ve XMM-Newton verileri analizi için gerekli olan python3.6.2, heasoft-v6.27.2, perl-v5.24.1, ds9-8.1v(2019) analiz paketleri kullanılmıştır.

4.2 Görüntü oluşturma

Çalışmamızda, kümelerin X-ışın görüntülerini oluşturmak için ESAS-Cookbook (Snowden & Kuntz 2014) standart

Çizelge 2. İncelenen galaksi kümelerinin *XMM-Newton* uydusu X-ışın verileri gözlem bilgileri. Kırmızıya kayma referansları: (1) [Struble & Rood \(1987a\)](#), (2) [Struble & Rood \(1999\)](#). N_H değerleri NASA/NED veri tabanından alınmıştır.

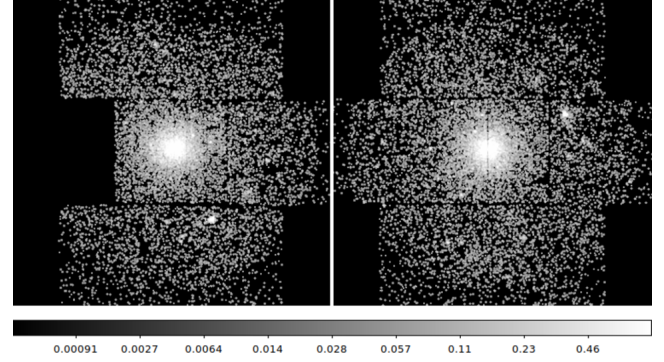
Küme Adı	z	Ref.	N_H ($\times 10^{20}$ cm $^{-2}$)	RA	DEC	Tarih	Süre (s)	MOS1 (s)	MOS2 (s)	PN (s)
A0961	0.1241	(2)	1.48	10 16 23.99	+33 37 20.0	2018-10-27	25000	23621	23607	21761
A2108	0.0919	(1)	2.71	15 40 03.97	+17 52 19.0	2019-02-19	26000	24622	24607	22762
A3390	0.0333	(2)	7.07	06 24 37.00	-37 20 09.0	2017-10-11	22800	21455	21427	19841
A3854	0.1492	(2)	1.22	22 17 43.30	-35 43 34.3	2005-05-12	26918	26674	26676	22740



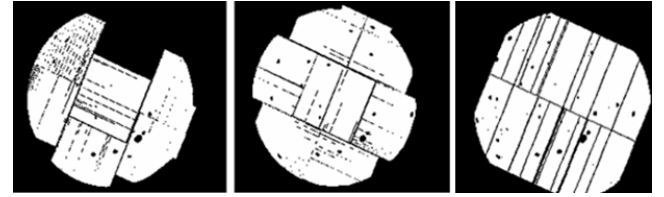
Şekil 1. A0961 kümesinin MOS1 dedektöründen elde edilen ışık eğrisi. Yeşil kısımlar kabul edilebilir zaman aralıklarını göstermektedir.

analiz basamakları ve *XMM-Newton* veri analizi komut dizileri kullanılmıştır. Analiz için *XMM-Newton* arşivinden veriler alınmış, MOS-CCD'ler için emchain, PN-CCD için epochain ve epochain withoutoftime=true görevleri ile olay dosyaları üretilmiş ve olay dosyalarının filtrelenmesi için mos-filter ve pn-filter görevleri kullanılmıştır. Bu görevlerin çalıştırılmasıyla gözlemede uygun kısımlar tespit edilmiş ve yumuşak proton parlamasından etkilenen kısımlar çıkartılarak ışık eğrisi temizlenmiştir. MOS1, MOS2 ve PN dedektörleri için ışık eğrileri oluşturulmuş, ışık eğrilerinin kabul edilebilir zaman aralıkları ve Gauss fiti uygunlukları incelenerek tüm ışık eğrilerinin kabul edilebilir zaman aralıklarına sahip olduğu belirlenmiştir (Ör: Şekil 1).

Kümelerin MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin tüm CCD'leri incelenerek veri alamayan veya anomali durumları olan CCD'ler belirlenmiştir. Veri alamayan CCD'ler analizden çıkartılmıştır. Her kümenin MOS1 ve MOS2 dedektörlerinin yumuşak bant (0.2-1.0 keV) görüntüleri incelenerek anomali durumları olan CCD'ler için düzeltme görevleri uygulanmıştır. A3854'ün MOS1 ve MOS2 yumuşak bant (0.2-1.0 keV) görüntüsü Şekil 2'de verilmiştir. PN dedektörü görüntülerindeki anomali durumlarının düzeltilmesi PN_0oT dosyalarının oluşturulmasıyla sağlanmıştır. ICM gazı incelemelerinde kirlilik oluşturan nokta kaynaklar cheese görevi ile belirlenmiş, maske görüntüleri oluşturulmuş ve gerekli durumlarda küme görüntüsünden çıkartılmıştır. A3854'ün nokta kaynakları için oluşturulan maske görüntüleri Şekil 3'de verilmiştir. Kümelerin üç dedektörünün her CCD'si için X-ışın sertlik oranı grafikleri oluşturularak incelenmiş ve analiz için uygun olmayan CCD'ler analizlerden



Şekil 2. A3854 galaksi kümesinin MOS1 (sol) ve MOS2 (sağ) dedektörlerinin yumuşak bant (0.2–1.0 keV) görüntüleri.



Şekil 3. A3854 galaksi kümesinin MOS1 (sol), MOS2 (orta) ve PN (sağ) dedektörlerindeki nokta kaynakların çıkartılması için oluşturulan maske görüntüleri.

çıkartılmıştır. A3854'ün MOS1 CCD'leri için oluşturulan sertlik-oran grafiği Şekil 4'de verilmiştir.

XMM-ESAS görevleri olan mos-spectra, pn-spectra, mos_back ve pn_back ile üretilmiş olan ara ürün dosyaları kullanılarak durgun parçacık arka plan (QPB) görüntüleri ve tayfi oluşturulmuştur. Durgun parçacık arka planı, yumuşak proton arka planı (SP) ve güneş rüzgarları yük değiştirme arka planı (SWCX) verileri küme görüntülerinden çıkarılmıştır. Kümelerin her biri için 0.4-7.2 keV enerji aralığında ve arka plandan arındırılmış MOS1, MOS2 ve PN verileri birleştirilerek EPIC dosyaları elde edilmiştir. EPIC dosyaları ds9 görüntüleme programı kullanılarak düzenlenmiştir (Şekil 5 ve Şekil 6).

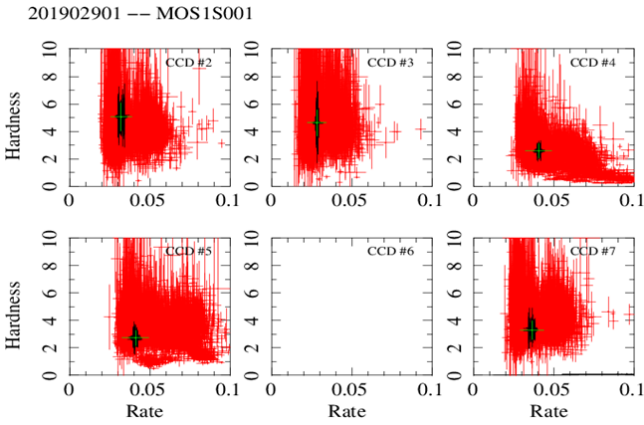
4.3 Tayf hazırlama

Galaksi kümelerinin dinamik durumunun kapsamlı bir görünümünü elde etmek için morfolojik analizlerde genel olarak R_{500} içindeki bölge kullanılmaktadır ([Lovisari ve diğ. 2017](#)).

Küme tayfları oluşturulurken arka plan verilerinden arındırılmış EPIC verileri kullanılmış ve ESAS komut dizileri takip edilmiştir. Çalışmamızda incelenen galaksi kümelerinin R_{500} değerlerini belirlemek için kümelerin 1'-4' arasındaki

Çizelge 3. Analizleri yapılan galaksi kümelerinin: (1) küme adı, (2) kümenin 1'lık uzaklık değeri, (3) hesaplanan R_{500} , (4) hesaplanan yüzey parlaklık konsantrasyon parametresi c_{SB} , (5) hesaplanan X-ışın merkez kayması (w), (6) Santos ve diğ. (2008) kriterleri ile belirlenen, kümelerin soğuk çekirdek sınıflandırması, (7) Lovisari ve diğ. (2017) kriterleri gözönüne alınarak belirlenen, kümelerin dinamiksel durumları. A2108 galaksi kümesi alt yapıları olduğundan merkez kayması parametresi (w) hesaplamalarında R_{500} tercih edilmemiş, A2108 Doğu için $R_{ap}=3$ kpc, A2108 Batı için $R_{ap}=4.3$ kpc yarıçaplı bölgeler kullanılmıştır. Çizelgede literatürdeki sınıflandırma gösterimleri kullanılmıştır.

Küme Adı	1' uzaklık (kpc)	R_{500} (kpc)	c_{SB}	w	Sınıflandırma	Dinamiksel durum
A0961	134.83	1090	0.039 ± 0.001	0.0356 ± 0.0058	NCC	M/D
A2108 Doğu	103.27	-	0.024 ± 0.002	0.0704 ± 0.0114	NCC	D
A2108 Batı	103.27	-	0.061 ± 0.003	0.0311 ± 0.0050	NCC	D
A3390	40.33	706	0.076 ± 0.001	0.0153 ± 0.0025	CC	R
A3854	155.91	1066	0.585 ± 0.073	0.0129 ± 0.0021	CC	R



Şekil 4. A3854 kümesi MOS1 dedektöründeki her bir CCD için sertlik oran grafikleri.

bölgelerinin ICM tayfı oluşturulmuştur. Kümelerin ICM tayf analizi XSPEC programında, 0.4-7.2 keV enerji aralığında ve APEC tayf modeli uygulanarak yapılmıştır. Kümeler için Çizelge 2'de verilen kırmızıya kayma (z), hidrojen kolon yoğunluk (N_H) değerleri sabit tutularak fit edilmiştir. A0961, A3390 ve A3854 kümelerinin X-ışın sıcaklıkları, T_x , sırasıyla 3.79 ± 0.10 , 1.59 ± 0.02 ve 3.64 ± 0.28 keV olarak hesaplanmıştır.

İncelediğimiz galaksi kümelerinin R_{500} değerleri Evrard (1997)'deki yöntem takip edilerek ve $R_{500}-T$ ilişkili Denklem 3 kullanılarak hesaplanmış ve Çizelge 3'de verilmiştir.

$$R_{500}(T_x) = (1.24 \pm 0.09) \left(\frac{T_x}{10 \text{ keV}} \right)^{1/2} h^{-1} \text{ Mpc} \quad (3)$$

5 Morfolojik parametrelerin belirlenmesi

Galaksi kümelerinin, nokta kaynakları çıkartılmış, lineer ölçeklendirilmiş, Gauss fonksiyonu ($\sigma=3$) ile düzleştirilmiş ve geniş enerji aralığı (0.4-7.2 keV) için oluşturulan EPIC görüntülerinden, X-ışın tepe noktası ve ağırlıklı merkezi X-ışın tepe noktası arasındaki değişim oranlarının değerlendirilmesiyle belirlenen merkez kayması parametresi (w), Denklem 1'den yararlanılarak hesaplanmıştır. Merkez kayması hesaplanırken A0961 ve A3854 kümeleri için $R_{ap}=0.5 R_{500}$ kullanılmıştır. A3390 kümesinin kırmızıya kayma değerinin çok küçük olması ve küme görüntüsünün tamamının görüş alanı (FOV) içinde olmasından dolayı $R_{ap}=0.2 R_{500}$ olarak alınmıştır.

A2108 kümesinin X-ışın görüntüsünde kuzeyde bir arka plan kümesi ile doğu ve batıda iki alt küme tespit edilmiştir (Schellenberger ve diğ. 2022). A2108 kümesinin alt yapıları

olmasından dolayı duyarlı bir hesaplama yapabilmek için A2108 Batı ve A2108 Doğu'nun R_{ap} değerleri için R_{500} yerine fiziksel (kpc) yarıçaplar kullanılmıştır. Alt kümelerin X-ışın tepesi merkez alınarak A2108 Batı için $2.5''$ (4.3 kpc) yarıçaplı, A2108 Doğu için $1.8''$ (3 kpc) yarıçaplı bölgelerin merkez kayması parametreleri hesaplanmıştır. Merkez kayması ve kümelerin X-ışın görüntüleri birlikte değerlendirilerek kümelerin rahatlamış veya rahatsız olarak morfolojik sınıflandırmaları yapılmıştır (bkz. Çizelge 3).

A0961, A3390 ve A3854 kümelerinin nokta kaynakları çıkartılmış, logaritmik ölçeklendirilmiş ve düzleştirilmemiş EPIC görüntülerinde, küme X-ışın tepesi merkez alınarak 40 kpc ve 400 kpc'lik yarıçaplı bölgelerin yüzey parlaklık (SB) değerleri bulunmuştur. A2108 kümesi içindeki alt kümelerin yüzey parlaklık konsantrasyonlarını belirlemek için parlaklık profilleri küçük boyutlarda çıkartılmıştır. A2108 batı alt küme için 0.56 kpc ve 3.5 kpc yarıçaplı bölgelerin, A2108 doğu alt küme için 0.35 kpc ve 3 kpc yarıçaplı bölgelerin yüzey parlaklık değerleri Denklem 2 kullanılarak oranlanmış ve c_{SB} parametreleri hesaplanmıştır. Hesaplamalar sonucunda elde edilen c_{SB} değerlerine göre kümelerin soğuk çekirdekli veya soğuk çekirdekli olmayan morfolojik sınıflandırması yapılmıştır (bkz. Çizelge 3).

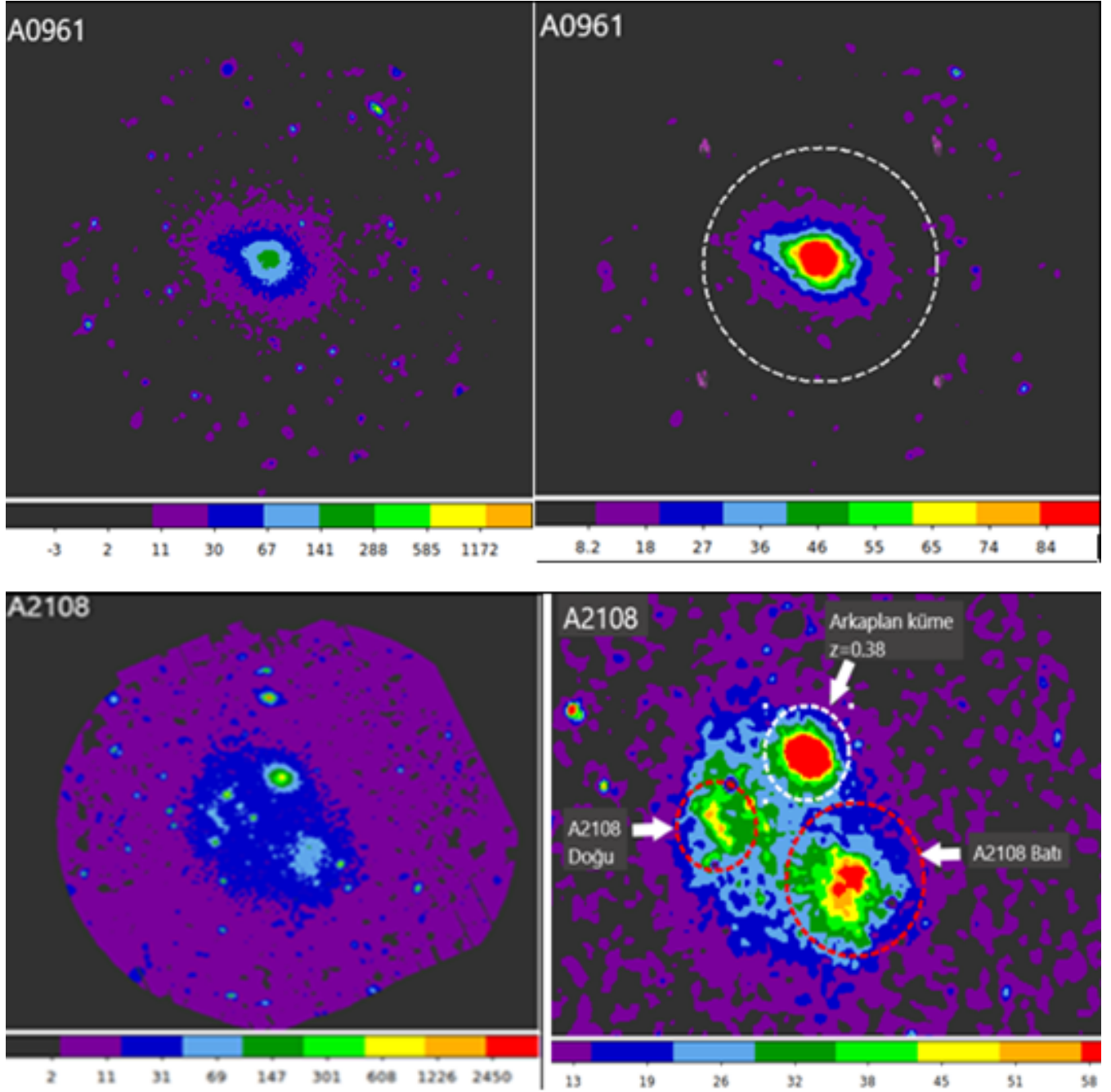
6 Tartışma ve Sonuçlar

Bu çalışmada, galaksi kümelerinin, ICM X-ışın özellikleri incelenerek, galaksi kümelerindeki bozukluk derecesinin daha nicel bir ölçüsünü sağlamak için merkez kayması (w) ve yüzey parlaklık konsantrasyon (c_{SB}) parametreleri hesaplanmıştır (Çizelge 3). Kümelerin X-ışın görüntüleri, w ve c_{SB} parametreleri değerlendirilerek kümelerin dinamiksel durumları belirlenmiş ve morfolojik sınıflandırmaları yapılmıştır.

A0961'in X-ışın dinamiksel sınıflandırması ilk kez bu çalışmada yapılmış ve karışık/rahatsız küme olarak nitelendirilmiştir. A0961 için sonuçlarımız önceki optik çalışmalardan Jensen & Pimblet (2012) ve Sifón ve diğ. (2015)'dan biraz farklı olmakla birlikte Abell (1958) ve Struble & Rood (1987b)'un çalışmasıyla uyumludur.

A2108'in X-ışın dinamiksel sınıflandırması, rahatsız küme olarak belirlenmiştir. A2108 için sonuçlarımız literatürdeki optik çalışmalardan, Jensen & Pimblet (2012)'den farklı, Struble & Rood (1987b)'a yakın ve Abell (1958) ile uyumludur. Schellenberger ve diğ. (2022)'nin X-ışın çalışması ile uyumludur.

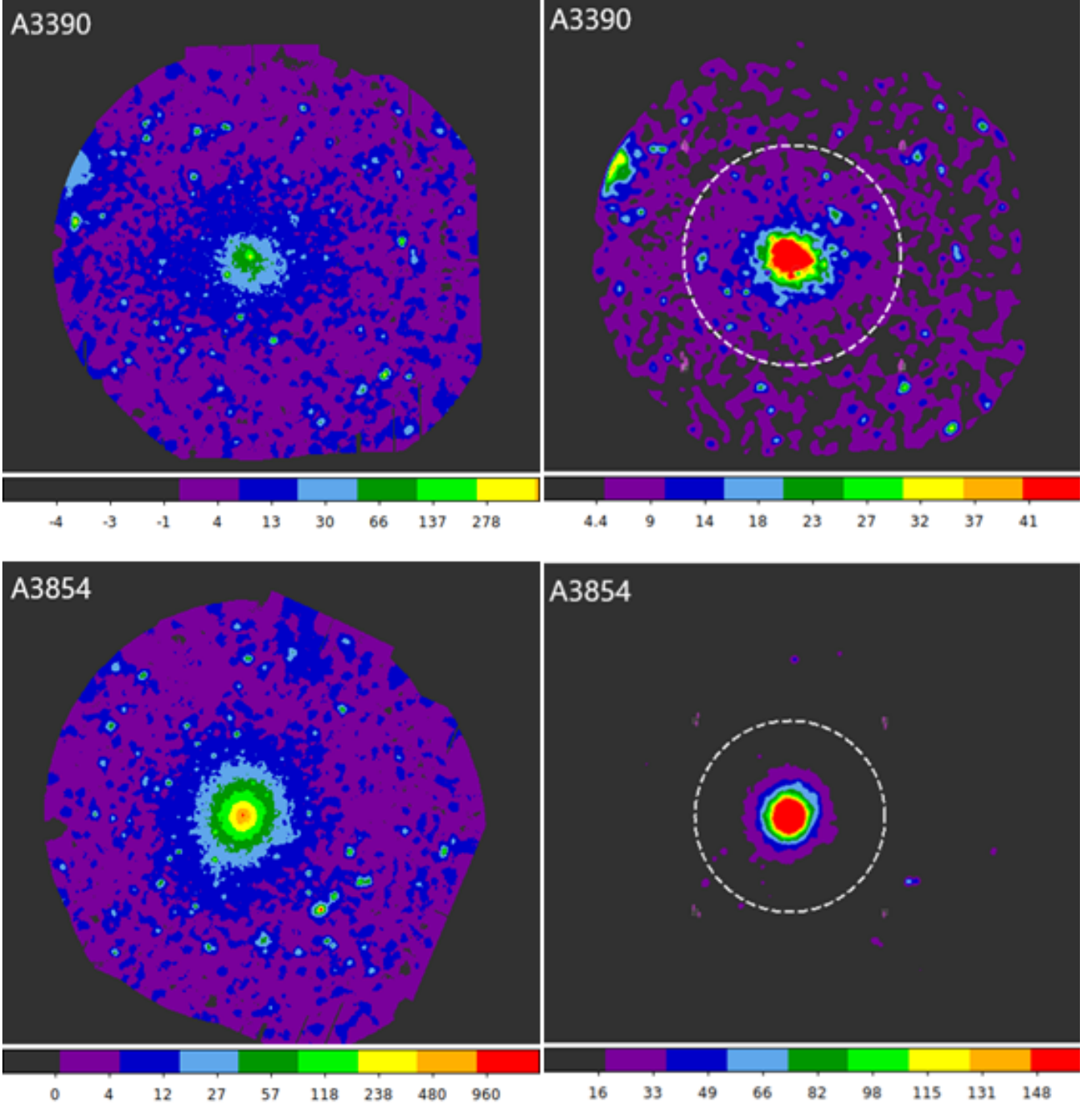
A3390'nun X-ışın dinamiksel sınıflandırması, rahatlamış küme olarak sınıflandırılmıştır. Sonuçlarımız literatürdeki optik sınıflandırmalarla yakın uyum içerisinde (Abell 1965; Abell



Şekil 5. (Sol panel) A0961 ve A2108 kümelerinin nokta kaynakları çıkartılmamış, logaritmik ölçeklendirilmiş, düzleştirilmemiş ve geniş enerji aralığında (0.4-7.2 keV) oluşturulmuş EPIC görüntüleri. (Sağ panel) A0961 ve A2108 kümelerinin nokta kaynakları çıkartılmış, lineer ölçeklendirilmiş, Gauss fonksiyonu ($\sigma=3$) ile düzleştirilmiş ve geniş enerji aralığında (0.4-7.2 keV) oluşturulmuş EPIC görüntüleri. A0961 için beyaz kesikli daire, kümenin X-ışın tepe noktası merkez alınarak oluşturulan, $0.5 R_{500}$ bölgesini göstermektedir. A2108 için beyaz kesikli daire, arka plan kümesini göstermektedir (A2108 için bkz. Schellenberger ve diğ. (2022)). A2108 için kırmızı kesikli daireler A2108 Doğu ve A2108 Batı alt kümelerinin X-ışın tepe noktası merkez alınarak oluşturulan, sırasıyla $R_{ap}=3$ kpc ve $R_{ap}=4.3$ kpc bölgelerini göstermektedir.

ve diğ. 1989) olmasına rağmen X-ışın çalışmalarından (De Grandi ve diğ. 1999; Lovisari ve diğ. 2015) farklıdır. X-ışın yayım tepesi ile X-ışın yayım ağırlıklı merkezi arasında göreceli olarak yüksek ayrılmalara sahip olan kümeler düzensiz veya rahatsız kümeler olarak nitelendirilir (Mohr ve diğ. 1993). Kümenin tamamının görüş alanı içinde olmaması durumunda ağırlıklı yayım merkezi belirlenememekte ve bu durumda sadece

X-ışın yayım tepesi kullanılmaktadır (Lovisari ve diğ. 2015). Çalışmamızda, A3390 kümesinin kırmızıya kayma değerinin çok küçük olması ve küme görüntüsünün tamamının görüş alanı (FOV) içinde görüntülenememesi sebebiyle X-ışın yayım tepesi kullanılmış ve küme için $R_{ap}=0.2 R_{500}$ olarak alınmıştır. Önceki X-ışın çalışmalarında farklı enerji aralıklarının (0.5-2.0 keV) kullanılmış olması (De Grandi ve diğ. 1999) veya R_{500}



Şekil 6. (Sol panel) A3390 ve A3854 kümelerinin nokta kaynakları çıkartılmamış, logaritmik ölçeklendirilmiş, düzleştirilmemiş ve geniş enerji aralığında (0.4-7.2 keV) oluşturulmuş EPIC görüntüleri. (Sağ panel) A3390 ve A3854 kümelerinin nokta kaynakları çıkartılmış, lineer ölçeklendirilmiş, Gauss fonksiyonu ($\sigma=3$) ile düzleştirilmiş ve geniş enerji aralığında (0.4-7.2 keV) oluşturulmuş EPIC görüntüleri. Beyaz kesikli daireler, kümelerin X-ışın tepe noktası merkez alınarak oluşturulan, A3390 için 0.2 R₅₀₀ ve A3854 için 0.5 R₅₀₀ bölgesini göstermektedir.

değerlerinin farklı alınması (Lovisari ve diğ. 2015) farklı sonuçlar elde edilmesine neden olabilir. Bu nedenlerle A3390 kümesinin sıcaklık haritalamasının yapılmasına ihtiyaç vardır.

A3854'ün X-ışın dinamiksel sınıflandırması bu çalışmada rahatlamış olarak belirlenmiştir. A3854 galaksi kümesi için sonuçlarımız literatürdeki optik çalışmalarla (Abell 1965; Abell

ve diğ. 1989) ve X-ışın çalışmalarıyla (Lovisari ve diğ. 2017) oldukça uyumludur.

A0961 ve A2108 galaksi kümelerinin X-ışın analizlerinde soğuk çekirdekli olmayan kümeler, A3390 ve A3854 galaksi kümelerinin soğuk çekirdekli kümeler oldukları ilk kez bu çalışmada belirlenmiştir.

Teşekkür

Bu çalışmaya birlikte başladığım tez hocam Gülnur İkis Gün Covid-19 nedeniyle vefat etmiştir. Kendisini makaleye katkılarından dolayı saygılarımla anıyorum.





Kaynaklar

- Abell, G. O., 1958, ApJS, 3, 211
 Abell, G. O., 1965, ARA&A, 3, 1
 Abell, G.O., Corwin, H.G. ve Olowin, R. P., 1989, ApJS, 70, 1
 Bartalucci, I., Arnaud, M., Pratt, G. W., Démoclès, J. ve Lovisari, L., 2019, A&A, 628, A86
 Bautz, L. P., Morgan, W. W., 1970, ApJ, 162, L149
 Cassano, R., Ettori, S., Giacintucci, S., ve diğ. 2010, ApJL, 721, L82
 Chen Y., Reiprich T. H., Böhringer H., Ikebe Y., Zhang Y.-Y., 2007, A&A, 466, 805
 De Grandi, S., Böhringer, H., Guzzo, L., ve diğ. 1999, ApJ, 514, 148
 Ebeling, H., Edge, A. C., Böhringer, H. ve diğ. 1998, MNRAS, 301, 881
 Ebeling, H., Voges, W., Böhringer, H. ve diğ. 1996, MNRAS, 281, 799
 Evrard, A. E., 1997, MNRAS, 292, 289
 Fabian, A. C., Nulsen, P. E. J. ve Canizares, C. R. 1984, Nature, 310, 733
 Forman, W., Jones, C., 1982, ARA&A, 20, 547
 Forman W., Jones C., Tucker W. 1985, ApJ, 293, 102
 Heldson S., Ponman T., O'Sullivan E., Forbes D., 2001, MNRAS, 325, 693
 Jansen, F., Lumb, D., Altieri, B. ve diğ. 2001, A&A, 365, L1
 Jensen, P. C., Pimblet, K. A. 2012, MNRAS, 422, 2841
 Jones C., Forman W., 1999, ApJ, 511, 65
 Lovisari, L., Reiprich, T. H., Schellenberger, G., 2015, A&A, 573, A118
 Lovisari L., Forman W. R., Jones C. ve diğ. 2017, ApJ, 846, 51
 Mann, A.W. ve Ebeling, H., 2012, MNRAS, 420, 2120
 Maughan, B. J., Jones, C., Forman, W., Van Speybroeck, L. 2008, ApJS, 174, 117
 Mohr, J. J., Evrard, A. E., Fabricant, D. G., Geller, M. J., 1995, ApJ, 447, 8
 Mohr, J. J., Fabricant, D. G., Geller, M. J., 1993, ApJ, 413, 492
 Parekh, V., van der Heyden, K., Ferrari, C., Angus, G., Holwerda, B., 2015, A&A, 575, A127
 Poole, G. B., Fardal, M. A., Babul, A. ve diğ., 2006, MNRAS, 373, 881
 Pratt G. W., Croston J. H., Arnaud M., Böhringer H., 2009, A&A, 498, 361
 Rood, H. J., Sastry, G. N., 1971, PASP, 83, 313
 Santos, J. S., Rosati, P., Tozzi, P. ve diğ., 2008, A&A, 483, 35
 Sarazin C. L., 1988, X-ray Emission from Clusters of Galaxies. Cambridge Univ. Press, Cambridge
 Schellenberger, G., Giacintucci, S., Lovisari, L. ve diğ., 2022. ApJ, 925, 91
 Sifón, C., Hoekstra, H., Cacciato, M. ve diğ., 2015, A&A, 575, A48
 Snowden S. L., Kuntz K. D., 2014, Cookbook for Analysis Procedures for XMM-Newton EPIC Observations of Extended Objects and The Diffuse Background. <https://heasarc.gsfc.nasa.gov/docs/xmm/esas/cookbook/xmm-esas.html>
 Struble, M. F. ve Rood, H. J., 1987a, ApJS, 63, 543
 Struble, M. F. ve Rood, H. J., 1987b, ApJS, 63, 555
 Struble, M. F. ve Rood, H. J., 1999, ApJ, 125, 35
 Zhang, C., Xu, H., Zhu, Z. ve diğ., 2016, ApJ, 823, 116

Access:

M23-0323: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

NGC 1193 ve NGC 1798 Açık Kümelerinin CCD UBV ve Gaia Analizleri

Seval Taşdemir¹  , Talar Yontan² , Selçuk Bilir² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul 34116, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

Accepted: December 11, 2022. Revised: December 4, 2022. Received: October 19, 2022.

Özet

Bu çalışmada, NGC 1193 ve NGC 1798 yaşlı açık kümelerinin fotometrik, astrometrik ve kinematik analizleri gerçekleştirilmiştir. Analizlerde *Gaia* uydusunun üçüncü erken veri sürümüyle (*Gaia* EDR3) CCD UBV gözlemsel verileri birlikte kullanılmıştır. Kümeye üye yıldızların belirlenmesinde, yıldızların astrometrik verilerinden faydalanılmıştır. Üyelik olasılığı % 50'den büyük veya eşit olan yıldızlara ağırlık verilerek kümelerin temel astrofizik parametreleri tayin edilmiştir. NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümelerinin $E(B-V)$ renk artıkları, sırasıyla, 0.150 ± 0.037 ve 0.505 ± 0.100 kadir olarak elde edilmiştir. Anadol bandı içinde bulunan F ve G tayf türündeki yıldızların $(U-B)_0$ ve $(B-V)_0$ renk indeksleri **Karaali ve diğ. (2011)**'in fotometrik metal bolluğu bağıntısı kullanılarak NGC 1193 için $[Fe/H] = -0.30 \pm 0.06$ dex ve NGC 1798 için de $[Fe/H] = -0.20 \pm 0.07$ dex hesaplanmıştır. Kümelerin renk-parlaklık diyagramları üzerine PARSEC eş-yaş eğrilerinin fit edilmesiyle hesaplanan uzaklık ve yaş değerleri NGC 1193 için, sırasıyla, 5562 ± 381 pc ve 4.6 ± 1 Gyl, NGC 1798 için de 4451 ± 728 pc ve 1.3 ± 0.2 Gyl olarak tayin edilmiştir. Kinematik ve dinamik yörünge hesapları NGC 1193 kümesinin kalın disk ve NGC 1798 açık kümesinin ise ince disk popülasyonuna ait olduğunu göstermiştir.

Abstract

We present photometric, astrometric, and kinematic studies of the old open star clusters NGC 1193 and NGC 1798. Both of the clusters are investigated by combining data sets from *Gaia* Early Data Release 3 (EDR3) and CCD UBV observational data. $E(B-V)$ color excesses are derived for NGC 1193 as 0.150 ± 0.037 and for NGC 1798 as 0.505 ± 0.100 mag through the use of two-color diagrams. Using photometric metallicity equation of **Karaali ve diğ. (2011)**, the metallicity of the clusters are determined from two-color diagrams with the results of $[Fe/H] = -0.30 \pm 0.06$ dex for NGC 1193 and $[Fe/H] = -0.20 \pm 0.07$ dex for NGC 1798. The isochrone fitting distance and age of NGC 1193 are 5562 ± 381 pc and 4.6 ± 1 Gyr, respectively. For NGC 1798, these parameters are 4451 ± 728 pc and 1.3 ± 0.2 Gyr. Kinematic and dynamic orbital calculations indicate that NGC 1193 and NGC 1798 belong to the thick-disk and thin-disk populations, respectively.

Anahtar Kelimeler: Open Clusters: NGC 1193, NGC 1798, Stars: H-R Diagram, Galaxy: Milky Way

1 Giriş

Bir grup yıldızın zayıf kütleçekim kuvvetiyle bir arada kalması sonucu oluşan yapılar açık küme olarak adlandırılır. Küme içindeki yıldızlar aynı molekül bulutunun çökmesi sonucu oluştuğu için küme yıldızlarının, uzaklık, metal bolluğu ve yaş gibi temel astrofizik parametreleri birbirleriyle benzerlik gösterirken, kütleleri birbirlerinden farklıdır. Bu özellikleriyle açık kümeler Galaksimizin disk yapısının, oluşumunun ve evriminin araştırılmasında çok önemli bir araç olarak kullanıldıkları gibi yıldız evrim modellerine olan bakış açımızı da geliştirecek fırsatlar sunmaktadır. Ayrıca yaşlı açık kümelerin incelenmesi Galaksi diskinin kinematik ve kimyasal yapısına dair araştırmacılara ışık tutmaktadır (**Friel 1995**).

Bu çalışmada, CCD UBV fotometrik ile *Gaia* fotometrik ve astrometrik verileri bir arada kullanılarak NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümelerinin temel astrofizik parametreleri bağımsız yöntemler ile elde edilmiştir.

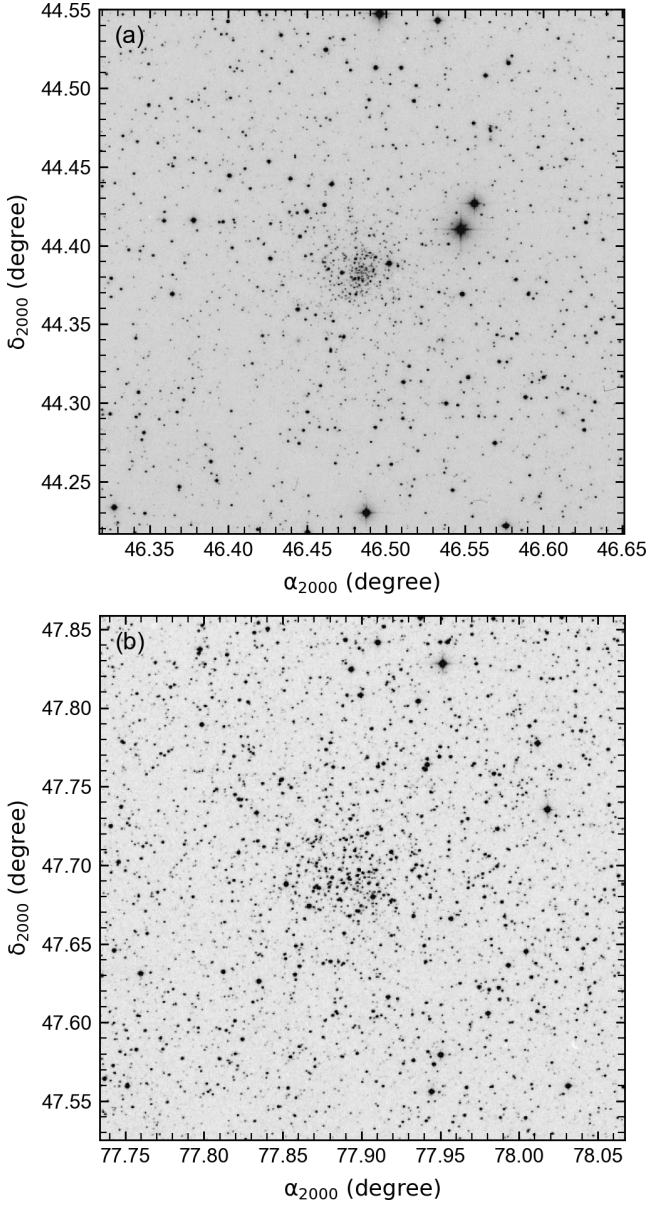
2 Veri

NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümelerinin gözlemleri, **San Pedro Martir Gözlemevinde** Galaktik yıldız kümelerinin UBVR fotometrik araştırması üzerine devam eden çalışmanın bir parçası olarak gerçekleştirilmiştir. Gözlemlerde 84 cm ayna çaplı Ritchey-Chrétien kurgulu teleskop ($f/15$) kullanılmıştır.

NGC 1193 açık kümesinin fotometrik gözlemleri 19/09/2013 tarihinde 2048×2048 pikseli (7.4×9.3) ESOPO CCD kamerasıyla gerçekleştirilmiştir. Küme doğrultusundaki parlak ve sönük nesnelerin gözlemleri için kısa ve uzun poz süreleri kullanılmıştır. Filtrelerde tercih edilen poz süreleri şöyledir: V bandı için 6, 30, 200 s, B bandı için 30, 100, 700 s, U bandı için 60 ve 1800 s. NGC 1798 açık kümesinin fotometrik gözlemleri 01/11/2009 tarihinde 1024×1024 piksel boyutlu (6.8×6.8) SITE3 CCD kamerasıyla gerçekleştirilmiştir. Gözlemlerde V bandı için 6, 30 ve 200 s, B bandı için 30, 100 ve 700 s ve U bandı için 60 ve 1800 s poz süreleri kullanılmıştır. İki kümenin alan görüntüleri Şekil 1'de gösterilmiştir.

Landolt'un standart yıldızları (**Landolt 2009**) atmosferik sönümleme katsayısının duyarlı şekilde belirlenebilmesi için meridyende ve yaklaşık iki farklı hava kütleğinde gözlenmiştir. Düz alan (flat) görüntüleri her gözlem gecesinin başlangıcında

* tasdemir.seval@ogr.iu.edu.tr



Şekil 1. NGC 1193 (a) ve NGC 1798 (b) açık kümelerinin Leicester veritabanı ve arşiv servisinden alınan görüntüleri.

ve sonunda, sıfır görüntüleri ise (bias) küme gözlemleri esnasında alınmıştır. Veri indirgeme işlemleri IRAF/DAOPHOT paketlerinde (Stetson 1987) yer alan nokta yayılım fonksiyonu (PSF) fotometrisiyle gerçekleştirilmiştir.

Bu çalışmada, NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümelerinin astrometrik, fotometrik ve kinematik analizlerini gerçekleştirirken yer tabanlı CCD *UBV* verileriyle birlikte *Gaia* fotometrik ve astrometrik verileri kullanılmıştır. *Gaia* uydusunun üçüncü erken veri sürümü (*Gaia* işbirliği 2021) 1.5 milyar nesne için yüksek kalitede astrometrik ve fotometrik veri sağlamaktadır. Cantat-Gaudin ve diğ. (2020) tarafından hazırlanan kataloglarda kümelere ait koordinat verileri kullanılarak her bir küme için küme merkezinden itibaren 20 yay dakikalık alan içindeki bütün yıldızların *Gaia* EDR3 verileri belirlenmiştir (NGC 1193 için $\alpha=03^h05^m56^s.64$, $\delta=+44^\circ22'58''.80$ ve NGC 1798 için $\alpha=05^h11^m39^s.36$,

$\delta=+47^\circ41'27''.60$). Böylece $7 < G < 23$ kadir parlaklık aralığında NGC 1193 için 9141 yıldız, $8 < G < 21$ kadir parlaklık aralığında NGC 1798 için ise 14834 yıldız elde edilmiştir. Küme alanlarında bulunan kaynakların fotometrik ve astrometrik verilerini içeren kataloglarının oluşturulabilmesi için nesnelerin *Gaia* EDR3 veri tabanındaki ekvatorial koordinatlarıyla *UBV* filtrelerinde gözlenen ekvatorial koordinatları 5 yay saniyesinden küçük olacak şekilde eşleştirilmiştir.

3 Kümeye Üyelik Olasılıklarının Belirlenmesi

Yıldızların kümelere üye olma olasılıklarının belirlenmesinde `upmask` python kodu kullanılmıştır (*Unsupervised Photometric Membership Assignment in Stellar Cluster*, Krone-Martins & Moitinho 2014). `upmask` küme doğrultusundaki yıldızların öz hareket, trigonometrik paralaks ve fotometrik verilerini göz önünde bulundurarak *k*-means kümeleme algoritmasıyla yıldızların kümeye üyelik olasılıklarını (*P*) belirleyen bir programdır. Analizler sonucunda NGC 1193 ve NGC 1798 için *k*-means değerleri, sırasıyla, 12 ve 15 olarak belirlenmiştir. Kümenin en olası üyelerinin seçilmesinde $P \geq 0.5$ değeri dikkate alınarak NGC 1193 ve NGC 1798 için, sırasıyla, 215 ve 218 yıldız ulaşılmıştır.

4 Astrofizik Parametreleri

4.1 Renk Artığı

NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümeleri doğrultusundaki $E(U-B)$ ve $E(B-V)$ renk artıklarının belirlenmesinde kümeye üyelik olasılığı $P \geq 0.5$ olan anakol yıldızları ile Sung ve diğ. (2013)'nin Güneş metal bolluğundaki sıfır yaş anakolu (ZAMS) $(U-B) \times (B-V)$ iki-renk diyagramlarına (TCD) yerleştirilmiştir. Küme doğrultusundaki renk artıklarının belirleyebilmek için ZAMS eğrisi TCD üzerinde $0 \leq E(B-V) \leq 1.5$ kadir aralığında 0.001 adım ile Garcia ve diğ. (1988)'nin

$$E(U-B) = 0.72 \times E(B-V) + 0.05 \times E(B-V)^2$$

bağıntısına göre kaydırılmış ve her bir adımda küme üyesi yıldızların konumları χ^2 metoduyla incelenmiştir. Bu analize göre NGC 1193 ve NGC 1798 kümeleri için en uygun $E(B-V)$ renk artığı değerleri, sırasıyla, 0.150 ± 0.037 ve 0.505 ± 0.100 kadir hesaplanmıştır.

4.2 Metal Bolluğu

Kümelere metal bolluklarının hesaplanmasında Karaali ve diğ. (2011)'nin fotometrik metal bolluğu kalibrasyonu kullanılmıştır. Kalibrasyon, F ve G tayf türündeki anakol yıldızlarının UV-morötesi artıklarının tayfsal yöntemler ile belirlenmiş metal bollukları arasındaki bağıntıyla gerçekleştirilmiştir. Çalışmada kümeye üye olma olasılığı yüksek yıldızların ($P \geq 0.5$) kızarmadan arındırılmış renkleri $(B-V)_0$ ve $(U-B)_0$ hesaplandıktan sonra $0.3 \leq (B-V)_0 \leq 0.6$ renk indeksi aralığındaki (Eker ve diğ. 2018) F ve G tayf türünden anakol yıldızları seçilmiştir. Küme yıldızları ve Hyades anakolu arasında aynı $(B-V)_0$ renk indeksine karşılık gelen $(U-B)_0$ değerlerinin farkını belirlemek için $(U-B)_0 \times (B-V)_0$ TCD'si kullanılmıştır. Bu fark UV-morötesi artığı değeri olup $\delta = (U-B)_{0,H} - (U-B)_{0,S}$ bağıntısıyla ifade edilmektedir. Burada H ve S, sırasıyla, Hyades ve küme yıldızını temsil etmektedir. Karaali ve diğ. (2011)'nin kalibrasyonu NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümeleri için fotometrik metal

Çizelge 1. NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümelerinin yapısal, astrofizik ve dinamik yörünge parametreleri. Koordinatlar J2000 epoğundadır.

Parametre	NGC 1193	NGC 1798
α (hh:mm:ss)	03:05:56.64	05:11:39.36
δ (dd:mm:ss)	+44:22:58.80	+47:41:27.60
l ($^{\circ}$)	148.8143	160.7043
b ($^{\circ}$)	-12.1624	+04.8500
f_0 (yıldız/yaydk ²)	166.865 \pm 1.573	53.597 \pm 3.789
r_c (yaydk)	0.526 \pm 0.009	1.190 \pm 0.057
f_{bg} (yıldız/yaydk ²)	5.225 \pm 0.124	11.318 \pm 0.321
r_{lim} (yaydk)	8	8
r (pc)	12.95	10.36
$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas/yıl)	-0.207 \pm 0.009	0.793 \pm 0.006
μ_{δ} (mas/yıl)	-0.431 \pm 0.008	-0.373 \pm 0.005
Küme üyesi ($P \geq 0.5$)	361	428
ϖ (mas)	0.191 \pm 0.157	0.203 \pm 0.099
$E(B-V)$ (kadir)	0.150 \pm 0.037	0.505 \pm 0.100
$E(U-B)$ (kadir)	0.109 \pm 0.027	0.376 \pm 0.073
A_V (kadir)	0.465 \pm 0.084	1.566 \pm 0.310
Fe/H] (dex)	-0.30 \pm 0.06	-0.20 \pm 0.07
t (Gyıl)	4.6 \pm 1.0	1.3 \pm 0.2
Uzaklık modülü (kadir)	14.191 \pm 0.149	14.808 \pm 0.332
Yaş eğrisinden uzaklık (pc)	5562 \pm 381	4451 \pm 728
X_{\odot} (pc)	-4651	-4186
Y_{\odot} (pc)	2815	1466
Z_{\odot} (pc)	1172	376
R (kpc)	12.96	12.27
Kütle fonksiyonunun eğimi	-1.38 \pm 2.16	-1.30 \pm 0.21
V_r (km/s)	-84.7 \pm 0.2	2.7 \pm 0.8
U_{LSR} (km/s)	79.78 \pm 0.29	1.65 \pm 1.51
V_{LSR} (km/s)	-33.43 \pm 0.35	-0.45 \pm 2.30
W_{LSR} (km/s)	12.13 \pm 0.62	15.70 \pm 1.70
S_{LSR} (km/s)	87.35 \pm 0.77	15.79 \pm 3.23
R_a (kpc)	14.44 \pm 0.34	14.11 \pm 0.30
R_p (kpc)	10.80 \pm 0.43	11.72 \pm 0.50
z_{max} (pc)	1342 \pm 77	725 \pm 148
e	0.144 \pm 0.008	0.092 \pm 0.011
T (Myıl)	370 \pm 12	381 \pm 23
Doğum yeri (kpc)	10.86	11.82

bolluğu değerleri, sırasıyla, [Fe/H]=-0.30 \pm 0.06 dex ve [Fe/H]=-0.20 \pm 0.07 dex olarak hesaplanmıştır.

4.3 Uzaklık Modülü ve Yaş

Kümelerin uzaklık modülü ve yaşları, renk-parlaklık diyagramları (CMD) üzerindeki üye yıldızların konumlarını en iyi ifade eden parsec eş-yaş eğrilerinin (Bressan ve diğ. 2012) eş-zamanlı analizleri ile tayin edilmiştir. Kümelerin bu çalışmada hesaplanan metal bollukları, ağır element (z) bolluklarına çevrilerek parsec eş-yaş eğrileri Padova grubunun web sayfasından farklı yaşlar için alınmıştır. Daha sonra kümelerin üye yıldızları ($P \geq 0.5$) $V \times (U-B)$, $V \times (B-V)$ ve $G \times (G_{BP} - G_{RP})$ CMD'lere işaretlenmiş ve Padova grubundan sağlanan eş-yaş eğrileriyle eşleştirilmiştir. Bu yöntem ile NGC 1193 ve NGC 1798 için hesaplanan uzaklık modülleri ve yaş değerleri, sırasıyla, 14.191 \pm 0.149 kadir ve 4.6 \pm 1 Gyıl ve 14.808 \pm 0.332 kadir ve 1.3 \pm 0.2 Gyıldır. İki küme için oluşturulan CMD'lerine ve küme üyesi yıldızlara fit edilen eş-yaş eğrileri Şekil 2'de gösterilmiştir.

4.4 Kinematik ve Galaktik Yörünge Analizleri

Kümelerin uzay hızı bileşenleri ve galaktik yörünge parametrelerinin tayin edilebilmesi için galpy (The Galactic Dynamics Library, Bovy 2015) programı kullanılmıştır. Kinematik ve dinamik yörünge parametrelerinin hesaplanmasında kümelerin ekvatorial koordinatları, öz hareket bileşenleri, uzaklık ve radyal hız verileri hatalarıyla birlikte dikkate alınmıştır (bkz. Çizelge 1). Kümelerin öz hareket bileşenleri ve uzaklıkları bu çalışmada belirlenmişken, radyal hız verileri Donor ve diğ. (2020)'den alınmıştır. Kinematik analizde yerel durağanlık standardı (LSR) için Coşkunoğlu ve diğ. (2011) tarafından verilen $(U, V, W)_{LSR} = (8.83 \pm 0.24, 14.19 \pm 0.34, 6.57 \pm 0.21)$ km s⁻¹ değerleri kullanılmıştır. NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümeleri için $(U, V, W)_{LSR}$ uzay hızı bileşenleri, sırasıyla, (79.78 \pm 0.29, -33.43 \pm 0.35, 12.13 \pm 0.62) ve (1.65 \pm 1.51, -0.45 \pm 2.30, 15.0 \pm 1.70) km s⁻¹ hesaplanmıştır. NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümelerinin toplam uzay hızları

$$S_{LSR} = \sqrt{U_{LSR}^2 + V_{LSR}^2 + W_{LSR}^2}$$

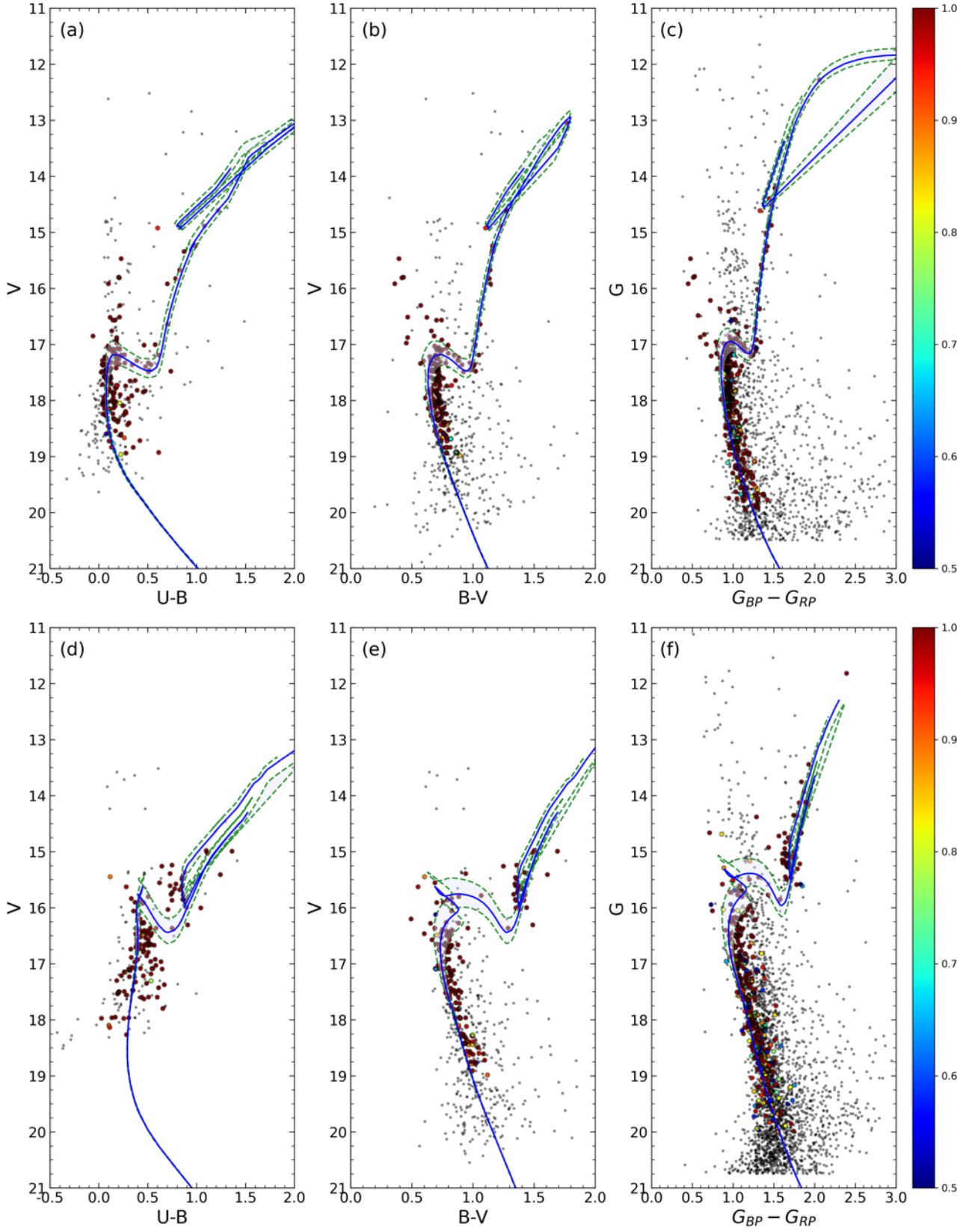
bağıntısı kullanılarak, sırasıyla, 87.35 \pm 0.77 ve 15.79 \pm 3.23 km s⁻¹ olarak belirlenmiştir. Bu toplam uzay hızı değerleri göz önüne alındığında, NGC 1193 açık kümesinin kalın disk popülasyonuna, NGC 1798'in ise ince disk popülasyonuna ait olduğu saptanmıştır.

İncelenen kümelerin Galaktik yörünge parametrelerinin hesaplanmasında, Samanyolu için özel hazırlanan ve simetrik potansiyeller içeren MWPotential2014 kodu kullanılmıştır. Hesaplamalarda kümelerin kapalı yörüngelerinin oluşturulması için 3.5 Gyıllık bir zaman döngüsünde 1 Myıllık adımlar kullanılmıştır. Bu kod yardımıyla kümelerin Galaksi merkezine yaklaşılabilecekleri en yakın (R_p) ve en uzak mesafeler (R_a), yörünge basıklıkları (e), Galaktik düzlemde ulaşabildikleri en büyük dik uzaklıklar (Z_{max}), Galaksi merkezi etrafındaki dolanım periyotları (T) hesaplanmış ve Çizelge 1'de listelenmiştir. Kümelerin Galaksi merkezinden uzaklıklarıyla Galaktik düzlemde uzaklaşılabilecekleri en büyük uzaklıklar Şekil 3'de gösterilmiştir. NGC 1193 açık kümesi Galaksi merkezi etrafındaki yolculuğuna 10.80 $<R<$ 14.44 kpc uzaklık içinde devam ederken, NGC 1798 açık kümesi ise bu yolculuğunu 11.72 $<R<$ 14.11 kpc'lik mesafe içinde sürdürmektedir. Bu sonuçlar iki kümenin Güneş çemberinin dışında metalce fakir bir bölgede oluştuğunu göstermektedir.

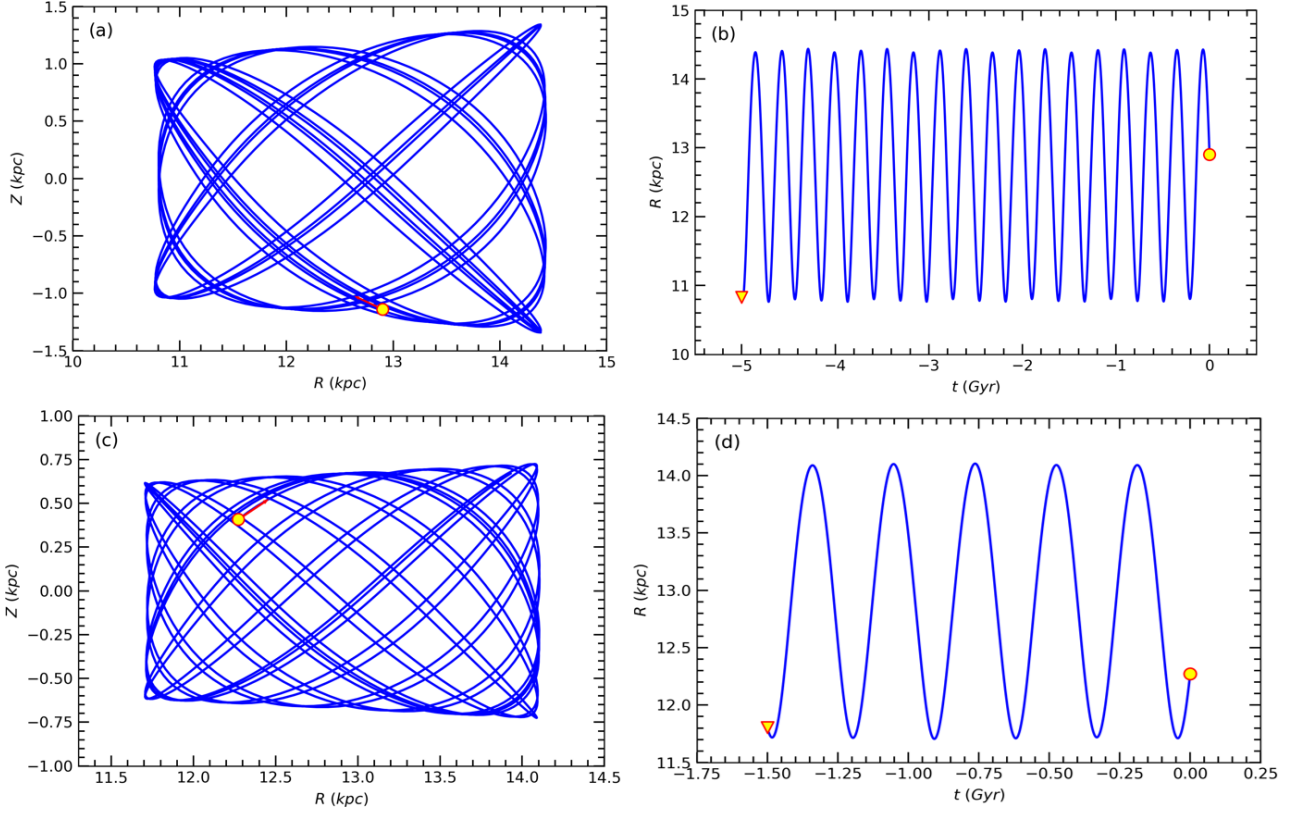
5 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, iki açık kümenin CCD UBV ve $Gaia$ EDR3 fotometrik ve astrometrik verileri kullanılarak kümelerin temel astrofizik parametreleri, kinematik ve dinamik yörünge analizleri gerçekleştirilmiştir. Küme üyesi yıldızların belirlenmesinde UPMASK yazılımı kullanılmıştır (Krone-Martins & Moitinho 2014). Küme üyeliği yüksek yıldızlara ($P \geq 0.5$) ağırlık verilerek kümelerin renk artıkları ve metal bollukları bağımsız yöntemler ile uzaklık modülleri ve yaşları ise eş-zamanlı bir yöntem kullanılarak tayin edilmiştir. Elde edilen bulgular Çizelge 1'de listelenmiştir.

NGC 1193 kümesinin ilk CCD BV fotometrik çalışması Kaluzny (1988) tarafından gerçekleştirilmiş olup, renk artığı ve uzaklığı, sırasıyla, $0.12 \leq E(B-V) \leq 0.23$ kadir ve $4.2 \leq d \leq 4.9$ kpc aralığında verilmiştir. Ayrıca, araştırmacı kümenin uzaklık modülü, metal bolluğu ve yaş değerlerini de, sırasıyla, $Z =$



Şekil 2. NGC 1193 (a, b, c) ve NGC 1798 (d, e, f) açık kümelerinin renk-parlaklık diyagramları. Yıldızların kümeye üyelik olasılıkları ($P \geq 0.5$) farklı renklerle gösterilmiştir. Gri noktalar düşük olasılıklı ($P < 0.5$) üye yıldızlarını veya alan yıldızlarını ($P = 0$) ifade etmektedir. Mavi renkli çizgiler parsec eş-yaş eğrilerini, taralı bölgeler de yaş eğrilerindeki hataları göstermektedir.



Şekil 3. NGC 1193 ve NGC 1798 açık kümelerinin $Z \times R$ ve $R \times t$ düzlemleri üzerindeki Galaktik yörünge parametreleri ve doğum yarıçapları. Sarı renkli çember ile üçgen sembolleri, sırasıyla, kümelerin bugünkü ve doğum zamanındaki konumlarını, kırmızı ok sembolü de açık kümelerin hareket vektörünü göstermektedir.

0.01, $(m - M)_V = 13.8$ kadir ve $t = 8 \times 10^9$ yıl olarak tayin etmiştir. Kaluzny (1988)'nin hesapladığı renk artışı aralığı dikkate alındığında, Çizelge 1'de verilen renk artışı değerini içermekte, uzaklık aralığı ise çalışmada verilen değer dışında kalmakta, ayrıca kümenin Çizelge 1'de verilen yaşı daha büyük tayin edilmiştir. Friel, Liu ve Janes (1989) küme üyesi beş yıldızın tayfsal gözlemlerinden kümenin ortalama radyal hızını $\langle V_r \rangle = -82 \text{ km s}^{-1}$ olarak hesaplamıştır. Bu radyal hız değeri, çalışmada kabul edilen $\langle V_r \rangle = -84.7 \pm 0.2 \text{ km s}^{-1}$ radyal hız değerine oldukça yakındır.

Park ve Lee (1999) NGC 1798 açık kümesinin ilk CCD $UBVI$ fotometrik gözlemlerini gerçekleştirmiş olup, renk artışı, uzaklık, metal bolluğu ve yaş değerlerini, sırasıyla, $E(B-V) = 0.51$ kadir, $d = 1.4 \pm 0.3 \text{ kpc}$, $[Fe/H] = -0.47 \pm 0.15 \text{ dex}$ ve $t = 1.4 \pm 0.2 \text{ Gyr}$ olarak tayin etmiştir. Bu çalışmada belirlenen renk artışı Park ve Lee (1999)'in değeriyle uyumluysen, metal bolluğu verisi değerinin dışında kalmaktadır. Donor ve diğ. (2020) sekiz küme üyesi yıldızın APOGEE DR16 tayfsal verisini kullanmış ve kümenin ortalama radyal hız değerini $\langle V_r \rangle = 2.7 \pm 0.8 \text{ km s}^{-1}$ olarak hesaplamıştır. Bu çalışmada kümenin radyal hız değeri Donor ve diğ. (2020)'den alınmıştır.

Çalışmada incelenen iki kümenin uzay hızı bileşenleri ve Galaktik yörünge parametreleri Galpy programıyla hesaplanmıştır (Bovy 2015). Açık kümelerin $Z_{\max} \times R$ diyagramlarındaki hareketlerinden basık yörüngeli oldukları, NGC 1193'nin kalın disk ve NGC 1798'nun ise ince disk popülasyonuna üye oldukları tespit edilmiştir. Ayrıca kümelerin bugünkü yaşlarından doğum yaşına doğru geriye hareket

ettirildiğinde Güneş çemberinin dışında oluştukları tespit edilmiştir.





Kaynaklar

- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S. Nanni, A., 2012, MNRAS, 427, 127
 Bovy, J., 2015, ApJS, 216, 29
 Cantat-Gaudin, T., Anders, F., Castro-Ginard, A., ve diğ., 2020, A&A, 640, A1
 Coşkunoğlu, B., Ak S., Bilir, S., ve diğ., 2011, MNRAS, 412, 1237
 Donor, J., Frinhaboy, P. M., Cunha, K., ve diğ., 2020, AJ, 159, 199
 Eker, Z., Bakış, V., Bilir, S., ve diğ., 2018, MNRAS, 479, 5491
 Friel, E. D., Liu, T., Janes, K. A., 1989, PASP, 101, 1105
 Friel, E. D., 1995, ARA&A, 33, 381
 Gaia işbirliği, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., ve diğ., 2021, A&A, 649, 1
 Garcia, B., Claria, J. J. Levato, H., 1988, Ap&SS, 143, 317
 Kaluzny, J., 1988, AcA, 38, 339
 Karaali, S., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., Coşkunoğlu, B. 2011, PASA, 28, 95
 Krone-Martins, Moitinho, A., 2014, A&A, 561, 57
 Landolt, A. U., 2009, AJ, 137, 4186
 Park, H. S., Lee, M. G., 1999, MNRAS, 304, 883
 Stetson, P. B., 1987, PASP, 99, 191
 Sung, H., Lim, B., Bessell, M. S., Kim, J. S., Hur, H., Chun, M. Park, B., 2013, JKAS, 46, 103

Access:

M23-0302: Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.

Gaia Çağında İnce Disk Yıldızlarının Galaksi Model Parametrelerinin Tayini

Sabiha Tunçel Güçtekin¹  , Serap Ak¹ , Selçuk Bilir¹ 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

Accepted: November 13, 2022. Revised: November 13, 2022. Received: October 31, 2022.

Özet

Bu çalışmada Güneş civarında farklı mutlak parlaklık aralığındaki ince disk anakol yıldızlarının Galaksi model parametrelerinin hesaplanması hedeflenmiştir. *Gaia* EDR3 kataloğundan Güneş'e 1 kpc uzaklıkta bulunan rölatif paralaks hatası 0.1'den küçük 41.9 milyon yıldız seçilmiştir. Seçilen yıldızlar renk-parlaklık diyagramı üzerinde ince disk popülasyonunu ifade eden PARSEC eş-yaş eğrileriyle birlikte işaretlenmiş ve 39.2 milyon ince disk anakol yıldızı tespit edilmiştir. Anakol yıldızları birim mutlak parlaklık aralıklarına ayrılarak uzay yoğunluk profilleri oluşturulmuş ve bu profiller tek bileşenli exp, sech ve sech² yoğunluk kanunlarıyla karşılaştırılarak her bir mutlak parlaklık aralığı için uzay yoğunlukları ve yükseklik ölçekleri hesaplanmıştır. Yıldızların erken tayf türünden geç tayf türüne doğru yükseklik ölçeklerinin arttığı ve uzay yoğunluklarının da literatürde verilen yoğunluklar ile uyumlu olduğu görülmüştür.

Abstract

In this study, it is aimed to calculate the Galaxy model parameters of thin disk main-sequence stars with different absolute magnitude ranges in the solar neighbourhood. From the *Gaia* EDR3 catalog, 41.9 million stars with a relative parallax error of less than 0.1, located at a distance of 1 kpc from the Sun, were selected. Selected stars are plotted on the color-magnitude diagram with PARSEC isochrone describing the thin disk population. The result is 39.2 million thin disc main-sequence stars. Space density profiles were created by dividing the main-sequence stars into unit absolute magnitude intervals and then space densities and scaleheight were calculated for each absolute magnitude range by overlaying these profiles with the one-component intensity laws (exp, sech and sech² function). As a result, it has been seen that the scaleheight of the stars increase from the early spectral type to the late spectral type. In addition, it has been seen that the space densities are compatible with the densities given in the literature.

Anahtar Kelimeler: Stars: Luminosity function, Galaxy: Thin Disc, Method: Galaxy model parameters

1 Giriş

1980'den beri Samanyolu'nun yapısı ve yıldız popülasyonlarının araştırılması modern yıldız sayımı yöntemiyle incelenmektedir (Bahcall ve Soneira 1980; Bahcall 1986; Majewski 1993; Siegel ve diğ. 2002). Geçen yüzyılda Galaksimizin farklı doğrultularında seçilen yıldız alanları fotoğrafik plaklar ile gözlenirken, bu yüzyılda teknolojinin gelişmesine paralel olarak geliştirilen duyarlı CCD dedektörlerin kullanımına geçilerek sönük ve geniş alan fotometrik gökyüzü tarama programları başlatılmıştır (York ve diğ. 2000).

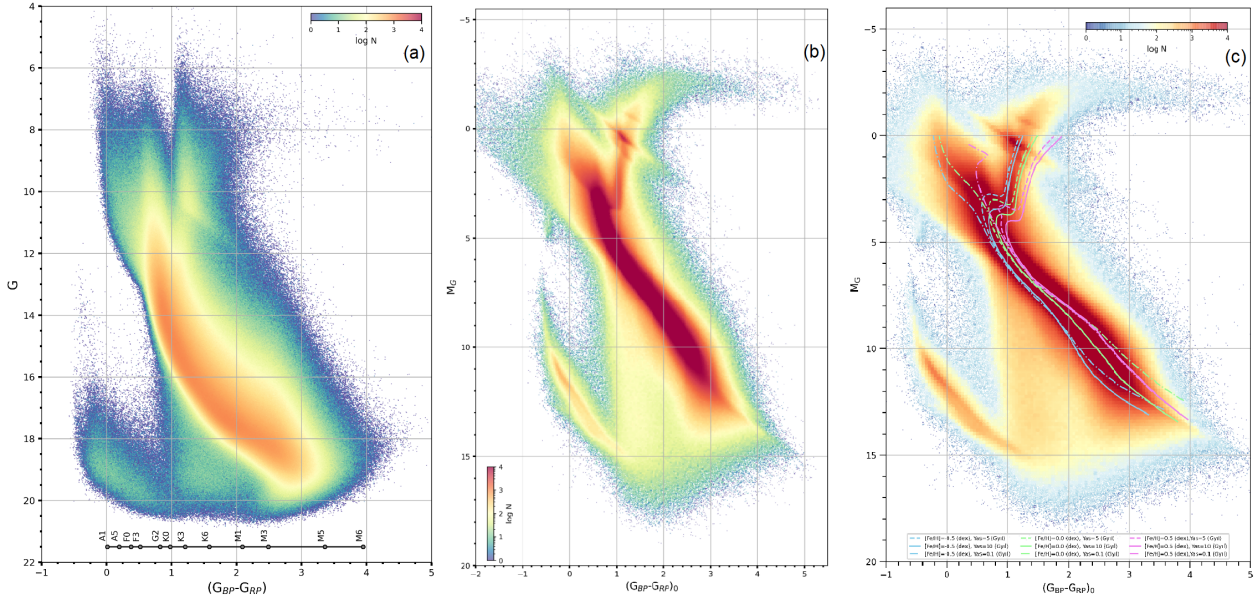
Samanyolu'nun yapısına yönelik araştırmaların başlatılmasında geniş ve derin gökyüzü tarama programlarından sağlanan hassas fotometrik verilerin önemi büyüktür. Özellikle SDSS ve 2MASS gibi gökyüzü tarama programlarından sağlanan verilerden Galaksi'nin farklı doğrultularındaki yıldız sayımı sonuçlarının Galaktik popülasyonlar için hesaplanan model parametre sonuçlarıyla farklılıklar içerdiği tespit edilmiştir (bkz. Bilir ve diğ. 2008). Literatürde farklı yöntemler ile elde edilen Galaksi model parametreleri Karaali ve diğ. (2014)'nin çalışmasında listelenmiştir. Listedeki parametrelere bakıldığında, zaman içinde değiştiği görülmektedir. Özellikle

kalın disk popülasyonuna ait uzay yoğunlukları ve yükseklik ölçeği parametrelerinin geniş bir aralıkta yer aldığı görülmüştür (Juric ve diğ. 2008). Bununla birlikte, güncel çalışmaların en doğru ve duyarlı sonuçları vermesi beklenmektedir. Bu da model parametrelerinin değer aralıklarının dar veya parametre hatalarının küçük olmasını gerektirir.

Galaksi model parametrelerinin geniş bir aralıkta verilmesinin birkaç nedeni olabilir: (i) Galaksi model parametreleri yıldız alanlarının galaktik enlem ve boylamına bağlıdır. Buser ve diğ. (1998, 1999) Galaksi'nin farklı doğrultularındaki yıldız alanlarından elde ettikleri model parametrelerinde belirgin farklılıklar tespit etmiştir. Benzer durum gökyüzü tarama programlarından elde edilen galaksi model parametrelerinde de görülmüştür (Bilir ve diğ. 2006a,b; Cabrera-Lavers ve diğ. 2007; Ak ve diğ. 2007; Yaz ve Karaali 2010). (ii) Galaksi model parametreleri yıldızların mutlak parlaklıklarına bağlıdır (Karaali ve diğ. 2014; Bilir ve diğ. 2006c). (iii) Galaksi model parametreleri yıldızların limit uzaklıklarıyla farklılık göstermektedir (Karaali ve diğ. 2007). Farklı Galaktik enlem ve boylamlardaki yıldız alanları için hesaplanan Galaksi model parametrelerinin farklı oluşu, Galaksi diskinin flare (alevlenme) ve warp (burulma) etkisiyle açıklanabilir (Cabrera-Lavers ve diğ. 2007; Bilir ve diğ. 2008).

Gaia uydusunun 19 Aralık 2013 tarihinde uzaya gönderilmesiyle Güneş civarındaki yıldızların $G=20.7$ limit

* sabihatuncel@gmail.com



Şekil 1. Çalışmadaki yaklaşık 41,9 milyon yıldızın logaritmik sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş renk-parlaklık diyagramları. (a) Görünen parlaklık-renk dağılımı, (b) Kızarmadan arındırılmış mutlak parlaklık-renk dağılımı, (c) Farklı demir bolluklarında ve farklı yaşlarda bulunan PARSEC eş-yaş eğrilerinin diyagramdaki dağılımı.

parlaklığına kadar duyarlı fotometrik ve astrometrik gözlemleri yapılabilmektedir. *Gaia* uydusunun hassas gözlemlerinden elde edilen verilerin astronomların kullanımına açılmasıyla birlikte Samanyolu'na ait galaksi model parametrelerinin daha duyarlı tayin edilmesi söz konusu olmuştur. *Gaia* uyu verilerinin erken üçüncü veri sürümünün (EDR3) literatüre kazandırılmasıyla mevcut yıldız katalogu, *Gaia* yakın yıldızlar katalogu (GYK) adını almıştır. GYK, 100 pc içinde M8 tayf türüne kadar tüm yıldızları içerecek şekilde derlenmiştir (*Gaia işbirliği 2021*). *Gaia* uydusuyla, Güneş civarı yakın yıldızlara ait trigonometrik paralaks verilerinin 1 kpc uzaklığa kadar çok hassas ölçülebilir olması özellikle Güneş civarında etkin olan ince disk popülasyonunun model parametrelerinin duyarlı hesaplanmasını mümkün kılmıştır.

Bu çalışmada, *Gaia* EDR3 verileri kullanarak seçilen büyük bir yıldız alanındaki ince disk popülasyonuna üye farklı mutlak parlaklık aralıklarındaki yıldızların uzay yoğunlukları ve yükseklik ölçekleri hesaplanmıştır. Kullanılan veri seti ve ince disk yıldızların seçimi Ş2'de, Galaksi model parametrelerinin tayini Ş3'te ve elde edilen bulgular ve tartışma da Ş4'te verilmiştir.

2 Malzeme ve Yöntem

2.1 Veri

Galaksimizin ince disk bileşeninde geniş bir tayf türü aralığındaki anakol yıldızlarının uzay yoğunlukları ve yükseklik ölçeklerinin hesabı için *Gaia* EDR3 veri tabanı kullanılmıştır (*Gaia işbirliği 2021*). Katalogta yaklaşık 1.8 milyardan fazla nesnenin duyarlı ekvatorial koordinatları (α , δ), öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ), trigonometrik paralaks (ϖ) ve *Gaia* fotometrik bandlarına ait parlaklık (G , G_{BP} , G_{RP}) ölçümleri bulunmaktadır. Çalışmada kullanılan *Gaia* fotometrik ve astrometrik verileri *Gaia Archive* arayüzü kullanılarak ADQL kodu yardımıyla alınmıştır. Veri çekiminde yıldızların Güneş'ten

1 kpc'lik uzaklık içinde olmasına ($\varpi \geq 1$ mas) ve rölatif paralaks hatalarının ($\sigma_\varpi / \varpi \leq 0.10$) da yeterince duyarlı olmasına dikkat edilmiştir. *Gaia* EDR3 kataloguna getirilen sınırlamalar sonucunda 41,848,305 yıldız belirlenmiştir. Yıldızların *Gaia* fotometrik verilerinden elde edilen $G \times (G_{BP} - G_{RP})$ renk-parlaklık diyagramı Şekil 1a gösterilmiştir. İncelenen örnekteki nesnelerin geç B tayf türünden geç M tayf türüne kadar farklı ışımaya gücü sınıfındaki yıldızlardan oluştuğu görülmüştür. Ayrıca oluşturan renk-parlaklık diyagramında yıldızların aşırı derece saçılmış olduğu ve bu etkinin yıldızlararası ortamdan kaynaklandığı tespit edilmiştir.

2.2 Yıldızlararası Ortamın Etkilerinden Arındırma

Yıldızlar Güneş civarında bulunsalar bile parlaklık ve renkleri yıldızlararası ortamın neden olduğu sönükleşme ve kızarmadan etkilenmektedir. Bu etkinin ortadan kaldırılması için *Schlafly ve Finkbeiner (2011)*'in Galaksimiz için oluşturdukları güncellenmiş toz haritasından faydalanılmıştır. NASA Extragalactic Database (*NED*) web sayfasındaki renk artışı hesaplama aracı üzerinde, yıldızların Galaktik koordinatları girilerek yıldız alanı doğrultusunda Galaksi sınırına kadar ölçülmüş V bandı sönükleşme değerleri elde edilmiştir. Yıldız alanı doğrultusunda (l , b) Galaksi sınırına kadar geçerli olan V bandındaki sönükleşme $A_\infty(b)$ değerleri *Bovy ve diğ. (2016)* tarafından hazırlanan *mw dust.py* python kodu yardımıyla belirlenmiştir. Güneş ile yıldızlar arasındaki sönükleşme değerlerinin belirlenebilmesi için *Bahcall ve Soneira (1980)*'nin bağıntısı kullanılmıştır.

$$A_d(b) = A_\infty(b) \left[1 - \exp \left(- \frac{|d \sin(b)|}{H} \right) \right] \quad (1)$$

Burada b yıldızın Galaktik enlemi, d yıldızın Güneş'e uzaklığı, H tozun yükseklik ölççeği ($H=125$ pc, *Marshall ve diğ. 2006*), $A_\infty(b)$ yıldız doğrultusunda *Schlafly ve Finkbeiner*

(2011)'in verdiği V bandındaki sönükleşme değeri ve $A_d(b)$ de yıldız ile Güneş arasındaki uzaklık için indirgenmiş V bandı sönükleşme değeridir. Yıldızların $E_d(B-V)$ renk artıklarının hesaplanmasında [Cardelli ve diğ. \(1989\)](#)'nin bağıntısı kullanılmıştır.

$$E_d(B-V) = A_d(b) \times 3.1 \quad (2)$$

Çalışmada *Gaia* EDR3 veri tabanındaki fotometrik veriler kullanıldığından yıldızlara ait parlaklıklar yıldızlararası ortamın neden olduğu sönükleşmeden arındırılmalıdır. Bunun için indirgenmiş $E_d(B-V)$ renk artığı dikkate alınarak G , G_{BP} ve G_{RP} bandlarına ait sönükleşme değerlerinin hesaplanması gerekmektedir. *Gaia* fotometrik verilerinin sönükleşmeden arındırılmasında [Weiler \(2018\)](#)'in *Gaia* fotometrik bandları ve renk artığı için belirlediği bağıntılar kullanılmıştır.

$$G_0 = G - 0.85926 \times E_d(B-V) \quad (3)$$

$$(G_{BP} - G_{RP})_0 = (G_{BP} - G_{RP}) - 0.41595 \times E_d(B-V) \quad (4)$$

Yıldızların Güneş'e uzaklıkları trigonometrik paralaks $d(\text{pc})=1000/\varpi$ (mas) bağıntısından, M_G mutlak parlaklıkları da literatürde iyi bilinen uzaklık bağıntısıyla hesaplanmıştır.

$$M_G = G_0 - 5 \times \log d + 5 \quad (5)$$

Burada M_G mutlak parlaklığı, G_0 *Gaia* görünen parlaklığı, d yıldızın Güneş'e uzaklığını, ϖ yıldızın *Gaia* kataloğundan alınan mili yay saniyesindeki (mas) trigonometrik paralaks verisini göstermektedir. Yıldızların görünen parlaklık ve renkleri yıldızlararası ortamın etkilerinden arındırıldıktan sonra yıldız sayı yoğunluğuna göre oluşturulan $M_G \times (G_{BP} - G_{RP})_0$ renk-parlaklık diyagramına işaretlenerek (Şekil 1b) farklı ışımaya gücü sınıfındaki yıldızların renk-parlaklık diyagramındaki konumları belirginleştirilmiştir. Şekil 1b incelendiğinde renk-parlaklık diyagramında farklı tayf türünde ve farklı ışımaya gücü sınıflarında yıldızların bulunduğu görülmektedir. Çalışmada anakol yıldızları kullanılacağı için, *Gaia* uydu verileri içinde sadece ince disk popülasyonundaki anakol yıldızlarının seçilmesi gerekmektedir. Bu amaç için [Bressan ve diğ. \(2012\)](#)'nin PARSEC evrim modeli kullanılmıştır. PARSEC evrim modelindeki eş-yaş eğrilerinin seçiminde ince disk popülasyonunu temsil eden ağır element bollukları ($-0.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] (\text{dex}) \leq 0.5$) ve yaş değerleri ($0 < t(\text{Gy}) \leq 10$) dikkate alınmıştır ([Cox 2000](#)). Seçilen anakol yıldızlarının $M_G \times (G_{BP} - G_{RP})_0$ renk-parlaklık diyagramı üzerindeki konumları Şekil 1c'de gösterilmiştir. Şekilden de görüleceği gibi anakol bandı kuramsal yıldız evrim sınırlarından daha geniş bir dağılım göstermiştir. Bu durum çift yıldız etkisinden kaynaklanmaktadır. Çift yıldız etkisi bir yıldızın parlaklığında en fazla 0.75 kadirlik bir artışa neden olur. Çalışmada ince disk popülasyonunu ifade eden metal bolluğu ve yaş değerlerine ait eş-yaş eğrilerine 0.75 kadirlik çift yıldız etkisi ilave edilmiştir. Böylece anakol bandı Şekil 1c'de gösterildiği gibi çift yıldız etkisini de içerecek biçimde oluşturulmuştur. Çift yıldız etkisini içeren eş-yaş eğrisinin oluşturduğu anakol bandı A1 ile M6 tayf türü ve $0 < M_G < 15$ mutlak parlaklık aralığında olup 39,131,320 yıldız içermektedir.

2.3 Anakol Yıldızlarının Tamlık Sınırının Tayini

Yıldız alanlarında nesnelerin uzaklık tamlıkları söz konusu olduğu zaman yıldızların mutlak parlaklıkları önem kazanmaktadır. Tamlık sınırları hesabında yıldız alanındaki görünen parlak ve sönük limit kadirler belirledikten sonra örnekteki yıldızlar ardışık birim mutlak parlaklık aralıklarına

ayrılır. Örneğin, bir yıldız alanında görünen parlak ve sönük limit parlaklıklar, sırasıyla, m_1 ve m_2 olsun. Bu görünen parlaklıklar için ardışık M_1 ve M_2 mutlak parlaklık aralığı seçildiğinde yakın ve uzak tamlık sınırları bağıntı (5) kullanılarak hesaplanmaktadır.

$$d_{yk} = 10^{[m_1 - M_2 + 5 - A_\lambda]/5} \quad (6)$$

$$d_{zk} = 10^{[m_2 - M_1 + 5 - A_\lambda]/5} \quad (7)$$

Burada d_{yk} ve d_{zk} , sırasıyla, seçilen görünen ve mutlak parlaklık aralığındaki yakın ve uzak tamlık sınırlarını, A çalışmanın gerçekleştirildiği filtre sistemdeki sönükleşme değerini ifade eder. Çalışmada geniş tayf türü aralığındaki anakol yıldızları kullanılmıştır.

Yıldız uzaklıkları trigonometrik paralaks verilerinden tayin edildiğinden yıldızların mutlak parlaklıkları oldukça doğru ve hassas hesaplanmıştır. Birim mutlak parlaklık aralıklarındaki uzay yoğunluk profillerinin elde edilmesinde $d = N/\Delta V_{1,2}$ bağıntısı kullanılmıştır. Burada D birim hacimdeki uzay yoğunluğu, N birim hacimdeki yıldız sayısı ve $\Delta V_{1,2}$ de uzay hacmini ifade eder. Oluşturulan uzay hacminin hesabında

$$\Delta V = \frac{4}{3} \pi [d_1^3 + d_2^3]$$

bağıntısı kullanılmakta olup burada, d_1 ve d_2 , sırasıyla, Güneş'ten itibaren seçilen ardışık uzaklıkları gösterir. Hesaplanan uzay yoğunlukları çok küçük değerlerde olduğundan bu yoğunluk değerlerinin daha anlamlı bir şekilde ifade edilebilmesi için literatürde uzay yoğunluklarının logaritmasının alınması ve 10 sayısı ile toplanması ($D^* = \log D + 10$) tercih edilmektedir ([Fenkart ve Karaali 1990](#)).

3 Yoğunluk Profilleri ve Galaksi Model Parametrelerinin Tayini

Bir yıldız alanı için hesaplanan yıldız yoğunluk profillerinin Galaksi modelleriyle karşılaştırılmasıyla Galaktik popülasyonların Galaksi model parametreleri elde edilir. Galaksi model parametrelerinin hesaplanabilmesi için öncelikle yıldız alanlarının belirlenmesi, ardından mutlak parlaklık aralıklarına göre uzay yoğunluk profillerinin oluşturulması gerekmektedir. Güneş civarındaki ince disk popülasyonuna ait Galaksi model parametrelerinin hesaplanmasında Galaksimizin kuzey ve güney yarımkürelerinde, Galaktik enlemler 30° 'ar derecelik ($0 < b^\circ \leq 30$, $30 < b^\circ \leq 60$ ve $60 < b^\circ \leq 90$) ve Galaktik boylamlar 60° 'ar derecelik ($0 < l^\circ \leq 60$, $60 < l^\circ \leq 120$, $120 < l^\circ \leq 180$, $180 < l^\circ \leq 240$, $240 < l^\circ \leq 300$ ve $300 < l^\circ \leq 360$) dilimlere bölünerek yıldız alanları oluşturulmuştur. Ardından her bir yıldız alanındaki yıldızlar $2 < M_G \leq 3$, $3 < M_G \leq 4$, ..., $12 < M_G \leq 13$ kadir olacak şekilde birim mutlak parlaklık aralıklarına ayrılmıştır.

Seçilen yıldız alanlarında, birim mutlak parlaklık aralıkları için oluşturulan uzay yoğunluk profilleri Bağıntı (6) ile verilen üç Galaksi modeliyle karşılaştırılmıştır.

$$D_1(x, z) = n_1 \times \exp(-z/H_1) \quad (8)$$

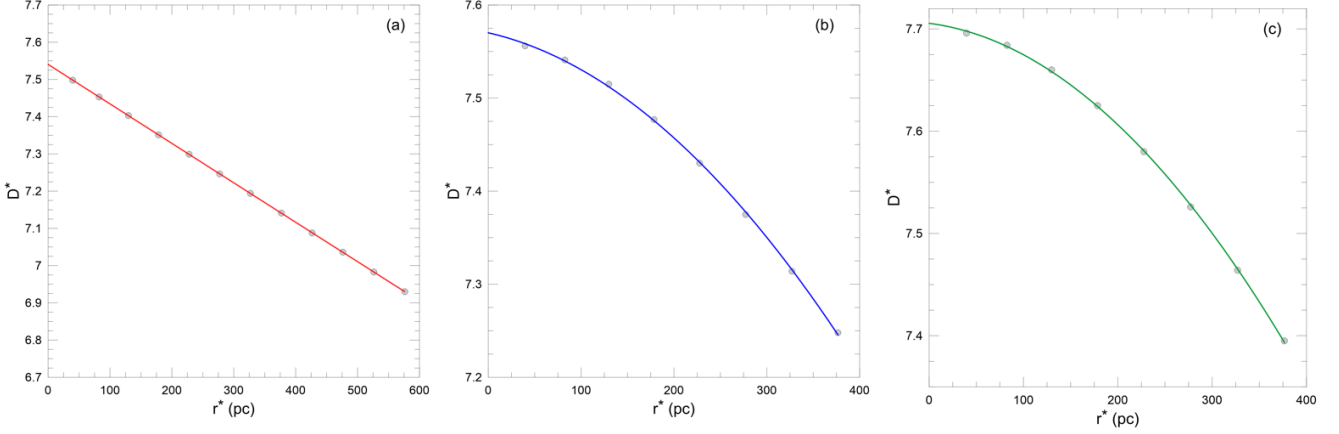
$$D_2(x, z) = n_2 \times \text{sech}(-z/H_2) \quad (9)$$

$$D_3(x, z) = n_3 \times \text{sech}^2(-z/H_3) \quad (10)$$

Bağıntılarda ince disk bileşenini ifade eden üç farklı (\exp , sech ve sech^2) yoğunluk kanunu bulunmaktadır. İnce disk popülasyonu için verilen bağıntılardaki $n_{1,2,3}$ ve $H_{1,2,3}$ parametreleri, sırasıyla, ilgili yoğunluk kanunlarına göre

Çizelge 1. Seçilen örnek yıldız alan için hesaplanan Galaktik model parametre değerleri. D^* Güneş civarındaki logartimik uzay yoğunluğunu, H yükseklik ölçeğini ve ϕ Gaia işbirliği (2021)'nin anakol yıldızlarından hesaplanan Güneş civarı logartimik uzay yoğunluk değerini gösterir.

Yoğunluk Kanunu	l ($^\circ$)	b ($^\circ$)	M_G (kadir)	D^*	H (pc)	ϕ
exp	(120, 180]	(30, 60]	$5 < M_G \leq 6$	7.54	290	7.55
sech	(120, 180]	(30, 60]	$7 < M_G \leq 8$	7.56	328	7.56
sech ²	(120, 180]	(30, 60]	$8 < M_G \leq 9$	7.70	331	7.71



Şekil 2. Seçilen örnek yıldız alanı için hesaplanan (a) $5 < M_G \leq 6$, (b) $7 < M_G \leq 8$ ve (c) $8 < M_G \leq 9$ mutlak parlaklık aralıklarındaki anakol yıldızlarının uzay yoğunluk profilleri. Kırmızı çizgi exp, mavi çizgi sech, yeşil çizgi sech² yoğunluk kanunlarını ifade etmektedir.

hesaplanan yerel uzay yoğunluklarını ve yükseklik ölçeklerini göstermektedir. Geniş bir parametre aralığında hesaplanan Galaksi model parametreleri gözlemsel olarak elde edilen uzay yoğunluk profilleriyle karşılaştırılmıştır. Gözlemsel yoğunluk profilleriyle kuramsal hesaplamalardan belirlenen yoğunluk profillerinin karşılaştırılmasında χ^2 analizden faydalanılmıştır. Bu karşılaştırmada gözlemsel profillere en iyi uyan modelin belirlenmesinde ise χ^2_{\min} değerli model alınmış ve bu modele ait parametreler de birim mutlak parlaklık aralığı için üretilen gözlemsel yoğunluk profilinin Galaksi model parametreleri olarak kabul edilmiştir. Galaksi modellerindeki sech ve sech² kanunları için verilen yükseklik ölçekleri exp kanun için verilen değerde ifade edilmiştir. Bunun için Bilir ve diğ. (2006a) tarafından verilen $H_1 = 1.65745 \times H_2$ ve $H_1 = 1.08504 \times H_3$ bağıntıları kullanılmıştır.

İncelenen yıldız alan sayılarının fazla olması nedeniyle, örnek bir yıldız alanına ($30 < b(^\circ) \leq 60$ ve $120 < l(^\circ) \leq 180$) ait sonuçlar verilmiştir. Seçilen yıldız alanında $5 < M_G \leq 6$, $6 < M_G \leq 7$ ve $7 < M_G \leq 8$ mutlak parlaklık aralıkları için yoğunluk profilleri en iyi uyumu gösteren üç Galaksi modeliyle karşılaştırılmıştır. Mutlak parlaklık aralıklarına göre oluşturulan yoğunluk profilleri ve Galaksi modelleri Şekil 2'de gösterilmiş elde edilen Galaksi model parametreleri de Çizelge 1'de listelenmiştir.

4 Tartışma ve Sonuç

Güneş civarındaki yıldız alanlarına ait yoğunluk profilleri ince diski temsil eden tek bileşenli üç farklı yoğunluk fonksiyonuyla karşılaştırılarak Galaksi model parametreleri elde edilmiştir. Literatürdeki diğer çalışmalarda olduğu gibi ince disk bileşeni için elde edilen Galaksi model parametrelerinin farklı olduğu bu çalışmada da tesbit edilmiştir. Bu durum Galaksi

model parametrelerinin Galaktik koordinatlara ve mutlak parlaklıklara bağlı olduğunu gösterir (Karaali ve diğ. 2014; Bilir ve diğ. 2008). Ayrıca farklı mutlak parlaklık aralıklarındaki yıldızların farklı yoğunluk kanunlarıyla ifade edilmesi gerekliliği ispatlanmıştır (Bilir ve diğ. 2006a,b). Bu çalışmada erken tayf türünden geç tayf türüne doğru gidildikçe yükseklik ölçeğinin ve Güneş civarı uzay yoğunluğunun arttığı görülmüştür.

Teşekkür

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi (BAP) tarafından 37153 numaralı Doktora Sonrası Araştırma Projesi (DOSAP) ile desteklenmiştir.

Kaynaklar



- Ak, S., Bilir, S., Karaali, S., Buser, R., 2007, AN, 328, 169
- Bahcall, J. N., Soneira, R. M., 1980, ApJS, 44, 73
- Bahcall, J. N., 1986, ARA&A, 24, 577
- Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., Hamzaoglu, E., 2006a, NewA, 12, 234
- Bilir, S., Karaali, S., Gilmore, G., 2006b, MNRAS, 366, 1295
- Bilir, S., Karaali, S., Güver, T., Karataş, Y., Ak, S. G., 2006c, AN, 327, 72
- Bilir, S., Cabrera-Lavers, A., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., López-Corredoira M., 2008, PASA, 25, 69
- Bovy, J., Rix, H.-W., Green, G. M., Schlafly, E. F., Finkbeiner, D. P., 2016, ApJ, 818, 130
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S. Nanni, A., 2012, MNRAS, 427, 127
- Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1998, A&A, 331, 934
- Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1999, A&A, 348, 98
- Cabrera-Lavers, A., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., López-Corredoira, M., 2007, A&A, 464, 565

- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., Mathis, J. S., 1989, ApJ, 345, 245
Cox, A. N., 2000. Allen's astrophysical quantities, 4th ed. Publisher:
New York: AIP Press; Springer, 2000. Edited by Arthur N. Cox.
ISBN: 0387987460
Fenkart, R., Karaali, S., 1990, A&AS, 83, 481
Gaia işbirliği, Brown, A. G. A., Vallenari, A., Prusti, T., ve diğ., 2021,
A&A, 649, 1
Jurić, M., Ivezić, Ž., Brooks, A., ve diğ., 2008, ApJ, 673, 86
Karaali, S., Bilir, S., Hamzaoğlu, E., 2004, MNRAS, 355, 307
Karaali, S., Bilir, S., Yaz, E., Hamzaoğlu, E., Buser, R., 2007, PASA,
24, 208
Majewski, S. R., 1993, ARA&A, 31, 575
Marshall, D. J., Robin, A. C., Reylé, C., Schultheis, M., Picaud, S.,
2006, A&A, 453, 635
Schlafly, E. F., Finkbeiner, D. P., 2011, ApJ, 737, 103
Siegel, M. H., Majewski, S. R., Reid, I. N., Thompson, I. B., 2002,
ApJ, 578, 151
Weiler, M., 2018, A&A, 617, A138.
Yaz, E., Karaali, S., 2010, NewA, 15, 234
York, D. G., Adelman, J., Anderson, J. E., ve diğ., 2000, AJ, 120,
1579

Access:

M23-0311: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Berkeley 68 ve Stock 20 Açık Kümelerinin Yer ve Uzay Tabanlı Teleskop Verileriyle İncelenmesi

Talar Yontan¹  

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

Accepted: November 13, 2022. Revised: November 13, 2022. Received: October 31, 2022.

Özet

Bu çalışmada Berkeley 68 (Be 68) ve Stock 20 açık kümelerinin ayrıntılı fotometrik ve astrometrik çalışması yapılmıştır. İki kümenin analizlerinde, CCD *UBV* fotometrik ile *Gaia*'nın üçüncü veri sürümünde (*Gaia* DR3) yayımladığı astrometrik ve fotometrik verileri birlikte kullanılmıştır. Yıldızların kümeye üyelik hesaplamaları sonucunda olasılık değeri 0.5'ten büyük olanlar kümelerin fiziksel üyeleri kabul edilmiştir. Bu yıldızların sayısı Be 68 ve Stock 20 için, sırasıyla, 198 ve 51 olarak belirlenmiş olup iki kümenin astrofizik parametrelerinin tayininde kullanılmıştır. Kümelerin renk artışı ve fotometrik metal bolluğu tayininde iki-renk diyagramları kullanılmıştır. Buna göre, Be 68 ve Stock 20 kümeleri doğrultusundaki renk artıkları, sırasıyla, $E(B - V) = 0.520 \pm 0.032$ ve 0.400 ± 0.048 kadir, fotometrik metal bollukları da, sırasıyla, $[Fe/H] = -0.13 \pm 0.08$ ve -0.01 ± 0.06 dex olarak belirlenmiştir. Kümelerin uzaklık ve yaş tayininde *UBV* ve *Gaia* DR3 fotometrik verilerinden oluşturulan renk-parlaklık diyagramları kullanılmıştır. Çalışmada elde edilen renk artışı ve metal bolluğu değerleri sabit tutulmak suretiyle PARSEC eş-yaş eğrileri ilgili diyagramlar üzerinde gözlemsel verilere göre kaydırılarak iki kümenin uzaklık ve yaşı belirlenmiştir. Bu değerler Be 68 için, sırasıyla, $d = 3003 \pm 165$ pc ve 2.4 ± 0.2 Gyl, Stock 20 için, sırasıyla, 2911 ± 216 pc ve 50 ± 10 Myl'dır. Kinematik ve dinamik yörünge hesapları Be 68 kümesinin Galaksimizin ince disk bileşenine ait olduğunu ve Güneş çemberi dışında oluştuğunu göstermiştir.

Abstract

The present study performed detailed photometric and astrometric investigations of open clusters Berkeley 68 (Be 68) and Stock 20. In the analysis of the two clusters, CCD *UBV* photometric data were used together with the astrometric and photometric data published from *Gaia*'s third data release (*Gaia* DR3). As a result of the membership calculations of the stars, those with probability values greater than 0.5 were accepted as physical members of the clusters. The number of these stars is 198 and 51 for Be 68 and Stock 20, respectively, and they were used to determine the astrophysical parameters of the two clusters. The colour excess through the Be 68 and Stock 20 was obtained and as $E(B - V) = 0.520 \pm 0.032$ and 0.400 ± 0.048 mag, respectively, as well as the photometric metallicities were derived as $[Fe/H] = -0.13 \pm 0.08$ and 0.01 ± 0.06 dex for the two clusters. Colour-magnitude diagrams constructed from *UBV* and *Gaia* DR3 photometric data were considered in determining the cluster distance and age. The distance and age of the two clusters were determined by fitting the PARSEC isochrones on the colour-magnitude diagrams according to the observational data by keeping the colour excesses and photometric metallicity values obtained in the study as constant. These values are $d = 3003 \pm 165$ pc and 2.4 ± 0.2 Gyr for Be 68, respectively, and 2911 ± 216 pc ve 50 ± 10 Myr, for Stock 20, respectively. Kinematic and dynamical orbital calculations show that the Be 68 belongs to the thin disc component of the Galaxy and formed outside the Solar circle.

Anahtar Kelimeler: Open Clusters: Berkeley 68, Stock 20, Stars: H-R Diagram, Galaxy: Milky Way

1 Giriş

Galaksi diskinde yer alan açık kümeler, göreceli olarak genç ve metalce zengin yıldızların zayıf çekim kuvvetleriyle bir arada bulunduğu yıldız topluluklarıdır. Açık küme yıldızları aynı molekül bulutunun benzer fiziksel koşullarda çökmesi sonucu meydana geldiklerinden, herhangi bir kümeye ait küme üyesi yıldızların Güneş'e olan uzaklıkları, kimyasal yapıları ve yaşları benzer özellikler gösterir (McKee & Ostriker 2007). Bununla birlikte, kümeyi oluşturan yıldızlar farklı kütlelerde bulunduğundan ışımaya güçleri geniş bir aralıkta yer almaktadır. Söz konusu özellikleri, açık kümeleri yıldız evrimi ve astrofizik araştırmalarında önemli kılar. Ayrıca, birçok açık kümenin bir arada incelenmesi Galaksi diskinin yapı, oluşum ve evriminin

araştırılmasına ışık tutar (Lada & Lada 2003; Portegies Zwart, McMillan, & Gieles 2010).

Küme doğrultularında bulunan alan yıldızları kümelerin duyarlı parametrelerinin tayinini etkilemektedir. Bu nedenle küme üyeleri doğru bir şekilde belirlenmeli ve alan yıldız kirlenmesi giderilmelidir. Söz konusu küme-alan yıldız ayırımı, küme doğrultularında tespit edilen yıldızların duyarlı gözlemlerini gerektirmektedir. *Gaia* DR3 veri sürümü (Gaia işbirliği 2022) yaklaşık 1.5 milyar kaynağın yüksek duyarlılıkta astrometrik ve fotometrik verilerini araştırmacıların kullanımına sunmuştur. *Gaia* DR3 veri tabanında trigonometrik paralaks (ϖ) ölçümlerindeki belirsizlikler parlaklığı $G \leq 17$ kadir olan yıldızlar için 0.02-0.07 mas iken, $G=21$ kadirde 1.3 mas'a ulaşmaktadır. Yıldızların öz hareket bileşenlerindeki belirsizlikler $G \leq 17$ kadir için 0.02-0.07 mas/yıl iken, $G=21$ kadir parlaklıkta bu değerler yaklaşık 1.4 mas/yıl'a ulaşmaktadır.

* talar.yontan@istanbul.edu.tr

Gaia DR3'ün yüksek hassasiyetteki verileri küme alanlarında bulunan yıldızların kümeye üyeliklerinin duyarlı bir şekilde belirlenmesine fırsat vermektedir. Son zamanlarda farklı araştırmacılar tarafından yapılan bir çok çalışmada açık kümelere üye yıldızların belirlenmesinde *Gaia*'nın astrometrik verileri kullanılmıştır (Cantat-Gaudin ve diğ. 2018, 2019; Castro-Ginard ve diğ. 2018, 2019; Bisht ve diğ. 2019, 2020; Liu & Pang 2019).

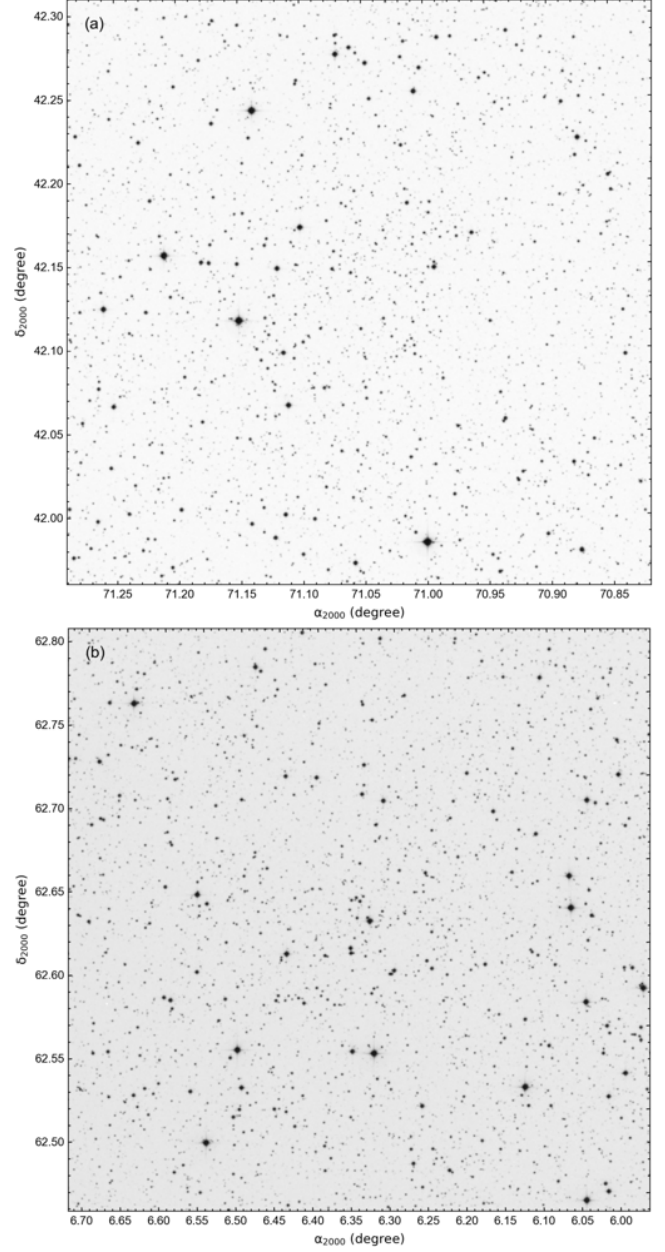
Bu çalışmada, Galaksimizin ikinci çeyreğinde yer alan Be 68 ve Stock 20 açık kümelerinin CCD *UBV* fotometrik ile *Gaia* DR3 fotometrik ve astrometrik verileri bir arada analiz edilerek yapısal ve temel astrofizik parametreleri tayin edilmiştir.

2 Gözlemler

Berkeley 68 ve Stock 20 açık kümelerinin CCD *UBV* fotometrik gözlemleri, sırasıyla, 06.11.2018 ve 08.10.2016 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ndeki (TUG) 100 cm ayna çaplı, odak oranı $f/10$ Ritchey-Chrétien türü T100 teleskobuyla gerçekleştirilmiştir. Gözlemlerde Fairchild 486 BI marka arkadan aydınlatmalı $4k \times 4k$ piksel CCD kamera kullanılmıştır. Kameranın piksel ölçeği 0.31 piksel^{-1} olup 21.5×21.5 'lik geniş bir görüş alanı sağlamaktadır. Gözlemlerde iki küme doğrultusundaki parlak ve sönük nesnelerin tespit edilebilmesi amacıyla her bir filtrede uzun ve kısa olmak üzere iki farklı poz süresi kullanılmıştır. Be 68 için *V* filtresinde 5×3 s, *B* filtresinde 6×6 s, 3×600 s ve *U* filtresinde 3×60 s ile 2×1800 s'lik görüntüler alınırken, Stock 20 için *V* filtresinde 5×4 s, 3×300 s, *B* filtresinde 4×8 s, 2×600 s ve *U* filtresinde 2×90 s ile 2×1800 s'lik görüntüler alınmıştır. Be 68 ve Stock 20'nin 21.5×21.5 görüş alanına ait görüntüleri Şekil 1'de gösterilmiştir.

Fotometrik kalibrasyonların yapılması amacıyla kümeler ile birlikte farklı hava kütlelerinde Landolt (2009)'un standart yıldız alanları da gözlenmiştir. Bu alanların sayısı iki gözlem gecesi için 16 olup toplamda 111 standart yıldız içermektedir. Görüntülerin CCD kalibrasyonları (düz alan, sıfır görüntü düzeltmesi) IRAF'ın standart veri indirgeme paketleri ve adımları kullanılarak yapılmıştır. Landolt (2009)'un standart yıldızlarının aletsel parlaklıkları IRAF'ın açıklık fotometrisi paketiyle gerçekleştirilmiştir. Bu aletsel parlaklıklara çoklu lineer regresyon uygulamaları yapılarak her bir gözlem gecesi için atmosferik sönümlenme ve dönüşüm katsayıları elde edilmiştir. Küme görüntülerinin astrometrik kalibrasyonlarında PyRAF ile astrometry.net programları kullanılmıştır. Küme alanlarındaki yıldızların aletsel parlaklıklarının tayininde Source Extractor (SExTractor) ve PSF Extractor (PSFEx) (Bertin & Arnouts 1996) algoritmaları uygulanmıştır. Elde edilen aletsel parlaklıkların standart sistemdeki parlaklıklara dönüştürülmesinde standart yıldızlardan hesaplanan gecelik sönümlenme ve dönüşüm katsayıları kullanılmıştır. Fotometrik parlaklıkların belirsizliklerinde aletsel parlaklıklardan gelen iç hatalar dikkate alınmıştır.

Fotometrik analizler sonucunda Be 68 ve Stock 20 kümeleri doğrultusunda, sırasıyla, 3548 ve 2866 yıldız tespit edilmiş olup iki küme için de bu yıldızların CCD *UBV* parlaklık ve renklerini içeren fotometrik veri setleri oluşturulmuştur. Veri setlerindeki her bir yıldızın ekvatorial koordinatları *Gaia* DR3 koordinatlarına göre 5 yay saniyelik hata sınırları içerisinde kalan yıldız konumları *UBV* verileri ile eşleştirilmiştir. İki küme için oluşturulan veri setleri dikkate alındığında $V < 23$ kadirde parlak yıldızların *V*, $U-B$ ve $B-V$ parlaklık ve renk indekslerindeki ortalama hataların Be 68 için 0.2 kadirde küçük



Şekil 1. Be 68 ve Stock 20 açık kümelerinin 21.5×21.5 'lik alan görüntüleri. Kuzey ve Doğu doğrultuları, sırasıyla, yukarı ve sol yönlerini göstermektedir.

olduğu, Stock 20'de ise 0.4 kadire kadar arttığı belirlenmiştir. Ayrıca, bu yıldızlar için *Gaia* G ve $G_{BP} - G_{BP}$ parlaklık ve renk indeksindeki ortalama hataların 0.2 kadirde küçük olduğu tespit edilmiştir.

3 Kümelere Üye Yıldızların Belirlenmesi

Be 68 ve Stock 20 açık kümeleri doğrultusunda tespit edilen yıldızların kümeye üyeliklerinin belirlenmesinde python programlama dilinde çalıştırılan UPMASK yazılımı kullanılmıştır (Unsupervised Photometric Membership Assignment in Stellar Cluster, Krone-Martins & Moitinho 2014). UPMASK, benzer özellik gösteren yıldızları kümeleyerek bir gruba ait olma olasılığını tanımlayan bir algoritmaya dayanmaktadır.

Çalışmada incelenen iki küme alanındaki yıldızların üyelik olasılıklarının (P) hesaplanmasında *Gaia* DR3 öz hareket bileşenleri, trigonometrik paralaksı ve bu ölçümlere ait belirsizlikleri girdi parametreleri olarak kullanılmıştır. Kümelerin fiziksel üyelerinin seçiminde olasılık değerleri $P \geq 0.5$ olan yıldızlar dikkate alınmış, böylece Be 68 ve Stock 20 kümelerine en muhtemel üye yıldızların sayısı, sırasıyla, 198 ve 51 olarak belirlenmiştir. Bu yıldızlar iki kümenin temel astrofizik parametrelerinin tayininde kullanılmıştır.

4 Astrofizik Parametreleri

4.1 Renk Artığı

Be 68 ve Stock 20 kümeleri doğrultusundaki renk artışının belirlenmesinde $(U-B) \times (B-V)$ iki-renk diyagramları ve kümelere en muhtemel üye anakol yıldızları ($P \geq 0.5$) kullanılmıştır. Buna göre, Be 68 ve Stock 20 için renk artığı tayininde kullanılan üyelik olasılığı $P \geq 0.5$ olan anakol yıldızlarının görünen parlaklıkları, sırasıyla, $17 \leq V \leq 19$ ve $12.75 \leq V \leq 19$ kadir aralığındadır. Seçilen yıldızlar iki-renk diyagramları üzerinde **Sung ve diğ. (2013)**'nin Güneş metal bolluğundaki kızarmadan arındırılmış sıfır yaş anakol eğrisiyle (ZAMS) karşılaştırılmıştır. Bu işlem en küçük χ^2_{\min} analizine dayanmakta olup ZAMS'ın karşılaştırılması, $E(B-V)$ ve $E(U-B)$ için farklı kızarma vektörü ($\alpha = E(U-B)/E(B-V)$) değerleri dikkate alınarak yapılmıştır.

Buna göre, Be 68 için en iyi sonucu veren ve en küçük χ^2 'ye karşılık gelen kızarma vektörü değeri $\alpha = 0.53$, renk artığı $E(B-V) = 0.520 \pm 0.032$ kadir, Stock 20 için en iyi çözüme karşılık gelen kızarma vektörü değeri $\alpha = 0.60$, renk artığı $E(B-V) = 0.400 \pm 0.048$ kadir olarak belirlenmiştir (Çizelge 1).

4.2 Fotometrik Metal Bolluğu

Be 68 ve Stock 20'nin metal bolluğu tayininde kızarmadan arındırılmış $(U-B)_0 \times (B-V)_0$ iki-renk diyagramları kullanılmıştır. Renk indeksi $0.3 \leq (B-V)_0 \leq 0.6$ kadir aralığında ve kümelere üyelik olasılığı $P \geq 0.5$ olan F-ve G tayf türünden anakol yıldızları (**Eker ve diğ. 2018**) seçilerek iki-renk diyagramları oluşturulmuştur. Bu yıldızların $(U-B)_0$ renk indeksleri söz konusu diyagramlar üzerinde Hyades'in aynı $(B-V)_0$ renk indeksine karşılık gelen anakol yıldızlarıyla karşılaştırılmış ve UV-artıkları ($\delta_{0.6}$) buradan da ortalama UV-artığı değerleri belirlenmiştir. Hesaplanan ortalama UV-artıkları **Karaali ve diğ. (2011)**'nin fotometrik metal bolluğu kalibrasyonunda kullanılarak iki kümenin metal bolluğu belirlenmiştir. Analizlerde Be 68 ve Stock 20'nin fotometrik metal bolluğu tayininde, sırasıyla, 17 ve 6 küme üyesi anakol yıldız kullanılmış olup fotometrik metal bollukları iki küme için, sırasıyla, $[Fe/H] = -0.13 \pm 0.08$ dex ve $[Fe/H] = -0.01 \pm 0.06$ dex hesaplanmıştır (Çizelge 1). Yaş tayininde kullanılmak üzere, hesaplanan metal bollukları ağır element bolluğu Z' ye dönüştürülmüş, bunun için Bovy'nin parsec (**Bressan ve diğ. 2012**) eş-yaş eğrilerini dikkate alarak geliştirdiği bağıntılar kullanılmıştır (bkz. **Isochrone kodu**). Hesaplamalar sonucunda Be 68 ve Stock 20'nin ağır element bolluğu, sırasıyla, $Z = 0.012$ ve $Z = 0.015$ olarak elde edilmiştir.

4.3 Kümelerin Uzaklık Modülü ve Yaşları

En muhtemel küme üyesi yıldızlardan oluşturulan renk-parlaklık diyagramları kümelerin renk uzaylarındaki morfolojisinin en iyi göstergelerinden biridir. Bu durum, kümelerin anakol,

dönüm noktası ve dev bileşenlerinin duyarlı bir şekilde belirlenerek bu bileşenleri oluşturan her bir yıldızın model tabanlı kütle, yaş ve uzaklığının tayin edilmesine olanak verir. Bu çalışmada, Be 68 ve Stock 20'nin uzaklık modülü ve yaşı **Bressan ve diğ. (2012)**'nin parsec eş-yaş eğrilerinin $V \times (U-B)$, $V \times (B-V)$, ve $G \times (G_{BP} - G_{RP})$ diyagramlarında en muhtemel küme üyeleriyle karşılaştırılması sonucunda eş zamanlı belirlenmiştir. parsec eş-yaş eğrileri, iki küme için elde edilen ağır element bolluğuna (Z) göre farklı yaşlarda seçilmiş olup bu çalışmada hesaplanan renk artığı dikkate alınarak renk-parlaklık diyagramlarında üyelik olasılığı $P \geq 0.5$ olan yıldızlar ile karşılaştırılmıştır. Analizler sonucunda Be 68 kümesinin uzaklık modülü, bu değere karşılık gelen uzaklığı ve yaşı, sırasıyla $\mu_V = 14.00 \pm 0.12$ kadir, $d = 3003 \pm 165$ pc ve $t = 2.4 \pm 0.2$ Gyl olarak belirlenmiştir. Stock 20 için söz konusu parametreler, sırasıyla, $\mu_V = 13.56 \pm 0.16$ kadir, $d = 2911 \pm 216$ pc ve $t = 50 \pm 10$ Myl olarak elde edilmiştir (Çizelge 1). Be 68 ve Stock 20'nin UBV ve *Gaia* tabanlı renk-parlaklık diyagramları üzerinde üye yıldızlarıyla en iyi uyumu sağlayan eş-yaş eğrileri Şekil 2'de gösterilmiştir.

4.4 Kinematik ve Galaktik Yörünge Analizleri

Duyarlı Galaktik yörünge parametrelerinin tayini, nesnelere uzaklık ve öz hareket bileşenlerinin yanısıra radyal hız değerlerinin de bilinmesini gerektirir. Bu çalışmada incelenen iki kümenin literatür taraması sonucunda sadece Be 68 için radyal hız verisine ulaşılmıştır. Bu nedenle çalışmada kinematik ve Galaktik yörünge analizleri sadece Be 68 açık kümesi için gerçekleştirilmiştir.

Be 68'in uzay hızı bileşenlerinin ve Galaktik yörünge parametrelerinin tayininde **galpy** (**Bovy 2015**) programı kullanılmıştır. **galpy**, python programlama dilinde yazılan, Galaksimizin potansiyel fonksiyonlarının tanımlandığı bir kütüphanedir. Yörünge analizlerinde Samanyolu'nun şişkin bölge, disk ve halo bileşen potansiyelini içeren **MWPotential2014** kodu dikkate alınmıştır. Hesaplamalarda Güneş'in Galaksi merkezine uzaklığı ve yörünge hızı, sırasıyla, $R_{GC} = 8$ kpc ve $V_{rot} = 220$ km/sn (**Bovy 2015; Bovy & Tremaine 2012**), Galaktik düzlemden uzaklığı da 27 ± 4 pc (**Chen ve diğ. 2000**) kabul edilmiştir.

Kinematik ve dinamik yörünge parametrelerinin tayininde girdi parametreleri olarak Be 68'in ekvatorial koordinatları ($\alpha = 04^h 44^m 13^s$, $\delta = +42^\circ 08' 02''$), bu çalışmada belirlenen öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos \delta$, $\mu_\delta = 2.237 \pm 0.007$, -1.401 ± 0.005 mas/yıl) ve uzaklık değeri ($d_{so} = 3003 \pm 165$ pc) ile **Soubiran ve diğ. (2018)**'in çalışmasından alınan ortalama radyal hız değeri ($V_r = -20.31 \pm 1.86$ km/s) hatalarıyla birlikte dikkate alınmıştır (bkz. Çizelge 1). Be 68'in kapalı yörüngesinin oluşturulmasında, Galakside doğduğu ve bugünkü olası konumlarının belirlenmesi için yörünge analizleri 1 Myl adımlar ile 2.5 Gyl'lık geri ve ileri bir zaman için gerçekleştirilmiştir. Hesaplamalar sonucunda Be 68'in Galaksi merkezine en yakın ve en uzak mesafeleri, sırasıyla, $R_p = 8893 \pm 34$ ve $R_a = 10901 \pm 149$ pc, yörünge basıncı $e = 0.101 \pm 0.005$, Galaktik düzlemden uzaklaşabileceği en büyük mesafe $Z_{max} = 470 \pm 33$ pc, uzay hızı bileşenleri $(U, V, W) = (+7.79 \pm 2.41, -40.27 \pm 1.31, 11.92 \pm 0.65$ km/s), yörünge periyodu $P_{orb} = 284 \pm 3$ Myl ve doğum yeri $10.16^{+0.65}_{-0.71}$ kpc elde edilmiştir (Çizelge 1). Be 68'in doğum yeri incelendiğinde, kümenin Güneş çemberinin dışında ve Galaksinin metalce fakir bir bölgesinde oluştuğu belirlenmiştir. Ayrıca, R_p ve R_a uzaklıkları, kümenin tamamen Güneş çemberi dışında hareket ettiğini göstermektedir.

Çizelge 1. Berkeley 68 ve Stock 20 açık kümelerinin yapısal, astrofiziksel ve dinamik yörünge parametreleri. Koordinatlar J2000 epöğündadır. Berkeley 68 için V_r değeri **Soubiran ve diğ. (2018)**'den alınmıştır.

Parametre	Berkeley 68	Stock 20
α (hh:mm:ss)	04:44:12.72	00:25:16.33
δ (dd:mm:ss)	+42:08:02.40	+62:37:26.40
l ($^\circ$)	162.0391	119.9291
b ($^\circ$)	-2.4041	-0.0951
f_0 (yıldız/yay dk ²)	8.204 \pm 2.008	27.197 \pm 7.164
r_c (yay dk)	2.663 \pm 0.616	0.543 \pm 0.225
f_{bg} (yıldız/yay dk ²)	9.139 \pm 0.402	13.742 \pm 0.222
r_{lim} (yay dk)	8	7.5
r (pc)	6.99 \pm 0.38	6.35 \pm 0.47
$\mu_\alpha \cos \delta$ (mas/yıl)	+2.237 \pm 0.007	-3.215 \pm 0.004
μ_δ (mas/yıl)	-1.401 \pm 0.005	-1.172 \pm 0.004
Küme üyesi ($P \geq 0.5$)	198	51
ϖ (mas)	0.31 \pm 0.03	0.36 \pm 0.03
d_ϖ (pc)	3226 \pm 312	2778 \pm 232
$E(B-V)$ (kadir)	0.520 \pm 0.032	0.400 \pm 0.048
$E(U-B)$ (kadir)	0.276 \pm 0.017	0.240 \pm 0.029
A_V (kadir)	1.612 \pm 0.099	1.240 \pm 0.149
[Fe/H] (dex)	-0.13 \pm 0.08	-0.01 \pm 0.06
t (Myıl)	2400 \pm 200	50 \pm 10
Uzaklık modülü (kadir)	14.00 \pm 0.12	13.56 \pm 0.16
Yaş eğrisinden uzaklık (pc)	3003 \pm 165	2911 \pm 216
x_\odot (pc)	-2854	-1452
y_\odot (pc)	925	2523
z_\odot (pc)	126	5
R_{GC} (kpc)	10.89	9.78
Kütle fonksiyonunun eğimi	1.38 \pm 0.71	1.53 \pm 0.39
V_r (km/s)	-20.31 \pm 1.86*	—
U_{LSR} (km/s)	16.62 \pm 2.42	—
V_{LSR} (km/s)	-26.08 \pm 1.35	—
W_{LSR} (km/s)	18.49 \pm 0.69	—
S_{LSR} (km/s)	36.03 \pm 2.85	—
R_a (pc)	10901 \pm 149	—
R_p (pc)	8893 \pm 34	—
Z_{max} (pc)	470 \pm 33	—
e	0.101 \pm 0.005	—
P_{orb} (Myıl)	284 \pm 3	—
Doğum Yeri (kpc)	10.16 ^{+0.65} _{-0.71}	—

Be 68'in Galaksi merkezinden uzaklığıyla Galaktik düzlemde uzaklaşabileceği en büyük uzaklık ($Z \times R_{GC}$) ile Galaksi merkezinden uzaklığının zaman ile değişimi ($R_{GC} \times t$) Şekil 3'de gösterilmiştir. Şekil 3a'da kırmızı ok, kümenin Galaksidedeki hareket yönünü göstermektedir. Şekil 3a ve Şekil 3b'de, içi dolu sarı daireler kümenin bugünkü konumunu gösterirken, içi dolu sarı üçgen doğum yerini temsil etmektedir (Şekil 3b). Be 68'in yörünge analizlerinde girdi parametrelerinin en büyük ve en küçük hataları dikkate alınarak elde edilen yörünge hareketi Şekil 3b'de, sırasıyla, pembe ve yeşil kesikli çizgiler ile gösterilmiştir. İçi dolu pembe ve yeşil üçgen semboller de en büyük ve en küçük hatalar dikkate alındığında kümenin doğum yerini temsil etmektedir. Şekil 3b'den de görüleceği gibi, yörünge analizlerindeki girdi parametrelerindeki farklılıklar, incelenen gök cisminin doğum yerinin değişmesine neden olmaktadır. Be 68 için hatalar dikkate alındığında, doğum yerinin bugünkü konumuna göre belirsizliği yaklaşık 1.5 kpc olmaktadır.

Be 68'in uzay hızı bileşenlerine yerel durağanlık standardı (LSR) düzeltmeleri için **Coşkunoğlu ve diğ. (2011)**'nin

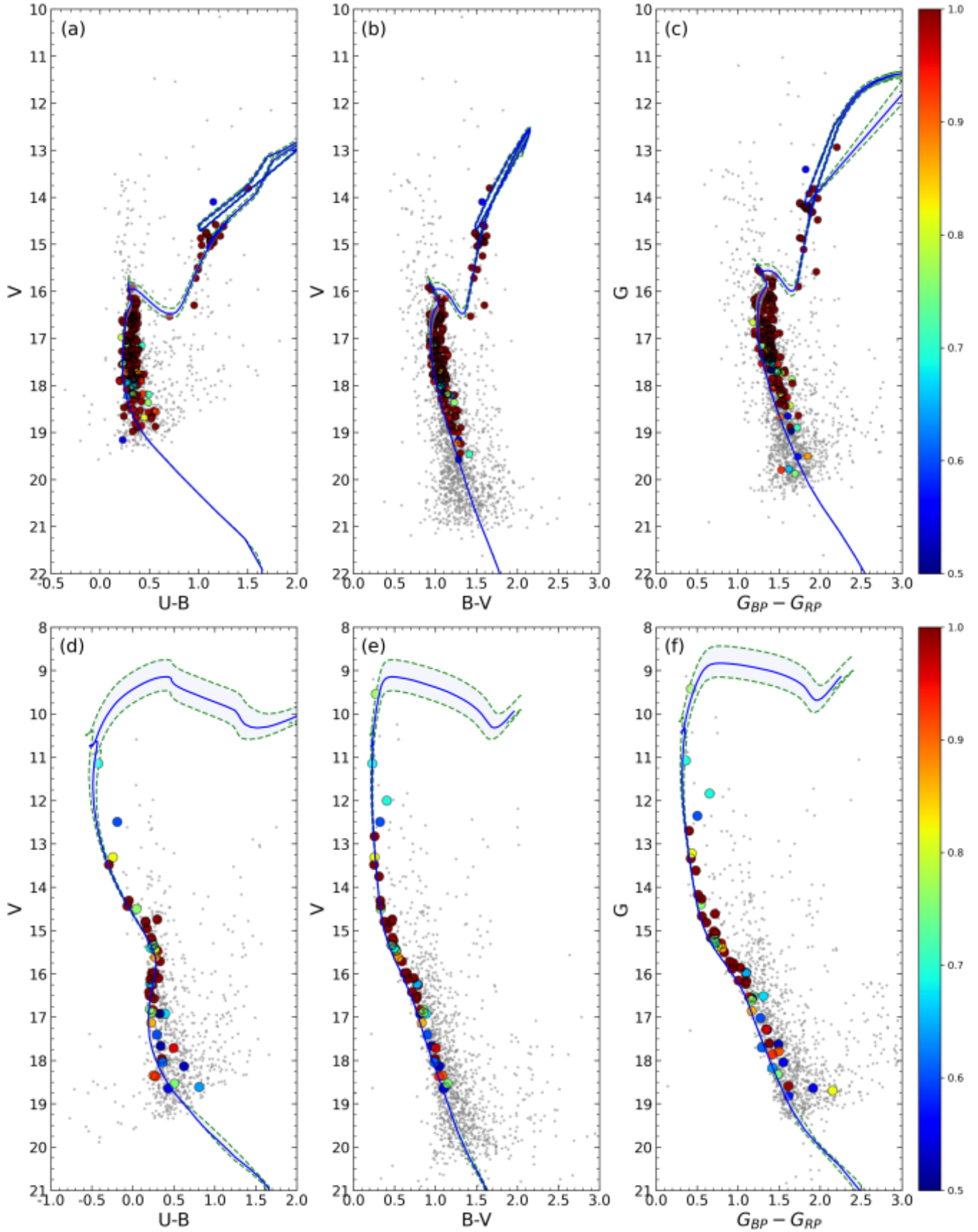
$(U, V, W)_{LSR} = (8.83 \pm 0.24, 14.19 \pm 0.34, 6.57 \pm 0.21)$ km/s değerleri kullanılmış ve Be 68'in LSR düzeltmesi yapılmış uzay hızı bileşenleri $(U, V, W)_{LSR} = (16.62 \pm 2.42, -26.08 \pm 1.35, 18.49 \pm 0.69)$ km/s olarak belirlenmiştir. Kümenin $(U, V, W)_{LSR}$ hızı bileşenlerinden itibaren uzay hızı $S_{LSR} = 36.03 \pm 2.85$ km/s hesaplanmıştır. Be 68'in toplam uzay hızı, kümenin ince-disk popülasyonuna ait olduğunu göstermektedir (**Leggett 1992**).

5 Tartışma ve Sonuç

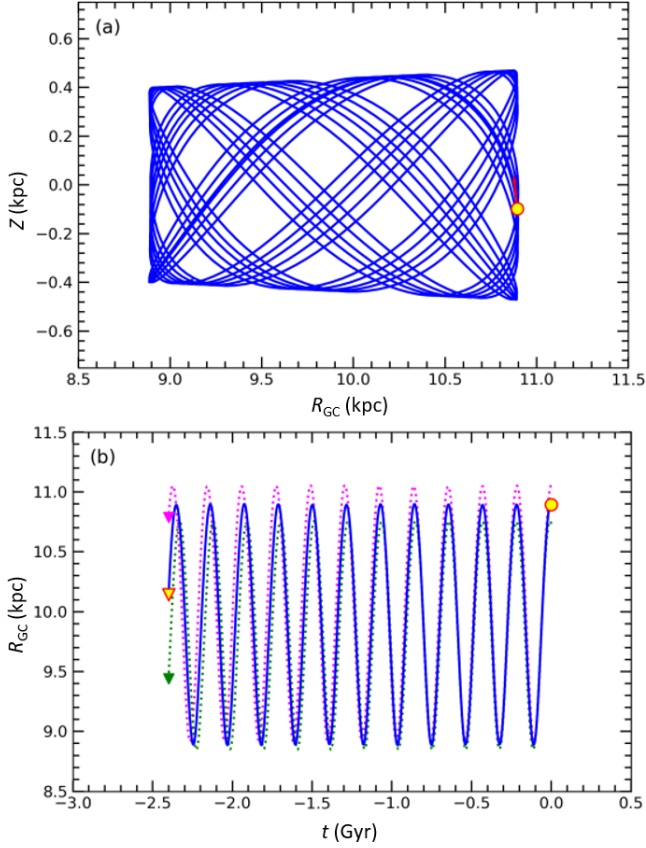
Bu çalışmada, Be 68 ve Stock 20 açık kümelerinin *UBV* ve *Gaia* DR3 fotometrik verileri bir arada kullanılarak yapısal ve temel astrofizik parametreleri tayin edilmiş, ayrıca Be 68 kümesinin ayrıntılı kinematik ve dinamik yörünge hesaplamaları yapılmıştır. Küme alanlarında tespit edilen yıldızların kümeye üyelik olasılıklarının (P) belirlenmesinde UPMASK (**Krone-Martins & Moitinho 2014**) yazılımı kullanılmıştır. Üyelik analizleri sonucunda olasılık değeri $P \geq 0.5$ olan yıldızlar kümelerin en muhtemel üyeleri kabul edilmiş ve Be 68 ile Stock 20'nin temel astrofizik parametrelerinin tayininde kullanılmıştır. İki kümenin renk artışı ve fotometrik metal bolluğu iki-renk diyagramlarından bağımsız bir şekilde belirlenirken, uzaklık modülü ve yaşları renk-parlaklık diyagramları kullanılarak eş-zamanlı tayin edilmiş, elde edilen bulgular Çizelge 1'de listelenmiştir.

Kharchenko ve diğ. (2012) 2MASS fotometrik ve PPMXL öz hareket verilerini birlikte analiz ederek Be 68'in renk artışı ve yaşını, sırasıyla, $E(B-V) = 0.67$ kadir ve $\log t = 9.11$ yıl vermiştir. Kümenin ilk detaylı CCD $UBVR_c I_c$ fotometrik çalışması **Maurya & Joshi (2020)** tarafından yapılmıştır. Araştırmacılar küme analizlerinde $UBVR_c I_c$ verileriyle birlikte yakın kızılötesi bölgedeki 2MASS JHK_s (**Cutri ve diğ. 2003**) fotometrik ve *Gaia* DR2 astrometrik verileri bir arada kullanmıştır. Kümenin renk artışı iki-renk diyagramlarından bağımsız olarak $E(B-V) = 0.52 \pm 0.04$ kadir hesaplayan **Maurya & Joshi (2020)**, Be 68'in metal bolluğunu Güneş bolluğunda ($Z = 0.0152$) kabul ederek uzaklık modülü ve yaşını renk-parlaklık diyagramlarından itibaren, sırasıyla, $\mu_V = 13.7 \pm 0.2$ kadir ve $\log t = 9.25 \pm 0.05$ yıl olarak belirlemiştir. Bu çalışmada Be 68'in elde edilen renk artışı ($E(B-V) = 0.520 \pm 0.032$ kadir) **Maurya & Joshi (2020)**'nin sonucuyla oldukça uyumluken, **Kharchenko ve diğ. (2012)**'nin değerinden küçüktür. Kümenin bu çalışmada hesaplanan yaşının ($t = 2400 \pm 200$ Myıl) **Kharchenko ve diğ. (2012)** ve **Maurya & Joshi (2020)**'de verileden büyük olduğu, uzaklık modülü değerinin de ($\mu_V = 14.00 \pm 0.12$ kadir) **Maurya & Joshi (2020)**'nin sonucuyla oldukça uyumlu olduğu tespit edilmiştir. Be 68'in fotometrik metal bolluğu ilk defa bu çalışmada belirlenmiştir.

Kharchenko ve diğ. (2005) *Hipparcos-Tycho-2* gözlem verilerini kullanarak Stock 20 açık kümesinin renk artışı, uzaklık ve yaşını, sırasıyla, $E(B-V) = 0.2$ kadir, $d = 909$ pc ve $\log t = 8.53$ yıl olarak belirlemiştir. **Buckner & Froebrich (2013)** JHK_s fotometrik verilerini analiz ederek kümenin uzaklık ve yaşını, sırasıyla, $d = 2200$ pc and $\log t = 8.30 \pm 0.09$ yıl olarak elde etmiştir. Bu çalışmada Stock 20 için verilen $E(B-V) = 0.400 \pm 0.048$ kadirlik renk artışı **Kharchenko ve diğ. (2005)**'nin değerinden büyük hesaplanmıştır. Kümenin **Kharchenko ve diğ. (2005)** ile **Buckner & Froebrich (2013)**'in hesaplamış olduğundan daha uzakta ($d = 2911 \pm 216$ pc) olduğu fakat hatalar dikkate alındığında sonuçların **Buckner & Froebrich (2013)**'inkiyle uyumlu olduğu belirlenmiştir. Ayrıca, Stock 20 açık kümesinin bu çalışmada elde edilen yaşının



Şekil 2. Berkeley 68 (a, b, c) ve Stock 20 (d, e, f) açık kümelerinin renk-parlaklık diyagramları. Kümelere en muhtemel üye yıldızların olasılık değerleri renk ölçekleriyle gösterilmiştir. Gri noktalar üyelik olasılığı düşük ($P < 0.5$) alan/küme yıldızlarını göstermektedir.



Şekil 3. Be 68'in $Z \times R_{GC}$ ve $R_{GC} \times t$ düzlemlerindeki Galaktik yörüngesi ve doğum yarıçapı. Sarı daire ile üçgen sembolleri, sırasıyla, kümenin bugünkü ve doğum zamanındaki konumunu, kırmızı ok sembolü de hareket vektörünü göstermektedir. Pembe ve yeşil kesikli çizgiler, sırasıyla, en büyük ve en küçük hatalar dikkate alındığı durumdaki yörünge hareketini, pembe ve yeşil üçgenler ise kümenin söz konusu koşullardaki doğum yerlerini temsil etmektedir.

($t=50 \pm 10$ Myıl) [Kharchenko ve diğ. \(2005\)](#) ile [Buckner & Froebrich \(2013\)](#)'nden daha genç olduğu tespit edilmiştir. Stock 20 literatürde az çalışılmış bir küme olup ilk defa bu çalışmada ayrıntılı olarak incelenmiş ve fotometrik metal bolluğu belirlenmiştir.

Çalışmada incelenen iki kümeden Be 68'in radyal hız verilerine ulaşıldığından, kinematik ve dinamik yörünge analizleri sadece bu küme için gerçekleştirilmiştir. Söz konusu analizlerde ve hesaplamalarda Galpy ([Bovy 2015](#)) programı kullanılmıştır. Sonuçlar, Be 68'in Güneş çemberi dışında, Galaksinin metalce fakir bölgesinde oluştuğu ve ince disk popülasyonuna ait olduğunu göstermektedir. Ayrıca metalce fakir bölgedeki doğum yeri, bu çalışmada Be 68 için hesaplanan metal bolluğunun ($[Fe/H] = -0.13 \pm 0.08$ dex) Güneş'e göre fakir olmasını destekler niteliktedir.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK tarafından 120F295 numaralı projeye desteklenmiştir. Çalışmada kullanılan yer tabanlı CCD *UBV* gözlemleri TUG'daki T100 teleskobuyla 18CT100-1396 numaralı gözlem projesiyle gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

- Bertin, E., Arnouts, S., 1996, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 117, 393
- Bisht, D., Yadav, R. K. S., Ganesh, S., Durgapal, A. K., Rangwal, G., Fynbo, J. P. U., 2019, *MNRAS*, 482, 1471
- Bisht, D., Zhu, Q., Yadav, R. K. S., Durgapal, A., Rangwal, G., 2020, *MNRAS*, 494, 607
- Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S. Nanni, A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
- Bovy, J., Tremaine, S., 2012, *ApJ*, 756, 89
- Bovy, J., 2015, *ApJS*, 216, 29
- Buckner, A. S. M., Froebrich, D., 2013, *MNRAS*, 436, 1465
- Cantat-Gaudin, T., Jordi, C., Vallenari, A., ve diğ., 2018, *A&A*, 618, A93
- Cantat-Gaudin, T., Krone-Martins, A., Sedaghat, N., ve diğ., 2019, *A&A*, 624, A126
- Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., Julbe, F., Morvan, M., Balaguer-Núñez, L., Cantat-Gaudin, T., 2018, *A&A*, 618, A59
- Castro-Ginard, A., Jordi, C., Luri, X., Cantat-Gaudin, T., Balaguer-Núñez, L., 2019, *A&A*, 627, A35
- Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., Benoni, T., 2000, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 141, 491
- Coşkunoğlu, B., Ak S., Bilir, S., ve diğ., 2011, *MNRAS*, 412, 1237
- Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., ve diğ., 2003, *yCat*, II/246
- Eker, Z., Bakış, V., Bilir, S., ve diğ., 2018, *MNRAS*, 479, 5491
- Gaia işbirliği, Vallenari, A., Brown, A. G. A., Prusti, T., ve diğ., 2022, eprint arXiv:2208.00211
- Karaali, S., Bilir, S., Ak, S., Yaz, E., Coşkunoğlu, B. 2011, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 28, 95
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Röser, S., Schilbach, E., Scholz, R.-D., 2005, *A&A*, 438, 1163
- Kharchenko, N. V., Piskunov, A. E., Schilbach, E., Roeser, S., Scholz, R.-D., 2012, *A&A*, 543, 156
- Krone-Martins, Moitinho, A., 2014, *A&A*, 561, 57
- Lada, C. J., Lada, E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Landolt, A. U., 2009, *AJ*, 137, 4186
- Leggett, S. K., 1992, *ApJS*, 82, 351
- Liu, L., Pang, X., 2019, *ApJS*, 245, 32
- Maurya, J., Joshi Y. C., 2020, *MNRAS*, 494, 4713
- McKee, C. F., Ostriker, E. C., 2007, *ARA&A*, 45, 565
- Portegies, Zwart, S. F., McMillan, S. L. W., Gieles, M., 2010, *ARA&A*, 48, 431
- Soubiran, C., Cantat-Gaudin, T., Romero-Gómez, M., ve diğ., 2018, *A&A*, 619, A155
- Sung, H., Lim, B., Bessell, M. S., Kim, J. S., Hur, H., Chun, M. Park, B., 2013, *JKAS*, 46, 103

Access:

M23-0309: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

TÜRKSAT 3A ve TÜRKSAT 4A Uydularının Eşzamanlı Astrometrik Gözlem Sonuçları

Seda Aydın¹  , H. Gökhan Gökay² , M. Naim Bağırhan³ , Sacit Özdemir² 

¹ TÜBİTAK Uzay Teknolojileri Araştırma Enstitüsü

² Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

³ Türksat Uydu Haberleşme Kablo TV ve İşletme A.Ş

Accepted: January 10, 2023. Revised: December 27, 2022. Received: November 11, 2022.

Özet

Jeosenkron yörüngede dolanan Türkiye'nin haberleşme uyduları TÜRKSAT 3A ve 4A'nın astrometrik gözlemlerinden elde edilen yörünge çözümleri bu çalışmada sunulmaktadır. Astrometrik gözlemler, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Bakırlitepe yerleşkesindeki T100 ve TÜRKSAT A.Ş. Gölbaşı yerleşkesindeki T50 teleskopları kullanılarak aynı gözlem gününde gerçekleştirilmiştir. Gözlem verileriyle TLE (Two-Line Elements) verileri karşılaştırıldığında, Sağ Açıklık ve Dik Açıklık olarak ortalama 0.01° farkla açısal ölçümler elde edilmiştir. Yörünge çözümleri olarak, iki veya üç gözlem verisinden Başlangıç Yörünge Tespiti (IOD-Initial Orbit Determination) yöntemleri kullanılmıştır. Uyduların hesaplanan başlangıç yörüngesi, gözlem gecesi boyunca elde edilen tüm verilere En Küçük Kareler Yöntemi (LSQ-Least Square Method) uygulanarak iyileştirilmiş ve yayınlanan yörünge parametreleri ile karşılaştırılmıştır. Gözlem ölçümlerinin hassas hesaplandığı durumlarda LSQ metodunun yörüngeyi iyileştirdiği tespit edilmiştir.

Abstract

Orbital solutions obtained from astrometric observations of TÜRKSAT 3A and 4A, Turkey's communication satellites in Geosynchronous Orbit, are presented in this paper. Astrometric observations have been simultaneously (same day of observation) carried out using the T100 telescope at TÜBİTAK National Observatory, Bakırlitepe, Antalya and the T50 telescope at TÜRKSAT Inc., Gölbaşı, Ankara. Initial Orbit Determination (IOD) methods from two or three observation data have been used for solving orbital parameters. Comparing of observation and TLE (Two-Line Elements) data, angular measurements have been obtained as Right Ascension and Declination with an average difference of 0.01°. The determined initial orbit of the satellites has been improved by applying the Least Square Method (LSQ) to all the data obtained during the observation night and compared with the published orbital parameters in literature. It has been determined that the LSQ method improves the satellites'orbital parameters in cases where the observation measurements have high accuracy.

Anahtar Kelimeler: Orbital Dynamics – Geosynchronous Satellites – Astrometry

1 Giriş

Uzay çağının başlamasıyla birlikte Yer yörüngesinde dolanan yapay cisimlerin (uydular, fırlatma araçları, uzay çöpleri vb.) yer tabanlı gözlemleri de önem kazanmıştır. Bu gözlemler radyo antenler ile yapılabildiği gibi optik teleskoplarla da yapılabilmektedir. Optik teleskoplarla gerçekleştirilen gözlemler ağırlıklı olarak astrometrik ve fotometrik yöntemlere dayalı olmakla beraber (Park ve diğ. 2018; Campbell ve diğ. 2018; Cardona ve diğ. 2016; Montojo ve diğ. 2011) nadiren tayfsal yöntemler de (Rossi ve diğ. 2012; Vananti ve diğ. 2017) kullanılmaktadır. Ayrıca, Jeosenkron (GEO) yörüngelerdeki yapay cisimler için RADAR (RADio Detection And Ranging) sistemlerinin çözümleri mesafe sebebiyle etkin olmaması, yüksek irtifadaki yörüngelerde optik gözlemlerin kullanımını arttırmaktadır.

Dünya'nın kütle dağılımı, diğer gezegenlerin kütle çekimleri, atmosferin sürtünme kuvveti, Güneş'in ışınım basıncı vb. kuvvetler sebebiyle yapay cisimlerin yörüngeleri zamanla değişmektedir. Bu değişimler için periyodik olarak

ve diğer gök cisimleriyle çarpışma olasılığının yüksek olduğu durumlarda anlık olarak yörünge düzeltme operasyonları yapılmaktadır. Cisim üzerindeki etkilerin değişimini daha duyarlı belirleyebilmek veya iyileştirebilmek için gözlemlerinin yapılması gerekmektedir (örn. Choi ve diğ. 2015). Farklı lokasyonlarda yapılan gözlemlerle yapay cisimlerin yörüngeleri daha hassas saptanabilmektedir. Bu ihtiyacı karşılamak için Dünya çapında çeşitli gözlem ağları mevcuttur (örn. OWL sistemi: Park ve diğ. 2018; APOSOS Projesi: Guo ve diğ. 2020).

Rossi ve diğ. (2012) tarafından da belirtildiği gibi, yapay cisimlerin özellikle uzay çöplerinin yeterli fotometrik, tayfsal veya fiziksel verisi bulunmadığından, yapay cisimlerin fiziksel yapısını anlamlandırmada yetersiz kalmaktadır. Yer yörüngesinde dolanmakta olan her türlü cismin duyarlı yörünge çözümlerleri için, farklı tür (optik, LIDAR, RADAR vb.) gözlemlerle takipleri konusunda, nicelik ve niteliği giderek artan çalışmalara yer verilmektedir. Bu gözlemler ile sadece yapay cisimlerin yörüngesi takip edilmemekte, yörüngesindeki durumu ve cismin niteliğinin yer tabanlı gözlemlerle elde edilebilmesi için çalışmalar yapılmaktadır (Piergentili ve diğ. 2017; Yanagisawa & Kurosaki 2012; Bai ve diğ. 2009; Calef ve diğ. 2006). Dolayısıyla yer tabanlı ışık değişiminden cismin fiziksel yapısının ortaya çıkarılması konusunda araştırmalar da

* 8sedaydin8@gmail.com

Çizelge 1. T50 ve T100 teleskopları ile alınmış ve bu çalışmada kullanılmış olan verilere ait bilgiler. Kolon adlandırmaları: N_a : Alınan görüntü sayısı, G_{med} : Medyan Atmosferik Görüş ("), H_{med} : Medyan Atmosferik Hata ("), N_k : Kullanılan görüntü sayısı.

Tarih	N_a		G_{med}		H_{med}		N_k	
	T50	T100	T50	T100	T50	T100	T50	T100
26 Ekim 2021	6090	373	3.99	2.79	0.369	0.206	4681	152
28 Ekim 2021	5500	2035	3.62	2.28	0.360	0.162	3737	1511
24 Aralık 2021	6833	794	3.56	2.18	0.168	0.098	5249	67

söz konusudur. Bu yöntemler esasen, analitik çözümlene gücü asteroid ışık eğrilerinin analizinde dışbükey örtü yapıyı esas alarak ispatlanmış olan modellere (Kaasalainen & Torppa 2001; Kaasalainen ve diğ. 2001) dayanmaktadır.

Bu çalışmada GEO yörüngedeki Türkiye'nin haberleşme uyduları TÜRKSAT 3A ve 4A'nın aynı gözlem gününde gerçekleştirilen yer tabanlı astrometrik gözlem sonuçları sunulmaktadır. Astrometrik gözlemlerden çözümlenen göksel konumlara dayalı olarak, yörünge parametreleri belirlenmiş, kataloglarda sunulan değerlerle uyumluluğu izlenmiştir.

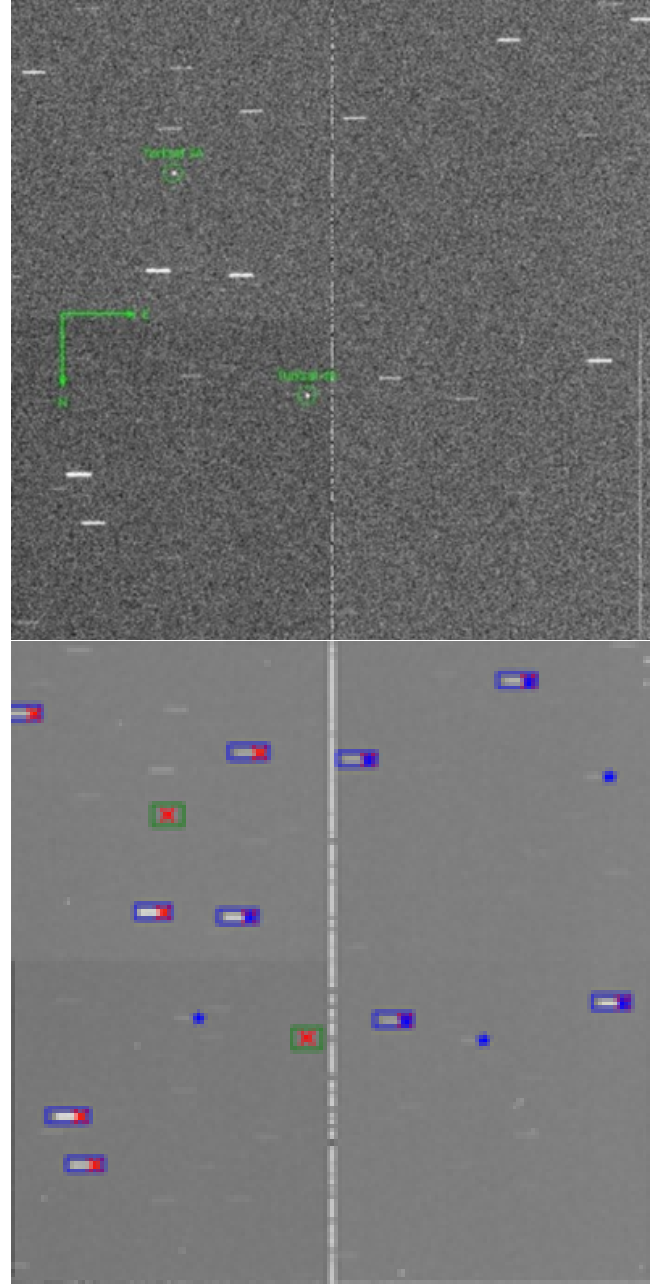
2 Yöntem

2.1 Astrometrik Gözlem ve İndirgeme Yöntemleri

Aynı gözlem günlerinde (bkz. Çizelge 1), TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Bakırlitepe (Antalya) ve TÜRKSAT, Gölbaşı (Ankara) Yerleşkelerinde TÜRKSAT 3A ve 4A uydularının astrometrik gözlemleri gerçekleştirilmiştir. TÜRKSAT Yerleşkesinde konuşlu, 50 cm çaplı açıklığa sahip T50 teleskop, f/8 odak oranına sahiptir ve odak düzleminde 2kx2k çözünürlüklü FLI ProLine 4240 CCD kamera bulunmaktadır. TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi Yerleşkesindeki gözlemler ise 100 cm açıklığa sahip T100 teleskobu ile gerçekleştirilmiştir. Bu teleskop f/10 odak oranına sahip olup, odak düzleminde 4kx4k çözünürlüklü SI 1100 CCD kamera bulunmaktadır. Gözlemler çoğunlukla filtresiz yapılmıştır ancak zaman zaman T100 teleskobunda SDSS g'r'i'z' filtreleri de kullanılmıştır.

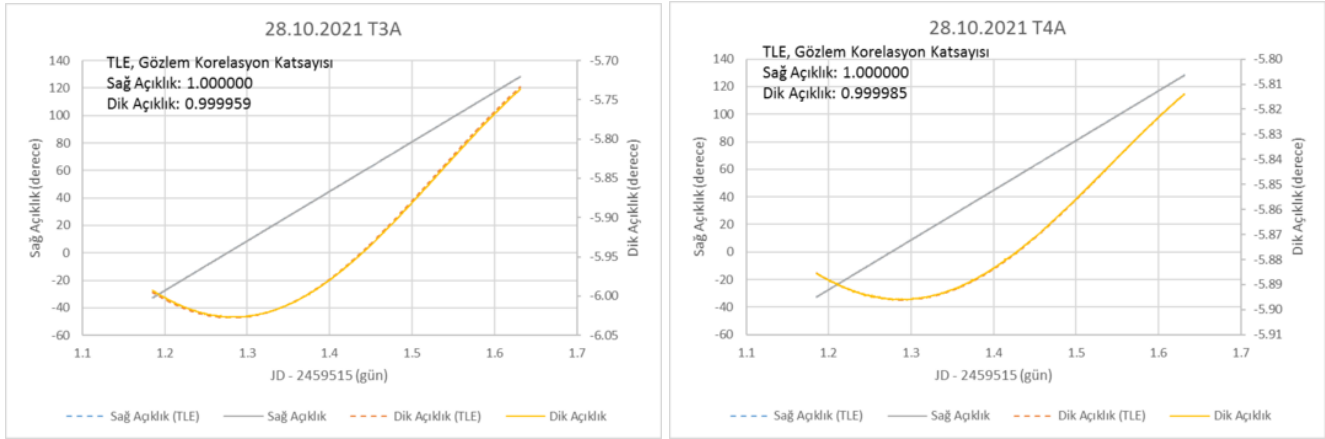
Gözlemler, hava koşullarının uygun olduğu nispette aynı gün yapılmıştır. Ancak, eşzamanlılık için kullanılan CCD detektörlerin okuma zamanları, çözünürlükleri, alınan görüntüleri kaydeden yazılımların bulunduğu bilgisayar sistemlerinin yazılımsal ve donanımsal farklılıkları bulunmaktadır. Bu nedenle kaydedilen görüntülerden elde edilen astrometrik çözümler, zaman ekseninde enterpolasyon edilerek eşzamanlılık sağlanmıştır. Ölçülen açısız uydular için, bir gözleminde t anında yapılan gözlemler doğrudan kullanılmış, diğer gözleminde t anına en yakın bir önceki ve bir sonraki yapılmış gözlem, t anına enterpole edilmiştir. Hedefler, Yer ile senkron hareket eden GEO yörüngedeki cisimler olduğundan, görüntülerdeki Sinyal/Gürültü oranını artırabilmek adına, gözlemler yıldız takibi kapalı modda gerçekleştirilmiş ve poz süresi olarak 5s seçilmiştir.

Gözlemlerin astrometrik çözümleri (WCS – World Coordinate System), CCD görüntüleri için ön indirgeme işlemi sonrasında, her görüntü üzerinde bulunan yıldız izlerinin başlangıçlarının piksel koordinatları ile katalog koordinatlarının eşleştirmesi standart IRAF paketleri kullanılarak yapılmıştır.

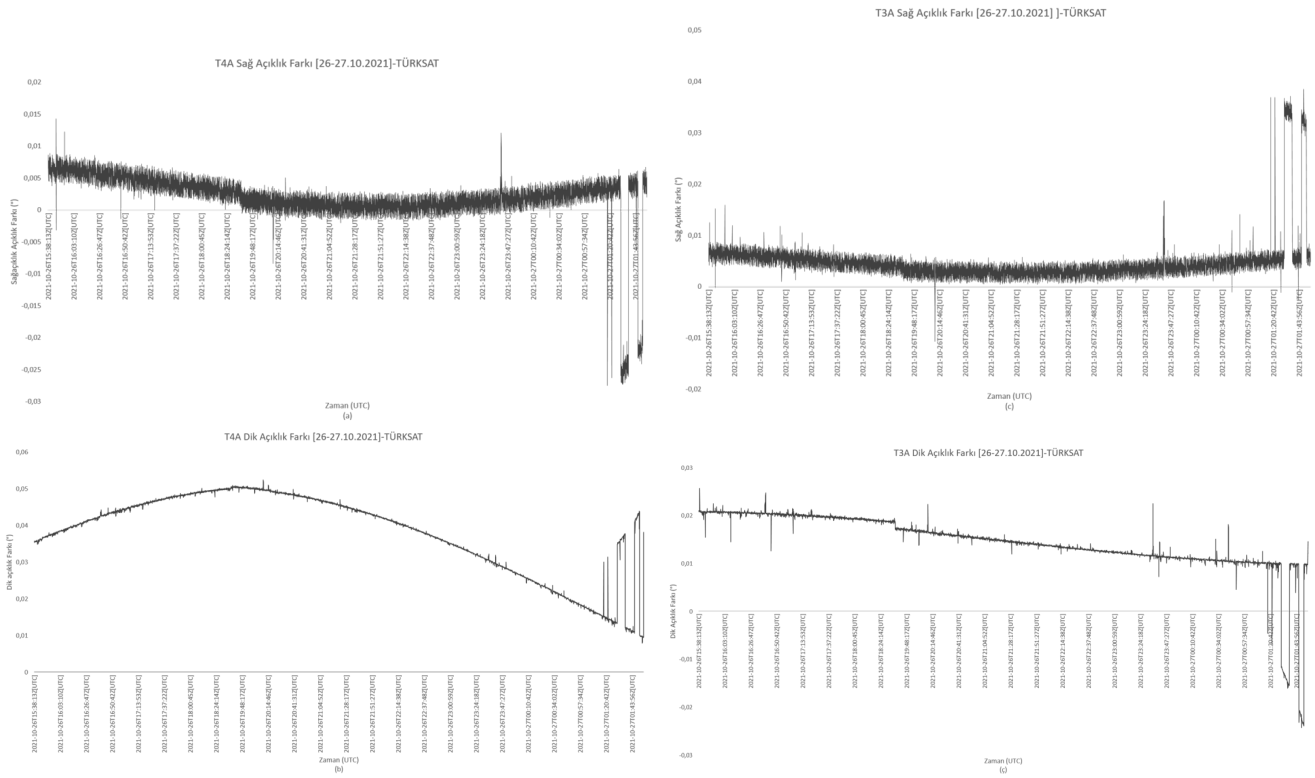


Şekil 1. GEO yörüngedeki TÜRKSAT 3A ve 4A uyduları, teleskop yıldız-takibi kapalı modda gözlenmiştir (üst panel). Alt panelde dikdörtgen sınırlarla çevrili kaynaklar astrometrik çözüm için seçilen yıldızları, kare sınır ile çevrili kaynaklar gözlenen uyduları; "x" sembolleri uydular için merkezi, yıldız izleri için izin başlangıç noktalarını; yıldız sembolleri ise astrometrik çözüm sonrasında görüntü üzerindeki yıldızların katalog (GAIA DR2.0) koordinatlarını göstermektedir.

Gözlemler takip kapalı modda yapıldığından, görüntüler üzerinde yıldızlar iz şeklinde, uydular ise nokta kaynak olarak görülmüştür. Yıldız izlerini, Gauss ve Line fonksiyonlarının konvolüsyonundan elde edilen fonksiyon kullanılarak (örn. Vereş ve diğ. 2012), uydular ise Gauss fonksiyonu kullanılarak modellenmiştir. Örnek görüntüler Şekil 1'de verilmiştir. Yapılan gözlem sayıları, gözlem gecesi boyunca astrometrik



Şekil 2. Astrometrik ölçümlerden gözlemsel yolla belirlenen uydu koordinatları (sürekli çizgiler) ile TLE'den hesaplanan koordinatların (kesikli çizgiler) karşılaştırması. Korelasyon katsayılarına bakıldığında uyumun %100 mertebesinde olduğu görülmektedir.



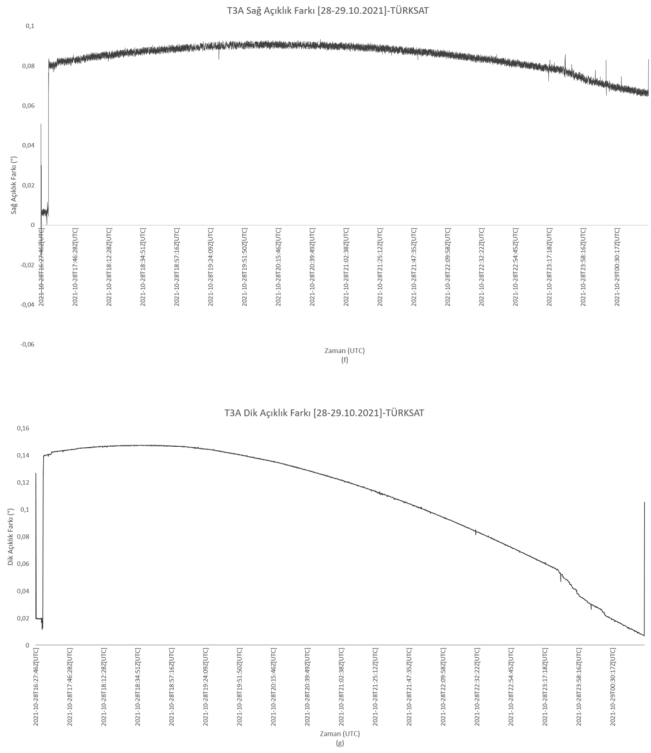
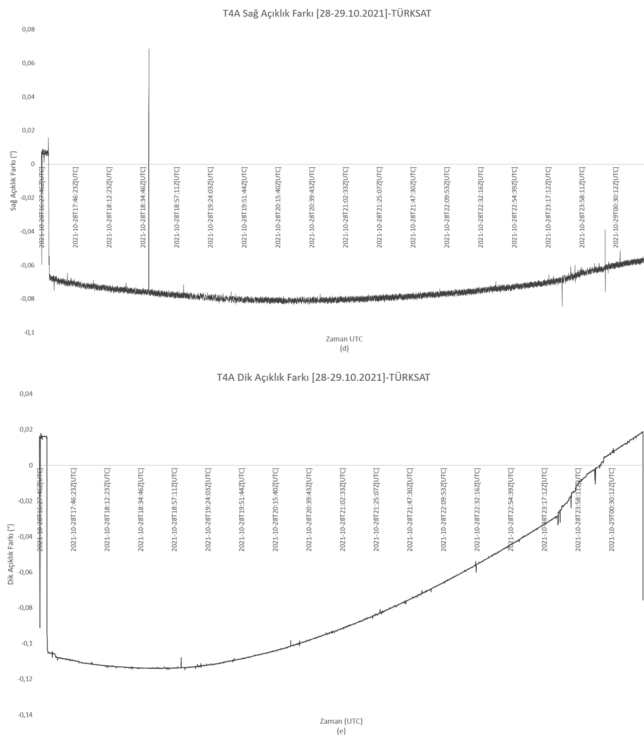
Şekil 3. TÜRKSAT gözlemeviden 26-27/10/2021 tarihinde elde edilen açısal ölçümlerin TLE ile karşılaştırması.

dönüşümlerdeki medyan hataları ve atmosferik görüş değerleri Çizelge 1'de verilmiştir. Astrometrik çözümleme için seçilen arka plan yıldızlarına ait konumlar GAIA DR2.0 kataloğundan alınmıştır (Gaia Collaboration ve diğ. 2018). Astrometrik çözümü elde edilen uydu koordinatları ile NORAD tarafından yayınlanan TLE parametrelerine dayalı olarak hesaplanan uydu koordinatları karşılaştırılmıştır (bkz. Şekil 2). Sağ ve Dik Açıklıklar arasındaki uyumun çok iyi ($R=1.0$) olması, yapılan astrometrik dönüşümün başarılı olduğunu göstermektedir.

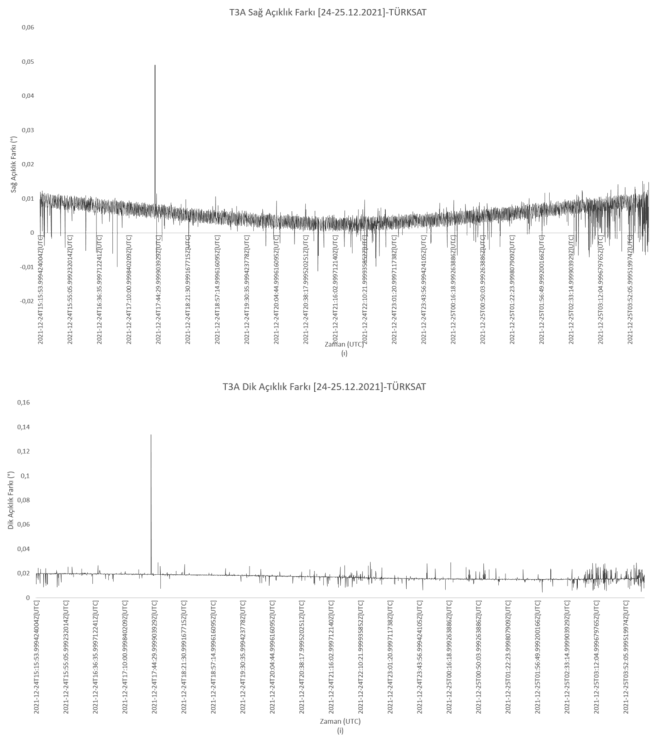
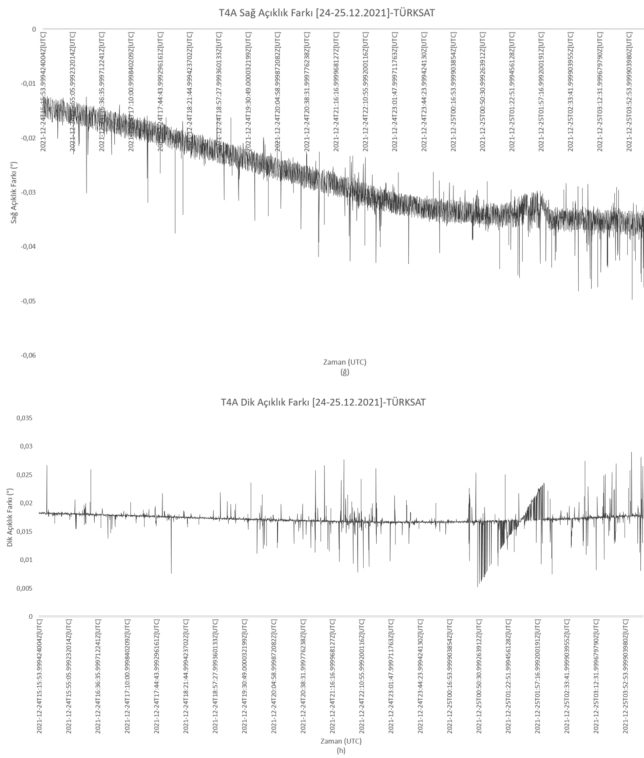
TÜRKSAT gözlemeviden elde edilen Şekil 3'te 26-27/10/2021 tarihindeki gözlemler için TLE ile T4A Sağ Açıklık farkı (a)'da, T4A Dik Açıklık farkı (b)'de, T3A Sağ Açıklık

farkı (c)'de, T3A Dik Açıklık farkı (ç)'de gösterilmiştir. Şekil 4'te 28-29/10/2021 tarihindeki TÜRKSAT gözlemeviden elde edilen gözlemler için TLE ile T4A Sağ Açıklık farkı (d)'de, T4A Dik Açıklık farkı (e)'de, T3A Sağ Açıklık farkı (f)'de, T3A Dik Açıklık farkı (g)'de gösterilirken, 24-25/12/2021 tarihindeki gözlemler için Şekil 5'te, TLE ile T4A Sağ Açıklık farkı (ğ)'de, T4A Dik Açıklık farkı (h)'de, T3A Sağ Açıklık farkı (ı)'da, T3A Dik Açıklık farkı ise (i)'de gösterilmiştir.

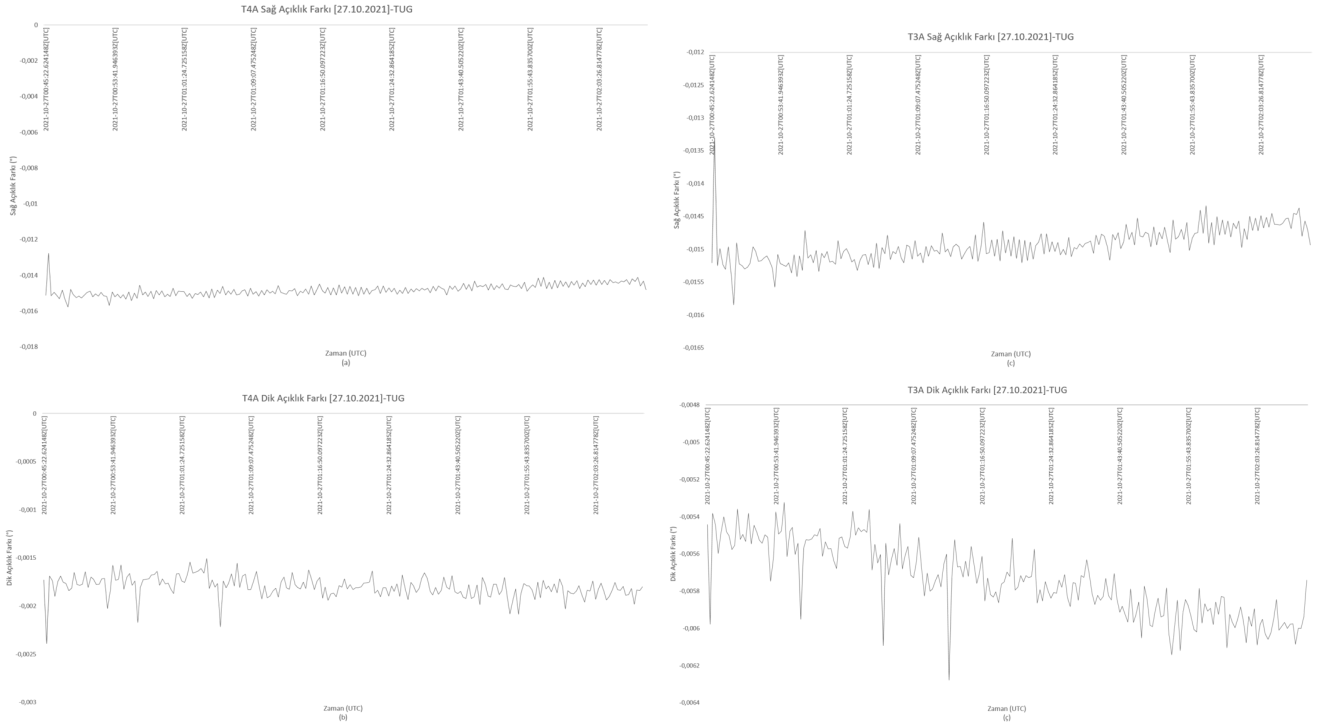
TUG gözlemeviden elde edilen Şekil 6'da, 26-27/10/2021 tarihindeki gözlemler için TLE ile T4A Sağ Açıklık farkı (a)'da, T4A Dik Açıklık farkı (b)'de, T3A Sağ Açıklık farkı (c)'de, T3A Dik Açıklık farkı (ç)'de gösterilmiştir. Şekil 7'de 28-29/10/2021



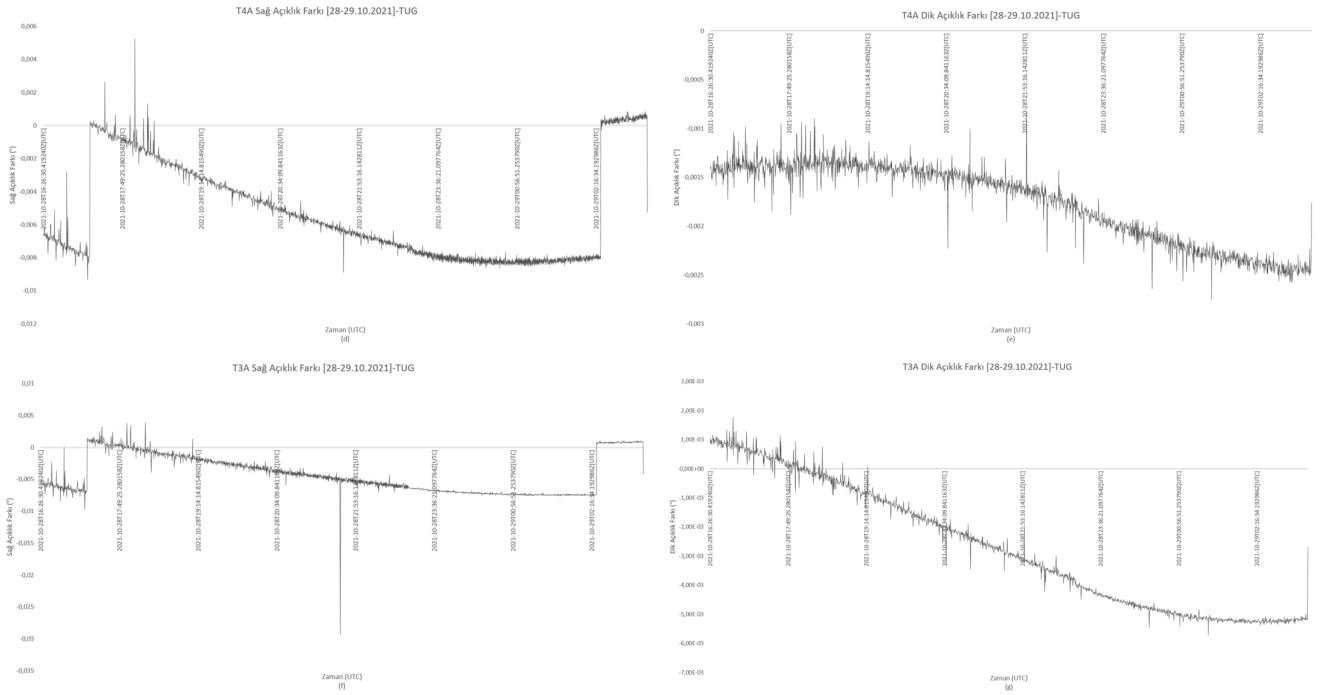
Şekil 4. TÜRKSAT gözleminden 28-29/10/2021 tarihinde elde edilen açısız ölçümlerin TLE ile karşılaştırması.



Şekil 5. TÜRKSAT gözleminden 24-25/12/2021 tarihinde elde edilen açısız ölçümlerin TLE ile karşılaştırması.



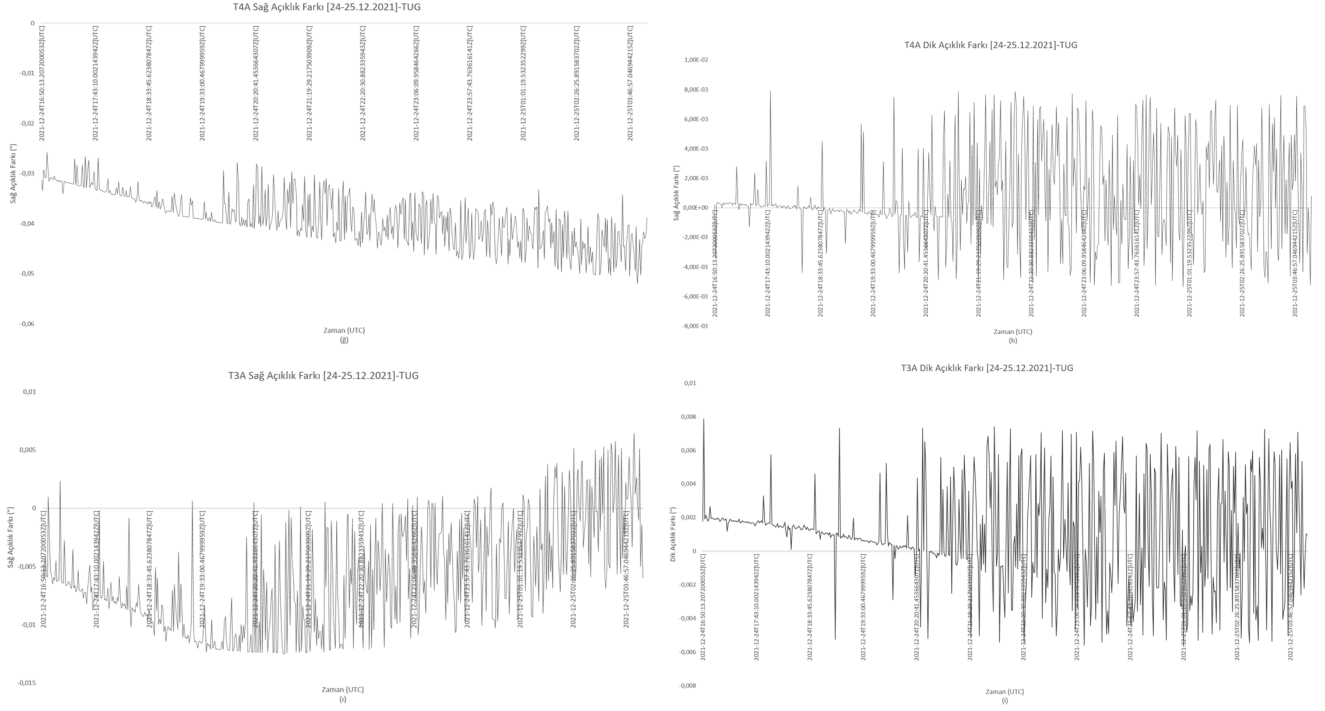
Şekil 6. TUG gözleminden 26-27/10/2021 elde edilen açısal ölçümlerin TLE ile karşılaştırması.



Şekil 7. TUG gözleminden 28-29/10/2021 tarihinde elde edilen açısal ölçümlerin TLE ile karşılaştırması.

tarihindeki TUG gözleminden elde edilen gözlemler için TLE ile T4A Sağ Açıklık farkı (d)'de, T4A Dik Açıklık farkı (e)'de, T3A Sağ Açıklık farkı (f)'de, T3A Dik Açıklık farkı (g)'de gösterilirken, 24-25/12/2021 tarihindeki gözlemler için Şekil 8'te TLE ile T4A Sağ Açıklık farkı (ğ)'de, T4A Dik Açıklık

farkı (h)'de, T3A Sağ Açıklık farkı (ı)'da, T3A Dik Açıklık farkı (i)'de gösterilmiştir.



Şekil 8. TUG gözleminden 24-25/12/2021 tarihinde elde edilen açılak ölçümlerin TLE ile karşılaştırması.

2.2 Yörünge Analizi

Yörünge analizinde, ilk olarak uydunun iki veya üç farklı zamanda yapılmış konum açıları kullanılarak uydunun başlangıç yörüngesi tespit edilmiştir. Tespit edilen başlangıç yörüngesiyle birlikte, En Küçük Kareler Yöntemi (Miller, Steven J. 2021)'nin tüm gözlemlere uygulanmasıyla hassas yörünge belirlenmesi yapılmıştır.

2.2.1 Başlangıç Yörünge Tespiti

Gauss, Double-R, Laplace, Gooding, Gibss, Lambert yöntemleri Başlangıç Yörünge Tespiti (IOD) için birbirlerinden belirli uzaklıkta üç konum açısı kullanılmaktadır. Bununla beraber Seesat ekibinin kullandığı Seesat-ELFIND yöntemi (SeeSat Team 2021) iki (veya üç) açı ile çözüm üretebilmektedir.

Bu çalışmada ELFIND yöntemi kullanılmıştır. ELFIND yönteminde f ve g Lagrange fonksiyonları kullanılarak başlangıç konum (r_0) ve hız (v_0) değerlerinden, konum (r) ve hız (v) değerleri hesaplanmaktadır (Denklem 1) (Bate ve diğ. 1971). Denklemde gözlem zamanı, t ; ardışık iki gözlem arasındaki zaman farkı, τ ; yerçekimi sabiti, μ ile gösterilmiştir.

$$r = f(r_0, v_0, t) r_0 + g(r_0, v_0, t) v_0 \quad (1)$$

$$\tau = t - t_0 \quad (2)$$

$$f = 1 - \frac{1}{2}u_0\tau^2 + \frac{1}{2}u_0p_0\tau^3 + \frac{1}{24}u_0(u_0 - p_0^2 + 3q_0)\tau^4 + \dots \quad (3)$$

$$g = \tau - \frac{1}{6}u_0\tau^3 + \frac{1}{4}u_0p_0\tau^4 + \frac{1}{120}u_0(u_0 - 45p_0^2 + 9q_0)\tau^5 + \dots \quad (4)$$

$$u_0 = \frac{\mu}{r_0^3} \quad (5)$$

$$p_0 = \frac{1}{r_0^2}(r_0 \cdot v_0) \quad (6)$$

$$q_0 = \frac{1}{r_0^2}(v_0 \cdot v_0) - u_0 \quad (7)$$

$$r = \sum_{n=0}^{\infty} \frac{(t - t_0)^n}{n!} [F_n r + G_n v]_{t=t_0} \quad (8)$$

$$= r^{(n)} [F_n r + G_n v] \quad (9)$$

$$r = \left(\sum_{n=0}^{\infty} \frac{\tau^n}{n!} F_n \right) r_0 + \left(\sum_{n=0}^{\infty} \frac{\tau^n}{n!} G_n \right) v_0 \quad (10)$$

Denklem 1'in Taylor serisine açılmış hali Denklem 10'da verilmiştir. Bu denklemlerin çözümü ile verilen bir t anında konum hesaplanabilmektedir. Konumun türevinden ise hız elde edilmektedir.

2.2.2 Yörünge İyileştirilmesi

Gözlem verileri içinden seçilen üç farklı nokta kullanarak başlangıç yörünge parametreleri belirlenmiştir. Daha sonra tüm gözlemsel veriler kullanılarak, hassas yörünge belirlenmesi yapılmıştır. Bunun için belirlenen başlangıç yörüngesine En Küçük Kareler Yöntemi (Miller, Steven J. 2021) uygulanarak, tüm gözlem ölçümleri dağılımına göre, başlangıç yörüngesi iyileştirilmiştir.

$$\hat{Y} = a + bX \quad (11)$$

$$\varepsilon = \sum_i (Y_i - \hat{Y}_i)^2 = \sum_i [Y_i - (a + bX_i)]^2 \quad (12)$$

Çizelge 2. TÜRKSAT ve TUG gözlemlerinden elde edilen gözlem verilerinin (ilk 3 kolon) kartezyen koordinatlardaki yörünge sonuçları (sonraki 6 kolon) ve SMA (Semi Major Axis), enlem ve boylam parametreleri olarak yörünge analizi sonuçları (son 3 kolon). Veri Çözümü için 1: TLE, 2: IOD, 3:IOD+LSQ ifadesi kullanılmıştır.

Gözlem Yeri: TÜRKSAT											
Uydu	Çözüm	Tarih (UTC)	X(km)	Y(km)	Z(km)	V _x	V _y	V _z	SMA (km)	Enlem (°)	Boylam (°)
T4A	1	2021-10-26T15:38:13	27965,850	-31548,269	-36,232	2,302	2,039	-0,004	42165,112	0,029	42,047
	2	2021-10-26T15:38:13	27946,580	-31562,992	-10,762	2,302	2,037	-0,002	42143,627	0,064	42,014
	3	2021-10-26T15:38:13	27973,365	-31551,748	-24,534	2,301	2,039	-0,003	42173,197	0,045	42,052
T3A	1	2021-10-26T15:38:13	27972,416	-31561,182	-84,391	2,301	2,038	-0,007	42166,047	-0,036	42,022
	2	2021-10-26T15:38:13	27949,027	-31568,962	-61,375	2,302	2,036	-0,007	42124,794	-0,005	41,991
	3	2021-10-26T15:38:13	27968,644	-31557,265	-80,740	2,302	2,038	-0,007	42155,948	-0,031	42,021
T4A	1	2021-10-28T16:27:46	34943,188	-23594,615	-34,581	1,722	2,547	-0,002	42164,841	0,052	42,071
	2	2021-10-28T16:27:46	35306,529	-23869,937	-69,259	1,687	2,570	-0,008	43057,113	0,006	42,038
	3	2021-10-28T16:27:46	34979,824	-23643,958	-105,843	1,719	2,547	-0,006	42223,844	-0,045	42,043
T3A	1	2021-10-28T16:27:46	34929,070	-23637,406	-108,850	1,723	2,545	-0,005	42165,786	-0,049	42,012
	2	2021-10-28T16:27:46	34537,296	-23405,790	-44,461	1,762	2,521	0,000	41313,038	0,038	41,974
	3	2021-10-28T16:27:46	34893,323	-23586,349	-35,875	1,727	2,546	-0,002	42103,845	0,050	42,042
T4A	1	2021-12-24T15:15:53.9	42059,016	3043,882	-42,947	-0,220	3,066	0,002	42166,532	0,062	42,075
	2	2021-12-24T15:15:53.9	42056,968	3042,224	-44,597	-0,220	3,066	0,002	42156,122	0,060	42,073
	3	2021-12-24T15:15:53.9	42062,329	3048,059	-43,173	-0,221	3,066	0,001	42167,645	0,062	42,080
T3A	1	2021-12-24T15:15:53.9	42058,264	2999,894	-139,234	-0,218	3,067	0,002	42165,859	-0,069	42,015
	2	2021-12-24T15:15:53.9	42056,320	2998,592	-137,757	-0,217	3,067	0,003	42150,372	-0,067	42,014
	3	2021-12-24T15:15:53.9	42061,446	3004,256	-138,500	-0,218	3,067	0,002	42167,293	-0,068	42,021

Gözlem Yeri: TUG											
Uydu	Çözüm	Tarih (UTC)	X(km)	Y(km)	Z(km)	V _x	V _y	V _z	SMA (km)	Enlem (°)	Boylam (°)
T4A	1	2021-10-27T00:45:57.7	888,961	42169,766	-8,342	-3,073	0,064	0,005	42165,062	-0,008	41,973
	2	2021-10-27T00:45:57.7	926,032	42155,077	-9,794	-3,072	0,067	0,002	42107,944	-0,010	41,922
	3	2021-10-27T00:45:57.7	899,612	42166,627	-6,210	-3,073	0,065	0,003	42153,517	-0,005	41,959
T3A	1	2021-10-27T00:45:57.7	913,977	42157,596	-3,090	-3,074	0,065	0,009	42165,997	-0,001	41,939
	2	2021-10-27T00:45:57.7	949,194	42169,793	-18,535	-3,075	0,068	0,008	42219,666	-0,022	41,891
	3	2021-10-27T00:45:57.7	923,360	42153,811	-7,312	-3,073	0,066	0,009	42150,897	-0,006	41,926
T4A	1	2021-10-28T16:26:30.4	34812,526	-23786,792	-34,417	1,736	2,538	-0,002	42164,841	0,052	42,071
	2	2021-10-28T16:26:30.4	34788,832	-23807,997	-20,615	1,738	2,536	-0,002	42152,107	0,070	42,029
	3	2021-10-28T16:26:30.4	34803,600	-23786,349	-34,509	1,737	2,537	-0,002	42154,320	0,051	42,065
T3A	1	2021-10-28T16:26:30.4	34797,653	-23829,422	-107,552	1,738	2,536	-0,006	42165,805	-0,048	42,012
	2	2021-10-28T16:26:30.4	34774,112	-23849,983	-88,523	1,740	2,534	-0,006	42153,103	-0,022	41,971
	3	2021-10-28T16:26:30.4	34788,923	-23828,416	-106,049	1,738	2,535	-0,006	42155,409	-0,046	42,006
T4A	1	2021-12-24T16:58:31.9	36580,146	20997,339	-29,889	-1,529	2,666	0,003	42166,522	0,065	42,063
	2	2021-12-24T16:58:31.9	36573,295	20982,825	-24,665	-1,527	2,666	0,004	42104,308	0,072	42,051
	3	2021-12-24T16:58:31.9	36589,720	20998,782	-30,559	-1,529	2,666	0,003	42179,153	0,064	42,059
T3A	1	2021-12-24T16:58:31.9	36592,519	20959,843	-114,724	-1,527	2,668	0,006	42165,849	-0,051	42,011
	2	2021-12-24T16:58:31.9	36587,112	20946,260	-106,851	-1,526	2,670	0,007	42163,961	-0,040	41,998
	3	2021-12-24T16:58:31.9	36601,499	20961,691	-114,377	-1,528	2,668	0,006	42177,752	-0,050	42,007

Denklem 11 ve 12'de Y bağımlı değişkenin tahmin edilen değeri, X bağımsız değişkeni, a hesaplanan doğrudaki orijinin üzerindeki çizginin yüksekliği, b doğrunun eğimini, ϵ ise minimize edilecek hatayı sembolize etmektedir.

Gözlemsel verilerin astrometrik çözümlerinden, her bir görüntü için hata değeri belirlenmiştir. Olumsuz hava koşulları nedeniyle bazı görüntülerde astrometrik çözüm yapılamamıştır. Yörünge iyileştirmesi aşamasında gözlemsel veriler, hesaplanan hata değerleri ile ağırlıklandırılmıştır. Ağırlık değeri ortalamanın üstünde çıkan noktalar ve ağırlık değeri hesaplanamayan noktalar, yörünge iyileştirilmesinde kullanılmamıştır. Gözlem merkezleri ve gözlem tarihlerine göre uyduların gözlem sayıları, açılal ölçümlere göre ortalama gürültü değerleri ve LSQ filtresine giren gözlem sayısı Çizelge 1'de gösterilmektedir.

Elde edilen yörünge parametreleri Çizelge 2'de verilmiştir. Çizelgede Veri Çözümü kolonundaki "TLE" (1) olarak belirtilen

değerler TLE gözlem zamanına ilerletilerek elde edilen yörünge parametrelerini, "IOD" (2) olarak belirtilen değerler başlangıç yörünge değerlerini, "IOD+LSQ" (3) olarak belirtilenler ise LSQ yöntemi kullanılarak iyileştirilmiş yörünge parametrelerini göstermektedir.

3 Sonuçlar ve Yorum

Seçilen uyduların gözlem yapılan tarihlerdeki TLE değerleri Celestrak internet sitesinden alınmıştır. Bu TLE değerleri ve SGP4 (Vallado & Crawford 2008) kullanılarak, gözlem anındaki açılal konum değerleri hesaplanmıştır. Hesaplanan açılal konumlar ile gözlemsel olarak belirlenen açılal konumlar karşılaştırılmıştır (bkz. Şekil 2, Şekil 3, Şekil 4, Şekil 5, Şekil 6, Şekil 7, Şekil 8).

ELFIND Başlangıç Yörünge Tespiti yöntemi ile 3 açıdan elde edilen yörünge parametrelerine, ortalama gürültünün

Çizelge 3. TÜRKSAT ve TUG gözlem verilerinin (ilk 3 kolon) yörünge analizi sonucu elde edilen konum, hız, SMA, enlem ve boylam değerlerinin TLE değerleriyle farkları.

Gözlem Yeri: TÜRKSAT							
Uydu	Çözüm	Tarih (UTC)	Konum Farkı (km)	Hız Farkı (10^{-3} km/s)	SMA Fark (km)	Enlem Fark ($^{\circ}$)	Boylam Fark ($^{\circ}$)
T4A	1	2021-10-26T15:38:13					
	2	2021-10-26T15:38:13	1,772	0,654	21,485	-0,035	0,033
	3	2021-10-26T15:38:13	-7,581	0,258	-8,085	-0,016	-0,004
T3A	1	2021-10-26T15:38:13					
	2	2021-10-26T15:38:13	9,724	0,797	41,253	-0,031	0,031
	3	2021-10-26T15:38:13	5,441	-0,028	10,099	-0,005	0,000
T4A	1	2021-10-28T16:27:46					
	2	2021-10-28T16:27:46	-454,940	0,965	-892,259	0,046	0,033
	3	2021-10-28T16:27:46	-57,795	2,062	-58,991	0,097	0,027
T3A	1	2021-10-28T16:27:46					
	2	2021-10-28T16:27:46	454,379	-1,746	852,749	-0,087	0,038
	3	2021-10-28T16:27:46	58,340	-1,996	61,941	-0,099	-0,030
T4A	1	2021-12-24T15:15:53.9					
	2	2021-12-24T15:15:53.9	2,161	0,222	10,410	0,002	0,002
	3	2021-12-24T15:15:53.9	-3,606	0,222	-1,113	0,000	-0,005
T3A	1	2021-12-24T15:15:53.9					
	2	2021-12-24T15:15:53.9	2,036	0,416	15,487	-0,002	0,002
	3	2021-12-24T15:15:53.9	-3,482	0,202	-1,434	-0,001	-0,006
Gözlem Yeri: TUG							
			Konum Farkı (km)	Hız Farkı (10^{-3} km/s)	SMA Fark (km)	Enlem Fark ($^{\circ}$)	Boylam Fark ($^{\circ}$)
T4A	1	2021-10-27T00:45:57.7					
	2	2021-10-27T00:45:57.7	13,888	1,073	57,118	0,002	0,051
	3	2021-10-27T00:45:57.7	2,914	0,209	11,545	-0,003	0,015
T3A	1	2021-10-27T00:45:57.7					
	2	2021-10-27T00:45:57.7	-12,975	-1,008	-53,669	0,021	0,048
	3	2021-10-27T00:45:57.7	3,579	0,290	15,100	0,006	0,013
T4A	1	2021-10-28T16:26:30.4					
	2	2021-10-28T16:26:30.4	7,598	-0,090	12,734	-0,019	0,042
	3	2021-10-28T16:26:30.4	7,619	-0,172	10,521	0,000	0,006
T3A	1	2021-10-28T16:26:30.4					
	2	2021-10-28T16:26:30.4	7,839	-0,108	12,702	-0,026	0,041
	3	2021-10-28T16:26:30.4	7,775	-0,188	10,396	-0,002	0,006
T4A	1	2021-12-24T16:58:31.9					
	2	2021-12-24T16:58:31.9	13,169	1,312	62,215	-0,007	0,012
	3	2021-12-24T16:58:31.9	-9,023	0,197	-12,631	0,001	0,005
T3A	1	2021-12-24T16:58:31.9					
	2	2021-12-24T16:58:31.9	11,462	-0,767	1,888	-0,011	0,012
	3	2021-12-24T16:58:31.9	-8,710	0,201	-11,903	-0,001	0,004

altında kalan tüm gözlem verileriyle LSQ metodu kullanılarak elde edilen iyileştirilmiş kartezyen yörünge parametreleri X, Y, Z ve V_x , V_y , V_z değerleri Çizelge 2'de yer almaktadır. Kartezyen koordinatlar GCRF (Geocentric Celestial Reference Frame) düzlemine aittir. Yörünge sentezinden elde edilen IOD ve IOD+LSQ sonuçlarının kartezyen koordinatlardaki konum ve hız değerlerinin yanı sıra, SMA, enlem ve boylam değerleri Çizelge 2'te gösterilmektedir. Büyüklük olarak uydunun kartezyen koordinatlardaki yörünge parametrelerinin, SMA, enlem ve boylam değerlerinin farkları ise Çizelge 3'te yer almaktadır.

TLE ile gözlenen açıl ölçümler, Şekil 3, Şekil 5, Şekil 6, Şekil 7 ve Şekil 8'deki grafiklere bakıldığında oldukça tutarlı ve TLE değerlerine göre Sağ Açıklık ve Dik Açıklık için ortalama 0.01° 'ye kadar farkla yakın olduğu görülmektedir. Şekil 4'te ise,

TLE değerleri ile açıl ölçümler arasındaki fark, Sağ Açıklık için ortalama 0.2° , Dik Açıklık için ortalama 0.1° 'dir. Ölçümlerden elde edilen Sağ Açıklık ve Dik Açıklık değerleri, T3A ve T4A uydularının yörünge parametreleri bilinmediği varsayılarak yeni bir gökcisminin yörüngesini tespit etmede kullanılan ELFIND Başlangıç Yörünge Tespiti yöntemi uygulanmıştır. Üç açılı ölçümden elde edilen sonuçlara, gözlem hatası ortalamasının altındaki ölçümlerle yörünge iyileştirilmesi (LSQ yöntemiyle) yapılmıştır. Genel olarak, elde edilen sonuçlarla ertesi gün gözlenen uydu, gözlem ekipmanının görüş alanına girerek takip edilebilmektedir.

Yörünge analiz sonuçlarından yörünge iyileştirmelerinin iyi sonuç verdiği görülmüştür (Çizelge 3). SMA farkı ortalama $\%0.14$ 'tür. 28-29/10/2021 TÜRKSAT gözlemevi gözlem verilerine ait Şekil 4'teki açıl farklarının yörünge analiz

sonuçlarına yansdığı görülmektedir. Bu tarihte SMA farkı IOD'de ortalama %2'den IOD+LSQ ile %0.14'e düşürülmüştür. 24-25/12/2021 tarihindeki TUG'da yapılan gözlemlerde, hava koşullarından dolayı astrometrik hatanın ölçülememesi nedeniyle az veri ile analizler yapılmıştır ve yörünge iyileştirmesi yönteminin diğer gözlem günlerine göre iyi sonuç veremediği tespit edilmiştir.

İlerleyen çalışmalarda, aynı gözlem gününe ait TUG ve TÜRKSAT Yerleşkelerinden elde edilen eşzamanlı veriler kullanarak yörünge analizinin yapılmasının yanı sıra optik ve anten verilerini birlikte kullanarak daha hassas yörünge analizinin gerçekleştirilmesi hedeflenmektedir. TLE ortalama yörünge parametreleri içerdiğinden yörünge parametrelerinde bilinmeyen hata oranı bulunmaktadır. TÜRKSAT antenlerinden mesafe (range) verilerinin alınması durumunda, TLE yerine anten çözümü referans alınarak, gözlem verilerinin karşılaştırması ve daha hassas yörünge analizinin yapılması amaçlanmaktadır.

Teşekkür

Bu çalışmada 21CT100-1884 numaralı gözlem projesi çerçevesinde sağladığı altyapı ve gözlemsel desteklerinden dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne, yörünge analiz yazılımları desteği için TÜBİTAK Uzay Teknolojileri Araştırma Enstitüsü'ne, eşzamanlı astrometrik gözlem desteği sağlayan TÜRKSAT A.Ş.'ye teşekkür ederiz.

Kaynaklar





- Bai X., Xing M., Zhou F., Bao Z., 2009, *IEEE Transactions on Geoscience and Remote Sensing*, 47, 2352
- Bate R. R., Mueller D. D., White J. E., 1971, *Fundamentals of Astrodynamics*. Dover Publications, New York
- Calef B., Africano J., Birge B., Hall D., Kervin P., 2006, in Gamiz V. L., Idell P. S., Strojnik M. S., eds, *SPIE Vol. 6307, Unconventional Imaging II*. SPIE, p. 63070E, doi:10.1117/12.683015, <https://doi.org/10.1117/12.683015>
- Campbell T. S., Reddy V., Larsen J., Linares R., Furfaro R., 2018, in Ryan S., ed., *The Advanced Maui Optical and Space Surveillance Technologies Conference*. p. 12
- Cardona T., Seitzer P., Rossi A., Piergentili F., Santoni F., 2016, *Advances in Space Research*, 58, 514
- Choi J., ve diğ., 2015, *Advances in Space Research*, 56, 1056
- Gaia Collaboration ve diğ., 2018, *A&A*, 616, A1
- Guo X., Gao P., Shen M., Yang D., Yu H., Liu T., Li J., Zhao Y., 2020, *Advances in Space Research*, 65, 1990
- Kaasalainen M., Torppa J., 2001, *Icarus*, 153, 24
- Kaasalainen M., Torppa J., Muinonen K., 2001, *Icarus*, 153, 37
- Miller, Steven J. 2021, *The Method of Least Squares*, https://web.williams.edu/Mathematics/sjmiller/public_html/BrownClasses/54/handouts/MethodLeastSquares.pdf
- Montojo F. J., López Moratalla T., Abad C., 2011, *Advances in Space Research*, 47, 1043
- Park J.-H., ve diğ., 2018, *Advances in Space Research*, 62, 152
- Piergentili F., Santoni F., Seitzer P., 2017, *IEEE Transactions on Aerospace and Electronic Systems*, 53, 81
- Rossi A., Marinoni S., Cardona T., Dotto E., Fabio S., Fabrizio P., 2012, in *Sixty third international astronomical congress*, 2012. 63rd International Astronautical Conference
- SeeSat Team 2021, ELFIND Method, <http://sat.belastro.net/satelliteorbitdetermination.com>
- Vallado D., Crawford P., 2008, SGP4, doi:10.2514/6.2008-6770
- Vananti A., Schildknecht T., Krag H., 2017, *Advances in Space Research*, 59, 2488
- Vereš P., Jedicke R., Denneau L., Wainscoat R., Holman M. J., Lin H.-W., 2012, *PASP*, 124, 1197

Yanagisawa T., Kurosaki H., 2012, *Advances in Space Research*, 50, 136

Access:

M23-0349: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Akdeniz Ülkelerinde Astronomi Eğitimi

Ayşegül F. Yelkenci¹  , F. Korhan Yelkenci² , Dursun Koçer¹ 

¹ İstanbul Kültür Üniversitesi, Fizik Bölümü, İstanbul, 34158, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, 34116, Türkiye

Accepted: January 26, 2023. Revised: January 5, 2023. Received: November 13, 2022.

Özet

Projemizin amacı 6-12 yaş aralığındaki çocuklar için dünyadaki diğer öğretmenler tarafından kullanılabilir bir eğitim yolu üretmek olup bir ortak tasarlama sürecini kapsamaktadır. IAU-Office of Astronomy for Education Italy OAE Center tarafından yürütülen projeye Akdeniz'e kıyısı olan Türkiye'nin de içinde olduğu 13 ülke dahil olmuştur. Astronomi/Astrofizik/Fizik alanında özellikle "ışık" kavramını açıklayan ve kullanan bir dizi etkinlik üretmek için ülkelerdeki IAU OAE NAEC Ulusal Astronomi Eğitimi Koordinatörleri ve ekipleri birlikte tasarlama sürecine 2 Aralık 2021 tarihinde başlamıştır. 12 aylık projenin temel hedefi astroedu.iau.org veri tabanına kaynak oluşturacak yeni etkinlikler üretmektir. Farklı ülkelerdeki eğitim düzeni ve ihtiyaçlarını göze alarak yeni etkinliklerin birlikte tasarlanması, geliştirilmesi, denemesi, öğretmen ile öğrencilerin erişimine açılması planlanmıştır.

Abstract

The aim of our project is to produce an educational pathway for children aged 6-12 that can be used by other teachers around the world and includes a collaborative design process. 13 countries, which has a coast on the Mediterranean including Turkey participated in this project which is carried out by the IAU-Office of Astronomy for Education Italy OAE Center. IAU OAE NAEC National Astronomy Education Coordinators and teams in these countries started the process of co-designing on 2 December 2021 to produce a series of activities that specifically explain and use the concept of "light" in the field of Astronomy/Astrophysics/Physics. The main goal of the 12-month project is to produce new events that will form a source for the astroedu.iau.org database. It is planned to design, develop and test new activities together, taking into account the educational system and needs of different countries, and make them accessible to teachers and students.

Anahtar Kelimeler: sociology of astronomy – methods: miscellaneous – history and philosophy of astronomy

1 Eğitim için Astronomi

Uluslararası Astronomi Birliği (IAU)'nin 2020-2030 stratejik planının 5. hedefi eğitimde astronominin önemini vurgulamaktadır. IAU, okul düzeyinde öğretim ve eğitim için astronomi kullanımını teşvik eder. Buradaki ifadenin önemi Astronomi öğretmek yerine okul düzeyinde öğretim ve eğitim için astronomiyi kullanmaktan bahsediyor olmasıdır (IAU Strategic Plan). Astronomi öğretmek, hem konunun kendisi hakkında sağlam bilgi hem de öğretim için uygun yöntem ve teknikleri bilmek gibi bazı eğitim becerilerini gerektirir. Öğretimi adil, eşitlikçi ve kapsayıcı hale getirmek için gereken beceriler de vardır. Uygulamada, astronomi eğitiminde aktif olan çoğu kişi, akademik eğitiminde bu becerilerin yalnızca bir alt kümesi için eğitim almıştır. Profesyonel astronomiden gelip de eğitim ve bilim-toplum dallarına emek verenler, tipik olarak astronomide ileri bir eğitime sahiptir, ancak pedagojinin ilgili alanlarında ileri bir eğitime sahip değildir. Öte yandan öğretmenlerin çoğu, öğrettikleri konulardaki eğitimlerinin yanı sıra pedagojik eğitime de sahiptir, ancak çoğu zaman bu eğitim, astronomi ve astronomi eğitiminde bir örgün eğitimi içermemektedir (Percy 2006).

Tüm ülkelerdeki ilkokul, ortaokul ve liselerde astronomi eğitimine destek sağlamak ve astronominin çeşitli alanları canlandırıcı olarak kullanılmasını teşvik etmek misyonu ile IAU

2020-2030 stratejik planına uygun biçimde 2019 yılında IAU Astronomi Eğitim Ofisi (OAE) kuruldu. Bu misyonu yerine getirmek için OAE kendisine bazı temel hedefler belirlemiştir. Bunlardan ilki astronomi eğitiminin profesyonelleştirilmesidir. Bunun için ilk ve orta okullarda astronomi hakkında profesyonel ve etkili bir şekilde iletişim kurmak için dünya çapındaki gökbilimcilere, astronomi eğitimcilerine ve öğretmenlerine ihtiyaç duydukları becerileri kazanmalarında yardımcı olmayı amaçlamaktadır. İkincisi iyi kaynaklara erişim sağlamaktır. Astronomi konuları hakkında uluslararası düzeyde, açık lisanslar altında ve bulması kolay, mükemmel ve etkili öğretim kaynakları sağlamayı amaçlamaktadır. Üçüncüsü, müfredatlarda astronomiyi desteklemektir. Ulusal veya bölgesel müfredatı daha fazla astronomi dahil etme çabalarını desteklemeyi amaçlamaktadır. Dördüncüsü, OAE ağı kurmaktır. OAE misyonunu destekleyecek şekilde bir iştirakçiler ağı oluşturmak, sürdürmek ve büyütme amaçlamaktadır. Beşincisi, haberleri yaymaktır. Bunun için tüm ilgili paydaşları ve toplulukları OAE faaliyetleri ve işbirliği yapma yolları hakkında bilgilendirmeyi amaçlamaktadır.

I-OAE (İtalya, Astronomi Eğitimi Ofisi), IAU OAE'nin hedeflerine yönelik uzun vadeli destek sağlayan ilk IAU OAE Merkezidir. Genel Merkezine OARoma ev sahipliği yapmaktadır. I-OAE üç açığı odaklanmaktadır: Çocuk merkezli faaliyetler, Akdeniz'de bölgesel bir rol ve astroEDU-İtalya. I-OAE, dünya çapında ilkokullardaki (5-12 yaş) çocuklar için çocuk merkezli öğrenme metodolojileri üzerinde durmaktadır. Aynı zamanda

* a.teker@iku.edu.tr

Akdeniz bölgesinde IAU OAE faaliyetlerini desteklemeye ve düzenlemeye yardımcı olmaktadır. I-OAE ayrıca açık erişim platformu astroEDU'nun İngilizce tabanlı olmayan sürümlerinin optimizasyonu (uygulama ve yaygınlaştırma) için deneyime bağlı bir danışmanlık sağlamaktadır. I-OAE, INAF (başkan), SAlt, Università di Tor Vergata tarafından oluşan ve IAU, OAE ve INAF arasında bir sözleşme ile resmileştirilen bir ağ tarafından desteklenmektedir.

2 Ortak Tasarlama Projesi

IAU'nun 2019 yılında düzenlemeye başladığı Shaw Astronomi Eğitimi Çalıştay'larında farklı ülkelerden astronomi eğitimi koordinatörleri ve eğitimcilerin tartışmalarından çocukların farklı yaklaşımları ve bakış açıları olduğu açık bir sonuç olarak ortaya konmuştur (Pössel 2021). Arjantin'deki bir çocuk için anlamlı olan bir şeyin Tokyo'daki bir çocuk için daha az ilgi çekici olabilmesi mümkündür.

Eylül 2021 tarihinde I-OAE yürütücülüğünde 6-12 yaş aralığındaki çocuklar için dünyadaki diğer öğretmenler tarafından kullanılabilir ve geliştirilebilir bir eğitim yolu üretmek amacıyla bir proje başlatıldı. Bu projede öncelikli hedef Akdeniz bölgesinde çocukları ve okulları bir öğrenim deneyimine dahil edecek ilgi çekici bir eğitim yolu tasarlamaktır. Tek bir kaynak veya tek bir atölye etkinliği değil, Astronomi/Astrofizik/Fizik alanındaki bir kavramı veya fikri keşfetmeye izin verecek bir dizi etkinliğin ve eğitim yolunun ortak tasarlama süreci içerisinde üretilmesi hedeflenmiştir. IAU-Office of Astronomy for Education Italy OAE Center tarafından yürütülen projeye Akdeniz'e kıyısı olan Türkiye'nin de içinde olduğu 13 ülke dahil olmuştur. Farklı ülkelerdeki eğitim düzeni ve ihtiyaçlarını göze alarak yeni etkinliklerin birlikte tasarlanması, geliştirilmesi, denenmesi, öğretmen ile öğrencilerin erişimine açılması planlanmıştır. STEAM-Med Co-Design Projesi, bilimsel ve bilimsel olmayan disiplinleri karıştırarak ilkokullarda öğrenmeyi teşvik etmek için tasarlanmıştır. Rahat ve resmi olmayan bir ortamda, öğrenciyi büyüme sürecinin merkezine yerleştiren yöntemleri vurgulamaktadır. Ana bileşenler, öğrencilerin öğrenmesini önemserken oyun ve eğlencedir.

Astronomi-Astrofizik-Fizik alanında bir dizi etkinlik ele bir eğitim yolu ve öğrenim deneyimi üretmek için Akdeniz ülkelerindeki IAU OAE NAEC Ulusal Astronomi Eğitimi Koordinatörleri ve ekipleri birlikte tasarlama sürecine 2 Aralık 2021 tarihinde başlamıştır. 13 ülke tarafından birleştirici bir tema olarak IŞIK seçilmiştir. Işığın doğası, güneş ışığı, yıldız ışığı, ay ışığı, gölgeler ve optiğin ilkeleri gibi belirli bir yönünü yakalamak için farklı ülkelerden katılım sağlayan ekipler ikili gruplar halinde eşleştirilerek birlikte etkinlikler tasarlamış ve tüm proje grubuna öneri olarak sunmuştur. **Ortak tasarlama** sürecinde eşleşen ekiplerin kendi ülkelerindeki müfredat, konu, yaş vs. gereksinimlerine göre etkinlikler şekillendirilmiştir. İlerleyen süreçlerde çapraz eşleşmelerle diğer ülkelerin de ihtiyaçları ve tecrübeleri dahil edilmiştir. Konuya sadece bilimsel açıdan değil, aynı zamanda çevresel, kinestetiksel, sanatsal ve anlatı perspektiflerinden de yaklaşmıştır. Her etkinlik, diğer ortak ülkeler tarafından bir bağımsız değerlendirme sürecinde tartışılmıştır. Etkinliklerin çoğu astronominin temel çalışma konusu olan ışığı farklı açılardan ele almaktadır. Güneş'ten gelen ışığı kullanarak Güneş Sistemi içerisindeki boyutların karşılaştırılmasını ele alan etkinliklerin yanı sıra hikâye anlatımını ve "tinkering" kavramını ön plana çıkaran etkinlikler de ortaya çıkmıştır. Örneğin ışığın kırınımı, görüntü



Şekil 1. İtalya'nın Lampedusa Adasında, 4-9 Temmuz 2022 tarihlerinde gerçekleştirilen Uluslararası Astronomi Eğitimi Çalıştay'ında ışığı öğretmek için hazırlanan uygulamalara bir örnek.

oluşumu, yansıma, renk gibi kavramların ele alındığı ışık oyunları etkinliği (Şekil-1) çocuklara kavramlar anlatılmadan önce malzemelerle kendilerinin keşfetmesine olanak verecek şekilde tasarlanmıştır. Bu tasarımı sebebiyle birçok diğer etkinlikle birleştirilerek bir eğitim yolu oluşturulmasına olanak sağlamaktadır.

Tasarlanan ve geliştirilen etkinliklerin değerlendirilmesi için yapılan ilk **STEAM-Med Uluslararası Astronomi Eğitimi Çalıştay**ı 4-9 Temmuz 2022 tarihleri arasında Akdeniz'in ortasındaki Lampedusa adasında gerçekleştirilmiştir. Pandemi sürecinde çevrimiçi toplantılarla başlayan projenin yüzüze ilk toplantısı olan bu çalıştay sürecinde önerilen etkinlikler farklı ülkelerin müfredatlarına göre tartışılmış ve modifiye edilmiştir. Çalıştayın sonunda bilim tarihi, ışığın fiziği, disiplinler arası etkileşim gibi farklı eğitim yolları için taslaklar oluşturulmuş ve paylaşım süreçleri için biçimler üzerinde durulmuştur. Bazı etkinliklerin Ekim 2022'de Türkiye'de ve Kasım 2022'de Hırvatistan ve Slovenya'da yapılacak öğretmen eğitimlerinde denenmesi ve öğretmenlerden geri bildirimler alınması planlanmıştır.

3 Tartışma ve Sonuç

Projenin ana hedeflerinden biri astroedu.iau.org veri tabanına kaynak oluşturacak yeni **etkinlikler** üretmektir. 2013'de kurulan IAU destekli astroEDU platformu, astronomi eğitimi faaliyetlerini geliştirmek için akran değerlendirmesini kullanmakta ve daha sonra etkinlikleri web sitesinde yayınlamaktadır. Her etkinliğin eğitici ve bilimsel içeriğini yapıcı bir şekilde gözden geçirmek için profesyonel bir eğitimci ve profesyonel bir bilim insanından incelemeler almaktadır. STEAM-Med Co-Design projesinde ortaya çıkacak eğitim yollarının paylaşımı için öncelikli olarak **OAE web sitesi** ve uygun olan bazı eğitim yolları için astroEDU web sitesinin kullanılmasını planlanmaktadır. Üretilen etkinlikler **PLAY INAF** gibi sitelerde de yerel dilde de sunulacaktır. Proje Aralık 2022 tarihine kadar devam etmekte olup paylaşımların tamamlanmasında yaşanacak uzatmalar sebebiyle 2023 Haziran'a kadar devam etmesi öngörülmektedir. Projenin

ileriye yönelik hedefleri arasında ortak tasarlama sürecini farklı bölgesel gruplara genişletmek ve eğitim yollarının çoğaltılarak sürekliliğinin sağlanması için dış ve iç destek mekanizmalarının kullanılması aktifleştirmek yer almaktadır.









Kaynaklar

Percy J. R., 2006, Journal of the American Association of Variable Star Observers, 35, 248
Pössel M., 2021, Proceedings for the 3rd Shaw-IAU Workshop on Astronomy for Education, 3, 3

Access:

M23-0364: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Türkiye’de 1980-2020 Yılları Arası Yapılan Astronomi ve Astrofizik Araştırmalarının Uluslararası Çıktıları

Talar Yontan¹  , Ersin Göğüş² , Selçuk Bilir¹ , Deniz C. Dursun³ ,
Burçin Tanık Öztürk³ , Remziye Canbay³ , Cem Özel⁴ 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul 34119, Türkiye

² Sabancı Üniversitesi, Mühendislik ve Doğa Bilimleri Fakültesi, İstanbul 34956, Türkiye

³ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul 34116, Türkiye

⁴ Sabancı Üniversitesi, Bilgi Merkezi, İstanbul 34956, Türkiye

Accepted: January 26, 2023. Revised: January 5, 2023. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, astronomi ve astrofizik bilim alanında araştırmalar yürütülen "Türkiye" adresli kurumların 1980-2020 yılları arasındaki yayın performanslarının analizleri sunulmaktadır. "Türkiye" adresli araştırmacıların bilim atıf indeksi kapsamındaki dergilerde yayınladıkları, Web of Science veri tabanındaki bilimsel makaleler incelenmiştir. Analizler ışığında ülkemiz kurumlarının araştırma performanslarının yanında, ulusal ve uluslararası işbirliği eğilimleri, dergi tercihleri ve proje desteğinin rolü gibi konularda bulgular elde edilmiştir. Sonuç olarak, ilgili alanda nicelik ve nitelik açısından ulusal ve uluslararası düzeydeki analiz ve değerlendirmeler yapılarak kurum ve ülke bazlı performans göstergeleri elde edilmiştir.

Abstract

In this study, the analyzes of the publication performances of the institutions with the address "Turkey", which carry out research in the field of astronomy and astrophysics, between 1980 and 2020 are presented. The scientific papers in the Web of Science database published by researchers from "Turkey" in the journals within the scope of the science citation index were examined. In the light of the analysis, findings were obtained on issues such as national and international cooperation trends, journal preferences and the role of project support, as well as research performances of our country's institutions. As a result, institutional and country-based performance indicators were determined by making national and international analyzes and evaluations in terms of quantity and quality in the relevant field.

Anahtar Kelimeler: Astronomy and Astrophysics – Science Citation Index – Web of Science

1 Giriş

Yirminci yüzyılın ikinci yarısında askeri ihtiyaçlar doğrultusunda ortaya çıkan internet kavramı teknolojinin gelişmesiyle birlikte kullanıcı sayısını arttırmış olup, bilimsel çalışmaların ilerlemesi açısından dünya çapında büyük bir etki göstermiştir. İnternet, özellikle iletişim, ticaret ve eğlence gibi alanların yanı sıra bilimsel çalışmalara yaptığı etkiyle asıl kimliğine kavuşmuştur. Dolayısıyla, her bilimsel alana etki ettiği gibi, internetin astronomi ve astrofizik alanında yapılan araştırmalarında da bu teknolojik gelişmelerden etkilendiği aşikardır. Dünyadaki araştırma kurumlarının, 1970’li yıllardan itibaren Web of Science’da (WoS) 76 milyondan fazla bilimsel çıktısına ulaşılmaktadır. WoS, benzer bir veri tabanı olan Scopus’dan daha fazla bilimsel başlık içermekle birlikte, “astronomi ve astrofizik” alanında 804,000’den fazla içeriği indekslemektedir. “Astronomi ve astrofizik” konu başlığı altında indekslenen bu muazzam içerik, söz konusu başlığın, neredeyse tek başına bir veritabanı gibi algılanmasına vesile olmakta ve çok sayıda farklı analizlerin yapılmasına fırsat vermektedir. Bu motivasyon ile, çalışmada ülke ve yıl kısıtlamasına gidilerek, ülkemizde astronomi ve astrofizik alanında yapılan bilimsel araştırmaların performansının istatistiksel açıdan değerlendirilmesi yapılmıştır.

Astronomi ve astrofizik alanındaki bilimsel araştırmaların ürünleri olan makaleler, birçok bilim insanı tarafından istatistiksel olarak incelenmiştir. Türkiye’deki araştırma kurumlarının astronomi ve astrofizik bilim dalında farklı dönemlerdeki yayın verimliliği, farklı araştırmacılar tarafından ele alınmış, çeşitli bilimsel toplantılarda tartışılmış ve ulusal/uluslararası dergilerde yayınlanarak literatüre kazandırılmıştır (Demircan 1988; Derman 1992; Uzun 1996; Özkan 2004; Demircan 2008; Eker ve diğ. 2013; Bilir ve diğ. 2013, 2015, 2020, 2022). Bu çalışmaların analizleri yapılırken bazen enstitülere/kurumlara, bazen de yazarlara öncelik verilmiştir. Bilimsel araştırmaların kalitesini yansıyan bir şekilde ortaya koymanın yegane yolu, bilim atıf indeksi (SCI) kapsamındaki bilimsel dergilerde yayınlanan makalelerin incelenmesiyle mümkündür.

Geçmişte ülkemizdeki gözlemlerinde yer alan teleskop ve odak düzlemi aletlerinin yetersizliği, uluslararası güncel yayınlara erişim zorluğu, Türk astronomlar arasındaki kısıtlı iletişim ve farklı konularda çalışan araştırmacıların sayı bakımından az olması sebebiyle Türkiye’nin bilimsel araştırma performansının yeterli düzeyde olmadığı ortaya konmuştur (Demircan 1988; Bilir ve diğ. 2013). İlerleyen yıllarda teknolojinin gelişmesi, Türk astronomlarının astronomi ve astrofizik alanlarında çalışmaya başlaması ve yeni astronomların yetiştirilmesiyle birlikte bilimsel üretkenlik

* talar.yontan@istanbul.edu.tr

Çizelge 1. 1980 ile 2020 yılları arasında astronomi/astrofizik alanında Türkiye adresli olarak yayınlanan makalelerin sayısı, makalelere katkı veren araştırmacı sayısı ve bu makalelere alınan atıfların zamansal değişimi.

Yıl	Makale	Atıf	Yazar	Yıl	Makale	Atıf	Yazar
2019	129	3856	181	1999	15	168	33
2018	112	3865	147	1998	19	139	32
2017	102	3336	150	1997	22	137	34
2016	111	3211	148	1996	20	125	28
2015	112	2977	167	1995	12	117	26
2014	114	2668	151	1994	22	111	34
2013	115	1854	128	1993	26	135	31
2012	114	1401	130	1992	30	85	36
2011	83	1170	89	1991	14	72	22
2010	80	967	81	1990	09	69	17
2009	63	843	101	1989	26	61	31
2008	46	801	78	1988	20	56	24
2007	68	807	96	1987	25	59	31
2006	75	620	79	1986	08	44	15
2005	61	441	84	1985	07	50	10
2004	47	321	68	1984	10	37	11
2003	51	278	65	1983	07	26	12
2002	27	297	49	1982	11	10	13
2001	33	231	56	1981	10	06	13
2000	17	218	37	1980	04	-	10

arttırılarak Türkiye'nin bilimsel araştırma performansı iyileştirilmiştir. Bu çalışmada, 1980 yılından itibaren 40 yıllık bir dönem için astronomi ve astrofizik bilim dalında "Türkiye" adresli araştırmacıların genişletilmiş atıf indeksi (SCIE) kapsamına giren dergilerde yayınladıkları makaleler taranmış ve analizleri yapılmıştır.

2 Veri

1980-2020 yılları arasında Türkiye'de astronomi ve astrofizik alanında üretilmiş makaleleri incelemek için WoS veritabanına ait **gelişmiş sorgu arayüzü** kullanılmıştır. 40 yıllık dönemde SCIE kapsamında 51 bilimsel dergi ve toplantılarda yayınlanmış 4,847 makalenin yer aldığı belirlenmiştir. İncelenen makalelerin üçünün ülke adres verisinin hatalı işlendiği tespit edilmiş ve bu makaleler istatistik dışı bırakılmıştır. Ulaşılan yayınlar bilim alanına ve yayın türlerine göre sınıflandırılmıştır. Astronomi ve astrofizik kategorisinde 2,244 makale bulunurken, temel bilimler, mühendislik gibi diğer kategorideki makalelerin sayısı 2,600 olarak tespit edilmiştir. Astronomi ve astrofizik anabilim dalındaki yayınların bilimsel kategorilerine bakıldığında bunlar; Güneş ve yıldız astrofiziği, galaksi astrofiziği, genel rölativite ve kuantum kozmolojisi, Dünya ve gezegen astrofiziği, cihaz ve yöntemler astrofiziği ve yüksek enerji astrofiziği olmak üzere altı farklı başlık altında toplanmıştır. İncelenen makalelerin sayısı, beş yayın türü (Article, Editorial Material, Letter, Note ve Review) dikkate alındığında 1,877 olarak belirlenmiş olup, bu çalışmanın ana veri kaynağını oluşturmuştur.

3 Analizler

1980-2020 yılları arasında astronomi ve astrofizik alanında "Türkiye" adresli olarak yayınlanan makalelerin sayısı, bu makalelere alınan atıflar ve makalelere katkı veren yazar sayıları zamanın bir fonksiyonu olarak Çizelge 1'de listelenmiştir. Makaleler yazarların adres verisine göre analiz edildiğinde, 1,877 makalenin 51 üniversite/enstitü/gözlemevinde çalışan

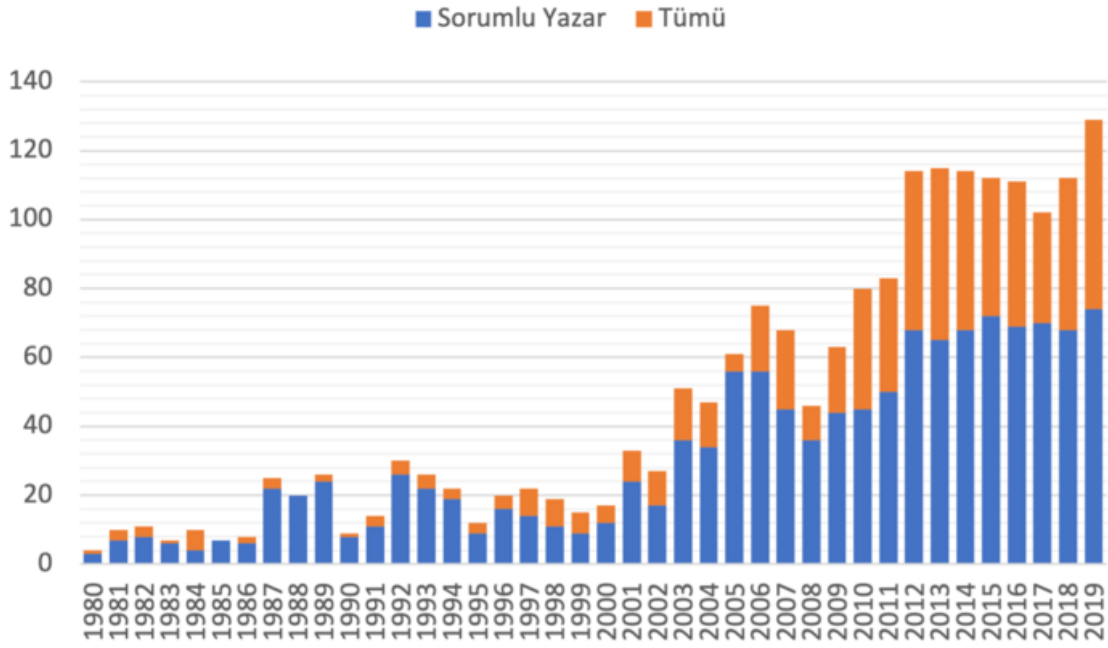
araştırmacılar ile bir kuruma bağlı bulunmayan 11 adreste ikamet eden araştırmacılar tarafından yayımlandığı tespit edilmiştir. Makalelere alınan atıflar 2 Haziran 2022 tarihinde analiz edilerek derlenmiş, yazar sayıları da eşleştirilerek Çizelge 1'de listelenmiştir. Öncül incelemeler, 40 yıllık dönemde yayınlanan 1,877 makalenin toplam 40,910 atıf aldığını ve makale başına alınan ortalama atıf sayısının yaklaşık 21.80 olduğunu göstermektedir. Bu verilere göre astronomi ve astrofizik alanında "Türkiye" adresli makalelerin 40 yıllık döneme ait h-indeks değeri 78'dir.

Detaylı analizlerden, makale sayılarının 10 yıllık dönemler ile birlikte belirgin bir şekilde arttığı belirlenmiş ve bu durum Şekil 1'de gösterilmiştir. 1980 ile 1990 yılları arasında ortalama ~13 makale üretilirken, 2010 ile 2019 yıllarında üretilen ortalama makale sayısı ~107'ye ulaşmıştır. Makalelerin ilk on beş yıllık performansı incelendiğinde, aldıkları atıf sayılarının 100'ü aştığı, otuz yıllık performansında ise atıf sayılarının 1,000'i geçtiği tespit edilmiştir. 1980'li yıllarda yayınlanan makaleler genel olarak 10 civarındaki araştırmacının katkısıyla literatüre kazandırılırken, 2011 yılından sonra makale üretimindeki araştırmacı sayısının 100'ü geçtiği belirlenmiştir.

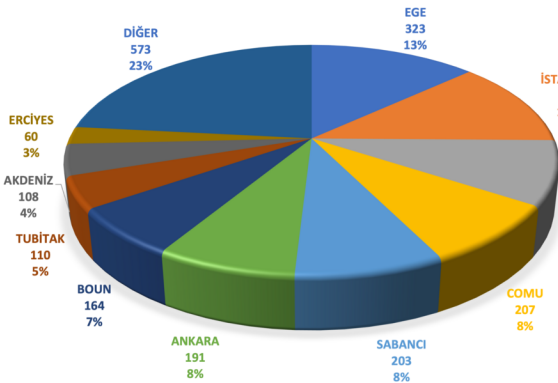
1,877 makalenin 1,261'i (%67) sorumlu yazarı Türkiye'deki kurumlardaki araştırmacılar, 616'sı (%33) ise uluslararası kurumlarda bulunan araştırmalar tarafından literatüre kazandırılmıştır. Üretilen makalelerin enstitü ve üniversitelere göre dağılımı Şekil 2'de, istatistiksel verileri de Çizelge 2'de sunulmuştur. Çizelge 2'de yer alan dört kurumdaki (Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Sabancı Üniversitesi, Akdeniz Üniversitesi ve Erciyes Üniversitesi) astronomi ve astrofizik bölümlerinin kuruluş tarihlerinin 1980 yılından sonra olduğu hatırlanmalıdır. Makalelerin kurumlara göre sayıları incelendiğinde, astronomi ve astrofizik alanında Ege Üniversitesindeki araştırmacıların ortak ve sorumlu yazar açısından en fazla makale üreten kurum olduğu tespit edilmiştir. Ege Üniversitesini, İstanbul Üniversitesi ve Ortadoğu Teknik Üniversitesi takip etmektedir. Genel olarak, üniversitelerinde gözlemevi bulunan ve kendi gözlemsel verisini üreten kurumların (Ege, Çanakkale Onsekiz Mart, Ankara ve Akdeniz Üniversiteleri) yayınlarının yanısıra bu yayınlara katkı veren ortak ve sorumlu yazar sayılarının da fazla olduğu belirlenmiştir.

"Türkiye" adresli araştırmacıların SCIE kapsamındaki bilimsel dergilerde yayınlanan makalelerinin dağılımı Şekil 3'de, istatistiksel verileri de Çizelge 3'de sunulmuştur. Analizler, 1,877 makalenin astronomi ve astrofizik alanında 51 dergide yayımlandığını göstermiştir. Bu dergilerde yayınlanan makale sayıları dikkate alındığında en çok tercih edilen bilimsel derginin %17 ile MNRAS olduğu, bu dergiyi %14 ile A&A ve %13 ile ApJ'nin takip ettiği belirlenmiştir. İlk üç derginin etki faktörleri dikkate alındığında ilk çeyrek grubunda (Q1) oldukları ve yapılan yayınların %44'ünü içerdikleri tespit edilmiştir.

1980-2020 yılları arasında "Türkiye" adresli üretilen 1,877 makalenin anahtar kelimeleri ve özetleri dikkate alınarak arXiv'de astrofizik başlığı altında verilen çalışma alanlarına göre sınıflandırılmıştır. Altı alt kategoride sınıflanan makalelerin sayı ve yüzdeleri Çizelge 4'de listelenmiştir. Veriler incelendiğinde, 1,877 makale içinde en çok Güneş ve yıldız astrofiziğinde (%45.02) yayın yapıldığı, bunu yüksek enerji astrofiziği (%25.73) ile genel rölativite ve kuantum kozmolojisinin (%11.56) takip ettiği belirlenmiştir. Bulgular, söz konusu üç kategoride yapılan çalışmaların tüm yayınların yaklaşık %83'ünü oluşturduğunu, geriye kalan makalelerin üç grupta



Şekil 1. 1980-2020 yılları arasında SCIE kapsamındaki dergilerde yayınlanan makalelerin sayısı (turuncu) ve bu makalelere katkı veren "Türkiye" adresli sorumlu yazar (mavi) sayılarının yıllara göre değişimi.



Şekil 2. 1980 ile 2020 yılları arasında astronomi ve astrofizik alanında SCIE kapsamında yayınlanan makalelerin ülkemizdeki kurumlara göre dağılımı.

toplandığını (~%27) ve bu alanların ülkemiz astronomisi için henüz gelişmekte olduğunu göstermektedir.

40 yıllık dönemde astronomi ve astrofizik alanında "Türkiye" adresli 1,877 makalenin teşekkür kısmındaki bilgilerden yola çıkılarak proje destekleri incelenmiş ve bu proje desteklerinin özellikle 2008 yılından itibaren başladığı tespit edilmiştir. 2008 yılında yayınlanan 46 makalenin 11'inin (%23.91), 2019 yılında ise yayınlanan 129 makalenin 57'sinin (%44.18) iç ve dış kaynaklı projeler ile desteklendiği belirlenmiştir. Geçen 10 yıllık zaman içinde proje desteğiyle oluşturulan makalelerin sayısı neredeyse iki kat artmıştır.

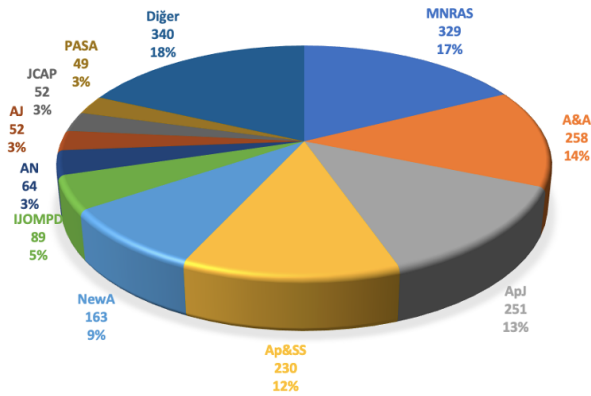
İncelenen 1,877 makalede "Türkiye" adresli araştırmacıların 422'si doktoralı, 362'si doktora dışı olarak katkı sağlamıştır. Üretilen makalelerde doktoralı yazar olarak görev almış araştırmacıların yıllara göre dağılımları

Çizelge 2. 1,877 makalenin kurum adresleri, ortak ve sorumlu yazarlara göre sayıları ve yüzdeleri. Burada yüzdeler sorumlu yazarların ortak yazarlara oranını göstermektedir.

Kurum	Ortak	Sorumlu	%
Ege Üniversitesi	323	222	69
İstanbul Üniversitesi	297	140	47
Orta Doğu Teknik Üniversitesi	221	129	58
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi	207	135	65
Sabancı Üniversitesi	203	85	42
Ankara Üniversitesi	191	116	61
Boğaziçi Üniversitesi	164	96	59
TÜBİTAK	109	29	27
Akdeniz Üniversitesi	109	63	58
Erciyes Üniversitesi	60	16	27
Diğer Kurumlar	573	230	40

Şekil 4a'da, yayınlanan makale sayılarının doktoralı ve tüm araştırmacılara oranları da Şekil 4b'de gösterilmiştir. 40 yıllık dönem dikkate alındığında doktoralı araştırmacılar için kişi başına düşen makale sayısı 0.40-1.50 aralığında iken tüm araştırmacılar için bu sayının 0.39-1.00 aralığında değiştiği görülmektedir. Özellikle son 10 yıllık dönemde doktoralı araştırmacıların makalelere verdikleri destek artmasına karşın, makalelere katkı oranları da sabit kalmaktadır. Bu da doktoralı araştırmacıların makale üretimine verdikleri katkının beklenen düzeyde olmadığını göstermektedir.

Astronomi ve astrofizik alanında ulusal ve uluslararası kurumların işbirliğiyle üretilen makalelerin analizlerini inceleyebilmek için VOSVIEWER yazılımı kullanılmıştır. "Türkiye" adresli 62 kurumun, birlikte en çok makale ürettiği dokuz farklı ulusun işbirliği ağı Şekil 5'de gösterilmiştir. Yapılan işbirlikleri arasında ilk sırada 559 makaleyle Amerika Birleşik



Şekil 3. 1980-2020 yılları arasında astronomi ve astrofizik alanında SCIE kapsamında yayınlanan makalelerin dergilere göre dağılımı.

Çizelge 3. 1,877 makalenin SCIE kapsamındaki dergilere göre dağılımları ve yüzdeleri. Kısaltmalar; MNRAS: Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, A&A: Astronomy and Astrophysics, ApJ: The Astrophysical Journal, Ap&SS: Astronomy & Astrophysics Supplement Series, NewA: New Astronomy, IJOMPD: International Journal of Modern Physics D, AN: Astronomische Nachrichten, AJ: Astronomical Journal, JCAP: Journal of Cosmology and Astroparticle Physics, PASA: Publications of the Astronomical Society of Australia.

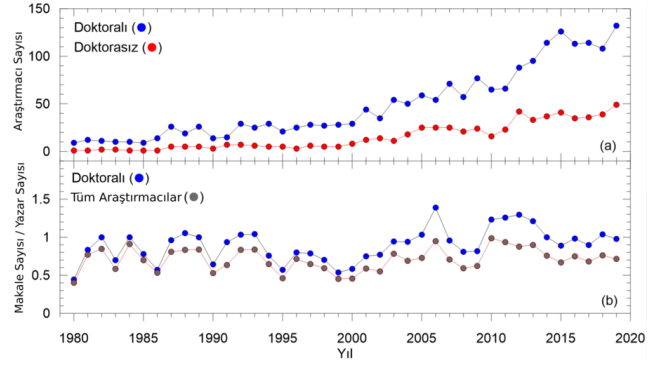
Dergi	Makale Sayısı	%
MNRAS	329	17
A&A	258	14
ApJ	251	13
Ap&SS	230	12
NewA	163	09
IJOMPD	89	05
AN	64	03
AJ	52	03
JCAP	52	03
PASA	49	03
Diğer	340	18
Toplam	1877	100

Devletleri, ikinci sırada 243 makaleyle Almanya, üçüncü sırada ise 219 makaleyle İtalya bulunmaktadır.

4 Sonuçlar

Bu çalışmada, 1980-2020 yılları arasında astronomi ve astrofizik alanında genişletilmiş bilim atıf indeksine giren 51 dergide yayınlanmış "Türkiye" adresli 1,877 makaleye ulaşılmıştır. İncelenen yayınlar yazar sorumluluklarına, kurumların dağılımlarına, dergilere, alınan atıflara, destek türlerine ve yayınların bilimsel kategorilerine göre değerlendirilmiştir. Elde edilen bulgular aşağıda özetlendiği gibidir:

- WoS veri tabanında 1980-2020 yılları arasında taranan SCIE dergilerinde astronomi ve astrofizik alanında yayınlanan 1,877 yayına 51 araştırma kurumu ve 11 kişisel ikametgah adresi olmak üzere 62 adresten katkı sağlanmıştır.



Şekil 4. 1980-2020 yılları arasında SCIE kapsamındaki dergilerde yayınlanan makalelere katkı veren doktoralı ve doktoraşık araştırmacıların yıllara göre dağılımı (a). Üretilen makalelerin doktoralı ve tüm araştırmacılara göre oranları (b).

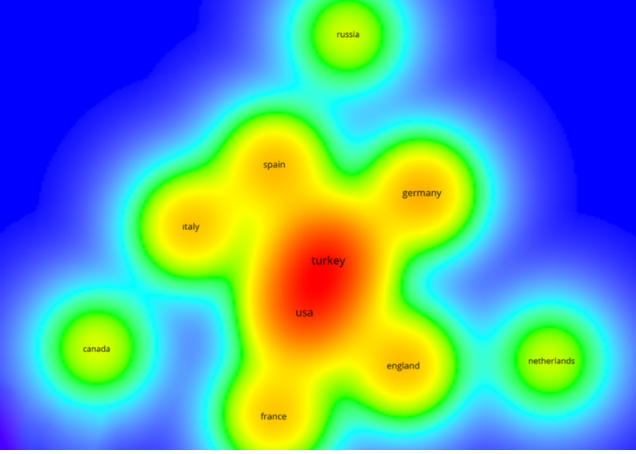
Çizelge 4. 1,877 makalenin alt konu başlıklarına göre sayıları ve yüzdeleri.

Çalışma Alanı	Makale Sayısı	%
Güneş ve yıldız astrofiziki	845	45.02
Yüksek enerji astrofiziki	483	25.73
Genel rölativite ve kuantum kozmolojisi	217	11.56
Galaksiler astrofiziki	164	8.74
Dünya ve gezegen astrofiziki	94	5.01
Cihaz ve yöntemler astrofiziki	74	3.94
Toplam	1877	100

- 1,877 makalenin 1,261'inde (%67) sorumlu yazar olarak ulusal kurumlarda çalışan araştırmacılar görev almıştır.
- 1,877 makalenin 2 Haziran 2022 tarihli atıf taraması sonucu 40,910 atıf aldığı ve makale başına ortalama atıf sayısının yaklaşık 21.80 olduğu belirlenmiştir. Makale ve atıf sayılarına göre Türkiye'nin 40 yıllık döneme ait h-indeksi değeri 78'dir.
- 1,877 makale içinde en çok katkısı ortak yazarlı 323 yayın ve sorumlu yazar olarak da 222 yayın ile Ege üniversitesindeki araştırmacılar vermiştir.
- 1,877 makalenin yaklaşık %45'i MNRAS, A&A ve ApJ gibi etki faktörü yüksek dergilerde yayınlanmıştır.
- 1,877 makalenin yaklaşık %83'ü, Güneş ve yıldız astrofiziki, yüksek enerji astrofiziki ve genel rölativite ve kuantum kozmolojisi alanındadır.
- 1,877 makalede "Türkiye" adresli araştırmacıların 422'si doktoralı, 362'si de doktoraşık olarak katkı sağlamıştır.
- Ulusal kurumlardaki araştırmacıların en fazla Amerika Birleşik Devletleri'ndeki araştırmacılar ile makale ürettiği belirlenmiştir.

Kaynaklar

- Bilir S., Göğüş E., Önal Ö., Öztürkmen N., Yontan T., 2013, *Scientometrics*, 97, 477
- Bilir S., Göğüş E., Önal Ö., Yontan T., 2015, *Journal of Scientometric Research*, 4, 2
- Bilir S., Göğüş E., Önal Ö., Yontan T., 2020, *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*, 1, 321





Şekil 5. Ortak makale sayısı 100'den fazla ve Türkiye ile işbirliği olan ülkelerin dağılımı.

- Bilir S., Göğüş E., Dursun D.C., Tanık Öztürk B., Özel C., 2022, Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics, 3, 1
- Demircan O., 1988, Türkiye'de 1975 Sonrası Astronomi Çalışmaları: I. Bilimsel Araştırma, VI. Ulusal Astronomi Kongresi, İzmir, 431
- Demircan O., 2008, Türkiye'de Astronomi Çalışmaları: 2006-2007, XVI. Ulusal Astronomi Kongresi, Çanakkale, 3
- Derman E., 1992, Türkiye'de Astronomi Çalışmaları III, VIII. Ulusal Astronomi Kongresi, Malatya, 204
- Eker Z., Demircan O., Kırbıyık H., Bilir S., 2013, Astronomy in Modern Turkey, ops2.book, 195
- Özkan M. T., 2004, 1933 – 2003 Arası Türkiye'de Astronominin Gelişimi, XIV. Ulusal Astronomi Kongresi, Kayseri, 1, 141
- Uzun A., 1996, Türkiye'de Astronomiye Bibliometrik Bir Bakış, X. Ulusal Astronomi Kongresi, İstanbul, 188

Access:

M23-0331: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Scopus'un Büyük Verisinde Astronomik Göstergeler

Cem Özel¹  

¹ Sabancı Üniversitesi, Bilgi Merkezi, İstanbul 34956, Türkiye

Accepted: December 6, 2022. Revised: December 4, 2022. Received: November 5, 2022.

Özet

Bu çalışmada, akademik dünyanın en önemli atıf indekslerinden biri olan Scopus'un, 1700'lü yıllardan günümüze kadar olan 88 milyonu aşan büyük verisi üzerinden, 9 milyon 765 binden fazla astronomi konusunda yapılan tüm çalışmalar, tümdengelim yöntemi kullanılarak bütün ayrıntılarıyla ele alınacak ve elde edilen veriler paylaşılacaktır. Paylaşılacak olan verilerde şimdiye kadar kaç yayının açık erişimli olduğu bunun ne kadarının astronomi ile ilgili olduğu; astronomi konusuyla ilgili üretilen yayınların en çok hangi farklı disiplinle birlikte yayın ürettiği; yine astronomi alanında dünyada en çok hangi ülkenin ve hangi kurumun yayın ürettiği, bununla birlikte Türkiye'deki durumun ne olduğu; astronomi alanında üretilen yayınlara hangi kurumların fon sağladığı; Birinci ve İkinci Dünya Savaşı yıllarının, bu konuyla ilgili yayın üretimini etkileyip etkilemediği vb. başlıklarda kapsamlı analizler sunulacaktır. Yine bunun yanı sıra en çok atıf alan yayınlar esas alınarak multidisipliner etki indeksinin (Mi-Index) nasıl hesaplandığı bilgisi de verilecektir. Son olarak yine astronomi alanına özgü bir indeksin nasıl kullanılacağı önerisi de yapılmaktadır. Tüm bu veri ve bilgiler, astronomi alanına toplu bir bakışı sağlayacaktır.

Abstract

In this study, all studies on astronomy (more than 9 million 765 thousand) over 88 million big data in the Scopus database will be discussed in detail using the deductive method and the data obtained will be shared. In the data to be shared, how many publications have been open access so far and how much of it is related to astronomy; with which different disciplines the publications on the subject of astronomy produce the most; which country and which institution produces the most publications in the field of astronomy, and what is the situation in Turkey; which institutions fund the publications produced in the field of astronomy; whether the years of the First and Second World Wars affected the production of publications on this subject, etc. comprehensive analyzes will be presented under the headings. In addition, information on how the multidisciplinary impact index (Mi-Index) is calculated based on the most cited publications will also be given. Finally, a suggestion is made on how to use an index specific to the field of astronomy. All this data and information will provide an overview of the field of astronomy.

Anahtar Kelimeler: Astronomy – Scopus – Multidisciplinary Impact Index (Mi-Index) – Big Data

1 Giriş

Scopus, Web of Science'tan sonra ortaya çıkan ve yıldızı çok hızlı parlayan bir atıf indeks veritabanına dönüştü. THE ve QS gibi dünyanın önemli rankingleri, verilerini artık Scopus'tan çekmektedir. Scopus'un Web of Science'tan farkı, indekslediği yayınların neredeyse iki katı oluşudur. Bu da bize bugünkü konunun üzerinde düşünmemize vesile oldu.

Scopus'un tüm verisinin tespit edilebildiği bu çalışmada 88 milyonu aşan bir yayın sayısı karşılaşılmaktadır. Bu veriye ulaşmak, Scopus üzerinde çok fazla araştırma yapmakla mümkün olabildi. Kimi veritabanlarında arama kutucuğuna asterisk (*) koyup "sorgula" dendiğinde bütün sonuçlar, kullanıcının karşısına çıkabilmektedir. Scopus'ta böyle bir seçenek bulunmamaktadır. Bu aşamada indekslenmiş olan tüm veriye nasıl ulaşılacağı sorunsalı, uzun süre zihinleri meşgul etmiştir. Önce her İngilizce makalede yer alabileceği düşünülen "a, an, of, in..." ile taramalar yapıldı. Milyon seviyesinde sonuçlara ulaşılmamasına rağmen, her birinde farklı sonuçlar çıktığı için, kesin sayıya ulaşamadığından bu yöntemden vazgeçildi. Nasıl bir tarama yapılırsa, sonuca ulaşılır sorusunun yanıtı, yayın yılında gizliydi; ama basit arama kısmında tarama

kriterleri arasında yayın yılı taraması yapma gibi bir seçenek bulunmuyordu.

Gelişmiş taramaya bakıldığında ise oldukça kapsamlı seçenekler, kullanıcıları bekliyordu. Gelişmiş taramadaki ana seçeneklerden "Publication" ana başlığı altında "Year of publication (PUBYEAR)" seçeneğinde örnek taramalar üzerinden bir sorgu yapıldı. Örnek tarama şu şekildeydi: "PUBYEAR BEF 1994". "Belli bir tarihten önceki bütün yayınları göster" demek olan bu örnekte 1994 yerine 2024 yılı yazıldı. Yani şu şekilde bir sorgulama yapıldı: "PUBYEAR BEF 2024". Bu tarama şunu göstermiştir ki, 2022 yılında olunmasına rağmen iki yıl sonraki yayınlar da halihazırda indekslenmektedir. Bunun da nedeni bazı dergilerin, önümüzdeki yılların sayılarını da şimdiden çıkarmalarıdır. Bu durum literatürde de "Advanced issue" diye geçmektedir. Bu sorgulama, çok önemli bir bulguyu daha ortaya çıkardı. 2024'ten öncekileri getir dendiğinde ne kadar eskiye gidildiği de gün yüzüne çıkarılmış oldu. Böylece 1788 yılına kadar geriye gidildiği tespit edildi. Son tahlilde bu tür bir tarama sonucunda Scopus'ta dizinlenen bütün veri, ekranda görüntülenebilmektedir. Bu veri, Scopus'un büyük verisi olarak ifade edilebilmektedir. Boyut olarak "terabyte"ı da geçtiği için teknik olarak da kabul edilebilir bir durumdur. Büyük verisine ulaştıktan sonra, içeriğinde yapılacak olan analiz çalışmaları, araştırmacıların, sisteme sorduğu çok çeşitli sorularla daha da zenginleşecektir.

* cem.ozel@sabanciuniv.edu

Çizelge 1. Fizik ve astronomi alanının, ortaklaşa en çok yayın yaptığı konu başlıkları.

Konu Başlığı	Makale Sayısı
Fizik ve Astronomi	9,765,290
Malzeme Bilimi	3,666,093
Mühendislik	3,226,696
Kimya	1,638,582
Matematik	1,111,658
Bilgisayar Bilimi	960,248
Dünya ve Gezegen Bilimleri	521,885
Kimya Mühendisliği	412,184
Biyokimya, genetik ve moleküler biyoloji	306,835
Enerji	296,345

Çizelge 2. Astronomi alanında dünyada en çok yayın yapan ülkeler.

Ülke	Makale Sayısı
ABD	2,281,516
Çin	1,543,879
Almanya	855,233
Japonya	829,722
İngiltere	603,729
Fransa	564,218
Rusya	543,843
Hindistan	431,579
İtalya	408,846
Kanada	275,195

2 Bulgular

Scopus'taki büyük veriye nasıl ulaşıldığı bilgisi Giriş bölümünde kapsamlı bir şekilde verildi. Bu kısımda ise, 88 milyonu aşan veri içerisinden, konumuz olan "Astronomi" alanı çeşitli açılardan analiz edilecektir. Yapılan analizler astronom ve astrofizikçilere pek çok ipucu verecektir.

88 milyondan fazla olduğu belirtilen Scopus'un büyük verisinin dokuz milyon 765 binden fazlası fizik ve astronomi kategorisi altında yer almaktadır. Toplam sayıya bakıldığında çok büyük bir alanı, bu konu kategorisi göğüslemektedir. Yıllar itibarıyla bakıldığında ise fizik ve astronomi alanından önce sadece 139 yayın yapıldığı, bu yayınların da konu kategorisinin "Earth and Planetary Sciences" olduğu görülmüştür. Birbirine çok yakın bu iki konu başlığı, araştırmacılara, "Bilim bizimle başlar." algısını yayacak güce erişmiştir.

Akademik dünyayı son yıllarda fazlasıyla meşgul eden bir konu da açık erişimdir. Scopus'ta bugüne kadar 19 milyon 955 binden fazla açık erişimli yayın indekslenmiş olup bu sayı her geçen yıl artmaya devam etmektedir. Bu sayının iki milyon 335 binden fazlası fizik ve astronomi kategorisi altında yer almaktadır. Fizik ve astronomi kategorisi, açık erişim konusunda da "tıp" ve "Biyokimya, genetik, moleküler biyoloji" konu kategorilerinden sonra üçüncü sırada gelmektedir. İki milyon 335 bin sayısı, fizik ve astronomi konusyla ilgilenen araştırmacılara, bu kadar yayına ücretsiz erişileceği bilgisini de vermektedir. Yapılan bu analiz, fizik ve astronomi kategorisi altında üretilen dokuz milyon 765 binden fazla yayının diğer disiplinlerle olan ortaklığını da gözler önüne sermektedir. Çizelge 1'de görüldüğü üzere, üretilen yayınların en çok ilişkili olduğu kategori "Malzeme bilimi"dir. Diğer bir değişle,

Çizelge 3. Astronomi alanında dünyada en çok yayın yapan akademik kurumlar.

Kurum	Makale Sayısı
Çin Bilimler Akademisi	241,832
CNRS Ulusal Bilimsel Araştırma Merkezi	185,246
Rus Bilimler Akademisi	155,635
Çin Eğitim Bakanlığı	115,507
Tokyo Üniversitesi	101,349
Massachusetts Teknoloji Enstitüsü	75,831
Kaliforniya Üniversitesi, Berkeley	66,569
Tohoku Üniversitesi	66,258
Çin Bilimler Akademisi Üniversitesi	65,303
Kaliforniya Teknoloji Enstitüsü	62,972

Çizelge 4. Astronomi alanında Türkiye'de en çok yayın yapan akademik kurumlar.

Kurum	Makale Sayısı
Orta Doğu Teknik Üniversitesi	8,485
İstanbul Teknik Üniversitesi	6,824
Boğaziçi Üniversitesi,	4,734
Ankara Üniversitesi	4,068
Gazi Üniversitesi	3,730
Bilkent Üniversitesi	3,708
Hacettepe Üniversitesi	3,316
Yıldız Teknik Üniversitesi	2,973
İstanbul Üniversitesi	2,783
Erciyes Üniversitesi	2,644

malzeme biliminin üç milyon 666 bini aşan yayını, aynı zamanda fizik ve astronomi alanıyla da ilgilidir.

Fizik ve astronomi alanında üretilmiş yayınlara bakıldığında ülkelerin yayın üretkenliği şu şekilde görülmektedir. Bilindiği üzere yıllardır Amerika ve Rusya'nın uzaya çıkma rekabeti, diğer ülkeleri de etkilemiştir. Özellikle Çin'in, birinci sıradaki ABD'yi, önümüzdeki yıllarda geçeceği tahmin edilmektedir. Rusya'nın ise, yayın üretim konusunda ilk 10'da yer almasına rağmen, zirveden uzaklaşmış olması, Çizelge 2'de çok net bir şekilde görülmektedir. Türkiye'nin durumuna bakıldığında ise, yayın üreten ülkeler listesinde 24. sırada yer almakta olduğu görülmektedir. İlk iki ülkeden ABD'nin yayın üretimi iki milyon 281 bini geçerken, Çin'de ise bu sayı bir milyon 543 bini geçmiştir. Türkiye ise 83 bin 300'lerde kalmıştır.

Kurum bazında bakılacak olursa Çizelge 3'teki durum ile karşılaştırılır. Ülkelere göre ABD, birinci sırada yer almasına rağmen, o ülkeye ait olan bir kurum, bu listede altıncı sırada yer almaktadır. Astronomi alanında en çok yayın üreten kurumların listesi ise Çizelge 4'te verilmektedir.

Bilimsel yayınların üretiminde fon sağlayıcılar da çok büyük bir öneme sahiptir. Astronomi alanındaki yayınlara kurum olarak ne kadar destek verildiği aşağıdaki Çizelge 5'te gözler önüne serilmiştir. Bu tablonun en tepesinde Çin'i görmek artık şaşırtıcı değildir. Çin Ulusal Doğa Bilimleri Vakfı, astronomi konusunda üretilen yayınlar arasında, 553.993 yayına fon sağlamıştır.

Yukarıda da bahsedildiği üzere bu veriler ışığında ve insanın içine doğan merak doğrultusunda birçok bilgiye ulaşmak mümkündür. Bu çalışma yapılırken Rusya-Ukrayna savaşı patlak verdiğinden, geçmişe dönüp ders çıkarmak adına, Birinci ve İkinci Dünya Savaşının, fizik ve astronomi alanı özelinde

View abstract ▾ [Full Text](#) [View at Publisher](#) [Related documents](#)

Şekil 1. Atıfların multidisipliner etkisinin gösterileceği kaynak.

Çizelge 5. Astronomi alanında üretilen yayınlara en çok fon sağlayan kurumlar.

Kurum	Makale Sayısı
Çin Ulusal Doğa Bilimleri Vakfı	534,748
Ulusal Bilim Vakfı	271,839
ABD Enerji Bakanlığı	128,533
Japonya Bilimi Teşvik Derneği	123,481
Alman Araştırma Vakfı	94,350
Rusya Temel Araştırma Vakfı	87,195
Mühendislik ve Fizik Bilimleri Araştırma Konseyi	70,341
Çin Ulusal Anahtar Araştırma ve Geliştirme Programı	69,023
Merkez Üniversiteler için Temel Araştırma Fonları	67,289
Yedinci Çerçeve Programı	65,469

Çizelge 6. Astronomi alanında Birinci ve İkinci Dünya Savaşı sonrasındaki yıllarda üretilen yayın sayıları.

I. Dünya Savaşı		II. Dünya Savaşı	
Yıl	Yayın Sayısı	Yıl	Yayın Sayısı
1926	1,141	1947	2,146
1925	956	1946	1,558
1924	997	1945	839
1923	865	1944	818
1922	796	1943	1,090
1921	783	1942	1,367
1920	768	1941	1,637
1919	359	1940	1,867
1918	326	1939	2,177
1917	361		
1916	359		
1915	370		
1914	1,002		

bilimsel çalışmaları nasıl sekteye uğrattığı de incelenmiştir. Çizelge 6'da görüldüğü üzere Birinci Dünya Savaşının patlak verdiği 1914 yılında astronomi konusunda üretilen yayın sayısı 1002 iken 1915 yılında yani bir yıl sonra dramatik bir düşüş yaşanmış ve sayı 370'e gerilemiştir. Savaşın bittiği 1918 yılında ise dibi görmüş 326 yayına kadar düşmüştür. Savaşın başlangıcındaki binler seviyesi, tam 12 yıl sonra yani 1926 yılına geldiğinde yeniden binler seviyesine yükselebilmüş ve 1,141 yayın üretilmiştir. Benzer düşüşü İkinci Dünya Savaşı verilerinde de görmek mümkündür. Bu veriler ışığında Rusya-Ukrayna arasında geçen savaş, bu iki ülkenin yayın çıktıklarına olumsuz manada etki edeceği kuşkusuzdur. Bir iki yıl sonra yapılacak analizler bu gerçeği ortaya çıkaracaktır.

Yapılan çalışmaları en çok atıf alan yayınlara göre de kıyaslamak olasıdır; ancak burada bir adım daha ileri giderek alınan atıfların hangi konu başlıklarından, kısacası hangi alandan geldiklerini bulmak da yeni bir merak konusudur.

Çizelge 7. Yeni bir indeks önerisi olan Multidisipliner Etki İndeksi (Mi-Index)'ne göre, Scopus'ta indekslenen bir yayının aldığı atıfların konusal dağılımı.

Araştırma Alanı	Atıf Sayısı
Fizik ve Astronomi	124
Dünya ve Gezegen Bilimleri	113
Multidisipliner	11
Mühendislik	1
Malzeme Bilimi	1
Metamatik	1

Çizelge 8. Yeni bir indeks önerisi olan Multidisipliner Etki İndeksi (Mi-Index)'ne göre, Web of Science'ta indekslenen bir yayının aldığı atıfların konusal dağılımı.

Araştırma Alanı	Atıf Sayısı
Astronomi ve Astrofizik	124
Multidisipliner Bilimler	2
Fizik, Multidisipliner	2
Fizik Parçacık Alanları	2
Havacılık, Mühendislik	1
Enstrümantasyon	1
Optik	1
Fizik, Akışkanlar, Plazmalar	1
Fizik Nükleer	1

Bu merakı gidermek için de bu çalışmanın yazarının, "Mi-Index" adını verdiği bir multidisipliner etki indeksini önerdiği görülmektedir. Bir örnek üzerinden Mi-Index'in nasıl hesaplandığı anlatılacaktır. Yazarları arasında Sabancı Üniversitesi öğretim üyelerinden Prof. Dr. Ersin Göğüş'ün de olduğu "The afterglow of GRB 130427A from 1 to 10¹⁶ GHz" adlı makale, Şekil 1'de kırmızı ile de belirtildiği üzere 135 adet atıf almıştır (Perley ve diğ. 2014).

Bu 135 atıfın hangi disiplinlerden geldiğini görmek için Şekil 1'deki 135 sayısının üzerine tıklamak yeterli olacaktır.

Scopus, konu başlıklarını çok genel verdiği için toplamda altı başlık görülmektedir; ancak aynı makale Web of Science'ta da tarandığında ve orada daha az atıf (131) almış olsa bile Çizelge 8'deki gibi dokuz farklı alandan alındığı görülmektedir. Web of Science'ın verilerine göre bakıldığında, bu makalenin Mi-Index değeri dokuz olarak kabul edilmektedir. Bunun da anlamı, söz konusu makalenin dokuz farklı alana etki ettiği.

Scopus'un büyük verisine ulaştıktan sonra fizik ve astronomi konusunda çok çeşitli analizler yapılabileceği ve istenirse daha fazlasına da ulaşılabileceği görülmektedir. Bununla birlikte bu çalışma yapılırken özel indeksler konusunda da bir aydınlanma yaşanmıştır. Şöyle ki; birçok alan için üretilmiş olan özel indekslerin (Örneğin matematik için MathSciNet,

The new, enhanced version of the search results page is available. Give the new page a try and share any feedback before it is finalized. [Try the new version](#)

9,765,290 document results

PUBYEAR < 2030 AND (LIMIT-TO (SUBJAREA, "PHYS*))

Edit Save Set alert

Search within results...

Refine results

Limit to Exclude

Open Access

All Open Access (2,335,516) >

Gold (524,808) >

Hybrid Gold (131,929) >

Documents Secondary documents Patents

Analyze search results Show all abstracts Sort on: Date (newest)

All Export Download View citation overview View cited by Add to List

Document title	Authors	Year	Source	Cited by
1 Gravitational lensing in Kerr–Newman anti de Sitter spacetime Open Access	Mangut, M., Gürsel, H., Sakallı, I.	2023	Astroparticle Physics 144,102763	0

Şekil 2. Scopus'ta, konu başlığı yalnızca Fizik ve Astronomi olan yayınların içinde tarama yapılabilme seçeneği.

ekonomi için Econlit, eğitim için ERIC vb.) artık geride kaldığı, onların çok daha fazlasının Scopus üzerinden erişileceği tespit edilmiştir. Şekil 2'de görüldüğü üzere, öncelikle istenen alanın yayınları tespit edilir ve sadece o alan içinde tarama yapmak için "Search within results" kutucuğundan tarama yapılır. Sistem, dokuz milyon 765 binden fazla yayının içinde de ayrıca tarama ve de analiz yapma imkanı sağladığı için doğal olarak astronomi alanına özgü bir indeks gibi de düşünülebilir. Normalde alan bazlı indeksler, o alanla ilgili dergileri indeksler; ancak bu şekilde yapılan taramalar, astronomi alanıyla ilgili bir dergide yayınlansın ya da yayınlanmasın, konusu astronomi olan her bir bilgi parçacığını araştırmacının karşısına getirir. Disiplinlerarası yaklaşımın bu denli revaçta olduğu günümüz bilim dünyasında, bu sayede, bir malzeme bilimi ya da bir matematik dergisinde, konusu astronomi olan bir makaleye erişmek söz konusu olabilmektedir.

3 Sonuç

10,000 saat kuralını öğrendikten sonra yaptığı işin 10,000 saati de geçmesi vesilesiyle, Scopus ve Web of Science gibi atıf indekslerinde normalden fazla araştırma yapıp, her araştırmasında yeni bilgilere rastlayan meraklı bir uzman olarak böyle bir çalışma yapmış bulunmaktayım. Bu çalışmanın özünde Scopus'un büyük verisine erişim ihtiyacı ve nasıl erişileceği vardı. Bu en zor kısmı atlattıktan sonra elde edilen büyük verinin içinde analiz yapmak, araştırmacının kendine sorduğu meraklı soruların fazlalığıyla çeşitlenebilir. Bu çalışmanın yazarı, kendine sorduğu bazı sorularla bu tür bir çalışmanın ortaya çıkmasını sağlamıştır.

Çalışmadaki analizler, birçok astronom ve astrofizikçinin işine yarayacak türdedir. Konunun dışına çıkmış hissi uyandırsa da savaşların bilimsel çalışmalara olan negatif etkisi, astronomi konusu üzerinden bir kez daha vurgulanmıştır. Çalışmada yeni bir indeks olan Mi-Index'ten de bahsedilmiştir. Bütün bu bahsedilen bilgilerin yanı sıra, astronomi özelinde ortaya atılan özel indeks önerisi de bu alanda çalışan herkes için, bilgiye en kolay ve en hızlı şekilde erişmeyi sağlayacaktır.

Kaynaklar

Perley, D. A., Cenko, S. B., Corsi, A., (2014), *Astrophysical Journal*, 781, 1.

Access:

M23-0333: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Türkiye’de Işık Kirliliği

Nazım Aksaker^{1,2}  , Sinan Kaan Yerli³ , Zühal Kurt^{4,2} , M. Akif Erdoğan⁵ 

¹ Çukurova Üniversitesi Adana Organize Sanayi Bölgesi Teknik Bilimler Meslek Yüksekokulu, 01330 Adana, Türkiye

² Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), 01330 Adana, Türkiye

³ Ortadoğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, 06800 Ankara, Türkiye

⁴ Çukurova Üniversitesi, Uzaktan Algılama ve Coğrafi Bilgi Sistemleri Anabilim Dalı, 01330 Adana, Türkiye.

⁵ Hatay Mustafa Kemal Üniversitesi Mimarlık Fakültesi Peyzaj Mimarlığı, 31060 Hatay, Türkiye.

Accepted: December 12, 2022. Revised: December 11, 2022. Received: November 7, 2022.

Özet

Türkiye’de ve gözlemevlerinde ışık kirliliği, **astroGIS** veritabanı kullanılarak 2012–2020 yılları arasında incelenmiştir. 2019 yılında Türkiye’den uzaya salınan toplam enerji 2012 yılına göre %80 artmıştır (**Aksaker ve diğ. 2020a**). Veri seti kapsamında ülkenin tüm illerinde ve hemen hemen tüm gözlemevi yerleşkelerinde istikrarlı ve sürekli bir artış gözlemlenmiştir. Öte yandan Karanlık Gökyüzü Park konumları, Doğu ve Güneydoğu Anadolu bölgeleri ve çoğunlukla şehirlerin çevresindeki kırsal alanlarda ışık kirliliği seviyelerinin sabit olduğu yerler bulunmuştur.

Abstract

Light pollution in Turkey and observatories were investigated between 2012–2020 using the **astroGIS** database. The total energy released into space from Turkey in 2019 has increased by 80% compared to 2012 (**Aksaker ve diğ. 2020a**). Within the scope of the dataset, a steady and continuous increase has been observed in all provinces of the country and in almost all observatory sites. On the other hand, places with stable light pollution levels have been found in Dark Sky Park locations, Eastern and Southeastern Anatolia regions, and mostly in rural areas around cities.

Anahtar Kelimeler: light pollution – methods: data analysis – telescopes

1 Giriş

Gece gökyüzünün insan temelli gözlemler yapmak için yeterince karanlık olması beklenmektedir. Bununla birlikte, insanlığın karanlık gece gökyüzünü deneyimlemesini yavaş yavaş engelleyen, Dünya yüzeyinin her yerinde devam eden bir insan etkinliği vardır. Bu nedenle ışık kirliliği basitçe gece gökyüzünü etkileyen yapay ışık olarak tanımlanabilir (**Cavazzani ve diğ. 2020; Mendoza ve diğ. 2020; Simons ve diğ. 2020**). Bu etki o kadar büyük ki, insanlığın üçte biri Samanyolu’nu görememekte ve tanımlayamamaktadır. Bunun en basit nedeni aslında dünya nüfusunun şehirlerin içinde veya çevresinde birikmesidir (**Falchi ve diğ. 2016**). Gece gökyüzündeki ışık kirliliği, büyük şehirlerin üzerindeki kümülatif ışık, özellikle gözlemler için gözlemlerin kalitesini düşürdüğünde, astronomik nesnelere gözlemlenmesini çok zorlaştırmaktadır (**Gronkowski ve diğ. 2018**).

Işık kirliliği birçok farklı ölçüm tekniği kullanılarak izlenir ve incelenir: Gökyüzü Kalite Ölçer (SQM) fotometreleri (**Zamorano ve diğ. 2016; Puschig ve diğ. 2019**), Uydu üssü Savunma Meteorolojik Uydu Programı - Operasyonel Hat Tarama Sistemi (DMSP/OLS), International Space Station (ISS) gece ışık ölçümleri (**Kuffer ve diğ. 2018**) ve Visible Infrared Imaging Radiometer Suite (VIIRS) (**Levin ve diğ. 2019**).

Bu çalışmada, Türkiye’deki ışık kirliliğinin zamansal değişimi incelenmiştir. Bu amaçla **Aksaker ve diğ. (2020a)** Türkiye için uyarlanmıştır. Yapay Işığın (AL) katmanlama detayları **astroGIS** veritabanında bulunmaktadır.

* naksaker@cu.edu.tr

2 CBS ve Yapay Işık Veri Seti

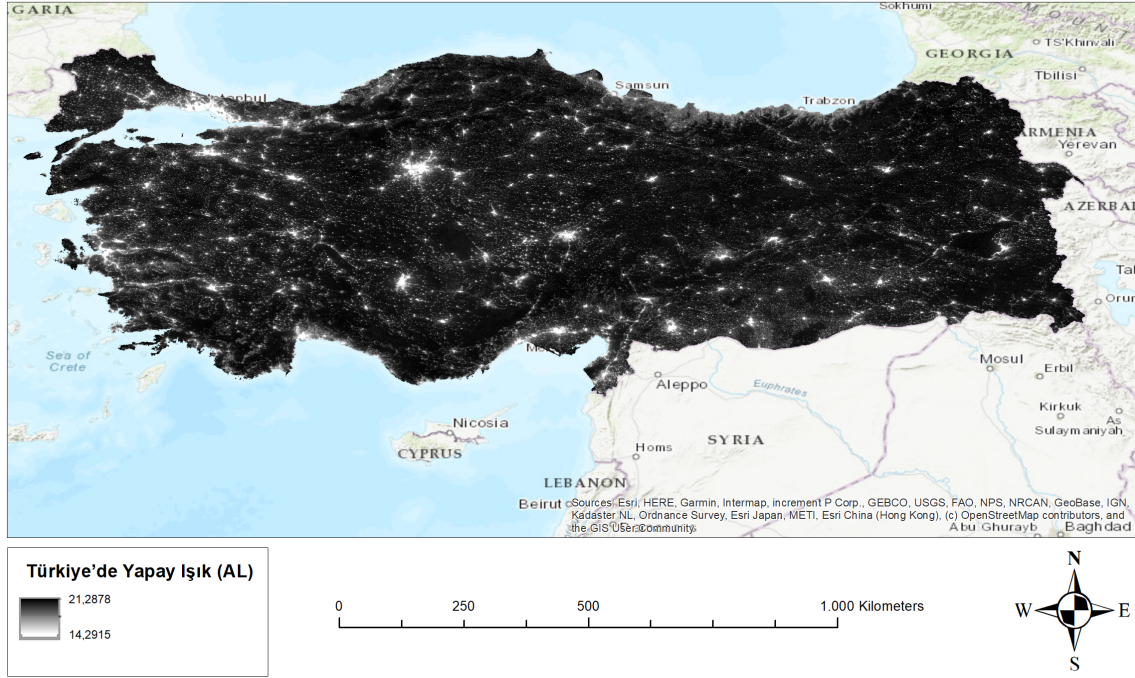
Uzaktan Algılama ve Coğrafi Bilgi Sistemleri (CBS) veri edinme, saklama, işleme ve görüntüleme yetenekleri ile herhangi bir yerde, yukarıda ya da aşağıda herhangi bir mekansal olayın analizinde sağlam, kullanımı kolay ve zaman ve maliyet açısından önemli fayda sağlamaktadır (**Chang 2009**). Bu çalışmada **astroGIS** veri tabanı kullanılmıştır (**Aksaker ve diğ. 2020b**). 2012 Aralık ayına ait örnek bir veri Şekil 1’de verilmiştir.

SUOMI-NPP uydusu VIIRS (Visible Infrared Imaging Radiometer Suite) enstrümanı DNB (Day Night Band) gece verilerini almak için kullanılmaktadır. Bunlar görünür bölgeye karşılık gelmektedir. Fransa için uygulanan benzer veri analizi yöntem ve teknikleri (**Aksaker ve diğ. 2020a**) bu çalışmada da uyarlanmıştır. GEOTIFF görüntülerinin sonuçta ortaya çıkan uzamsal çözünürlüğü piksel başına 463 m’dir.

3 Verilerin Analizi

astroGIS veri tabanı kullanılarak aylık ortalama gece veri seti üretilmiştir. Tarih aralığı Nisan 2012 ile Aralık 2019’dur. Tüm zaman aralığı boyunca ortalama ışık kirliliği değerine ilişkin ön filtreleme algoritması Python kodunda yazılıp kullanılarak her piksel için 3σ ’nın üzerindeki değerler hariç tutulmuştur. Her şehir için aylık gece verileri kullanılarak şehir bazlı bir ışık kirliliği veri seti üretilmiştir.

Sahanın astronomik kalitesi hakkında iyi bir fikir sahibi olmak için her gözlemevi konumu için SQM değerleri (mag/arcsec² - magnitude/streadian/'': mpsas birimlerinde) hesaplanmıştır. Her gözlemevi için AL veri setimiz SQM değerlerine dönüştürülmüştür (**Sanchez de Miguel ve diğ. 2020**).



Şekil 1. 2012 Aralık ayına ait Türkiye'de Yapay Işık (AL) haritası SQM değerlerine dönüştürülmüş olarak sunulmuştur. AL'nin renk değişimi beyazdan siyaha doğru ilerlemektedir. Beyaz, ışık kirliliğinin yüksek olduğu; Siyah karanlık bölgeleri temsil etmektedir.

AL'nin etkisini anlamak için tüm ilçe ve tüm gözlemleri için SQM'nin kontur haritası da üretilmiştir.

4 Sonuçlar ve Tartışma

Bu çalışmada Türkiye için 2012–2019 aralığında 96 aylık ışık kirliliği incelenmiştir. Tüm veri seti önceki **astroGIS** veritabanımızdan oluşturulmuştur (Aksaker ve diğ. 2020b). Veri setinin analizi ile şu sonuçlara ulaşılmıştır:

- 2019 yılında Türkiye'den uzaya salınan toplam enerji, 2012'ye göre %80 artmıştır.
- Veri seti kapsamında ülkenin tüm illerinde istikrarlı ve sürekli bir artış gözlemlenmiştir.
- Doğu ve Güneydoğu Anadolu bölgeleri ve çoğunlukla şehirlerin çevresindeki kırsal alanlarda AL seviyesinin sabit kaldığı belirlenmiştir.
- Dört demografik parametre incelenmiştir ve bunların AL ile çok iyi korele olduğu bulunmuştur: Nüfus (R: 0.90), GSYİH (R: 0.87), Toplam Güç Tüketimi (R: 0.66) ve Dış Aydınlatma (R: 0.67).
- 2019'daki en parlak ve en karanlık gözlemleri sırasıyla İstanbul Üniversitesi Gözlemevi (138.03), TUG ve TURAG (0.10) olarak bulunmuştur.
- AL'de 2012-2019 yılları arasında en büyük artış ve azalış sırasıyla UZAYBİMER ve UZAYMER'de görülmüştür.
- İstanbul en kalabalık şehir olarak 2019 yılında ülkenin toplam AL'sinin %12'sini üretmiştir.
- AL'de düzensiz yıllık düşüşler olmasına rağmen AL'nin tüm şehirler için eğilimi pozitif ve sabittir.

Teşekkür

Bu çalışma 121F251 nolu TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmektedir. Bu çalışmanın geniş kapsamlı sonuçları **Yerli ve diğ. (2021)** olarak yayınlanmıştır.







Kaynaklar

- Aksaker N., Yerli S. K., Kurt Z., Bayazit M., Aktay A., Erdoğan M., 2020a, *Astrophysics and Space Science*, 365, 1
- Aksaker N., Yerli S. K., Erdoğan M. A., Kurt Z., Kaba K., Bayazit M., Yesilyaprak C., 2020b, *MNRAS*, 493, 1204
- Cavazzani S., Ortolani S., Bertolo A., Binotto R., Fiorentin P., Carraro G., Saviane I., Zitelli V., 2020, *MNRAS*, 493, 2463
- Chang K., 2009, *Introduction to Geographic Information Systems with Data Files CD-ROM*. McGraw-Hill Companies, Incorporated, <https://books.google.com.tr/books?id=vnPYoAEACAAJ>
- Falchi F., ve diğ., 2016, *Sci. Adv.*, 2, e1600377
- Gronkowski P., Tralle I., Wesołowski M., 2018, *Astronomische Nachrichten*, 339, 37
- Kuffer M., Pfeffer K., Sliuzas R., Taubenbock H., Baud I., van Maarseveen M., 2018, *IEEE Journal of Selected Topics in Applied Earth Observations and Remote Sensing*, 11, 2578
- Levin N., Kyba C. C. M., Zhang Q., 2019, *Remote Sensing*, 11, 1472
- Mendoza D., Kieda D., Seth A., 2020, in *American Astronomical Society Meeting Abstracts*. American Astronomical Society Meeting Abstracts. p. 401.03
- Puschnig J., Wallner S., Posch T., Binder F., 2019, in *Light Pollution: Theory*. p. 1, [doi:10.5281/zenodo.3654028](https://doi.org/10.5281/zenodo.3654028)
- Sanchez de Miguel A., Kyba C. C. M., Zamorano J., Gallego J., Gaston K. J., 2020, *Scientific Reports*, 10, 7829
- Simons A. L., Yin X., Longcore T., 2020, *Environmental Research Communications*, 2, 2
- Yerli S. K., Aksaker N., Bayazit M., Kurt Z., Aktay A., Erdoğan M. A., 2021, *Ap&SS*, 366, 34
- Zamorano J., ve diğ., 2016, *J. Quant. Spectrosc. Radiative Transfer*, 181, 52

Access:

M23-0340: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

DAG-ODA Laboratuvarında Dedektör ve Filtreler için Test ve Kalibrasyon Çalışmaları

Burak Kay¹  , Süleyman Fişek^{1,2} , Tolga Güver^{1,2} , Sinan Aliş^{1,2} , Ayşe Erol³ 

¹ İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, İstanbul, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul, Türkiye

³ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, İstanbul, Türkiye

Accepted: December 23, 2022. Revised: December 13, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi bünyesinde kurulan Doğu Anadolu Gözlemevi Odak Düzlemi Aygıtları Geliştirme Laboratuvarında (DAG-ODA) test ve kalibrasyon çalışmaları yürütülmektedir. Laboratuvarında, gözlemevleri için önemli olan optik bileşenlerin çalışma performanslarını ölçmek, yeni nesil odak düzlemi aygıtları tasarlamak ve AR-GE çalışmalarının yapılması öngörülmektedir. Laboratuvarın olağan hali ile limitlerini öğrenmek ve eksik yönlerini anlayarak limitlerini genişletmek amacıyla kapasite artırımına gitmek test ve kalibrasyon çalışmaları için çok önemlidir. Bu çalışmada mevcut altyapı kullanılarak İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi envanterinde bulunan bir CCD dedektörün dalgaboyuna bağlı kuantum verimliliği elde edilerek, dedektörün sağlayıcısı tarafından tescillenmiş sonuçlarla karşılaştırılmıştır. Ayrıca birkaç filtrenin geçirgenlik eğrileri ölçülerek bu sonuçlar da üreticilerinin elde ettikleri test sonuçları ile karşılaştırılmıştır. Bu çalışmada, sözü edilen sonuçlar ile kullanılan deneysel yöntemler sunulmaktadır.

Abstract

East Anatolian Observatory Focal Plane Devices Development Laboratory (DAG-ODA), established within the Istanbul University Observatory Application and Research Center, carries out test and calibration studies at Istanbul University. In the laboratory, it is aimed to measure the working performance of optical components that are important for observatories and to carry out R&D studies by designing next generation focal plane devices. It is very important for test and calibration studies to increase the capacity in order to learn the limits of the laboratory in its usual state and to expand our limits by understanding its deficiencies. In this study, using our existing infrastructure, the wavelength dependent quantum efficiency of a CCD in the observatory inventory was obtained, compared with the results registered by the detector's supplier, and the transmittance curves of several filters were measured and these results were compared with the test results obtained by the manufacturers. In this work, results of the aforementioned measurements and the details of the methods are presented.

Anahtar Kelimeler: DAG-ODA – CCD Calibration – Filter tests

1 Giriş

Teleskoplar uzak kaynaklardan foton toplayabilen aygıtlardır. İnsan gözü yalnızca anlık tepki verebilen bir organ olduğu için, foton biriktirebilme ve kaydetme özelliğine sahip değildir. Bu nedenle fotonların taşıdığı bilgiyi işleyebilmek ve bu bilgiyi kullanabilmek için teleskoplar ile birlikte dedektörler ve çeşitli optik bileşenler kullanılmaktadır.

Kullanılacak olan filtreler ve dedektörler, kullanılacakları teleskobun özelliklerine uygun olarak seçilir. DAG-ODA Laboratuvarı olarak, seçilen bu filtre ve dedektörlerin, istenilen performansta çalışıp çalışmadıklarını test etmek, yıllar içerisinde oluşacak yıpranmaları tespit etmek ve buna paralel olarak raporlar düzenleyerek doğru ölçüm verisine ulaşmak için kalibrasyon kontrolü yapmayı hedeflemekteyiz.

Bu çalışma ile astronomik gözlemler için önemli olan filtre ve dedektör kalibrasyon kontrol testleri yapabilme kabiliyetimizi öğrenmek amacıyla envanterimizde bulunan ve farklı dalgaboylarında geçirgenliğe sahip filtreler ile yarı-iletken tabanlı silikon malzemeli yük bağdaştırıcı aygıt (ing. Charge

Coupled Device, CCD) dedektörümüzün geçirgenlik eğrilerini ve kuantum verimliliklerini elde ettik ve bu sonuçları fabrika kalibrasyon verileriyle karşılaştırdık.

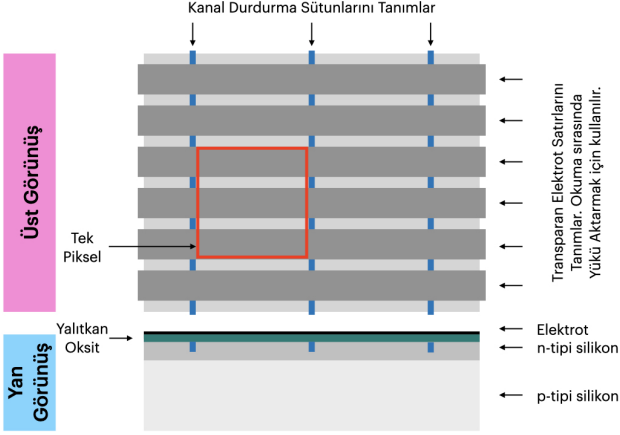
2 CCD

CCD'ler genel olarak 0,3-1 μm dalgaboyu aralığında en fazla %90 en az %10 kuantum verimliliğine (ing. Quantum Efficiency, QE) sahiptir. Bir CCD basitçe iki farklı silikon malzemenin oluşur; üst kısımda yaklaşık 2 μm kalınlığında fosfor içeren n-tipi silikon malzeme bulunurken, alt kısımda boronla zenginleştirilmiş (yaklaşık 260 μm) p-tipi silikon malzeme yer alır (Holland ve diğ. 2003). Oluşan bu kompozisyon p-n eklemi olarak adlandırılır. Bu sistemle fotonlar vasıtasıyla elektron-boşluk çiftleri oluşturulur ve bu sayede fotoakım ölçülebilir.

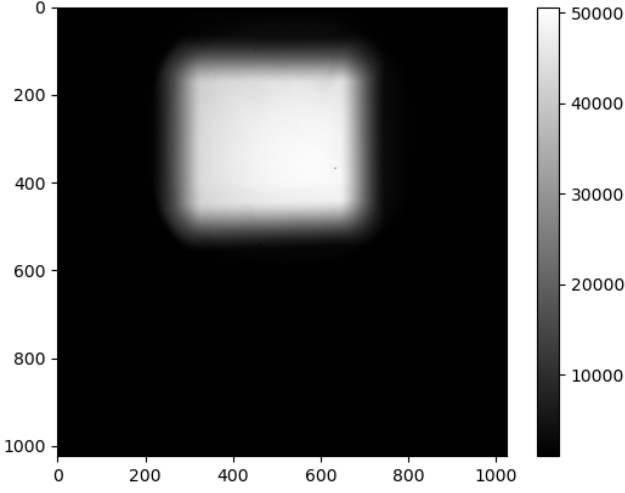
CCD'ler milyonlarca dizi pikselden oluşmaktadır. Her bir piksel için sırayla satırlardaki veri okunur. Şekil 1'de görüleceği gibi her bir piksel üç elektronik kapı ile tanımlanmıştır. Her sütun sırayla transparan elektrotlar ile bir sonraki sütuna aktarma yapılarak, her bir pikseldeki yük okuma devresine iletilir. Her bir piksel anlık okunamayacağı için piksel sayısı arttıkça okuma süresi de artar.

CCD'ler elektromanyetik spektrumun tüm dalgaboylarında

* burak.kay@istanbul.edu.tr



Şekil 1. CCD'nin temsili olarak üstten ve yandan kesiti.



Şekil 2. CCD'nin aktif bölgesi üzerinde aydınlatılan alanın görüntüsü.

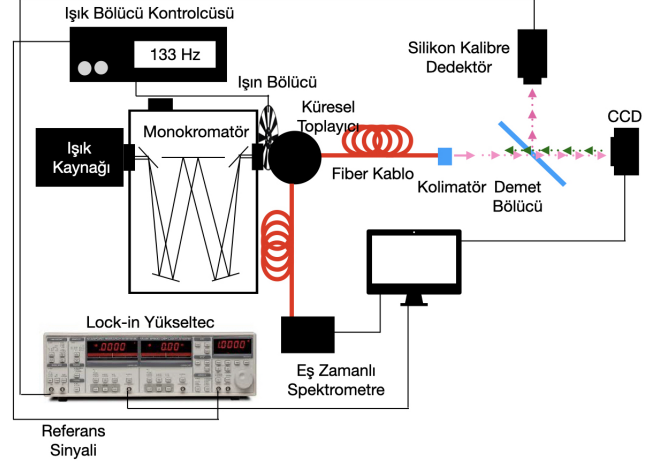
aynı duyarlığa sahip değildir. Dalgaboyu duyarlılığı ya da QE, CCD'nin üretildiği malzemeye doğrudan bağlıdır. Çünkü her malzemenin soğurma kabiliyeti farklıdır. Farklı dalgaboylu fotonlar malzeme içerisinde farklı derinliklerde soğurlur bu nedenle aktif bölgenin kalınlığı da belirli bir noktaya kadar soğurma kabiliyeti için önemlidir. Ayrıca, yüzeyde yansıma önleyici kaplama ya da mikro mercekler de yerleştirilerek soğurma kabiliyeti artırılabilir.

Her bir unsur CCD'nin verimini etkileme birlikti, Silikon tabanlı CCD'ler için QE eğrisi karakteristik olarak birbirlerine benzemektedir (Lesser 2015).

Bu çalışmada karakterizasyon kabiliyetimizi test etmek amacıyla SBIG marka STL-1001E model CCD kullanılmıştır.

3 Filtreler

Filtreler, gök cisimlerinin seçilen dalgaboylarındaki foton sayısının ölçümünü kolaylaştırmak ya da çok parlak gök cisimlerinin foton akısını kısıtlayarak azaltmak amacı ile kullanılan optik bileşenlerdir. Gözlem türüne bağlı olarak farklı türleri bulunur. Filtreler, belirli bir dalgaboyu bölgesini



Şekil 3. CCD test ve kalibrasyonu için kurulan deney düzeneğinin şematik gösterimi.

geçireceği gibi belirli bir dalgaboyundan öncesini ya da sonrasında geçirebilir ya da belirli bir oranda tüm dalgaboylu fotonların geçişini kısıtlayabilir. Filtreler göz merceği ya da CCD'lerden hemen önce konumlandırılırlar.

Deneme amacıyla envanterimizde bulunan bir Güneş filtresi ile Newport marka kesme kesme dalgaboyu bilinen birkaç filtrenin geçirgenlikleri ölçülmüştür.

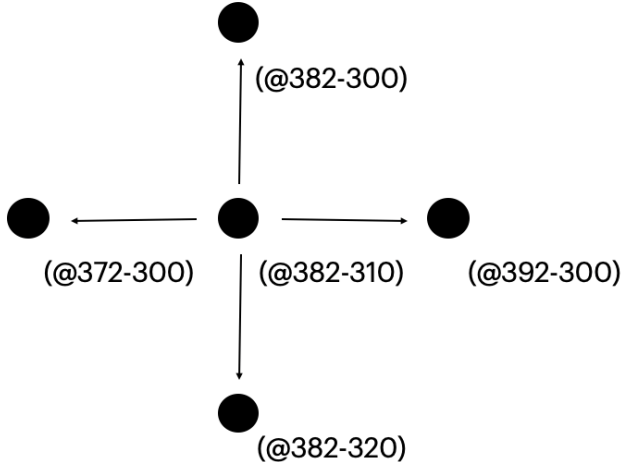
4 CCD Kalibrasyonu ve Ölçüm Metodu

CCD'nin dalgaboyuna bağlı QE eğrisini elde etmek için 400-1000 nm aralığında 10 nm'lik adımlarla ölçümler alınmıştır. Işık kaynağı olarak, ozsuz 300 W gücünde xenon lamba kullanılarak, monokromatör vasıtası ile belirtilen dalgaboyu aralığında 4 nm spektral çözünürlükte fotonlar elde edilmiştir. Monokromatör çıkışında ışık bölücü ve ardında tam yansıtıcı iç yüzeye sahip küresel toplayıcı konumlandırılmıştır. Küresel toplayıcının iki çıkışı kullanılarak bir çıkışına elde edilen monokromatik ışığın dalgaboyu ve çözünürlüğü; eş zamanlı spektrometre aracılığı ile kontrol edilerek kayıt altına alınmaktadır. Küresel toplayıcının diğer çıkışına ise kolimatör ile fiber optik kablo bağlanmıştır. Fiber optik kablo çıkışı kolimatöre bağlanarak üç eksenli hareket kabiliyeti olan konumlandırıcı ile optik düzleme paralel olacak şekilde hizalanmıştır.

Konumlandırıcının önüne kare bir açıklık yerleştirilmiştir. Optik ray üzerinde aynı doğrultuda ince kenarlı mercek kullanılarak ışık bölücü merceğe odaklanarak odaklanmıştır. Işık bölücü kullanılarak fotonlar %40 ve %60 olmak üzere ikiye bölünmüştür. %60'lık kısım ince kenarlı mercek ile toplanarak CCD'nin aktif bölgesine (ince kenarlı merceğin odak noktasının bir miktar uzağına), aktif bölgenin tamamını kaplamayacak şekilde düşürülmüştür (Şekil 2). %40'lık kısım ise silikon tabanlı kalibre dedektörün aktif bölgesine ince kenarlı mercek kullanılarak odaklanmıştır. Şekil 3'te deney düzeneğinin şematik gösterimi verilmektedir.

4.1 Kalibre Dedektör ile Ölçüm

Deney düzeneğinde fotonların gücünü ölçmemiz ve dedektör üzerine düşen foton sayısını bilmemiz gereklidir. Bu sebeple kalibre bir dedektörden yararlanılmıştır. LIDA Radyometre



Şekil 4. CCD'nin aktif bölgesi üzerinde aydınlatılan alan içerisinde ölçmek için seçilen piksellerin koordinatları.

Sistemi ile Newport marka DET-L-SIUV-R-C Silikon tabanlı kalibre dedektörü kullanılmıştır. 10×10 mm aktif bölgesi bulunan dedektör, 200-1100 nm aralığında duyarlı ve $10^4 - 10^9$ V/A kazanca sahiptir.

Kalibre dedektör ile üzerine düşen fotonların oluşturduğu voltaj değeri ölçülmekte olup; optik gücün hesaplanması için aşağıdaki bağıntı kullanılmıştır;

$$\text{Optik Güç (W)} = \left[\frac{V}{G_{\text{det}}} \right] \left[\frac{1}{SR_{\text{det}}} \right] \quad (1)$$

V kalibre dedektörden okunan voltaj, G_{det} kalibre dedektörün kazanç parametresi, SR_{det} kalibre dedektörün duyarlılığı olarak tanımlanmıştır.

Xenon lamba ölçüm yaptığımız aralıkta her dalgaboyu aralığı için eş güçte çalışmamaktadır. Bu nedenle her dalgaboyunda aynı etkiyi yaratacak şekilde normalize edilmiştir. CCD'nin aktif bölgesinde aydınlatılan alana karşılık gelen piksel sayısı hesap edilmiştir. Toplam optik güç piksel sayısına bölünerek piksel başına düşen optik güç hesaplanmıştır. Aktif bölgenin homojen aydınlatıldığı varsayılmıştır. Kalibre dedektör ile CCD'de piksel başına düşen foton sayıları elde edilmiştir.

4.2 CCD ile Ölçüm

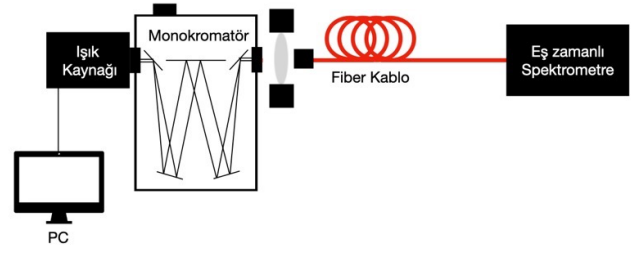
CCD, MaximDL programı kullanılarak çalıştırılmış ve her bir ölçüm için veriler; fits dosyasına kaydedilmiştir. SBIG STL-1001E'de için kazanç $2 e^- / \text{ADU}$ 'dur. Fits dosyasından okunan veri bu katsayı ile çarpılarak pikselde oluşan ADU sayısına karşılık e^- sayıları hesaplanmıştır. CCD'nin aktif bölgesine 1 s'lik pozlar verilmiştir.

4.3 CCD'nin Kuantum Veriminin Hesaplanması

Kuantum verimliliği, dedektör üzerine gelen foton sayısına karşılık elde edilen elektron sayısının oranıdır.

$$\text{QE} = \frac{e^-}{N_v} \quad (2)$$

e^- oluşan elektron sayısını, N_v gelen foton sayısını temsil eder. Kalibre dedektör kullanılarak gelen foton sayısı, CCD ile de e^- sayısı elde edilmiştir. Bu iki verinin oranı ile kuantum verimliliği hesaplanmıştır. Deney 400-1000 nm aralığında 10^4



Şekil 5. Filtre için geçirgenlik ölçüm deney düzeneği

nm aralıklarla tekrar edilmiştir ve her bir piksel için dalgaboyuna karşılık kuantum verimliliği elde edilmiştir.

CCD üzerinde her piksel eş duyarlılığa sahip değildir. Bu nedenle istatistiksel olarak rasgele bir bölgeden piksel seçilmiş, bu piksele komşu eş uzaklıkta (10 piksel sağında, solunda, yukarısında ve aşağısında) dört adet piksel seçilerek toplamda beş piksel için kuantum verimlilikleri hesaplanmıştır. Piksellerin konum bilgileri Şekil 4'te gösterilmektedir.

5 Filtrelerin Geçirgenliklerinin Ölçümü

Filtrelerin geçirgenlik eğrilerini elde etmek amacıyla ozonsuz 300 W gücünde xenon monokromatör lamba grating 0 pozisyonu ile kullanılarak tüm dalgaboylarını içeren fotonlar elde edilmiştir. Monokromatörün çıkış eksenine bir filtre tutucu konumlandırılmıştır. Eş zamanlı spektrometrenin fiber optik kablosu ucunda yer alan kolimatör bir tutucu ile filtre tutucusunun ardına dik şekilde konumlandırılmıştır. Filtre tutucu boş pozisyondayken ölçüm alınarak referans ölçümü olarak kaydedilmiştir.

Filtre tutucuya geçirgenliği ölçülmek istenen filtre konularak ölçüm tekrarlanmıştır. Eş zamanlı spektrometre olarak Ocean Optics firmasının FLAME-S modeli kullanılmıştır. Bu spektrometre 200-1100 nm aralığında eş zamanlı ölçüm alınabilmektedir. Alınan filtre ölçümü, referans ölçümüne normalize edilerek filtre için geçirgenlik eğrileri elde edilmiştir. Deney düzeneği Şekil 5'te verilmektedir.

6 CCD Kuantum Verimliliği Ölçüm Sonuçları

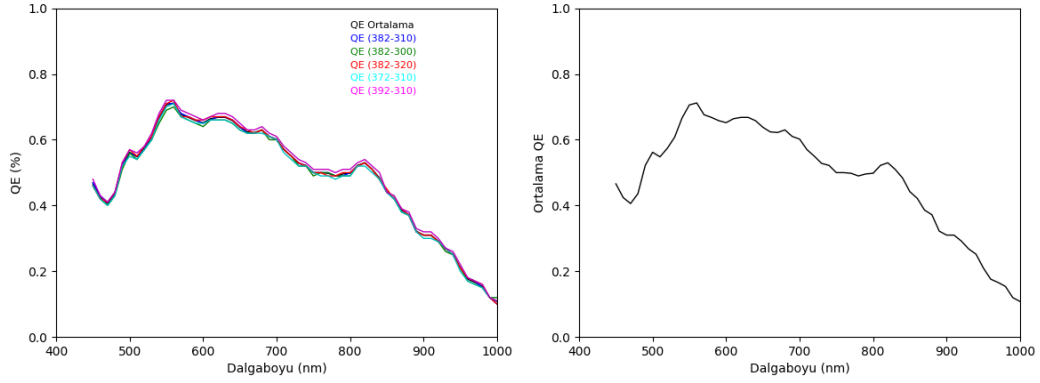
CCD için rasgele tercih edilen beş pikselin kuantum verimlilikleri hesap edilerek dalgaboyuna karşılık kuantum verimliliği grafikleri çizilmiştir. Şekil 6 üst panelde beş pikselin kuantum verimlilikleri üst üste çizdirilerek gösterilirken, alt panelde ise ortalama kuantum verimliliği grafiği göstermektedir.

7 Filtre Geçirgenlik Ölçüm Sonuçları

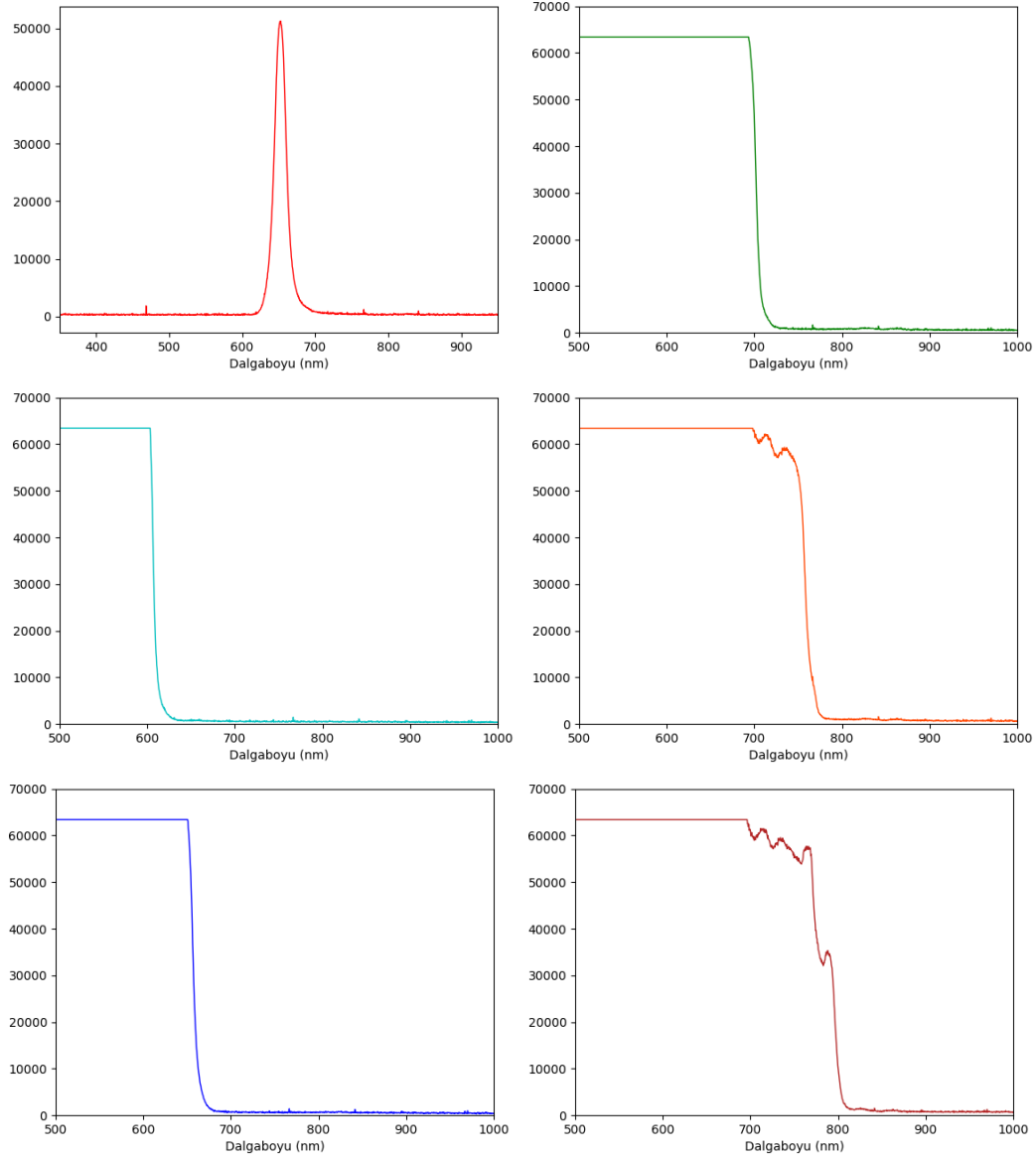
Geçirgenlik ölçüm düzeneği ile 652 nm'de maksimum geçirgenliğe sahip dar bant filtre, kesme dalgaboyu 600 nm olan filtre, kesme dalgaboyu 650 nm olan filtre, kesme dalgaboyu 700 nm olan filtre, kesme dalgaboyu 750 nm olan filtre ve kesme dalgaboyu 800 nm olan filtrenin geçirgenlikleri ölçülmüştür (Şekil 7).

8 CCD'nin Ölçülen Kuantum Verimliliği ile Fabrika Çıkışında Verilen Kuantum Verimliliği Eğrilerinin Kıyaslanması

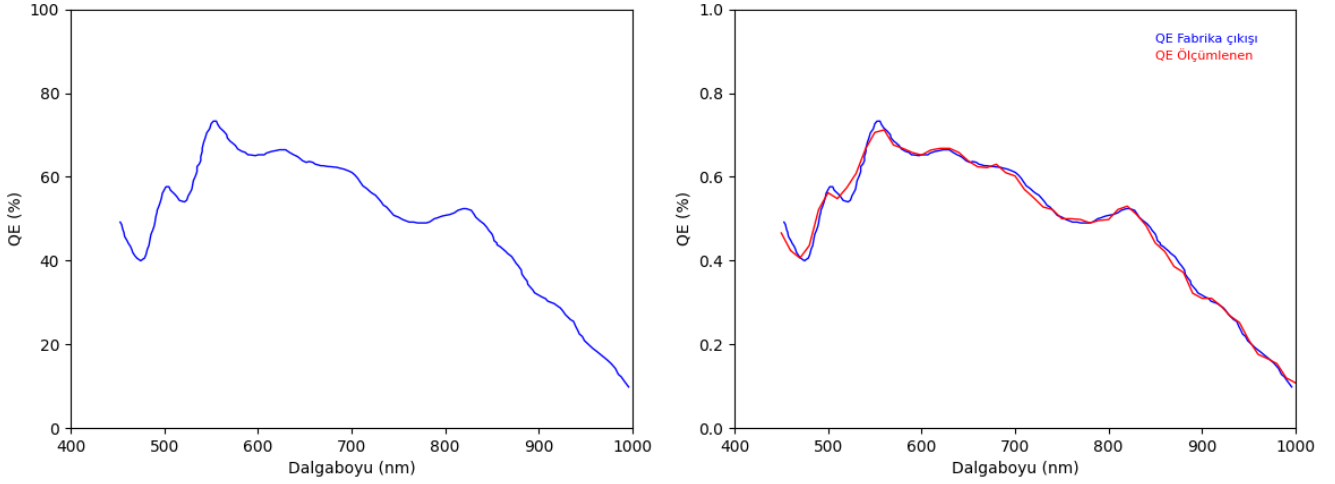
SBIG STL-1001E dedektörünün fabrika çıkışında sertifikalandırılan dalgaboyuna karşılık kuantum verimliliği



Şekil 6. Rasgele seçilen 5 pikselin dalgaboyuna karşılık kuantum verimlilikleri (sol panel) ve ortalama kuantum verimlilikleri (sağ panel).



Şekil 7. Dalgaboyuna karşılık geçirgenlik Ölçümleri: 652 nm dar bant filtre (sol panel, üst), kesme dalgaboyu 600 nm filtre (sol panel, orta), kesme dalgaboyu 650 nm filtre (sol panel, alt), kesme dalgaboyu 700 nm filtre (sağ panel, üst), kesme dalgaboyu 750 nm filtre (sağ panel, orta), kesme dalgaboyu 800 nm filtre (sağ panel, alt).



Şekil 8. SBIG STL-1001E CCD'si için fabrika çıkışında sertifikalandırılan dalgaboyuna karşılık kuantum verimliliği (sol panel) ve ölçümler sonucunda elde edilen dalgaboyuna karşılık kuantum verimliliği (sağ panel).

sonuçları Şekil 8 sol panelde verilmiştir. Mevcut altyapı sistemimiz ile ölçülen verilerin, SBIG STL-1001E dedektörünün fabrika çıkışı verilen kalibrasyon verileri ile uyumlu olduğu Şekil 8 sağ panelde görülmektedir. Sağ panelde görülen ufak farklılıklar; SBIG STL-1001E dedektörünün fabrika ölçüm şartlarının ve ölçüm adımlarının kaç nm'de bir yapıldığının tam olarak bilinmemesinden kaynaklı olduğu düşünülmektedir. Gelecek ölçümler için ölçüm adımlarının da küçültülmesi düşünülmektedir.

Bu sonuçla beraber laboratuvarımız; Silikon tabanlı CCD'ler için test ve kalibrasyon ölçümleri yapabileceği anlamını taşımaktadır. Aynı zamanda belirli periyotlar ile bu ölçümler tekrarlanarak CCD'de zamana bağlı yıpranmaların da tespiti yapılabilecektir. Ayrıca ileriki yıllarda AR-GE çalışmaları yapılabilecek yeni nesil odak düzlemi aygıtlarının da dedektör parametrelerinin elde edilebileceği düşüncesine de yaklaşılmıştır.

9 Filtrelerin Geçirgenlik Ölçüm Sonuçları ile Fabrika Çıkışı Geçirgenlik Ölçüm Sonuçlarının Kıyaslanması

Geçirgenlik ölçüm sonucu Şekil 7 sol üst panelde verilen dar bant filtre için fabrika çıkışı maksimum geçirgenlik dalgaboyu 652 nm'dir. Geçirgenlik ölçümü sonucunda ise maksimum geçirgenlik dalgaboyu 651,8 nm olarak ölçülmüştür.

Newport firmasından alınan ve ölçüm sonuçları Şekil 7 sol üst panel dışındaki panellerde verilen filtreler sırası ile 600 nm, 650 nm, 700 nm, 750 nm ve 800 nm dalgaboyu sonrasında kesme dalgaboyu olarak adlandırılan türdeki filtrelerdir. Bu tür filtreler, belirtilen kesme dalgaboyundan sonra fotonları geçirmezler. Ölçüm sonuçlarının fabrika çıkışında verilen kesme dalgaboyu büyüklükleri ile uyumlu olduğu görülmektedir.

Teşekkür

Bu çalışma 2016K121370 numaralı proje ile T.C. Cumhurbaşkanlığı Strateji ve Bütçe Başkanlığı tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

Holland S., Groom D., Palaio N., Stover R., Wei M., "Fully-Depleted, Back-Illuminated Charge-Coupled Devices Fabricated on High-

Resistivity Silicon", IEEE Trans. Electron Dev. **50** (2003) 225-238






Howell, S., Handbook of CCD Astronomy, Cambridge University Press (2012).

Lesser, M., "A Summary of Charge-Coupled Devices for Astronomy", Publications of the Astronomical Society of the Pacific **127** (2015) 1097

Access:

M23-0372: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Evrişimli Sinir Ağlarıyla Galaksilerin Sınıflandırılması

E. Kaan Ülgen^{1,2} *, Sinan Aliş^{3,4} , F. Korhan Yelkenci³ , Oğuzhan Çakır^{5,6,7} ,
Süleyman Fişek^{3,4} 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, 34116, İstanbul, Türkiye

² Huawei Türkiye, Ar-Ge Merkezi, 34768, İstanbul, Türkiye

³ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34116, İstanbul, Türkiye

⁴ İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, 34116, İstanbul, Türkiye

⁵ School of Mathematical and Physical Sciences, Macquarie University, NSW 2109, Australia

⁶ Astronomy, Astrophysics and Astrophotonics Research Centre, Macquarie University, Sydney, NSW 2109, Australia

⁷ ARC Centre of Excellence for All Sky Astrophysics in 3 Dimensions (ASTRO 3D), Australia

Accepted: December 17, 2022. Revised: December 17, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Galaksilerin sınıflandırılması, onların oluşumlarını ve evrimlerini anlamak için atılan önemli bir adımdır. Son 20 yılda artan gökyüzü taramalarında elde edilen görüntülerdeki galaksilerin gözle sınıflandırılması neredeyse imkansız hale gelmiştir. Bu problem günümüzde parametre uzayında makine öğrenmesi, görüntü uzayında ise derin öğrenme yöntemleri ile kısmen çözülmektedir. Bu çalışmada, evrişimli sinir ağları (ing. convolutional neural network - CNN) kullanılarak galaksiler sınıflandırılmıştır. Çalışmada kullanılan model, Galaxy Zoo-2 projesi kapsamında etiketlenmiş galaksilerin hem SDSS hem de DECaLS gökyüzü taramaları kapsamında elde edilen görüntüleri ile eğitilmiştir. Altı sınıf için SDSS verileri ile eğittiğimiz modelin doğruluk oranı %84 olarak elde edilirken, aynı galaksilerin DECaLS görüntülerini kullanarak eğittiğimiz modelin doğruluk oranı ise %87 olarak bulunmuştur.

Abstract

The classification of galaxies is a critical step in understanding their formation and evolution. The images obtained by the imaging surveys have been tremendously increased over the past 20 years. Thus, it nearly became difficult to classify galaxies visually. Today, machine learning in parameter space and deep learning in pixel space help to partially overcome this challenge. In this study, convolutional neural networks (CNN) were used to classify galaxies. The model employed in the study was trained using images of both SDSS and DECaLS surveys which have been labelled from the Galaxy Zoo-2 project. The model we trained for six classes using DECaLS images revealed an accuracy of 87% while the model trained using SDSS images of the same galaxies resulted an accuracy of 84%.

Anahtar Kelimeler: deep learning – Galaxy Morphology – Convolutional Neural Networks – Artificial Neural Network

1 Giriş

Galaksilerin anlaşılmasına yönelik adımlar 1920'lerde Edwin Hubble'in öncü çalışmaları ile başlamıştır (Hubble 1926). Başlangıçta galaksiler, görünümüne göre sınıflandırılmaktaydı. Hubble tarafından geliştirilen, "çatal diyagramı" olarak da bilinen morfolojik sınıflandırma (Hubble 1936) birçok bakımdan günümüzde geçerliliğini korumaktadır. Hubble sınıflandırmasında dört ana galaksi türü bulunmaktadır: eliptik, merceksi, spiral ve düzensiz. Hubble sınıflandırması dışında başka galaksi sınıflandırma yöntemleri ve yaklaşımları da geliştirilmiştir. De Vaucouleurs, DDO ve Yerkes bu sınıflandırma yöntemlerinden bazılarıdır. Hubble sınıflamasındaki eliptik ve merceksi galaksilere "erken tip", spiral ve düzensiz galaksilere de "geç tip" galaksi denilmektedir.

Galaksilerin morfolojileri ile fotometrik ve tayfsal özellikleri buldukları ortama yakından ilişkilidir (Dressler 1980; Butcher & Oemler 1978, 1984). Bu ilişkilerin anlaşılması galaksi evrimi çalışmalarının en önemli amaçlarından biridir (Conselice 2006). Galaksilerin morfolojilerinin belirlenmesi çok önemli bir bilgi

sağlasa da, uzak galaksilerin morfolojilerinin belirlenmesi çok güçtür. Galaksinin rengi ile morfolojisinin ait olduğu tip arasında güçlü bir ilişki bulunmaktadır (Strateva ve diğ. 2001; Baldry ve diğ. 2004). Erken tip galaksiler daha kırmızı görünürken, geç tip galaksiler mavi baskın renklere sahiptir. Bu durum temelde galaksilerin sahip oldukları gaz içerik ve yıldız popülasyonları ile bağlantılıdır.

Sloan Sayısal Gökyüzü Taraması (Sloan Digital Sky Survey, SDSS) ile başka bir seviyeye çıkan gökyüzü taramalarında milyonlarca galaksi belirlenmekte ve çok bantta görüntülenebilmektedir. Bu veritabanlarındaki galaksilerin morfolojilerinin geleneksel yöntemlerle belirlenmesi imkansızdır ve bu durum her geçen gün daha da imkansız hale gelmektedir.

Yalnızca SDSS taramasında birkaç yüz milyon galaksi görüntülenmiştir (Blanton ve diğ. 2017). Bu galaksilerin geleneksel yöntemlerle sınıflanamamasının temel nedeni yeterli zaman ve insan kaynağının olmamasıdır. Ayrıca, yapılacak sınıflama özellikle uzak galaksiler için büyük yanlışlık da içerebilir.

İnsan kaynağı probleminin aşılabilmesi için SDSS ile görüntülenen galaksiler Galaxy Zoo (GZ) projesi kapsamında "halk bilim" etkinliğiyle sınıflandırıldı (Lintott ve diğ. 2011;

* k.ulgen90@gmail.com

Çizelge 1. Herbir galaksi sınıfı için veri setindeki galaksi sayısı.

Sınıf (morfoloji)	Galaksi Sayısı
Pürüzsüz tam yuvarlak galaksi	2000
Pürüzsüz tam yuvarlak olmayan galaksi	2000
Pürüzsüz basık (puro şeklinde) galaksi	2000
Çubuklu spiral galaksi	2000
Çubuksuz spiral galaksi	1795
Etkileşen galaksiler	522

Willett ve diğ. 2013). Galaxy Zoo projesinde galaksiler, sayıları yüzbine yaklaşan gönüllüler tarafından incelenerek, uzmanların hazırladığı rehber ve yönlendirmeler ışığında sınıflandırıldı. Bu haliyle bile iki yıl süren ilk çalışmanın (GZ1) sonunda 900.000 galaksi sınıflandırılabilir. Yeni nesil gökyüzü taramalarında elde edilecek görüntülerle halk bilim yaklaşımlarının da uygulanabilirlik sınırlarına ulaşılmaktadır. Örneğin Euclid ve LSST gibi projeler kapsamında gözlenecek galaksileri Galaxy Zoo projesinde olduğu gibi sınıflandırabilmemiz için yaklaşık yüz yıla ihtiyaç duyulduğu tahmin edilmektedir.

Son yıllarda, makine öğrenmesi ve derin öğrenme teknikleri astronomi çalışmalarında başarılı bir şekilde uygulanmıştır. Derin öğrenme algoritmaları, özellikle bilgisayarlı görüş çalışmalarında önemli başarılar imza atmıştır. Piksel düzeyinde en anlamlı öz nitelikleri öğrenmek için, derin öğrenme algoritmalarının biri olan evrişimli sinir ağları (convolution neural network, CNN) en yaygın kullanılan yöntemlerden biridir. Evrişimli sinir ağları yöntemi, beynin görsel korteksi üzerine yapılan çalışmalar sonucunda ortaya çıkmıştır. Günümüzde CNN'ler, nesne tanıma, görüntü sınıflandırma, otomatik video sınıflandırma, ses tanıma ve doğal dil işleme gibi birçok çalışma alanında başarılı bir şekilde kullanılmaktadırlar. Galaksi morfolojileri alanında da CNN'lerin yaygın bir şekilde kullanılması şaşırtıcı değildir (Dieleman ve diğ. 2015; Huertas-Company ve diğ. 2015; Domínguez Sánchez ve diğ. 2018; Ghosh ve diğ. 2020; Goddard & Shamir 2020; Tadaki ve diğ. 2020; Vega-Ferrero ve diğ. 2021; Cheng ve diğ. 2021; Bom ve diğ. 2021; Walmsley ve diğ. 2022; Varma ve diğ. 2022).

Bu çalışmada iki ayrı gökyüzü tarama projesinden elde edilen görüntüler, daha önce Galaxy Zoo projesi kapsamında yapılan sınıflandırmalar temel alınarak, CNN yöntemiyle sınıflandırılmıştır. §2'de çalışmada kullanılan veri setleri ve uygulanan yöntemi, §3'te de ise uygulanan CNN modeli ile elde edilen sınıflama sonuçları verilmektedir.

2 Veriler ve Yöntem

Galaksilerin morfolojilerini CNN kullanarak belirleyebilmemiz için sınıflaması önceden yapılmış bir veri setinin temel alınması ve bu verilerdeki etiketin kullanılmasına ihtiyaç duyulmaktadır. Etiket terimi makine öğrenmesi yöntemlerinde sınıflama yapılmak istenen cismin (burada galaksi) hangi sınıfa ait olduğunu belirtir. Bu çalışmada, CNN modelinin eğitilmesi amacıyla Galaxy Zoo 2 projesi (Willett ve diğ. 2013) kapsamında etiketlenmiş galaksiler kullanılmıştır.

2.1 Galaxy Zoo-2 Kataloğu

GZ projesi, SDSS kapsamında görüntülenen galaksilerin sayıları yüzbinde bulan kişiler tarafından morfolojik olarak sınıflandırılmasına dayanmaktadır. GZ'nin çeşitli alt projeleri

olmakla birlikte, iki büyük versiyonu bulunmaktadır. GZ1 projesinde 2007-2009 yılları arasında 900.000 galaksi sınıflanmıştır (Lintott ve diğ. 2011), devamında yürütülen GZ2 projesinde ise yaklaşık 300.000 galaksi sınıflandırılabilmiştir (Willett ve diğ. 2013). GZ2'de daha az galaksi sınıflandırılabilmesinin nedeni, ikinci projede sınıflama yapanlara çok daha fazla soru sorularak galaksilerin daha ayrıntılı sınıflandırılmasının hedeflenmiş olmasıdır. GZ1'de galaksiler, temelde, erken ve geç tip olmak üzere iki sınıfa ayrılırken, GZ2'de 11 sınıf tanımlanmıştır.

Bu çalışmada, evrişimli sinir ağları yönteminin uygulanması için GZ2 kataloğundan yararlanılmıştır. GZ2 kataloğunda yer alan galaksilerin parlaklık limiti $r < 17$ ve buna bağlı olarak tayfsal kırmızı kaymaları da $z_s < 0.25$ 'den küçüktür. GZ2 projesi kapsamında gönüllülere 37 sorudan oluşan ve toplam 11 sınıfı kapsayan sorular sorulmuştur. Willett ve diğ. (2013) tarafından verilen GZ2 kataloğu daha sonra Hart ve diğ. (2016) tarafından gözden geçirilerek olası yanlışlıklar giderilmiştir.

Çalışmamız için seçtiğimiz sınıflar şu şekildedir: pürüzsüz tam yuvarlak galaksi (smooth, completely round), pürüzsüz tam yuvarlak olmayan galaksi (smooth, in-between round), pürüzsüz basık (puro şeklinde) galaksi (smooth, cigar shaped), çubuklu spiral galaksi (barred spiral), çubuksuz spiral galaksi (unbarred spiral) ve etkileşen galaksiler (merger). Galaksiler seçilirken, en az 15 GZ kullanıcısı tarafından sınıflama yapılan ve verilen yanıtların %70 oranda tutarlı olduğu cisimler seçilmiştir.

2.2 SDSS ve DECaLS Görüntüleri

CNN yöntemiyle sınıflandırılan galaksilere ait görüntüler SDSS ve DECaLS tarama projelerinden alınmıştır.

SDSS, 2000 yılında başlamış ve halen devam eden bir gökyüzü tarama projesidir (York ve diğ. 2000). New Mexico (ABD)'de bulunan 2.5 m'lik bir teleskopla hem çok-bant görüntüleme (u, g, r, i, z) yapılmakta hem de tayf alınmaktadır (Gunn ve diğ. 2006). En son veri sürümü DR17 yayındadır ve şimdiye kadar bir trilyondan fazla cisim kataloglanmıştır. Bu cisimlerin yaklaşık üç milyununun da tayfları alınabilmiştir (Abdurro'uf ve diğ. 2022).

DECaLS (Dark Energy Camera Legacy Survey) ise DESI (Dark Energy Spectroscopic Instrument) projesinin 1/3'ünü içeren bir alanda yürütülen bir görüntüleme projesidir (Dey ve diğ. 2019). DECaLS gözlemleri 4 m'lik Blanco teleskobu tarafından gerçekleştirilmiştir. GZ2 kataloğundaki galaksiler DECaLS'in de tarama alanına düşmektedir.

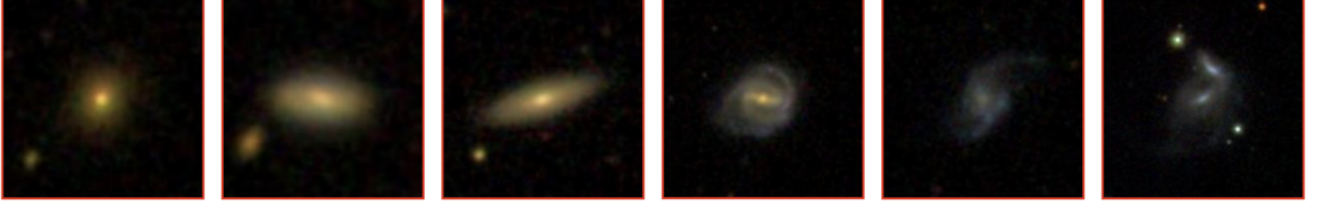
Böylece, çalışmada aynı galaksilerin Sloan (2.5 m) ve Blanco (4 m) teleskopları ile elde edilen görüntülerinin kullanılması ve sonuçların karşılaştırılması mümkün olmuştur.

Seçilen galaksilerin "true-color" (RGB) görüntüleri, hem SDSS hem de DECaLS projelerinin sağlamış olduğu çevrim-içi platformlar üzerinden indirilmiştir. Her iki platformdan da görüntüler 69x69 piksel boyutlarında üretilmiştir. Bu galaksi morfolojilerine ait örnek görüntüler Şekil 1'de gösterilmiştir.

2.3 Evrişimli Sinir Ağının Uygulanması

CNN uygulaması için veri setinin dengeli olması önemlidir. Yaklaşık 240.000 galaksi içeren Hart ve diğ. (2016) kataloğundan, §2.1'de belirtilen altı sınıf için galaksi seçilmiştir. Yukarıda belirtilen kriterleri sağlayan galaksilerden her bir sınıf için 2000 galaksiyi rastgele seçildi. Ancak Çizelge 1'de verilen sınıflardan çubuksuz spiraller ve etkileşen sınıflarına ait galaksi sayısı uygulanan tutarlılık kriterinden sonra 2000'in

SDSS



Completely Round Smooth

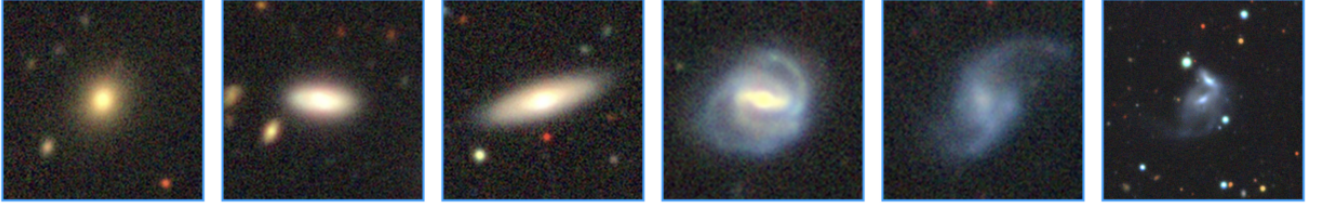
In-between Round Smooth

Cigar Shaped Round Smooth

Barred Spiral

Unbarred Spiral

Merger



DECaLS

Şekil 1. Çalışmada kullanılan galaksilerin Çizelge 1'de verilen sınıfları için örnek görüntüleri. Aynı galaksilerin görüntüleri SDSS (üst sıra) ve DECaLS (alt sıra) için ayrı ayrı verilmektedir.

altına düşmüştür. Bu galaksiler olduğu gibi listeye eklendi. Bu şekilde bazı galaksi morfolojilerinin model tarafından ezberlenmesinin önüne geçilmiş oldu. Çizelge 1'de her bir sınıfa ait galaksi sayıları verilmektedir. Kullanılan galaksi sayısı toplam 10317'dir. Bu galaksilerin yaklaşık %70'i modelin eğitimi için, %30'u ise modelin testi için kullanılmıştır.

Evrışimli sinir ağları, yapay sinir ağlarının bir alt mimarisidir. Tarihsel olarak beynin görsel korteksiyle ilgili yapılan araştırmalar sırasında ortaya çıkmıştır. Günümüzde bilgisayarlı görü alanında başarılı sonuçlar elde etmesinden dolayı yaygın biçimde kullanılmaktadır. Derin öğrenme alanında evrişim yaklaşımını ilk kez kullanan **LeCun ve diğ. (1998)**'dir. Ekip, bu çalışma kapsamında posta numaraları ve banka çekleri üzerine yazılmış sayıların tanımlanması için geliştirdikleri evrişim yaklaşımını içeren LeNet-5 mimarisini yayınlamışlardır. Literatürde farklı evrişimli sinir ağları mimarileri mevcuttur. En bilinenleri LeNet-5, AlexNet, GoogleNet, VGG-16, Res-Net ve Xception'dır.

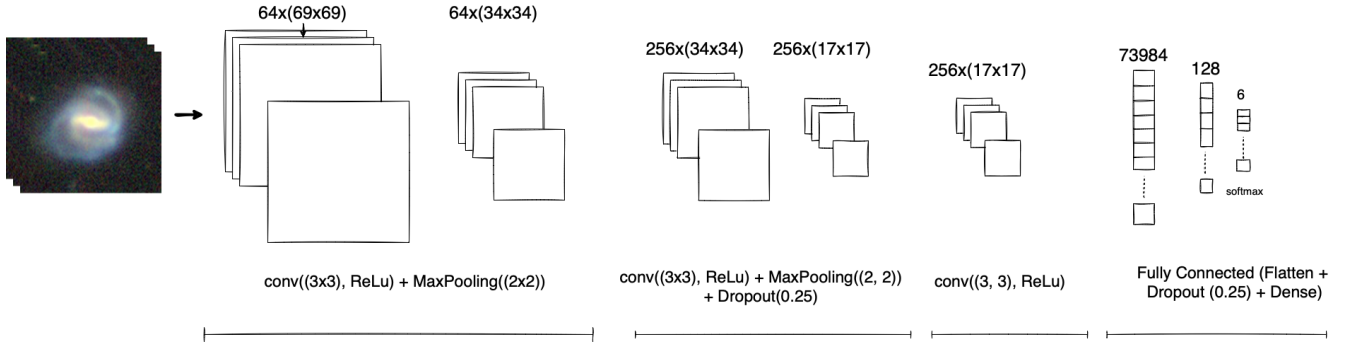
Geleneksel CNN mimarisi evrişim (convolution) katmanı, ortaklama (pooling) katmanı ve tam bağlantı (fully connected) katmanına sahiptir. İsminden anlaşılacağı üzere CNN'in en önemli yapı taşı evrişim katmanıdır. Evrişim katmanı, görüntülerdeki öz nitelikleri farklı filtreler kullanarak belirlemeye çalışır. İlk evrişim katmanındaki nöronlar giriş katmanında verilen her piksel ile bağlantılı değildir. Sadece alıcı alanlardaki piksellere bağlıdır. İkinci katmandaki her bir nöron ise sadece birinci katmandaki küçük bir bölge ile bağlantılıdır. Bu yaklaşım tarzı, ağın öncelikle birinci katman üzerindeki alt seviyeli öz niteliklere odaklanmasını daha sonra mevcut olan katmanda daha yüksek seviyeli öz nitelikler halinde birleştirmesine izin verir. Bu hiyerarşik yapı, CNN'lerin görüntü tanımda yüksek başarımlerinin temel sebebidir. Evrişim katmanından sonra hesaplama maliyetini ve bellek kullanımını düşürmek ve aşırı öğrenme riskini azaltmak amacıyla boyut düşürme işlemini gerçekleştiren ortaklama katmanı vardır. Ortaklama

katmanının genel olarak üç türü vardır: maksimum ortaklama, ortalama ortaklama ve L2-norm ortaklamadır. Ortaklama katmanından sonra incelenen öz niteliklerin tek boyutlu bir vektör haline getirildiği düzleştirme (flatten) işlemi gelir. Bunun sebebi, tek boyutlu vektöre dönüşmüş olan girdinin yapay sinir ağına eklenecek olmasıdır. Bu aşamadan sonra tam bağlantı katmanı gelmektedir ve bu katman sınıflandırma işlemini gerçekleştirmek için kullanılır.

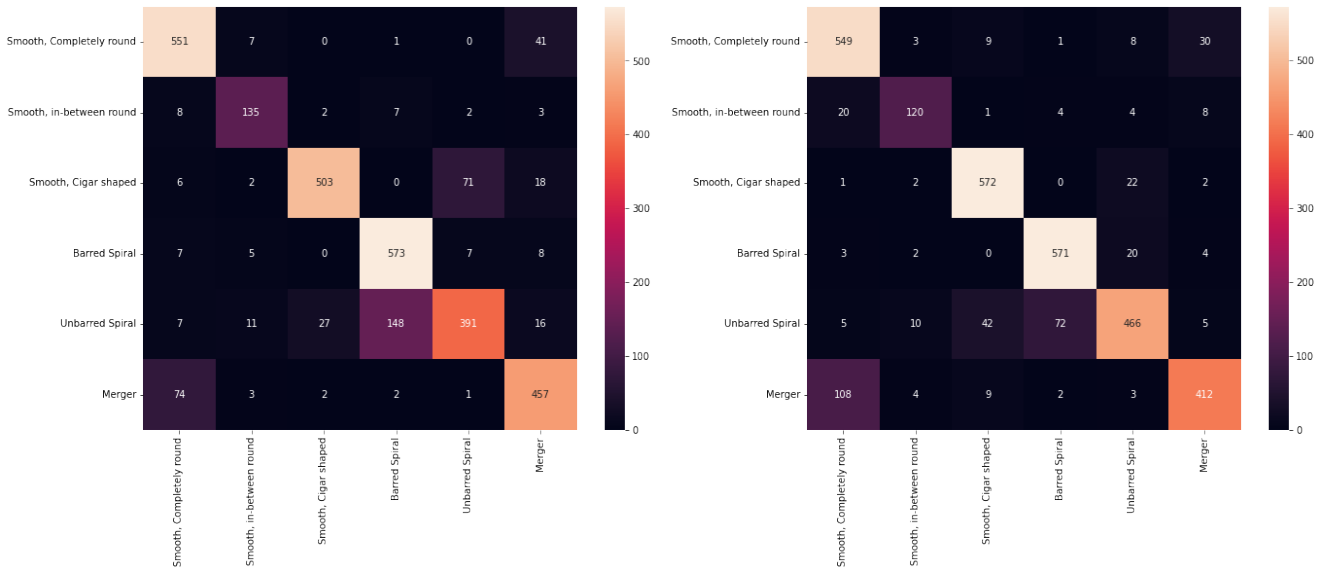
Bu çalışma kapsamında kullandığımız CNN modelinin mimarisi Şekil 2'de gösterilmiştir. Evrişim katmanlarında aktivasyon fonksiyonu olarak ReLU kullanılmıştır. Ortaklama katmanlarında, maksimum ortaklama tercih edilmiştir. Modelimizde iki aşamada seyreltme (drop-out) katmanı kullanılmıştır. Bu sayede belirtilen orandaki girdiyi sıfıra eşitleyerek modelin veriye aşırı uyum sağlamasının (overfitting) önüne geçilmiştir. Görüntüleri altı galaksi sınıfına ayıracağımız için son katmanda softmax aktivasyon fonksiyonu kullanılmıştır.

3 Sonuçlar

Bu çalışmada CNN kullanılarak galaksiler sınıflandırılmıştır. GZ2 projesi kapsamında incelenen galaksilerin hem SDSS hem de DECaLS görüntüleri modelimizin eğitiminde kullanılmıştır. İki veri seti için de aynı CNN mimarisi kullanılmıştır. Bu şekilde farklı teleskoplarla gözlenen aynı galaksilerin model sonuçları üzerine etkileri incelenmiştir. SDSS verileri ile eğittiğimiz modelin doğruluk oranı %84 iken aynı galaksilerin DECaLS görüntülerini kullanarak eğittiğimiz modelin doğruluk oranında %87 olarak hesaplanmıştır. İncelenen sınıfların veri kümesi içerisinde dengeli bir şekilde dağıldıkları durumlarda sadece doğruluk metriği başarımleri ölçütü olarak rahatlıkla kullanılabilir. Bu çalışma kapsamında dengeli bir veri seti oluşturulmaya çalışıldı ancak kriterleri sağlayan etkileşen galaksi sayısı diğer sınıflara göre daha az kullanılabildi. Bu sebeple sadece doğruluk



Şekil 2. Çalışmada uygulanan evrişimli sinir ağının mimarisi.



Şekil 3. SDSS (sol) ve DECaLS (sağ) veri setleri için CNN modelinin karmaşıklık matrisi.

Çizelge 2. Bu çalışma kapsamında elde edilen model başarımları sonuçları.

Galaksi Morfolojisi	Kesinlik	Yakalama	F1-Skoru
Veri Seti: SDSS			
Pürüzsüz tam yuvarlak	0.80	0.92	0.85
Pürüzsüz tam yuvarlak olmayan	0.85	0.76	0.81
Pürüzsüz basık (puro şeklinde)	0.90	0.95	0.93
Çubuklu spiral	0.88	0.95	0.91
Çubuksuz spiral	0.89	0.78	0.83
Etkileşen	0.89	0.77	0.82
Veri Seti: DECaLS			
Pürüzsüz tam yuvarlak	0.84	0.92	0.88
Pürüzsüz tam yuvarlak olmayan	0.83	0.86	0.84
Pürüzsüz basık (puro şeklinde)	0.94	0.84	0.89
Çubuklu spiral	0.78	0.95	0.86
Çubuksuz spiral	0.83	0.65	0.73
Etkileşen	0.84	0.85	0.84

metriği değil, aynı zamanda kesinlik, yakalama ve F1 değeri gibi diğer başarı ölçüm metrikleri de dikkate alındı. Çizelge 2'de iki farklı veri seti için kullandığımız CNN modelimizin

sonuçları sunulmaktadır. Elde ettiğimiz sonuçlar ayrıca Şekil 3'te karmaşıklık matrisi olarak da sunulmaktadır.

Aynı CNN mimarisini kullanarak aynı galaksilerin farklı teleskop ve detektörler ile elde edilen görüntüleri sınıflandırılmış ve oldukça yakın sonuçlar elde edilmiştir. Her ne kadar ayna çapı olarak 2.5 m ile 4 m arasında çok büyük bir fark olmasa da, her iki tarama projesinin nihai görüntü çözünürlüğü birbirine çok yakındır. DECaLS görüntülerinin nihai görüntü kalitesi (ing. delivered image quality – DIQ) g , r ve z bantları için SDSS'e ait olan değerlere çok yakındır [Dey ve diğ. \(2019\)](#). Çalışmamız, benzer görüntü kalitesi söz konusu olduğunda, derin öğrenme ile benzer sonuçlara ulaşılabilirdiğini göstermektedir.

Kaynaklar











- Abdurro'uf ve diğ., 2022, [ApJS](#), 259, 35
 Baldry I. K., Glazebrook K., Brinkmann J., et al. 2004, [ApJ](#), 600, 681
 Blanton M. R., ve diğ., 2017, [AJ](#), 154, 28
 Bom C. R., ve diğ., 2021, [MNRAS](#), 507, 1937
 Butcher H., Oemler A. J., 1978, [ApJ](#), 226, 559
 Butcher H., Oemler A. J., 1984, [ApJ](#), 285, 426
 Cheng T.-Y., ve diğ., 2021, [MNRAS](#), 507, 4425
 Conselice C. J., 2006, [MNRAS](#), 373, 1389
 Dey A., ve diğ., 2019, [AJ](#), 157, 168

- Dieleman S., Willett K. W., Dambre J., 2015, *MNRAS*, 450, 1441
Domínguez Sánchez H., Huertas-Company M., Bernardi M., Tuccillo D., Fischer J. L., 2018, *MNRAS*, 476, 3661
Dressler A., 1980, *ApJ*, 236, 351
Ghosh A., Urry C. M., Wang Z., Schawinski K., Turp D., Powell M. C., 2020, *ApJ*, 895, 112
Goddard H., Shamir L., 2020, *ApJS*, 251, 28
Gunn J. E., ve diğ., 2006, *AJ*, 131, 2332
Hart R. E., ve diğ., 2016, *MNRAS*, 461, 3663
Hubble E. P., 1926, *ApJ*, 64, 321
Hubble E. P., 1936, *Realm of the Nebulae*. New Haven: Yale University Press
Huertas-Company M., ve diğ., 2015, *ApJS*, 221, 8
LeCun Y., Bottou L., Bengio Y., Haffner P., 1998, in *Proceedings of the IEEE*. pp 2278–2324, <http://citeseerx.ist.psu.edu/viewdoc/summary?doi=10.1.1.42.7665>
Lintott C., ve diğ., 2011, *MNRAS*, 410, 166
Strateva I., ve diğ., 2001, *AJ*, 122, 1861
Tadaki K.-i., Iye M., Fukumoto H., Hayashi M., Rusu C. E., Shimakawa R., Tosaki T., 2020, *MNRAS*, 496, 4276
Varma S., ve diğ., 2022, *MNRAS*, 509, 2654
Vega-Ferrero J., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 506, 1927
Walmsley M., ve diğ., 2022, *MNRAS*, 509, 3966
Willett K. W., ve diğ., 2013, *MNRAS*, 435, 2835
York D. G., ve diğ., 2000, *AJ*, 120, 1579

Access:

M23-0382: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve Odak Düzlemi Aletleri

Onur Yörükoğlu^{1,2} *, Hakan Volkan Şenavcı^{1,2} , Mesut Yılmaz^{1,2} ,
Selim Osman Selam^{1,2} , Özgür Baştürk^{1,2} , Tolgahan Kılıçoğlu^{1,2} ,
İbrahim Özavcı^{1,2} , Ekrem Murat Esmer^{1,2} , Engin Bahar^{1,2} ,
Selçuk Yalçınkaya^{1,2} 

¹ Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, 06100, Ankara, Türkiye

² Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi, İncek Bulvarı, 06837, Ahlatlıbel, Ankara, Türkiye

Accepted: December 14, 2022. Revised: December 11, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, Ankara Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri (BAP) kapsamında Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'ne kazandırılan Ritchey-Chrétien optik tasarıma ve Nasmyth odak sistemine sahip T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ile odak düzlemi aletlerinin teknik özellikleri verildi. Gerçekleştirilen test gözlemleri yardımıyla sistemin tayfsal ve fotometrik gözlem performansına yönelik belirlenen parametreler (limit parlaklık, takip ve hizalama hassasiyeti, çözünürlük gibi) ile birlikte yapılan gözlemlerden elde edilen bazı bilimsel sonuçlar sunuldu.

Abstract

We present the technical specifications of the 80 cm T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Telescope of Ankara University Kreiken Observatory and the focal plane instruments installed at its Nasmyth foci, which were all funded by the Ankara University Coordination Office for Scientific Research Projects (BAP) within this contribution. We also provide observational properties, such as brightness limits, tracking and pointing accuracy and precision, spectral and angular resolution, based on the photometric and spectroscopic test observations.

Anahtar Kelimeler: instrumentation: spectrographs – techniques: photometric – techniques: spectroscopic – telescopes

1 Giriş

Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde kullanılmak üzere, Ankara Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri (BAP) kapsamında 18A0759001 numaralı proje desteği ile satın alınan ve rasathane yerleşkesi içerisinde kurulumu tamamlanan T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu (Şekil 1), Avusturya'da bulunan ASA Astrosysteme GmbH tarafından üretilmiştir. Teleskop Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'ne 2019 yılı Ağustos ayında ulaşıp ve kurulumu gerçekleştirilmiştir. Teleskobun modeli ASA AZ800'dür. T80 Teleskobu 800 mm çapında birincil aynaya, Ritchey-Chrétien optik tasarıma ve Nasmyth odağa sahip bir teleskoptur. Odak oranı f/7 olan teleskop, 5600 mm odak uzunluğuna sahiptir.

Ritchey-Chrétien tasarımına sahip T80 Teleskobunun birincil ve ikincil aynaları hiperbolik yapıdadır. Ritchey-Chrétien optik tasarımına uygun olarak tasarlanan birincil ve ikincil aynalar, ASA firmasının optik üretim fabrikasında üretilmiş olup, aynaların yapımında kullanılan ana malzeme kaynaşık silika, bir diğer adı ile kuvarsdır. Kullanılan kuvars türü JGS2'dir. Büyük teleskop aynalarında, artık genellikle kuvars malzemesi kullanılmaktadır çünkü kuvars malzemesinden yapılan aynalar muadillerine göre daha hafif olmaktadır. Bu malzemenin seçimindeki bir diğer önemli etken ise, malzemenin ısıl genleşme değişimlerinin oldukça düşük olmasıdır.

* oyurukoglu@ankara.edu.tr

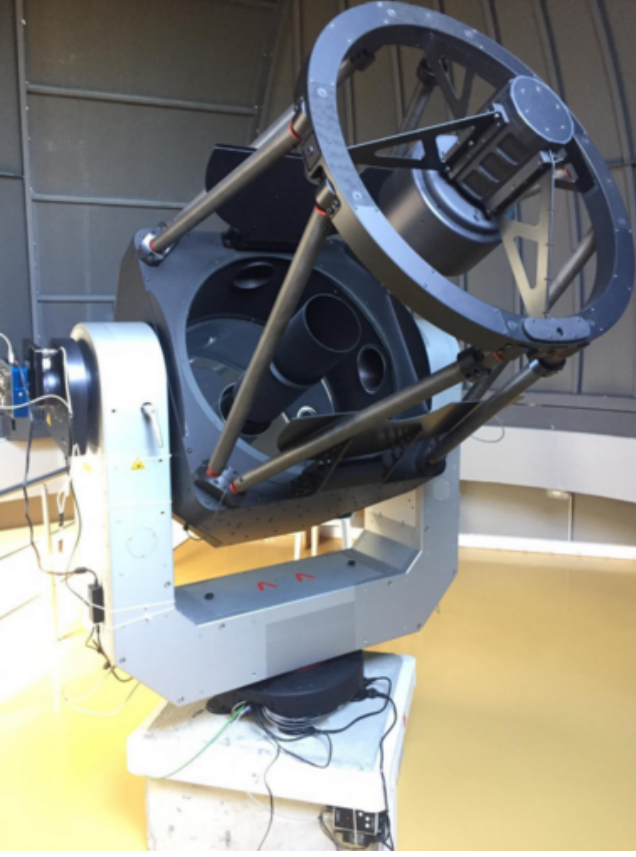
2 Teleskobun Bazı Özellikleri

2.1 Teleskobun Odak Düzlemleri

T80 Teleskobu, Nasmyth odağa sahip bir teleskoptur. Teleskobun 45° açı ile yerleştirilen düz üçüncül aynası sayesinde ışık iki farklı odak yoluna taşınabilmektedir. T80 Teleskobu, teleskobu tutan çatal kollar üzerinde bulunan ve bir odakta fotometrik gözlemler, diğer odakta ise tayfsal gözlemler yapılabilen iki odak düzlemine sahiptir. Fotometrik gözlemler için kullanılan odak düzleminde CCD kamera ve filtre tekerleği ve alan dönmesi düzeltici, tayfsal gözlemler için kullanılan odak düzleminde ise ışığı tayfçekere yönlendiren FIGU (Fiber Injection Guiding Unit) birimi bulunmaktadır.

T80 Teleskobu'na bağlı olan tayfçekerin iki farklı çözünürlük seçeneği bulunmaktadır. İki farklı amaç için, iki farklı FIGU cihazı vardır. Bu iki adet FIGU'dan birisi 105 μm çapında, diğeri ise 50 μm çapında bir açıklığa sahiptir. Yapılacak olan gözlemin amacına göre, teleskobun odak yolundaki FIGU ve ona bağlı fiber kablolar uygun şekilde takılmalıdır. 105 μm çapında açıklığa sahip FIGU ile düşük çözünürlüklü gözlemler yapılabilirken, 50 μm çapındaki FIGU cihazı ile yüksek çözünürlüklü gözlemler yapılabilmektedir.

Fotometri odak düzleminde, teleskobun gördüğü alanı genişletmek amacıyla 0.69× odak düşürücü (focal reducer) kullanıldı ve bu sayede teleskobun odak uzunluğu 3864 mm olmuştur. Böylelikle CCD'nin gördüğü alan 11.8×11.8 olacak şekilde genişletildi. Görüntülerdeki alan dönmesini engellemek



Şekil 1. T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu.

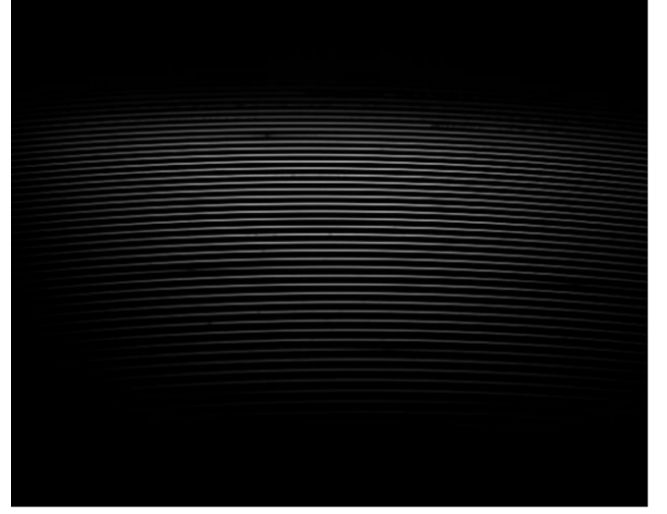
için alan dönmesi düzeltici takıldı. Bu odak düşürücü ve alan dönmesi düzeltici ASA'nın kendi üretimi olan ürünlerdir. Farklı filtrelerde fotometri yapabilmek amacı ile Optec markasının IFW filtre tekerleği kullanılmaktadır. Filtre tekerleğinde SDSS (Sloan Digital Sky Survey) u' , g' , r' , i' , z' filtreleri takılıdır. Görüntüleme için ise yüksek kuantum etkinliğine sahip Apogee ALTA U47 CCD kullanılmaktadır.

Tayfsal gözlemlerin yapıldığı odak düzleminde, Shelyak firması tarafından üretilen FIGU cihazı takılıdır. FIGU cihazı içerisinde bulunan yarıktan geçen yıldız ışığı, fiber kablolar aracılığı ile tayfçekere taşınır. Bu fiber kablolar pilyenin ortasındaki kablo kanalından alt kata indirilerek, orada bulunan tayfçekere ve kalibrasyon ünitesine bağlanmıştır. FIGU cihazının arkasına bağlanmış olan Atik 314L+ CCD kamera ile yıldızın açıklık içinde tutulması sağlanmaktadır. Işık fiber kablolar aracılığı ile tayfçekere taşınıp, tayfçekerden de geçtikten sonra, tayfın görüntülenmesi için Atik 460EX CCD kamera kullanılmaktadır.

Kullanılan tayfçeker, orta sınıf teleskoplar ile yüksek çözünürlüklü tayfsal gözlemler yapabilmek amacı ile üretilmiş olan Whopshel Tayfçekerdur. Tayfçeker, Fransa'da bulunan Shelyak Instruments firması tarafından üretilmiştir. Maksimum çözünürlük R~30000 mertebesindedir.

2.2 Teleskobun Motor Sürücülerini ve Hareket Hassasiyeti

T80 Teleskobu'nun tüm motor sürücülerini, mutlak kodlayıcılara sahip olduğundan dişlilere sahip olan teleskoplara göre oldukça hassas yönelim ve takip hareketlerine sahiptir. Teleskobun



Şekil 2. T80 Teleskobu'na bağlı Whopshel Tayfçeker ile $105\mu m$ modu kullanılarak alınmış tayf örneği.

sadece yükseklik ve azimut motorlarında değil, aynı zamanda odaklayıcı, alan dönmesi düzeltici ve ayna kapaklarında da yüksek hassasiyetli optik mutlak kodlayıcılar bulunmaktadır.

Teleskobun yönelim hareketini ve takip hareketini yapmasını sağlayan azimut ve yükseklik motor sürücüsü, maksimum 140 nm torka sahip bir tork motordur. Teleskop, bu motorlar sayesinde, $6^\circ/s$ hızında yönelim hareketi yapabilmektedir. Bu hız, kullanıcı tarafından $10^\circ/s$ 'ye kadar çıkarılabilmektedir.

T80 Teleskobu'na yapılan hassas bir pointing model sonrasında alınan görüntüler üzerinden gerekli hesaplamalar yapılarak, teleskobun takip (blind tracking, unguided tracking) ve hizalama hassasiyetleri hesaplandı. Yapılan hesaplamalara göre teleskobun takip hassasiyeti, 1200 saniye için $1''5$ RMS olarak elde edildi. Ayrıca 300 saniye poz süreli görüntüler alınarak, teleskobun takip hassasiyeti incelendi. Yapılan yeni pointing model sayesinde, teleskobun takip hassasiyeti istenilen düzeye indirildi. Oluşturulan pointing model sonrası, teleskobun takip hassasiyeti ile birlikte hizalama hassasiyeti de oldukça iyi bir seviyeye geldi. Yapılan hesaplamalar ile teleskobun hizalama hassasiyetinin gökyüzünün bazı bölgelerinde $1'$ değerinin altında kaldığı görülürken, gökyüzünün farklı noktalarından yapılan testler ile ortalama yaklaşık $1''3$ mertebesinde olduğu görüldü.

3 Yapılan Gözlemler ve Araştırma Bulguları

3.1 Tayfsal Gözlemler

T80 Teleskobuna bağlı Whopshel Tayfçeker ile alınan tayflar, kullanılabilen ilk basamak (order) 46 ve son basamak 87 olmak üzere toplam 42 adet basamaktan oluşmaktadır. Şekil 2'de görülen bu iki boyutlu örnek tayf görüntüsü $105\mu m$ modu ile alınmıştır.

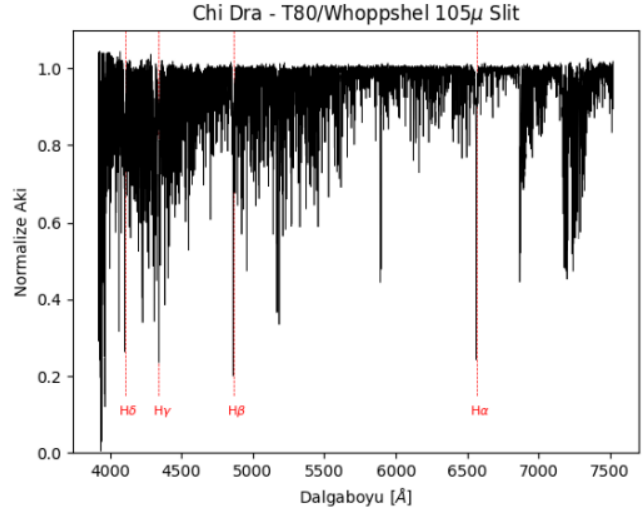
Elde edilen tayfların toplam dalgaboyu aralığı 3920\AA ile 7520\AA aralığındadır. T80 Teleskobu'na bağlı Whopshel tayfçekeri ile elde edilmiş tayfların, basamaklara göre dalgaboyu aralığı ile ilgili bazı temel bilgileri Çizelge 1'de verildi. Çizelgede verilen değerler, $50\mu m$ çapındaki yarık kullanılarak elde edilen tayflardan hesaplandı. Çizelgede görülen RMS değeri, tayfların dalgaboyu kalibrasyonu işleminin ne kadar hassas yapılabildiğinin bir göstergesidir. Ortalama RMS~0.03

Çizelge 1. 50 μm modu ile alınmış tayfların bazı özellikleri.

Basamak	RMS	Başlangıç (Å)	Bitiş (Å)	Aralık (Å)	Disp. (Å/px)
48	0.002	7038	7207	169	0.062
49	0.004	6894	7060	166	0.063
50	0.002	6756	6918	162	0.060
51	0.002	6624	6783	159	0.058
52	0.002	6496	6652	156	0.057
53	0.006	6374	6527	153	0.056
54	0.004	6256	6406	150	0.055
55	0.003	6142	6290	148	0.055
56	0.002	6033	6177	144	0.054
57	0.005	5927	6069	142	0.053
58	0.006	5825	5965	140	0.052
59	0.002	5726	5863	137	0.051
60	0.007	5631	5766	135	0.051
61	0.004	5538	5671	133	0.050
62	0.004	5449	5580	131	0.046
63	0.006	5364	5491	127	0.046
64	0.008	5280	5406	126	0.046
65	0.008	5200	5322	122	0.046
66	0.005	5122	5242	120	0.046
67	0.003	5046	5164	118	0.045
68	0.003	4972	5088	116	0.044
69	0.007	4901	5014	113	0.044
70	0.003	4832	4943	111	0.043
71	0.004	4764	4873	109	0.043
72	0.003	4698	4805	107	0.043
73	0.004	4635	4740	105	0.041
74	0.003	4573	4676	103	0.040
75	0.002	4513	4613	100	0.039
76	0.002	4454	4553	99	0.038
77	0.002	4397	4493	96	0.038
78	0.002	4342	4436	94	0.037
79	0.001	4287	4380	93	0.038
80	0.003	4235	4325	90	0.037
81	0.002	4183	4272	89	0.036
82	0.002	4134	4220	86	0.037
83	0.002	4085	4169	84	0.036

Çizelge 2. 50 μm ve 105 μm için her basamağın çözünürlük değerleri.

Basamak	50 μm	105 μm	Basamak	50 μm	105 μm
48	16944	10566	66	23974	14459
49	17818	11730	67	28809	13802
50	20488	11721	68	28580	14505
51	25112	12027	69	27344	14594
52	25530	12343	70	25390	14502
53	25384	13434	71	29476	13509
54	27140	12843	72	20677	12920
55	29344	13836	73	27761	14163
56	26364	14838	74	25333	13333
57	29552	14349	75	27161	12759
58	30195	14225	76	27587	13901
59	30143	14670	77	24860	13667
60	28245	14727	78	31587	13200
61	29009	14939	79	24156	13021
62	31493	15508	80	27296	13015
63	31032	14815	81	21143	13344
64	28496	14848	82	20922	11901
65	29375	15036	83	23283	11936

Şekil 3. χ Dra yıldızının ön indirgemesi, kalibrasyonu ve normalizasyonu yapılmış tayfı.

olarak elde edildi. Ayrıca her bir basamağın başlangıç ve bitiş dalga boyları ile birlikte, ilgili basamakların dalga boyu aralığı belirtildi. Çizelgenin son kolonunda verilen dispersiyon değeri ise, elde edilen tayfta bir piksel kaç Å düştüğünü göstermektedir. Dispersiyon, lambda (Toryum-Argon) tayfindan hesaplanmıştır. Dispersiyonu belirleyen, tayfçekerin içerisinde bulunan kırınım ağı, kolimatör ve objektif lens gibi optik elemanlardır. Verilen dalga boyu ve dispersiyon değerleri, iki farklı çözünürlükteki tayfsal mod için de yaklaşık değerlerdir.

T80 Teleskobu'na bağlı Whoppschel Tayfçekeri kullanarak iki farklı çözünürlük modu için de test gözlemleri yapılmıştır. 50 μm modu ile yüksek çözünürlüklü gözlemler yapılabilirken, 105 μm modu ile daha sönük cisimlerin gözlenebildiği ancak çözünürlüğü neredeyse yarısına düştüğü görülmektedir. Her iki mod ile yapılan gözlemler sonucunda çözünürlük değerleri hesaplanmış ve dalga boyuna göre sisteminin çözünürlüğünün nasıl değiştiği Çizelge 2'de verilmiştir. Çözünürlük değerleri hem 105 μm modu, hem de 50 μm modu ile alınan kalibrasyon görüntülerinden hesaplanmıştır. Kalibrasyon görüntülerinde, her bir basamaktan belirli salma çizgilerinin yarı yükseklikteki tam genişlik (FWHM) değeri ölçülmüş ve her basamak için ortalama FWHM değeri belirlenmiştir. Elde edilen bu değer, ilgili basamak için $\Delta\lambda$ değeri olarak kabul edilebilir. Her basamağın merkezi dalga boyu ise λ olarak kullanılmış ve çözünürlük değeri hesaplanmıştır.

Şekil 3'te görülen χ Dra yıldızına ait tayf, 105 μm yani düşük çözünürlüklü mod kullanılarak alınmıştır. T80 Teleskobu'na bağlı olan Whoppschel tayfçekeri ile alınan tayflarda, $H\alpha$ çizgisi 52, $H\beta$ çizgisi 70, $H\gamma$ çizgisi 79 ve $H\delta$ çizgisi ise 83. basamakta görülmektedir.

T80 Teleskobu ve ona bağlı Whoppschel tayfçekeri ile ileride yapılacak gözlemlere ve projelere referans olması açısından, farklı parlaklıklardan yıldızlar gözlenerek, parlaklığa karşılık elde edilen sinyal/gürültü (SNR) değerleri incelenmiştir. Seçilen farklı parlaklıklardaki yıldızlar, yakın tayf türünden olup, aynı çalışma farklı tayf türleri ile de gerçekleştirilmiştir. Bu çalışma ile tayfçekere bağlı CCD kameranın yanıtının doğrusal olup olmadığı da ortaya çıkarılmıştır.

Amaca göre, farklı parlaklıklardan ve farklı tayf türlerinden,

Çizelge 3. 105 μm modunda gözlenen A0-A5 tayf türü aralığındaki cisimler ve SNR ölçümlerinden elde edilen sonuçlar

Yıldız	Parlaklık	SNR (1800 s)
HD90470	6.00	357.12
HD63630	6.50	238.45
HD76461	6.98	166.48
HD112623	7.50	99.24
HD92939	9.00	43.70
BD+37 211	9.97	37.72

Çizelge 4. 50 μm modunda gözlenen A0-A5 tayf türü aralığındaki cisimler ve SNR ölçümlerinden elde edilen sonuçlar

Yıldız	Parlaklık	SNR (1800s)
HD90470	6.00	135.23
HD63630	6.50	94.44
HD76461	6.98	84.01
HD112623	7.50	41.52
HD92939	9.00	26.77

kısa zaman aralığında ışık değişimi göstermeyen cisimler belirlendi ve gözlemleri yapıldı. Gözlemler için A0-A5, G0-G5 ve K0-K5 tayf türü aralığından yıldızlar seçildi. A0-A5 tayf türünden yıldızlar ve yaklaşık aynı zenit uzaklıklarından yapılan gözlemlerinden elde edilen sonuçlar 105 μm için (Çizelge 3) ve 50 μm için (Çizelge 4) ayrı ayrı verilmiştir.

Yapılan gözlemler sonucunda 105 μm modu ile limit parlaklık değeri 10 kadir olarak belirlendi. Çizelge 3'te görüleceği üzere, 10 kadir parlaklığa sahip bir yıldız için 1800 saniyede ~ 38 SNR elde edildi. Teleskobun hassas takip mekanizması sayesinde poz süresi 3600 saniyeye kadar yükseltilebilir elde edilen SNR değeri de yükseltilebilir. Dolayısıyla, T80 Teleskobu'na bağlı Whoppshel tayfçekeri ile 105 μm modu kullanılarak 10 kadir parlaklığa kadar olan yıldızların, örneğin çift yıldızların dikine hız değerlerinin elde edilebileceği SNR değerlerinde, orta çözünürlüklü tayflarını alabilmek mümkündür.

50 μm modu kullanılarak ise 9 kadir parlaklığa sahip yıldızlara kadar, yüksek çözünürlüklü tayflar alınabildiği ortaya çıkarıldı. 9 kadir parlaklığındaki bir yıldız için, 50 μm modu kullanılarak 1800 saniye poz süresi ile ~ 30 SNR elde edilebildi.

3.2 Fotometrik Gözlemler

T80 Teleskobu'nun Nasmyth odaklarından diğerinde kullanılan fotometrik odak düzleminde bulunan cihazlar sırası ile aşağıdaki gibidir.

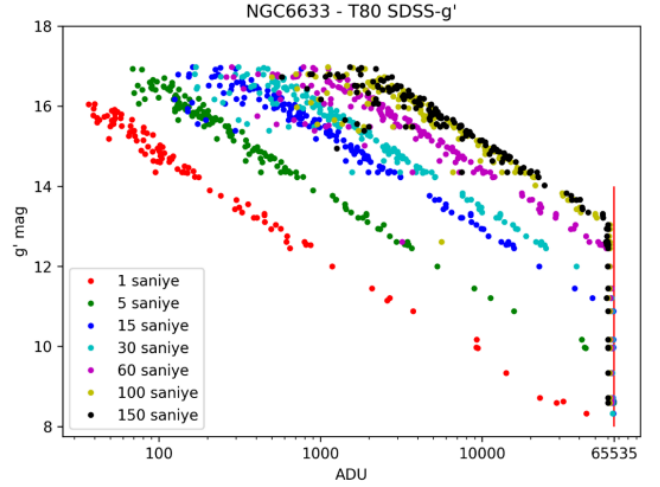
- 0.69 \times odak düşürücü (focal reducer)
- ASA alan dönmesi engelleyici (field derotator)
- Optec IFW filtre tekerleği – SDSS u' , g' , r' , i' , z' filtre seti
- Apogee Alta U47 CCD Kamera

Kullanılan Optec IFW filtre tekerleği 50 mm genişlikli ve 5 filtre yuvasına sahiptir. Filtre yuvalarında SDSS u' , g' , r' , i' , z' filtre seti kullanılmaktadır. Yapılacak farklı çalışmalara göre, talep doğrultusunda Johnson-Cousins UBVRi veya Strömgen uvbyH β filtre setleri de mevcuttur.

Teleskobun fotometrik performans ve limitlerini belirlemek amacı ile yapılan gözlemlerde NGC6633 kümesi (Şekil 4) kullanıldı. NGC6633, Yılcı takımı yıldızı yönünde bulunan bir

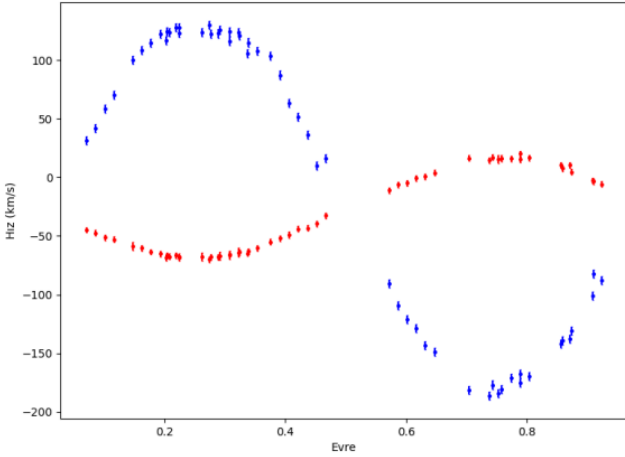


Şekil 4. NGC6633 açık yıldız kümesinin T80 Teleskobu'ndan alınan bir görüntüsü.

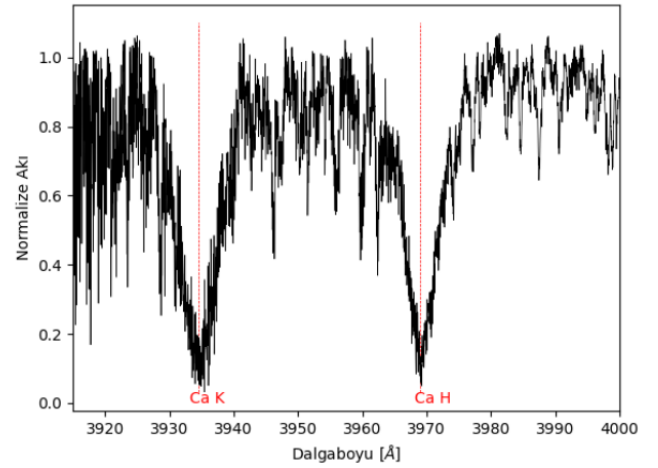


Şekil 5. T80 Teleskobu ile SDSS g' filtresi kullanılarak gözlenen farklı parlaklıklardaki yıldızlardan elde edilen sayım değerleri.

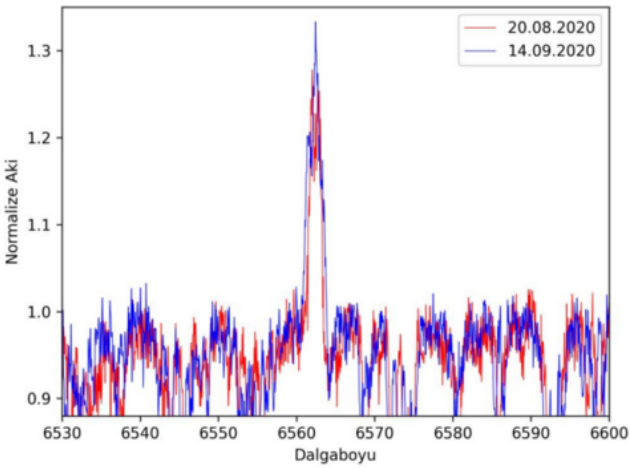
açık yıldız kümesidir. Gözlemler 1, 5, 15, 30, 60, 100 ve 150 saniye poz sürelerinde yapıldı. Astrometry.net ve Gaia index dosyaları kullanılarak, elde edilen görüntülerin astrometrik çözümleri gerçekleştirildi. Böylece görüntüler WCS (World Coordinate System) formatına dönüştürüldü. Her pikselin koordinatı belirlendiğinden dolayı, görüntüde bulunan yıldızlar katalog ile eşleştirilebilir hale geldi. Yıldızların katalogta bulunan SDSS g' filtresindeki parlaklıkları elde edildi. Ayrıca görüntüden, cisimlere ait sayım değerleri ADU biriminde ölçüldü. Yapılan çalışma sonucunda, teleskobun fotometri odağı ile yapılan gözlemlerde farklı parlaklıklardaki yıldızların farklı filtrelerdeki gözlemlerinden poz süresine göre elde edilen sayım değerleri (Şekil 5) gösterilmiştir (Yörükoğlu 2020). Bu sayede,



Şekil 6. T80 Teleskobu'na bağlı Whoppshel tayfçeki ile $105 \mu m$ gözlem modu kullanılarak alınmış RR Dra yıldızına ait dikine hız eğrisi Şenavcı ve diğ. (2022).



Şekil 8. $105 \mu m$ gözlem modu kullanılarak elde edilmiş, χ Dra yıldızına ait Ca II H&K çizgileri.



Şekil 7. BY Dra yıldızına ait, $105 \mu m$ gözlem modu kullanılarak iki farklı gözlemden alınan ve salma çizgisi olarak görülen $H\alpha$ çizgileri.

ileride yapılacak gözlemlerde bu çalışma bir referans niteliği taşıyacak ve gözlemcilere uygun poz süresi seçiminde yol gösterici bir kaynak olacaktır.

Yapılan gözlemler sonucunda, ~ 17 kadir parlaklığa sahip olan yıldızlara kadar yeterli miktarda sinyal elde edilebildiği görüldü. g' parlaklığı ~ 17 kadir olan bir yıldız, T80 Teleskobunun fotometri odak düzlemi ve SDSS g' filtresi kullanılarak 150 saniye poz süresi ile gözlemlendiğinde, yaklaşık 75 SNR değeri elde edildi. Teleskobun hassas takip mekanizmasından dolayı, kullanılacak uzun poz süreleri sayesinde parlaklığı ~ 17 kadire kadar olan yıldızların, T80 Teleskobu ile gözlenebileceği sonucu elde edildi.

4 Sonuç

Yapılan tayfsal gözlemler ve elde edilen verilerin analizleri sonucunda edinilen bilgilere göre, T80 Teleskobu ve Whoppshel tayfçeki ile $50 \mu m$ çözünürlük modu kullanılarak yaklaşık 9 kadir, $105 \mu m$ modu kullanılarak ise yaklaşık 10 kadir parlaklığa sahip yıldızlara kadar gözlemlerin yapılabildiği görüldü.

T80 Teleskobu'na bağlı Whoppshel tayfçeki ile $105 \mu m$ modu kullanılarak Şenavcı ve diğ. (2022) tarafından elde edilen RR Dra yıldızının dikine hız eğrisi Şekil 6'da verilmiştir. RR Dra yıldızı 9.83 kadir V parlaklığına sahip bir yıldızdır. Sıcak bileşen örtüldüğünde, yani sistem birinci minimumda iken, sistemin parlaklığı 13.3 kadire kadar düşmektedir. RR Dra A2 tayf türünden, algol tipi değişen bir yıldız olup ilk kez Ceraski (1904) tarafından kataloglandırılmıştır.

Yapılan ölçümlerden, birinci bileşen için ± 2.5 km/s, ikinci bileşen için ise ± 3.5 km/s mertebesinde ortalama hatalar elde edildi. Bu sonuçlara göre, T80 Teleskobu ve Whoppshel tayfçeker sistemi, 10 kadirde parlaklığa kadar olan yıldızların başta dikine hız gözlemleri olmak üzere, çeşitli tayfsal amaçlar barındıran gözlemlerde kullanılabilir. Kromosferik aktif yıldızlar, homojen olmayan yüzey parlaklık dağılımlarından dolayı zamana bağlı parlaklık değişimi gösterirler. İleri düzeyde kromosferik aktivite gösteren yıldızlara BY Dra tipi değişenler örnek olarak gösterilebilir. BY Dra yıldızlarının çoğu, flare aktivitesi de göstermektedir. Bu sistemlerin karakteristik özellikleri tayflarında görülen hidrojen salma çizgileridir. T80 Teleskobu ve ona bağlı Whoppshel tayfçeki ile bu tip değişenlerin prototip yıldızı olan BY Dra yıldızı gözlemlendi, hidrojen salma çizgileri elde edildi (Şekil 7). BY Dra sisteminin kromosferik aktivite kaynaklı ışık değişimi ilk defa 1966 yılında Chugajnov'un (Chugajnov 1973) gözlemleri ile ortaya çıkarılmıştır. Tutulma göstermeyen bu çift sistem, K4V ve K7.5 tayf türünden iki bileşenli bir çift sistemdir (Keenan & McNeil 1989).

Güneş benzeri yıldızlarda görülen kromosferik aktivitenin en önemli belirteçlerinden birisi de Ca II H&K çizgileridir. Kromosferik aktivite belirteci olan S indeksi, Ca II H&K çizgilerinin akısının, sürekliliğe oranı şeklinde tanımlanır. Bu nedenle kromosferik aktivite çalışmalarında, tayfın mavi sınırına yakın tarafında bulunan Ca II H&K çizgileri büyük önem taşır. Ayrıca Ca II H&K çizgilerinin ve $H\alpha$ çizgisinin eşdeğer genişliklerinin karşılaştırılması, sistemde bir koronal gaz yapısının bulunup bulunmadığını yorumlamaya imkan tanır. T80 Teleskobu ve Whoppshel tayfçeki ile $105 \mu m$ gözlem modu kullanılarak χ Dra yıldızı gözlemlenmiş ve Ca II H&K çizgileri (Şekil 8) elde edilmiştir. Tayfın 86. ve 87. basamaklarına düşen Ca II H&K çizgileri 3968Å ve 3933Å dalgaboylarında görülmektedir.

χ Dra sistemi, V bandında 3.6 kadir parlaklığında olan ve ana bileşenin tayf türünün F7V olduğu spektroskopik bir çift sistemdir (Gray ve diğ. 2001).

Teşekkür

Bu çalışma, Ankara Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri (BAP) kapsamında 18A0759001 projesi ile desteklenmektedir.







Kaynaklar

- Ceraski W., 1904, *Astronomische Nachrichten*, 167, 41
Chugajnov P. F., 1973, *Izv. Krym. Astrofiz. Obs*, 48, 3
Gray R. O., Napier M. G., Winker L. I., 2001, *The Astronomical Journal*, 121, 2148
Keenan P. C., McNeil R. C., 1989, *Astrophysical Journal Supplement*, 71, 245
Yörükoğlu O., 2020, Master's thesis, Ankara Üniversitesi
Şenavcı H. V., ve diğ., 2022, *Acta Astronomica*, 72, 31

Access:

M23-0354: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3](#).

SIMBAD ile Çoklu Dalgaboyu Katalog Çapraz Eşleştirme Algoritması

Ege Tunç¹  , Tenay Saguner Rambaldi¹ , Sinan Kaan Yerli¹ , Tarık Sipahi¹ ,
Görkem Varol¹ 

¹ Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Astronomi Optiği Laboratuvarı (AOL), 06800 Ankara, Türkiye

Accepted: December 19, 2022. Revised: December 4, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmanın temelini, çoklu dalgaboyu içeren kataloglarda çapraz eşleştirme yapan python kodu geliştirme süreci oluşturmaktadır. Kod, SIMBAD katalogları ile belirlenen parametrelere göre oluşturulan yeni bir katalogdaki nesnelere çapraz eşler. Kullanılan girdi verisi belirlenirken JWST'nin Cycle 1'deki noktasal ışık kaynakları seçilmiştir. Algoritma, UV-IR aralığındaki tüm çoklu dalgaboyu ($U, B, V, [G], R, I, J, H, K$ ve u, g, r, i, z) gözlemlerini SIMBAD'da bulur; istenilen yarıçap ve gök cismi özelliğine göre eşleştirme yapar. Arama kriterleri, daha özel veya daha genel nesne tipi eşleştirmesi yapmak için değiştirilebilir.

Abstract

The basis of this study is the python code development process that cross-matches multi-wavelength catalogs. The code cross-maps objects in a new catalog created according to parameters set by SIMBAD catalogs. While determining the input data used, point light sources in Cycle 1 of JWST were chosen. The algorithm finds all multi-wavelength ($U, B, V, [G], R, I, J, H, K$ and u, g, r, i, z) observations in the UV-IR range in SIMBAD; makes matching according to the desired radius and celestial body feature. The search criteria can be changed to make more specific or more general object type matching.

Anahtar Kelimeler: catalogues – telescopes – surveys – astronomical data bases: miscellaneous – software: data analysis

1 Giriş

Gözlemsel astrofizik, petabayt veri çağına girerken, büyük ve heterojen kataloglar halinde düzenlenmiş çoklu dalga boyu ve dönemli veriler üzerinde yapılan çalışmaların gerekliliği artmaktadır. Bu nedenle, yeni nesil büyük ölçekli tarama teleskoplarının ve son derece büyük teleskopların kullanılabilir hale gelmesiyle verimli, güvenilir ve ölçeklenebilir *katalog çapraz eşleştirme yöntemlerine* duyulan ihtiyaç çok artmıştır.

Katalog verilerinin artması ve farklılık içermesi, çapraz eşleştirme algoritmaları ve yöntemleri üzerindeki zorlukları da artırmaktadır. Gözlemsel astrofizik geneli, farklı tarama teleskopların ürettiği verinin çapraz ilişkilendirme yeteneğiyle verimli biçimde işlemesine dayanmaktadır. Bu nedenle, milyarlarca gökyüzü nesnesi için farklı parametrelerin gerçek zamanlı ve çapraz biçimde eşleştirilmesini mümkün kılacak yeni nesil tekniklere ve yazılım çözümlerinin geliştirilmesi gerekmektedir.

Günümüzde, en çok kullanılan çapraz eşleştirme arayüzlerinden birisi CDS-Xmatch'dir (Pineau ve diğ. 2011). Prensipte olarak bu arayüz, kullanıcının yüklediği ya da listeden seçilen bir katalogun her bir kaynağını, ikinci bir katalogdaki tüm muadilleriyle karşılaştırır. Yani her koşuturmada kullanıcıya yalnızca iki katalog arasında çapraz eşleştirme imkanı sağlar.

Bu çalışma ile amacımız verilen her bir kaynak için yalnızca iki katalog arasında değil *çoklu* kataloglar arasında çapraz eşleştirme yapabilen bir algoritma geliştirmektir.

Bilindiği üzere kızılötesinde çalışacak James Webb Uzay Teleskobu (JWST, Gardner ve diğ. 2006) yörüngeye yerleştirildi ve gözlemlerine de başladı. Bu çalışmamızda da geliştirdiğimiz çoklu eşleştirme algoritmamızı JWST'nin gözleyeceği noktasal nesnelere farklı dalgaboylarındaki parlaklıklarından oluşturulacak bir katalog üretme üzerine örnekledik.

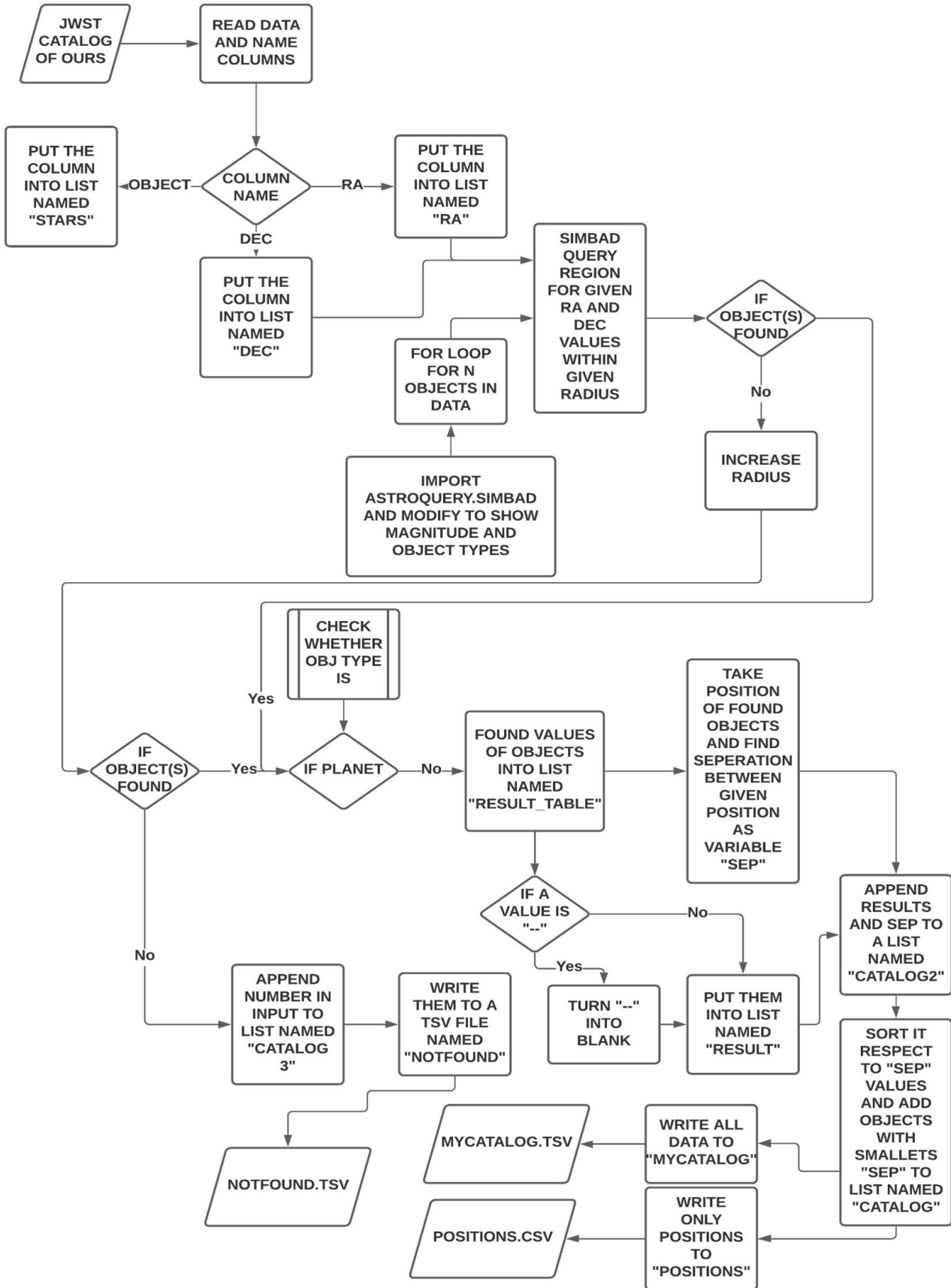
Algoritma için python dili ve ilgili kütüphaneler kullanılmıştır. Kod, JWST'nin gözleyeceği noktasal ışık kaynaklarını girdi alıp farklı kataloglardan çapraz eşleştirme yaparak yeni bir katalog oluşturmaktadır. Dolayısıyla, kod farklı çapraz eşleştirme katalogları oluşturmak için de kullanılabilir.

2 Yöntem

Katalogda sadece noktasal ışık kaynakları kullanılacağından, kaynaklar, onaylı Cycle-1 projeleri listesinden tek tek seçilmiştir (JWST - General Observer Program). Bu amaç için kaynakların bulunduğu halka açık proje önerileri bir betik kullanılarak girdi dosyasına dönüştürülmüştür (Yerli 2021). Cycle-1'deki projeler türlerine göre ayrılmış olsa da bazı projelerin içinde noktasal olmayan, yaygın kaynaklar da bulunduğundan bu aşamada nesnelere elle seçmek ve/veya denetlemek zorunda kalınmıştır. Bu işlemler sonucunda 194 nesne seçildi (nesne tanımları, sağ açıklık ve sapma değerleri).

Tüm çalışma boyunca veritabanı olarak Vizier (Ochsenbein ve diğ. 2000) ve SIMBAD (Wenger ve diğ. 2000) kullanıldı. Arama ve çapraz eşleştirme görevi astroquery aracı ile gerçekleştirildi (Ginsburg ve diğ. 2019). Tüm algoritma Şekil 1'de verilmiştir.

* tunc.ege@metu.edu.tr



Şekil 1. Kaynak filtreleme ve çapraz eşleştirme algoritması.

Çizelge 1. Oluşturulan çapraz eşleşme katalogunun ilk 10 kaynağı. Buradaki “Given RA” ve “Given DEC” girilen başlangıç konumunu ifade eder. 14 parlaklık değeri sırasıyla: *V, U, B, G, R, I, J, H, K, u, g, r, i, z* bantlarındaki kadir değerlerini ifade eder.

Obj#	Obj Name	Given RA	Given DEC	ra	dec	flux(V)	flux(U)	flux(B)	flux(G)	flux(R)	flux(I)	flux(J)	flux(H)	flux(K)	flux(u)	flux(g)	flux(r)	flux(i)	flux(z)	obj type	
0	WASP-80	20 12 40.0:-02 08 39.5	20 12 40.1:-02 08 39.1			11.939			12.81	11.26854	11.51	10.279	9.218	8.513	8.351	12.636	11.346	10.811		PM*	
1	CPD-36	67 15 15 48.4:-37 09 16.6	15 15 48.4:-37 09 16.0			8.708			9.21	8.514243			7.279	6.587	5.843					YSO	
2	G 161-71	09 44 54.1:-12 20 54.3	09 44 54.1:-12 20 54.3			13.646			15.47	11.87217	13.467	10.353	8.496	7.919	7.601	14.495	13.125	11.174		low-mass*	
3	* alf Psa C	22 48 4.49:-24 22 7.72	22 48 04.4:-24 22 07.7			12.624			14.301	11.12923	12.216	9.674	8.075	7.527	7.206	13.392	11.998	10.375		**	
4	V* AP Col	06 04 52.1:-34 33 35.7	06 04 52.1:-34 33 35.7			12.96			11.11214		11.49	9.6	7.742	7.183	6.866	13.687	12.317	10.368		Eruptive*	
5	LP 944-20	03 39 35.2:-35 25 43.6	03 39 35.2:-35 25 43.6			18.69			15.43957		16.39	13.288	10.725	10.017	9.548					low-mass*	
6	2MASSJ04 43 37.6:+00 02 5.1	04 43 37.6:+00 02 05.1				19.6			17.33943		15.877	12.507	11.804	11.216				19.74	16.93	15.03	low-mass*
7	V* AU Mic	20 45 9.53:-31 20 27.2	20 45 09.5:-31 20 27.2			8.627			10.05	7.84344	9.078	6.593	5.436	4.831	4.529	9.579	8.636	7.355		low-mass*	
8	LP 424-4	07 59 5.64:+15 23 28.0	07 59 05.8:+15 23 29.236						13.5	11.36021	11.934		8.794	8.206	7.989	13.024	11.73	10.672		PM*	
10	HD 189733	20 00 43.7:+22 42 35.5	20 00 43.7:+22 42 39.1			7.648	9.241	8.578	7.428371	7.126	6.68	6.07	5.59	5.541						BYDra	
11	SH 2-68 N	18 29 48.1:+01 16 44.1	18 29 48.0:+01 16 45.0																	YSO	
13	HD 218396	23 07 28.7:+21 08 3.3	23 07 28.7:+21 08 03.3			5.953		6.21	5.910741			5.383	5.28	5.24						EllipVar	

Giriş dosyası pandas kullanarak okunduktan sonra her bir girdi için belirli bir yarıçaptaki nesnelere, ad, konum (RA ve DEC), ilgili diğer değerler ve tür bilgileri SIMBAD sorgusu ile kaydedildi. Bu sorgu-kayıt süreci seçilen 194 nesne için yineleni. Döngü sırasında uygulanan ek bir filtre ile gezegenler elendi. Arama yarıçapına nesne düşmediğinde yarıçap sabit bir değer ile genişletilip sorgu ve yarıçap genişletmesi nesne bulunana kadar en çok beş kez yineleni. Bu döngüyle bulunan her bir nesnenin başlangıç konumuna uzaklığı hesaplanıp merkezden uzaklık sırasına sokuldu. Böylece benzer uzaklıktaki nesnelere yanlış sonuç üretmesi engellendi.

Döngü sonucunda sonuç katalog için iki liste elde edilmiş oldu: Nesne Bulunan ve Nesne Bulunmayan. Üçüncü bir listede ise her bir nesnenin RA ve sapma değerleri kaydedilmiştir.

Çapraz eşleşme için ise astroquery kütüphanesindeki xMatch sorgulama aracı kullanıldı. Bu sorgulama aracı Vizier, SIMBAD ya da özel bir katalog başlangıç olarak kullanılabilmektedir. Özel hazırlanmış bir katalog kullanıldığında ise sütun verileri sorgulama koduna tanıtılması gerekmektedir.

3 Bulgular ve Tartışma

Bu çalışmada kataloglar arası çapraz eşleştirme yapabilmek için yeni bir algoritma geliştirilmiştir. Bu algoritma katalog özellikleri, parametreleri, eşleştirme alanının boyutu ve çapraz eşleştirme türü hakkında seçim açısından son kullanıcılara maksimum esneklik sağlamak için tasarlanmış olup farklı biçimdeki büyük ve çoklu kataloglarla kolaylıkla çapraz eşleştirme yapabilmektedir.

Bu algoritma kullanılarak JWST'nin gözleyeceği nesnelere UV-IR dalgaboyu aralığındaki 14 farklı parlaklık değerinden çapraz eşleştirilmiş örnekler yapılarak bir katalog hazırlanmıştır. Bu katalog için JWST'dan seçilmiş 194 nesne girdi olarak kullanılmıştır. Algoritma SIMBAD'da bulunan farklı kataloglardan 160 nesne için eşleştirme sağladı. Bu nesnelere 24'ü UV-IR aralığında etkinlik göstermediğinden katalogumuz için parlaklık değeri bulunamadı. JWST görelisi olarak yeni keşfedilmiş ve sıradışı nesnelere gözleyecek olduğundan girdi nesnelere hepsi için kataloglardan eşleştirilme sağlanması zaten beklenmemektedir. Katalogun ilk 10 nesnesi ise Çizelge 1'de verilmiştir.

Oluşturulan katalog, nesne tanımlama, sınıflandırma, tayfsal enerji dağılımı (SED) oluşturma ve ayrıca yeniden girdi olarak kullanılarak Vizier'deki diğer kataloglarla çapraz doğrulama için kullanılabilecektir.

4 Sonuç

Çoklu çapraz katalog eşleştirme, belirli bir kaynağa ait önceki tanımlamaları bulmak veya fiziksel özellikleri birleştirmek veya

zamansal gelişimini incelemek için günümüzde yaygın bir şekilde kullanılmakta olan bir yöntemdir. Çapraz eşleştirme için birincil kriter, nesnelere ait koordinatların çakışmasıdır (konumsal çapraz eşleşme). Konumsal çapraz eşleşmede, göz önünde bulundurulanan tek nitelik nesnenin koordinatlarıdır. Bu tür bir eşleşme, aynı nesnenin çeşitli kataloglarda farklı koordinatlara sahip olabilmesi nedeniyle (ölçüm hataları, alet hassasiyetleri, kalibrasyon, fiziksel kısıtlamalar vb.) özellikle çoklu çapraz eşleştirmede dikkat edilmesi gereken bir unsurdur.

Bu bağlamda, verimli, güvenilir ve esnek bir çapraz eşleştirme algoritması geliştirmek gözlemsel astrofizik alanında çok önemli bir rol oynamaktadır. Bu nedenle motivasyonumuz geliştirilebilir ve genişletilebilir çoklu kataloglar arasında çapraz eşleştirme yapan bir algoritma geliştirmek ve bunu JWST'nin gözleyeceği seçilmiş nokta kaynaklara uygulayarak çoklu dalgaboyu verisi ile yeni bir katalog elde etmektir. Bunun için astroquery kullanarak belirli bir girdi katalogundaki nesnelere SIMBAD'da sorgulayabilir ve farklı gözlemlerden belirli verileri tek bir çapraz eşleştirilmiş katalogda toplayabilir bir kod yazdık. xMatch sorgulamasının yardımıyla da seçili nesnelere parlaklık değerlerinden bir katalog elde edilir. Kodda yapılacak iyileştirmelerle çapraz eşleştirmenin diğer dalgaboyu aralıklarına da genişletilmesi mümkündür.






Kaynaklar

- Gardner J. P., ve diğ., 2006, *Space Sci. Rev.*, 123, 485
 Ginsburg A., ve diğ., 2019, *AJ*, 157, 98
 Ochsenein F., Bauer P., Marcout J., 2000, *A&AS*, 143, 23
 Pineau F. X., Boch T., Derriere S., 2011, in Evans I. N., Accomazzi A., Mink D. J., Rots A. H., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 442, Astronomical Data Analysis Software and Systems XX*. p. 85
 Wenger M., ve diğ., 2000, *A&AS*, 143, 9
 Yerli S. K., 2021, *Özel İletişim*, Basılmadı

Access:

M23-0383: *Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.*

Astronomi için Antarktika'da Yer Seçimi

Zühal Kurt¹  , Nazım Aksaker² , Sinan Kaan Yerli^{2,3} ,
M. Akif Erdoğan³ 

¹ Çukurova Üniversitesi, Uzaktan Algılama ve Coğrafi Bilgi Sistemleri Anabilim Dalı, 01330 Adana, Türkiye.

² Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), 01330 Adana, Türkiye

³ Çukurova Üniversitesi Adana Organize Sanayi Bölgesi Teknik Bilimler Meslek Yüksekokulu, 01330 Adana, Türkiye

⁴ Ortadoğu Teknik Üniversitesi Fizik Bölümü, 06800 Ankara, Türkiye

⁵ Hatay Mustafa Kemal Üniversitesi Mimarlık Fakültesi Peyzaj Mimarlığı, 31060 Hatay, Türkiye.

Accepted: December 11, 2022. Revised: December 6, 2022. Received: November 7, 2022.

Özet

Antartika, sıradışı şartlara (düşük sıcaklık, düşük nem vb.) sahip uzun süren karanlık geceler ve kutup soğukunda dedektörlerin düşük kara akımlarda kalmasına bağlı sürekli ve duyarlı gözlem imkanı nedeniyle astronomi açısından değerli bir konumdur. Astronomların ve gözlemevi kurmak isteyen ülkelerin ve karar vericilerin en cazip tercihlerinden biridir. Bu durum da astronomi için coğrafi bilgi sistemleri ve uzaktan algılama kullanarak yer seçimi yapmanın gerekliliğini ortaya çıkarmıştır. Bulutluluk, yoğuşabilir su buharı, yükseklik ve rüzgar hızı gibi uzaktan algılama ve model verileri kullanılarak bu çalışmada Antarktika'da gözlemevi için uydu verileri kullanılarak yer seçimi yapılmıştır. Kullanılan veriler **astroGIS** veri tabanından edinilmiş olup en az 20 yıllık zamansal, 1km² uzamsal çözünürlüğe sahip şimdiye kadar en güncel verilerdir.

Abstract

Antarctica is a valuable site in terms of astronomy due to the long dark nights with unusual conditions (low temperature, low humidity, etc.) and the possibility of continuous and sensitive observation due to the low dark current of the detectors in the arctic cold. It is one of the most attractive choices of astronomers and countries and decision makers who want to establish observatories. This situation has revealed the necessity of choosing a place for astronomy using geographic information systems and remote sensing. In this study, site selection was made for astronomical observatories in Antarctica using satellite data, remote sensing and model data such as cloud cover, precipitable water vapor, altitude and wind speed. The data was used from the **astroGIS** database and it is the most up-to-date data with a temporal resolution of at least 20 years and a spatial resolution of 1km².

Anahtar Kelimeler: methods: data analysis – planets and satellites: atmospheres – telescopes

1 Giriş

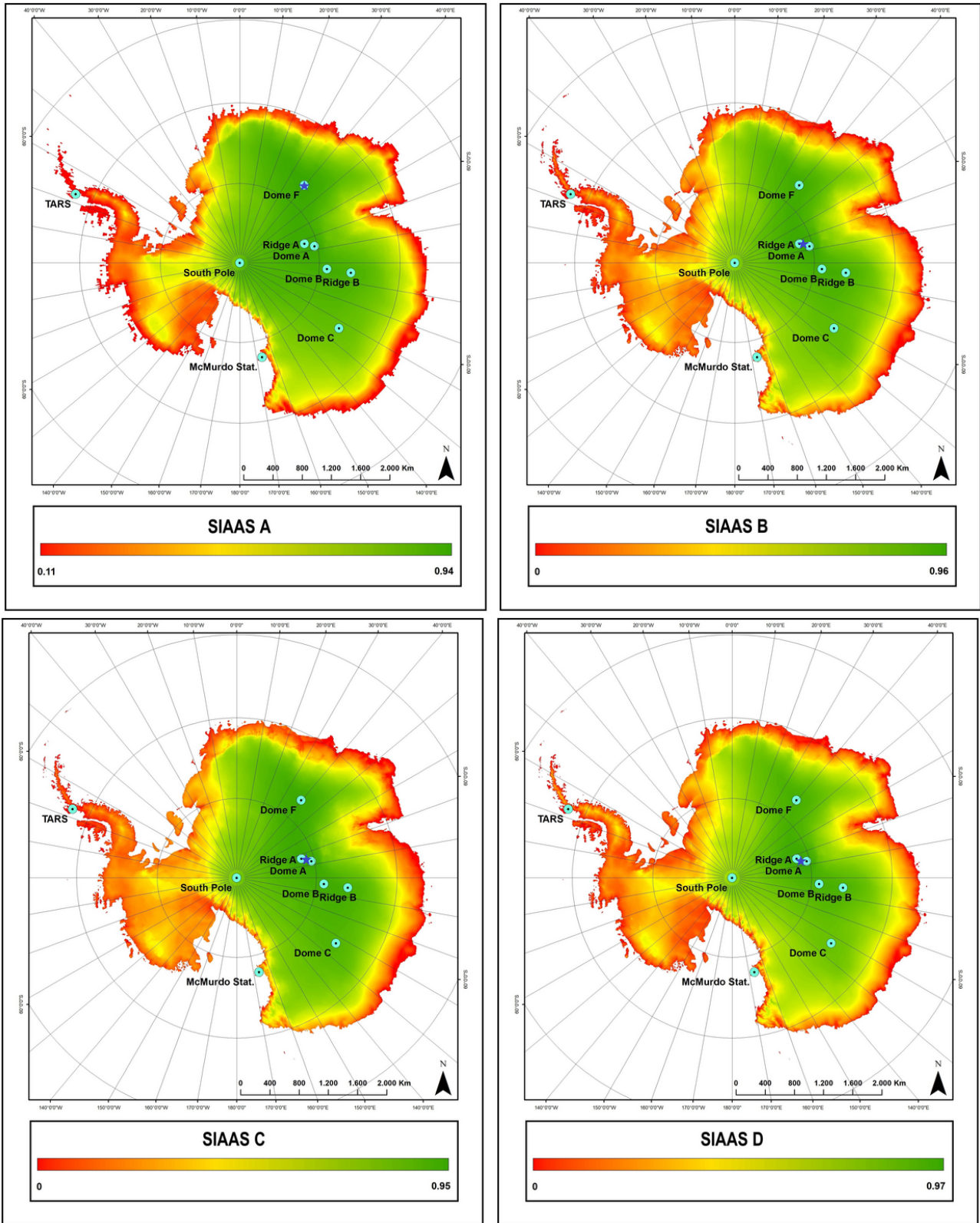
Astronomi alanında şimdiye kadar Antartika'da çok önemli araştırmalar yapılmıştır ve yapılmaya devam edilmektedir: IceCube (Aartsen ve diğ. 2013), BOOMERanG (Lange ve diğ. 2001), JACEE (Asakimori ve diğ. 1998), MITO (Ayuso ve diğ. 2021). Ülkeler kıta boyunca kendilerine uygun istasyon konumlarını seçerek buralara araştırma merkezleri kurmuşlardır. Şimdiye kadar 30 farklı ülkeden 128 istasyon kurulmuştur. Bunlardan astronomi çalışmalarının yapıldığı istasyonlar Dome A, B, C, F ve Ridge A, B'dir (bkz. Şekil 1). Bu merkezlerin site karakteristikleri astronomi açısından ayrıntılı olarak çıkarılmış ve gezegende en iyi yerler olarak bilinmektedirler. Saunders ve diğ. (2009) yaptıkları çalışmada Antartika'daki meteorolojik koşulları istasyonlar temelinde incelemişlerdir. Buna göre Dome A'nın genel olarak astronomi gözlemleri için diğerlerine göre en uygun yer olduğu sonucuna varılmıştır. Ancak, farklı katmanlar için farklı konumlar işaret edilmektedir. Ayrıca çalışmada Coğrafi Bilgi Sistemlerinin (CBS) kullanılması nedeniyle sadece katmanların en iyi yerleri ve belirli konumların bu katmanlardaki durumlarının incelenmiş olması, çalışmanın tüm kıtayı kapsayan bir sonuca ulaşmasını engellemektedir.

* zkurt@student.cu.edu.tr

Bu çalışmada astrometeorolojik katmanlar kullanılarak üretilen **astroGIS** veritabanı ve yeni/güncel veriler eklenerek tüm antartika için astronomik açıdan gözlemevi kurulumu için uygun yerler yüksek çözünürlüklü ve güncel" olarak belirlenmiştir.

2 astroGIS Veri Tabanı

astroGIS veri tabanı, astronomik açıdan önemli meteorolojik ve coğrafi parametreler olan bulutluluk, yoğuşabilir su buharı, aerosol optik derinlik, rüzgar hızı ve yükseklik gibi katmanlar için güncel ve yüksek çözünürlüklü (1 km²) uydu verilerini içerir (Aksaker ve diğ. 2020). Bulutluluk, yoğuşabilir su buharı ve aerosol optik derinlik bilgisi içeren veri setleri, polar yörüngeli ikiz uydular Aqua ve Terra'da MODIS (Moderate Resolution Imaging Spectroradiometer) cihazından elde edilmiştir. Rüzgar hızı verileri ECMWF (European Centre for Medium-Range Weather Forecasts) ERA5 model verilerinden elde edilmiştir. **astroGIS** veritabanı ayrıca GTOPO30 (Global 30 Arc-Second Elevation)'dan elde edilen Sayısal Yükseklik Modeli (DEM)'i de içerir. Veritabanının küresel coğrafi kapsamı 75 Kuzey'den 65 Güney'e kadardır. Bu çalışmada kullanılan bütün veriler **astroGIS** veri tabanından elde edilmiştir.



Şekil 1. Antarktika'da Astronomik Bölge için Uygunluk İndisi – SIAAS için 4 farklı senaryo: A (üst sol), B (üst sağ), C (alt sol), D (alt sağ).

3 Katmanlar

Bulutluluk (CC): Astronomik yer seçiminde en önemli katman bulutluluktur (Ardeberg 1983). Bilindiği üzere kapalı bir gecede teleskopun çapı, yüksekliği veya diğer parametrelerin hiçbir öneminin olmadığı açıktır. Bulutluluğu belirlemenin en güvenilir yolu uzaktan algılanmış verilerin kullanılmasıdır.

Yükseklik (DEM): Yükseklik (Rakım) de astronomik yer seçimi için bir başka önemli kriterdir. Sahanın rakım yükseldikçe site bulutlar ve aerosoller gibi atmosferik olaylardan daha az etkilenir ve potansiyel olarak daha iyi görüş değerlerine sahip olur (Aksaker ve diğ. 2015).

Yoğuşabilir Su Buharı Miktarı (PWV): Yoğuşabilir su buharı miktarı başucu doğrultusunda bulunan belirli bir sütun yoğunluğunda bulunan su buharı miktarı olarak tanımlanmaktadır (Pérez-Jordán ve diğ. 2015). Atmosferik su buharı miktarı atmosferin kızılötesi ve Radyo bölgedeki geçirgenliği etkileyen en önemli faktördür. Kızılötesi/Radyo astronomisi çalışmak için bu etkinin mümkün olduğunca az olması gerekmektedir. Büyük optik teleskoplar artık kızılötesi bölgesinde çalışabilecek şekilde tasarlandıklarından yer seçimi çalışmasında bu katman daha önemli hale gelmektedir.

Rüzgar Hızı (WS): Yerleşkenin hemen üzerindeki astronomik görüş, rüzgar hızı ve atmosferdeki türbülans ile ilişkilidir (Tokovinin & Kornilov 2007). Rüzgar hızı davranışında enlem, boylam, yükseklik ve çevre çok etkilidir.

4 Veri Analizi

4.1 Veri Düzenleme

MODIS cihazı ile üretilen veriler Hierarchical Data Format (HDF) türünde tutulmaktadır. MODIS cihazının görüş açısı 55 derece olması nedeniyle bir ayrıtı 2330 km olan şerit şeklinde bir alanı görüntüleyebilmektedir. Antarktika için 110 dak/veri HDF verisi üretilmektedir. Dolayısıyla 2002-2022 yılları arasında yukarıda belirtilen katmanlar için toplam yaklaşık 100 TByte veri alınmıştır. Alınan tüm veriler CBS ortamında kullanılabilmeleri için Geo-TIFF formatına dönüştürülmüştür. Bu işlem için python altında çalışan GDAL kütüphanesi kullanılmıştır. HDF formatındaki veriler 25 derecelik 105 adet Geo-TIFF'e dönüştürüldükten sonra IDL/Python içerisinde yazılan programlar ile ortalama bulutluluk, yoğuşabilir su buharı miktarı ve aerosol miktarı katmanları oluşturulmuştur.

4.2 Çok Kriterli Karar Analizi (ÇKKA)

Antarktika'da Astronomik Bölge için Uygunluk İndisi (SIAAS(Suitability Index for Antarctica's Astronomical Sites)) oluşturulmuş ve farklı senaryolar için yer seçimi yapılmıştır. Bu çalışmada uygulanan ÇKKA üç ana aşamadan oluşmaktadır:

Mekansal düzenlemeler: Tüm kriter katmanları "en yakın komşu yeniden örnekleme yöntemi" kullanılarak 1 km'lik mekansal çözünürlüğe dönüştürülmüştür.

Standardizasyon: SIAAS girdi kriterlerine ait her katmanın standartlaştırılmış, ortak bir ölçüye dönüştürmeden sürece dahil edilmesi mantıksal anlamda hataya neden olacaktır. Bu nedenle tüm girdi katmanları, bulanık mantık yaklaşımı kapsamında sigmoidal fonksiyon kullanılarak 0'dan 1'e kadar bir asimptotik ölçek dahilinde bir üyelik derecesine atanarak standartlaştırılmıştır (Feizizadeh ve diğ. 2014a,b; Gorsevski & Jankowski 2010; Jiang & Wang 2000).

Birleştirme: Bir astronomik gözlemevi için uygun alanların

seçilmesi süreci farklı tipte veri kümelerinin farklı kriter türleri ile birleştirilmesiyle her konum için küresel SIAAS değerleri üretilmiştir. SIAASi-A: CC, DEM, WS, PWV katmanlarının herbiri birer puan, SIAAS-B: CC ve DEM katmanları birer puan, SIAAS-C: CC katmanı iki puan ve DEM katmanı bir puan, SIAAS-D: CC katmanı bir puan DEM katmanı iki puan olacak şekilde ağırlıklandırılmıştır.

5 Sonuç

Antarktika üzerinde gözlemevleri için uygun yerlerin haritası yaklaşık 1 km²'lik çözünürlük ile ilk kez haritalandırılmıştır. Şekil 1'de SIAAS A senaryosunda her bir kriter için birer puan alınmıştır. Mavi yıldızla gösterilen 1.336 km²'lik bu alan bu senaryoda astronomi için en uygun yeri belirtmektedir. SIAAS B senaryosunda bulutluluk ve yükseklik kriterleri için birer puan verilmiş diğer kriterler bu senaryoda kullanılmamıştır. Mavi yıldızla gösterilen 6.656 km²'lik bu alan bu senaryoda astronomi için en uygun yeri belirtmektedir. SIAAS C senaryosunda bulutluluk iki puan, yükseklik kriteri için ise bir puan verilmiştir. Mavi yıldızla gösterilen 33 km²'lik bu alan bu senaryoda astronomi için en uygun yeri belirtmektedir. SIAAS D senaryosunda bulutluluk bir puan yükseklik kriteri için ise iki puan verilmiştir. Mavi yıldızla gösterilen 66 km²'lik bu alan bu senaryoda astronomi için en uygun yeri belirtmektedir.

Bu çalışmanın en önemli sonucu, Antarktika kıtası için "Uygunluk İndeksi" veri tabanı oluşturulmasıdır. Antarktika'da astronomi çalışmaları yapan bir gözlemevi kurmayı amaçlayanlar, zaman ve bütçe harcamadan SIAAS değerlerini kullanarak potansiyel alanların kısa bir listesini oluşturabilirler.

6 Teşekkür

Bu çalışma 121F251 nolu TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmektedir.





Kaynaklar

- Aartsen M. G., ve diğ., 2013, *Phys. Rev. Lett.*, 111, 021103
 Aksaker N., ve diğ., 2015, *Experimental Astronomy*, 39, 547
 Aksaker N., Yerli S. K., Erdoğan M. A., Kurt Z., Kaba K., Bayazit M., Yesilyaprak C., 2020, *MNRAS*, 493, 1204
 Ardeberg A., 1983, in European southern observatory conference and workshop proceedings. pp 217–254
 Asakimori K., ve diğ., 1998, *ApJ*, 502, 278
 Ayuso S., Blanco J. J., García Tejedor J. I., Gómez Herrero R., Vrublevskyy I., García Población Ó., Medina J., 2021, *Journal of Space Weather and Space Climate*, 11, 13
 Feizizadeh B., Jankowski P., Blaschke T., 2014a, *Computers and Geosciences*, 64, 81
 Feizizadeh B., Shadman Roodposhti M., Jankowski P., Blaschke T., 2014b, *Computers and Geosciences*, 73, 208
 Gorsevski P. V., Jankowski P., 2010, *Computers and Geosciences*, 36, 1005
 Jiang Y., Wang J., 2000, *A&A*, 356, 1055, *ADS*
 Lange A. E., ve diğ., 2001, *Phys. Rev. D*, 63, 042001
 Pérez-Jordán G., Castro-Almazán J. A., Muñoz-Tuñón C., Codina B., Vernin J., 2015, *MNRAS*, 452, 1992
 Saunders W., ve diğ., 2009, *PASP*, 11, 976
 Tokovinin A., Kornilov V., 2007, *MNRAS*, 381, 1179

Access:

M23-0342: *Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.*

Soğuk Yıldızların Doppler Görüntülenmesi: SpotDIpy

Engin Bahar^{1,2}  , Hakan Volkan Şenavcı^{1,2} , Onur Yörükoğlu¹ 

¹ Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 06100, Ankara, Türkiye

² Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi, 06837, Ankara, Türkiye

Accepted: November 18, 2022. Revised: November 16, 2022. Received: November 9, 2022.

Özet

Yıldızların evriminde, gezegenlerin oluşum sürecinde ve hatta gezegenlerin evriminde de önemli etkilere sahip olan manyetik alan olgusu halen araştırma konusudur. Manyetik alanın bir sonucu olan yıldızların yüzey parlaklık dağılımlarındaki heterojenliklerin araştırılmasında kullanılan en etkili yöntemlerden biri Doppler görüntüleme tekniği olup literatürde ilgili tekniğe dayanan kodların ciddi bir kısmının paylaşımına açık olmaması önemli bir eksikliklerdir. Bu çalışmada Doppler görüntüleme tekniğiyle yıldızların yüzey parlaklık dağılımı haritasını oluşturan, herkesin ulaşabileceği, kullanışlı ve açık kaynak kodlu bir yazılım olan SpotDIpy kodu tanıtıldı. Bununla birlikte, bu çalışma kapsamında, V889 Her yıldızının Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu'na bağlı tayfçeker ile elde edilen yüksek çözünürlüklü ($R \sim 30000$) tayfları kullanılarak, SpotDIpy kodu ile yüzey parlaklık dağılımı haritaları oluşturuldu. Elde edilen bu haritalardan kutup lekesine eşlik eden orta enlemlerle lekelerin yanısıra azalan boylamlara doğru bir leke göçünün olduğu gözlemlendi.

Abstract

Stellar magnetic fields strongly affect stellar and planetary formations and evolution. Doppler imaging is an effective technique to investigate the heterogeneous surface brightness distribution of stars due to magnetic activity. It is a major disadvantage that the most of the codes based on the technique are unshared in the literature. In this study, we introduced the SpotDIpy code, which is a useful and open source software that can be accessed by everyone, which reconstruct surface brightness distribution of stars using Doppler imaging technique. In addition, within the scope of this study, surface brightness distribution maps of V889 Her were reconstructed with SpotDIpy using high resolution ($R \sim 30000$) spectra obtained with the spectrograph attached to the T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Telescope at Ankara University Kreiken Observatory. From these maps, it was determined that there were mid-latitude spots accompanying a polar spot migrating towards decreasing longitudes.

Anahtar Kelimeler: magnetic fields – (stars:) starspots – techniques: imaging spectroscopy

1 Giriş

Yıldızlardaki manyetik alan olgusu yıldız evriminde, gezegenlerin oluşum ve evrimi sürecinde önemli bir etkiye sahiptir (Strassmeier 2009). Bu olgu bize en yakın yıldız olan Güneş'in detaylı analizleri ile birlikte tek ve çift yıldızların gözlemleriyle incelenmiş olsa da günümüzde halen tam olarak anlaşılabilmiştir (Tobias 2002). Bunun sebeplerinden biri, bu konuda sadece Güneş'in oldukça detaylı olarak incelenmesi, diğeri ise farklı türden (tayf türü, kütle, dönme hızı gibi) ve farklı evrim aşamasında olan yeterli sayıda yıldızın bu anlamda incelenmemiş olmasıdır. Ayrıca manyetik alanın değişiminin incelenmesi geniş zaman aralığında elde edilmiş gözlemleri de gerektirir. Bu konuda da literatür çok zengin değildir. Manyetik alan olgusu özellikle çoklu yıldız sistemlerinde yıldızların birbirleri ile etkileşiminden dolayı, çok daha karmaşıktır.

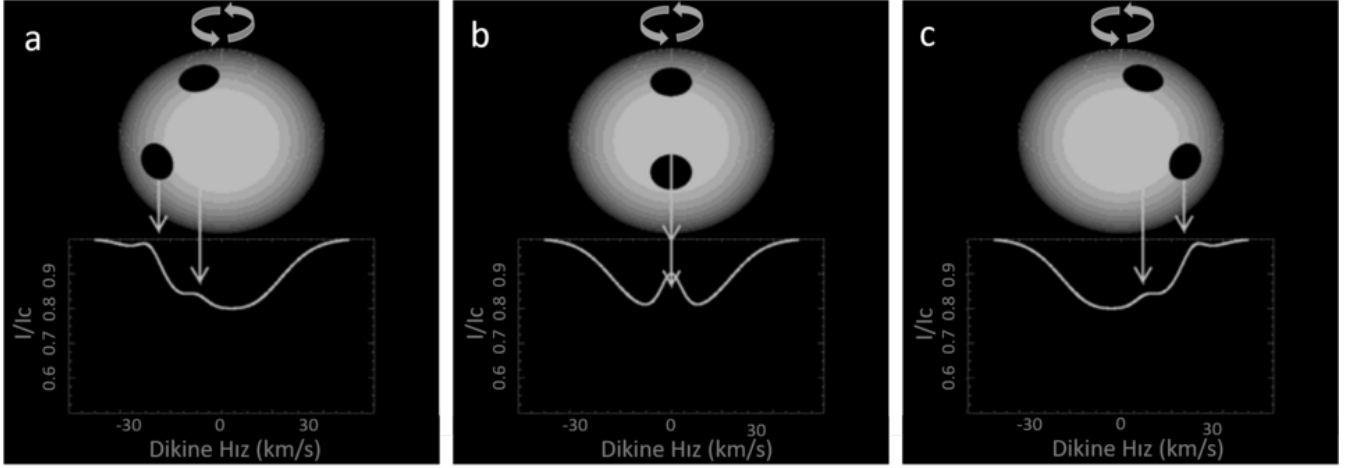
Yıldızlarda konvektif katmanda bulunan yüklü parçacıklar yıldız plazmasının hareketi ile manyetik alan oluştururlar. Oluşan manyetik alan çizgileri yıldız yüzeyine çıktıkları noktadaki yıldız maddesini baskılayarak fotosferden daha soğuk olan leke bölgelerini oluştururlar (Babcock 1961).

Bu lekeler manyetik alanın yıldız yüzeyindeki yansımaları olarak düşünülebilir. Dolayısıyla bu lekelerin yıldız yüzeyindeki konumları, sıcaklıkları, boyutları ve bunların zamana bağlı olarak değişimleri bize manyetik alanın doğası hakkında önemli ipuçları sunar.

Güneş ve interferometrik teknikler ile görüntülenmeye uygun yıldızlar (ki sayıları oldukça azdır) dışındaki yıldızlar nokta kaynak gibi davranırlar. Dolayısıyla bu yıldızlardaki lekelerin incelenmesi ancak fotometrik ya da tayfsal veriler analiz edilerek gerçekleştirilebilmektedir. Literatürde lekelerin incelenmesi için pek çok yöntem mevcuttur. Fakat özellikle diğer yöntemlere göre lekelerin yüzeydeki konumlarının hassas bir şekilde belirlenebilmesi bakımından Doppler görüntüleme tekniği öne çıkar. Ayrıca Doppler görüntüleme yüksek çözünürlüklü tek dolaylı görüntüleme tekniğidir.

Literatürde Doppler görüntüleme tekniği ile yıldız yüzeyinin parlaklık, sıcaklık ya da manyetik haritalarını oluşturan DoTS (Cameron 1992, 1997), TempMap (Rice & Strassmeier 2000), starry (Luger ve diğ. 2021; Luger ve diğ. 2019; Luger ve diğ. 2022), bayesDI (Asensio Ramos ve diğ. 2022) ve Invers13 (Kochukhov ve diğ. 2012) gibi bilgisayar kodları mevcuttur. Fakat bu kodların çoğu açık kaynak kodlu değildir ve sadece belirli araştırma gruplarında mevcuttur. Ayrıca bu kodlar farklı yeteneklere sahip olmakla

* enbahar@ankara.edu.tr



Şekil 1. Soğuk lekelerin tayfsal çizgi profilleri üzerindeki etkisinin şematik gösterimi. Yıldız yüzeyindeki soğuk lekelerden kaynaklı, yıldız tayflarında görülen tümsek yapısı, yıldız yüzeyindeki lekelerin hem boylam hem de enlemlerine bağlı olarak zaman içinde farklılık gösterir. Ekvatorda ve yüksek enlemde bulunan iki leke soldaki şekilde (a) yıldızın gözlemciye yaklaşan kısmında, ortada (b) gözlemcinin bakış doğrultusunda ve sağda (c) ise gözlemciden uzaklaşan kısmında yer almaktadır (Rice 2002).

birlikte Doppler görüntüleme tekniğini farklı yaklaşımlar altında uygulamaktadırlar.

Sonuçların karşılaştırılabilir olması açısından açık kaynak kodlu yazılımlar oldukça önemlidir. Ayrıca kullanımın kolay olması kullanıcı kaynaklı hataların azaltılması konusunda ciddi katkı sağlar. Bu bağlamda, bu çalışmada Python programlama dilinde Doppler görüntüleme tekniği ile tek yıldızların yüzey parlaklık dağılımlarını modelleyerek haritalar üreten, kullanımı kolay ve açık kaynak kodlu olan SpotDIpy kodu tanıtıldı. Ayrıca genç güneş-benzeri bir tek yıldız olan V889 Her yıldızının SpotDIpy kodu ile yüzey parlaklık dağılımı haritaları oluşturularak leke veya leke gruplarının yapısı ve davranışı incelendi.

2 Doppler Görüntüleme

2.1 Tarihçe

Yıldız yüzeyindeki kimyasal bolluk farklılıkları, sıcaklık farklılıkları veya pulsasyonlar gözlemsel tayflardaki çizgi profillerinde bozucu bir etkiye sahiptir ve yıldızın kendi eksenini etrafında dönmesi ile modüledir. Çizgi profillerindeki bu bozulmalar ilk defa Deutsch (1957) tarafından incelenerek HD 125248 yıldızının manyetik alan ve kimyasal bolluk haritaları oluşturuldu. Goncharskij ve diğ. (1982) gözlemsel çizgi profillerini kullanarak yüzey haritası üreten ilk bilgisayar kodunu geliştirdiler. Soğuk yıldızlarda yüzey haritalaması çalışması ise ilk olarak Vogt & Penrod (1983) tarafından HR 1099 yıldızı için gerçekleştirildi ve optimizasyon işlemi bir dizi deneme yanılma sürecine dayanmaktaydı. Ardından Skilling & Bryan (1984) tarafından geliştirilen bir kod ile optimizasyon işlemi formüleleştirildi. Sonraları bu teknik parlaklık (Collier Cameron & Horne 1986; Vogt ve diğ. 1987), sıcaklık (Piskunov ve diğ. 1990; Berdyugina 1998; Rice & Strassmeier 2000), kimyasal bolluk (Adelman ve diğ. 2002) ve manyetik alan (Piskunov & Khokhlova 1983; Brown ve diğ. 1991; Semel 1989; Piskunov & Kochukhov 2002) haritaları üretmeye imkan verecek şekilde yeniden yorumlandı ve geliştirildi. Ters ve kötü konulmuş (İng. inverse and ill-posed) bir problem olan

Doppler görüntüleme için tek bir çözüm elde etmek için maksimum entropi (Skilling & Bryan 1984) ve Tikhonov düzenleme (Tikhonov & Arsenin 1977) metodları yaygın olarak kullanılsa da günümüzde yaklaşık Bayesian teknikleri de problemin çözümü için kullanılmaktadır (Luger ve diğ. 2021; Asensio Ramos ve diğ. 2022).

2.2 Tekniğin Temeli

Soğuk yıldızlarda manyetik alan kökenli soğuk lekelerin (ya da leke gruplarının) tayfsal çizgi profillerinde oluşturacağı bozulmalar lekelerle ait enlem, boylam, boyut ve sıcaklık (ya da kontrast) hakkında bilgileri içerisinde barındırır. Bu bozulmalar soğuk leke varlığı durumunda kendisini tayfsal çizgi profillerinde tümsek (bump) yapısı şeklinde gösterir. Bunun sebebi ise lekenin fotosfere göre daha soğuk olmasından dolayı daha düşük bir sürekliliğe ve genliğe sahip olmasındandır. Tümsek yapısı yıldızın kendi eksenini etrafında döndüğü durumda Doppler etkisi ile ilgili tayf çizgisinin mavi kanadından kırmızı kanadına doğru tüm profil boyunca bir hareket gerçekleştirir. Bu hareketin genliği lekeden gelen tayfsal bileşenin gözlemciye göre dalgaboyundaki maksimum kırmızıya ve maviye kayma değerlerine bağlıdır. Diğer bir deyişle lekenin sahip olduğu maksimum ve minimum dikine hız değerlerine bağlıdır. Bu durum ise doğrudan lekenin enlemi ile ilişkilidir. Bu hareketin incelenmesi için yıldızın bir dönme dönemi boyunca yeterli sayıda ve uygun dönme evresi aralığında elde edilen tayfsal gözlemlere ihtiyaç vardır. Tümsek yapının tayfsal çizgi profili üzerindeki yeri çizginin gözlemlendiği dönme evresine bağlı olarak lekenin yıldız yüzeyinde hangi boylamda olduğunu bilgisi verir. Ayrıca tümsek yapısının genliği ve genişliği ise lekenin boyutu ve kontrastı hakkında fikir verir (daha ayrıntılı bilgi için bkz. Vogt & Penrod (1983)). Şekil 1'de lekelerin enlem ve boylamlarına bağlı olarak zaman içerisinde tayfsal çizgi profillerine nasıl bir etkide bulunduğu görülmektedir.

2.3 Matematiksel Süreç

Doppler görüntüleme tekniğinin uygulanmasında izlenen matematiksel süreç temelde, gözlemsel tayfsal çizgi profillerine

en iyi uyumu sağlayan modelin belirlenmesidir. Uygun modeli oluşturan yüzey parlaklık dağılımı aranan yüzey haritasını vermektedir. Doppler görüntüleme tekniğinin temelini oluşturan matematiksel ifade Denklem 1'de gösterilmektedir (Rice 2002).

$$E = \sum_{\phi} \sum_{\nu} \left[\frac{R_{calc}(\nu, \phi) - R_{obs}(\nu, \phi)}{\sigma_{\nu, \phi}} \right]^2 + \lambda S \quad (1)$$

Burada R_{calc} hesaplanan sentetik tayfsal hız profillerini, R_{obs} gözlemsel verileri, S düzenleme fonksiyonunu, λ ise Lagrange çarpanını göstermektedir. R_{calc} belirli bir dönemde gözlemcinin gördüğü yıldız yüzeyinin her bir noktası için oluşturulan ve ölçeklendirilen yerel tayfsal çizgi profillerinin integrasyonu ile elde edilir. Yerel tayfsal çizgi profilleri için sentetik tayflar kullanılabilir gibi hedef yıldız ile benzer parametrelere sahip fakat manyetik olarak aktif olmayan yavaş dönen yıldızların tayfları da kullanılabilir. İntegrasyon sırasında ilgili yüzey hücrelerinin ilgili evreye bağlı olarak hangi hız ya da dalgaboyu alanında olduğu hesaba katılmalıdır. Ayrıca kenar kararması, çekim kararması ve eksen eğikliği açısından bağlı olarak izdüşümsel alanlar da dikkate alınmalıdır. Bununla birlikte yıldız yüzeyinin nasıl ızgaralara (İng. grid) ayrılacağı da önemlidir. Yıldız yüzeyinde uygun dağılmayan yüzey hücreleri kullanıldığı durumda hesaplanan sentetik tayfsal hız profillerinde yapay bozulmalar meydana gelebilir (Piskunov & Rice 1993).

Doppler görüntüleme tekniği ile parlaklık dağılımı haritası elde etmek için literatürde kullanılan yaklaşımlardan biri iki sıcaklık yaklaşımıdır (Cameron 1992). Bu yaklaşım yıldızın fotosfer sıcaklığı ve leke sıcaklığı için oluşturulan yerel tayfsal çizgi profillerinin belirli bir değerde (f_s) ağırlıklı ortalaması üzerinden parlaklık haritası oluşturma mantığına dayanır. f_s leke doluluk faktörü (İng. spot filling factor) olarak adlandırılır ve leke ve fotosfer için oluşturulan yerel tayfsal çizgi profillerinin yıldız yüzeyindeki ilgili yüzey hücrelerinde işgal ettiği alanın kesirsel bir ifadesidir.

Denklem 1'deki λS ifadesi denklemin sadece klasik χ^2 ifadesine bağlı olmadığını gösterir. Bunun sebebi Doppler görüntüleme tekniğinin kötü konulmuş bir problem olmasıdır. Bu da eşsiz tek bir çözüme başka bir kısıtlama olmaksızın ulaşamayacağı anlamına gelir. Doppler görüntüleme maksimum entropi metodu literatürde sıkça kullanılır (Asensio Ramos ve diğ. 2022). Bu metod muhtemel yüzey haritaları arasında, veriler gerektirmedikçe, haritanın farklı bölümleri arasında en az korelasyon olduğu haritayı seçer. Hiç leke olmadığı (yani parlaklık dağılımının homojen olduğu) durumda bu fonksiyon alabileceği en yüksek değeri alır. Maksimum entropi fonksiyonu leke doluluk faktörü cinsinden Denklem 2'deki gibidir (Unruh & Collier Cameron 1995).

$$S(f_s) = - \sum_{i=1}^n w_i \left[f_{s_i} \log \frac{f_{s_i}}{m} + (1 - f_{s_i}) \log \frac{(1 - f_{s_i})}{(1 - m)} \right] \quad (2)$$

Burada m lekenin kesirsel olarak işgal ettiği varsayılan alanı gösterir ve bu çok küçük pozitif bir sayıdır. w_i ise her bir yüzey hücrelerinin alanını göstermektedir.

Lagrange çarpanı, λ , değerinin yanlış seçimi elde edilen modelin görüntüyü de modelleyerek yapay lekelerin ortaya çıkmasına ya da olduğundan daha az lekeli bir haritanın üretilmesine sebep olabilir (Kochukhov 2017). Ayrıntıları Chiang ve diğ. (2005) tarafından verilen, her bir λ değeri için ulaşılan χ^2 değerlerine karşılık maksimum entropi

fonksiyonunun değerlerinin oluşturduğu eğrinin, maksimum eğriliği kriteri ile belirlenen noktasına karşılık gelen değer uygun λ değeri olarak kullanılabilir.

3 SpotDIpy

3.1 Genel Bakış

SpotDIpy Doppler görüntüleme tekniği ile iki sıcaklık yaklaşımı (Cameron 1992) altında yıldızların yüzey parlaklık dağılımı haritalarını üreten Python programlama dilinde yazılmış bir bilgisayar kodudur. Kötü konulmuş problemin çözümünü için maksimum entropi metodunu kullanmaktadır. Girdi verisi olarak, gözlemsel tayflardan LSD (en küçük kareler dekonvolüsyonu) (Donati ve diğ. 1997) yöntemi ile elde edilen ortalama hız profillerini kullanır. Bunun yanında leke ve fotosferi temsil edecek yerel hız profilleri de kullanıcı tarafından koda girilir. SpotDIpy kodunun özellikleri aşağıdaki gibi sıralanabilir:

- Kullanımı oldukça basittir. Böylece kullanıcı kaynaklı hataların ortaya çıkmasını önemli ölçüde engeller.
- Yüzey ızgarası olarak Python programlama dilindeki **Phoebe** kütüphanesi kullanılır. Dolayısıyla hem üçgenleme (ing. triangulation) hem de Wilson-Devinney tarzı yüzey ızgarasının kullanılabilmesine imkan verir.
- $\Omega(\beta) = \Omega_{eq} - \Delta\Omega \sin^2\beta$ deklemine göre diferansiyel dönmenin etkisini dikkate alır.
- Kenar kararmasını dikkate alır. Bir Python kütüphanesi olan **ldtk** (Husser ve diğ. 2013; Parviainen & Aigrain 2015) yardımıyla hesaplanan kenar kararması katsayıları kullanılarak kenar kararması etkisinin hesabı için 3 farklı yasadandan (doğrusal, ikinci dereceden veya kare-kök) biri seçilebilir.
- Çekim kararması etkisini, ayrıntıları **Espinosa Lara & Rieutord (2011)** tarafından verilen şekli ile dikkate alır.
- Yerel hız profillerinin sentetik tayflardan oluşturulduğu durumda tayfsal çözünürlük üzerinden aletsel profilin etkisi bir Python kütüphanesi olan **PyAstronomy** yardımıyla profillere ekleyebilir.
- Elde edilen yüzey parlaklık dağılımı haritalarından ilgili filtre göz önünde bulundurularak ışık eğrisi üretilebilir.
- Uygun bir yüzey parlaklık dağılımı haritasının elde edilmesi kullanıcının programa gireceği parametrelerin doğruluğuna oldukça bağlıdır. Bazı parametrelerin net olarak bilinmediği durumda (vsini, eksen eğikliği açısı gibi) kullanıcının belirlediği aralık ve adım miktarı göz önünde bulundurularak bir ızgara araması (İng. grid search) yaparak uygun parametreleri bulabilir.
- Çıktı verilerini en uygun şekilde görselleştirerek kullanıcının sonucu doğru bir şekilde değerlendirmesine imkan sunar.

SpotDIpy açık kaynak koduna sahiptir. Yani istenildiği durumda kodun nasıl çalıştığı denetlenebilir. Ayrıca kullanıcılar kodu istedikleri şekilde revize edebilir ve yeni ihtiyaçlara göre geliştirebilirler. Bazı durumlarda farklı Doppler görüntüleme kodları aynı veri için dramatik olmasa da farklı sonuçlar üretebilir. Bu durum tekniğin nasıl ele alındığı ile ilgilidir. Kodların açık kaynak kodlu olması sürecin nasıl işlediğinin anlaşılması ve böylece haritaların daha karşılaştırılabilir hale getirilmesi açısından oldukça önemlidir.

3.2 Testler

SpotDIpy kodunun testleri, araştırma grubumuzun elinde bulunan, Fortran programlama dilinde yazılmış literatürde

Çizelge 1. V889 Her Yıldızının Gözlem Bilgileri. SNR: Sinyal/Gürültü

Tarih	BJD	Evre	Poz Süresi (s)	SNR
2020-09-04	2459097.301938	0.212	2700	53
2020-09-04	2459097.333441	0.235	2700	61
2020-09-04	2459097.400496	0.284	2700	49
2020-09-03	2459096.280314	0.463	2700	72
2020-09-03	2459096.313055	0.487	2700	80
2020-09-03	2459096.345310	0.511	2700	69
2020-09-03	2459096.376986	0.534	2700	81
2020-09-02	2459095.267115	0.721	1200	40
2020-09-02	2459095.281096	0.731	1200	52
2020-09-02	2459095.299856	0.745	1800	65
2020-09-02	2459095.322170	0.761	1800	60
2020-09-02	2459095.343360	0.777	1800	60
2020-09-02	2459095.364331	0.792	1800	54
2020-09-02	2459095.385302	0.808	1800	50
2020-09-02	2459095.406215	0.823	1800	56
2020-09-05	2459098.386161	0.006	2700	62
2020-09-07	2459100.271256	0.387	2700	72
2020-09-07	2459100.303233	0.411	2700	89
2020-09-07	2459100.334805	0.434	2700	84
2020-09-07	2459100.367558	0.458	2700	61
2020-09-06	2459099.297212	0.674	2700	76
2020-09-06	2459099.328599	0.697	2700	81
2020-09-06	2459099.359986	0.720	2700	76
2020-09-06	2459099.391326	0.742	2700	67
2020-09-05	2459098.284409	0.932	2700	61
2020-09-05	2459098.320957	0.958	2700	70
2020-09-05	2459098.354728	0.983	2700	68
2020-09-16	2459109.335423	0.028	2700	53
2020-09-16	2459109.366821	0.051	2700	65
2020-09-16	2459109.398266	0.074	2700	71
2020-09-18	2459111.249720	0.430	2700	61
2020-09-18	2459111.281060	0.453	2700	76
2020-09-18	2459111.312447	0.476	2700	70
2020-09-17	2459110.248958	0.697	2700	48
2020-09-17	2459110.280344	0.720	2700	63
2020-09-17	2459110.311685	0.743	2700	61

çokça kullanılan DoTS kodu ile karşılaştırılarak gerçekleştirildi. Testler üç farklı eksen eğikliği açısı (30° , 60° ve 90°) için oluşturulan yapay parlaklık dağılımı haritalarından üretilen yapay verilerin hem SpotDIpy kodu hem de DoTS kodu ile haritaların yeniden üretilerek birbirleri ile karşılaştırılması şeklinde yapıldı. 10 eş aralıklı dönme evresi için üretilen sentetik tayfsal hız profillerine sinyal/gürültü oranı 1000 olacak şekilde gürültü eklendi. Şekil 2, 3 ve 4'te karşılaştırma sonuçları görülmektedir.

Doppler görüntüleme tekniği ile uygun bir harita elde etmek ancak bazı limitler dahilinde mümkündür (Rice & Strassmeier 2000; Berdyugina 2005; Strassmeier 2009). Uygun bir harita üretmek, yıldız parametrelerinin hassasiyetinin yanında tayfların sinyal/gürültü oranına ve çözünürlüğe de bağlıdır. Bu teknik ile doğrudan eşsiz bir çözüme ulaşamamasının nedenleri de zaten verilerin sonlu sinyal ve çözünürlüğe sahip olmasıdır. Bununla beraber bir dönme evresi süresince gözlenen tayfların sayısı ve ne sıklıkla alındığı, yıldızın ekvatoryal dönme hızı ve eksen eğikliği açısı üretilen haritanın kalitesi üzerinde etkilidir. Şekil 4'te eksen eğikliği açısının 90° olduğu durumda meydana gelen ayna dejenerasyonu (İng. mirror degeneracy) görülmektedir. Bunun sebebi tek yıldızlarda

Çizelge 2. V889 Her Yıldızının Temel Parametreleri.

Parametre	Değer	Kaynak
$T_{eff}(K)$	5800	Willamo ve diğ. (2019)
Eksen Eğikliği ($^\circ$)	60	Marsden ve diğ. (2006)
vsini (km/s)	38.5	Willamo ve diğ. (2019)
Makrotürbülans (km/s)	3.0	Strassmeier ve diğ. (2003)
logg (cgs)	4.3	Frasca ve diğ. (2010)
Kütle (M_\odot)	1.017	Montalto ve diğ. (2021)

eğer eksen eğikliği 90° ise yıldızın kuzey ve güney yarım küreleri tayfsal çizgi profillerinde aynı etkiyi oluşturmasıdır. Dolayısıyla başka bir kısıtlama olmadığı durumda (örn. örtme gösteren çift yıldızlar) profile gelen katkının kuzey yarım küreden mi yoksa güney yarım küreden mi geldiği bilinemez. Şekil 2, 3 ve 4 incelendiğinde SpotDIpy kodunun DoTS kodu ile oldukça benzer sonuçlar verdiği görülür. Her iki kodun da aynı veri için ürettiği modellerin farklarının standart sapmalarının oldukça küçük olması bunun bir göstergesidir.

4 V889 Her Yıldızının Doppler Görüntülenmesi

Hızlı dönen genç bir yıldız olan V889 Her, BY Dra türünden bir dönen değişendir. Önemli bir manyetik aktiviteye sahip olan ($\log R'_{HK} = -4.175$ (Lehtinen ve diğ. 2016)) yıldız G2 V tayf türündendir. Genç ve Güneş benzeri bir yıldız olması Güneş'in ilk zamanlarında nasıl bir manyetik etkinliğe sahip olduğunun anlaşılması açısından oldukça değerlidir. Bu durumdan dolayı pek çok araştırmancının konusu olmuştur. Yıldızın Doppler görüntüleme çalışmalarında kutup lekeleri ile orta ve düşük enlemlerle lekelerin varlığından söz edilmektedir (Strassmeier ve diğ. 2003; Marsden ve diğ. 2006; Järvinen ve diğ. 2008; Kóvári ve diğ. 2011).

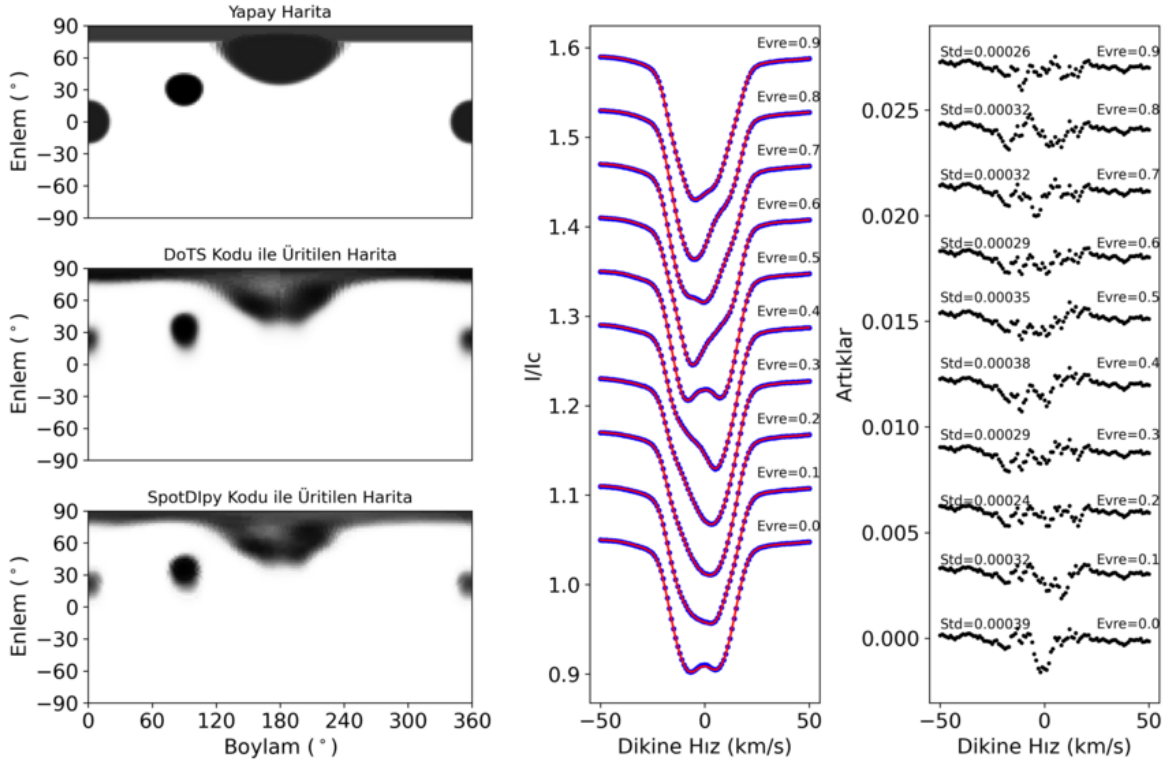
4.1 Gözlemler

V889 Her yıldızının tayfsal gözlemleri Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan 80 cm ayna çapına sahip T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu'na bağlı Shelyak marka Whopshel model tayfçeker ile gerçekleştirildi. Yaklaşık $R \sim 30000$ çözünürlüğe sahip, 13 günlük zaman aralığına dağılmış toplamda 37 adet tayf elde edildi. Ayrıca yerel hız profilleri olarak kullanılmak üzere yavaş dönen ve ciddi bir manyetik aktivite göstermeyen HD 143761 (G0 V) ile HD22049 (K2 V) yıldızlarının tayfları da gözlemlendi. V889 Her yıldızının gözlenen tayflarının tarihleri, BJD değerleri, karşılık gelen dönme evreleri, poz süreleri ve sinyal/gürültü değerleri Çizelge 1'de verilmektedir. Yıldızın dönme evreleri aşağıdaki denklem kullanılarak hesaplandı.

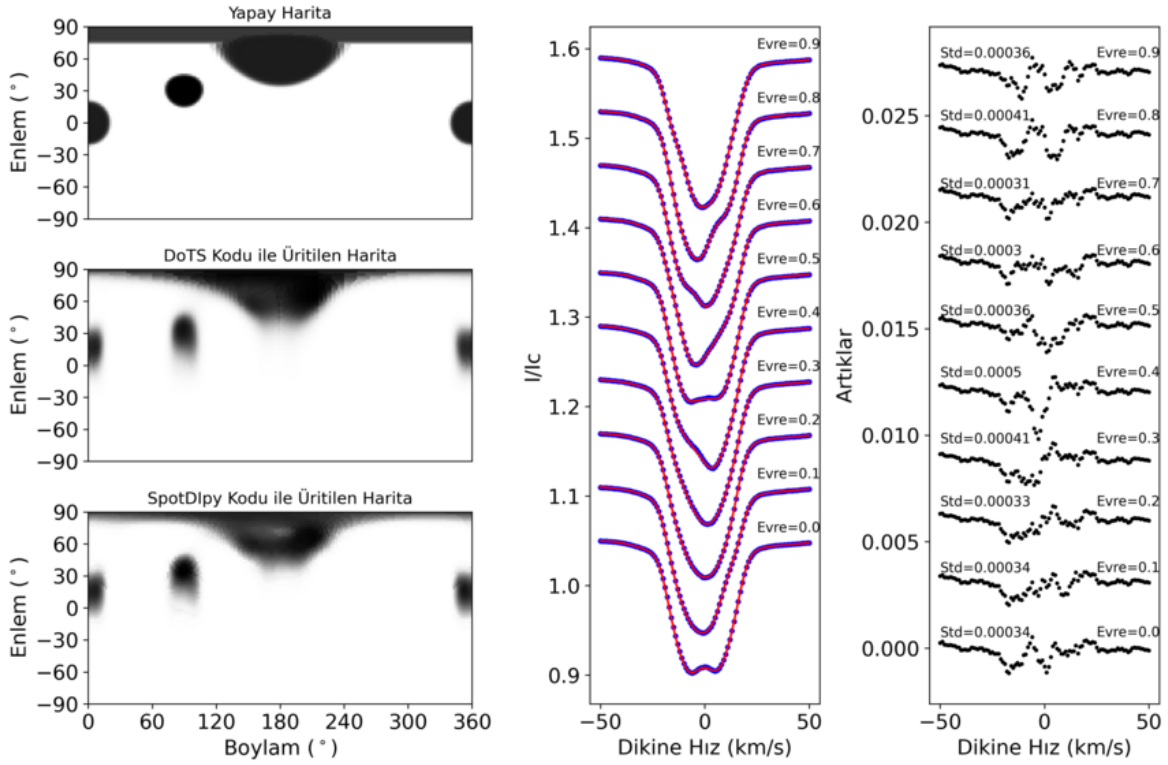
$$BJD = 2449950.55 + 1^d .36494 \times E. \quad (3)$$

4.2 Doppler Görüntüleme

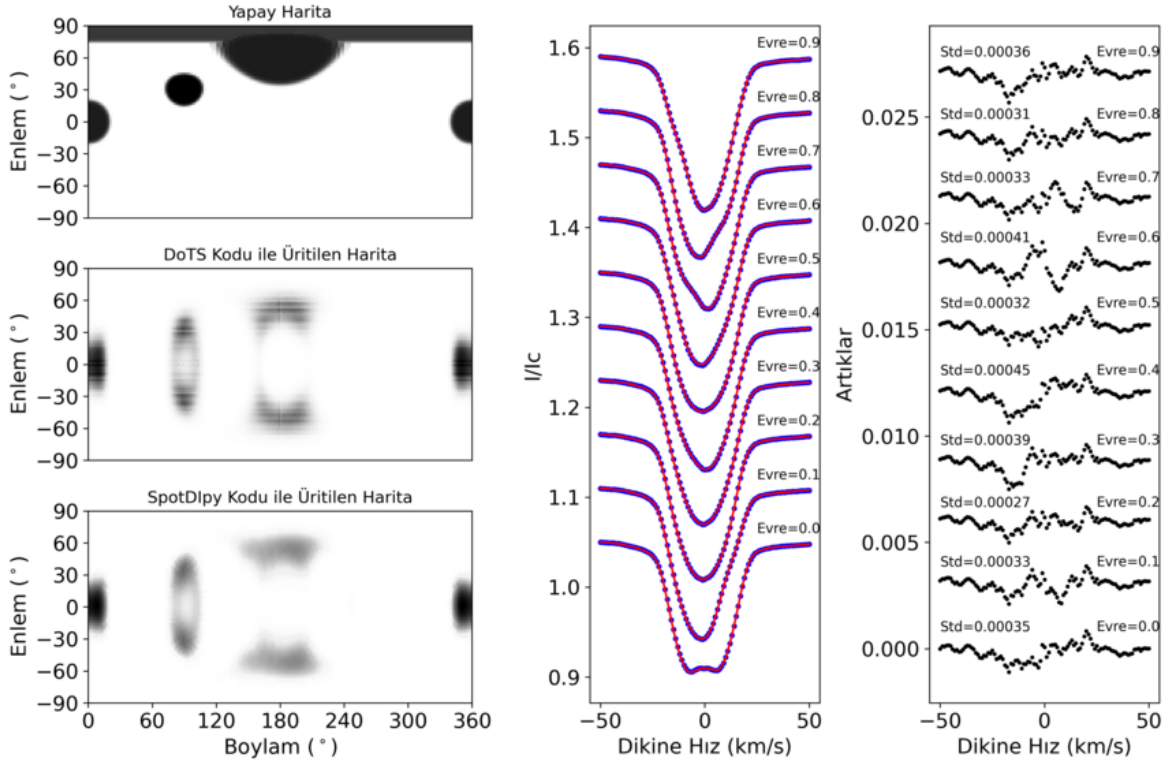
Doppler görüntüleme ile doğru bir harita elde etmek ilgili yıldız parametrelerinin duyarlılığı ile yakından ilişkilidir. Bundan dolayı bu çalışma için güncel parametreler literatürden toplandı (bkz. Çizelge 2'de). Ayrıca tayfların sinyal/gürültü değerlerini arttırmak için tüm tayflardan LSD tekniği yardımıyla ortalama hız profilleri elde edildi. Yıldızın dönme dönemi göz önünde bulundurularak veriler ardaşık 3 ayrı sete ayrıldı (set 1, set 2 ve set 3). Doppler görüntüleme işlemi bu çalışmanın da konusu olan SpotDIpy kodu ile gerçekleştirildi. Yerel tayfsal



Şekil 2. Sol sütunda, üretilen yapay harita (üstte), DoTS kodu ile üretilen harita (ortada), SpotDIpy kodu ile üretilen haritalar (altta) görülmektedir. Orta sütunda, yapay veri için DoTS kodunun ürettiği modeller (mavi noktalar) ile SpotDIpy kodunun ürettiği modeller (kırmızı düz çizgi), sağ sütunda ise bu modellerin birbirleri ile olan farkı çizdirilmiştir ve her bir artığın standart sapma değerleri de grafikte görülebilir. Yapay veriler eksen eğikliği açısı 30° olacak şekilde üretilmiştir.



Şekil 3. Şekil 2'den farklı olarak eksen eğikliği açısı 60° 'dir.



Şekil 4. Şekil 2'den farklı olarak eksen eğikliği açısı 90° 'dir.

hız profillerini üretmek amacıyla fotosfer sıcaklığı için HD 143761, leke sıcaklığı için HD 22049 yıldızları kullanıldı. Elde edilen haritalar ile birlikte gözlemsel ortalama hız profillerine uygulanan modeller Şekil 5- 10'da görülebilir.

Üretilen üç haritada da baskın bir kutup lekesi ile birlikte orta enlemli lekeler göze çarpmaktadır. Bu durum literatürdeki diğer haritalarla uyum göstermektedir (Strassmeier ve diğ. 2003; Marsden ve diğ. 2006; Järvinen ve diğ. 2008; Kóvári ve diğ. 2011). Çarpıcı sonuçlardan biri ise ardışık zamanlara ait bu haritalar incelendiğinde lekelerin azalan boylamlara doğru hareket ettiği görülmektedir.

4.3 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada açık kaynak kodlu, kolay bir kullanıma sahip olan Doppler görüntüleme kodu SpotDIpy tanıtıldı. Literatürde yaygın olarak kullanılan DoTS kodu ile karşılaştırma sonucunda SpotDIpy kodunun yıldızların yüzey parlaklık dağılımı haritalarını oluşturma konusunda yetkin olduğu rahatlıkla söylenebilir. Açık kaynak kodlu olması kullanıcılar açısından önemli bir avantaj olup, istenildiği durumda kolay bir şekilde güncellenebilir ya da farklı yetenekler kazandırılabilir. 2023 yılının ilk yarısında SpotDIpy kodunun açık kaynak kodu ile birlikte kullanıma açılması planlanmaktadır. Ayrıca bu süreçte yeni özelliklerin de eklenmesi planlanmaktadır.

SpotDIpy kodu ile yüzey parlaklık dağılımları oluşturulan V889 Her yıldızının literatürle de uyumlu bir leke dağılımı (bir kutup lekesi ve orta enlemli lekeler) gösterdiği görülmektedir (Strassmeier ve diğ. 2003; Marsden ve diğ. 2006; Järvinen ve diğ. 2008; Kóvári ve diğ. 2011). Özellikle kutup lekесinin hem bu çalışmadaki 3 sette de var olması hem de literatürdeki haritalarda mevcut olması, kalıcı bir kutup lekесinin varlığını

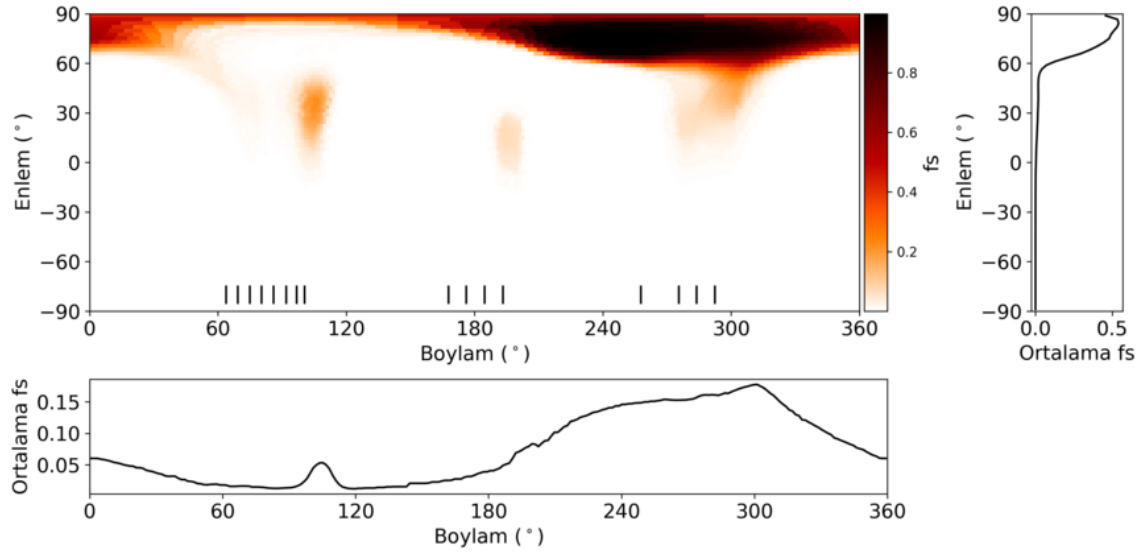
işaret etmektedir. Benzer bir çıkarım Huber ve diğ. (2009) tarafından da yapılmaktadır. Diferansiyel dönmenin tartışma konusu olduğu yıldızda (Järvinen ve diğ. 2008; Jeffers & Donati 2008; Kóvári ve diğ. 2011; Willamo ve diğ. 2019; Willamo ve diğ. 2022) 3 farklı sette azalan boylamlara doğru bir göçün gözlenmesi kayda değerdir. Fakat bu durumu netleştirmek için ardışık çevrimlerde alınmış daha fazla veriye ihtiyaç vardır.

Teşekkür

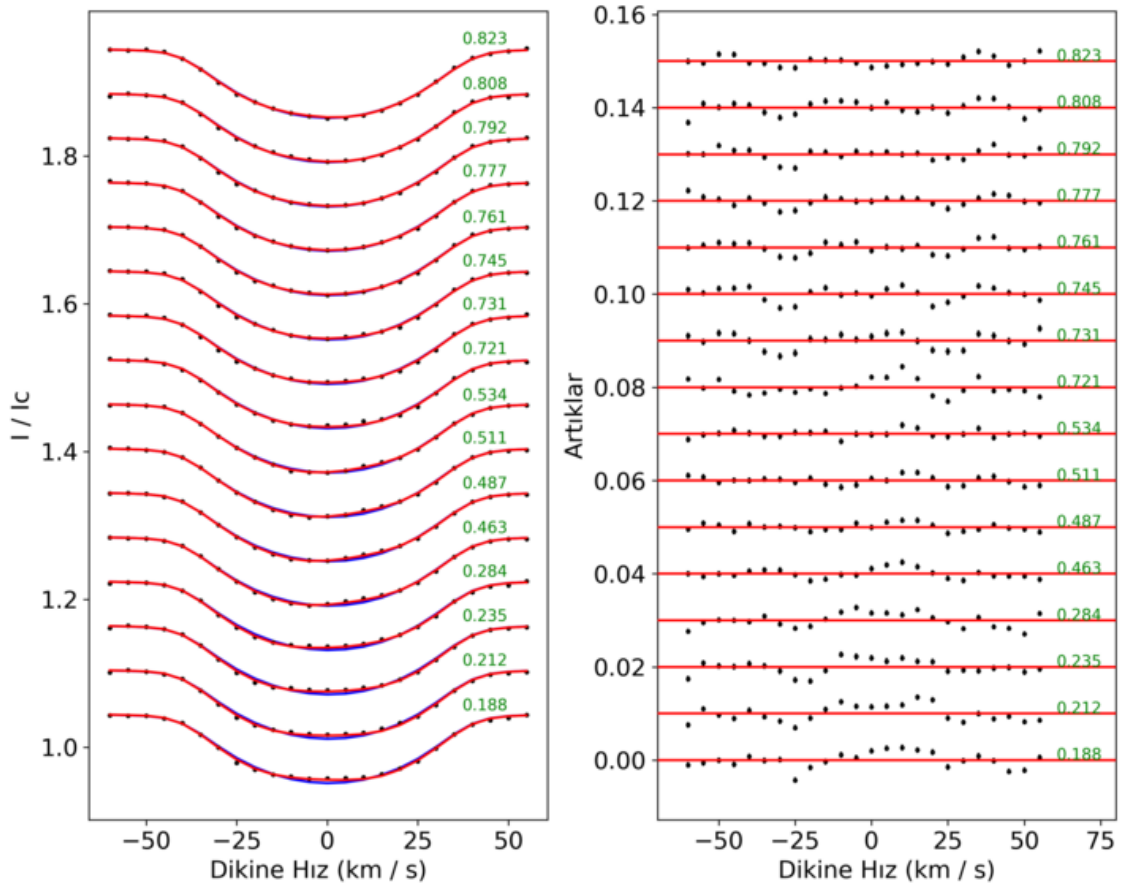
Bu çalışma Ankara Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri (BAP) tarafından 18A0759001 numaralı proje ile desteklenmektedir. Ayrıca SpotDIpy kodunun yazımı sırasında Doppler görüntüleme ile ilgili tüm sorularımıza cevap vererek bize yardımcı olan Uppsala Üniversitesi'nden Prof. Dr. Oleg Kochukhov'a teşekkür ederiz.

Kaynaklar

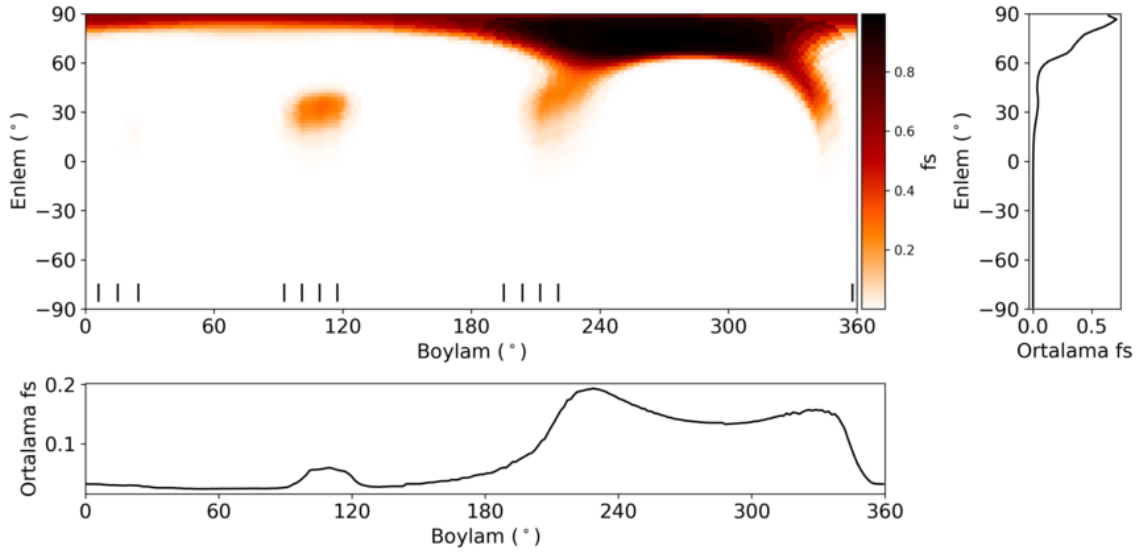
- Adelman S. J., Gulliver A. F., Kochukhov O. P., Ryabchikova T. A., 2002, *ApJ*, 575, 449
 Asensio Ramos A., Díaz Baso C. J., Kochukhov O., 2022, *A&A*, 658, A162
 Babcock H. W., 1961, *ApJ*, 133, 572
 Berdyugina S. V., 1998, *A&A*, 338, 97, *ADS*
 Berdyugina S. V., 2005, *Living Reviews in Solar Physics*, 2, 8
 Brown S. F., Donati J. F., Rees D. E., Semel M., 1991, *A&A*, 250, 463, *ADS*
 Cameron A. C., 1992, in Byrne P. B., Mullan D. J., eds, *Surface Inhomogeneities on Late-Type Stars*. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg, pp 33–45, doi:10.1007/3-540-55310-X_131
 Cameron A. C., 1997, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 287, 556



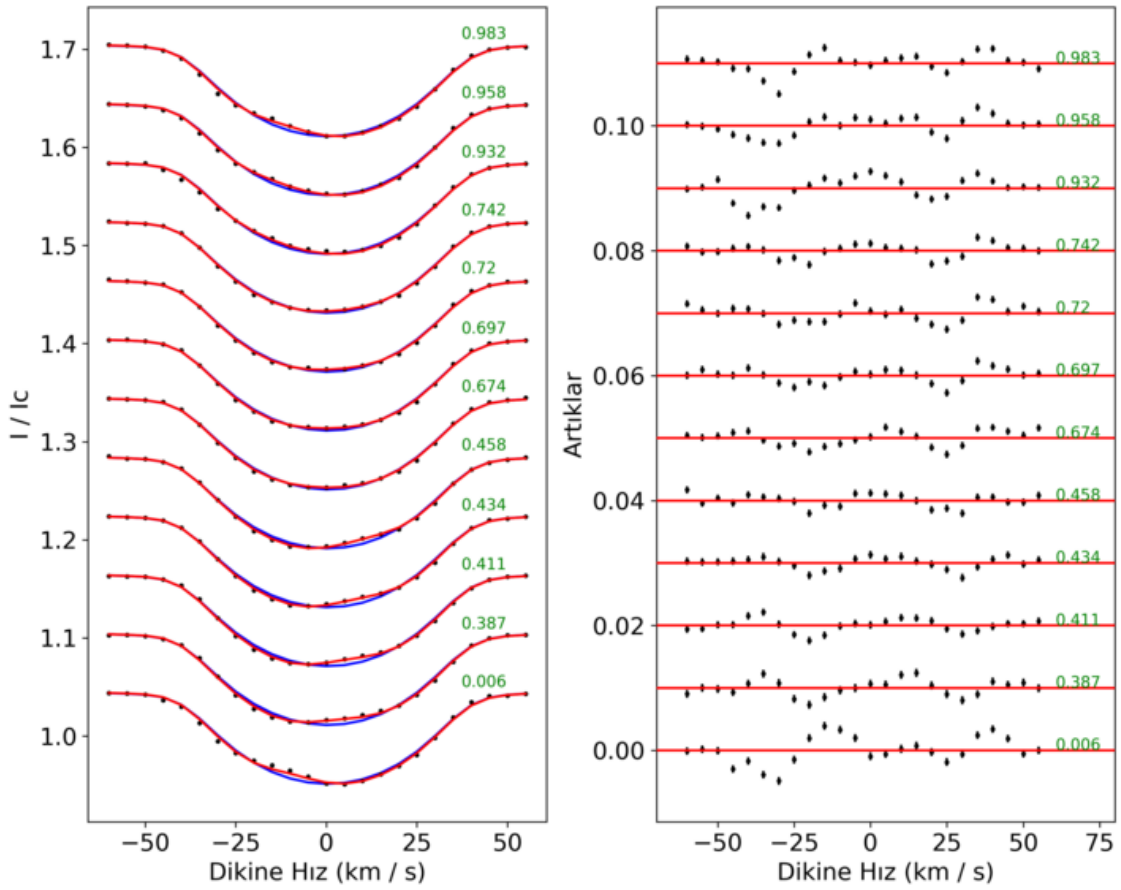
Şekil 5. V889 Her yıldızın set 1 verisi kullanılarak SpotDIpy kodu ile elde edilen harita. Haritanın altında her bir boylam kuşağı için ortalama leke doluluk faktörü grafiği görülürken, haritanın sağında enlem kuşağı için olanı görülmektedir. Ayrıca ilgili gözlem evrelerine karşılık gelen boylamlar harita üzerinde kısa çubuklarla işaretlenmiştir.



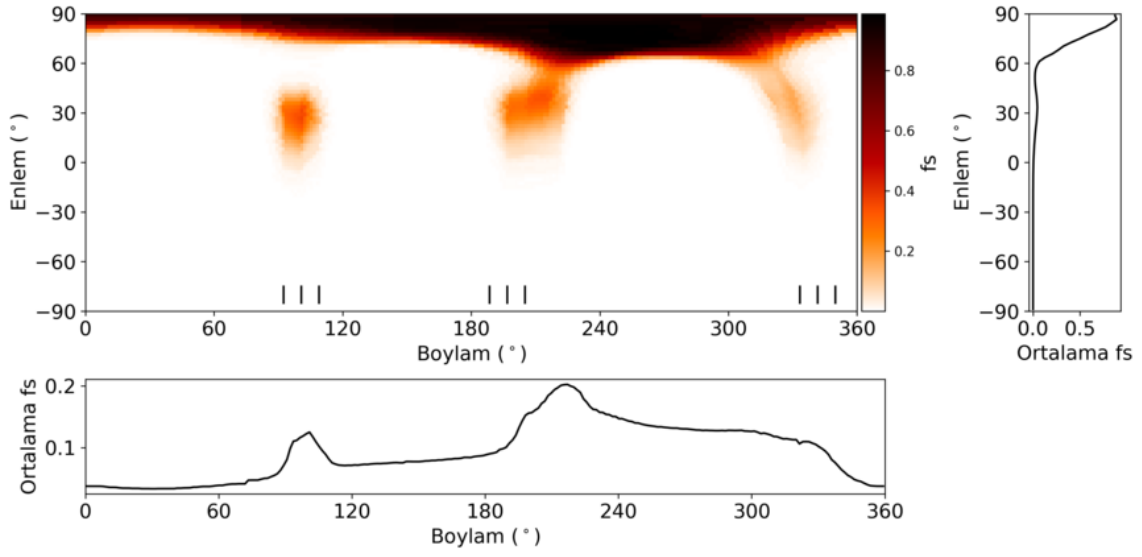
Şekil 6. V889 Her yıldızın set 1 verisinin SpotDIpy kodu ile modellenmesi. Sol panelde gözlemsel veriler (siyah noktalar), lekeli model (mavi düz çizgi) ve lekeli model (kırmızı düz çizgi) görülmektedir. Sağ panelde ise artıklar verilmektedir. Her bir verinin yanında evresi gösterilmiştir.



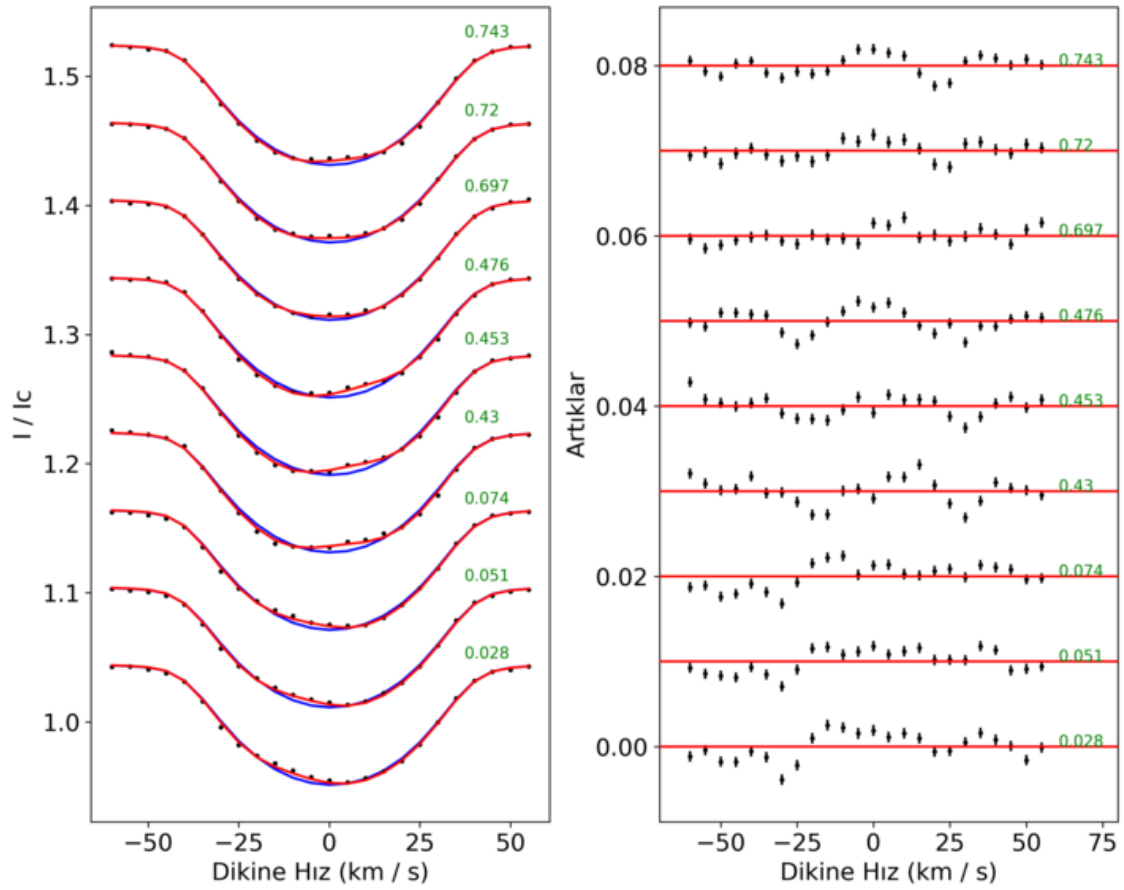
Şekil 7. Şekil 5'den farklı olarak set 2 verisi için elde edilen sonuçlar.



Şekil 8. Şekil 6'den farklı olarak set 2 verisi için elde edilen sonuçlar.



Şekil 9. Şekil 5'den farklı olarak set 3 verisi için elde edilen sonuçlar.







Şekil 10. Şekil 6'den farklı olarak set 3 verisi için elde edilen sonuçlar.

- Chiang Y.-W., Borbat P. P., Freed J. H., 2005, *Journal of Magnetic Resonance*, 177, 184
- Collier Cameron A., Horne K. D., 1986, in Zeilik M., Gibson D. M., eds., Vol. 254, *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*. Springer-Verlag, Berlin Heidelberg New York, p. 205, doi:10.1007/3-540-16763-3_173
- Deutsch A. J., 1957, *AJ*, 62, 139
- Donati J. F., Semel M., Carter B. D., Rees D. E., Collier Cameron A., 1997, *MNRAS*, 291, 658
- Espinosa Lara F., Rieutord M., 2011, *A&A*, 533, A43
- Frasca A., Biazzo K., Kóvári Z., Marilli E., Çakırlı Ö., 2010, *A&A*, 518, A48
- Gonchariskij A. V., Stepanov V. V., Khokhlova V. L., Yagola A. G., 1982, *Azh*, 59, 1146, *ADS*
- Huber K. F., Wolter U., Czesla S., Schmitt J. H. M. M., Esposito M., Ilyin I., González-Pérez J. N., 2009, *A&A*, 501, 715
- Husser T.-O., Wende-von Berg S., Dreizler S., Homeier D., Reiners A., Barman T., Hauschildt P. H., 2013, *A&A*, 553, A6
- Järvinen S. P., Korhonen H., Berdyugina S. V., Ilyin I., Strassmeier K. G., Weber M., Savanov I., Tuominen I., 2008, *A&A*, 488, 1047
- Jeffers S. V., Donati J. F., 2008, *MNRAS*, 390, 635
- Kóvári Z., Frasca A., Biazzo K., Vida K., Marilli E., Çakırlı Ö., 2011, in *Physics of Sun and Star Spots*. pp 121–125 (arXiv:1010.3511), doi:10.1017/S1743921311015110
- Kochukhov O., 2017, *A&A*, 597, A58
- Kochukhov O., Wade G. A., Shulyak D., 2012, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421, 3004
- Lehtinen J., Jetsu L., Hackman T., Kajatkari P., Henry G. W., 2016, *A&A*, 588, A38
- Luger R., Agol E., Foreman-Mackey D., Fleming D. P., Lustig-Yaeger J., Deitrick R., 2019, *The Astronomical Journal*, 157, 64
- Luger R., Bedell M., Foreman-Mackey D., Crossfield I. J. M., Zhao L. L., Hogg D. W., 2021, preprint, (arXiv:2110.06271), *ADS*
- Luger R., Agol E., Bartolić F., Foreman-Mackey D., 2022, *AJ*, 164, 4
- Marsden S. C., Donati J. F., Semel M., Petit P., Carter B. D., 2006, *MNRAS*, 370, 468
- Montalto M., ve diğ., 2021, *A&A*, 653, A98
- Parviainen H., Aigrain S., 2015, *MNRAS*, 453, 3821
- Piskunov N. E., Khokhlova V. L., 1983, *Soviet Astronomy Letters*, 9, 346, *ADS*
- Piskunov N., Kochukhov O., 2002, *A&A*, 381, 736
- Piskunov N. E., Rice J. B., 1993, *PASP*, 105, 1415
- Piskunov N. E., Tuominen I., Vilhu O., 1990, *A&A*, 230, 363, *ADS*
- Rice J. B., 2002, *Astronomische Nachrichten*, 323, 220
- Rice J. B., Strassmeier K. G., 2000, *A&AS*, 147, 151
- Semel M., 1989, *A&A*, 225, 456, *ADS*
- Skilling J., Bryan R. K., 1984, *MNRAS*, 211, 111
- Strassmeier K. G., 2009, *A&ARv*, 17, 251
- Strassmeier K. G., Pichler T., Weber M., Granzer T., 2003, *A&A*, 411, 595
- Tikhonov A. N., Arsenin V. Y., 1977, doi:https://doi.org/10.1137/1021044
- Tobias S. M., 2002, *Philosophical Transactions of the Royal Society of London Series A*, 360, 2741
- Unruh Y. C., Collier Cameron A., 1995, *MNRAS*, 273, 1
- Vogt S. S., Penrod G. D., 1983, *PASP*, 95, 565
- Vogt S. S., Penrod G. D., Hatzes A. P., 1987, *ApJ*, 321, 496
- Willamo T., ve diğ., 2019, *A&A*, 622, A170
- Willamo T., Hackman T., Lehtinen J. J., Korpi-Lagg M., Kochukhov O., 2022, *The Open Journal of Astrophysics*, 5, 10

Access:M23-0348: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Normal ve Metal Çizgili A Yıldızlarının [Fe/H] Bolluklarının Diğer Element Bollukları ile Korelasyonu

Senem Çabuk¹ *, Kutluay Yüce¹ , Austin F. Gulliver² , Saul J. Adelman³ 

¹ *Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Ankara Üniversitesi, TR-06100, Tandoğan, Ankara, Türkiye*

² *Department of Physics and Astronomy, Brandon University, Brandon, MB, R7A 6A9, Canada*

³ *Department of Physics, The Citadel, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 29409, USA*

Accepted: December 18, 2022. Revised: December 5, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Bazı normal A-tipi anakol yıldızlarının, metal çizgili A_m -tipi yıldızlarına benzer yüzey element bolluğuna sahip olduğu görülmektedir. Bu çalışmada, Yüce ve Adelman (2014) tarafından DAO'dan (Dominion Astrophysical Observatory, Kanada) alınan yüksek çözünürlüklü spektral verilerle belirlenen 13 element bolluğu için istatistiksel tekniklerle optik bölge bolluklarının ayrıntılarını anlamak için normal ve metalik çizgili A yıldızlarını araştırıyoruz. Bu verilerle [Fe/H] bolluğuna karşı 12 elementin korelasyon katsayıları hesaplandı. Regresyon analizi sonucunda 12 elementin [Fe/H] bolluğu ile ilişkisi belirlendi. Sonuçlar, normal A-tipi yıldızların [Fe/H] bolluğu açısından A_m -tipi yıldızlardan farklı olduğunu ortaya koydu.

Abstract

Some normal A-type main sequence stars appear to have surface abundances like those of metallic lined A_m -type stars. In this study, we investigate normal and metallic lined A stars to understand the details of their optical region abundances via statistical techniques for 13 elements (C, O, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, Cr, Fe, Ni, Sr, Y, Ba) abundances determined by high resolution spectral data from DAO (Dominion Astrophysical Observatory) by Yüce ve Adelman (2014). With these data, correlation coefficients of 12 elements were calculated against their [Fe/H] abundances. As a result of regression analysis, the relationship of 12 elements with [Fe/H] abundance was determined. The results revealed that normal A-type stars differ from A_m -type stars in terms of [Fe/H] abundance.

Anahtar Kelimeler: normal A type stars – metallic-line A stars – stellar atmosphere – elemental abundance – stellar physical properties – stellar chemical properties – cross-correlation

1 Giriş

Tayf sınıfları, yıldızların atmosferlerindeki blend olmamış, nötr veya iyon elementlerin tayf çizgilerinden belirlenir. Normal A yıldızları, fotosferlerindeki element bollukları Güneş bolluğuna yakın olan ve algılanabilir manyetik alanları olmayan yıldızlardır. Tayflarında salma çizgileri göstermezler. Ayrıca fotometrik değişkenlikler gözlenmez. Normal A-tipi yıldızların çoğu, yüzey kimyasal bileşimlerinde Güneş'ten ± 0.40 dex aralığında farklılık gösterir (Adelman ve Unsee 2007). Bu bolluk farklılıklarını gösterme eğiliminde olan genellikle ağır elementlerdir. Tayfsal sınıflama yapan araştırmacıların tayf görünümlerine göre normal olarak tanımladığı, ancak yüksek çözünürlükte yapılan kimyasal bolluk analizlerinde öyle olmadığı anlaşılan yıldızlar, Cowley (1980) tarafından "görünürde normal yıldızlar" (superficially normal stars) olarak tanımlanmıştır. Adelman (2005)'a göre birçok Civa-Mangan (HgMn) ve metal çizgili A (A_m) yıldız tipleri bu sınıftan birer üyesidir.

A tayf türü yıldızların Henry Draper sınıflaması, Balmer çizgilerine ve Ca II K çizgisine bakılarak yapılmıştır (Keenan ve diğ. 1969). Özellikle, iyonlaşmış metal çizgileri (örn. Fe II, Si II ve Mg II gibi) A5 türü civarında maksimum şiddete ulaşır (bkz. Çabuk ve Yüce 2012). Morgan-Keenan-Kelman (MKK) sınıflamasına göre, A2 türüne kadar Balmer çizgilerinin şiddeti,

daha sonraki sınıflarda ise Fe II, Mg II ve Ti II çizgi şiddet oranları kullanılır (Gray ve Corbally 2021).

Normal ve A_m -tipi yıldızlar, A0 tayf tipi yöresinde çok benzer element bolluğu yapıları gösterir. Adelman ve Unsee (2007), normal A ve A_m -tipi yıldızların örtüşen bolluklara sahip olduğuna ve tespit edilen bazı bolluk özelliklerinin birbiriyile uyumlu olduğuna dikkat çekmiştir.

A_m -tipi yıldızlar, Titus ve Morgan (1940) tarafından ilk önce kimyasal sıra dışı yıldızlar olarak farkedilmiştir ve süregelen çalışmalarda bu tür yıldızların tamamının yavaş dönen yıldız olduğu tespit edilmiştir ($V_{\text{ekvator}} < 100 \text{ km s}^{-1}$). Tayflarında Ap yıldızlarına benzer anormallikler göstermezler. Bu yıldızlar metalik çizgili ve aynı zamanda manyetik özellik göstermeyen yıldızlardır.

Michaud (2005)'a göre A_m -tipi yıldızlarda C, N, O ve Ca bolluk oranları genelde Güneş'tekine nazaran daha az iken; demir grubu elementlerde daha fazladır. Bu bolluk anormalliklerinin nedenleri arasında atomik difüzyon, kütle kaybı, türbülans gibi farklı fiziksel süreçler vardır.

Her ne kadar bu ayrımlar yapılsa da günümüzde bazı normal A-tipi yıldızlar A_m -tipi; aynı zamanda A_m -tipi yıldızlardan da normal A-tipi olarak sınıflandırılmış yıldızlar bulunmaktadır. Adelman (2005)'a göre, normal yıldızlar ile metalik çizgili yıldızlar arasında keskin bir tayfsal ayırım henüz tespit edilmemiştir. Öyle ki, normal A-tipi ve A_m -tipi yıldızlar birbirini kapsayan bolluk değerlerine sahiptir. Bu çalışmada kimyasal bolluk değerlerini çapraz korelasyon tekniği ile ele

* secabuk@ankara.edu.tr

olarak element bollukları aracılığıyla sınıflandırma yöntemine katkıda bulunmayı istiyoruz.

1.1 Materyal

Atmosferlerinin kimyasal bileşimleri bakımından aralarındaki ilişkileri incelenen yıldızlar, normal A-tipi ve A_m -tipi yıldızlar olup bu çalışmanın temel materyallerini oluşturmaktadır. Bu amaçla, özellikle B2-F2 tayf türü aralığında literatürdeki boşluğu önemli ölçüde kapatan **Yüce ve Adelman (2014)**'ın tayfsal çalışması üzerinde yoğunlaşmıştır. Bu çalışmada 17 HgMn, 20 normal A ve 21 A_m -tipi yıldız için 32 elementin ayrıntılı bolluk analizini yaparak, her element için bu yıldız tiplerinde bolluk miktarlarının farklılıkları ve ortak yanlarını araştırmışlardır.

Yüce ve Adelman (2014)'den elde edilen atmosferik niceliklerin gözlemsel tayfları, Dominion Astrofizik Gözlemevi'nin (Victoria, Kanada) 1.2 metrelik teleskobuna bağlı Reticon ve CCD dedektörleri yardımıyla alınmıştır. Coude spektrumlarının dalgaboyu uzunlukları 63 Å ve 147 Å olup ayırma gücü $2,4 \text{ Å mm}^{-1}$ 'dir. Tayfların sinyal-gürültü oranı $S/N \geq 200$ 'dür. İncelenen tayfsal aralık, bazı yıldızlar için daha uzun dalga boyları dahil, genellikle $\lambda\lambda 3820-4900$ Å'dir. Kimyasal bolluk analizlerinde "ince analiz" tekniği uygulanmıştır (bkz. **Yüce ve diğ. 2011.**). Çalışmamızda incelenen normal ve A_m yıldızlarının atmosfer parametreleri ve element bollukları **Yüce ve Adelman (2014)** Çizelge 1'inde listelenmiştir.

Bir dizi niceliğin aralarındaki ilişkiyi incelemede yaygın olarak kullanılmakta olan yöntemlerden biri çapraz korelasyon analiz tekniğidir. Çapraz korelasyon tekniği en genel hali ile, aynı periyot içerisinde birim zaman aralıklarında u ve y gibi iki değişkene sahip N sayıda girdi parametresinin dikkate alınması durumunda, veri setinin $(u_1, y_1), \dots, (u_N, y_N)$ dizisi şeklinde ifade edilmesidir. Bu gözlemsel veriler, (U_t, Y_t) gibi ayrık iki değişkenli stokastik / rastgele bir sürecin, sonlu bir gerçekleştirilmesi olarak ele alınabilir.

Çapraz korelasyon tekniğine matematiksel açıdan bakıldığında; $f(t)$ ve $g(t)$ gibi verilen iki fonksiyonun çapraz-korelasyonu $\phi_{fg}(\tau)$, aşağıdaki bağıntı ile verilir:

$$\phi_{fg}(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} f(t)g(t+\tau)dt = \int_{-\infty}^{\infty} f(t+\tau)g(t)dt \quad (1)$$

Bu iki integral ifadesinin eşitliği aynı zamanda $\phi_{fg}(\tau) = \phi_{gf}(-\tau)$ anlamına gelir. Söz konusu eşitlikte, fonksiyonun hesaplanmasında hangi fonksiyonun diğerine göre değiştirileceği (kaydırıldığı) önemlidir. Her iki fonksiyon da birim aralıklarla sayısallaştırıldığında yukarıdaki integral denklemine benzer şekilde;

$$[\phi_{fg}]_j = \sum_{i=-\infty}^{\infty} f_i g_{i+j} \quad (2)$$

bağıntısı elde edilir. Burada, birinci alt simge (f) sabit tutulan işlevi temsil eder ve ikinci alt simge (g) kaydırılan işlevi temsil eder. Çapraz korelasyon fonksiyonunun davranışı, ilişkili iki fonksiyon arasındaki benzerlik derecesine bağlıdır. İki fonksiyon benzer ise değeri artar, değilse azalır. Tamamen rastgele veri varsa, değeri sıfır olacaktır (**Rikitake ve diğ. 1987**).

$$r = \frac{n\Sigma xy - (\Sigma x)(\Sigma y)}{\sqrt{[n(\Sigma x^2) - (\Sigma x)^2][n(\Sigma y^2) - (\Sigma y)^2]}} \quad (3)$$

İki boyutlu korelasyon hesabında x ve y serilerinin değerleri yukarıdaki denklemde yer alır ve korelasyon katsayısı r değeri hesaplanır. Buna göre;

- $r=1$ ise x ve y serilerinin arasında kuvvetli pozitif bir ilişki vardır.
- $r=-1$ ise x ve y serileri arasında kuvvetli negatif bir ilişki vardır.
- $r=0$ ise x ve y serileri arasında herhangi bir bağıntı bulunmamaktadır. Bunun anlamı x ve y serilerini oluşturan veriler hiçbir şekilde birbirini etkilemezler şeklindedir.

Ayrıca $|r| \geq 0.7$ değerlerinde x ve y serilerini oluşturan verilerin arasında kuvvetli pozitif koelasyon (strong positive correlation) veya kuvvetli negatif koelasyon (strong negative correlation) vardır. Bunun üzerindeki değerler iki serinin birbirine bağlı olduğunu göstermektedir. Normal A ve A_m -tipi yıldızların atmosferik parametrelerinin (etkin sıcaklık, mikrotürbülans hızı, yüzey çekim ivmesi ve dönme hızı) değer aralıkları, **Yüce ve Adelman (2014)** çalışmasında bulunan Çizelge 1'inden elde edilmiştir.

DAO serisinden analiz için seçilen yıldızların T_e ve $\log g$ değer aralıkları aşağıdaki gibidir:

- $\Delta T_e = 6100-15000 \text{ K}$ ve $\Delta \log g = 3.32-4.40 \text{ dex}$ (Normal A-tipi)
- $\Delta T_e = 7700-10125 \text{ K}$ ve $\Delta \log g = 3.26-4.32 \text{ dex}$ (A_m -tipi)

DAO serisinde incelenen yıldızların mikrotürbülans hız değerlerindeki belirsizlikler $\pm 0.1 \text{ km s}^{-1}$ civarındadır. Bu çalışmadaki örnek yıldızların ξ değer aralıkları aşağıdaki gibidir:

- $\Delta \xi = 0.0-4.5 \text{ km s}^{-1}$ (Normal A-tipi)
- $\Delta \xi = 1.0-5.6 \text{ km s}^{-1}$ (A_m -tipi)

Dönme hızı değerleri için hata miktarı $\pm 5 \text{ km}^{-1}$ 'dir. Bu çalışmadaki örnek yıldızların $\nu \sin i$ değer aralıkları aşağıdaki gibidir:

- $\Delta \nu \sin i = 5.0-44.0 \text{ km s}^{-1}$ (Normal A-tipi)
- $\Delta \nu \sin i = 4.8-50.0 \text{ km s}^{-1}$ (A_m -tipi)

2 Bulgular

Ele alınan yıldız serisinin en sıcak A_m -tipi yıldızlarının T_i 'dan daha hafif elementlerinin bolluk değeri ($Z < 22$), kabul edilmiş olan Güneş bolluk değerlerindedir veya daha azdır (S hariç). Söz konusu yıldız tipi T_i ve Fe (dahil) aralığındaki elementler bakımından, Güneş'in bolluk değerlerine sahip veya daha zengindir.

Ağır elementler, Güneş'e nazaran 1.0 dex civarında zenginlik gösterirler. Ba ve daha ağır elementler ($Z > 56$), Güneş'in değerlerinden yaklaşık 0.5-2.00 dex daha fazladır. Helyum bolluğu bakımından ise, A_m -tipi yıldızlar Güneş'e yakın veya fakir iken; normal A yıldızlarında herhangi bir anormallik kaydedilmemiştir.

Bu çalışmada incelenen yıldızların kimyasal bileşimleri arasındaki ilişkilerin Güneş'e göre araştırılmasında uygulanan yöntem, istatistiksel matematiğe dayalı "çapraz korelasyon" tekniğidir (C, O, Mg, Si, Ca, Sc, Ti, Cr, Fe, Ni, Sr, Y ve Ba elementleri için hesaplanmıştır). Teknik, normal A ve A_m -tipi yıldızlar için ayrı ayrı uygulanmıştır. Grafiklerde 'mavi daireler' normal A-tipi yıldızları ve 'kırmızı üçgenler' A_m -tipi yıldızları temsil eder.

On iki elementin Güneş'e göre atmosferik bolluğu ve [Fe/H] bolluğu arasındaki değişim grafiği ve ilgili korelasyon

Çizelge 1. Normal A-tipi yıldızların çapraz-korelasyon katsayıları (r) matrisi

	[C/H]	[O/H]	[Mg/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Sc/H]	[Ti/H]	[Cr/H]	[Fe/H]	[Ni/H]	[Sr/H]	[Y/H]
[O/H]	-0.164											
[Mg/H]	-0.111	0.549										
[Si/H]	0.342	0.321	0.070									
[Ca/H]	0.349	0.070	-0.090	0.264								
[Sc/H]	0.229	-0.651	0.151	0.139	0.290							
[Ti/H]	0.379	-0.195	-0.228	0.108	0.381	0.305						
[Cr/H]	0.248	-0.103	0.151	-0.139	-0.171	0.006	0.294					
[Fe/H]	0.481	-0.090	0.129	0.407	0.328	0.279	0.485	0.710				
[Ni/H]	0.184	-0.061	0.196	-0.029	0.175	0.329	-0.177	0.589	0.520			
[Sr/H]	0.834	0.086	-0.226	0.121	0.561	0.249	0.602	0.654	0.683	0.650		
[Y/H]	0.342	0.744	0.000	0.411	0.480	-0.077	0.521	0.692	0.574	0.002	0.407	
[Ba/H]	0.215	0.466	-0.245	0.215	0.547	-0.089	0.679	0.627	0.459	-0.007	0.319	0.844

Çizelge 2. A_m -tipi yıldızların çapraz-korelasyon katsayıları (r) matrisi

	[C/H]	[O/H]	[Mg/H]	[Si/H]	[Ca/H]	[Sc/H]	[Ti/H]	[Cr/H]	[Fe/H]	[Ni/H]	[Sr/H]	[Y/H]
[O/H]	-0.091											
[Mg/H]	0.524	-0.308										
[Si/H]	0.102	0.989	0.499									
[Ca/H]	-0.072	0.051	0.337	0.670								
[Sc/H]	-0.058	-0.003	0.147	0.360	0.759							
[Ti/H]	0.208	0.588	0.523	0.424	0.247	0.098						
[Cr/H]	0.413	0.468	0.601	0.446	0.226	-0.050	0.845					
[Fe/H]	0.206	-0.012	0.617	0.410	0.274	-0.102	0.825	0.832				
[Ni/H]	0.320	0.202	0.348	0.224	0.056	-0.092	0.411	0.512	0.513			
[Sr/H]	-0.139	-0.189	0.360	0.603	0.323	-0.048	0.207	0.317	0.316	0.269		
[Y/H]	-0.002	0.497	0.136	-0.109	-0.209	-0.127	0.444	0.502	0.508	0.588	0.212	
[Ba/H]	-0.201	0.895	-0.135	-0.281	-0.058	-0.164	0.323	0.382	0.325	0.117	0.036	0.508

katsayıları Şekil 1, 2 ve 3'te verilmiştir. 'Negatif korelasyon', 'pozitif korelasyon' ve parametreler arasında herhangi bir ilişkinin bulunmadığına ilişkin araştırmalar sunuldu. Her iki yıldız türü için de $r > 0.320$ durumu pozitif korelasyonu ve $r < -0.320$ negatif korelasyonu temsil eder. Değişkenler arasında güçlü pozitif veya güçlü negatif korelasyonun varlığı, aralarında 'doğru' veya 'ters' bir oranı olduğu anlamına gelir. Değişkenler arasında ikiserli korelasyonların mutlak değeri 0.320'den büyükse, bu korelasyon tahminleri $\alpha = 0.05$ (I. Tip hatasına göre değerlendirilmiş) anlamlılık düzeyinde anlamlı bulunmuştur (Bevington ve Robinson 1992).

Normal A yıldızları için elde edilen çapraz korelasyon hesaplamalarının sonuçları Çizelge 1'de verilmektedir.

Normal A-tipi yıldızlar için çapraz korelasyon hesaplamaları ile aşağıdaki sonuçlar elde edilmiştir. Güneş'e göre Fe bolluklarının korelasyon sınıflandırması:

- O, Mg ve Sc: Fe ile ilişkili değildir.
- Si, Ca, Ti, Ni, Sr, Y ve Ba: Fe ile pozitif korelasyon gösterir.
- Cr: Fe ile güçlü-pozitif bir korelasyon verir.

A_m -tipi yıldızlar için elde edilen çapraz korelasyon hesaplamalarının sonuçları Çizelge 2'de verilmektedir.

A_m -tipi yıldızlar için çapraz korelasyon hesaplamaları ile aşağıdaki sonuçlar elde edilmiştir. Güneş'e göre Fe bolluklarının korelasyon sınıflandırması:

- C, O, Ca, Sc ve Sr: Fe ile ilişkili değildir.
- Mg, Si, Ni, Y ve Ba: Fe ile pozitif korelasyonlar vardır.

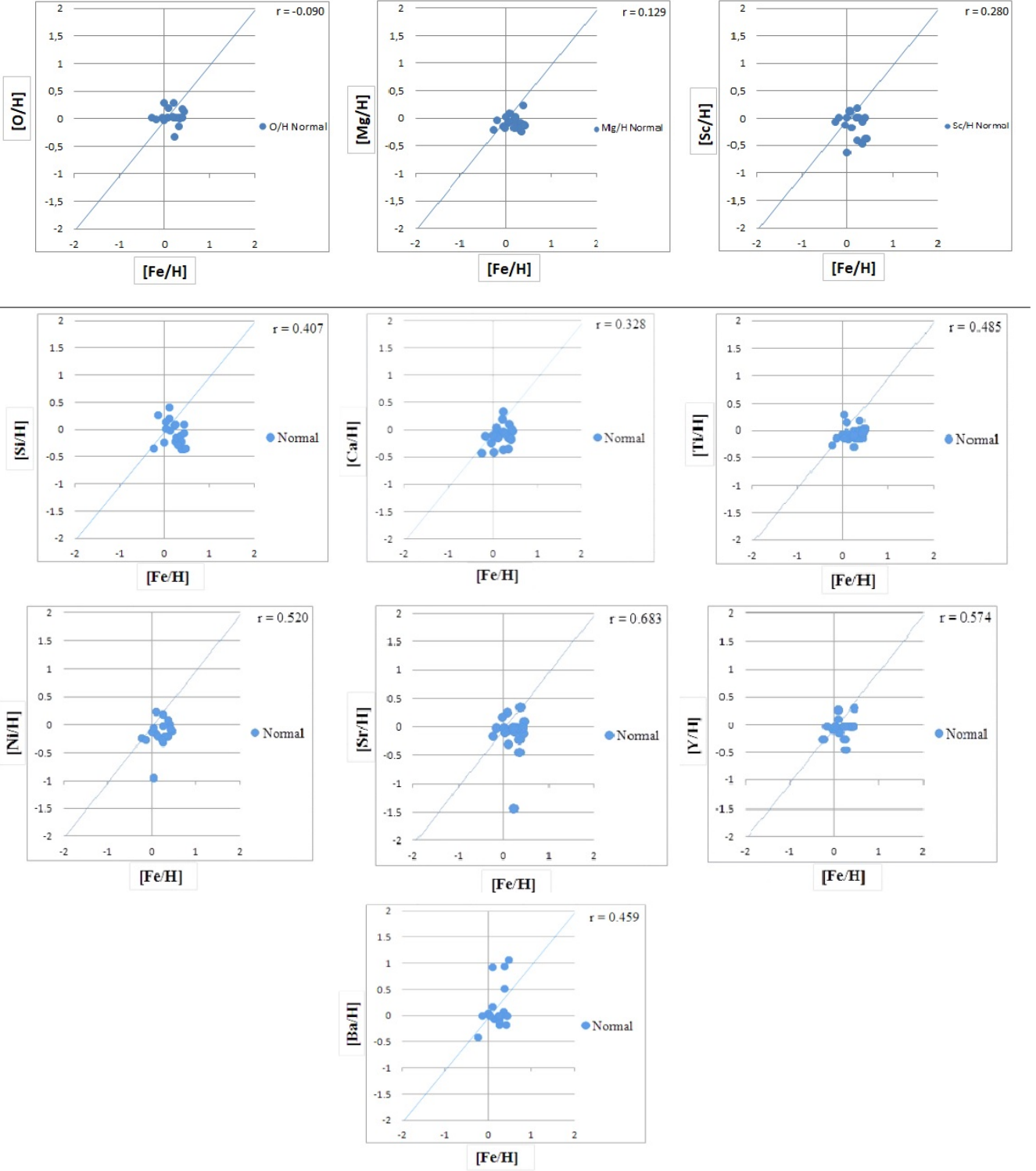
- Ti ve Cr: Fe ile güçlü-pozitif bir korelasyon vardır (Çabuk 2016).

3 Sonuçlar

Bu çalışmada verilerini kullandığımız A_m ve normal A-tipi yıldızların sonuçları; demir element bolluğuna göre diğer element bollukları hakkında net sonuçlar verse de, burada elde edilen sonuçlar daha fazla yıldızın verileri kullanılarak doğrulanabilir.

Korelasyon sonuçlarını toplu olarak değerlendirdiğimizde A_m ve normal A-tipi yıldızların aynı elementi için korelasyon değerlerinin farklı oranlarda olduğunu görüyoruz. Bu çalışmadan elde edilen Çizelge 3'teki bolluk oranlarına ilişkin değerler, Şekil 4'te oluşturulan grafikte görülmektedir. Turuncu renk ile gösterilen çizgi $x=y$ doğrusu olarak; korelasyon değerlerinin birbirlerine yakın/uzak oluşlarını ifade etmek için eklenmiştir. Mavi kutu ise her iki yıldız tipi için aynı elementin, hesaplanan korelasyon katsayı değerlerinin ± 0.1 'lik sınırını ifade eder. Bu sınırın dışında bulunan korelasyon katsayısı oranları A_m ve normal A-tipi yıldızlar için ayırt edici özellik gibi görülmektedir. Korelasyon katsayısı değerleri dikkate alındığında A_m ve normal A-tipi yıldızlar için şu sonuçları elde ederiz.

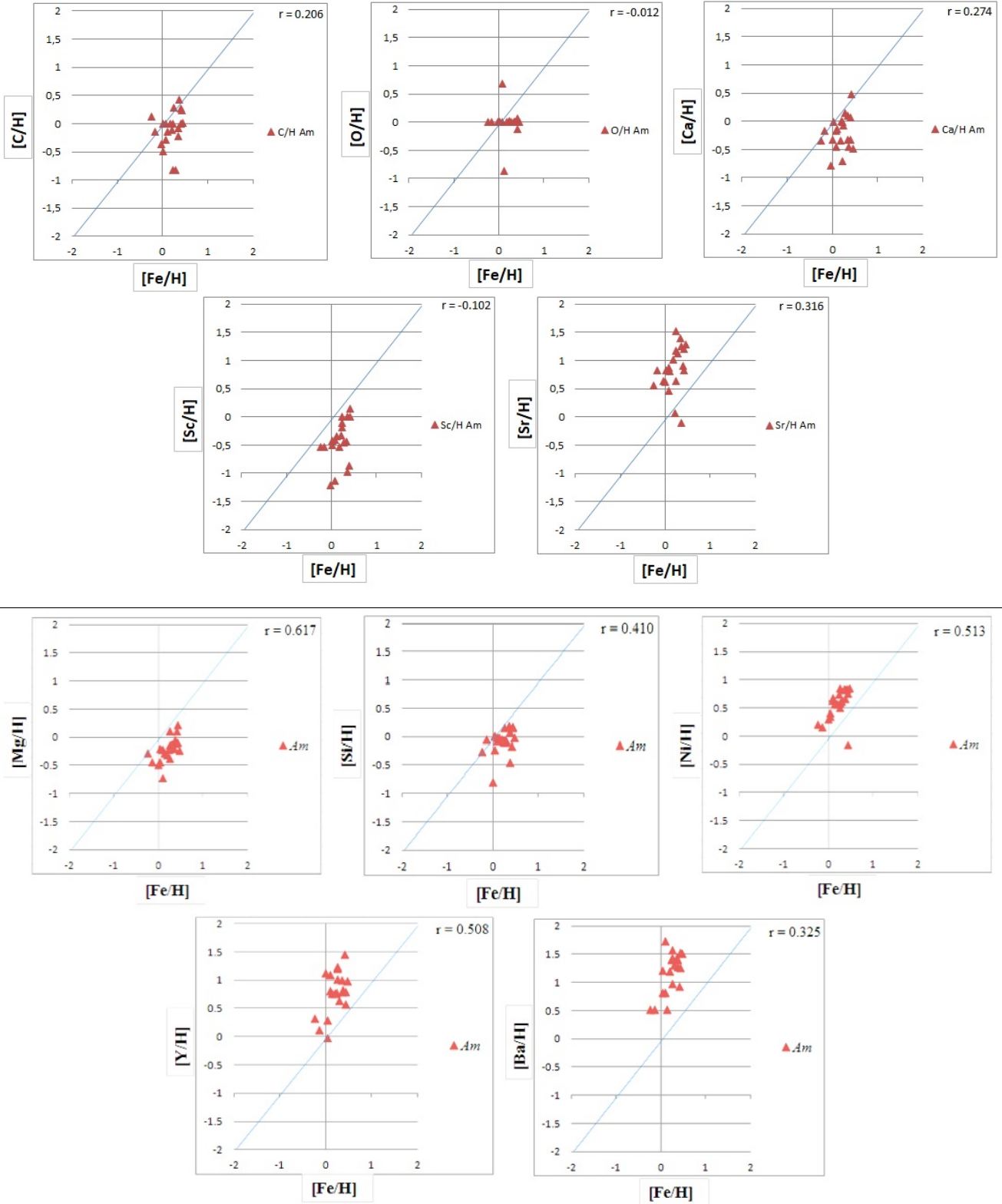
- Şekil 4'te görüldüğü gibi [Sr/H]-[Fe/H] korelasyonu A_m yıldızlarında 0.316 iken normal A yıldızlarında 0.683'tür. Her ikisi de pozitif korelasyon sınırları içinde kabul edilebilir, ancak normal A yıldızları için [Sr/H]-[Fe/H] korelasyonu önemli ölçüde yüksektir. Bu önemli bir farktır.
- [Ti/H]-[Fe/H] korelasyonu her iki yıldız türü için de pozitif



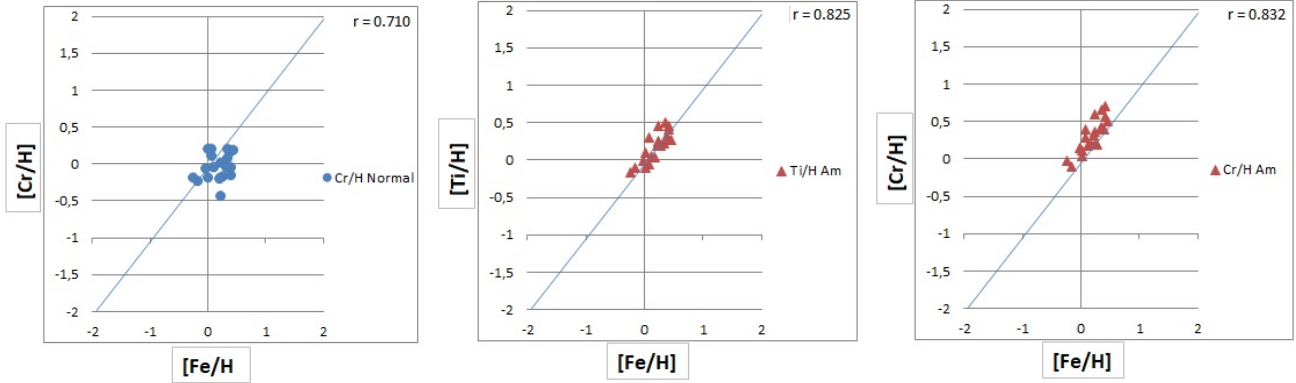
Şekil 1. Normal A yıldızları için demir bolluğu ile korelasyon göstermeyen elementler (O, Mg ve Sc) – üst panel; pozitif korelasyon gösteren elementler (Si, Ca, Ti, Ni, Sr, Y ve Ba) – alt panel.

korelasyon sınırları içinde olmasına rağmen, A_m yıldızları için güçlü bir pozitif korelasyon (0.825 değerinde) gösterir, ancak bu değer normal A yıldızları için 0.485'tir. Bu sonuçlardan $[Ti/H]$ - $[Fe/H]$ korelasyonunun A_m -tipi yıldızlar için ayırt edici olduğu söylenebilir.

- $[Mg/H]$ - $[Fe/H]$ korelasyonu A_m yıldızlarında 0.617, normal A yıldızlarında 0.129 değerine sahiptir. Burada $[Mg/H]$ - $[Fe/H]$ korelasyonunun A_m yıldızlarında güçlü pozitif korelasyon gösterdiğini açıkça söyleyebiliriz.
- $[Sc/H]$ - $[Fe/H]$ korelasyonunun hem normal A hem de A_m



Şekil 2. A_m yıldızları için demir bolluğu ile korelasyon göstermeyen elementler (C, O, Ca, Sc ve Sr) – üst panel; pozitif korelasyon gösteren elementler (Mg, Si, Ni, Y ve Ba) – alt panel.



Şekil 3. Normal A yıldızları için Cr, Fe ile güçlü-pozitif bir korelasyon göstermektedir (sol panel). A_m yıldızları için Fe, Ti ve Cr elementleri ile güçlü-pozitif bir korelasyon göstermektedir (orta ve sağ paneller).

Çizelge 3. A_m ve normal A-tipi yıldızlar için demir elementi bolluğuna göre diğer elementlerin bollukları arasında yapılan çapraz korelasyon katsayıları (r) değerleri

Çapraz-korelasyon yapılan elementler	$r(A_m)$	$r(\text{Normal A})$
[C/H]-[Fe/H]	0.206	0.481
[O/H]-[Fe/H]	-0.012	-0.090
[Si/H]-[Fe/H]	0.410	0.407
[Ca/H]-[Fe/H]	0.274	0.328
[Ti/H]-[Fe/H]	0.825	0.485
[Ba/H]-[Fe/H]	0.325	0.459
[Mg/H]-[Fe/H]	0.617	0.129
[Cr/H]-[Fe/H]	0.832	0.710
[Y/H]-[Fe/H]	0.508	0.574
[Ni/H]-[Fe/H]	0.513	0.520
[Sc/H]-[Fe/H]	-0.102	0.280
[Sr/H]-[Fe/H]	0.316	0.683

yıldızları için pozitif veya negatif korelasyon göstermediği söylenebilir. Ancak Şekil 4'ü incelersek, korelasyon değeri A_m yıldızları için negatif bölgede iken, normal A yıldızları için pozitif bölgede görmemiz dikkat çekicidir.

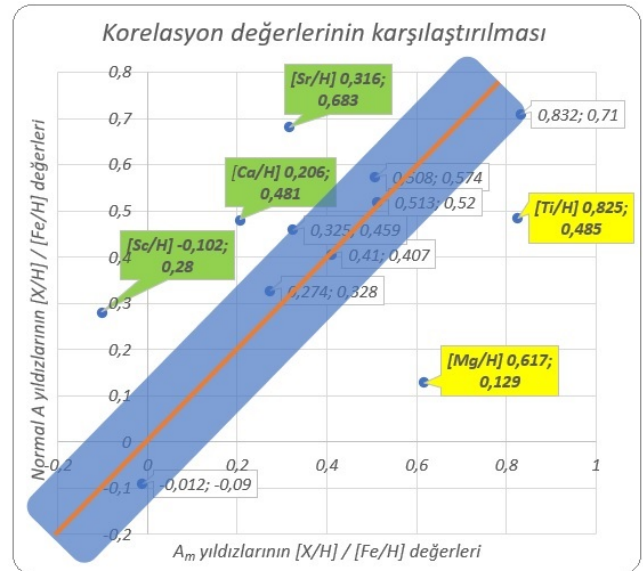
Teşekkür

Bu çalışma, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı'nda Kutluay Yüce danışmanlığında Senem ÇABUK tarafından Ağustos 2016 tarihinde tamamlanan yüksek lisans tez çalışmasının bir bölümüdür.

Bu araştırmada kullanılan literatür bilgisi için CDS (Strasbourg, France) tarafından işletilen SIMBAD (Wenger ve diğ. 2000) veri tabanından yararlanılmıştır.

Kaynaklar

- Adelman, S.J. 2005. The Physical Properties of Normal A Stars. Cambridge University Press, 224; 530-539.
- Adelman, S.J. ve Unsree, N. 2007. On Chemical Abundances of Am and Normal A-Type Stars. Baltic Astronomy, 16; 183-190.
- Bevington, P.R. ve Robinson, D.K. 1992. Data Reduction and Error Analysis for the Physical Sciences, McGraw-Hill, New York.
- Cowley, C.R. 1980. A High-Resolution Study of Superficially Normal Late B Spectra. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 92; 159-164.
- Çabuk, S. ve Yüce, K. 2012. Yıldız Spektroskopisinde Atomik Verinin



Şekil 4. Normal A ve A_m -tipi yıldızların hesaplanan korelasyon değerlerinin karşılaştırılması.

- Önemi. UAK-2012, 18. Ulusal Astronomi Kongresi, Malatya, pp. 575-581. DOI: 10.13140/RG.2.2.28209.25440
- Çabuk, S. 2016. Normal A Yıldız Atmosferlerinin Fiziksel ve Kimyasal Özellikleri, Yüksek Lisans Tezi. Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri ABD. DOI: 10.13140/RG.2.2.13246.97608
- Gray, R. O. ve Corbally, C. J. 2021. Stellar Spectral Classification, Princeton, Princeton University Press. <https://doi.org/10.1515/9781400833368>
- Keenan, J.H., Keyes, F.G., Hill, P.G. ve Moore, J.G. 1969. Thermodynamic Data for Water at Saturated Vapor Pressures and Temperatures, Wiley, New York.
- Michaud, G. 2005. Atomic diffusion in stellar surfaces and interiors, The A-Star Puzzle, Cambridge University Press.
- Rikitake, T., Sato, R. ve Hagiwara Y. 1987. Applied Mathematics for Earth Scientists. Terra Scientific Publishing Company, Tokyo, Japan.
- Titus, J. ve Morgan, W.W. 1940. On the Classifications of the A Stars. I. The Spectral Types of the Brighter Members of the Hyades Cluster. Astrophysical Journal, 92; 256-260.
- Wenger, M., Ochsenbein, F., Egret, D., Dubois, P., Bonnarel, F.,

- Borde, S., Genova, F., Jasniewicz, G., Laloe, S., Lesteven, S. ve Monier, R. 2000. The SIMBAD astronomical database. The CDS reference database for astronomical objects. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, v.143, p.9-22
- Yüce, K., Adelman, S. J., Gulliver, A. F. ve Hill, G. 2011. Elemental abundance analyses with DAO spectrograms: XXXII. HR 6455 (A3 III), δ Aqr (A3 V), η Lep (F2 V), and 1 Boo (A1 V). *Astronomische Nachrichten*, 332(7); 681-689.
- Yüce, K. ve Adelman, S.J. 2014. Elemental Abundance Analyses with DAO Spectrograms. XXXIV. A Three-Dimensional Graphical Examination of the Elemental Abundances of the Mercury-Manganese and Metallic-Line Stars. *Astronomical Society of the Pacific*, 126; 345–358.

Access:

M23-0325: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Tayfsal Ayırma Yöntemlerinde MCMC Optimizasyonunun Kullanımı

Emre Barbaros¹  , Ahmet Dervişoğlu² 

¹ Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri, Türkiye

² Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimler Bölümü, Erzurum, Türkiye

Accepted: January 12, 2023. Revised: January 11, 2023. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada literatürde bulunan bir tayfsal ayırma programı olan FDBinary tayfsal ayırma programına Python programlama dili aracılığı ile MCMC (Markov Chain Monte Carlo) yöntemi bir optimizasyon rutini olarak entegre edilmiş ve FDMC kodu oluşturulmuştur. FDMC kodu için referans yıldız olarak HD 5550 yıldızı seçilmiştir. HD 5550 Cassiopeia takım yıldızında bulunan ve görsel parlaklığı 5.9 kadir olan bir tayfsal çift yıldız sistemidir. Oldukça farklı kimyasal yapısı sistemi özel kılar. Sistemin Polarbase veri arşivinden alınmış 41 yüksek çözünürlüklü tayfı kullanılarak FDMC'nin ilk uygulaması gerçekleştirilmiştir. Analizler sonucunda elde edilen sonuçlar paylaşılmıştır.

Abstract

In this study, the MCMC (Markov Chain Monte Carlo) method was integrated into the FDBinary spectral separation program, which is a spectral separation program in the literature, via the Python programming language, and the FDMC code was created. The HD 5550 star was chosen as the reference star for the FDMC code. HD 5550 is a spectral binary star system with a visual magnitude of 5.9 in the constellation Cassiopeia. The first application of FDMC was performed using 41 high resolution spectra from the system's Polarbase data archive. The obtained results are shared after the analyzes.

Anahtar Kelimeler: Spectroscopic Binaries – Spectral Disentangling – MCMC

1 Giriş

Çift yıldız sistemleri, ortak bir kütle merkezi etrafında yörünge hareketi gerçekleştiren, kütleçekimsel kuvvetler ile birbirine bağlı ve en az iki yıldızdan oluşan sistemlerdir. Çift yıldız kavramı ilk olarak William Herschel tarafından kullanıldı ([Kamilla ve diğ. 2011](#)). Bazı çift yıldız sistemlerini oluşturan bileşen yıldızlar birbirine oldukça yakındırlar. Böyle sistemler tayfsal çift yıldız sistemleri olarak adlandırılır. Tayfsal çift yıldız sistemleri, sistemi oluşturan bileşen yıldızların birbirine çok yakın olduğu ve sistemi oluşturan bileşen yıldızları ayrı ayrı gözlemlenemeyen mümkün olmadığı sistemlerdir. Bu sebeple böyle bir sistemin bileşenlerinin ayrı ayrı tayflarını almakta pek mümkün değildir. Bu sistemler ilk bakışta tek bir yıldızmış gibi görünürler. Gözlemler sonucunda tayfsal bir çift sistemin her bileşeninin akı katkısından oluşan kompozit bir tayf elde edilir. Bu gözlemlerin tayfsal analizleri sonucunda tayf çizgilerinde görülen evreye bağlı değişim ve bileşenlerin yörünge hareketlerinden dolayı tayfta bulunan çizgilerde görülen Doppler kaymaları, bu tür sistemlerin bileşen yıldız içerdiklerini gösterir. Keşfedilen ilk tayfsal çift sistem 1889 yılında Ç Ursae Majoris veya bilinen adı ile Mizar yıldızıydı ([Vogel 1901](#)). Bu tür bir sistemin bileşen yıldızlarının tayflarını ayrı ayrı elde edebilmek için farklı yöntemlere başvurulabilir. Günümüzde bu yöntemlerden en kullanılanı tayfsal ayırma yöntemidir.

Bu çalışmada öncelikle tayfsal ayırma yönteminden ve kullanılan optimizasyon rutinlerinden bahsedilmiştir. Sonrasında MCMC algoritmasına değinilmiş ve FDMC kodu incelenmiştir. Son olarak elde edilen sonuçlara bakılmıştır

* ebarbaros054@gmail.com

2 Yöntem

2.1 Tayfsal Ayırma

Tayfsal ayırma, tayfsal çift yıldız sistemlerini oluşturan bileşen yıldızlarının tayflarını ayrı ayrı elde etmek için kullanılan matematiksel bir yöntemdir. Tayfsal ayırma, kaynakların farklı katkılarının gözlenen bir kompozit spektrumdan şablondan bağımsız olarak ayrılması olarak da tanımlanabilir ([Sablowski & Weber 2017](#)). İlk tayfsal ayırma uygulaması [Bagnuolo & Gies \(1991\)](#) çalışması olsa da tayfsal ayırmada kodsız ilk uygulama [Simon & Sturm \(1994\)](#) çalışmasında gerçekleştirilmiştir. Tayfsal ayırma en temelinde tayfsal bir çift yıldız sisteminin kompozit gözlemlerine ihtiyaç duyar. Bu gözlemler sistemin yörünge evrelerine ne kadar iyi dağılmışsa o kadar iyi bir sonuç elde edilebilir. Sonrasında yöntem bir yörünge simülasyonu gerçekleştirir. Bunu gerçekleştirebilmek için sistemin bazı fiziksel parametrelerine ihtiyaç duyar. Bu parametreler; sistemin yörünge dönemi P , en beri geçiş zamanı T_0 , yörünge basıncı e , enberi noktasının boylamı ω , baş ve yoldaş bileşenlerin dikine hız yarı genlikleri K_1 - K_2 olarak sıralanabilir. Simülasyon sonucunda bileşen yıldızların her bir gözlemdeki radyal hızları hesaplanır. Bu hızlar kullanılarak kompozit tayftaki Doppler kayması sebebi ile kayan çizgilere bir radyal hız düzeltmesi uygulanır. Tüm bu hesapların ardından oluşturulan bir model yardımı ile düzeltilmiş kompozit tayftan bileşen yıldızların tayfları ayrı ayrı elde edilir. Oluşturulan model en küçük kareler (χ^2) yöntemine dayanır. χ^2 yöntemi gözlemler ile oluşturulan model arasındaki farkların toplamının karesine dayanan ve bu farkı minimize etmeyi amaçlayan bir yöntemdir.

Tayfsal ayırma yönteminde üst paragrafta belirtilen sistemin yörünge parametrelerinin doğruluğu sonucu çok

büyük oranda etkiler. Hatta tayfsal ayırmada en önemli verinin gerçekleştirilen gözlemler, sonrasında ise sistemin verilen yörünge parametreleri olduğu söylenilebilir. Bundan dolayı yöntem bir parametre optimizasyon rutinine ihtiyaç duyar. Optimizasyonun en temel amacı, gözlemler ve modelin farkına dayanan χ^2 sonucunu minimuma indirebilmektir. Tayfsal ayırmada kullanılan ilk parametre optimizasyonu **Simon & Sturm (1994)** çalışmasında kullanılan Downhill-Simplex (**Nelder & Mead 1965**) optimizasyon rutini. Literatürde bulunan diğer tayfsal ayırma programları da parametre optimizasyonu için bu rutini benimsemektedir. Lakin Downhill-Simplex kimi noktalarda yetersiz kalmaktadır. Bunun en temel sebebi yöntemin yerel minimum noktalardan kaçamama durumudur. Bundan dolayı da optimizasyon her zaman en iyi sonucu bulmakta oldukça zorlanır. Ayrıca Downhill-Simplex bir hata analizi gerçekleştirememektedir. Bu durum optimizasyon sonucunda elde edilen sonuçların doğruluğu konusunda bir şüphe yaratmaktadır.

Tayfsal ayırmada sonuçların daha tutarlı olabilmesi için farklı optimizasyon rutinlerine ihtiyaç duyulduğu görülmektedir. Kullanılabilecek bir çok optimizasyon rutini bulunmaktadır. Bu çalışmada biz bu rutinlerden en kabul görenlerinden olan MCMC (Markov Chain Monte Carlo) yöntemini kullanmayı öneriyoruz.

2.2 Markov Chain Monte Carlo

MCMC (Markov Chain Monte Carlo) bayes istatistiğine dayanan ve hata analizi gerçekleştirmemize olanak sunan bir yöntemdir. Sonsal dağılımları tahmin etmeye yaramaktadır ve bunu rastgele bir şekilde gerçekleştirmektedir. MCMC iki yöntemi birleştirir. Markov Chain ve Monte Carlo (**Metropolis & Ulam 1949**). Markov chain rus matematikçi Andrey Markov'un geliştirdiği bir rutindir (**Sharma 2017**). Yöntem, mevcut bir durumun gelecekteki durumları etkilemeyeceği ve gelecekteki durumların bağımsız olduğu bir süreçtir. Lakin mevcut durum, sürecin geleceğini etkileyebilecek her bilgiyi de içerir. Monte Carlo yöntemi ise ilk olarak Metropolis tarafından paylaşılmıştır. Monte Carlo, verilen bir koşulda rastgele sayılar atanarak bir sonucu tahmin etme uygulamasıdır. Bu çalışmanın ardından Metropolis, 1953 yılında ilk kez bayes istatistiğinde MC methodunu geliştirdi (**Metropolis ve diğ. 1953**). Sonrasında çalışmalarını genişleten Metropolis, Metropolis Hasting (MH) algoritmasını icat etti. MH, Markov Chain ile Monte Carlo yöntemlerini birleştirir. Bu iki uygulama birleştirilince ortaya oldukça güçlü bir algoritma çıkmıştır.

Metropolis algoritması bir kabul kriteri şeklinde çalışır. Markov Chain bir zincir yapısıdır. Kriterin en genel amacı hangi sonucun zincire eklenip eklenmeyeceğini belirlemektir. Algoritma bu kabulü rastgele bir şekilde gerçekleştirir. Kabul kriteri aslında bir kıyasa dayanır. Kıyas zincire eklenen en son sonuç ile hesaplanan en son sonucun bir oranıdır. Bu oran 0 ila 1 arasında rastgele atanan bir sayı ile tekrardan kıyaslanır ve oranın bu rastgele atılan sayıdan büyük olduğu koşullar zincire eklenir. χ^2 sonucunun daha iyi (daha küçük) olduğu her koşulda oran 1'den büyük olacağı için sonuç zincire her zaman eklenir. Lakin eğer χ^2 sonucu daha kötü (daha büyük) ise zincire sonuç rastgele bir şekilde eklenecektir. Bu kriter ile birlikte optimizasyon süreci boyunca yerel minimumlardan kaçınılması sağlanır. Kötü sonuçlarında zincire eklenmesi ile tüm parametre uzayında sonuç aranmış olur. Bu sebeple MCMC, Downhill-Simplex rutinine nazaran daha güvenilir bir optimizasyon yöntemi olarak kabul edilebilir.

Çizelge 1. HD 5550 tayfsal çift yıldız sisteminin **Alecian ve diğ. (2016)** çalışmasında elde edilen yörünge parametreleri

Parametre	(Alecian ve diğ. 2016)
P (gün)	6.82054
T_0 (HJD 2,400,000)	50,988.460±0.050
e	0.006±0.001
ω (derece)	169.6±2.3
K_1 (km/s)	24.97±0.05
K_2 (km/s)	38.58±0.15

Bu çalışmada geliştirilen MCMC rutini FDBinary (**Ilijic 2003**) tayfsal ayırma programına entegre edilmiş ve geliştirilen bu kod FDMC olarak adlandırılmıştır.

2.3 FDMC

FDMC, FDBinary tayfsal ayırma programını kullanarak tayfsal ayırma gerçekleştiren ve MCMC optimizasyon rutini ile parametre optimizasyonu gerçekleştirmeyi amaçlayan bir koddur. FDBinary, Fourier uzayında tayfsal ayırma gerçekleştiren bir tayfsal ayırma programıdır. Ilijic tarafından 2003 yılında kullanıma sunulmuştur (**Ilijic 2003**). FDBinary, tayfsal ayırma çalışmalarında oldukça sık kullanılan bir uygulamadır. Kendi içerisinde bir optimizasyon rutinine sahiptir. Bu rutin Downhill-Simplex metoduna dayanır. FDMC bu rutini iptal eder ve MCMC yöntemi ile bir parametre optimizasyonu gerçekleştirir. FDMC, python programlama dili aracılığı ile yazılmıştır. Linux tabanlı işletim sistemlerinde çalışmaktadır. İki veya üç bileşenli tayfsal çift yıldız sistemleri için tayfsal ayırma gerçekleştirebilmektedir. Ayrıca gerekli analizleri de içerisinde bulundurmaktadır.

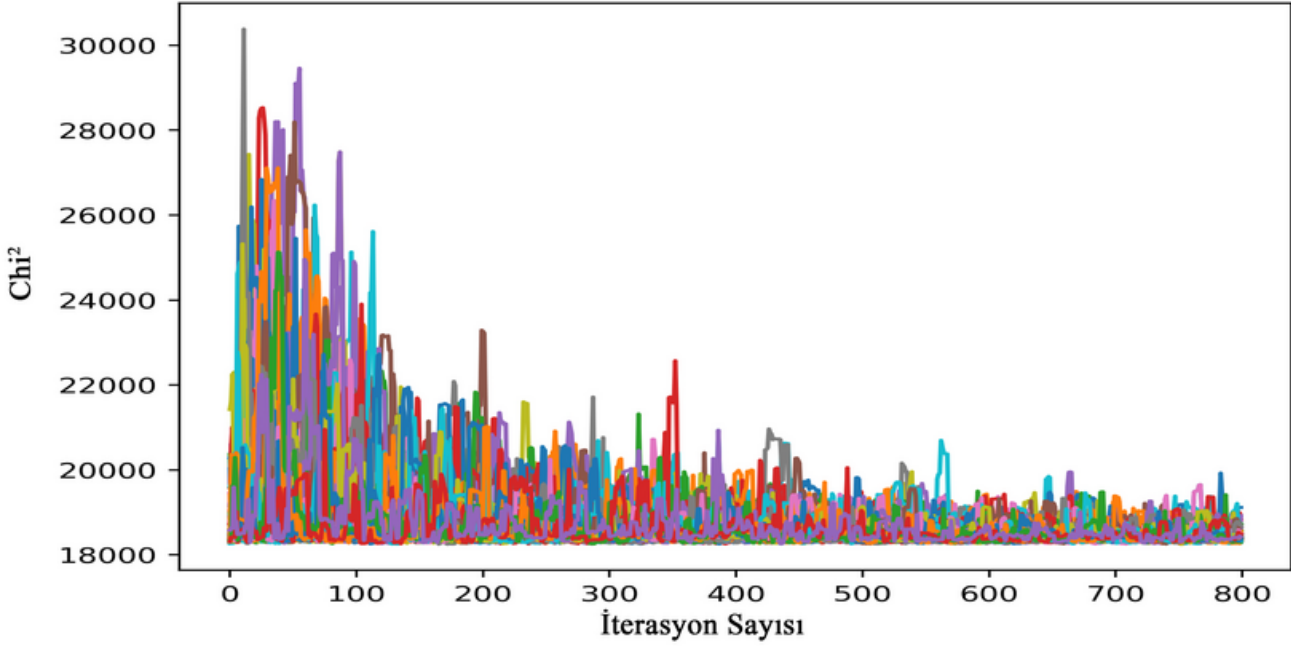
Şekil 1'de FDMC kodu ile gerçekleştirilen ve 100 zincirden oluşan 800 iterasyonluk bir optimizasyon rutinde oluşturulan zincirlerin dağılımları görülmektedir. Görselde her bir zincir rastgele bir veri seti ile başlar. İterasyon sayısı arttıkça zincirler ortak bir sonuca doğru evrilir. Bu durum optimizasyon rutininin doğru bir şekilde çalıştığını kanıtlar niteliktedir.

3 Uygulama

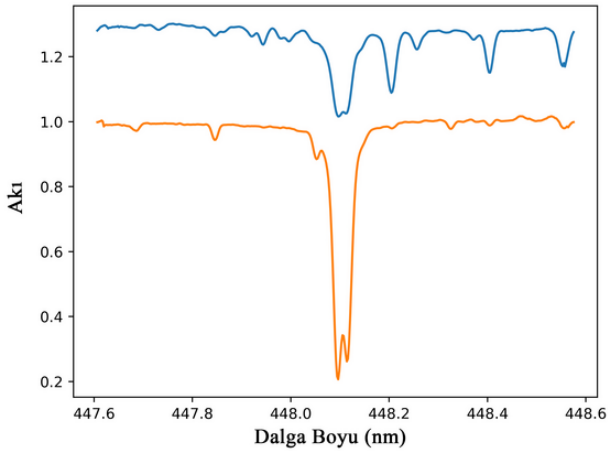
3.1 HD 5550

FDMC kodu ilk olarak HD 5550 yıldızı için kullanılmıştır. Sistem **Carrier ve diğ. (2002)** çalışmasında ilk kez gözlenmiş ve SB2 olarak belirlenmiştir. Gözlemler sonucu elde edilen sistemin kompozit tayfinin kimyasal yapısının kendisine özgün oluşu HD 5550 yıldızını özel kılar. Sistem Ap SrCrEu tip bir sistem olarak belirlenmiştir (**Renson ve diğ. 1991**). Baş bileşen A0III tipine bir yıldızdır ve çok güçlü stronsiyum ve krom çizgilerine sahiptir (**Carrier ve diğ. 2002**). Sistem baş bileşeni bir Ap yıldızı iken yoldaş bileşen Am yıldızdır. Ayrıca sistemin 100 Gauss'luk bir manyetik alana sahiptir. Hem bileşenlerinin türleri hem de kendi türündeki yıldızlara nazaran çok daha silik bir manyetik alana sahip oluşu sisteminin özel olduğunu gösterir. Sistemin baş bileşeni 11400 K, yoldaş bileşen 7800 K bir sıcaklığa sahip iken, baş bileşenin yarıçapı yoldaş yıldızın yarıçapının 1.24 katıdır (**Alecian ve diğ. 2016**). Çizelge 1'de HD 5550 sistemi için en güncel çalışma olan **Alecian ve diğ. (2016)** çalışmasında elde edilen sistemin yörünge parametreleri bulunmaktadır.

HD 5550 sistemi için Polarbase veri arşivinden 41 adet yüksek çözünürlüklü tayf seçilmiştir. Seçilen tayflar sistemin tüm yörünge evrelerin kapsamaktadır. Polarbase



Şekil 1. 800 iterasyonluk bir FDMC optimizasyonunun zincir dağılımı. Şekilde her bir renk farklı bir optimizasyon sürecini temsil eder.

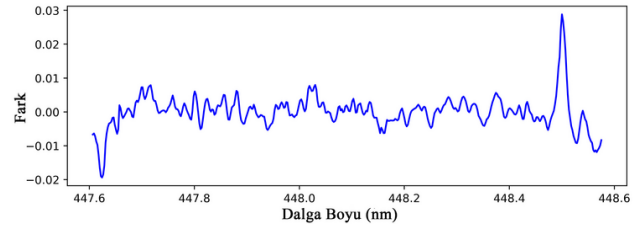


Şekil 2. FDMC kodu ile HD 5550 sistemi için elde edilen ayrılma sonuçları. Şekilde alta baş bileşenin, üstte ise yoldaş bileşenin ayrılmış tayfları bulunmaktadır.

arşivinden alınan indirgenmiş tayflar ISpec (Blanco-Cuaresma ve diğ. 2014) programı kullanılarak normalize edilmiştir. Ayrıca gerekli diğer düzeltmeler de ISpec programı kullanılarak gerçekleştirilmiştir. FDMC, FDBinary tayfsal ayırma programı ile aynı veri seti düzeninde çalışmaktadır. Bu sebeple gözlemler FDBinary'ye uygun olacak şekilde hazırlanmıştır.

3.2 Sonuçlar

HD 5550 sistemi için belirlenen dalga boyundaki ayırma sonucu Şekil 2'de verilmiştir. Sonuç 100 zincir ve her zincir başına 30000 iterasyondan oluşan bir optimizasyonun sonucunda yapılan analizler ile elde edilmiştir. Gerçekleştirilen tayfsal



Şekil 3. FDMC kodu ile HD 5550 sistemi için elde edilen ayrılma sonuçlarının kalıntı değerleri.

ayrılmalar sonucunda FDMC kodu ile FDBinary tayfsal ayırma programına nazaran daha küçük χ^2 sonuçları bulunmuştur. Bu sonuç FDMC ile elde edilen sonuçların FDBinary tayfsal ayırma programının optimizasyon rutininden daha tutarlı olduğunu göstermektedir.

Ayrılma sonrasında elde edilen kalıntı değerleri Şekil 3'te görülmektedir. FDMC ile gerçekleştirilen ayırma sonucunda daha küçük kalıntı değerleri hesaplanmıştır. Kalıntı sonucunun uç kısımlarındaki sapmalar FDBinary tayfsal ayırma programının Fourier uzayında çalışıyor olmasında kaynaklıdır.

FDMC kodu optimizasyon sonunda her bir zincir için bir analiz çıktısı oluşturur. Şekil 4'te HD 5550 sistemi için FDMC analiz çıktısı görülmektedir. Bu çıktı içerisinde kaç parametrenin parametre uzayı dışarısında kaldığı, optimizasyon süresince hangi parametrenin kaç kere optimizasyona girdiği, iterasyonlar sonucunda parametre kabul oranı ve en iyi veri seti gibi önemli sonuçlar bulunur. Kabul oranı oldukça önemli bir değerdir. Çok yüksek veya çok düşük olduğu koşullarda sonuca olan güven azalır. Bu çıktı tüm optimizasyona genel

Çizelge 2. HD 5550 tayfsal çift yıldız sisteminin FDMC kodu ile elde edilen yörünge parametreleri.

Parametre	FDMC
P (gün)	$6.820429^{+0.000005}_{-0.000005}$
T_0 (HJD 2,400,000)	$50,926.923^{+0.003}_{-0.007}$
e	$0.0038^{+0.001}_{-0.001}$
ω (derece)	$156.29^{+0.18}_{-0.26}$
K_1 (km $^{-1}$)	$25.22^{+0.03}_{-0.03}$
K_2 (km $^{-1}$)	$39.17^{+0.07}_{-0.08}$

```

number of rejected parameters on prior: 5320
P rejected 1680 times.
T0 rejected 1324 times.
e rejected 287 times.
w rejected 666 times.
K1 rejected 1013 times.
K2 rejected 350 times.

### Ratio of Changed Parameter ###
P changed 5070(%0.169) times.
T0 changed 4960(%0.165333) times.
e changed 5011(%0.167033) times.
w changed 4925(%0.1641666) times.
K1 changed 4893(%0.1631) times.
K2 changed 5141(%0.1713666) times.

### Iteration Results ###
Total Iteration= 30000
Accept ratio= %31.419999

Best Chi2= [5932.52]
Best Orbit Parameters From MCMC(P,T0,e,w,K1,K2): [6.8204297605834965, 2450926.923556523,
0.003861315783732712, 156.2973891908277, 39.1795250081751, 25.222023032875846]

```

Şekil 4. FDMC kodu optimizasyon analiz çıktısı.

bir bakış sunar ve eğer sonuçlarda bir tutarsızlık varsa sorunun belirlenmesine olanak sağlar.

FDMC, optimizasyon boyunca her bir parametrenin belirlenen uzaydaki dağılımı ve parametrelerin birbirleri arasındaki ilişkiyi görebilmek için corner grafiğinden (**Foreman-Mackey 2016**) yararlanır. Şekil 5'te FDMC kodu ile HD 5550 sisteminin optimizasyonu sonunda elde edilen corner grafiği görülmektedir. Corner grafiği iterasyona giren her bir parametrenin birbirleri ile aralarındaki ilişkisinin belirlenebilmesini sağlar. Bu şekilde parametreler arasında bir korelasyon olup olmadığı anlaşılabilir. Grafikte sütunların üst kısmında bulunan Gauss eğrileri iterasyonlar sonucu parametrelerin uzaydaki yığılımını, alt kısımda kalan kareler ise parametrelerin uzaydaki dağılımlarını gösterir. Ayrıca belirlenen bir sigma (σ) alanının içerisinde hata analizinde gerçekleştirir. Burada sigma 1 kabul edilmiştir.

Tüm analizlerin sonucunda FDMC kodu ile HD 5550 sistemi için elde edilen yörünge parametreleri Çizelge 2'de görülmektedir.

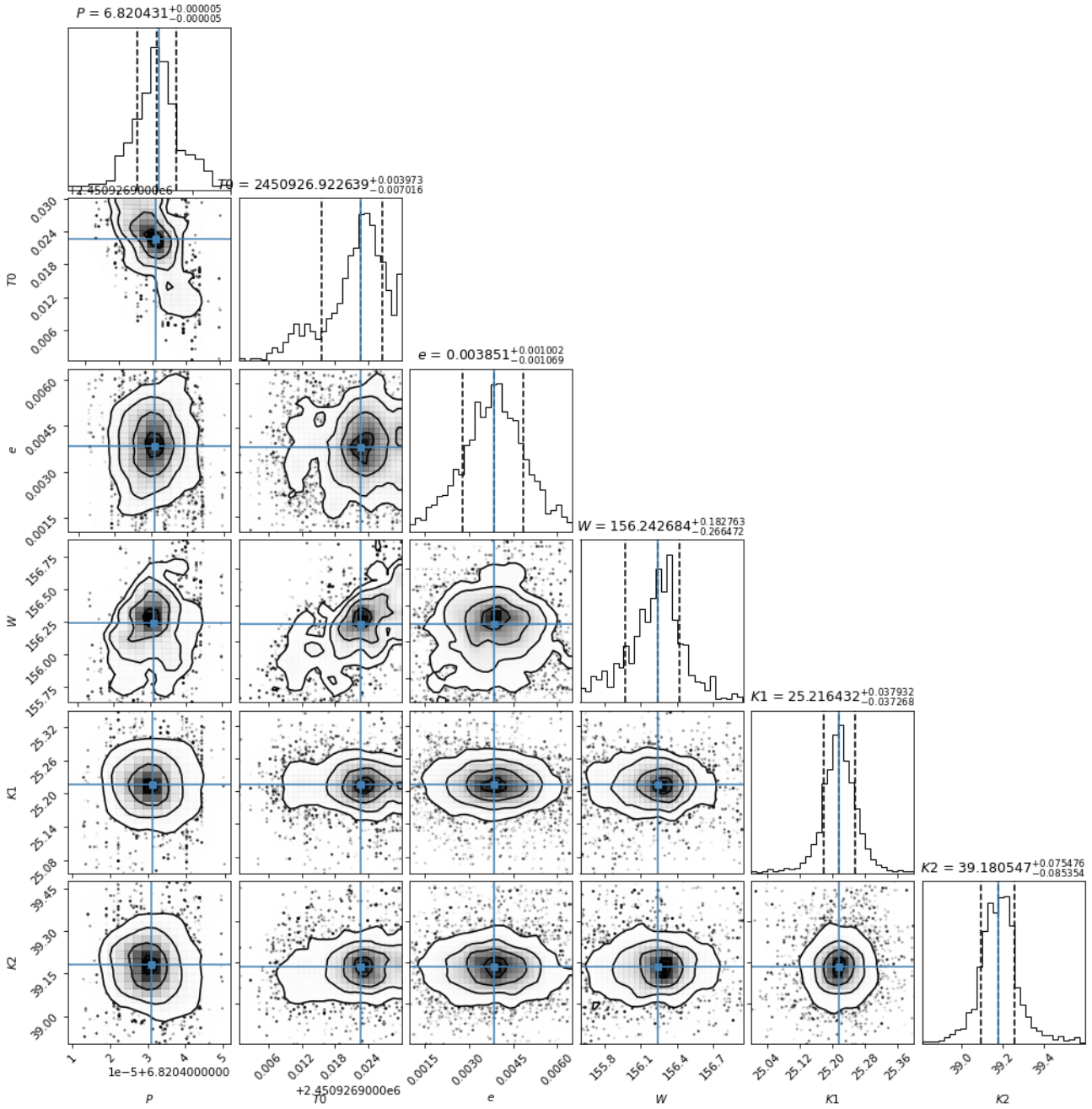
Analizler sonucunda elde edilen parametrelerin hataları **Alecian ve diğ. (2016)** çalışmasında elde edilen hatalardan daha düşük hesaplanmıştır. Ayrıca FDMC ile elde edilen veri seti **Alecian ve diğ. (2016)** çalışmasında hesaplanan veri setine göre daha küçük χ^2 sonucuna ulaşılmıştır. Bu sayede HD 5550 sistemi için yeni daha iyi bir veri seti elde edilmiştir. Bu durum HD 5550 sistemi için daha doğru bir analize imkan sağlayacaktır.

Sonuç olarak FDMC optimizasyon rutini ile literatürde bulunan tayfsal ayırma yöntemlerinde kullanılan Downhill-Simplex optimizasyon rutinine kıyasla daha iyi sonuçlar elde edilmiştir. Ayrıca önceden tayfsal ayırma optimizasyonu sonucunda bir hata analizi gerçekleştirilemez iken FDMC ile artık bu mümkündür. Ayrıca FDMC farklı analiz yöntemleri de

sunmaktadır. Kod açık kaynak bir şekilde gerekli düzenlemelerin ardından **GitHub** adresi üzerinden paylaşılacaktır.







Kaynaklar

- Alecian E., Tkachenko A., Neiner C., Folsom C. P., and B. L., 2016, *Astronomy & Astrophysics*, 589, A47
- Bagnuolo William G. J., Gies D. R., 1991, *The Astrophysical Journal*, 376, 266
- Blanco-Cuaresma S., Soubiran C., Jofré P., Heiter U., 2014, in *Astronomical Society of India Conference Series*. pp 85–91 ([arXiv:1312.4545](https://arxiv.org/abs/1312.4545))
- Carrier F., North P., Udry S., Babel J., 2002, *Astronomy & Astrophysics*, 394, 151
- Foreman-Mackey D., 2016, *The Journal of Open Source Software*, 1, 24
- Ilijic S., 2003, PhD thesis, University of Zagreb
- Kamilla S., Nayak M., Khamari Sharma N., Das R., Pattnaik S., 2011, *LATIN AMERICAN JOURNAL OF PHYSICS*, 5
- Metropolis N., Ulam S., 1949, *Journal of the American Statistical Association*, 44, 335
- Metropolis N., Rosenbluth A. W., Rosenbluth M. N., Teller A. H., Teller E., 1953, *The journal of chemical physics*, 21, 1087
- Nelder J. A., Mead R., 1965, *The Computer Journal*, 7, 308
- Renson P., Gerbaldi M., Catalano F. A., 1991, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 89, 429, *ADS*
- Sablowski D. P., Weber M., 2017, *Astronomy & Astrophysics*, 597, A125
- Sharma S., 2017, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 55, 213
- Simon K. P., Sturm E., 1994, *Astronomy & Astrophysics*, 281, 286, *ADS*
- Vogel H. C., 1901, *The Astrophysical Journal*, 13, 324
- Access:**
M23-0368: *Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.*



Şekil 5. FDMC kodu optimizasyon corner dağılımları. Şekilde sütunlar soldan sağa sırasıyla sistemin yörünge dönemini, T_0 zamanını, yörünge eksantrisitesini, ω açısını, baş ve yoldaş bileşenlerin hızlarını temsil eder.

CQ UMa'nın Atmosferik Parametrelerinin Belirlenmesi

Ebru Uzunçam¹ *, Eda Burcu Yorulmaz¹ , Hakan Volkan Şenavcı¹ ,
Tolgahan Kılıçoğlu¹ , İbrahim Özavcı¹ , Engin Bahar¹ 

¹ Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Tandoğan, TR-06100, Ankara, Türkiye

Accepted: April 2, 2023. Revised: December 26, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Bu çalışmada, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve ona bağlı tayfçeker kullanılarak Ap türü manyetik kimyasal tuhaf CQ UMa yıldızının farklı dönme evrelerinde yüksek çözünürlüklü ($R \approx 30000$) tayfları elde edildi. Tayfsal verilerin analizleri yardımıyla CQ UMa'nın atmosferik parametreleri belirlenip literatürdeki çalışmalarla karşılaştırıldı ve TESS ışık eğrisi verileri ile bazı elementlerin bolluk dağılımlarıyla korelasyonu incelendi.

Abstract

In this work, using the T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Telescope and its attached spectrograph, high resolution ($R \approx 30000$) spectra at different rotational phases of the Ap type magnetic-chemically peculiar star CQ UMa were obtained. Atmospheric parameters of CQ UMa were determined with the help of the analysis of the spectral data and compared with the studies in the literature, and its correlation of TESS lightcurve data with the abundance distributions of some elements were examined.

Anahtar Kelimeler: stars: spectra, stars: chemically peculiar stars

1 Giriş

Kimyasal tuhaf yıldızlar genel olarak sıcak yıldızlar olup (B tayf türünden erken F tayf türüne kadar) tayflarında görülen anormallikler, madde hareketlerinin ışınım basıncı ve çekim kuvvetine bağlı olarak değiştiği atomik difüzyon teorisiyle açıklanmaktadır (Michaud 1970; Richer ve diğ. 2000). Kimyasal tuhaf yıldızlar, optik bölge tayflarında görülen özelliklere göre 4 alt sınıfta toplanmaktadır (Preston 1974). Bunlar;

- CP1 – Metalik Çizgili Yıldızlar (Am),
- CP2 – Manyetik Ap Yıldızları (Ap ve Bp),
- CP3 – HgMn (Cıva- Mangan) Yıldızları,
- CP4 – Helyumca Fakir Kimyasal Tuhaf Yıldızlar (He-Weak)

olarak sıralanabilir.

Ap/Bp veya CP2 sınıfı yıldızlar, yüzey- lerinde güçlü ve kararlı manyetik alanlara sahiptirler. Eğik çift kutuplu geometrilere sahip bu alanların dinamo tarafından üretilen veya yıldızlararası ortamdan alınan manyetik akının fosil kalıntıları olduğu düşünülmektedir (Kochukhov 2017). Kimyasal bolluk farklılıkları yıldızın ışık eğrilerinde dönme dönemi ile modüle olmuş ışık değişimleri ve yıldızın yüzeyinde anormal bolluğa sahip elementlerin tayf çizgi profillerinin evreye bağlı değişimi olarak kendini göstermektedir. Tayf çizgilerinin zamana bağlı profil değişimleri, temeli Deutsch (1958) tarafından yapılan çalışmalara kadar uzanan Doppler görüntüleme tekniği yardımıyla modellenerek yıldızın yüzey yapısı elde edilebilmektedir.

Bu çalışma kapsamında incelenen CQ UMa yıldızı, A1p tayf türünden CP2 sınıfına ait peküler bir yıldız olup, güçlü stronsiyum çizgileri ile karakterize edilmiştir (Mikulasek 1979).

TESS veritabanında CQ UMa'ya ait toplam 5 sek- törde ışık eğrileri mevcuttur. Bu sektörler 15,16,22 ve 49. sektörlerdir. TESS'in sağladığı bu kesintisiz ve hassas ışık eğrileri sayesinde yıldızın yüzey parlaklık dağılımındaki anormalliklerin yıldızın dönme evresi boyunca parlaklığını nasıl değiştirdiği ortaya çıkarılabilmektedir. Bu tür yıldızlardaki değişimin manyetik aktivite kaynaklı kimyasal lekeler olduğu varsayımı altında bu çalışma kapsamında bazı elementlere ilişkin elde ettiğimiz evreye bağlı Güneş'e nazaran bolluk değerlerini TESS ışık eğrileriyle de karşılaştırdık.

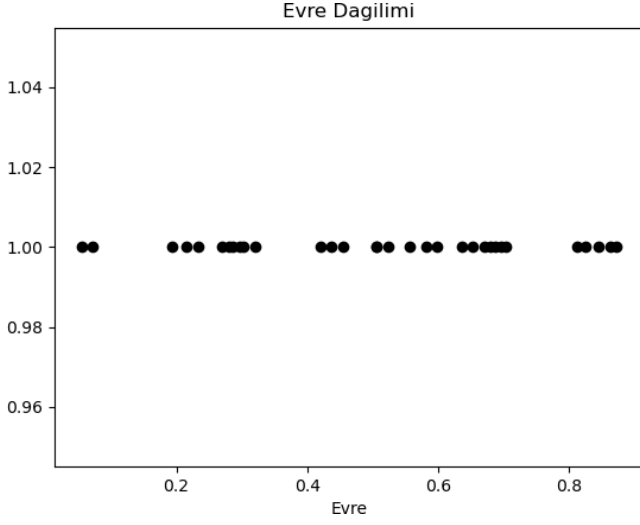
1.1 CQ UMa

CQ UMa yıldızı, (HR 5153, HD 119213) $m_V = 6^m 28$ SrCrEu türüne ait bir manyetik kimyasal tuhaf yıldız olup, fotometrik olarak iyi çalışılmış bir yıldızdır (Mikulasek & Ziznovsky 2001). CQ UMa'nın fotometrik doğasının ortaya çıkarılabilmesi için birçok çalışma yapılmıştır (Mikulasek ve diğ. 1978; Mikulasek 1987; Mikulasek & Ziznovsky 2001; Pavlovski 1979; Ziznovsky & Mikulasek 1995). CQ UMa yıldızının manyetik alan şiddetinin anlaşılabilmesi için çalışmalar da yapılmış ve bu yıldızın güçlü manyetik alanlara sahip olduğu anlaşılmıştır (Glagolevskij ve diğ. 1984).

2 Gözlemler ve Verilerin İndirgenmesi

Yıldıza ait yüksek çözünürlüklü tayfsal veriler, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde yer alan T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve ona bağlı tayfçeker kullanılarak 26 Mart'tan itibaren 9 Ağustos 2022 tarihine kadar belirtilen bu aralıklarda tahsis edilen günlerde elde edildi. Bu çalışma için 1, 5, 8 ve 9 Ağustos 2022 tarihlerinde alınan veriler tercih edildi. Yıldızın farklı dönme evrelerindeki yüksek çözünürlüklü tayfları alındı ve bu verilerin evre dağılımı oluşturuldu (bkz. Şekil 1). Tayfların ön indirgenmesi (Bias dark

* ebru.uz.euz@gmail.com



Şekil 1. CQ UMa yıldızına ait evre dağılımı.

flat düzeltmesi, dalgaboyu kalibrasyonu, dikine hız ve Doppler düzeltmeleri vb.) IRAF'ın standart paketleri kullanılarak yapıldı. Elde edilen tayflar, çalışma grubumuzca Python programlama dilinde geliştirilen bir kod yardımıyla normalize edildi. Bu çalışma, tez çalışmasının parçası olup Ulusal Astronomi Kongresi için kısa zamanda bulgular elde etmek amacıyla 4300-5000 Å dalgaboyu aralığını kapsayan veriler tercih edildi. Ancak yapılacak olan tez çalışmasında mevcut dalgaboyu aralığının tamamı kullanılacaktır.

3 Analizler

Bu çalışma kapsamında, CQ UMa yıldızına ait farklı dönme evreleri seçildi. Bu evreler sırasıyla; 0.005, 0.270, 0.450 ve 0.690 olarak belirlendi. Kuramsal tayflar gözlemsel tayflarla karşılaştırılarak her bir tayf çizgisinin kanatlarının iyi bir şekilde modellenmesi gerekmektedir. Özellikle izdüşümsel dönme hızı, çizgileri genişlettiği için profilleri etkilemektedir. Gözlemsel tayflara, 8600 K sıcaklığına ve yüzey çekim ivmesine (Ghazaryan ve diğ. 2018) ve $v \sin i = 30 \text{ km s}^{-1}$ kriterlerine uygun bir sentetik tayf fit edildi (bkz. Şekil 3).

Bu bağlamda 4300-5000 Å dalgaboyu aralığında mümkün olduğunca blend olmamış FeII, TiII, CrII ve MnI çizgilerinin bolluğunu hesaplandı (Çizelge 1). Tayfsal analizler gerçekleştirilirken, SYNSPEC49 kodunun χ^2 minimizasyonu için revize edilmiş bir versiyonu olan kod (Hubeny & Lanz 1995; Kılıçoğlu ve diğ. 2016) kullanıldı.

Kimyasal bolluğu hesaplamak için literatürden alınan etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri için kuramsal tayflar oluşturuldu (Çizelge 2). Bu süreçte bollukların Güneş bolluğunda olduğu kabul edildi. Bolluk hesabında, FeI, MnI, CrII ve TiII çizgilerinden karışmamış ve yeterli şiddete sahip olanları seçildi böylelikle profili bozulmamış bu atomik türlere ait tayf çizgileri dikkate alındı. Kuramsal tayf, gözlemsel tayfa fit edildikten sonra 10 ila 20 Å aralığında açıldı. Revize edilmiş SYNSPEC49 kodunun measure komutuyla ilgili elemente ait tayf çizgisinin başlangıç dalgaboyu ve bitiş dalgaboyunun işaretlenmesiyle en uygun bolluk değerleri elde edilene kadar iterasyon gerçekleştirildi. Aynı elementlere ait belirlenen bollukların ortalamaları ve standart sapmaları hesaplandı.

Çizelge 1. 0.005 evresindeki bolluk değerleri.

Evre	FeII	TiII	CrII	MnI
0.005	-0.368	0.543	0.581	-0.138
0.270	-0.419	-0.754	0.866	-0.166
0.450	-0.344	-0.701	0.786	-0.044
0.690	-0.352	-0.450	0.654	0.032

Çizelge 2. Literatürden alınan etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerlerinin karşılaştırılması.

$\log g \text{ (cm s}^{-2}\text{)}$	$T_{\text{eff}} \text{ (K)}$	$v \sin i \text{ (}^\circ\text{)}$
4.11	8802	33
3.75	8600	30

Mikrotürbülans hızını belirlemek için literatürde farklı bağıntılar mevcuttur. Bu çalışma kapsamında kullanılan bağıntı Takeda ve diğ. (2008) tarafından III – IV – V ışınım sınıflarından olan ve $10 \text{ km s}^{-1} < v \sin i < 290 \text{ km s}^{-1}$ hızlarına sahip olan Am yıldızlarını da içeren 46 adet yıldızın tayfı kullanılarak elde edilmiş çalışmanın revize edilmiş versiyonu olan Aydın, M. (2020) çalışmasıyla hesaplandı. Yapılan bu çalışmada A ve F tayf türünden olan yıldızların $\log g$ ve T_{eff} değerleri literatürden toplanmıştır. Literatürden toplanan veriler grafiğe geçirildikten sonra teorik mikrotürbülans değerleri elde edilerek grafik üzerine eklenmiştir. Dağılımı en iyi temsil eden model eğrisinden yıldızların mikrotürbülans değerleri ortaya konulmuştur. Bu bağlamda elde edilen mikrotürbülans değeri 3.10 olarak hesaplanmıştır. CQ UMa yıldızı tayfsal olarak az çalışılmış bir yıldız olduğundan, bu çalışma kapsamında, CQ UMa yıldızına ait atmosferik parametreler belirlendi ve literatürdeki çalışmalarla kıyaslandı.

TESS ışık eğrisi verileri alınarak bir çevrime denk gelecek şekilde CQ UMa yıldızının ışık elemanlarına göre evrelendirildi. Işık elemanları;

$$\text{BJD} = 2453200.00 + 1^d 756608 \times E \quad (1)$$

olarak alındı (Ziznovsky & Mikulasek 1995).

Bu çalışma için seçilmiş bazı elementlerin bolluk değerlerinin ortalaması alındıktan sonra elde edilen bu verilerin ışık eğrisiyle korelasyonu irdelendi.

4 Sonuç ve Tartışma

CQ UMa yıldızı tayfsal olarak az çalışılmış bir yıldız olduğundan, bu çalışma kapsamında, CQ UMa yıldızına ait atmosferik parametreler belirlendi. Yapılan çalışmaya göre incelenen dalgaboyu aralığında, CrII elementinin incelenen diğer elementlere göre (TiII, MnI, FeII) bolluk değerlerinin daha fazla olduğu görüldü. TESS verileri kullanılarak elde edilen ışık eğrilerinin MnI, TiII, CrII ve FeII elementleri ile korelasyonu Şekil 3'de verilmiştir.

Bu çalışma için seçilmiş bazı elementlerin bolluk değerlerinin ışık eğrisi ile korelasyonunun irdelenmesi sonucunda, TiII, MnI, FeII elementlerin korele bir şekilde dağılım gösterdiği ancak CrII elementinin anti-korele bir dağılım gösterdiği sonucuna varıldı. Sonuç olarak, bu çalışmada elimizdeki veriler ışığında CQ UMa yıldızının atmosferik parametreleri belirlenmiş, bazı elementlerin bolluğu hesaplanmış ve ışık eğrisi ile korelasyonu incelenmiştir. İleride

yapılacak gözlemler ve analizler, manyetik kimyasal tuhaf bir yıldız olan CQ UMa yıldızının doğası hakkında daha ayrıntılı bilgiler edinmemize olanak sağlayacaktır.






Kaynaklar

- Aydın, M. 2020, Master's thesis, Ankara Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü
- Deutsch A. J., 1958, in Lehnert B., ed., IAU Symposium Series Vol. 6, Electromagnetic Phenomena in Cosmical Physics. Cambridge University Press, p. 209
- Ghazaryan S., Alecian G., Hakobyan A. A., 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 480, 2953
- Glagolevskij Y. V., Bychkov V. D., Romanyuk I. I., 1984, *Astrofizicheskie Issledovaniia Izvestiya Spetsial'noj Astrofizicheskoy Observatorii*, 18, 57, [ADS](#)
- Hubeny I., Lanz T., 1995, *ApJ*, 439, 875
- Kochukhov O., 2017, *A&A*, 597, A58
- Kılıçoğlu T., Monier R., Richer J., Fossati L., Albayrak B., 2016, *The Astronomical Journal*, 151, 49
- Michaud G., 1970, *ApJ*, 160, 641
- Mikulasek Z., 1979, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 30, 234, [ADS](#)
- Mikulasek Z., 1987, *Information Bulletin on Variable Stars*, 3010, 1, [ADS](#)
- Mikulasek Z., Ziznovsky J., 2001, *Information Bulletin on Variable Stars*, 5188, 1, [ADS](#)
- Mikulasek Z., Harmanec P., Grygar J., Zdarsky F., 1978, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 29, 44, [ADS](#)
- Pavlovski K., 1979, *A&A*, 76, 362, [ADS](#)
- Preston G. W., 1974, *ARA&A*, 12, 257
- Richer J., Michaud G., Turcotte S., 2000, *The Astrophysical Journal*, 529, 338
- Takeda Y., Han I.-W., Kang D.-I., Lee B.-C., Kim K.-M., 2008, *Journal of Korean Astronomical Society*, 41, 83
- Ziznovsky J., Mikulasek Z., 1995, *Information Bulletin on Variable Stars*, 4259, 1, [ADS](#)

Access:

M23-0385: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Orion Yıldız Oluşum Bölgesindeki Bazı Erken B Türü Yıldızların Kimyasal Bollukları

Kübra Özge Ünal¹  , Aslı Elmaslı Akçar , Doğuş Özuyar , Şeyma Çalışkan Türksoy 

¹ Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Ankara, Turkey

Accepted: March 19, 2023. Revised: December 20, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Bu çalışmada Orion yıldız oluşum bölgesinde konumlanan ve literatürde detaylı kimyasal bolluk analizleri olmayan HD 34989, HD 43112 ve HD 37481 yıldızlarının atmosferik kimyasal bileşimi incelendi. Yıldızların yüksek çözünürlüklü tayfları Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathane'sinde bulunan T80 – Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ile ve European Southern Observatory arşivinden elde edildi. Ayrıca, HD 43112 yıldızının düşük çözünürlüklü tayfı yine Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan T40 – Kreiken Teleskobu ile alındı. Atmosfer parametrelerinin hesabında erken B türü yıldızlar için tasarlanmış olan TLUSTY model atmosfer kodu kullanıldı. Her bir yıldızın etkin sıcaklığı, yüzey çekim ivmesi, dönme ve mikrotürbülans hızlarının belirlenmesi için iyonize Si çizgileri dikkate alındı. HD 34989 ve HD 43112 yıldızlarının her iki gözlemeviden alınan tayflarından belirlenen atmosfer parametrelerinin uyumlu olduğu görüldü. Ayrıca, bu yıldızlar için yapılan kimyasal bolluk analizlerinin sonucunda hesaplanan element bolluklarının da birbirine yakın olduğu tespit edildi. Atmosfer parametreleri sırasıyla, HD 34989 için $T_{\text{et}}=27000\pm 1000$ K, $\log g=4.00\pm 0.25$ cm s^{-2} , $v \sin i=48\pm 2.17$ ve $\xi=1.50\pm 0.10$, HD 43112 için $T_{\text{et}}=27000\pm 1000$ K, $\log g=4.25\pm 0.25$ cm s^{-2} , $v \sin i=3\pm 0.50$ km s^{-1} ve $\xi=3\pm 0.58$ km s^{-1} ve HD 37481 için $T_{\text{et}}=23000\pm 1000$ K, $\log g=4.00\pm 0.25$ cm s^{-2} , $v \sin i=72\pm 5.00$ km s^{-1} ve $\xi=3.43\pm 0.40$ km s^{-1} olarak belirlendi. Yıldızların tayflarından tespit edilen elementlerin bolluk değerleri, sentetik tayf çıkartırma yöntemi ile hesaplandı. Analizler sonucunda hedef yıldızların görsel bölge tayfları üzerinden 13 elementin bolluk değerleri belirlendi. Her bir yıldızın atmosferinde bulunan He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si ve Fe elementlerinin bolluk değerlerinin birbirine göre "homojen bir dağılım" sergilediği görüldü. Ayrıca, He, C, N, O, Ne, Al, Si ve Fe bolluklarının Güneş değerlerine yakın olduğu tespit edildi. HD 34989 ve HD 43112 yıldızlarının tüm tayflarında fosfor elementinin bolluğunun Güneş'e göre 0.50 dex kadar daha fakir olduğu hesaplandı. Sadece HD 43112 yıldızının atmosferinde görülen argon elementinin bolluğunun ise Güneş'e göre 0.36 dex ($\log \epsilon=6.76\pm 0.16$) daha zengin olduğu belirlendi. Yıldız evrim modelleri ve eş yaş eğrileri kullanılarak, HD 34989, HD 43112 ve HD 37481 yıldızlarının kütleleri ve yaşları, sırasıyla, öngörüldü: $M=10.97\pm 0.98 M_{\odot}$ ve $\tau=6.80\pm 0.60$ milyon yıl; $M=11.11\pm 0.42 M_{\odot}$ ve 6.30 ± 0.50 milyon yıl; $M=8.51\pm 0.32 M_{\odot}$ ve 6.90 ± 0.46 milyon yıl.

Abstract

In this study, the atmospheric chemical compositions of HD 34989, HD 37481 and HD 43112 located in the Orion star formation region and for which detailed chemical abundance analyzes are not available in the literature were investigated. The high-resolution spectra of these stars were obtained from the Ankara University Kreiken Observatory by using the T80 – Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Telescope and from the European Southern Observatory archives. Moreover, low-resolution spectra of HD 43112 were also observed with the T40 – Kreiken Telescope located at the Ankara University Kreiken Observatory. The model atmosphere code TLUSTY, designed for early B-type stars, was used to calculate the atmospheric parameters. Ionized Si lines were taken into account to estimate the effective temperature, surface gravity, rotational and microturbulence velocities of each star. The atmospheric parameters determined from the spectra of HD 34989 and HD 43112 stars taken from both observatories were compatible. In addition, it was found that the element abundances calculated as a result of the analyzes for these stars were close to each other. Atmospheric parameters were found as $T_{\text{et}}=27000\pm 1000$ K, $\log g=4.00\pm 0.25$ cm s^{-2} , $v \sin i=48\pm 2.17$ and $\xi=1.50\pm 0.10$, for HD 34989; as $T_{\text{et}}=27000\pm 1000$ K, $\log g=4.25\pm 0.25$ cm s^{-2} , $v \sin i=3\pm 0.50$ km s^{-1} and $\xi=3\pm 0.58$ km s^{-1} for HD 43112; as $T_{\text{et}}=23000\pm 1000$ K, $\log g=4.00\pm 0.25$ cm s^{-2} , $v \sin i=72\pm 5.00$ km s^{-1} and $\xi=3.43\pm 0.40$ km s^{-1} for HD 37481; respectively. The abundance values of the elements determined from the spectra of the stars were calculated with the synthetic spectrum fitting technique. 13 elements were detected on the visual region spectra of the target stars. The abundance analysis results of He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, and Fe elements of each star indicated that the stars are chemically homogeneous. The abundance values of He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, and Fe were found to be close to those of the Sun. The abundance of phosphorus in all of the spectra of HD 43112 and HD 34989 was calculated to be 0.50 dex underabundant. The abundance value of the argon element, which is only seen in the atmosphere of the star HD 43112, was determined to be 0.36 dex ($\log \epsilon=6.76\pm 0.16$) overabundant with respect to the Sun. By using stellar evolution models and isochrone curves, the masses and ages of stars HD 34989, HD 43112 and HD 37481 were predicted respectively: $M=10.97\pm 0.98 M_{\odot}$ and 6.80 ± 0.60 million years, $M=11.11\pm 0.42 M_{\odot}$ and 6.30 ± 0.50 million years; $M=8.51\pm 0.32 M_{\odot}$ and 6.90 ± 0.46 million years.

Anahtar Kelimeler: early B-type stars – star forming regions – chemical element abundance analysis

1 Giriş

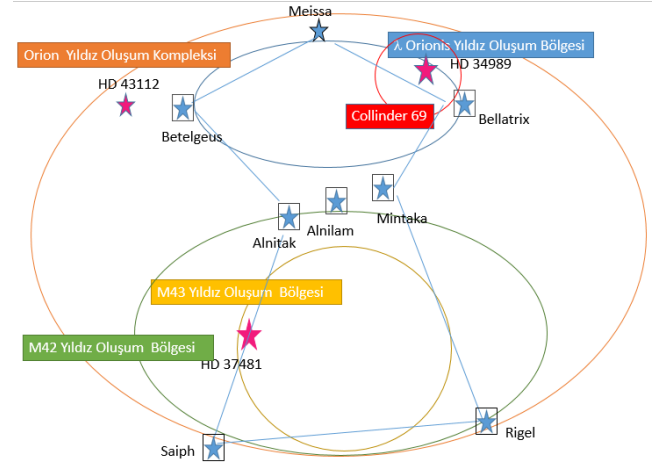
Samanyolu galaksisinde yer alan yıldız oluşum bölgelerine yönelik araştırmaların yapılması, erken yıldız evrim aşamalarının anlaşılması açısından oldukça önemli bir yere sahiptir. Yıldızlar, moleküler bulutların içinde oluşmaktadır. Bir moleküler bulutun başlangıç kimyasal bileşimi; çöken maddenin donukluğunu, yıldız oluşumu sırasında meydana gelen kimyasal süreçleri ve üst kütle sınırını etkilemektedir. Bu yüzden, başlangıç kimyasal bileşimden biridir. Nötr yıldızlararası ortamın var olmasına sebep olan kaynaklar, metalce fakir gazın çöküşü, yıldız rüzgârları veya süpernova patlamalarından ileri gelen metalce zengin ürünlerdir. Bu olgular başlangıçta var olan moleküler bulutun kimyasal bileşimini doğrudan etkilemektedir. Erken B türü genç yıldızların kimyasal bileşimleri, içinde buldukları nötr yıldızlararası ortamın aksine, onları çevreleyen gaz ve toz tanelerinin yapısından etkilenmemektedir. Bu yıldızlar doğduğu ortamın başlangıç kimyasal bileşimlerini koruyabilmelerinden dolayı yıldız oluşum bölgelerinin kimyasal yapısını araştırmak için ideal gök cisimleridir. Dahası, OB oymakları ve erken B türü genç yıldızlar büyük kütleli yıldızlardır. Bu yüzden evrim süreçlerini hızlı geçirirler ve bu sayede başlangıç kimyasal bileşimlerini korurlar. Böylece kendilerine göre daha soğuk, yaşlı, küçük ($M_* < 2 M_\odot$) ya da orta kütleli ($2 M_\odot < M_* < 8 M_\odot$) yıldızlar gibi karışım süreçlerinden etkilenmeden, bir tip II süpernovasına dönüşürler (Nieva & Przybilla 2012).

Samanyolu'nda bulunan Orion yıldız oluşum kompleksi OB oymaklarını, λ Orionis oluşum bölgesini ve dev moleküler bulutları içermektedir. OB oymaklarında bulunan yıldızların çoğu 12 milyon yıl yaşından daha genç ve $4 M_\odot$ 'den daha büyük kütleyle sahiptir (Brown ve diğ. 1995; Warren & Hesser 1977).

60 pc çaplı λ Orionis yıldız oluşum bölgesinin içinde yoğun moleküler gaz ve tozdan oluşan kabarcık yapısının merkezinde Collinder 69 açık kümesi konumlanmıştır. Her bir yıldızın ve Collinder 69 açık kümesinin Orion yıldız oluşum kompleksindeki konumları Şekil 1'de sunulmaktadır. Collinder 69 açık kümesinin 1137 (bkz. Simbad) tane üyesi bulunmaktadır. Bu üyeler arasında sadece 11 OB yıldızı olup, gökyüzünde 50 pc çaplı iyonizasyon alanını kapsamaktadır. Bunlardan en baskın olan ikisi aslında λ Ori ayrık sisteminin üyesi olan λ Ori A (O8III) ve λ Ori B (B0.5V) yıldızlarıdır. Bu iki yıldız, hem nötr hem de moleküler hidrojenle oluşan bir halkanın merkezinde bulunmaktadır. Lang ve diğ. (2000), λ Ori ayrık sisteminin oluşum senaryosu, λ Ori A ve λ Ori B'nin önlerinde bulunan yıldızlararası ortamın gazını süpürmeleri sonucunda bu yıldızların açığa çıktığını göstermektedir.

Orion yıldız oluşum kompleksinin içinde barınan en büyük moleküler bulutlardan ikisi Orion A ve Orion B'dir (diğer moleküler bulutlara örnek olarak M42, M43, λ Orionis, BN-KL bulutsusu, NG 1977, NGC 1981 bölgeleri verilebilir). Bu bölgelerde çeşitli yaşlarda birçok gömülü yıldız kümesi bulunmasının yanı sıra yeni yıldız oluşumu da halen devam etmektedir (örneğin Orion A'da yılda yaklaşık 70 yıldız oluştuğu düşünülmektedir (Genzel & Stutzki 1988)).

Bugüne kadar Orion kompleksinde patlayan süpernovaların sayısı oldukça tartışılan bir konudur. Bu bölgedeki süper kabarcık yapıları, burada gerçekleşen son süpernova patlamalarının bir ürünü olduğunu göstermektedir (Ochsendorf ve diğ. 2015; Brown ve diğ. 1995). Winkler & Reipurth (1992) göre, G203.2-12.3, Orion'da sınıflandırılan tek süpernova kalıntısıdır (muhtemelen milattan sonra 483



Şekil 1. Her bir yıldızın Orion yıldız oluşum kompleksindeki konumları.

tarhinde gözlenmiştir). Dolan & Mathieu (2001) göre, Orion kompleksinde, yıldız oluşum süreci merkez bölgede yaklaşık 810 milyon yıl önce başlamış ve o zamandan beri hızlanmıştır. Ardından 12 milyon yıl önce meydana gelen bir süpernova patlaması nedeniyle Orion bölgesinde yıldız oluşumunda ani bir düşüş gözlenmiştir (Bhat ve diğ. 2022; Bobylev & Bajkova 2009; Hoogerwerf ve diğ. 2001; Cunha & Smith 1996).

Orion kompleksindeki en büyük dağılıma olayının 6 milyon yıl önce meydana geldiği düşünülmektedir (Kounkel 2020; Grobschedl ve diğ. 2021). Dahası 1.12 milyon yıl önce λ Orionis yıldız oluşum bölgesinde bir süpernova patlaması gerçekleşmiştir (Bhat ve diğ. 2022; Bobylev & Bajkova 2009; Hoogerwerf ve diğ. 2001). Kos ve diğ. (2021) Orion kompleksi içinde yer alan yıldız kümelerinin üyelerinin Gaia (konum, özhareket ve paralaks) verileri yardımıyla 3D görüntüsünü oluşturmuştur. Sonuç olarak, Orion kompleksinin oluşum aşamasında ya hiç ya da çok az sayıda süpernova patlaması meydana geldiğini belirlemiştir. Bölgede bugün görünen gaz kabarcıkları aslında genç süpernova (yaklaşık 1 milyon yıl önce patlamış olan) kalıntılarıdır. Yine aynı bölgede yer alan yıldızların yaşlarının 5-7 milyon yıl olduğu dikkate alınırsa, bu yıldızların doğduğu ortamdaki kimyasal kompozisyona 1 milyon yıl önce patlamış olan süpernovanın herhangi bir katkısı olamaz. Yani, bu bölgede bulunan yıldızlar halen doğdukları ortamın kimyasal kompozisyonunu korumaktadır.

2 Hedef Yıldızlar

Hedef yıldızlar olan HD 34989 (B1V), HD 43112 (B1V), ve HD 37481 (B1.5IV) Orion yıldız oluşum kompleksi içinde yer alan erken B türü yıldızlar arasından seçilmiştir. Orion yıldız oluşum kompleksi, M43 yıldız oluşum bölgesi ile λ Orionis yıldız oluşum bölgelerini içermektedir. HD 34989, λ Orionis yıldız oluşum bölgesinin merkezinde bulunan Collinder 69 (Perryman ve diğ. 1997) açık kümesinin bir üyesidir. Kaçak (runaway) bir yıldız olan HD 43112 ise şu anda λ Orionis bölgesinde bulunmamasına rağmen, Bhat ve diğ. (2022), Bobylev & Bajkova (2009) ve Hoogerwerf ve diğ. (2001) tarafından kökeninin (doğduğu yerin) λ Orionis bölgesi olduğuna dair kanıtlar bulunmuştur. Bu çalışmalara göre HD 43112'nin yaklaşık 1 milyon yıl önce bir süpernova patlamasının yarattığı etki sonucunda λ Orionis bölgesinden kaçtığı belirtilmiştir.

Çizelge 1. Yıldızların gözlemsel özellikleri. Tüm V_r ve $v \sin i$ değerleri km s^{-1} biriminde verilmiştir.

ESO FEROS			
Yıldız Adı	V_r	$v \sin i$	S/G
HD 43112	36.07 ± 2.25	3 ± 0.58	355
HD 43112	36 ± 2.0	10.27 ± 1.61	253
HD 43112	27.5 ± 2.0	18.47 ± 2.22	245
AUKR T80			
Yıldız Adı	V_r	$v \sin i$	S/G
HD 34989	32.99 ± 3.2	48 ± 2.17	335
HD 34989	46.89 ± 2.52	17.6 ± 3.85	154
AUKR T40			
Yıldız Adı	V_r	$v \sin i$	S/G
HD 37481	30 ± 5.0	72 ± 5.0	338

HD 37481 yıldızı, M43 yıldız oluşum bölgesinin bir üyesidir. HD 34989 yıldızına ilişkin He, C, N, O, Mg, Al, Si, S ve Fe elementlerinin bolluk değerleri [Kaufer ve diğ. \(1994\)](#) tarafından ve He, C, N, O, Mg, Al ve Si elementlerinin bolluk değerleri ise [Gummersbach ve diğ. \(1998\)](#) tarafından hesaplanmıştır. [Kaufer ve diğ. \(1994\)](#) yaptığı çalışmada C, Al ve Fe elementlerinin bolluk değerlerini Güneş'e göre fakir bulurken diğer elementlerin bolluk değerlerini ise Güneş benzeri bulmuştur. [Gummersbach ve diğ. \(1998\)](#), tüm elementlerin bolluklarının Güneş bolluğuna yakın değerlere sahip olduğunu göstermiştir. HD 34989 ve HD 37481 yıldızları için [Simón-Díaz & Herrero \(2014\)](#) tarafından hesaplanan $v \sin i$ değerleri ise sırasıyla 48 km s^{-1} ve 74 km s^{-1} 'dir.

3 Gözlemler

Üç yıldızın 3800-7000 Å dalgaboyu aralığındaki yüksek çözünürlüklü (R~48000) echelle tayfları, European Southern Observatory (ESO)'de bulunan 2.2m teleskoba bağlı Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph (FEROS) [arşivinden](#) indirildi. Ayrıca HD 34989 ve HD 43112 yıldızlarının yüksek çözünürlüklü (R~30000) echelle tayfları Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathane'sinde (AUKR) bulunan T80 – Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobuna bağlı Shelyak tayfçakeriyle ve HD 43112 yıldızının düşük çözünürlüklü (R~16000) echelle tayfı ise T40 - Kreiken teleskobuna bağlı eShel tayfçakeri ile elde edildi. HD 34989 yıldızı 05/02/2011, HD 43112 yıldızı 5/11/2011 ve HD 37481 yıldızı ise 08/11/2011 tarihlerinde ESO'da gözlemlendi. Bununla beraber HD 34989 ve HD 43112, 29/10/2021 tarihinde AUKR'de T80 – Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobuna bağlı Shelyak tayfçakeriyle gözlemlendi. Ayrıca HD 43112 yıldızının 11/11/2019 tarihinde T40 - Kreiken teleskobuna bağlı eShel tayfçakeri ile de tayf verisi elde edildi. Tüm tayfların indirgemeleri bağlı buldukları tayfçekere özgü indirgeme kodlarıyla gerçekleştirildi. Bu indirgeme serisinde, dikine hız düzeltmesi, Güneş merkezine indirgeme ve tayf normalizasyonu yer almadığı için bu işlemler ayrıca gerçekleştirildi. Tayfların dikine hız düzeltmesi, yıldızların tayfında belirlenen soğurma çizgilerinin ve bu iyonlara karşılık gelen laboratuvar dalgaboyu değerlerinin belirlenip Doppler kayması formülüne uyarlanması sonucunda gerçekleştirildi.

Tayfların süreklilik seviyesi normalizasyonu işlemi de IRAF programı içindeki 'guiapps' paketinde yer alan 'spectool'

uygulanması ile 'spline' fonksiyonu kullanılarak gerçekleştirildi. Yıldızların tayfına ilişkin bilgiler Çizelge 1'de verilmiştir.

4 Yıldızların atmosfer parametreleri ve element bollukları.

Sıcak erken B türü yıldızların atmosfer parametreleri tayfsal yöntemlerle belirlenmektedir. Bunun için öncelikle erken B türü yıldızlar için tasarlanmış olan yerel termodinamik dengenin olmadığı (NLTE) TLUSTY model atmosfer kodu ([Lanz & Hubeny 2007](#); [Hubeny 1988](#)) kullanılarak atmosfer modelleri üretildi. Güneş bollukları [Asplund ve diğ. \(2009\)](#)'dan alındı.

Tüm yıldızların başlangıç atmosfer parametreleri hidrojen Balmer çizgilerine yapılan sentetik profil fiti ile belirlendi. Ayrıca bu türden yıldızların etkin sıcaklığını belirlemek için Si elementinin SiIII/IV ve/veya SiII/III iyonizasyon dengeleri karşılaştırılarak nihai atmosfer parametreleri belirlendi. Bu süreçte kullanılan sentetik model ile gözlemsel tayfin birbiriyle uyumu dikkate alındı. Bu esnada her bir yıldız için, 1000 K sıcaklık aralığıyla oluşturulan $15000 \text{ K} \leq T_{\text{et}} \leq 30000 \text{ K}$ etkin sıcaklıklarına sahip, yüzey çekim ivmesi $1.75 \leq \log g \leq 4.75$ değerleri için 0.25 dex aralık ile oluşturulan ve 2 km s^{-1} mikrotürbülans hızını dikkate alan model atmosferler kullanıldı. Bu bağlamda, Si çizgilerinin eşdeğer genişlik (EG) oranları (EG(SiIV $\lambda 4116$) / EG(SiIII $\lambda 4552$) ve/veya EG(SiII $\lambda 4128$) / EG(SiIII $\lambda 4552$)) geleneksel olarak sıcaklık (T_{et}) göstergeleri olarak kullanıldı ([Kilian 1992](#)). Bu çizgiler güçlü olması ve çizgi örtüşmesinin olmaması nedeniyle tercih edildi.

Literatürde erken B türü yıldızlar için mikrotürbülans hesaplarırken oksijen elementinin de kullanıldığı görüldü. Fakat oksijen çizgileri NLTE sürecinden etkilenmektedir. Dahası oksijen çizgileri ile hesaplanan mikrotürbülans hızı, Si elementinden hesaplanan mikrotürbülans hızına göre daha yüksek hız değerleri vermektedir ([Simón-Díaz 2010](#)). Dolayısıyla, erken B türü yıldızlarda mikrotürbülans, atmosfer parametresi ve elementlerin kimyasal bolluk değerini doğrudan etkilemektedir. Bu sebeplerden ötürü, mikrotürbülans hızları oksijen çizgilerinden hesaplanamamaktadır. Si elementi ise NLTE etkilerinden etkilenmez ve bu nedenle T_{et} , yüzey çekim ivmesi ($\log g$), dönme hızı ($v \sin i$) ve mikrotürbülans (ϵ_{Si}) hızlarının hesaplamaları sırasında kullanılır.

İşlemler yapılırken T_{et} , $\log g$, ϵ_{Si} ve $v \sin i$ parametreleri aynı anda hesaplanmalıdır. İlk olarak, T_{et} ve $\log g$ için bir başlangıç değeri elde etmek adına Hidrojen Balmer çizgilerinin (H_{α} 6563 Å, H_{β} 4861 Å, H_{γ} 4341 Å, H_{δ} 4102 Å, H_{ϵ} 3970 Å, H_{ζ} 3889 Å ve H_{η} 3835 Å) kanatları kullanıldı. Hidrojen Balmer çizgilerinden elde edilen parametreler ile SiIII $\lambda 4552$ Å, $\lambda 4567$ Å ve $\lambda 4574$ Å çizgilerinden dönme hızı ve mikrotürbülans hızı hesaplandı ve SiIII çizgilerinden elde edilen değerlerin ortalama değerleri nihai dönme ve mikrotürbülans hızı olarak kabul edildi. En son adım olarak ise yukarıda bahsedilen Si çizgilerinden nihai sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri elde edildi. SiIII $\lambda 4552$ Å, $\lambda 4567$ Å ve $\lambda 4574$ Å dalgaboyundaki çizgilerden hesaplanan dönme hızlarının rastgele hata hesabı ile bir hata değeri elde edildi.

Şekil 2'de her bir yıldızın kimyasal bolluk analizi için uygulanan algoritma adımları sunulmaktadır. Şekil 3'de atmosfer parametreleri hesaplanan yıldızların hidrojen Balmer çizgilerinin ve Si çizgilerinin gözlemsel tayflar ile sentetik tayflarının profil fitleri verilmiştir. Ayrıca Çizelge 2'de ise yıldızların Si ve H_{γ} 4341 Å çizgisinden hesaplanan ve nihai olarak kabul edilen atmosfer parametreleri ve dönme hızı değerleri yer almaktadır.

Çizelge 2. Yıldızların atmosferik parametreleri ve dönme hızları.

Yıldız Adı	$S_{\text{IV-III}}$ T_{et} (K)	$S_{\text{III-II}}$ T_{et} (K)	H_{γ} T_{et} (K)
HD 43112	27000		27000
HD 34989	27000		27000
HD 37481		23000	23000

Nihai değerler					
Yıldız Adı	$\log g$ (cm s^{-2})	T_{et} (K)	$\log g$ (cm s^{-2})	ξ (km s^{-1})	$v \sin i$ (km s^{-1})
HD 43112	4.25	27000 ± 1000	4.25 ± 0.25	3.00 ± 0.58	3 ± 0.5
HD 34989	4.00	27000 ± 1000	4.00 ± 0.25	1.50 ± 0.10	46 ± 2.17
HD 37481	3.75	23000 ± 1000	3.75 ± 0.25	3.43 ± 0.40	72 ± 5

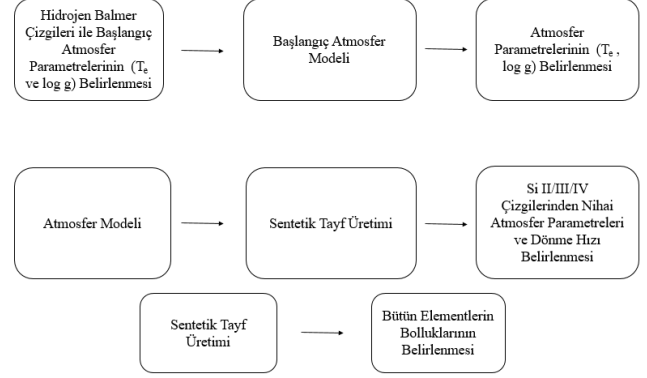
TLUSTY ile üretilen atmosfer modelleri oluşturulduktan sonra yıldızların kimyasal bolluk analizi yapıldı. Yıldızlar için kabul edilen etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri kullanılarak tayfın tüm dalgaboyu aralığını (3800-7000 Å) kapsayan kuramsal tayflar oluşturuldu. Ardından bu kuramsal tayfı oluşturan veri noktaları ile gözlenen tayfın veri noktalarının fark kareleri toplamı minimum değer olarak kabul edildi. Kuramsal tayfı oluşturmak için TLUSTY model atmosfer kodu ile uyumlu çalışan sentetik tayf üreten SYNSPEC kodu kullanıldı. SYNSPEC ile üretilen sentetik tayfı grafiğe aktarmak için UNIX/LINUX ortamında çalışan SYNPLLOT programı kullanıldı. Bu şekilde üretilen kuramsal tayf, yıldızın gözlemsel tayfında yer alan soğurma çizgileri ile karşılaştırıldı. En iyi uyumun gözlemlendiği kuramsal tayfın içerdiği element bolluk değerleri ise nihai değer olarak kabul edildi. HD 34989, HD 43112 ve HD 37481 yıldızlarının atmosferinde tespit edilen HeI, CII/III, NII, OII, NeI/II, MgII, AlIII, SiII/III/IV, PIII, SII/III, ArII, CaI ve FeIII atom ve iyonlarının bollukları sentetik yöntem ile hesaplandı. Bu yüzden her bir yıldızın tayfında çizgi örtüşmesi gözlenmeyen ve çizgi profili temiz görünen bütün elementlerin bolluk değerleri hesaba katıldı.

Çizelge 3'de HD 37481, HD 34989 ve HD 43112 yıldızlarının elde edilen tayflarının element bolluk değerleri sunuldu. Çizelgede yer alan $\log \epsilon$, elementlerin logaritmik bolluk değeri; σ , standart hata değeri; $[X/H]$, elementlerin Güneş'e göre bolluk değeri; N , her bir yıldız için bolluk hesabı yapılan elementin sayısı ve $\log \epsilon_{\odot}$ ise Güneş'in bolluk değeridir. AUKR tayfçekerinin dalgaboyu aralığı 4100 Å ile 7500 Å arasında kapsadığından, bu tayflarda 3933 Å dalgaboyunda bulunan kalsiyum çizgisi görülememektedir.

5 Kimyasal Bolluk Değerlerinin Hata Hesaplamaları

Her bir atomik türün bolluk değerinin bünyesel hatası, ilgili atomik türün tüm çizgileri ile hesaplanan ortalama bolluk değerinin standart sapmasına eşittir. Bu çalışmada, hazır modeller kullanıldığı için sıcaklıktaki 1σ belirsizlik aralığı 1000 K ve yüzey çekim ivmesindeki 1σ belirsizliği de 0.25 dex olarak alındı. Mikrotürbülans hızındaki 1σ belirsizliğinde ise, iyonize Si çizgilerinin ionizasyon değerleri arasındaki korelasyonun sonucunda 1σ sapmayla elde edilen değer nihai hata aralık değeri olarak kabul edildi.

Yıldızların atmosferinde tespit edilen atom ve iyonların bolluk hataları hesaplanırken, hem iyonların osilatör şiddetlerinden ve gözlemsel veriye uygulanan normalizasyondan ileri gelen bünyesel hataları (Fossati ve diğ. 2009) hem de ölçüm

**Şekil 2.** Yıldızların kimyasal bolluk analizi boyunca izlenen adımların algoritması.

kaynaklı olan rastgele hataları dikkate alındı. Her bir atomik türün bolluk değerinin bünyesel hatası, ilgili atomik türün tüm çizgileri ile hesaplanan ortalama bolluk değerinin standart sapmasına eşittir. Atmosfer parametrelerinden kaynaklanan sistematik hataları ve elementlerin standart toplam hata değerleri aşağıdaki denklem ile sırasıyla hesaplandı:

$$\sigma_{\text{sis}} = [\sigma_{(T_{\text{et}})^2} + \sigma_{(\log g)^2} + \sigma_{(\epsilon)^2}] \quad (1)$$

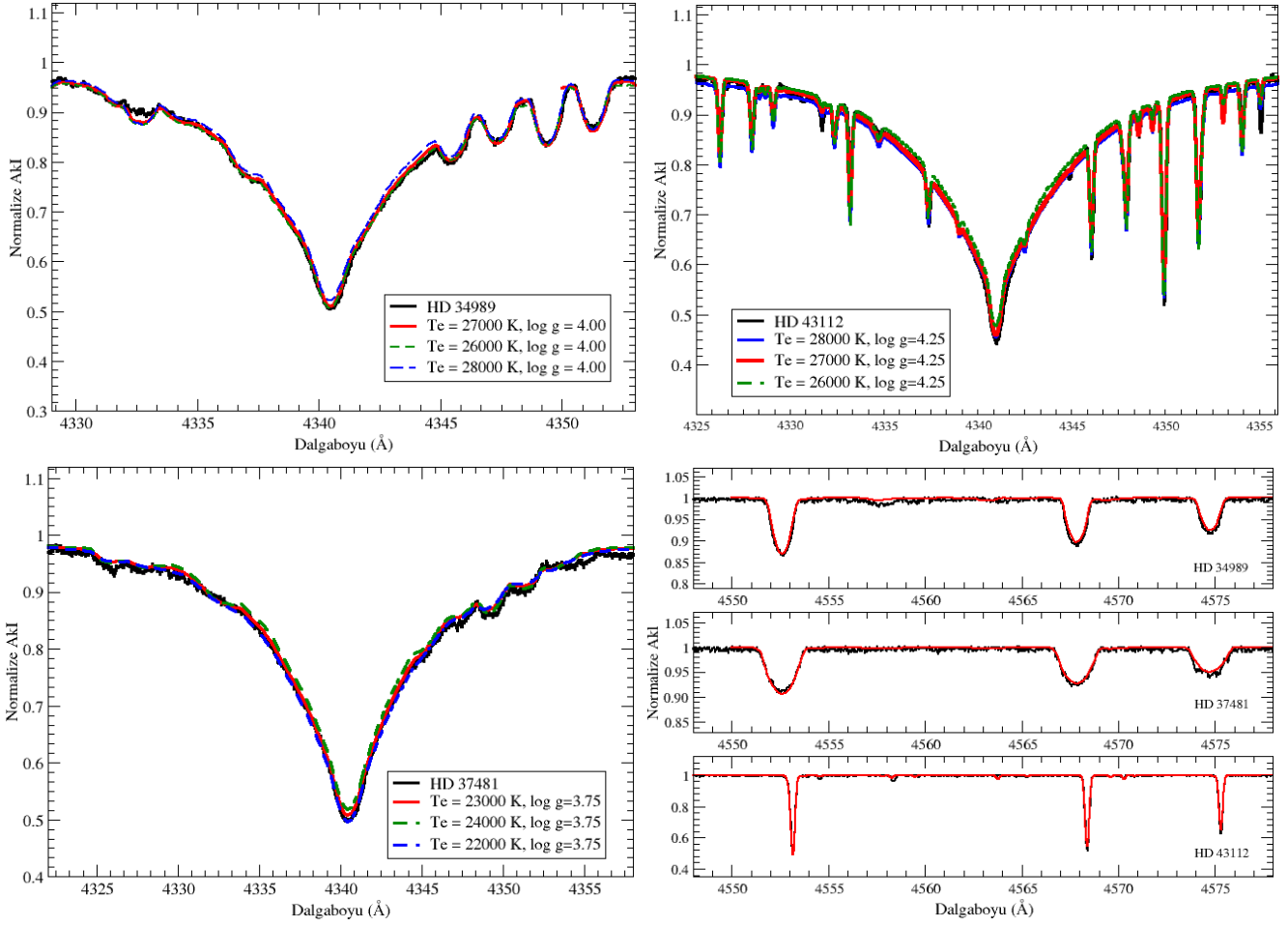
$$\sigma_{\text{top}} = \sqrt{\sigma_{(\text{sis})^2} + \sigma_{(\text{rast})^2}} \quad (2)$$

Yıldızların tayfında atomik türe ait sadece tek çizgi söz konusu ise onun hata değeri ise 0.10 dex olarak kabul edildi.

Dahası, bir yıldızın kimyasal homojenliğini belirleyebilmek için o yıldızın belirsizlik dahilindeki bolluğunun, her bir yıldızdan elde edilen ağırlıklı ortalama bolluğunu merkez alan ve yarı genişliği ise geleneksel olarak ağırlıklı ortalamadaki belirsizliğin üç katı (3σ) olarak kabul edilen bir metalik band içinde kalması gerekmektedir (Bubar & King 2010). Buna göre, HD 34989, HD 43112 ve HD 37481 yıldızlarında bolluğu belirlenen her bir element için ortak bir bolluk aralığı belirlendi. Şekil 4'te, $[X/H]$ 'ye karşı T_{et} için bolluk bandı aralığının örnekleri verilmektedir. Siyah düz çizgi ağırlıklı bolluk ortalamasını $[X/H]$ verirken, siyah noktalı çizgiler bu ortalamadaki 3σ belirsizliğini, yani bolluk bandının aralığını vermektedir. Sonuç olarak, yıldız grup üyeleri "homojen bir dağılım" sergiliyorsa tüm üyelerin konumu (hataları ile birlikte) bu bolluk bandı aralığının içinde bulunmalıdır.

6 Yıldızların Evrim Durumları

Bir yıldızın H-R diyagramındaki konumunu o yıldızın etkin sıcaklık ve ışınım gücü değerleri belirlemektedir. Yıldızların etkin sıcaklık hesaplamaları Ş4'de sunuldu. Işınım gücünün elde edilmesi adına öncelikle görünen parlaklık (m_v), paralaks (π) ve renk artığı $E(B-V)$ kullanılarak mutlak parlaklık, M_v , hesaplandı. Ardından bolometrik düzeltme (BC) gerçekleştirildi ve bolometrik mutlak parlaklık değeri belirlendi. Bolometrik düzeltme için Nieva (2013) tarafından erken B tayf türü yıldızlar için oluşturulan düzeltmeden yararlandı. Böylece T_{et} ve ışınım gücü değerlerine göre yıldızların H-R diyagramındaki konumları belirlendi. Yıldızların H-R diyagramındaki konumları Şekil 5'da gösterilmektedir. Bu şekil üzerinden üç yıldızın da anakol evresinde olduğu görülmektedir. Yıldızların kütleleri ve yaşları Ekström ve diğ. (2012)'nin evrim modelleri ve eş yaş eğrileri yardımıyla belirlendi. Her bir yıldızın kütlesi, yaşı ve H-



Şekil 3. TLUSTY model atmosfer kodu ile H γ 4341 Å profil fiti: HD 34989 (üst sol panel), HD 43112 (üst sağ panel), HD 37481 (alt sol panel). (alt sağ panel) Her bir yıldızın için parametre hesabı sırasında dikkate alınan Si III çizgisi için λ 4552/4567/4574 Å dalgaboyunlarında bulunan profil fitleri.

R diyagramındaki konumunu belirlemek için hesaplanan mutlak parametreleri de Çizelge 4'te sunulmaktadır.

7 Tartışma

Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde konuşlanan T80 - Prof. Dr. Berahitdin Albayrak ve T40 - Kreiken Teleskoplarına bağlı bulunan tayfçekerler ile iki hedef yıldızın gözlemi gerçekleştirildi. AUKR verilerinin, ESO verileri ile uyumunu belirlemek için tüm tayfçekerlerden hesaplanan element bolluk değerlerinin karşılaştırması Şekil 6'da yapıldı. Şeklin üst panelinde, HD 34989 yıldızının ESO ve T80 verilerinin, azot elementi dışında, diğer tüm elementlerin hata sınırları içinde uyumlu olduğu görülmektedir. Şeklin orta panelinde ise HD 43112 yıldızının ESO, T80 ve T40 verilerinden hesaplanan bollukları görülmektedir. Burada, üç tayfçekerden hesaplanan bollukların uyumunu belirleyebilmek için Ş5'de anlatılan 3σ belirsizliği sadece Mg, Al, Si, ve Ar elementleri için hesaplanarak, band aralığı kesikli çizgiler ile Şekil 4 alt panelde gösterildi. Şekilde üç ayrı tayfçekerden elde edilen bolluk değerlerinin 3σ bandı içinde kaldığı görülmektedir.

Üç yıldızın ESO tayfçekerinin kimyasal element bolluk dağılım grafiği Şekil 6 alt panelinde verildi. HD 34989 ve HD 43112 yıldızları için O, Mg, Al, Si ve S elementlerinin Güneş'e göre bolluk değerleri mükemmel bir uyum gösterirken

C, N, Ne, P, ve Fe elementlerinin ise Güneş'e göre bolluk değerleri hata sınırları içinde uyumlu olduğu bu grafikte görülmektedir. Yine aynı panelde, HD 34989 ve HD 37481 yıldızları için He, N, ve Ne elementlerinin Güneş'e göre bolluk değerleri mükemmel bir uyum gösterirken C, O, Al, Si ve Fe'nin ise Güneş'e göre bolluk değerleri hata sınırları içinde uyumludur. Fakat bu iki yıldız için Mg, Al, Si, P, ve S bollukları maksimum 0.3 dex (magnezyum ve kükürte göre) kadar farklılık göstermektedir. Bu üç yıldızın kimyasal olarak homojen dağılıma sahip olup olmadığını belirlemek için Şekil 4'te (üst ve orta panel) elementlerin kimyasal bolluk band aralığı incelendi. Bu iki şekle göre, tüm yıldızların C, N, Ne, Mg, P ve Si bolluk değerlerinin hataları da dikkate alındığında homojen bir dağılım gösterdiği görülmektedir. HD 43112 yıldızının O ve Fe, HD 37481 yıldızı için ise S ve Al elementleri diğer iki yıldız göre kimyasal bolluk band aralığının dışında kalmaktadır.

HD 34989 yıldızının P ve S dışındaki elementlerin bolluk değerleri, Güneş değerine göre ± 0.2 dex aralığından hesaplandığından, bu elementlerin bolluklarının Güneş benzeri olduğu söylenebilir. Bu yıldız için **Kaufer ve diğ. (1994)**'nin yaptığı bolluk çalışmasında C, Al ve Fe elementlerinin bolluk değerleri Güneş'e göre fakir bulunurken diğer elementlerin bolluk değerleri ise Güneş benzeri bulunmuştur. Dahası, HD 34989 yıldızının **Gummersbach ve diğ. (1998)**

Çizelge 3. HD 37481 (üst panel), HD 34989 (orta panel) ve HD 43112 (alt panel) yıldızlarının ESO ve AUKR gözlemlerinden elde edilen tayflarının element bolluğu karşılaştırması

ESO FEROS					
Tür	$\log \epsilon_{\odot}$	$\log \epsilon$	σ	[X/H]	N
He	10.93	10.95	0.09	0.016	15
C	8.43	8.41	0.06	-0.02	6
N	7.83	7.85	0.07	0.02	16
O	8.69	8.85	0.09	0.16	38
Ne	7.93	8.08	0.10	0.15	1
Mg	7.60	7.31	0.10	-0.29	1
Al	6.45	6.23	0.04	-0.22	7
Si	7.51	7.65	0.10	0.14	8
P	5.41	5.21	0.10	-0.22	1
S	7.12	7.17	0.08	0.05	4
Ar	6.40				
Ca	6.34				
Fe	7.50	7.58	0.10	0.08	9

ESO FEROS						AUKR T80			
Tür	$\log \epsilon_{\odot}$	$\log \epsilon$	σ	[X/H]	N	$\log \epsilon$	σ	[X/H]	N
He	10.93	10.96	0.06	0.03	14	10.96	0.09	0.03	7
C	8.43	8.48	0.14	0.05	12	8.41	0.08	-0.02	1
N	7.83	7.86	0.01	0.03	35	7.96	0.06	0.13	17
O	8.69	8.72	0.10	0.03	61	8.66	0.02	-0.03	29
Ne	7.93	8.08	0.03	0.15	4	-	-	-	-
Mg	7.60	7.60	0.10	0.00	1	7.70	0.10	0.10	1
Al	6.45	6.33	0.04	-0.13	5	6.35	0.09	-0.10	3
Si	7.51	7.45	0.10	-0.06	12	.51	0.05	0.00	7
P	5.41	4.96	0.15	-0.45	1	-	-	-	-
S	7.12	6.82	0.15	-0.30	2	6.82	0.15	-0.30	1
Ar	6.40	-	-	-	-	-	-	-	-
Ca	6.34	6.24	0.15	-0.10	1	-	-	-	-
Fe	7.50	7.65	0.13	0.15	12	7.59	0.06	0.09	10

ESO FEROS						AUKR T80				AUKR T40			
Tür	$\log \epsilon_{\odot}$	$\log \epsilon$	σ	[X/H]	N	$\log \epsilon$	σ	[X/H]	N	$\log \epsilon$	σ	[X/H]	N
He	10.93	11.06	0.03	0.13	12	10.98	0.05	0.05	6	10.96	0.02	0.03	7
C	8.43	8.36	0.09	-0.07	15	8.18	0.08	-0.25	3	8.41	0.15	-0.02	1
N	7.83	7.92	0.11	0.09	42	7.95	0.05	0.12	24	7.93	0.10	0.10	7
O	8.69	8.67	0.01	-0.02	115	8.62	0.03	-0.07	46	8.76	0.10	0.07	26
Ne	7.93	7.98	0.10	0.05	13	-	-	-	-	-	-	-	...
Mg	7.60	7.65	0.04	0.05	3	7.65	0.10	0.05	1	7.70	0.15	0.10	1
Al	6.45	6.32	0.08	-0.13	6	6.33	0.13	-0.12	3	6.27	0.15	-0.18	5
Si	7.51	7.45	0.14	-0.05	20	7.42	0.07	-0.09	7	7.51	0.10	0.00	7
P	5.41	5.09	0.06	-0.32	4	-	-	-	-	-	-	-	-
S	7.12	6.84	0.12	-0.28	4	6.94	0.14	-0.18	3	-	-	-	-
Ar	6.40	6.76	0.16	0.36	3	6.90	0.15	0.50	1	-	-	-	-
Ca	6.34	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe	7.50	7.58	0.05	0.08	33	7.67	0.09	0.17	4	-	-	-	-

çalışmasındaki sonuçlarının, bu çalışma ile uyum gösterdiği görülmüştür.

HD 43112 yıldızının oldukça düşük bir dönme hızına sahip olması nedeniyle tayfindan argon bolluğu (+0.36 dex) hesaplanmıştır. Diğer iki yıldızın dönme hızları HD 43112'ye göre oldukça yüksektir. Böylece, HD 43112 yıldızının tayfinda argon çizgisi blend değil ve tek çizgi olarak görünürken diğer yıldızların tayfinda görünmemektedir.

λ Orionis bölgesinin üyesi olduğu bilinen HD 34989 yıldızının ve 1 milyon yıl önce bu bölgenin üyesi olduğu düşünülen HD 43112 yıldızının fosfor ve kükürt bolluk değerleri Güneş'e göre 0.30 dex daha fakirdir. HD 37481 yıldızının kükürt bolluğu ise Güneş benzeridir. Çizelge 5'de üç yıldızda

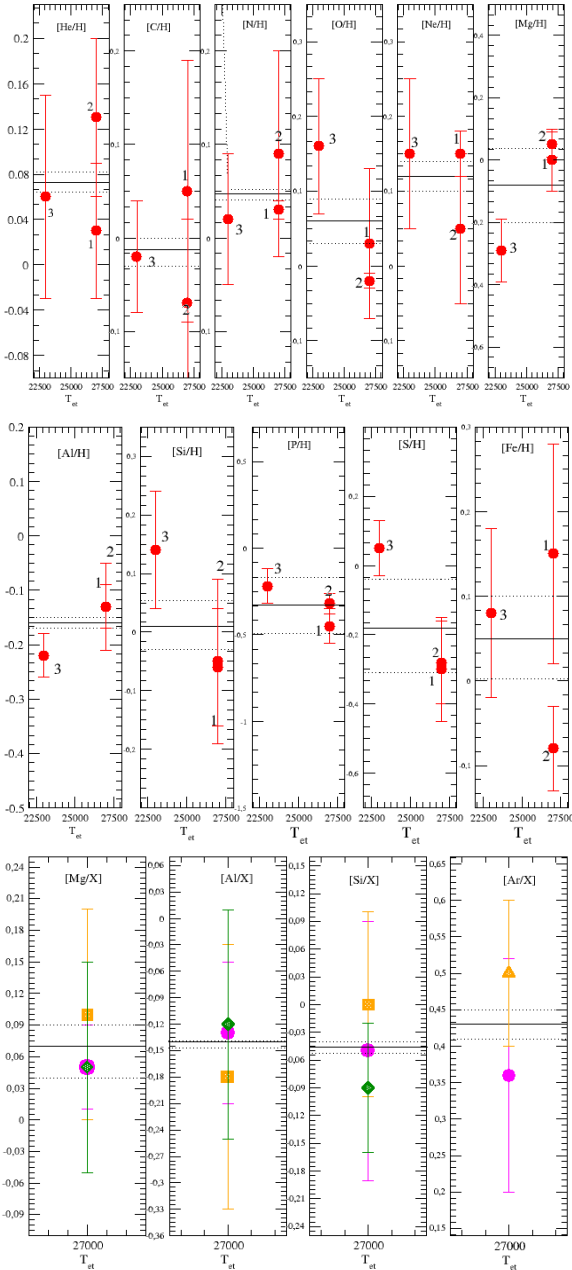
da hesaplanan fosfor, kükürt ve argon elementlerinin NIST (National Institute of Standards and Technology) **atomik veri tabanından** alınan laboratuvar dalgaboyu ve $\log gf$ osilatör şiddeti değerlerinin bir listesi sunulmaktadır. Ayrıca bu çalışmada, HD 34989 ($46 \pm 2.17 \text{ km s}^{-1}$) ve HD 37481 ($72 \pm 5.00 \text{ km s}^{-1}$) için hesaplanan $v \sin i$ değerleri **Simón-Díaz & Herrero (2014)** tarafından hesaplanan $v \sin i$ değerleri (HD 34989, 48 km s^{-1} ve HD 37481, 74 km s^{-1}) ile uyum içinde olduğu görülmüştür.

8 Sonuç

Bu çalışmada, Orion yıldız oluşum kompleksi içinde yer alan yıldızların kimyasal element bolluk dağılımları araştırıldı.

Çizelge 4. H-R diyagramında yıldızların konumunu çizmek için kullanılan parametreler. Verilen referanslar: (a):Høg ve diğ. (2000), (b):Gaia Collaboration (2020), (c):Nieva (2013), (d):Melnik & Dambis (2020), (e):Ducati (2002), (f):Swihart ve diğ. (2017), (g):Kervella ve diğ. (2019).

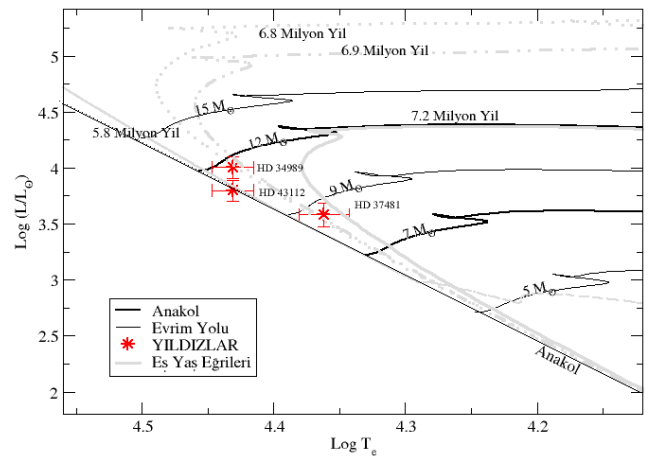
Yıldız Adı	m_v (kadir)	π^e (mas)	M_V (kadir)	$(B-V)$ (kadir)	A_V (kadir)	BC	$\log L$ (L_\odot)	$\log(T_{\text{et}})$ (K)	M (M_\odot)	yaş ($\times 10^6$ yıl)
HD 43112	5.89 (a)	2.56 ± 0.08 (b)	-2.087	0.000 (g)	0.000 (g)	-2.663 (c)	3.800 ± 0.093	4.431 ± 0.016	10.87 ± 1.54	5.8 ± 0.22
HD 34989	5.80 (e)	2.55 ± 0.16 (b)	-2.623	0.132 (f)	0.461 (f)	-2.663 (c)	4.003 ± 0.098	4.431 ± 0.016	10.97 ± 0.98	6.8 ± 0.60
HD 37481	5.95 (d)	2.74 ± 0.07 (b)	-3.517	0.032 (g)	0.166	-2.292 (c)	4.211 ± 0.107	4.361 ± 0.019	8.51 ± 0.32	6.9 ± 0.46



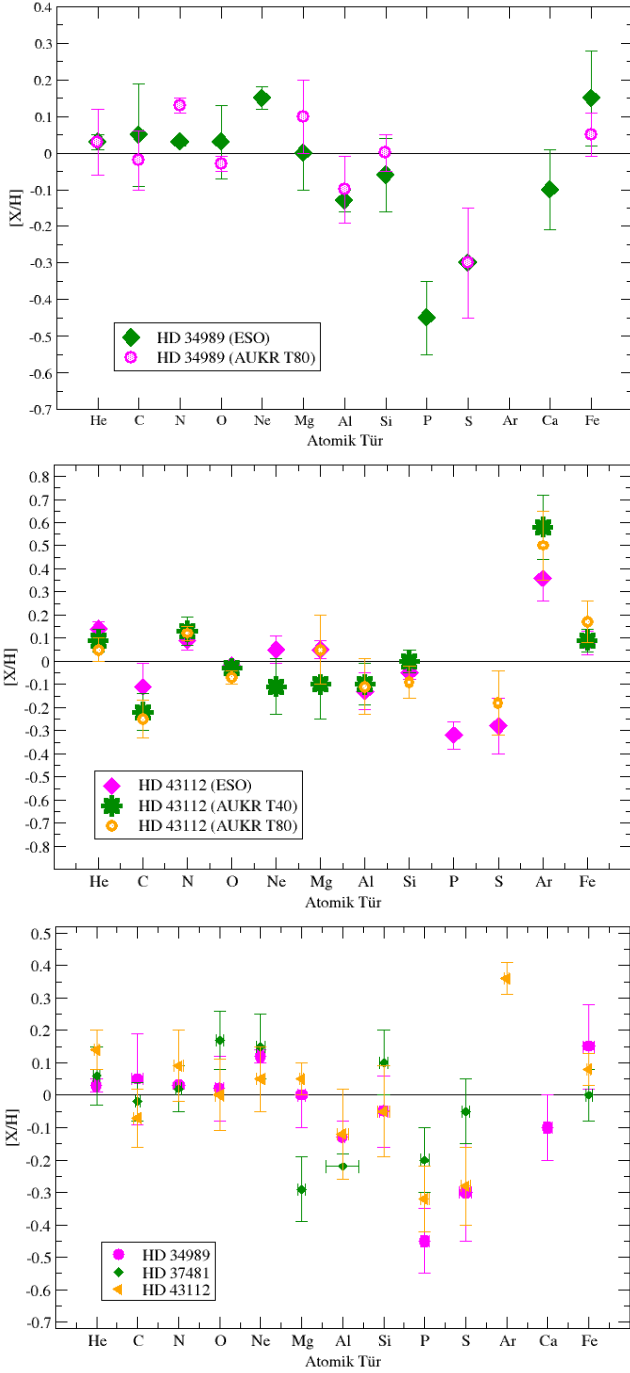
Şekil 4. Yıldızların (1: HD 34989, 2: HD 43112, 3: HD 37481) He, C, N, O, Ne, Mg (üst panel) Al, Si, P, S, Fe (orta panel) elementlerinin kimyasal bolluklarının hata sınırındaki dağılımı. (alt panel) HD 43112 yıldızının Mg, Al, Si ve Ar elementlerinin kimyasal bolluklarının hata sınırındaki dağılımı (pembe çember: ESO bolluk değerleri, yeşil elmas: AUKR - T80 bolluk değerleri ve turuncu kare : AUKR - T40 bolluk değerleri).

Çizelge 5. HD 34989, HD 43112 ve HD 37481 yıldızlarının ESO tayf verileri ile elde edilen tayflardan bolluk değerleri hesaplanan fosfor, kükürt ve argon elementlerinin listesi

	Element	λ_{lab} (Å)	$\log gf$
HD 34989	P III	4222.195	0.210
	S III	4364.682	-0.805
	S III	4361.476	-0.606
HD 43112	P III	4059.312	-0.050
	P III	4080.084	-0.310
	P III	4222.195	0.210
	P III	4246.720	-0.120
	S III	3928.537	-0.294
	S III	3983.722	-0.590
	S III	3985.921	-0.856
	S III	4284.885	-0.233
	S III	4332.644	-0.564
	S III	4361.476	-0.606
	S III	4364.682	-0.805
	S II	5014.069	0.046
	S II	5432.815	0.205
	Ar II	4426.0008	0.158
Ar II	4806.0202	0.210	
HD 37481	P III	4222.195	0.210
	S III	4253.473	0.107
	S II	4294.398	0.580
	S II	5639.972	0.258
	S III	5647.033	0.021



Şekil 5. HD 34989, HD 43112 ve HD 37481 yıldızlarının HR diyagramındaki konumları.



Şekil 6. HD 34989 (üst panel) ve HD 43112 (orta panel) yıldızlarından elde edilen tayfların kimyasal bolluk değerleri. (alt panel) Her bir yıldızın ESO arşivinden alınan tayflarının kimyasal bolluk değerleri.

HD 34989, HD 43112 ve HD 37481 yıldızlarının her iki gözlemevinden alınan tayflarıyla hesaplanan atmosfer parametrelerinin birebir uyum gösterdiği görüldü. HD 43112 yıldızının yaşı 5.8 milyon yıl olarak Şekil 5'da yer alan yaş eğrileri üzerinden belirlendi. Ayrıca, bu yıldızın λ Orionis bölgesinden yaklaşık 1 milyon yıl önce bir süpernova patlaması sonucunda kaçtığı (Bhat ve diğ. 2022; Bobylev & Bajkova 2009; Hoogerwerf ve diğ. 2001) bilinmektedir. Bu bilgiler

ışığında HD 34989 ve HD 43112'nin aynı bölgede doğduğu söylenebilir. Bu çalışmada, HD 34989 ve HD 43112 yıldızları için elde edilen bolluk değerlerinin (Şekil 4, üst ve orta panel; Şekil 6 alt panel) uyumu da bu iki yıldızın aynı kökenden geldiğine dair bir işarettir. Ayrıca, her üç yıldızın He, C, N, O, Ne, Al, Si ve Fe bolluklarının hata sınırları içerisinde homojen bir bolluk dağılımı sergilediği görülmüştür. Bu çalışmada incelenen yıldız sayısının az olması özellikle homojenliği belirleyen bolluk bandı aralığını kısıtlamaktadır. Bu nedenle, Orion yıldız oluşum bölgesinde konumlanan daha fazla genç erken B türü yıldızların kimyasal bolluk analizlerinin gerçekleştirilmesi gerektiği sonucuna varılmıştır.

Teşekkür

Yazarlar, 3501-121F426 projesi aracılığıyla Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu'nun (TÜBİTAK) desteğini kabul etmektedir. Yıldızların tayf verileri ESO arşivinden ve 23A.T80.02, 22C.T80.01, 22B.T80.01, 22A.T80.01, nolu projeler ile Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nde bulunan T80 – Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobuna bağlı Shelyak tayfçekerisiyle ve 20A.T40.04 nolu proje ile de T40-Kreiken teleskobuna bağlı eShel tayfçekeri ile elde edildi. Bu çalışmada aynı zamanda CDS, Strasbourg, Fransa'da işletilen SIMBAD veri tabanından ve NASA'nın Astrofizik Veri Sisteminden yararlanıldı.

Kaynaklar





- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Bhat A., Irrgang A., Heber U., 2022, *A&A*, 663, A39
- Bobylev V. V., Bajkova A. T., 2009, *Astronomy Letters*, 35, 396
- Brown A. G. A., Hartmann D., Burton W. B., 1995, *A&A*, 300, 903, *ADS*
- Bubar E. J., King J. R., 2010, *AJ*, 140, 293
- Cunha K., Smith V. V., 1996, *A&A*, 309, 892, *ADS*
- Dolan C. J., Mathieu R. D., 2001, *AJ*, 121, 2124
- Ducati J. R., 2002, *VizieR Online Data Catalog*, , *ADS*
- Ekström S., ve diğ., 2012, *A&A*, 537, A146
- Fossati L., Ryabchikova T., Bagnulo S., Alecian E., Grunhut J., Kochukhov O., Wade G., 2009, *A&A*, 503, 945
- Gaia Collaboration 2020, *VizieR Online Data Catalog*, p. I/350, *ADS*
- Genzel R., Stutzki J., 1988, *The Orion molecular cloud and star forming region*
- Großschedl J. E., Alves J., Meingast S., Herbst-Kiss G., 2021, *A&A*, 647, A91
- Gummersbach C. A., Kaufer A., Schaefer D. R., Szeifert T., Wolf B., 1998, *A&A*, 338, 881, *ADS*
- Høg E., ve diğ., 2000, *A&A*, 355, L27, *ADS*
- Hoogerwerf R., de Bruijne J. H. J., de Zeeuw P. T., 2001, *A&A*, 365, 49
- Hubeny I., 1988, *Computer Physics Communications*, 52, 103
- Kaufer A., Szeifert T., Krenzin R., Baschek B., Wolf B., 1994, *A&A*, 289, 740, *ADS*
- Kervella P., Arenou F., Mignard F., Thévenin F., 2019, *A&A*, 623, A72
- Kilian J., 1992, *A&A*, 262, 171, *ADS*
- Kos J., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 506, 4232
- Kounkel M., 2020, *ApJ*, 902, 122
- Lang W. J., Masheder M. R. W., Dame T. M., Thaddeus P., 2000, *A&A*, 357, 1001, *ADS*
- Lanz T., Hubeny I., 2007, *ApJS*, 169, 83
- Melnik A. M., Dambis A. K., 2020, *MNRAS*, 493, 2339
- Nieva M. F., 2013, *A&A*, 550, A26
- Nieva M. F., Przybilla N., 2012, *A&A*, 539, A143

- Ochsendorf B. B., Brown A. G. A., Bally J., Tielens A. G. G. M., 2015, *ApJ*, 808, 111
- Perryman M. A. C., ve diğ., 1997, *A&A*, 323, L49, *ADS*
- Simón-Díaz S., 2010, *A&A*, 510, A22
- Simón-Díaz S., Herrero A., 2014, *A&A*, 562, A135
- Swihart S. J., Garcia E. V., Stassun K. G., van Belle G., Mutterspaugh M. W., Elias N., 2017, *AJ*, 153, 16
- Warren W. H. J., Hesser J. E., 1977, *ApJS*, 34, 115
- Winkler P. F., Reipurth B., 1992, *ApJ*, 389, L25

Access:

M23-0388: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

NGC 436 Açık Yıldız Kümesinin Fotometrik ve Tayfsal Analizi

Yonca Karaca¹ *, İnci Akkaya Oralhan¹ , Ahmet Dervişoğlu² ,
Cenk Kayhan¹ 

¹ Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, 38039, Kayseri, Türkiye

² Atatürk Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Ana Bilim Dalı, 25100, Erzurum, Türkiye

Accepted: January 23, 2023. Revised: January 14, 2023. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, NGC 436 açık yıldız kümesindeki bazı üye yıldızlara ait LAMOST veri arşivinden orta çözünürlüklü mevcut tayf verileri kullanılarak bu yıldızlara ait radyal hız ve T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ gibi temel atmosferik parametrelerinin belirlenmesi amaçlanmıştır. Tayf verilerinin analizinde Markov Chain Monte Carlo optimizasyon tekniği kullanılmıştır. Yıldızların üyelik durumları Gaia EDR3 özhareket verileri kullanılarak denetlenmiştir. Kümenin Gaia verileri, San Pedro Martir Gözlemevi'nden alınan UBVRİ CCD gözlem verileri ile eşleştirilerek kümeye ait temel astrofiziksel parametreler bir çok filtrede incelenmiştir. Ayrıca küme üyesi olarak belirlenen yıldızların TESS verileri incelenerek otuz yakın sayıdaki yıldızın değişen olduğu tespit edilmiştir.

Abstract

In this study, we are aimed to determine the radial velocity and stellar atmospheric parameters such as T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$ of some member stars of open star cluster NGC 436 by using their medium resolution spectral data from the LAMOST data archive. Markov Chain Monte Carlo optimization technique was used in the analysis of spectral data. The membership status of the stars were determined from the Gaia EDR3 proper motion data. The Gaia photometric data of the cluster members were used together with the UBVRİ CCD data from the San Pedro Martir Observatory, and the basic astrophysical parameters of the cluster were examined in many filters. In addition, by examining the TESS data of the member stars, about thirty variable stars were determined.

Anahtar Kelimeler: open cluster – photometry – spectrum – LAMOST – Gaia

1 Giriş

Açık Yıldız Kümeleri, galaktik düzleme doğru daha belirgin bir şekilde yoğunlaşmış, merkezi yoğunlaşması olmayan sistemlerdir. Galaktik düzlemde oldukları için tozun sönükleştirme etkisine çok fazla maruz kalırlar ve çok sayıda alan yıldızı arasında kolayca görülemezler. Gökadamızdaki açık kümelerin konumu nedeniyle küme üyesi yıldızları alan yıldızlarından ayırt etmek zordur. Bu nedenle üyelik belirleme, küme analizinin en önemli adımlarından biridir. İyi ve hassas bir analiz ile üyelik tespiti, küme için hesaplanacak diğer parametrelerin doğruluğunu da artırır. Gaia EDR3 (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics Data Release 3) verilerinin yayınlaması ile kümelere ait üyelerin tespiti daha hassas bir şekilde yapılabilmektedir. Gaia EDR3'ün yüksek hassasiyetli astrometrik ve fotometrik verileri, küme üyeliği tanımlamasına ve galaktik açık kümeler için daha doğru astrofiziksel parametrelere ulaşılmasına olanak tanır (Riello ve diğ. 2021).

Açık küme üyesi yıldızların çoğu düşük parlaklığa sahip olduğundan, tayf arşivlerinde bulunmaları zordur. İddialı bir tayfsal tarama projesi olan Large sky Area Multi-Object fiber Spectroscopic Telescope (LAMOST, Cui ve diğ. 2012; Zhao ve diğ. 2012; Luo ve diğ. 2012), altıncı veri yayınında (DR6) yaklaşık 10 milyon tayf sağladı. LAMOST DR6, tayflar için düşük ve orta çözünürlük olmak üzere iki seçenek sunar. Bu

katalogdaki tayflar yıldızın koordinatlarına göre aranabildiği gibi seçilmiş bir merkezi koordinat etrafında sınırlandırılan bir alan içerisinde yer alan yıldızların tespit edilmesine ve tayflarına erişilmesine imkan vermektedir. LAMOST gibi orta veya düşük çözünürlükte daha fazla tayf içeren arşivlerde daha fazla küme üyesi yıldızlara erişileceğinden, küme üyesi yıldızların astrofiziksel parametrelerini belirlemede iyi bir kaynak olacaktır.

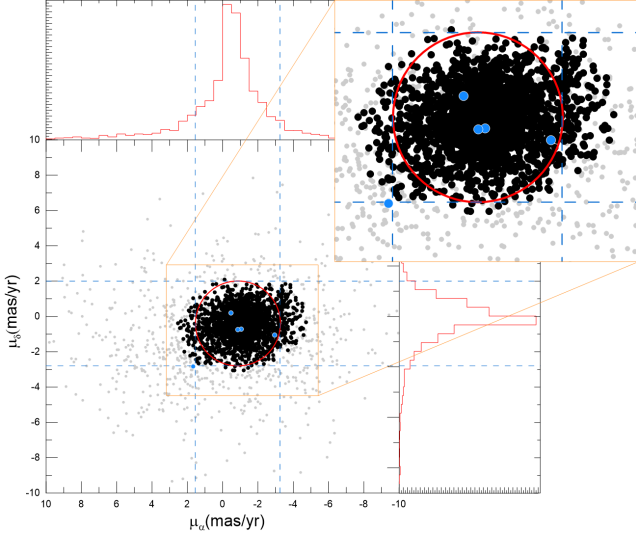
Bu çalışmada, Gaia EDR3 verileri ile San Pedro Martir Gözlemevi'nden alınan UBVRİ CCD ışıkölçüm verileri eşleştirilerek NGC 436 açık yıldız kümesinin üye yıldızları belirlenmiştir. Üye yıldızların tayfsal verileri LAMOST arşivinden alınmış ve atmosferik parametreleri belirlenmiştir. Tayf verilerine uygun olarak Markov Chain Monte Carlo (MCMC) optimizasyon tekniği kullanan bir kod sistemi geliştirilmiş ve analizlerimiz bu çerçevede yapılmıştır (Dervişoğlu ve diğ. 2018). Bu çalışmada temel hedeflerimiz Gaia EDR3, UBVRİ ışıkölçüm ve LAMOST tayfsal verilerine dayalı NGC 436 açık yıldız kümesinin özelliklerini üretmek ve seçilmiş bazı küme üyelerinin tayfsal parametrelerini sağlamaktır.

2 Materyal ve Yöntem

2.1 Küme Seçimi ve Verilerin Elde Edilmesi

Çalışmada hangi kümenin seçileceğine dair yol gösterici olması bakımından, Galaksimiz içerisinde tespit edilmiş kümelere ait birçok bilgileri içeren WEBDA veri tabanı ile birlikte Kharchenko küme kataloğu Kharchenko ve diğ. (2005, 2009,

* k.yonca61@gmail.com



Şekil 1. NGC 436 için $\mu_\alpha - \mu_\delta$ öz hareket dağılımı. Noktalar, 5' yarıçap için Gaia fotometrik verilerini, kırmızı çember olası küme üyelerini, siyah noktalar üye olasılığı $P > 0.7$ olan yıldızları, mavi noktalar tayfını incelediğimiz yıldızları temsil eder.

2013) kullanılmıştır. Böylelikle, analizlerde kullanılacak ve küme alanı içerisinde LAMOST tayf verisi olan yıldızlara ait bazı ön bilgilere (uzaklık, uzaklık modülü, renk artışı, kızarma, metal bolluğu, yaş, astrometri ve tayf türleri) ulaşılabilmektedir. NGC 436 açık yıldız kümesine ait Gaia EDR3 verilerinin yanı sıra Meksika UNAM'a bağlı Sierra San Pedro Martir (SPM) Gözlemevindeki 0.84 m'lik f/13 Ritchey-Chretien teleskobu ile yapılan gözlemler sonucu elde edilen UBVR CCD ışık ölçüm verileri de mevcuttur. Bu da her iki veri setinin eşleştirilmesi bakımından önemlidir.

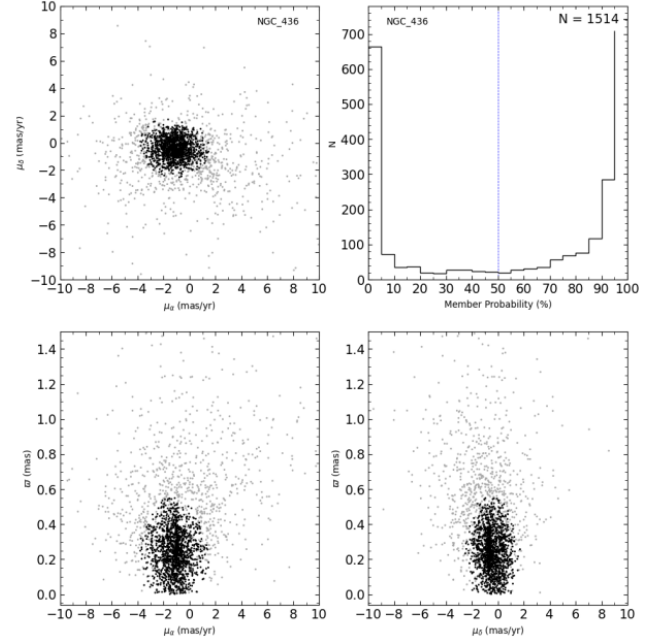
LAMOST DR6'dan kümenin merkezinden ($\alpha_{2000}: 01^h 15^m 58^s$, $\delta_{2000}: +58^\circ 48' 42''$) 5' yarıçaplı alan içerisindeki yıldızların orta çözünürlüklü ($R \sim 7500$) tayflarına ulaşılmıştır. Orta çözünürlüklü tayf için bir pozlama içinde iki farklı bant (mavi: B, kırmızı: R) tayfı elde edilmektedir. B ve R bandının dalga boyu aralıkları sırasıyla [4950 Å, 5350 Å] ve [6300 Å, 6800 Å]'dır.

2.2 Fotometrik Analiz

2.2.1 Üyelik

NGC 436 açık yıldız kümesi için G_{BP} , G_{RP} , G bantlarındaki Gaia arşivi görüntüleri incelenmiştir. Kümeye ait fotometrik veriler, öz hareket verileri ile birlikte analiz edilmiş ve kümenin olası üye yıldızları belirlenmiştir. Kümenin sağaçıklık ve dikaçıklığa göre öz hareket dağılımı Şekil 1'de verilmiştir. Burada küme merkezinden 5' yarıçaplı alan içindeki öz hareket verileri kullanılmıştır. Bu yarıçap dışında kalan yıldızlar muhtemel alan yıldızlarıdır. Kırmızı çember, NGC 436 kümesi içinde benzer öz hareket dağılımına sahip olası küme üyesi yıldızları temsil etmektedir. Siyah noktalar, aşağıda tarif edilen Gaussian Mixture Model (GMM) ile hesaplanan üyelik olasılıkları $P > 0.70$ olan yıldızları temsil etmektedir. Dağılımdaki mavi noktalar ise tayfını incelediğimiz yıldızlardır.

Küme üyelikleri belirlenirken Python'ın scikit-learn kütüphanesi (Pedregosa ve diğ. 2011)'den GaussianMixture (GM) fonksiyonu kullanılarak üyelik olasılığı (P) hesabı



Şekil 2. NGC 436 kümesinin GM uygulaması. Sağ üst panel, 1514 örnek yıldızın ait GMM üyelik olasılıklarının histogramıdır, sol üst panel " μ_α " ve " μ_δ ", sol alt panel " μ_α " ve " ω ", alt sağ panel, " μ_δ " ve " ω " öz hareket dağılımlarıdır.

yapılmıştır. GMM, tüm örnekleme temsil edecek dağılımın, sonlu sayıda Gaussiyen dağılımlarının bir bileşkesi ile oluştuğu temel varsayımına dayanmaktadır. GMM temel olarak her bir veri noktasının kümenin merkezine ne kadar benzer olduğunu tanımlayan bir üyelik puanı atamaktadır (Gao 2018). Şekil 2, GM ile kümelerin üyelik hesaplamasından elde edilen grafikleri göstermektedir. Burada " μ_α " ve " μ_δ ", " μ_α " ve " ω ", " μ_δ " ve " ω " sırasıyla sağaçıklık ve dikaçıklık, sağaçıklık ve paralaks, dikaçıklık ve paralaks göre öz hareket verileridir. Sağ üst panel, örnek grubu yıldızların kümeye üyelik olasılıklarının sayıca dağılımını göstermektedir. Şekilde siyah noktalar olası $P > 0.70$ olan küme üyelerini temsil ederken, gri noktalar bu olasılık dışında kalan alan yıldızlarını temsil etmektedir.

2.2.2 Kızarma

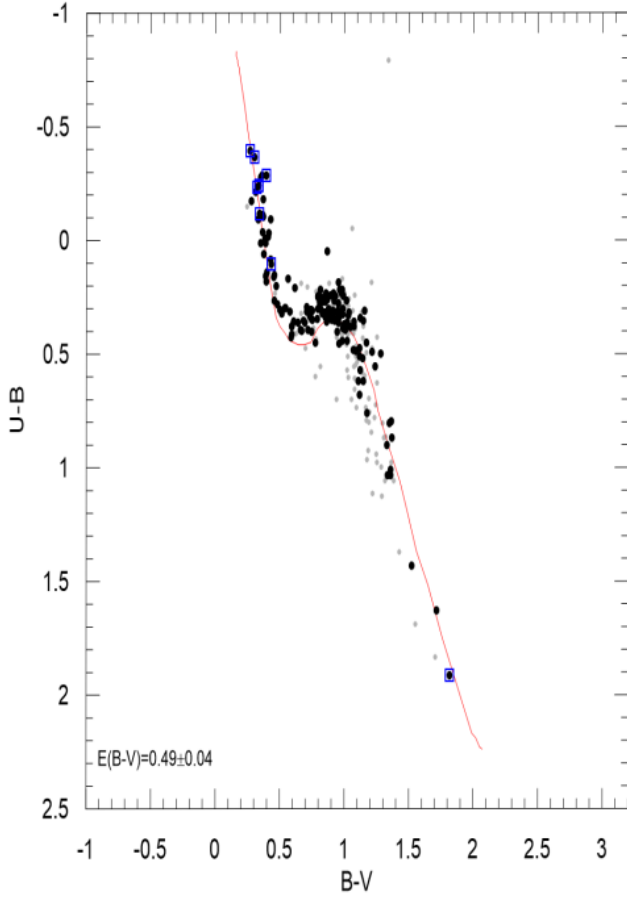
NGC 436 kümesinin $E(B-V)$ kızarma değeri, Şekil 3'deki $(U-B)$, $(B-V)$ renk-renk (CC) diyagramında $V < 15.5$ kadir ve $(U-B) < 0.2$ kadir olan 29 erken tip üyeden belirlenmiştir. $E(B-V)$ tayini için, kızarmalar $E(V-I)$, $E(V-J)$, $E(V-H)$ ve $E(V-K_s)$ Sung ve diğ. (2013) (S13) tarafından verilen erken tip yıldızların renk ilişkisi kullanılarak belirlenmiştir. Burada S13'ün renk artışı oranı

$$E(U-B) = 0.72 E(B-V) + 0.025 E(B-V)^2 \quad (1)$$

kabul edilmiştir. 29 erken tip üyeden ortalama kızarma $E(B-V) = 0.49 \pm 0.04$ olarak belirlenmiştir ve bu değeri dikkate alan Schmidt-Kaler (1982) (SK82) gözlemsel sıfır yaş anakolu (kırmızı eğri) renk renk diyagramına yerleştirilmiştir. 198 üyeden 148 üyenin UBVR verisi mevcuttur. Şekil 3'de mavi kare ile belirtilen sekiz üye, LAMOST verilerine sahip yıldızlardır. IJHK_s fotometrisi için $E(V-\lambda)$ renk artışı değerleri kullanılarak NGC 436 için elde edilen kızarma eğrileri Şekil

Çizelge 1. Dört renk indeksi cinsinden $E(V-\lambda)/E(B-V)$ oranları. R_V , dört rengin ağırlıklı ortalamasıdır. Burada λ parametresi I, J, H ve K_s filtrelerine karşılık gelmektedir. N ise küme yıldız sayısıdır.

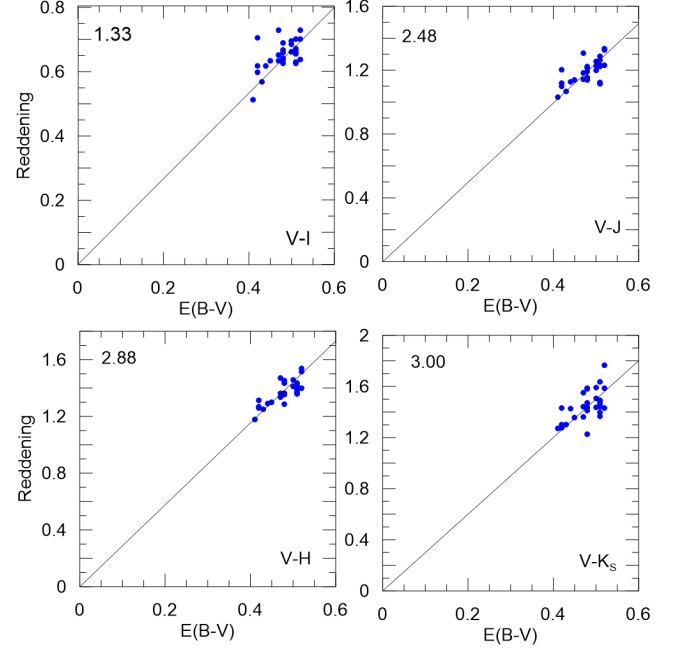
Renk	$E(V-\lambda)/E(B-V)$	N
$V-I$	1.33 ± 0.13	29
$V-J$	2.48 ± 0.21	29
$V-H$	2.88 ± 0.16	29
$V-K_s$	3.00 ± 0.30	29
$R_V = 3.31 \pm 0.05$		



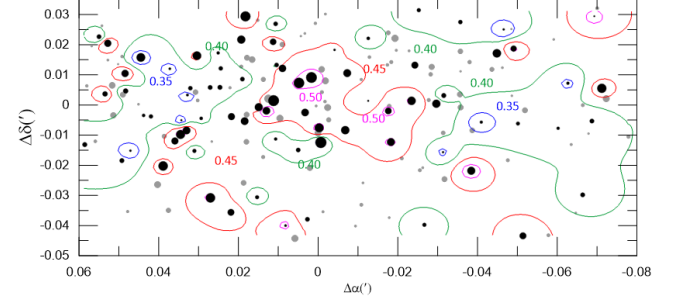
Şekil 3. NGC 436'nın 148 üyesi (siyah noktalar) için $(U-B)$, $(B-V)$ renk-renk diyagramı. Gri semboller, SPM gözlemevi UBV CCD gözlemlerinden elde edilen 119 yıldıza karşılık gelmektedir. Kırmızı eğri, kızarmış SK82 ana kolunu göstermektedir.

4'de verilmiştir. Bu diyagramlarda 29 üyenin (mavi noktalar) gösterdikleri dağılım, beklenildiği gibi doğrusaldır.

Toplam-seçici soğurma oranı, $R_V = 3.31 \pm 0.05$ (Çizelge 1) olarak elde edilmiştir. Guetter & Vrba (1989)'a göre, optik-yakın kızılötesi renklerin renk artışı oranı, toplam-seçici soğurma oranıyla ilişkilidir. Şekil 5'de küme üyesi yıldızlara ait kızarma haritasından da görüldüğü gibi üye yıldızların kızarma değerleri yaklaşık 0.2 kadırlık bir farka sahiptir. Bu da küme alanı içerisinde kızarmada ciddi bir değişimin olmadığını göstermektedir.



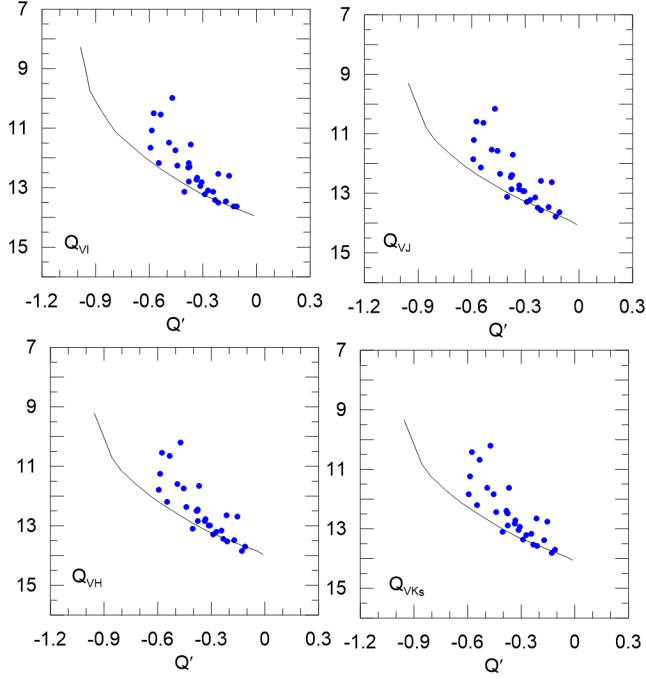
Şekil 4. $E(V-\lambda)$ ve $E(B-V)$ ilişkileri. λ , I, J, H, K_s fotometrisini belirtir. Sürekli çizgi, $R_V = 3.31$ toplam seçici soğurma oranını temsil etmektedir. I, J, H, K_s verilerinden elde edilen renk artışı oranları NGC 436 doğrultusu boyunca beklenen kızarma yasası ile uyumludur.



Şekil 5. NGC 436'nın kızarma haritası.

2.2.3 Uzaklık

NGC 436'nın uzaklık modülü/uzaklığı, kızarmadan arındırılmış renk-kadir diyagramları yerine, kızarmadan bağımsız ZAMS fit yöntemi kullanılarak elde edilmiştir (Sung ve diğ. 2013). Bunun için 29 erken tip yıldızın $UBVRIJK_s$ fotometrisi kullanılmıştır. Buna göre, 29 erken tip üye yıldız için, kızarmadan bağımsız Q' , Q_{VI} , Q_{VI} , Q_{VI} ve Q_{Ks} değerleri kullanılarak Şekil 6'daki $Q_{V\lambda} - Q'$ grafikleri oluşturulmuştur. Şekildeki düz çizgiler, S13'ün üyelerle uyumlu ZAMS ilişkisini gösterir. Bu yöntemde Lim ve diğ. (2014) tarafından önerildiği gibi, evrim etkilerinden kaçınmak için Sıfır Yaş Anakolu (ZAMS), anakol (MS) bandının alt sınırına yerleştirilmelidir. Bu yüzden ZAMS çizgisi şekilde anakol bandının alt sınırına uyulanmıştır. Dört renk indeksinden uzaklık modülü $(V_0 - M_V) = 12.45 \pm 0.12$ kadir olarak belirlenmiş ve buna karşılık gelen uzaklık değeri 3.10 ± 0.18 kpc olarak hesaplanmıştır. Ortalama Gaia EDR3 paralaksı $\varpi = 0.281 \pm 0.016$ mas olup karşılık geldiği uzaklık modülü değeri $(V_0 - M_V) = 12.76 \pm 0.20$ kadir ve uzaklık değeri



Şekil 6. NGC 436'nın uzaklık modülünün belirlenmesi için $Q_{V\lambda}$ 'ye karşı Q' diyagramları. Mavi noktalar 29 erken tip üyeyi temsil eder. λ , IJHK_S filtrelerini gösterir. Kızarmadan bağımsız $Q_{V\lambda}-Q'$ diyagramının MS bandının alt sınırına uygun bir ZAMS fit edilmiştir. S13'ün ZAMS ilişkisi, 12.45 ± 0.12 kadar kaydırıldıktan sonra belirlenen uzaklık modülü ile kümeye olan uzaklık hesaplanmıştır.

$d = 3.56 \pm 0.35$ kpc'dir. Bulunan iki uzaklık değeri de hata payları içerisinde birbiri ile uyumludur.

2.2.4 Yaş

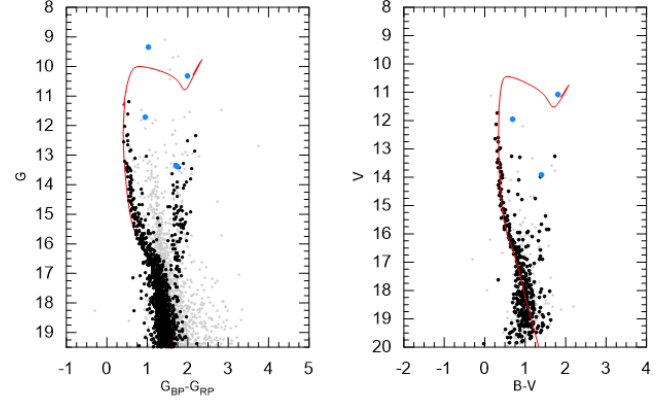
Şekil 7'de görüldüğü gibi NGC 436 kümesinin yaşını belirlemek için üye yıldızlar için Gaia verilerinden oluşturulan $G-(G_{BP}-G_{RP})$ ve UBVR CCD ışıkölçüm verilerinden oluşturulan $V-(B-V)$ renk-kadir diyagramları kullanılmıştır. Burada yaş belirleme, teorik eşyaş çizgilerinin gözlemsel verilere uygun bir çakıştırması yapılarak kızarma doğrultusu boyunca kaydırılmasından elde edilmiştir. Teorik eşyaş çizgileri için, güneş bolluğunda $Z = 0.015$, PARSEC eşyaş çizgileri kullanılmıştır (Bressan ve diğ. 2012). Her bir filtrenin renk artıklarını hesaplamak için kullanılan katsayılar, Gaia EDR3 filtrelerinden elde edilen renkler için $A_G/A_V = 0.8592$ ve $E(G_{BP}-G_{RP}) = (B-V)/0.775$ dönüşümünden faydalanılarak hesaplanmıştır. Şekilde $P > 0.7$ için $G-(G_{BP}-G_{RP})$ ve $V-(B-V)$ renk-kadir diyagramı diyagramları verilmektedir. Her iki diyagram için siyah noktalar $P > 0.7$ olan yıldızları, gri noktalar üye olmayan yıldızları temsil etmektedir. Kızarmadan bağımsız elde ettiğimiz uzaklık modülü kullanarak her iki veri setinden elde edilen parametreler Çizelge 2'de görüldüğü gibi uyum içerisinde.

2.2.5 TESS Gözlemleri

NGC 436 (TIC 332045772) Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS, Ricker ve diğ. 2014, 2015) tarafından da gözlenmiştir. Veriler, Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST) veritabanından indirilmiştir. NGC

Çizelge 2. NGC 436 açık yıldız kümesinin Gaia ve UBVR CCD ışıkölçüm verilerinden elde edilmiş parametreleri.

Diyagram	Z_{\odot}	$\log(A)$	$V-M_V$	Kızarma
$G-(G_{BP}-G_{RP})$	0.015	7.90	12.45	$E(G_{BP}-G_{RP})=0.63$
$V-(B-V)$	0.015	7.80	12.45	$(B-V)=0.49$



Şekil 7. NGC 436 açık yıldız kümesi $P > 0.7$ için $G-(G_{BP}-G_{RP})$ (sol panel), $V-(B-V)$ (sağ panel) renk-kadir diyagramları. Siyah noktalar üye olasılığı $P > 0.7$ olan yıldızları, mavi noktalar LAMOST tayfını incelediğimiz yıldızları temsil eder.

436'nın TESS tarafından elde edilen Full-Frame Image (FFI) verileri analiz edilmiştir. NGC 436 yıldızları için yalnızca her 30 dakikada bir toplanan uzun kadans verileri mevcuttur. Kadansları nedeniyle veriler kesin dönem analizine izin vermemektedir.

FFI'lerden NGC 436 yıldızlarının ışık eğrilerini elde etmek için LIGHTKURVE (Lightkurve Collaboration ve diğ. 2018) yazılımı kullanılmıştır. FFI'leri kesmek ve yakındaki yıldızlardan gelen kirliliği ortadan kaldırmak için TESScut yazılımı da kullanılmıştır. Hedef parlaklığına bağlı olarak farklı boyutta hedef ve arka plan açıklıkları seçilmiştir. Arka plan ve diğer ışık katkılarını kaldırarak, üye olasılıklarına $P > 0.70$ ile karar verilen her üye yıldızın ışıkölçüm verisi yeniden üretilmiştir. TESS (1 TESS pikseli = ~ 21 yay saniyesi, Ricker ve diğ. 2015) tarafından çözümlenen bu yıldızların toplam sayısı 220'dir. Şekil 8'de bu yıldızlar için çizilen bir HR diyagramı görülmektedir. Bu yıldızların arasında ~ 30 adet değişen yıldız tespit edilmiştir.

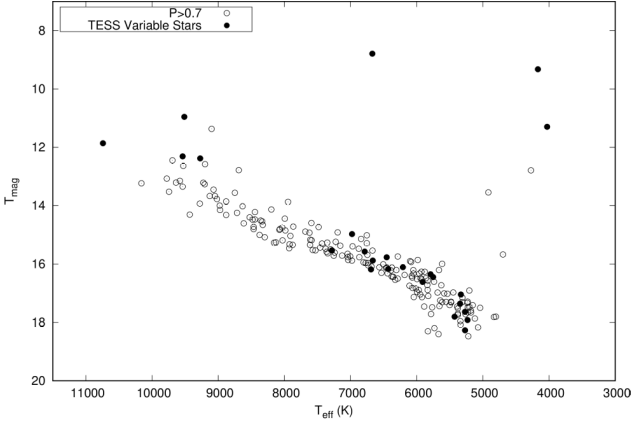
2.3 Tayfsal Analiz

Bu bölümde, açık yıldız kümesi NGC 436'nın tayf verilerinin ön analizleri ve küme üyesi 5 yıldızın atmosferik parametrelerinin hesabı sunulmaktadır. Tayf analizlerinin detayları Karaca ve diğ. (2023) yer almaktadır.

2.3.1 Verilerin Elde Edilmesi

NGC 436 açık yıldız kümesi üyesi yıldızların tayfsal analizinde, küme merkezinden $5'$ yarıçaplı alan içindeki yıldızların orta çözünürlüklü ($R \sim 7500$) LAMOST tayfları taranmıştır. İlk olarak, daha gerçekçi yıldız parametreleri elde etmek için yıldız tayfları aşağıdaki parametre sınırlamasına göre seçilmiştir (Xiang ve diğ. 2021):

- $4000 < T_{\text{eff}} < 8000$



Şekil 8. NGC 436 üyelerinin TESS parlaklıkları ile oluşturulan HR diyagramı. İçi boş ve dolu daire sembolleri sırasıyla, üye olasılığı $P > 0.7$ olan yıldızları ve TESS tarafından tespit edilen değişen yıldızları temsil etmektedir. T_{mag} , TESS'in parlaklığıdır ve yıldızların T_{eff} değerleri, TESS Giriş Kataloğundan alınmıştır (TIC, [Stassun ve diğ., 2019](#)).

- b. $0.5 < \log g < 5.5$
- c. $-2.5 < [Fe/H] < 1.0$

Daha sonra B ve R bantlarında ortalama $S/N < 20$ olan tayflar elenmiştir. Çizelge 3, seçilen yıldızlar için LAMOST tarafından sağlanan bilgileri içermektedir.

2.3.2 Veri Ön İşleme

Tayflar sürekliliğe normalize edilmiştir. Sürekliliği elde etmek için mavi (3900-6000 Å) ve kırmızı bölge (5900-9000 Å) tayfları, *iSpec* içindeki *spline* görevi kullanılarak uyumlanmıştır. Şablon eşleştirme, sürekliliğe normalize edilmiş tayflar kullanılarak gerçekleştirilmiştir ([Blanco-Cuaresma ve diğ., 2014](#); [Blanco-Cuaresma 2019](#)) *iSpec*, çapraz korelasyon tekniği uygulanarak yıldızın radyal hızını üretmek için kullanılacak farklı tayf türleri için çeşitli gözlemsel ve sentetik tayflar ve şablonlar içermektedir ([Allende Prieto 2007](#)).

Şablon tayfın radyal hız yoğunluk profili, yıldız parametrelerinin önceden var olan bilgilerine veya bazı tahminlere dayalı olarak üretilmiştir. Daha sonra tayfa radyal hız düzeltmesi uygulanmıştır. Küme üyesi seçilen beş yıldız için B ve R dalgaboyu aralıklarındaki orta çözünürlüklü tayflarına birer örnek (normalizasyon öncesi ve sonrası) Şekil 9'da verilmiştir.

2.3.3 MCMC Optimizasyon Tekniği

Çalışmanın temel amacı, LAMOST tayflarını kullanarak küme üyesi yıldızların tayfsal parametrelerini elde etmektir. Markov Chain Monte Carlo (MCMC) optimizasyon tekniği, optimum parametreler üzerindeki belirsizlikleri dikkate aldığı için atmosferik parametreleri belirlemek için tercih edilmiştir ([MacKay 2003](#)). MCMC'nin amacı, verilen bir olasılık dağılımından örnekler üretmek ve bu dağılım altındaki fonksiyonların beklentilerini tahmin etmektir.

MCMC optimizasyonu öncelikle başlangıç parametrelerine ihtiyaç duymaktadır. Bu parametreler, yıldızın özelliklerine bağlı olarak bazı tahminlere veya literatürde mevcut olan bilgilere dayanmaktadır. Program, başlangıç değerlerini belirli yönlerde

Çizelge 3. NGC 436 kümesi üyesi seçilen beş yıldızın bazı LAMOST arşiv bilgileri. Burada Obs ID, RA, DEC, SNR sırasıyla gözlem kimliği, sağaçlık, dikaçıklık, sinyal-gürültü oranıdır. P, GMM yöntemine göre üye olasılığını temsil etmektedir.

Yıldız	Obs ID	RA	DEC	SNR	P(%)
BD+58 206	591615004	18.9909	58.7992	170	93
BD+58 204	591515004	19.0807	58.7797	324	92
CI*NGC436BOD48	595415006	18.9556	58.8622	30	86
CI*NGC436BOD19	595515009	18.9446	58.7860	30	62
CI*NGC436BOD59	595415009	18.9663	58.8011	84	60

değiştirerek gözlemlerle en iyi uyumu sağlayan bir modele karşılık gelen T_{eff} , $\log(g)$ ve $[Fe/H]$, v_{mic} , v_{sini} , Doppler kayması (*dopp*) parametrelerini belirlemektedir. Şekil 10, örnek olarak seçilmiş bir yıldızın (CI*NGC436BOD48) MCMC optimizasyonu sonucunda elde edilen parametrelerinin, hata paylarıyla birlikte posterior olasılık dağılımını göstermektedir.

2.3.4 Sonuç Parametreleri

LAMOST'un mavi (3900-6000 Å) ve kırmızı (5900-9000 Å) bölge tayfları eş-zamanlı olarak ATLAS9 ([Castelli & Kurucz 2001](#)) model atmosfer tayfları ile uyumlanmıştır. Bu uyumlama sırasında MCMC optimizasyon tekniği kullanılmıştır. Şekil 10'da en iyi uyumu sağlayan modele ilişkin her bir parametrenin posterior olasılık dağılımı görülmektedir. Şekil 11'de ise en iyi model tayf ile gözlenen tayfların uyumu görülmektedir. Bu analiz sonucunda elde edilen en iyi modellere ait atmosferik parametreler Çizelge 4'de yer almaktadır.

3 Sonuçlar

NGC 436 açık yıldız kümesinin, hem Gaia hemde SPM gözleminde elde edilmiş CCD UBVR fotometrik verileri kullanılarak detaylı fotometrik analizi gerçekleştirilmiştir. GMM yöntemi ile 1514 yıldızın %70'den büyük olasılıkla küme üyesi olduğu saptanmıştır. Kümeye ait kızarma, yaş ve uzaklık bilgileri elde edilmiştir (Çizelge 2). NGC 436 açık yıldız kümesine ait seçilmiş 5 üye yıldızın orta çözünürlüklü LAMOST arşiv tayfları incelenmiştir. Yıldızların temel astrofizik parametreleri, ATLAS9 model atmosfer tayflarının MCMC optimizasyon tekniği ile gözlenmiş tayflara uyumlanması sonucu elde edilmiştir (Çizelge 4). Ayrıca NGC 436, üyelikleri doğrulanan küme yıldızlarının TESS fotometrik verileri incelenerek 29 adet değişen yıldız belirlenmiştir. Bu yıldızların güncel parametrelerinin belirlenmesi, gelecekte yapacağımız bir çalışmanın konusu olacaktır.

Teşekkür

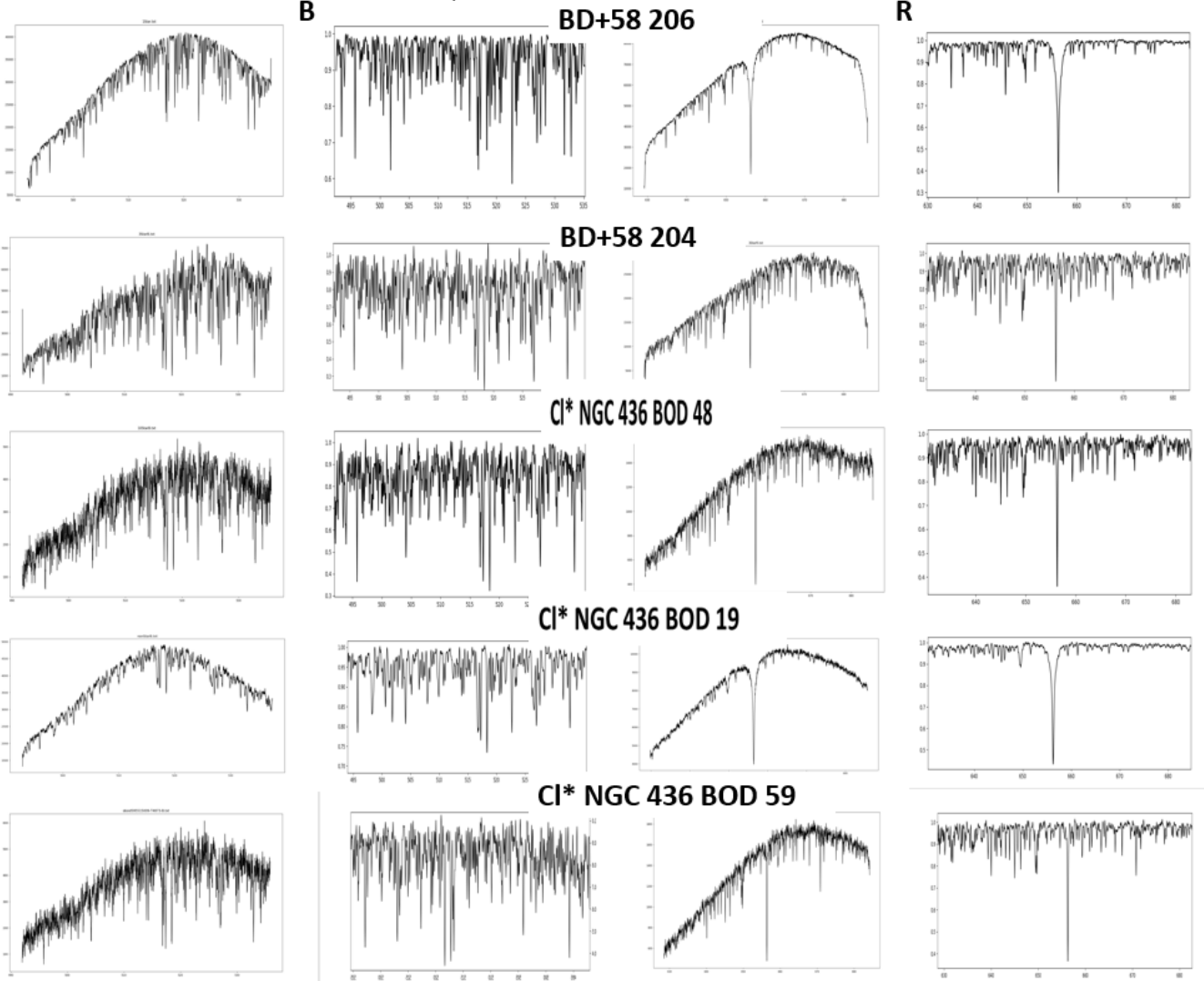
Bu çalışma, Erciyes Üniversitesi BAP tarafından FDK-2021-11208 proje numarası ile desteklenmektedir..

Kaynaklar

- Allende Prieto C., 2007, The Astronomical Journal, 134, 1843
- Blanco-Cuaresma S., 2019, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 486, 2075
- Blanco-Cuaresma S., Soubiran C., Heiter U., Jofré P., 2014, Astronomy and Astrophysics, 569, 14
- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 427, 127

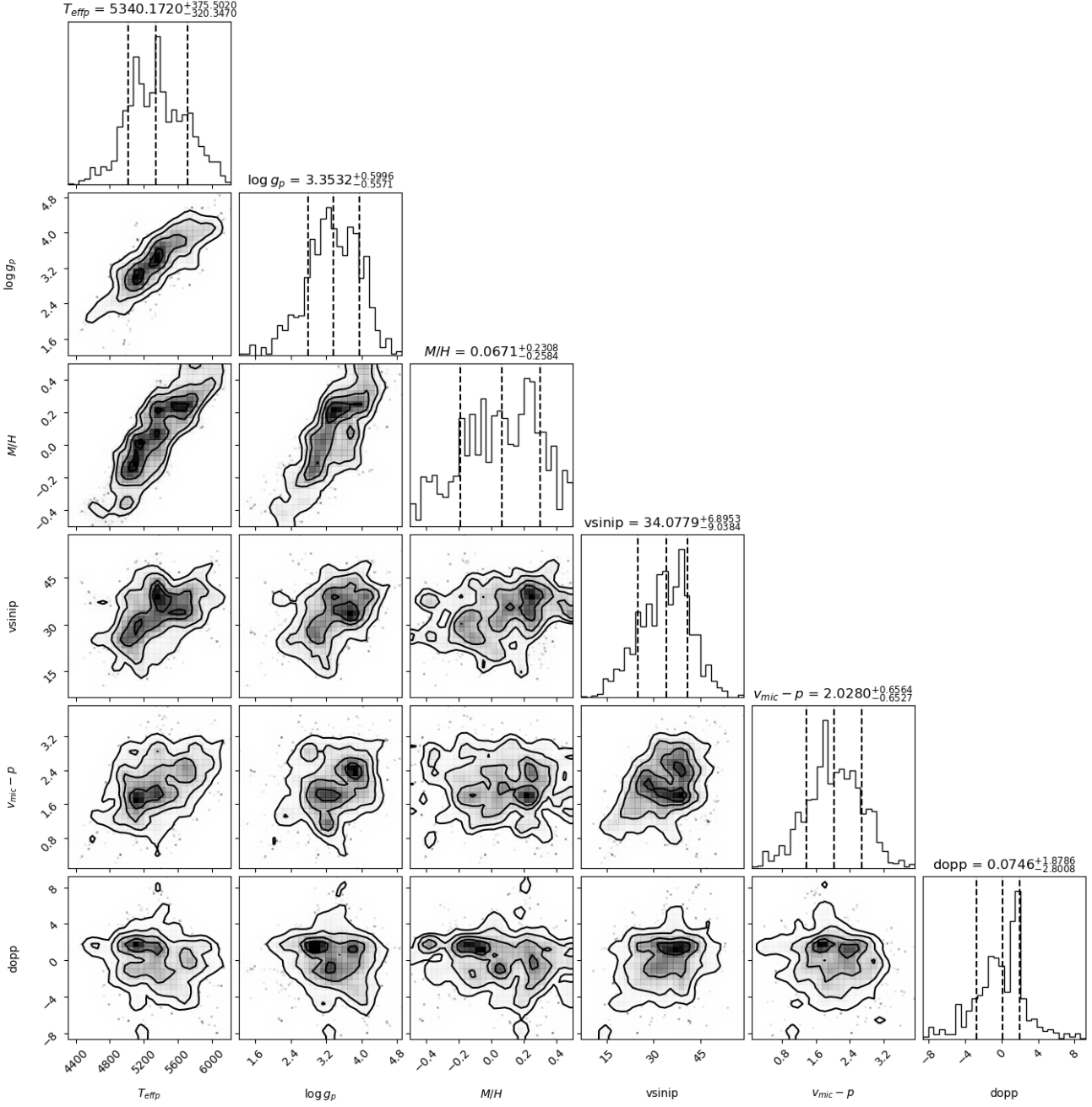
Çizelge 4. NGC 436 kümesi üyesi beş yıldızın hesaplanan atmosferik parametreleri. *dopp*: Doppler Kayması.

Yıldız	T_{eff} (K)	$\log g$	[M/H]	$v_{\text{sin}i}$ (km $^{-1}$)	v_{mic} (km $^{-1}$)	<i>dopp</i>
BD+58 206	7227.07±293.07	3.04±0.64	0.09±0.17	20.52±0.91	2.36±0.67	5.66±2.6
BD+58 204	4628.33±75.88	2.61±0.25	-0.19±0.08	19.99±1.40	2.07±0.27	2.29±1.48
CI*NGC436 BOD 48	5340.17±347.92	3.35±0.57	0.07±0.24	34.07±5.96	2.02±0.65	3.56±1.33
CI*NGC436 BOD 19	6745.16±271.88	3.92±0.55	-0.27±0.18	28.41±5.30	1.70±0.63	2.42±1.58
CI*NGC436 BOD 59	5349.42±376.23	3.70±0.69	-0.25±0.23	24.30±3.25	1.95±0.56	7.78±2.11

**Şekil 9.** NGC 436 küme üyesi yıldızların B (sol panel) ve R (sağ panel) bantlarındaki LAMOST tayfları ve normalize edilmiş tayfları. Yatay eksen dalga boyunu, dikey eksen ise akıyı temsil etmektedir.

Castelli F., Kurucz R., 2001, *Astronomy and Astrophysics*, 372, 260
 Cui X. Q., ve diğ., 2012, *Research in Astronomy and Astrophysics*, 12, 1197
 Dervisoglu A., Pavlovski K., Lehmann H., Southworth J., Bewsher D., 2018, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 481, 5660–5674
 Gao X., 2018, *The Astronomical Journal*, 156:121, 13
 Guetter H., Vrba F., 1989, *The Astronomical Journal*, 98, 611
 Karaca Y., Akkaya Oralhan I., Dervişoğlu A., Kayhan C., 2023, (hazırlık aşamasında)

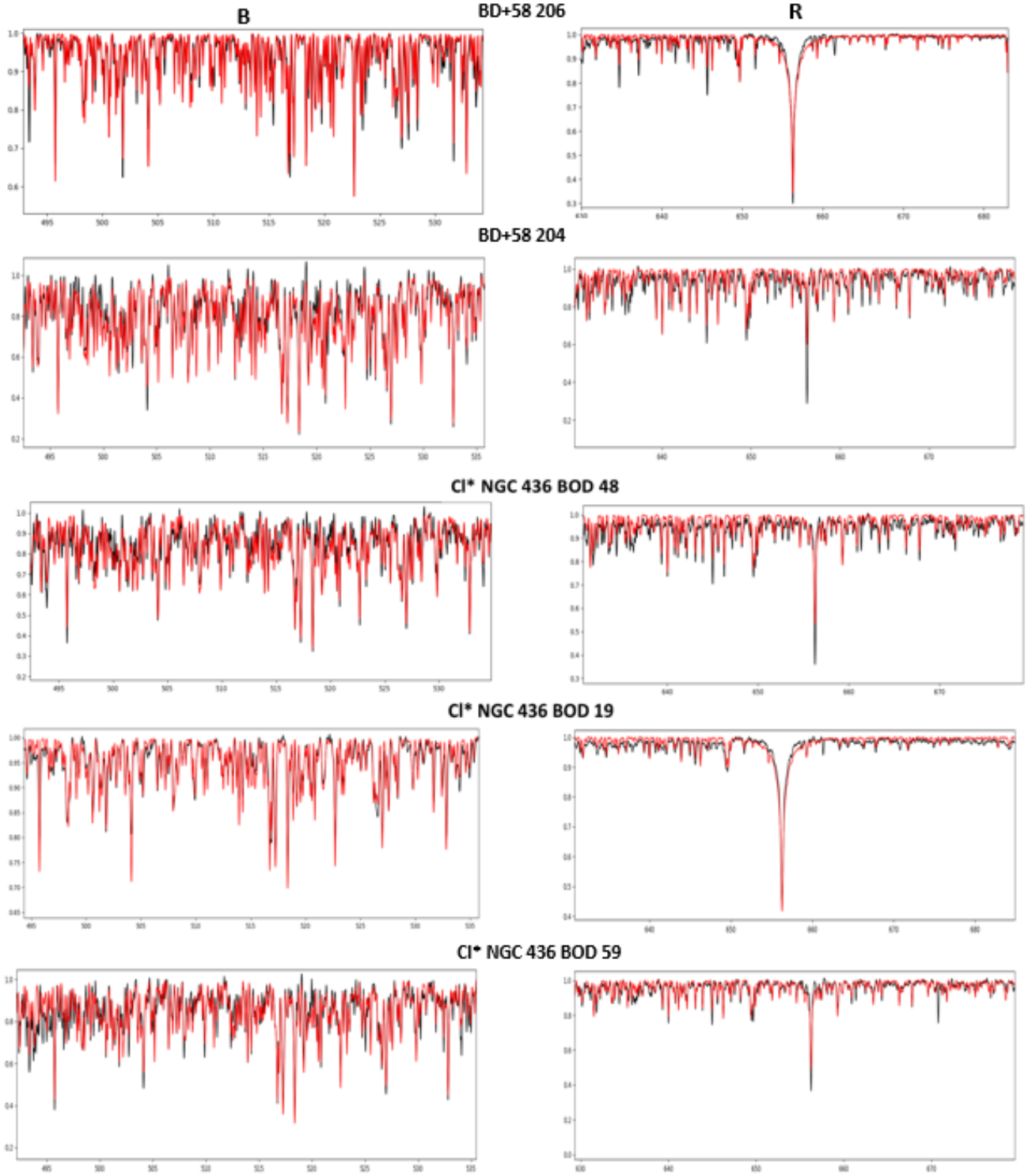
Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R. D., 2005, *Astronomy and Astrophysics*, 438, 1163
 Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R. D., Zinnecker H., 2009, *Astronomy and Astrophysics*, 504, 681
 Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Schilbach E., Röser S., Scholz R. D., 2013, *Astronomy and Astrophysics*, 558, 8
 Lightkurve Collaboration ve diğ., 2018, *Lightkurve: Kepler and TESS time series analysis in Python*, *Astrophysics Source Code Library* (ascl:1812.013)



Şekil 10. CI*NGC436BOD48 yıldızının MCMC optimizasyonu sonunda elde edilen parametrelerinin posterior olasılık dağılımları.

Lim B., Sung H., Kim J., Bessell M., Park B.-G., 2014, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 443, 454
 Luo A. L., ve diğ., 2012, Research in Astronomy and Astrophysics, 12, 1243
 MacKay D., 2003, Information Theory, Inference, and Learning Algorithms. Copyright Cambridge University Press, <http://www.cambridge.org/0521642981>
 Pedregosa F., ve diğ., 2011, Journal of Machine Learning Research, 12, 2825
 Ricker G. R., ve diğ., 2014, in Oschmann Jacobus M. J., Clampin M., Fazio G. G., MacEwen H. A., eds, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series

Vol. 9143, Space Telescopes and Instrumentation 2014: Optical, Infrared, and Millimeter Wave. p. 914320 ([arXiv:1406.0151](https://arxiv.org/abs/1406.0151)), [doi:10.1117/12.2063489](https://doi.org/10.1117/12.2063489)
 Ricker G. R., ve diğ., 2015, Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems, 1, 014003
 Riello M., ve diğ., 2021, Astronomy and Astrophysics, 649, 33
 Schmidt-Kaler T., 1982, Numerical Data and Functional Relationships in Science and Technology, 2, 14
 Stassun K. G., ve diğ., 2019, The Astronomical Journal, 158, 138
 Sung H., Lim B., Bessell M., Kim J., Hur H., Chun M.-Y., Park B.-G., 2013, JKAS, 46, 97
 Xiang G., Chen J., Qiu B., Lu Y., 2021, Publications of the



Şekil 11. NGC 436 açık yıldız kümesi için üye olarak seçilen beş yıldızın LAMOST B ve R bölge tayflarının, Model atmosfer tayfları ile uyumlamaları. Siyah eğri gözlenen, kırmızı eğri model tayfı göstermektedir.

Astronomical Society of the Pacific, 133, 12
Zhao G., Zhao Y. H., Chu Y. Q., Jing Y. P., Deng L. C., 2012,
Research in Astronomy and Astrophysics, 12, 723

Access:

M23-0357: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Kuzey Gökkürede Yeni Gezegenimsi Bulutsuların Belirlenmesi

Utkan Temiz^{1,3}  , Nazım Aksaker^{2,3} 

¹ Çukurova Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü Fizik Anabilim Dalı, Adana 01125, Türkiye

² Çukurova Üniversitesi, Adana Organize Sanayi Bölgesi Teknik Bilimler Meslek Yüksekokulu, Adana 01410, Türkiye

³ Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi, Adana 01125, Türkiye

Accepted: December 11, 2022. Revised: November 23, 2022. Received: November 9, 2022.

Özet

Teorik çalışmalara göre Gökadamızda ~25000 Gezegenimsi Bulutsu (GB) olması tahmin edilmektedir. Ancak şimdiye kadar ~3800 GB ve adayı kataloglanmıştır. Adaylar arasından (i) DEC > -10°, (ii) açısal çapı <8'' ve (iii) Yeni aday (new candidate), Muhtemel (Likely) ve Olası (Possible) kriterlerine göre seçilen 13 kaynağın tayfsal gözlemleri RTT150 üzerine monteli TFOSC ile TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde yapılmıştır. Tayf gözlemlerinden [OIII]/H β , [NII]/H α , [SII]/H α salma çizgileri akı oranları hesaplanmış ve SMB ile BPT tanısız grafikleri üretilmiştir. Böylece kaynakların GB olup olmadığı, buldukları ortamın elektron yoğunluğu, sıcaklığı, ortamın sönmülme katsayısı gibi parametreleri ilk defa belirlenmiştir.

Abstract

According to theoretical studies there are expected ~25000 Planetary Nebulae (PNe) in the Milky Way. But ~3800 PNe and candidates have catalogued. We've selected 13 PN candidates from Northern hemisphere due to the selection criteria which are (i) DEC > -10°, (ii) major diameter <8'', and (iii) Catalogued New Candidate, Likely PN and Possible PN. Spectral observations have been made with TFOSC which has mounted on RTT150 at TUBITAK National Observatory. [OIII]/H β , [NII]/H α , [SII]/H α emission line flux ratios are calculated from the spectra and SMB (Sabbadin – Minello – Bianchini) and BPT (Baldwin – Phillips – Terlevich) diagnostic plots have created. Thus, we've firstly determined these sources are PN or not. Some physical parameters that are electron temperature, electron density and extinction coefficient, of sources have calculated.

Anahtar Kelimeler: Planetary Nebulae – Spectra – Interstellar Medium

1 Giriş

Gezegenimsi Bulutsu (GB)'lar küçük - orta kütleli (0.8 - 8 M \odot) yıldızların, evrimlerinin sonuna yaklaşırken Asimptotik Dev Kolu ile Beyaz Cüce (BC) arasında yıldızlararası ortama bıraktıkları yıldızsal materyalin merkezde bulunan sıcak BC tarafından iyonize edilmesi sonucu oluşan gök cisimleridir (Peimbert ve diğ. 2017). Yıldız evriminin diğer fazlarına göre daha kısa ömürlüdürler (~20000 yıl) ve çoğunlukla Galaktik düzlem boyunca dağılmışlardır. Dolayısıyla belirlenmeleri oldukça güçtür. Yapılan teorik çalışmalarda Galaksimizde ~25000 GB olması beklenmektedir (Jacoby ve diğ. 2010). Fakat, yapılan tarama gözlemleri ile ~3800 GB ve adayı kataloglanabilmiştir. GB'lerin belirlenmesindeki zorluğu ortadan kaldırmak için tayf gözlemleri ideal bir yoldur.

GB'ler astronomi-astrofizikte pek çok konuda anahtar role sahiptir. Yıldız evriminde buldukları yer itibari ile evrimin son aşaması hakkında önemli bilgi edinme araçlarından biridirler. Sahip oldukları kararlı salma çizgisi akılarından dolayı standart yıldız olarak kullanılabilirlerdir. Uzak galaksilerin mesafelerinin belirlenmesinde kullanılabilirlerdir. Yıldızlararası ortamın zenginleşmesini sağlayan önemli kaynaklardan oldukları için yıldızlararası ortamın anlaşılmasında önemli role sahiptirler.

Bu çalışmada, HASH PN Database (the Hong Kong/AAO/Strasbourg H α planetary nebula database) 4.6'da (Parker ve diğ. 2016) yeni aday, muhtemel GB ve

olası GB olarak kataloglanmış 13 GB adayı tayfsal olarak incelenmiştir. 2017'den beri gözlemleri yapılmış ve GB olup olmadıkları ile elektron yoğunluğu, elektron sıcaklığı, ortam sönmülme katsayısı ve uyarılma sınıfı gibi fiziksel parametreleri belirlenmeye çalışılmıştır.

2 Gözlemler ve Veri İndirgeme

Kuzey yarıküreden seçilen 13 GB adayı (Çizelge 1), RTT150'ye monteli TFOSC odak düzlem aleti ile TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nden yapılan gözlemleri ile tayfsal olarak incelenmiştir. Seçilen kaynakların Galaktik dağılımları Şekil 1'de verilmektedir. Tayfsal çözünürlüğün artması amacıyla gözlemler sırasıyla grism 14 ($\Delta\lambda=5.4 \text{ \AA}$) mavi bölge ve grism 8 ($\Delta\lambda=3.0 \text{ \AA}$) kırmızı bölge olmak üzere 2 optik ağ kullanılarak yapılmıştır. Akı kalibrasyonu için standart yıldız gözlemleri Massey ve diğ. (1988) ve Oke (1990) kataloglarından seçilen yıldızlar için yapılmıştır.

Yapılan gözlemler, IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) v2.16.1 (IRAF Web) taskları kullanılarak sırasıyla temel indirgeme, dalgaboyu ve akı kalibrasyonu olmak üzere 3 adımda analiz edilmiştir. Temel indirgeme işlemleri bias ve flat düzeltmeleri cproc taskı ile yapılmıştır. Dalgaboyu kalibrasyonu tayfın mavi bölgesi için helyum lamba tayfı ile tayfın kırmızı bölgesi için neon lamba tayfı ile identify, reidentify ve fitcoords taskları kullanılarak yapılmıştır. Twospec paketi içerisinde bulunan apall taskı ile dalgaboyu kalibrasyonu yapılmış 2-boyutlu tayflardan 1-boyutlu tayflar elde edilmiştir 1-boyutlu tayf için bir örnek Şekil 2'de verilmektedir.

* utkantemiz@gmail.com

Çizelge 1. Gözlenen kaynak listesi ve bazı temel özellikleri. PN G numarasına göre listelenen kaynaklar için r_{mag} USNOB1.0 kataloğundan alınmıştır. Büyük Çap (BÇ) bilgisi olmayan kaynaklar, nokta kaynak olarak kabul edilmektedir. Durum tanımları: L:Likely PN (Muhtemel Gezegenimsi Bulutsu), P: Possible PN (Olası Gezegenimsi Bulutsu), c: New candidate (Yeni aday), ooun: Object of Unknown Nature (Doğası bilinmeyen nesne), Em*: Emission Line Star (Salma çizgisi yıldızı).

PN G	Durum	R.A. (h:m:s)	Dec. (d:m:s)	BÇ (arcsec)	r_{mag}	Tarih
021.2+02.9	L	18:19:06.7	-09:01:50.27	7	16.8	20180713
043.2-00.6	P	19:12:49.3	08:54:48.96	2	-	20190728
044.6+00.4	L	19:11:17.2	10:37:34.21	4.2	16.8	20180714
048.8+08.4	L	18:49:54.9	17:57:15.01	2	15.9	20190728
050.7+01.0	P	19:21:05.6	16:19:39.90	5	-	20200519
059.8-00.5	L	19:45:32.9	23:28:10.49	2.5	15.5	20200516
071.4-01.9	L	20:18:50.0	32:36:23.87	7	18.7	20180713
076.4+01.8	L	20:17:15.5	38:50:23.86	3	15.9	20200517
117.2+02.6	c	23:57:00.2	64:57:25.09	-	19	20170131
130.4+00.4	ooun	01:56:59.0	62:24:06.80	-	-	20170131
178.8+00.0	c	05:43:14.0	29:54:51.08	-	17.9	20170129
201.5-01.6	c	06:24:38.8	09:18:25.88	-	17.5	20170129
212.8-03.6	Em*	06:38:16.1	-01:33:08.78	-	14.3	20170129

Standart yıldız tayflarında benzer analiz adımları kullanılarak indirgemeleri yapılmıştır. Standart yıldız tayflarından elde edilen sensitivity dosyaları ile incelenen kaynakların akı kalibrasyonları yapılmıştır.

3 Bulgular ve Değerlendirme

Tayf gözlemlerinden elde edilen salma çizgisi akılarından (Çizelge 2) incelenen kaynaklar için bazı önemli salma çizgisi akı oranları hesaplanmıştır. Uyarılma sınıfı, [Gurzadian & Egikian \(1991\)](#) tarafından önerilen uyarılma sınıfı değeri p olarak hesaplanmıştır. Fiziksel parametrelerin hesaplanabilmesi için gerekli olan salma çizgilerine sadece PN G048.8+08.4 elektron sıcaklığı hesabı için ve PN G059.8-00.5 elektron yoğunluğu hesabı için sahip olduğu görülmüştür.

incelenen 13 GB adayından [Sabbadin ve diğ. \(1977\)](#) tarafından benzer salma çizgilerine sahip kaynakların birbirinden ayrılabilmesi için önerilen ve $\log(H\alpha/[S II])$ 'ye karşı $\log(H\alpha/[N II])$ 'den oluşan SMB (Sabbadin - Minello - Bianchini) tanısal grafiği oluşturulmuştur (Şekil 3). [Baldwin ve diğ. \(1981\)](#) galaksi dışı nesnelerin salma çizgilerinden faydalanarak $\log([O III]\lambda 5007/H\beta)$ 'ye karşı $\log([N II]\lambda 6583/H\alpha)$ ve $\log([O III]\lambda 5007/H\beta)$ 'ye karşı $\log([S II]\lambda 6716/H\alpha)$ BPT (Baldwin - Phillips - Terlevich) tanısal grafiklerini oluşturmuştur (Şekil 3, orta ve alt panel). Benzer şekilde bu tanısal grafiklerin Galaktik benzer salma çizgilerine sahip kaynakların da ayrılmasında kullanılmaktadır.

Tayf gözlemlerini yaptığımız 13 GB adayından sadece 3 kaynak SMB, 3 kaynak BPT (a) ve 2 kaynak BPT (b) tanısal grafiklerinde (Şekil 3) yer almaktadır. PN G050.7+01.0 ve PN G059.8-00.5 GB adayları kaynakların her üç grafikte de yer aldığı görülmektedir. Tanısal grafikler ve salma çizgisi akı oranlarına dayanarak bu kaynaklar için düşük uyarılmalı GB demek mümkündür. Tanısal grafiklerde yer alan diğer 2 kaynak için ise GB demek mümkün olsa da ilk iki kaynak kadar kesinlik vermek daha güçtür. Sonuç olarak TFOSC tayflarından elde ettiğimiz salma çizgisi akı oranları ve oluşturduğumuz tanısal grafikler ile 13 GB adayları kaynaktan 4 adayın GB olduğunu söylemek

Çizelge 2. Gözlenen kaynaklar için tayflardan ölçülen akı değerleri ve hataları. Burada verilen akılar $H\alpha$ 'ya normalize edilmiştir. Verilen dalgalı boyuları Åcinsindedir.

PN G	4861	4959	5007	6300
021.2+02.9	12.74±1.34	34.95±1.61	97.42±1.61	-
044.6+00.4	-	12.98±2.11	28.29±2.02	-
048.8+08.4	60.15±0.34	189.83±0.39	560.24±0.34	8.69±0.11
050.7+01.0	2.79±0.16	9.58±0.21	30.14±0.16	-
059.8-00.5	1.74±0.10	9.01±0.10	29.44±0.09	13.43±0.20
071.4-01.9	-	-	12.57±0.95	-
76.4+01.8	15.13±0.18	3.89±0.15	11.92±0.22	1.49±0.11
PN G	6548	6563	6583	6717
021.2+02.9	-	100±0.39	-	-
044.6+00.4	14.57±1.27	100±1.34	42.55±1.43	3.42±1.29
048.8+08.4	-	100±0.09	0.76±0.10	-
050.7+01.0	2.66±0.14	100±0.13	8.94±0.13	1.08±0.13
059.8-00.5	8.83±0.14	100±0.15	33.28±0.19	5.93±0.23
071.4-01.9	-	100±0.92	6.34±0.78	-
076.4+01.8	-	100±0.13	-	-
PN G	6731	7065	7135	
021.2+02.9	-	-	4.34±0.35	
044.6+00.4	6.45±1.45	7.04±0.19	16.41±1.54	
048.8+08.4	-	1.48±0.08	3.53±0.09	
050.7+01.0	0.56±0.10	-	1.42±0.11	
059.8-00.5	6.08±0.19	-	-	
071.4-01.9	-	-	-	
076.4+01.8	-	4.76±0.10	1.25±0.09	

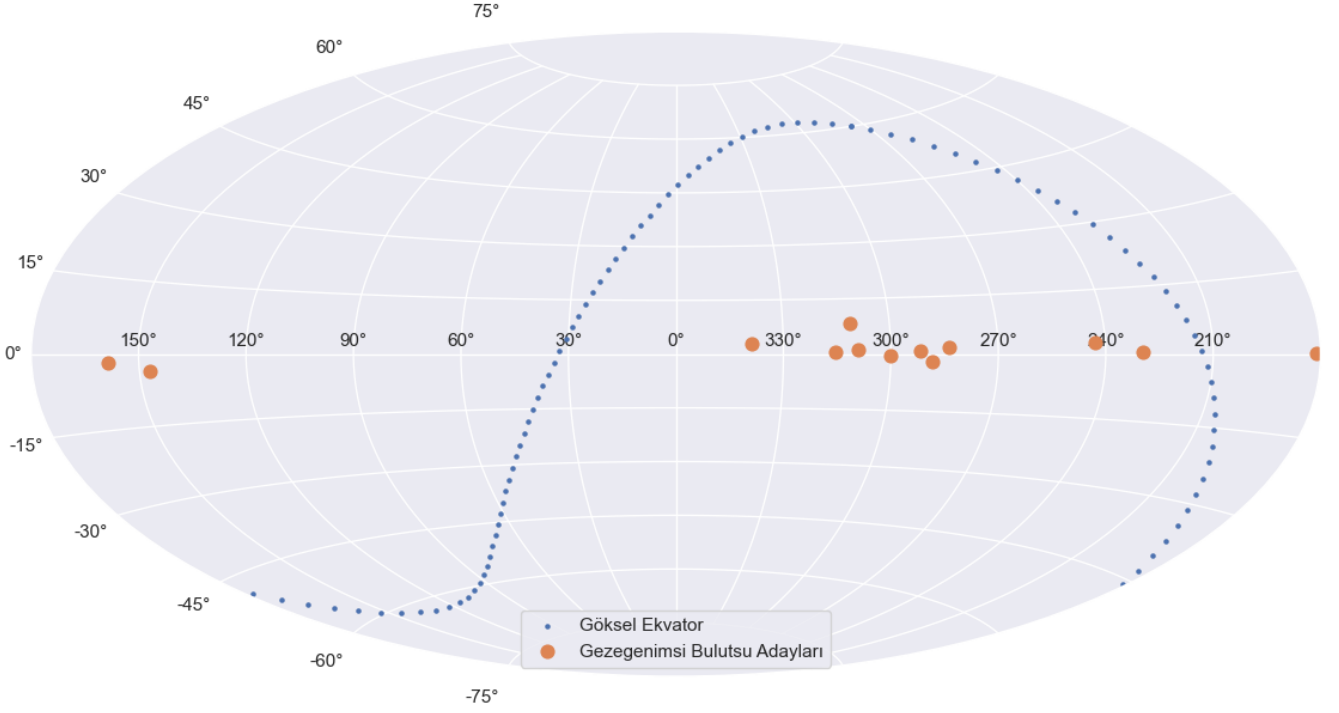
mümkündür. Sadece PN G048.8+08.4 için salma çizgileri akı oranlarından sıcaklık hesaplanabilmiştir ($T_e=6008.7\pm 0.05$ K) ve PN G059.8-00.5 için salma çizgileri akı oranlarından elektron yoğunluğu hesaplanabilmiştir ($N_e=671.6\pm 2.2$ cm⁻³). Diğer doğrulanmış kaynaklar için elektron sıcaklığı ve yoğunluğu belirlenmesinde kullanılan salma çizgilerinin yokluğundan dolayı hesaplama yapılamamıştır.

4 Sonuçlar ve Öneriler

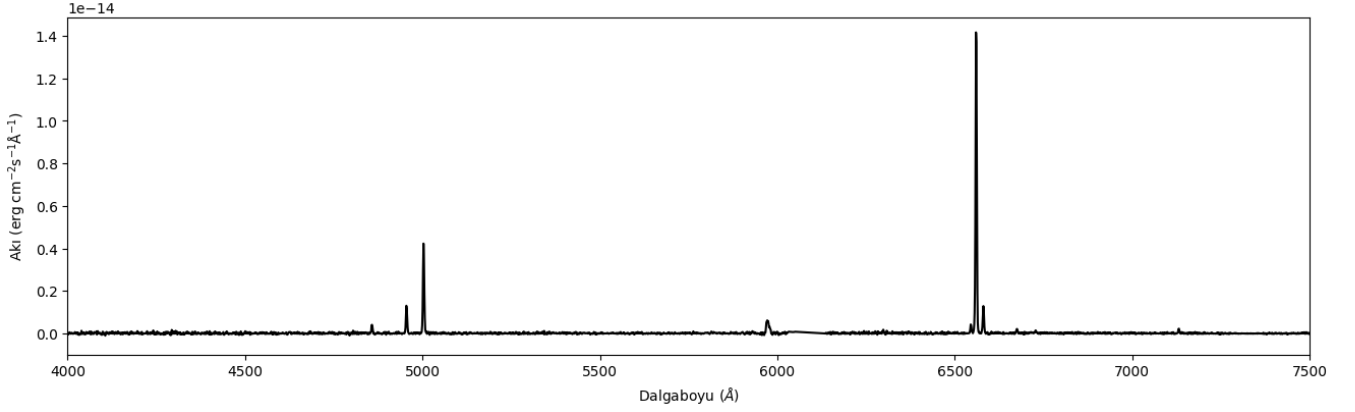
Bu çalışmada kuzey gökküreden seçilen 13 GB adayları tayfsal olarak incelendi. Elden edilen salma çizgisi akı değerleri ile oluşturulan tanısal grafikler ile 4 GB adayının GB olduğu belirlendi. Bulutsularda fiziksel parametrelerin belirlenmesi spesifik salma çizgisi akı oranlarına bağlıdır. $[O III]\lambda 4363$ Å ve $[N II]\lambda 5754$ Å salma çizgileri elektron sıcaklığının belirlenmesinde kullanılmaktadır fakat her zaman belirlenmeleri kolay değildir. $[S II]\lambda 6716, 6731$ Å çiftide tüm incelenen kaynaklarda gözlenmeyebilir. Böyle durumlarda CLOUDY gibi fotoiyonizasyon kodlarından yardım alınabilir. Böylelikle bulutsunun belirlenemeyen fiziksel parametreleri ve ata yıldızları hakkında bilgi edinilebilir. Ayrıca GB'lerin yapılarında barındırdıkları toz bileşeni ile kızılöte bölgede de aktif olarak salma göstermektedirler. Bu salma ile önümüzdeki yıllarda faaliyet gösterecek olan Doğu Anadolu Gözlemevi'nde (DAG) kurulacak olan optik-yakın kızılöte 4 m sınıfı teleskop için değerli bir çalışma konusudur.

Teşekkür

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'a, TUG RTT150 Teleskobu'yla 16BRTT150-1064 ve 22ARTT150-1925



Şekil 1. Kaynak listemizin Galaktik dağılımı. Kaynaklar çoğunlukla Galaktik düzlem boyunca dağılmaktadır.



Şekil 2. PN G050.7+01.0 için elde edilen 1-boyutlu tayf. x-ekseni dalgalı boyu, y-ekseni akıyı göstermektedir.

numaralı gözlem projeleri kapsamında tahsis edilen gözlem zamanları ve TUG gözlem ekibine teşekkür ederiz.

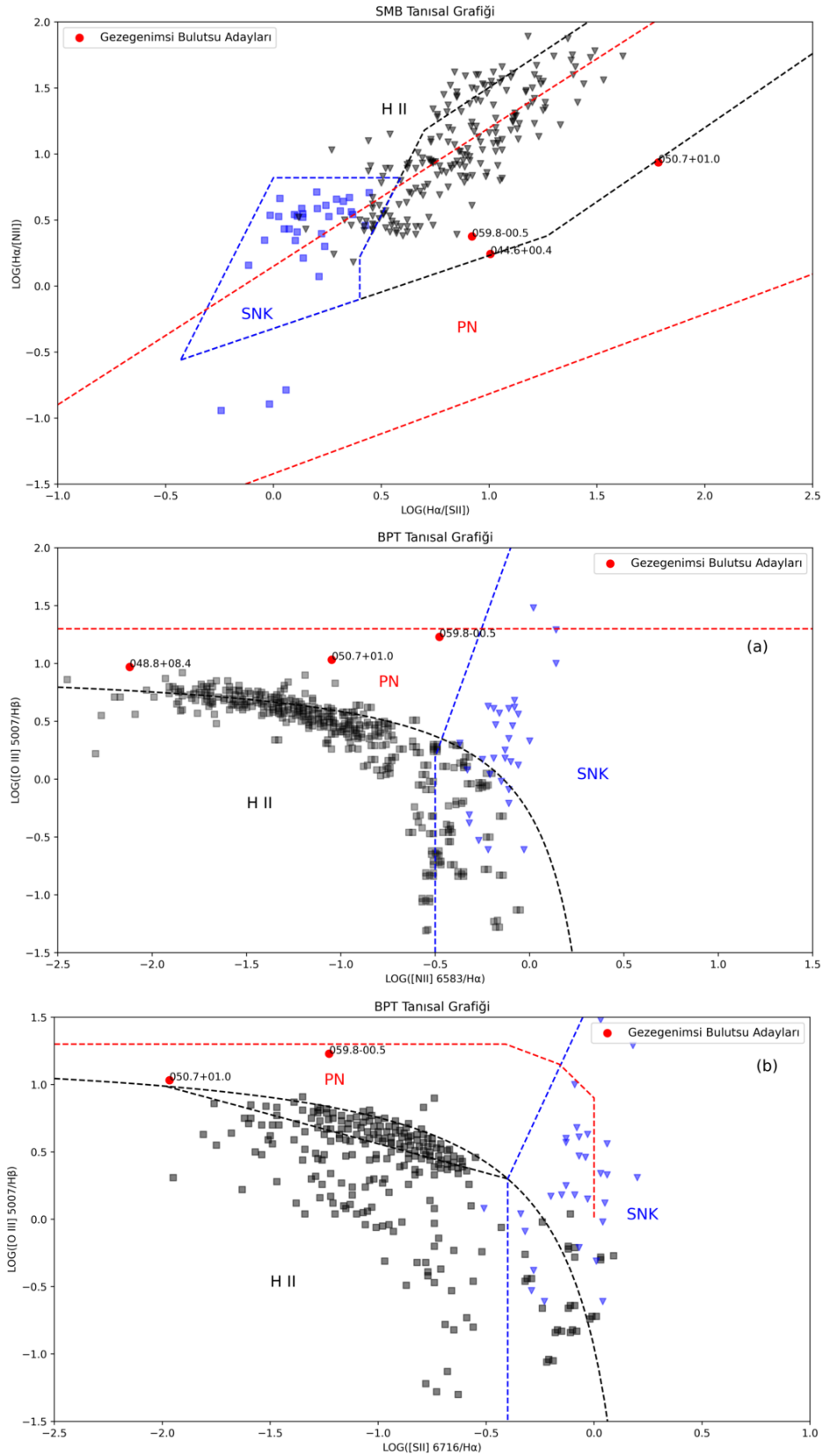
Kaynaklar

- Baldwin J. A., Phillips M. M., Terlevich R., 1981, *PASP*, 93, 5
 Gurzadian G. A., Egikian A. G., 1991, *Ap&SS*, 181, 73
 Jacoby G. H., ve diğ., 2010, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 27, 156
 Massey P., Strobel K., Barnes J. V., Anderson E., 1988, *ApJ*, 328, 315
 Oke J. B., 1990, *AJ*, 99, 1621
 Parker Q. A., Bojičić I. S., Frew D. J., 2016, in *Journal of Physics Conference Series*. p. 032008 ([arXiv:1603.07042](https://arxiv.org/abs/1603.07042)), [doi:10.1088/1742-6596/728/3/032008](https://doi.org/10.1088/1742-6596/728/3/032008)
 Peimbert M., Peimbert A., Delgado-Inglada G., 2017, *PASP*, 129, 082001

Sabbadin F., Minello S., Bianchini A., 1977, *A&A*, pp 147–149, [ADS](https://ui.adsabs.org/abs/1977A&A...81..147S)
 Sabin L., ve diğ., 2013, *MNRAS*, 431, 279









Access:

M23-0347: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](https://ui.adsabs.org/abs/2023TJAA...4..347S)



Şekil 3. SMB (üst panel), BPT (a) (orta panel) ve BPT (b) (alt panel) tanısal grafiği. Siyah üçgenler Galaktik H II bölgelerini, mavi kareler Galaktik SNK'ları ve kırmızı yuvarlaklar incelediğimiz kaynakları temsil etmektedir. Mavi kesikli çizgi SNK bölgesini, siyah kesikli çizgi H II bölgesini ve kırmızı kesikli çizgi gezegenimsiz bulutsu bölgesini temsil etmektedir (Sabin ve diğ. 2013).

TUG-SRG Kaynakları Arasından Simbiyotik Keşfi

Hasan H. Esenoğlu¹ *, Ebru Aktekin Çalışkan² , Eda Sonbaş³ , Şölen Balman¹ ,
Irek Khamitov⁴ , Korhan F. Yelkenci¹ , Süleyman Fişek¹ ,
Dicle Zengin Çamurdan⁵ 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul-34119, Türkiye

² Süleyman Demirel Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Isparta-32200, Türkiye

³ Adıyaman Üniversitesi, Fen Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Adıyaman-02040, Türkiye

⁴ TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Akdeniz Üniversitesi Kampüsü, Antalya-07070, Türkiye

⁵ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir-35100, Türkiye

Accepted: January 16, 2023. Revised: January 13, 2023. Received: November 6, 2022.

Özet

SRGA J021303.5+604536, TUG-KFU(Kazan Federal Üniversitesi)-IKI(Rus Bilimler Akademisi Uzay Araştırmaları Enstitüsü) arasındaki protokole göre paylaşılan yeni ART-XC (Astronomik Röntgen Teleskopu X-ışın Yoğunlaştırıcısı) kaynaklarından biridir. 13/03/2021–19/10/2022 tarihleri arasında gözlemlendi. Toplamda yaklaşık 1.5 yıla yayılan 17 gece boyunca bu parlak (yaklaşık 11 kadir) kaynağın RTT150 ile 127 adet tayfı alınmıştır. Kaynağın tayf sürekliliği kırmızı olduğu gibi düz özelliği de var. Hidrojenin Balmer çizgileri (şiddetli H α , H β ve zayıf H γ), Ca II üçlüsü (8500, 8544 ve 8664 Å) ve O I (8446 Å) çizgileri salmadır. Ayrıca öne çıkan bazı çizgilerin akılarını da ($\times 10^{-15}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$) aşağıdaki gibi hesapladık: 11.04 (H β), 232.02 (H α) ve 141.05 (O I). Kaynağın farklı teleskoplarla fotometrik verisi de alınmıştır. Sistemin yörünge periyodu yaklaşık 16 gün bulunmuştur. Verilerin değerlendirilmesi ile kaynak ilk kez simbiyotik olarak tanımlanmıştır. Sistemin tayflarında TiO soğurma çizgileri görülmediğinden beyaz cüce bileşenli aktif fazda bir simbiyotik olarak değerlendirilebilir.

Abstract

SRGA J021303.5+604536 is one of the new ART-XC (Astronomical Roentgen Telescope X-ray Concentrator) sources on board Spektrum X-Gamma Satellite (SRG) shared according to the protocol between TUG-KFU (Kazan Federal University) – IKI (Russian Academy of Sciences Institute for Space Studies). It was observed between 13/03/2021–19/10/2022. 127 spectra of this bright (approximately 11 magnitude) source were taken with the RTT150 during 17 nights spanning approximately 1.5 years in total. The spectral continuum of the source is red as well as flat. The Balmer lines of hydrogen (strong H α , H β and weak H γ), Ca II triplet (8500, 8544 and 8664 Å) and O I (8446 Å) are in emission. We also calculated the fluxes of some the prominent lines ($\times 10^{-15}$ erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$): 11.04 (H β), 232.02 (H α) and 141.05 (O I). Photometric data of the source were also taken with different telescopes. The orbital period of the system was found to be about 16 days. The source was defined as symbiotic for the first time with the evaluation of the data. It can be considered as a symbiotic star in the active phase with a white dwarf component since TiO absorption lines are not seen in the spectra of the system.

Anahtar Kelimeler: Cataclysmic Variables, Symbiotic – X-ray Binaries, white dwarf – Accretion Discs

1 Giriş

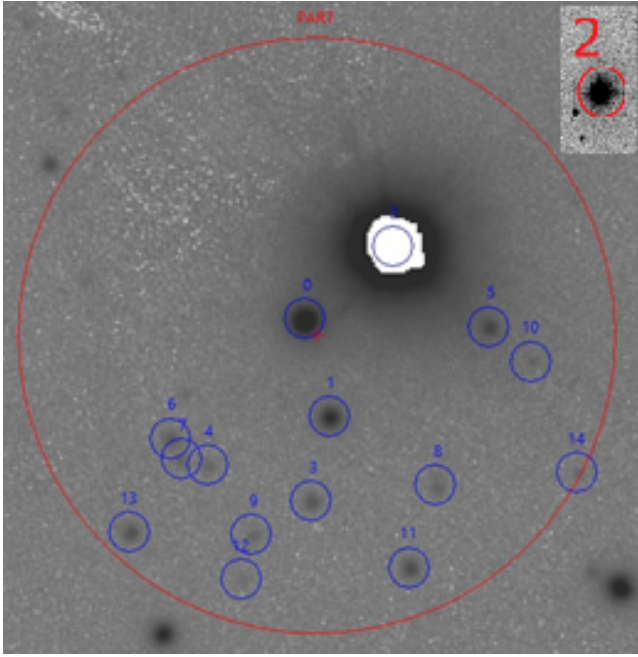
Kataklizmik değişenler (CV'ler) ve ilgili sistemler (örneğin, AM CVn'ler, simbiyotikler), baş yıldızı beyaz cüce olan sıkışık çift yıldızlardır ve bunlar "Madde Aktaran Beyaz Cüce Çiftleri" olarak adlandırılırlar. CV'ler esas olarak beyaz cüce etrafında yığılarak oluşan bir disk aracılığıyla büyük oranda ışıma yaparlar ve ikinci bileşen, geç tipte bir ana kol yıldızı veya bazen biraz evrimleşmiş bir yıldızdır. Bu sistemler, 2-2.5 gün olan birkaç istisna dışında 1.4-13 saatlik yörünge periyotları gösterir (Balman 2020).

Örtülme gösteren çift sistemlerden simbiyotik yıldızlar benzer özellikleri nedeniyle CV'lere dahil edilirler. Bunların tayfları biri sıcak diğeri soğuk olan iki yıldızın bileşimi şeklindedir

(Percy 2007). Dolayısıyla simbiyotik yıldızlar, tayfları kısa dalga boylarında yüksek enerjili olduğunda sıcak, daha uzun (kırmızı öteye yakın) dalga boylarında yüksek enerjili olduğunda ise soğuk yıldızlar (dev ve genellikle M tipi) olarak görünürler. Bunun yanı sıra G türü tayfa sahip olanlar da vardır ve "sarı simbiyotik yıldızlar" olarak adlandırılır. Sonuç olarak, simbiyotik sistemlerin tayfları, ışımanın üç ana bileşeninden oluşur (soğuk dev bileşeni, sıcak yıldız bileşeni ve bulutsu salma bileşeni). Simbiyotikler bu bileşenlerin enerjilerini büyük oranda uzak mor ötesinde yaydığı gibi aynı zamanda radyoda ve X-ışını dalga boylarında ışıma yaparlar ve bu gözlem bölgelerinin her birinde önemli bilgiler verirler (Skopal 2005). Sınırlı dalga boyu bölgelerinde yapılan çalışmalar, simbiyotik yıldızların yanlış sınıflandırılmasına neden olabilmektedir.

Simbiyotikleri sıcak bileşenin (tipik olarak 10⁵ K) soğuk bileşenle etkileşimi nedeniyle "değişen simbiyotik yıldızlar"

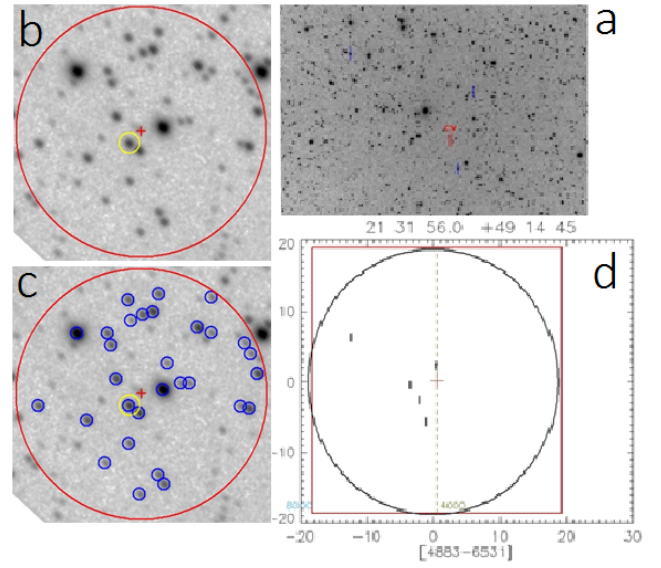
* esenoglu@istanbul.edu.tr



Şekil 1. SRGA J021303.5+604536 koordinatlarında 50'' çaplı hata çemberi içindeki X-ışın kaynağının aranacağı mavi ile işaretlenmiş 14 adet aday. 2 nolu parlak yıldız ile birlikte 0 ve 1 nolu yıldızları da içerecek şekilde küçük ölçeklendirilmiş resimde belirtilmiştir.

ve "simbiyotik novalar" şeklinde çeşitli alt gruplara dahil etme eğilimi de vardır. Değişen simbiyotiklere "Z Andromedae yıldızları" da denir. Her iki türün ışık eğrilerindeki değişimler (1) örtülme, (2) soğuk M dev bileşenin zonklaması ve (3) soğuk yıldızdan sıcak olana kütle aktarımı gerçekleşiyorsa yığılma diskinde küçük genlikli parlaklık değişimleri (flickering) veya uzun aralıklı ve 9-11 kadir parlaklık artışlı patlamalar gibi sebeplerle olabilir (Percy 2007; Kenyon 1986; Allen 1980; Shore ve diğ. 2011, 2012). Söz konusu patlamaların, sistemlerin çoğunda tipik parlaklıkları kabaca $10^3 L_{\odot}$ olan beyaz cüce yüzeyinde, yarı kararlı nükleer kabuk yanması ile oluştuğu düşünülmektedir (VanderPlas 2018; Sokolovsky 2020 ve Mürset ve diğ. 1991). Belki bu yüzden simbiyotikler tekrarlayan novalar ile sıkı ilişkilidirler (Mikolajewska 2007). Maksimum ışımaya güçleri Eddington miktarına bağlı olarak patlama şekli, basitçe beyaz cüce fotosferinin genişlemesi ve yavaş daralması da olabilir (Warner 2003). Bununla birlikte, tüm klasik simbiyotik yıldız patlamalarının aynı fiziksel mekanizmadan kaynaklanmadığı da bilinmektedir (Sokoloski & Bildsten 1999). Ayrıca, bu sistemlerde yığılma diski oluşabilir veya oluşmayabilir (Livio 1988). Simbiyotik yıldızlar toz ve jet yapılarının çalışmasına olanak tanırlar özellikle diğer sistemlerdeki jetlerin anlaşılmasına katkıda bulunabilirler. Bilindiği gibi jetler en çok aktif fazda veya patlamada olan yıldızlarda gözlenir. Symbiotik sistemlerdeki jetler sürekli –çoğunlukla– ve bunlar X-ışınlarında bile görüntüleme ile gözleniyor.

Simbiyotik novaların soğuk bileşeni normal M dev olanlar S-tipi ve aşırı derecede tozla kırmızılaşan Mira değişeni ise bu sefer D-tipi şeklinde de isimlendirilmiştir. Bunlardaki rüzgar ile birincil bileşene taşınan kütle miktarları sırasıyla 10^{-8} – 10^{-7} ve 10^{-6} – $10^{-5} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ şeklinde tahmin edilmiştir. CV'lerin kısa dönemli olmalarına karşın tüm simbiyotikler



Şekil 2. (a) Uydu kaynağının bulunduğu alan, (b) 50'' çaplı kırmızı ile çizili hata çemberi, merkez kırmızı artı işareti ile belirtilmiştir, merkeze en yakın aday da sarı yuvarlak içerisinde alınmıştır, (c) çember içine giren mavi ile işaretli yıldızları kaynaklar ve nihayet (d) yıldızların toplu tayflarının alınması için şablon maske.

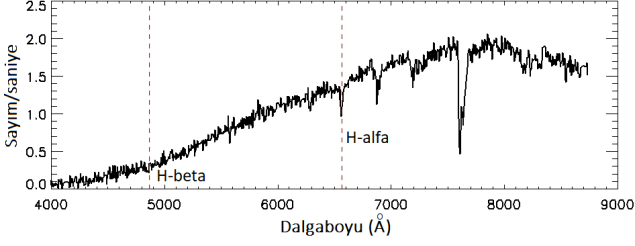
uzun yörünge periyotlarına sahiptirler. Bu sistemlerin bu kadar yavaş yörünge dolanımları ayrık çift yıldız olduklarını gösterir ki bu da ortak zarf evresinin olmaması sonucuna götürür (Kenyon & Truran 1983 ve Warner 2003). Ayrıca, bileşenlerin bu ayrıklığı ve evrimsel durumları simbiyotiklerde görülen aktivitenin derecesini de belirlemektedir. Öteyandan ikinci bileşenlerinin Roche loblarını dolduranlar olduğu gibi henüz bu süreci tamamlamayan simbiyotik yıldızlar da bulunmaktadır (Kenyon 1986 ve Munari ve diğ. 2020). Simbiyotik novaların bolometrik parlaklıklarının, klasik novalardaki gibi, yaklaşık sabit olduğuna ilişkin kanıtlar da bulunmuştur (Kenyon ve diğ. 1993).

Bu makalede hiçbir X-ışın kataloğunda yer almayan SRGA J021303.5+604536 kaynağının RTT150 (Rus-Türk 1.5 m) ve ADYU60 (Adıyaman Üniversitesi 0.6m) teleskoplarıyla elde edilen tayfsal ve fotometrik gözlemlerini sunup, optik bileşen tanımlamasının aktif bir simbiyotik yıldız olduğuna nasıl ulaştığımızı tartışıyoruz.

2 Materyal ve Yöntem

Mart 2021 tarihinde ART-XC uydusunun gönderdiği koordinattaki alan akşam saatlerinde kısa süreliğine gözlenmiştir. Alanın merkezinden itibaren 50'' çaplı hata çemberi içinde g-bandında 22 kadire kadar olan 14 kaynak seçilmiştir (bkz. Şekil 1). TUG'un (TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi) MOS tekniğiyle 14 kaynağın tamamının tayfı, merkezdeki 1 ve 2 nolu kaynaklarla beraber eş zamanlı alınmıştır. Bu teknik ile pinhole açıklıklar kullanılarak üretilen maskelerin oluşturulması ve her bir tayfın çıkarılması ve akı kalibrasyonu gibi ayrıntılar için Khamitov ve diğ. (2020) çalışması incelenebilir. Ayrıca, bu yöntemin aşamalı bir görsel de örnek olarak Şekil 2'de verilmiştir.

MOS dışında uzun yarık tayf verileri de alınmış olup standart indirgenmesi yaygın kullanımdaki IRAF'ta



Şekil 3. 1 nolu yıldızın mavi-görsel bölgeye düşen (3650-8740 Å) 749 Å çözünürlüklü grism 15 tayfı.

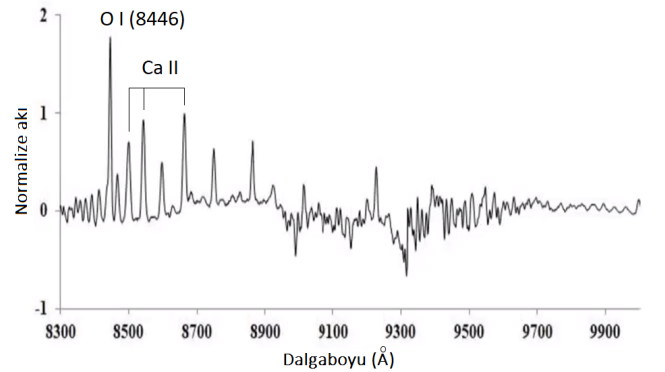
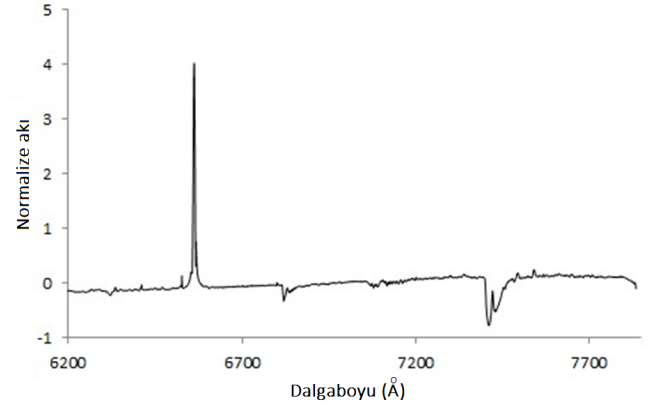
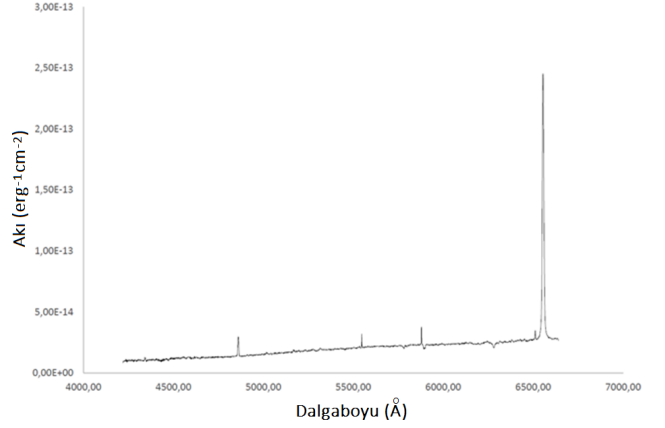
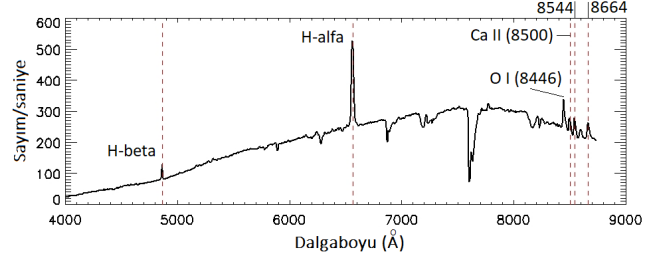
yapılmıştır (Tody 1993). Bu süreçte aynı grismde olanlar birleştirilerek indirgenmiştir. Tayfların alındığı CCD'nin karanlık (dark) verisindeki sayım düşük olduğundan, yalnızca temel elektronik gürültü (bias) ve düz alan (flat field) düzeltmeleri uygulanmıştır. Söz konusu standart indirgemede yıldızlararası sönümlenme yapılmış, akı (seçilen standart yıldız ile) ve dalgaboyu (demir-argon tayfı ile) dönüştürmeleri yapılmıştır. Spektrel çizgi ölçümleri de yine IRAF içindeki sp1ot modülünde gerçekleştirilmiştir. Fotometrik analizler için normalize edilmiş TESS ışık eğrileri MAST (Misulski Archive for Space Telescopes) web sitesinden elde edilmiştir ve ADY60 verileri için AstrolmageJ yazılımı kullanılmıştır. MIDAS environment yazılım paketi sürüm 17FEBp11.24 ile de güç yoğunluğu spektrumları oluşturularak dönem belirlenmiştir.

2.1 Gözlem: Tayf

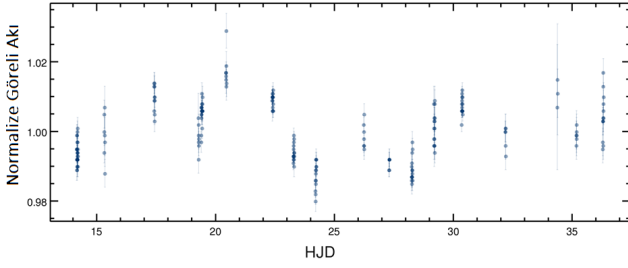
Şekil 1'de belirtilen 1 nolu sönük kaynağın tayfı 13/03/2021 tarihinde RTT150'nin TFOSC (TUG Sönük Nesne Spektrografi ve Kamerası) grism 15 ile 1800 s poz verilerek alınmıştır (bkz. Şekil 4, üst panel). Tayf tamamen soğurma çizgilerini içerdiğinden aranan X-ışın kaynağı olmadığı anlaşılmıştır. Tayfta hidrojenin iki çizgisinin yerleri de belirtilmiştir. Aynı tarih ve şartlarda oldukça parlak (V bandında 11.8 kadir) bu sefer 2 nolu kaynağın 600 s poz ile tayfı elde edilmiştir (bkz. Şekil 4, üstten ikinci panel). Bu tayfta da hidrojenin iki çizgisi ile O I ve Ca II çizgilerinin yerleri işaretlenmiştir. Çizgi genişlikleri yaklaşık 20-30 Å civarındadır. 6 gün sonra 19/03/2021 tarihinde bu sefer grism 7 ve 8 ile 300 s pozlarla toplam 9 tayf alınmıştır (bkz. Şekil 4, üstten ikinci ve üçüncü panel). 1 gün sonrası da 20/03/2021 tarihinde grism 17 ile 600 s pozla 3 tayf elde edilmiştir (bkz. Şekil 4, alt panel). Tayf üzerinde O I ve Ca II çizgileri belirtilmiştir. Yaklaşık 1.5 yıla yayılmış (13/03/2021-19/10/2022) 17 gece boyunca 4 Å spektral çözünürlüklü toplam 127 tayf alınmıştır. Poz sürelerinin toplamı 33 saattir, en çok grism 7 ve 9 kullanılmıştır.

2.2 Gözlem: Fotometri

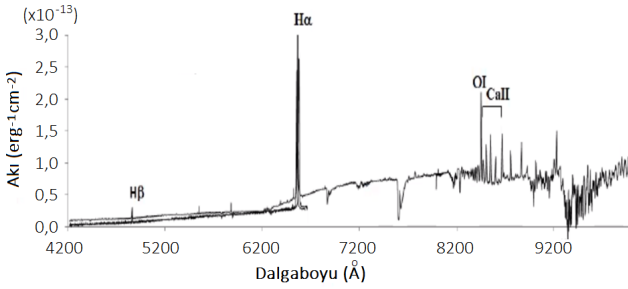
2 nolu kaynağın öncelikle mevcut TESS (Geçiş Yapan Ötegezegen Araştırma Uydusu) verileri kullanılmış ve analizlerinden sonra parlak olması ile birlikte Adıyaman Üniversitesinin ADYU60 teleskopu ile 26/10/2021-17/11/2021 tarihleri arasında 17 gece Johnson V bandında (Johnson & Morgan 1953) fotometrik gözlemleri gerçekleştirilmiştir. Işık eğrisi Şekil 5'de verilmiştir. Toplamda 1.5 yıla dağılmış (19/03/2021-19/10/2022) 42 gece boyunca SDSS g' , r' , i' , z' ve Johnson V süzgeçlerinde çok miktarda fotometrik veri alınmıştır.



Şekil 4. 2 nolu yıldızın tayfları: grism 15 tayfı (üst panel); görsel bölgede (4220-6650 Å) 1331 Å çözünürlüklü grism 7 tayfı (üstten ikinci panel); kırmızı bölgede (6190-8190 Å) 2189 Å çözünürlüklü grism 8 tayfı (üstten üçüncü panel); kırmızı bölgede (8000-10250 Å) 2659 Å çözünürlüklü grism 17 tayfı (alt panel).



Şekil 5. 2 nolu yıldızın V bandındaki ışık eğrisi.



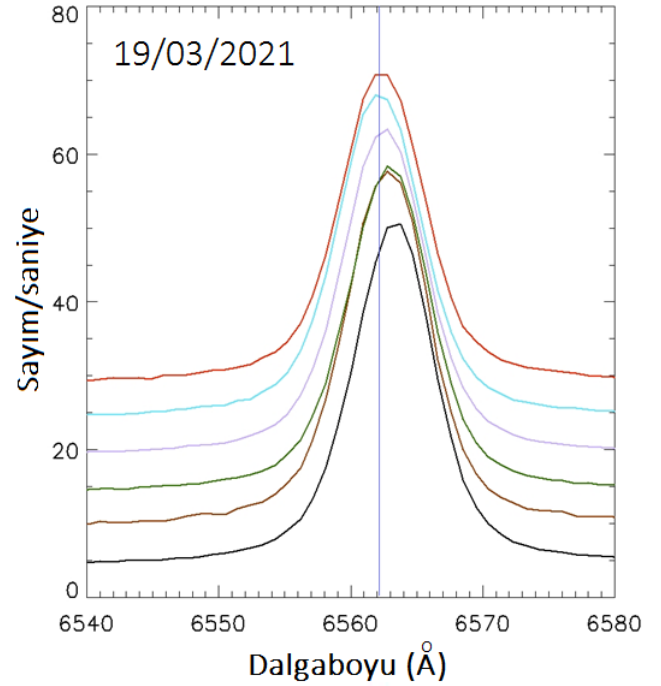
Şekil 6. 2 nolu yıldızın bütünleşik tayflarının kırmızı sürekliliği.

3 Sonuç

SRGA J021303.5+604536 koordinatında 50'' çaplı alanda yer alan 14 kaynak arasından 2 nolu kaynağın aranan X-ışın kaynağı olduğu bulunmuştur. Bu 2 nolu kaynağın koordinatı $\alpha=02^{\text{h}}13^{\text{m}}04^{\text{s}}.7$, $\delta=+60^{\circ}45'43''.5$ olup ART-CX merkezinden 11'' uzakta yer almaktadır. Araştırmanın ilk basamağı böylelikle tamamlanmıştır. Araştırmanın ikinci adımı, bilinmeyen bu kaynağın tanımlanması Sonuçlar ile birlikte Tartışma bölümünde verilmiştir.

3.1 Tayf

2 nolu yıldızın salma tayflarına sahip olduğu görülmüştür. Tayflarda $H\alpha$ şiddetli olmak üzere (akısı 232.02×10^{-15} erg $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, Sinyal/Gürültü Oranı-SNR 75) Hidrojen Balmer çizgileri ($H\beta$ -akısı 11.04×10^{-15} erg $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$; SNR 5 ve $H\gamma$ zayıf), O I (8446 Å, akısı 141.05×10^{-15} erg $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$, SNR 24) ve Ca II üçlüsü (8500, 8544 ve 8664 Å) yer almaktadır. Grism 7, 8 ve 17 tayfları birleştirildiğinde, 4220-10250 Å aralığında (6030 Å boyunca) süreklilik kırmızıya doğru yükselmektedir (bkz. Şekil 6). Şiddetli $H\alpha$ çizgilerinde kayma olup olmadığına bakmak için 19/03/2021 tarihinde grism 8 (Şekil 4, üstten üçüncü panel) ile 300 s poz verilerek 6 adet tayf alınmıştır. Bu tayflardaki $H\alpha$ çizgi profillerinin, laboratuvar dalgaboyuna karşılık gelen çizgi (mavi düz) etrafındaki konumları Şekil 7'de verilmiştir. Şekle bakıldığında, 6 tayfın 300 s pozlarla alınması süresince $H\alpha$ 'da 1 Å kadar küçük de olsa kırmızıya kaymanın olduğunu söyleyebiliriz. Bu değer 44 km/s'lik bir hıza karşılık gelmektedir. Benzer şekilde, 20/03/2021 tarihinde grism 7 (Şekil 4, üstten ikinci panel) ile 100 s pozlarda 48 adet tayf da alınmıştır. Söz konusu tayflardaki $H\alpha$ çizgi profillerinin, laboratuvar dalgaboyuna karşılık gelen çizgi (kırmızı kesikli) etrafındaki konumları hepsi bir arada olacak şekilde Şekil 8'in sol kısmında ve ayrıntılı görmek için de gruplandırılarak, iki set



Şekil 7. 2 nolu yıldızın grism 8 tayflarındaki $H\alpha$ çizgilerinin kırmızıya kayması.

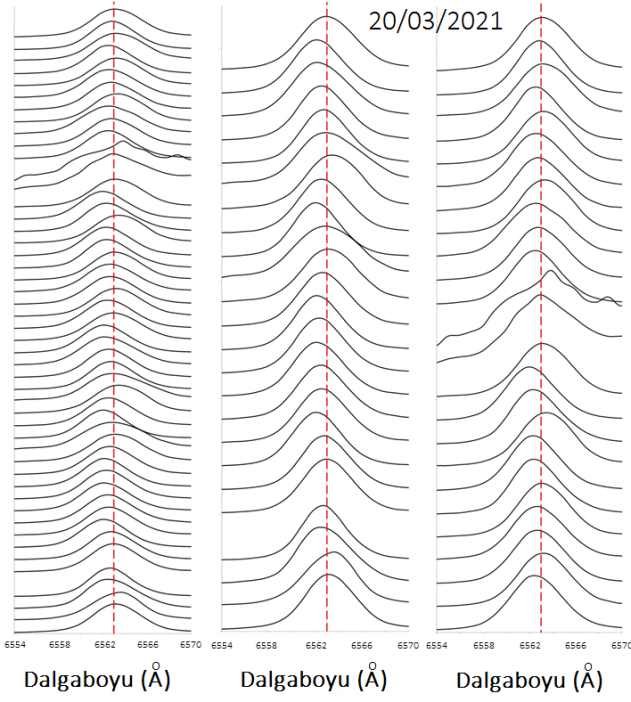
halinde, Şekil 8'in sağ kısmında verilmiştir. Şekle bakıldığında, 48 tayfın 100 s pozlarla alınması süresince $H\alpha$ 'da az da olsa kırmızı ve mavi yönüne doğru bir kaymanın olduğunu belirtebiliriz. Bununla birlikte, yıldızdaki madde hareketliliğine ilişkin bu aşamada bir çıkarım edinilememiştir.

3.2 Fotometri

2 nolu kaynağın TESS normalize edilmiş ışık eğrilerinden Lomb-Scargle periodogramı (Lomb 1976, Scargle 1982, VanderPlas 2018) kullanılarak analizinden çıkan iki adet periyodu sırasıyla 16.37 gün ve 14.18 saattir (bakınız Şekil 9). Kısa periyodun genliği 0.001 kadir kadardır. Uzun olan periyot TESS'in orbital periyodu olan 13.7 gün'den etkilenmektedir. Sistemin periyotlarını bulmak ve izlemek için ADYU60'dan 17 gece gözlem verisi alınmıştır. ADYU60'dan alınan verilerin analizi yapılmıştır. ADYU60 ışık eğrisi yaklaşık 2 hafta gibi uzun dönemli değişimler göstermiş olup yaklaşık 16 günlük bir salınım vermiştir. TESS değerleri, sistemin parlaklığında mili kadir mertebesindeki değişim olduğundan dikkatli analizleri gerektirmektedir.

4 Tartışma

2 nolu kaynak uzun dalgaboylarında sürekliliğin yüksek olması (bkz. Şekil 4, üst panel ve üstten ikinci panel; Şekil 6) ile tayfları sıcak dev yıldızlarinkine benzemektedir. Kısa dalga boylarından uzuna doğru kaynağın çeşitli süzgeçlerdeki kadir parlaklıkları: 11.8(V), 11.2(G, Gaia-Avrupa Uzay Ajansı'nın uydu teleskopu), 8.9(J), 8.3(H) ve 7.9(K) olup kırmızıda parlaktır (Gaia DR2'de kaynağın etkin sıcaklığı 4053 K verilmiştir). Salma çizgileri ile birlikte CV olmasını da gözönüne alırsak kaynağın ikincil soğuk bileşeni kırmızı bir devdir (Gaia DR2 verileri temelinde kaynak K5 türünde kırmızı bir dev yıldız olduğu yönündedir).



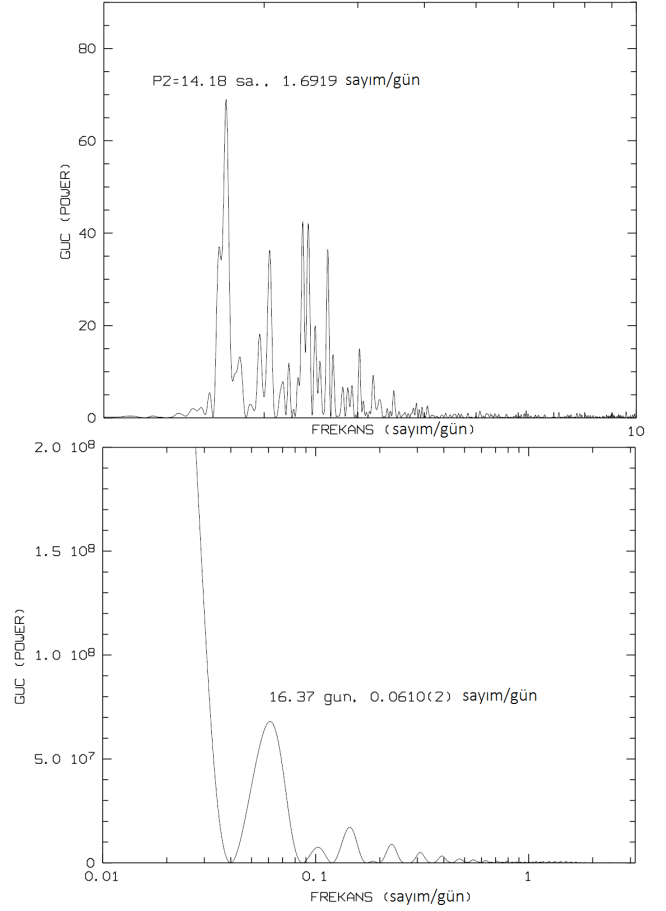
Şekil 8. 2 nolu yıldızın grism 7 tayflarındaki H α çizgilerinin her iki yöndeki kayması.

Sistem çok parlak (Gaia DR3'de verilen 0,000382'' paralaksına göre mutlak parlaklık yaklaşık -9 kadir) olduğu halde kaynak; (1) kırmızı tayf vermesine rağmen bazı bölgelerde süreklilik düzdür (bkz. Şekil 4, üstten üçüncü ve alt panel), (2) Ca II çizgilerini göstermiştir (bkz. Şekil 4, üst ve alt panel; Şekil 10), (3) genel olarak salma çizgileri baskın değil ve tayflar sakin görüntü vermemektedir. Dolayısıyla bu kaynak CV ancak cüce nova değildir.

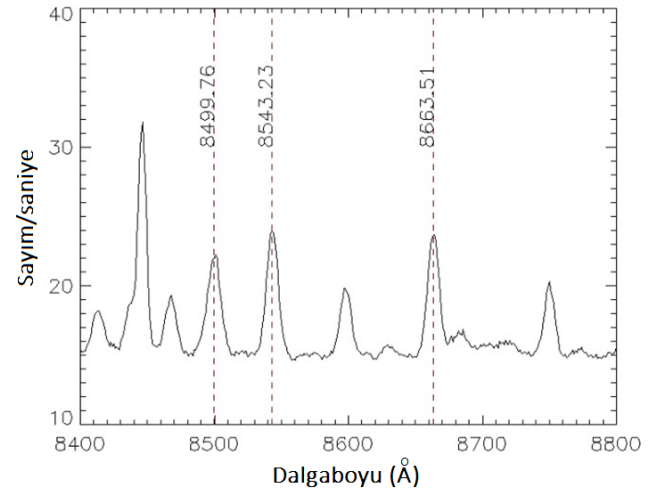
Simbiyotik çift sistemlerin doğası spektrumlarından bellidir, biri sıcak diğeri soğuk olan iki yıldızın tayfının bir bileşimidir (Mikolajewska ve diğ. 2003) ki 2 nolu kaynak bu durumu göstermiştir. Buraya kadar yapılan tartışma ile araştırmanın son aşamasına ulaşılmıştır; 2 nolu X-ışın kaynağı bir simbiyotik yıldızdır.

Simbiyotiklerde soğuk bileşenin soğurma spektrumu uzun dalga boylarında sıcak bileşenin özellikle toplanma diskinin tayfı da kısa dalga boylarında yığılma diskinden gelen yüksek uyarmalı (yani kırmızı dev rüzgarının oluşturduğu bulutsuyu beyaz cüce ışımalarının kısmen iyonize ettiği) salma çizgileri ile birlikte görülebilir (Mikolajewska ve diğ. 2003). 2 nolu adayın tayflarında salma çizgileri var ancak kırmızıya doğru bölgede (4750-6200 Å) TiO soğurma bandları görülmemiştir. Bizim kaynağımızda olduğu gibi, yığılma diski aktivitesine bağlı olarak, disk ve nebula salmaların daha baskın olması nedeniyle beyaz cüce içeren simbiyotik çift yıldızlarda soğurmalar çıkmayabiliyor. Özellikle de sistemde yığılma oranı artarsa bu çizgiler yine görülmeyebiliyor. 2 nolu adayı bu durumda aktivite gösteren simbiyotik bir yıldız olarak tanımlayabiliriz. Böyle sistemlerin aktif durumları uzun da sürmektedir.

Sıcak bileşenin parlaklıkları yalnızca 1-10 L $_{\odot}$ kadar düşük olan az sayıda simbiyotik vardır. Bu küçük miktarlar, enerjilerinin tek kaynağının yığılma olduğunu göstermektedir (Skopal 2005). Gaia DR2'de kaynağın ışımaya gücü 20 L $_{\odot}$



Şekil 9. 2 nolu yıldızın TESS fotometrik gözlemlerinden 14.18 saat ve 16.37 gün olarak elde edilen dönem analizlerinin güç tayfı.



Şekil 10. 2 nolu kaynağın tayftaki Ca II salma çizgilerini içeren ayrıntılı kısmı.

verilmiştir ki yukarıdaki değerden oldukça büyüktür. Bu durumda 2 nolu aktif simbiyotik yıldızda yığılma dışında ikincil dev yıldızın ve rüzgarının katkısı bulunmaktadır.

Simbiyotik yıldızlar 200-1000 gün gibi geniş bir aralıkta uzun yörünge periyotlarına sahiptirler (Kenyon 1988). Belki bu yüzden çoğu simbiyotik, CV'lerin ve X-ışın çiftlerinin uzun dönemli akrabalarıdır. Örneğin, çok yavaş novalar simbiyotik yıldızların ilginç bir alt grubudur (Mikolajewska & Kenyon 1996 ve Mikolajewska 2007). Bununla birlikte, bu araştırmada ortaya çıkan aykırı bir durum şu olmuştur; sistemin, fotometrik olarak bulunan, yörünge dönemi yaklaşık 16 gün kabul edilirse, 2 nolu kaynak simbiyotiklerin olması gereken periyot aralığının çok altında kalmakta (hızlı dolanan) ancak CV'lere göre ise yavaş dolanan bir sistemdir.

Bu X-ışın kaynağının araştırılmasında bulunan sonuçları 3 maddede şöyle özetleyebiliriz.

- Simbiyotik çift yıldız, büyük olasılıkla yığılmalı (disk baskın) beyaz cüce içeren aktif bir sistemdir.
- Sistemin yörünge periyodu yaklaşık 16 gün bulunmuştur. Ancak bunun kesinleştirilmesi gerekecektir.
- Bu kaynak bir keşiftir.

Bu araştırma, alınan tayfların yaklaşık %40'ının değerlendirilmesi sonuçlarına dayanmaktadır. Tüm veriler kullanıldığında X-ışın kaynağı simbiyotik yıldızın ayrıntılı (sistem mesela simbiyotik nova mı? veya beyaz cüce içeren başka türlü bir çift yıldız mı?) bilgisi alınabilecektir. 1.5 yıl boyunca beş çeşit süzgeç ile birlikte literatürden bulunabilecek daha uzun yıllara uzanan fotometrik verilerin oluşturacağı ışık eğrisi simbiyotik yıldızın aktivite durumuna ve özellikle döneminin kesinleştirilmesine katkı verebilecektir.

Teşekkür

1805, 1824 ve 1927 numaralı SRG ART-XC projeleriyle RTT150'nin kullanımına destek verdiği için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne (TUG'a) ve ADYU60 teleskopu ile gözlem verisi sağladığı için de Adıyaman Üniversitesi'ne teşekkür ederiz. Bu çalışmada MAST (Mikulski Archive for Space Telescopes) web sitesinde yer alan TESS uydu arşiv verileri kullanılmıştır. Makaleyi iyi seviyeye yükselten önerilerinden dolayı TJAA hakemlerine ayrıca teşekkür ederiz. İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'nin (BAP) FBA-2020-36956 nolu projesi tarafından HHE'nun kongreye katılımı desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Allen, D. A., MNRAS **190** (1980) 75–86
 Balman, S., Advances in Space Research **66** (2020) 1097–1122
 Johnson, H.L., Morgan, W.W., ApJ **117** (1953) 313–352
 Kenyon, S., The Symbiotic Stars, Cambridge University Press (1986)
 Kenyon, S. J., Symbiotic Phenomenon, Proceedings of IAU Colloq. **103** (1988) 11–22
 Kenyon, S. J., Truran, J. W., ApJ **273** (1983) 280–288
 Kenyon, S. J., Mikolajewski, J., Mikolajewski, M., Polidan, R. S., Slovak, M., AJ **106** (1993) 1573–1598
 Khamitov I.M., Bikmaev I.F., Burenin R.A., Glushkov M.V., Melnikov S.S., Lyapin A.R., Astronomy Letters **46** (2020) 1–11
 Livio, M., IAU Colloq. **103** (1988) 149–160
 Lomb N.R., Ap&SS **39** (1976) 447–462
 Mikolajewska, J., Symbiotic stars Probins Stellar Evolution, Corradi, R.L.H., Mikolajewska, R., Mahoney, T.J. (eds.), ASP Conference Series **303** (2003)
 Mikolajewska, J., Baltic Astronomy **16** (2007) 1–9

- Mikolajewska, J., Kenyon, S.J., AJ **112** (1996) 1659–1669
 Munari, U., Whitelock, P. A., Gilmore, A. C., Blanco, C., Massone, G., Schmeer, P., AJ **104** (1992) 262–274
 Mürset, U., Nussbaumer, H., Schmid, H.M., Vogel, M., A&A **248** (1991) 458–474
 Percy, J. R., Understanding Variable Stars, Cambridge University Press, ISBN-10 0-511-28662-7 (2007)
 Scargle J.D., ApJ **263** (1982) 835–853
 Shore, S. N. ve diğ., A&A **527** (2011) A98
 Shore, S. N. ve diğ., A&A **540** (2012) A55
 Skopal, A., ASP Conference Series **330** (2005) 463–464
 Sokolosi, J.L., Bildsten, L., H., W.C.G., MNRAS **326** (2001) 553–577
 Sokolosi, J.L., Bildsten, L., ApJ **517** (1999) 919–924
 Tody D., Astronomical Data Analysis Software and Systems II (eds. R.J. Hanisch, R.J.V. Brissenden, & J. Barnes) in Astronomical Society of the Pacific Conference Series **52** (1993) 173–183
 van den Heuvel, E.P.J., Bhattacharya, D., Nomoto, K., Rappaport, S.A., A&A **262** (1992) 97–105
 Vander-Plas J.T., ApJS **236** (2018) 16–44
 Warner, B., Cataclysmic Variable Stars, Cambridge University Press, ISBN 0-521-41231-5 (1995)

Access:

M23-0339: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Seçilen Nötron Yıldızı Bileşenli X-ışın Çiftlerinin Korunumsuz Evrim Modelleri

Tuğçe İçli¹ *, Dolunay Koçak¹ , Kadri Yakut¹ 

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye

Accepted: December 19, 2022. Revised: December 17, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, geri-tür bir optik bileşen ve bir nötron yıldız barındıran küçük-kütleli bazı X-ışın çiftlerinin (NS-LMXB) korunumsuz evrim modelleri MESA evrim kodu kullanılarak elde edilmiştir. Çalışma kapsamında Her X-1 ve Sco X-1 gibi LMXB sistemleri seçilmiştir. Özellikle optik bileşenin neden olduğu aktivite kaynaklı kütle kaybı başta olmak üzere çift sistemlerin evriminde etkili olan kütle aktarım süreçleri, yıldız rüzgarları, dinamo, çekimsel ışıma, açısal momentum kayıp mekanizmaları gibi korunumsuz süreçlerin evrime etkisi araştırılmıştır. Her X-1 ve Sco X-1 çift sistemlerin elde edilen ilk modelleri H-R, M-R ve M-P diyagramları elde edilerek tartışılmıştır.

Abstract

This study uses the MESA evolution code to obtain non-conservative evolution models of some low-mass X-ray binaries (NS-LMXB) containing a late-type component and a neutron star. Within the context of the study, LMXB systems such as Her X-1 and Sco X-1 were selected. The effects of non-conservative processes such as mass transfer, stellar winds, dynamo, gravitational radiation, and angular momentum loss mechanisms, which are influential in the evolution of binary systems, especially the activity-induced mass loss caused by the optic component, on evolution, have been investigated. The first models of Her X-1 and Sco X-1 binary systems are discussed by obtaining H-R, M-R and M-P diagrams.

Anahtar Kelimeler: Binary stars – stellar evolution – X-ray binaries – neutron star – mass-loss

1 Giriş

Tek yıldızların evriminde önemli olan kütle, kimyasal yapı gibi parametrelere ek olarak çift sistemlerde yakınlık etkisi ve bu etkinin sonucu olarak birçok astrofiziksel süreç (dinamo, kütle atım ve kayıp oranları) çiftin evrimini önemli miktarda etkiler (Yakut & Eggleton 2005). Yakın çift sistem durumunda, evrim aşamasına göre bileşenler arasında kütle aktarımı meydana gelebilir. Bu süreçte, sistemden açısal momentum ve kütle kaybı da evrime etki eden faktörler olarak karşımıza çıkar. Yıldız yüzeyinin şekli, eşpotansiyel yüzeyinin şekli tarafından belirlenir (Postnov & Yungelson 2014).

H-R diyagramının farklı evrim aşamasındaki yıldızları farklı kayıp oranları ile kütle kaybeder. Ayrıca kütle kaybının ardındaki mekanizmada farklılık gösterir. Ön-tür radyatif dış katmana sahip yıldızlarda kuvvetli yıldız rüzgarları ile kütle kaybı etkilidir. Geri-tür yıldızlarda konvektif dış katmanın da rol oynadığı dinamo etkisi ile kütle kaybı gerçekleşir. Bu etki özellikle geri-tür yıldızların ışık değişiminde aktif lekeler (İçli ve diğ. 2013; Çokluk ve diğ. 2019; Ulaş ve diğ. 2012) ve leke modülasyonları (Koçak ve diğ. 2021) şeklinde belirgin olarak gözlenmiştir. Yıldızlarda meydana gelen büyük miktardaki kütle atımları ya çift sistemlerde evrimleşmiş büyük kütleli yıldızlardaki gibi ya da bir dış enerji kaynağından gerçekleşen ışıma sebebiyle oluşur (Brookshaw & Tavani 1993). Çift sistemin sahip olduğu bileşenlerin ikisi ya da biri tarafından gerçekleşen kütle kaybının etkisi kadar kütle kayıp oranının değişimi de çift yörüngesinin evriminde etkilidir. Buna ek olarak, kütle kayıp oranı zamanla

değişiklik gösterebilir (Yaşarsoy & Yakut 2013). Bazı X-ışın çiftlerinde meydana gelen olası ışıma etkileri-çekimsel dalga (GW) yayımı ya evrimleşmiş yıldızların atmosferik aktivitesiyle ya da süpernova patlamaları durumunda olduğu gibi kütlelin ani atımıyla devam edebilir (Brookshaw & Tavani 1993). Sıkışık cisim içeren bu tür çift sistemlerde bileşenler arasındaki dinamik evrimde sistemin yörünge açısal momentumu ve kütle kaybı önemli rol oynamaktadır (Paczynski & Ziółkowski 1967; Tutukov & Yungelson 1971; Refsdal ve diğ. 1974; Masevitch & Yungelson 1975; Popova ve diğ. 1978; De Greve & Vanbeveren 1980; Postnov & Yungelson 2014).

Bir çift sistemde bileşen yıldız Roche lobunu doldurmuşsa yörünge ayrıklığının ve kütlelin zamanla değişimi birbirine bağlı değişkenler haline gelir. Sistemden atılan kütle kesri 0 ise kütle aktarımı korunumlu olarak tanımlanırken bu koşulların en az birinin ihlali durumunda kütle aktarımı korunumsuz olarak adlandırılır (Postnov & Yungelson 2014). Korunumsuz kütle aktarımı, kütle kaybı, manyetize olmuş yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybı, yıldız aktivitesi, dönme, dinamo, çekimsel ışımayla açısal momentum kaybı gibi astrofiziksel süreçler korunumsuz yıldız evriminde etkilidir (Yakut & Eggleton 2005; İçli & Yakut 2016). X-ışın çift sistemleri bu temel astrofiziksel süreçlerin yanı sıra sıkışık cismin fiziği, kütle etkileşiminin evrim üzerindeki etkisi, yakınlık etkisi, açısal momentum kaybı hakkında bilgi sağlar.

X-ışın çiftleri için onaylanmış birçok modelde kütle aktarımı, Roche lobunu dolduran geri-tür ve küçük-kütleli bir bileşen yıldızdan dejenere olmuş bileşenine, etrafında bulunan bir yığılma diski aracılığı ile gerçekleşmektedir. Sistemden açısal momentum ya da kütle kaybı gerçekleşmediyse çiftin yörünge ayrıklığı artabilecektir. Yıldızın kritik Roche lobu yüzeyi

* icli.tugce@gmail.com

Çizelge 1. Seçilen nötron yıldızı bileşenli X-ışın çiftlerinin bazı temel parametreleri

Sistem	Tür	α	δ	$V(m)$	$P(gün)$
PSR J1023+0038	LMXB	10 23 48	+00 38 41	17.5	0.198
Sco X-1	LMXB	16 19 55	-15 38 25	11.1	0.787
Her X-1	LMXB	16 57 50	+35 20 32	13.6	1.7
SAX J2103.5+4545	HMXB	21 03 36	+45 45 05	14.2	12.6
V0332+52	HMXB	03 34 60	+53 10 23	15.4	34.67
XTE J1946+274	HMXB	19 45 39	+27 21 56	16.9	169.2
3A 0352+309	HMXB	03 55 23	+31 02 45	6.7	250.3
4U 1700+24	LMXB	17 06 35	+23 58 19	7.6	4391

ile ikinci yıldızın bağlantısı yörünge açısal momentum kaybı tarafından korunmaktadır (Taam & Wade 1985; İçli 2016). Açısal momentum kaybının özel durumları olarak GW yayımı ve kısa yörünge dönemli çiftler için geçerli olan manyetize olmuş bileşen yıldızın yıldız rüzgarı dikkate alınmaktadır (İçli 2016).

Çalışma kapsamında öncelikle çift yıldızların farklı kütle aralıklarında korunumlu ve korunumsuz evrim modellerinin oluşturulması ele alınmış ve nötron yıldızı bileşenli küçük-kütleli X-ışın çiftlerinin korunumsuz evrim modelleri MESA evrim kodu kullanılarak irdelenmiştir. Bölüm 2'de seçilen nötron yıldızı bileşenli küçük-kütleli X-ışın çiftlerine ilişkin bilgi verildikten sonra Bölüm 3'de elde edilen evrim modelleri sunulmuştur. Küçük-kütleli nötron yıldızı bileşenli X-ışın çiftleri; Her X-1 ve Sco X-1 sistemine ilişkin elde edilen ilk korunumsuz evrim modellerinin sonuçları Bölüm 4'de sunulmuş ve tartışılmıştır.

2 Nötron Yıldızı Bileşenli Küçük-Kütleli X-ışın Çiftleri

X-ışın çiftleri (XRB), sıkışık cismi kütle toplayan bir nötron yıldızı (NY) ya da kara delik (KD) olan ve bu sıkışık cisim ile birlikte ortak yörüngede hareket eden bir optik bileşen yıldız içerir. Optik bileşenin sahip olduğu kütleyle göre sistemin sınıflandırılması yapılır. Optik bileşen B-tayf türünden daha geri bir tayf türüne sahip ise sisteme küçük-kütleli X-ışın çift sistemi (LMXB) denir. Bileşen yıldız O/B tayf türüne sahip bir yıldız ise çift sisteme büyük kütleli X-ışın çift sistemi (HMXB) denir.

LMXB'lerde bileşen Roche lobunu doldurduğunda sıkışık cisim üzerine kütle aktarımı bir yığılma diski yoluyla gerçekleştirilir. Sahip oldukları bu yığılma diskleri ve/veya bileşen yıldızları yeterince parlak ısısal salma yayarlar (Wang & Wang 2014). Bir LMXB'nin evriminde kütle kaybının büyük bir miktarı bileşen tarafından gerçekleşmiştir (Kalomeni ve diğ. 2016; Podsiadlowski ve diğ. 2002). Bu tür sistemlerde yörünge açısal momentumun evriminden sorumlu iki baskın fiziksel mekanizma mevcuttur. Bunlardan birincisi, manyetize olmuş yıldız rüzgarları (MSW) ikincisi ise manyetik frenlemedir. Bu mekanizmaların nötron yıldızı bileşenli X-ışın çiftleri üzerindeki etkisi İçli (2016)'da detayları ile tartışılmıştır. Bu çalışmada, LMXB'lerin korunumsuz evriminde etkili olan bazı astrofiziksel süreçler (kütle kaybı, manyetik frenleme vb.) ele alınmıştır ve seçilen bazı nötron yıldızı bileşenli küçük-kütleli X-ışın çiftleri için (NS-LMXBs) korunumsuz evrim yaklaşımları/modelleri elde edilmiştir.

Yapılan korunumsuz evrim modellerinin amaçlarından biri ise bu astrofiziksel süreçlerin dikkate alındığı özellikle çift sistemlerde fiziksel ve yörünge parametrelerinin zamanla değişimine odaklı gözlemler ile uyumlu sonuçları aramasıdır. Bu kapsamda seçilen bazı nötron bileşenli X-ışın çift sistemlerin 2015-2020 yılları arasında TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)

yerleşkesinde bulunan 60 cm çapındaki (T60) robotik teleskop ve 1m çaplı T100 teleskobu kullanılarak elde edilen çok-renk (V, R, I) uzun ve kısa dönemli gözlemleri ve sistemlerin literatür ve *Survey* veri setleri (ASAS-SN, TESS, AAVSO, vb.) kullanılmıştır (İçli 2016). Gözlemsel olarak seçilen hedef sistemlere ilişkin bazı parametreler Çizelge 1'de özetlenmiştir. Bu çalışma ile farklı evrim kodlarının değiştirilerek testinin sağlanması, en uygun kod sonuçları ve elde edilen gözlem sonuçları arasındaki uyumluluğu aramak amaçlanmıştır. Bu çalışma kapsamında seçilen hedef NS-LMXB'lerden Her X-1 ve Sco X-1 sistemi ele alınmıştır.

2.1 Her X-1

1972 yılında keşfedilen Her X-1 (HZ Her, 2U 1705+34) sistemi A7 SG tayf türüne sahip bir optik bileşen ile örten bir küçük-kütleli X-ışın çift sistemidir (Middleditch & Nelson 1976; Scott ve diğ. 2000; İçli ve diğ. 2019). 1.7 gün yörünge dönemine sahip olan sistem 1.5 M_{\odot} kütleli bir nötron yıldızı ve 2.2 M_{\odot} kütleli optik bileşenden oluşmaktadır (Reynolds ve diğ. 1997; Leahy & Abdallah 2014; İçli ve diğ. 2019). Uzaklığı 6.6 kpc (Reynolds ve diğ. 1997) olan sistem farklı dalgaboylarında (optik, moröte, radyo ve X-ışını bölgesinde) gözlemlenmiştir (Shakura ve diğ. 1997; Cherepashchuk ve diğ. 1974; Şimon ve diğ. 2002; İcli & Yakut 2015; İçli ve diğ. 2019, 2020). X-ışını akısı, yığılma diskiyle ilgili olarak 35 günlük bir dönem değişimi sergiler (Scott ve diğ. 2000; Leahy & Abdallah 2014; Postnov ve diğ. 2013).

2.2 Sco X-1

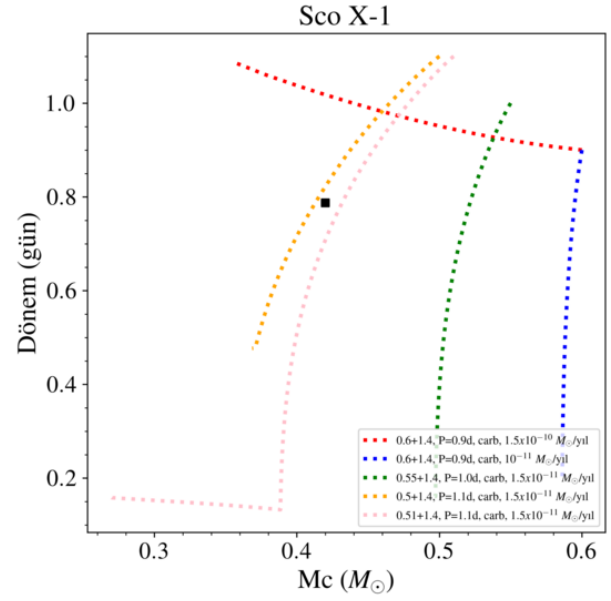
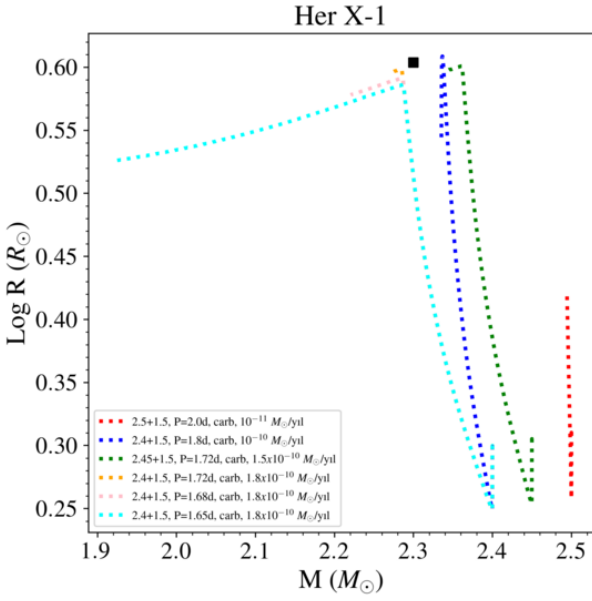
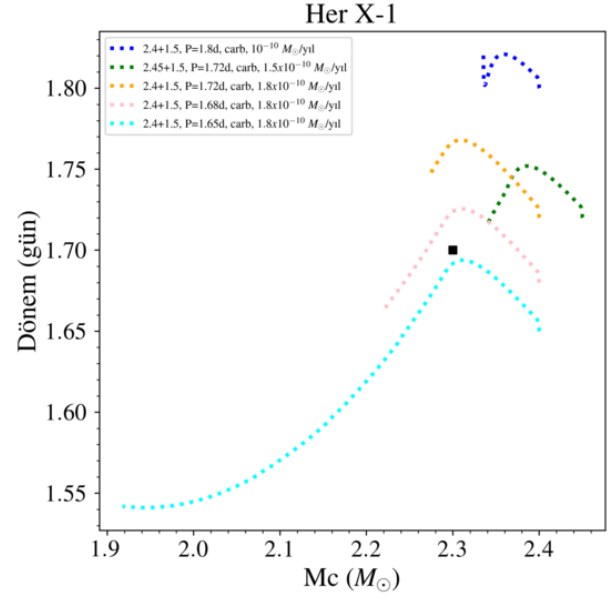
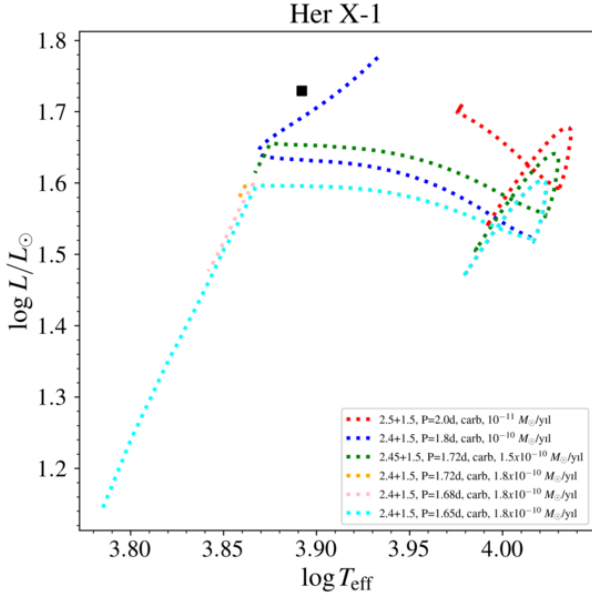
En parlak LMXB olarak bilinen Sco X-1, Giacconi ve diğ. (1962) tarafından keşfedilmiştir. Optik bileşeni V818 Sco'dur (Sandage ve diğ. 1966). Sistem 0.78 günlük bir yörünge dönemine sahiptir ve kütleli 1.4 M_{\odot} olan bir nötron yıldızından ve kütleli yaklaşık 0.42 M_{\odot} olan bir optik bileşenden oluşmaktadır (Steeeghs & Casares 2002). Optik gözlemlere dayanarak, tayf türünün G5'ten daha ön-tür olduğu düşünülmektedir. Sistemin uzaklığı 2.8 ± 0.3 kpc'dir (Bradshaw ve diğ. 1999) ve sistem parlaklık değişiminin arttığı yüksek durum ile azaldığı düşük durum özelliğini ışık değişiminde sergilemektedir (Bandyopadhyay ve diğ. 1999). Sistemin fotometrik değişimi İçli ve diğ. (2020) tarafından ele alınmıştır.

3 Korunumsuz Evrim Modelleri

Korunumsuz evrim modellerinin oluşturulması kapsamında hem geri-tür bir bileşenden gerçekleşen kütle kaybı mekanizmaları hem de böylesi sistemlerde kütle aktarımı etkisi modellerde dikkate alındı. Seçilen nötron bileşenli çift yıldızların evriminin nasıl gerçekleştiğini araştırarak bu tür sistemlerin ileride hangi sonuç parametreleri altında nasıl sistemler oluşturacakları konusunda tahminler oluşturulmaya çalışılmıştır.

Çift sistemin evrim modelleri yapılırken açık kaynak kod olan MESA (Modules for Experiments in Stellar Astrophysics) (Paxton ve diğ. 2011, 2018, 2019) evrim kodu kullanılmıştır. Bir nötron yıldızı bileşene sahip X-ışın çiftlerinin nasıl oluştuğu ve hangi aşamalardan geçerek mevcut gözlenen duruma geldiklerinin irdelenmesi aşamasında modellerde küçük-kütleli optik bileşene sahip örnekler olan Her X-1 ve Sco X-1 sistemleri incelenmiştir.

MESA kodu ile korunumsuz koşullar altında yapılan evrim modellerinde çekimsel rüzgar ile kütle kaybı için Tout & Eggleton (1988) mekanizması, yıldız rüzgarı ile kaybedilen kütlelerin toplanması ve toplanma oranları



Şekil 1. Her X-1 sisteminin MESA evrim kodu ile elde edilmiş H-R (üst panel) ve M-R (alt panel) diyagramlarında farklı başlangıç koşullarına sahip korunumsuz evrim yaklaşımları. Siyah kare bileşen yıldızın gözlemsel konumunu temsil etmektedir.

Şekil 2. Her X-1 (üst panel) ve Sco X-1 (alt panel) sistemlerinin MESA evrim kodu ile elde edilmiş M-P diyagramında farklı başlangıç koşullarına sahip korunumsuz evrim yaklaşımları. Siyah kare bileşen yıldızın gözlemsel konumunu temsil etmektedir.

"Bondi-Hoyle-Lyttleton" mekanizması ile ele alınmıştır. Tüm test modellerinde sistemler için kütle aktarımı etkinlik parametrelerinin farklı değerlerdeki varsayımları uygulanmıştır. Kütle aktarımı hesabı için "Kolb" şablonu değerlendirilmiştir. Yörünge açısal momentum kaybı ise manyetik frenleme (Rappaport ve diğ. 1983; Van & Ivanova 2019; Soethe & Kepler 2021), çekimsel ışımaya ve kütle kaybı mekanizmaları ile ele alınmıştır. Bu çalışma kapsamında ise modellerde dönme ve konveksiyonu artırılmış bir manyetik frenleme mekanizması olan "CARB-MB" (Soethe & Kepler 2021) yaklaşımı uygulanmıştır.

Küçük-kütleli bileşene sahip hedef sistemler Her X-1 ve Sco X-1 sistemleri için farklı başlangıç parametrelerine sahip, kütle ve açısal momentum kaybı süreçlerinin test edildiği birçok evrim modeli oluşturulmuştur. Evrim modellerinde Güneş metal bolluğu ve $1.4 M_{\odot}$ 'lik nötron yıldızı varsayımı uygulanmıştır. Kütle kaybı sürecinin manyetik frenleme ve kütle kaybı parametresi ile sağlandığı korunumsuz evrim yaklaşımlarından elde edilen ilk sonuçlar Şekil 1 ve Şekil 2'de verilmiştir. H-R diyagramı, Kütle-Yarıçap (M-R) ve Kütle-Dönem (M-P) diyagramlarında temsil edilen farklı renkler ele alınan

korunumsuz model yaklaşımlarının farklı başlangıç koşullarına karşılık gelmektedir.

4 Sonuçlar ve Tartışmalar

Bu çalışmada, korunumsuz evrim yaklaşımlarında Her X-1 ve Sco X-1 sisteminde farklı manyetik frenleme mekanizmalarının ve sabit kütle kaybı parametresinin evrime etkisi araştırılmıştır. Elde edilen ilk sonuçlar Şekil 1 ve Şekil 2 ile verilen H-R, M-R ve M-P evrim diyagramlarında gösterilmiştir. Grafiklerde siyah kareler hedef sistemin optik bileşeninin gözlemsel konumunu temsil ederken, kesikli çizgi CARB-MB ve kütle kayıp parametresinin etkisiyle kütle kaybını göstermektedir. Her X-1 çift sisteminin evrim modelinde optik bileşenin başlangıç kütle aralığı 2.4-2.5 M_{\odot} arasında olup nötron yıldızının kütlesi 1.5 M_{\odot} 'dir. Başlangıç yörünge dönemi 1.65-2 gün aralığında seçilmiştir.

Model sonuçlarından açıkça görebiliriz ki, her iki sistemin de sahip olduğu bileşenin $10^8 - 10^9$ yıl zaman ölçeğinde beklenen kütle kaybı oranını yaşaması için daha büyük kütle kayıp oranı yaklaşımlarını dikkate almalıyız. Bu bağlamda modellerde düzenli kütle kaybı 1.8×10^{-10} ve $1.0 \times 10^{-11} M_{\odot}/\text{yıl}$ aralığında değişmektedir. Burada Şekil 1'deki model sonuçlarına bakıldığında açık mavi renk ile temsil edilen evrim modeli Her X-1 sisteminin mevcut gözlem koşullarına en yakın olanıdır. Bu modelde optik bileşen, gözlemsel koşullarına ulaşana kadar kütlesinin yaklaşık %1'ini kaybeder. Benzer şekilde Şekil 2'de M-P diyagramında Sco X-1 sisteminin model sonuçlarında, sistemin gözlemsel koşullarını belirli bir aralığa düşen model yaklaşımları ile sağladığı görülmüştür.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK (117F188-119F077) tarafından desteklenmektedir. T.İ. BİDEB 2211-C ve 2214-A burslarından dolayı ve 15AT60-776 ve 18AT60-1298 proje numaralı T60 teleskobunun kullanımındaki kısmi desteği için TÜBİTAK'a, bilimsel ziyareti süresince desteklerinden dolayı Max-Planck Astrofizik Enstitüsü'ne ve S. de Mink'e teşekkür eder.

Kaynaklar

- Bandyopadhyay R. M., Shahbaz T., Charles P. A., Naylor T., 1999, *MNRAS*, 306, 417
- Bradshaw C. F., Fomalont E. B., Geldzahler B. J., 1999, *ApJ*, 512, L121
- Brookshaw L., Tavani M., 1993, *ApJ*, 410, 719
- Cherepashchuk A. M., Kovalenko V. M., Kovalenko O. N., Mironov A. V., 1974, *Peremennye Zvezdy*, 19, 305, *ADS*
- De Greve J. P., Vanbeveren D., 1980, *Ap&SS*, 68, 433
- Giacconi R., Gursky H., Paolini F. R., Rossi B. B., 1962, *Phys. Rev. Lett.*, 9, 439
- İçli T., Yakut K., 2016, preprint, ([arXiv:1603.03905](https://arxiv.org/abs/1603.03905)), *ADS*
- İçli T., Koçak D., Boz G. Ç., Yakut K., 2013, *AJ*, 145, 127
- İçli T., Koçak D., Yakut K., 2019, *IAU Symposium*, 346, 239
- İçli T., Koçak D., Yakut K., 2020, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 50, 499
- İçli T., 2016, Master's thesis, University of Ege
- İçli T., Yakut K., 2015, in Ness J.-U., ed., *The Extremes of Black Hole Accretion*. p. 89
- Kalomeni B., Nelson L., Rappaport S., Molnar M., Quintin J., Yakut K., 2016, *ApJ*, 833, 83
- Koçak D., Yakut K., Southworth J., Eggleton P. P., İçli T., Tout C. A., Bloemen S., 2021, *ApJ*, 910, 111
- Leahy D. A., Abdallah M. H., 2014, *ApJ*, 793, 79

- Massevitch A., Yungelson L., 1975, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 46, 217, *ADS*
- Middleditch J., Nelson J., 1976, *ApJ*, 208, 567
- Paczyński B., Ziółkowski J., 1967, *Acta Astron.*, 17, 7, *ADS*
- Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F., 2011, *ApJS*, 192, 3
- Paxton B., ve diğ., 2018, *ApJS*, 234, 34
- Paxton B., ve diğ., 2019, *ApJS*, 243, 10
- Podsiadlowski P., Rappaport S., Pfahl E. D., 2002, *ApJ*, 565, 1107
- Popova E. I., Tutukov A. V., Yungelson L. R., 1978, *Nauchnye Informatsii*, 42, 45, *ADS*
- Postnov K. A., Yungelson L. R., 2014, *Living Reviews in Relativity*, 17, 3
- Postnov K., Shakura N., Staubert R., Kochetkova A., Klochkov D., Wilms J., 2013, *MNRAS*, 435, 1147
- Rappaport S., Verbunt F., Joss P. C., 1983, *ApJ*, 275, 713
- Refsdal S., Roth M. L., Weigert A., 1974, *A&A*, 36, 113, *ADS*
- Reynolds A. P., Quaintrell H., Still M. D., Roche P., Chakrabarty D., Levine S. E., 1997, *MNRAS*, 288, 43
- Sandage A., ve diğ., 1966, *ApJ*, 146, 316
- Scott D. M., Leahy D. A., Wilson R. B., 2000, *ApJ*, 539, 392
- Shakura N. I., Smirnov A. V., Ketsaris N. A., 1997, in Wickramasinghe D. T., Bicknell G. V., Ferrario L., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 121, IAU Colloq. 163: Accretion Phenomena and Related Outflows*. p. 379
- Soethe L. T. T., Kepler S. O., 2021, *MNRAS*, 506, 3266
- Steehgs D., Casares J., 2002, *ApJ*, 568, 273
- Taam R. E., Wade R. A., 1985, *ApJ*, 293, 504
- Tout C. A., Eggleton P. P., 1988, *MNRAS*, 231, 823
- Tutukov A. V., Yungelson L. R., 1971, *Nauchnye Informatsii*, 20, 86, *ADS*
- Ulaş B., Kalomeni B., Keskin V., Köse O., Yakut K., 2012, *New Astron.*, 17, 46
- Van K. X., Ivanova N., 2019, *ApJ*, 886, L31
- Wang X., Wang Z., 2014, *ApJ*, 788, 184
- Yaşarsoy B., Yakut K., 2013, *AJ*, 145, 9
- Yakut K., Eggleton P. P., 2005, *ApJ*, 629, 1055
- Çokluk K. A., Koçak D., İçli T., Karaköse S., Üstündağ S., Yakut K., 2019, *MNRAS*, 488, 4520
- Šimon V., Kroll P., Neugebauer P., Hudec R., 2002, *New Astron.*, 7, 349

Access:

M23-0361: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Etkileşen WN6 + O9 II/Ib türü Wolf-Rayet Çift Sistem CQ Cep

İbrahim Aköz^{1,2}  , Kadri Yakut¹ 

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye

² TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, Antalya, Türkiye

Accepted: January 19, 2023. Revised: December 14, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, Galaksimizde yer alan örten Wolf-Rayet çift yıldızlardan biri olan CQ Cep (WR155, HD 214419) çift sisteminin 2015-2020 yılları arasındaki fotometrik gözlemlerinin analizi yapılmıştır. Gözlemler Bessell *U*, *B*, *V*, *R* ve *I* bandlarında yapılmış ve elde edilen çok renk fotometrik veri setleri eş zamanlı olarak analiz yapılmıştır. Yapılan analizler sonucunda çift sistemin yörünge eğim açısını 65 derece, bileşen yıldızların kütle oranı (q) 1.15 ve bileşen yıldızların sıcaklık oranını (T_2/T_1) 0.83 olarak elde ettik.

Abstract

In this study, photometric observations of the CQ Cep (WR155, HD 214419) binary star, one of the eclipsing Wolf-Rayet binary systems in our galaxy, were analyzed between 2015 and 2020. Observations were made in the Bessell *U*, *B*, *V*, *R* and *I* bands, and the obtained multi-colour photometric data sets were analyzed simultaneously. As a result of the analysis, we obtained the orbital inclination angle of the binary system as 65 degrees, the mass ratio (q) of the component stars as 1.15 and the ratio of the temperatures of the component stars (T_2/T_1) as 0.83.

Anahtar Kelimeler: Binary stars – Wolf-Rayet – stellar evolution – CQ Cephei – WR 155

1 Giriş

Wolf-Rayet (WR) yıldızları başlangıç kütle aralığı 10-25 M_{\odot} olan O-B tayf türü yıldızların evrimleri ile oluşmaktadır. WR yıldızları yıldız evriminin son aşaması olan süpernova evresinin bir öncesi evrim basamağını oluşturmaktadır (Crowther 2007). 10 M_{\odot} kütleli bir yıldızın tüm evrimi yaklaşık olarak beş milyon yıl sürerken, bu sürenin yaklaşık olarak yüzde onluk kısmını WR türü yıldız olarak geçirdiği hesaplanmıştır (Meynet & Maeder 2005).

WR türü yıldızlar oldukça çeşitli tayfsal karakteristik özellikler sergilemektedirler. Genel olarak yıldızlardan tayf alındığında dar ve soğurma çizgili yapı göstermektedir. Ancak WR türü yıldızlar tayflarında güçlü, geniş salma çizgileri göstermektedir (Beals 1940). WR yıldızlarının hemen hemen tamamının yüzeyini saran hidrojen (H) zarfını atmış yıldızlar olup, genişlemiş atmosfer yapısına sahiptirler. Genişlemiş atmosfer yapısı ve güçlü yıldız rüzgarları nedeniyle bu tür yıldızlar güçlü geniş çizgili tayfsal yapı sergiler. WR yıldızları tayfsal olarak üç ana sınıfa ayrılmıştır. Sınıflama salma çizgisinin şiddetine ve genişliğine bakılarak yapılmıştır (Smith 1968). WR yıldızlarının tayfında en baskın çizgi helyum (He) çizgisidir. He çizgisine ek olarak görülen en baskın çizgi WR yıldızlarının tayfsal sınıflamasında kullanılır. Azot (N) çizgisi baskın olanlar WN sınıfı, karbon (C) çizgisi baskın olanlar WC ve son olarak oksijen (O) çizgisi baskın olanlar WO sınıfı olarak ayrılmıştır.

WR yıldızları oldukça büyük kütleli yıldızların evrimleri sonucu oluşmasından dolayı genellikle galaksilerde büyük kütleli yoğun bulutsuların olduğu yerlerde yıldız oluşum bölgelerinde bulunurlar. Oldukça yüksek rüzgar hızına sahip olan WR yıldızları buldukları galaksilerin yıldızlararası

ortamın metalce zenginleşmesine katkı sağlarlar. Ayrıca, şiddetli yıldız rüzgarlarıyla da buldukları galaksilerdeki yıldız oluşum merkezlerini tetikleyerek yeni yıldızların oluşumuna katkı sağlayabilir.

Bu çalışmada ele alınan WR155 sistemi WR türü bir sistem olup bir çift sistem olduğu ilk kez Mclaughlin & Hiltner (1941) tarafından belirlenmiştir. Hiltner (1944) tarafından WR 155 tayfsal çift sisteminin β -Lyrae türü ışık eğrisine sahip olduğu, dönemini 1.641272 gün olarak belirtilmiştir. WR 155 yıldızı Galaksimizde yer alan ve 1.64 günlük yörünge dönemine sahip en kısa dönemli örten WR türü çift sistemdir. Sistemin yörünge dönemleri daha önceki yıllarda yapılan çalışmalarda, sırasıyla, Hiltner (1944) tarafından 1.610 gün, Gaposchkin (1944) tarafından 1.641272 gün, Tchugainov (1960) tarafından 1.641246 gün, Demircan ve diğ. (1997) tarafından 1.6412299 gün olarak hesaplanmıştır. Sistemi oluşturan bileşenleri tayfsal sınıflaması Marchenko ve diğ. (1995a) tarafından WN6+O9 II-Ib olarak belirlenmiştir. Sistemin ışık eğrisi tipik degen ön-tür çift sistemlerin (Yaşarsoy & Yakut 2013, 2014) ışık eğrilerine benzerlik göstermektedir. Böylesi sistemlerin ışık eğrisi çözümü yapılırken degen veya yarı-ayrık konfigürasyonlar dikkatli bir şekilde denenmelidir. Daha önceki fotometrik gözlemlerden sistemin yörünge eğim açısı Drissen ve diğ. (1986) tarafından 70°, Demircan ve diğ. (1997) tarafından da 68° olarak elde edilmiştir.

2 Gözlemler ve İndirgeme

WR155 çift sistemi TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan teleskoplar kullanılarak Bessell *U*, *B*, *V*, *R* ve *I* (Bessell 1990) bandlarında çok renk fotometrik gözlemleri elde edilmiştir. 60-cm ayna çapına sahip robotik teleskop olan TUG T60 teleskobu ile 15BT60-811 nolu gözlem projesi ile 2015-2020 yılları arasında gözlemler alınmıştır. Aynı şekilde TUG'da

* akozz.ibrahim@gmail.com

Çizelge 1. Değişen yıldızın ve indirgeme sırasında kullanılan mukayese yıldızlarının ekvatorial koordinatları.

Nesne	Yıldız	RA	DEC
WR155	HD 214419	22 36 53.95	+56 54 20.98
C ₁		22 36 36.89	+56 52 53.02
C ₂		22 36 45.64	+56 53 03.83
C _{3*}		22 37 10.66	+56 57 40.43
C ₄		22 37 22.29	+56 57 45.49

yer alan 100-cm ayna çapına sahip TUG T100 teleskobu ile 18BT100-1337 nolu gözlem projesi ile 2018-2019 yılları arasında gözlemler yapılmıştır.

Gözlemler sırasında gecelik Bias, Dark ve Flat görüntüleri kalibrasyon için alınmıştır. T60 gözlemlerinde ise ortalama aylık kalibrasyon görüntüleri kullanılmıştır. Yapılan gözlemlerin indirgeme adımları sırasında IRAF/PHOT (National Optical Astronomy Observatories 1999) paket programları kullanılmıştır. CCD görüntülerinin ön indirgeme aşamasından sonra ışıkölçüm sırasında alanda bulunan mukayese ve denet yıldızlar kullanılarak fark fotometrisi yapılmıştır. Çizelge 1'de çalışmada kullanılan değişen ve mukayese yıldızların ekvatorial koordinat sistemindeki konumları verilmiştir. Çizimlerde C3 ile verilen yıldız mukayese yıldızı olarak alınmıştır.

Çalışmada T60 robotik teleskobu kullanılarak elde edilen çok renk ışık eğrileri Şekil 1 ve T100 teleskobu ile elde edilen ışık eğrileri Şekil 2'de gösterilmiştir. Elde ışık eğrileri tipik olarak değen bir ön tür çift sisteme benzemekte olup minimumlarda asimetri belirgindir. T100 gözlemleri sırasında kesintisiz gözlem yapılmıştır. Buna karşın T60 teleskobu ile elde edilen gözlemler ise ortalama gecelik üç nokta olacak şekilde uzun dönemli bir gözlem takibi yapılmıştır. Bu nedenle teleskopların hasasiyetine ek olarak T60 teleskobu daha saçılmalı olarak elde edilmiştir.

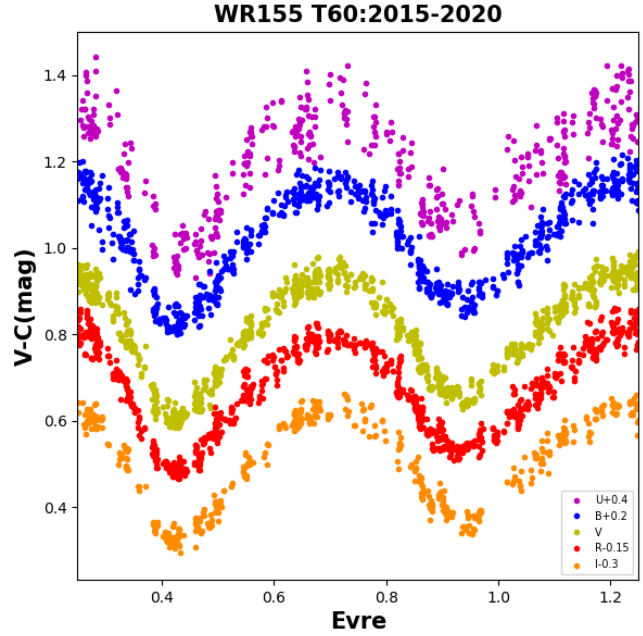
3 Işık Eğrisi Analizi

Bilinen ayrık veya değen türündeki çift yıldızların ışık eğrisinden farklı olarak WR türü örten sistemlerin ışık eğrisi analizinde bazı zorluklar vardır. En belirgin zorluk özellikle tutulmalar süresince görülen asimetri bozulmasının modellenmesidir. Elde edilen ışık eğrilerinin sentetik modelleri için Wilson-Devinney ve Phoebe kodları kullanılmıştır (Prša & Zwitter 2005; Wilson & Devinney 1971; Wilson 1979). Işık eğrisi analizleri sırasında, kenar kararım katsayıları (van Hamme 1993) ve albedolar (Ruciński 1969) ile verilen tablolardan alınmıştır.

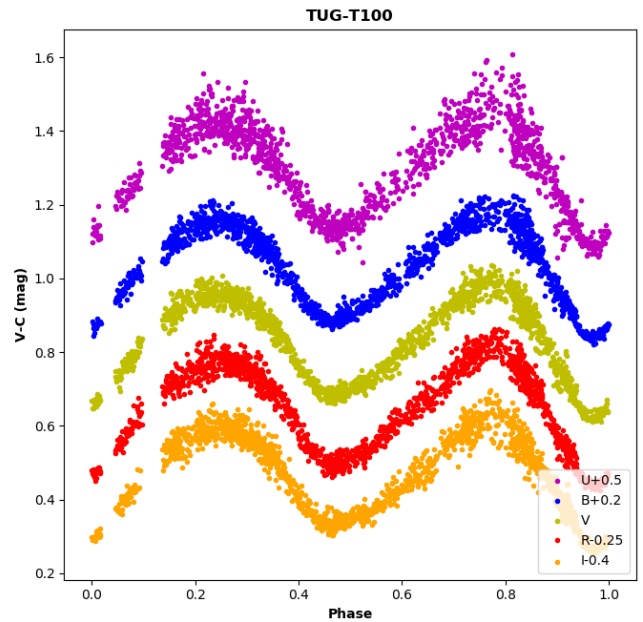
Sentetik modelleri oluştururken fotometrik veri setlerine ek olarak literatürde daha önce Leung ve diğ. (1983) ve Marchenko ve diğ. (1995b) tarafınan yayınlanan dikine hız eğrileride kullanılmıştır. Sistemin dikine hızı çift çizgili olup her bir bileşenin etkisi belirgin bir şekilde görülmektedir (Şekil 3). Çözümde dikine ve ışık eğrilerinin eşzamanlı çözümü yapılan iterasyonlar sonucunda elde edilmiştir.

4 Sonuçlar ve Tartışmalar

Büyük kütleli yıldızlar yüksek enerjili astrofiziksel süreçler geçirmesinden dolayı evrimlerinin incelenmesi oldukça önemlidir. WR yıldızları süpernova ve X-ışın çiftlerinin atası yıldızlar olduğu için bu kaynakların evrimsel süreçlerinin incelenmesinde önemli bir rol oynamaktadır. Bu kapsamda incelenmiş olan WR 155 çift sistemi Galaksimizdeki bilinen en kısa dönemli ve derin tutulma gösteren ışık değişimine sahiptir.

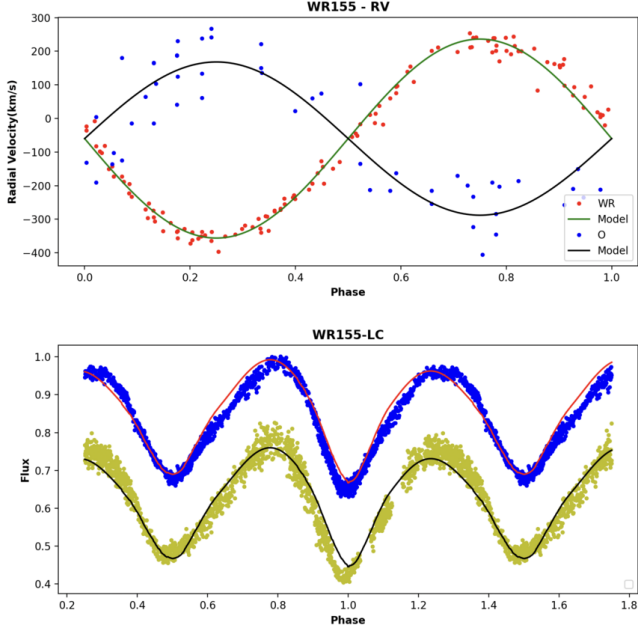


Şekil 1. WR 155 örten çift W-R sisteminin 2015-2020 yılları arasında T60 teleskobu ile Johnson UBVRi filtrelerinde elde edilen ışık değişimi.



Şekil 2. WR 155 örten çift W-R sisteminin 2018-2019 yılları arasında T100 teleskobu ile Johnson UBVRi filtrelerinde elde edilen ışık değişimi.

Sistemin çok renk ışık değişiminin elde edilmiş olması ve buna ek olarak çift çizgili dikine hız verilerinin bilinmesi her bir bileşenin ayrı ayrı kütle, yarıçap, sıcaklık, ışıma, çekim ivmesi ve uzaklık gibi parametrelerinin hassas bir şekilde belirlenmesine olanak sağlar. Sonraki çalışmamızda yeni elde edilen bu fiziksel ve bazı yörünge öğelerini kullanarak



Şekil 3. WR 155 örten çift W-R sisteminin ve dikine hız (üst panel) ışık eğrilerine (alt panel) ait sonuçlar.

sistemin oluşumdan evriminin son aşamasına kadar olan süreci modellemesini yapmayı planlamaktayız.

Bu çalışmada sistemin ışık ve dikine hız ortak çözümünden yörünge dönemini (P) 1.64124 gün, yörünge eğim açısını (i) 64.9 derece, kütle oranını (q) 1.15 ve sıcaklık oranını (T_2/T_1) 0.83 olarak elde ettik. Şekil 3'ün alt panelinde gösterilen ışık eğrisi bize ikinci minimumda gözle görülebilen bir asimetri olduğunu ortaya koymaktadır. Böylesi sistemlerin sentetik modellerini Phoebe gibi kodlar ile temsil edilmesi mümkün değildir. Bunun yerine çarpma bölgesi veya madde yığılması bölgesi olarak yorumlanacak bir sıcak leke modeli çözümü sağlayabilir. Sonraki dönemlerde sisteme ilişkin elde edilecek TESS veri setleri ile birlikte yapılacak ortak çözüm ile bu sistemin detaylı yörünge çözümü yapılması hedeflenmektedir.

Teşekkür

Bu çalışma Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK-117F188) tarafından desteklenmektedir. 18BT100-1337 ve 15BT60-811 projeleri ile T100 ve T60 teleskoplarının kullanımı süresince kısmi desteğinden dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne teşekkür ederiz. Öneri ve yorumları ile çalışmaya katkı sağlayan hakeme teşekkür ederiz.

Kaynaklar






- Beals C. S., 1940, J. R. Astron. Soc. Canada, 34, 169, [ADS](#)
 Bessell M. S., 1990, [PASP](#), 102, 1181
 Crowther P. A., 2007, [ARA&A](#), 45, 177
 Demircan O., Ak H., Özdemir S., Tanrıver M., Albayrak B., 1997, [Astronomische Nachrichten](#), 318, 267
 Drissen L., Moffat A. F. J., Bastien P., Lamontagne R., Tapia S., 1986, [ApJ](#), 306, 215
 Gaposchkin S., 1944, [ApJ](#), 100, 242
 Hiltner W. A., 1944, [ApJ](#), 99, 273
 Leung K. C., Moffat A. F. J., Seggewiss W., 1983, [ApJ](#), 265, 961

- Marchenko S. V., Moffat A. F. J., Eenens P. R. J., Hill G. M., Grandchamps A., 1995a, [ApJ](#), 450, 811
 Marchenko S. V., Moffat A. F. J., Eenens P. R. J., Hill G. M., Grandchamps A., 1995b, [ApJ](#), 450, 811
 McLaughlin D. B., Hiltner W. A., 1941, [PASP](#), 53, 328
 Meynet G., Maeder A., 2005, [A&A](#), 429, 581
 National Optical Astronomy Observatories 1999, IRAF: Image Reduction and Analysis Facility, Astrophysics Source Code Library, record ascl:9911.002 (ascl:9911.002)
 Prša A., Zwitter T., 2005, [ApJ](#), 628, 426
 Ruciński S. M., 1969, Acta Astron., 19, 245, [ADS](#)
 Smith L. F., 1968, [MNRAS](#), 138, 109
 Tchugainov P. F., 1960, Peremennye Zvezdy, 13, 148, [ADS](#)
 Van Hamme W., 1993, [AJ](#), 106, 2096
 Wilson R. E., 1979, [ApJ](#), 234, 1054
 Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, [ApJ](#), 166, 605
 Yaşarsoy B., Yakut K., 2013, [AJ](#), 145, 9
 Yaşarsoy B., Yakut K., 2014, [New Astron.](#), 31, 32

Access:

M23-0363: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Değen Çift Yıldızların Tek Yıldızla Dönüşmesi; Gözlemsel Paradoks

İbrahim Bulut²   Mümin Güneş¹ , Ahmet Bulut¹ , Osman Demircan² ,

¹ Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, 17100, Çanakkale

² Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi, Terzioğlu Kampüsü, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, 17100, Çanakkale

Accepted: December 12, 2022. Revised: December 5, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Tek yıldızlarda dönme hızının manyetik frenleme ile 200-300 km/sn değerlerinden 3-5 km/sn değerlerine kadar yavaşladığı 1960'lardan beri bilinmektedir. Bir yıldızın yakın çift yıldız bileşeni olması halinde karşı bileşene kütle çekimsel kilitleme nedeniyle yavaşlayamamakta ancak ilginç bir mekanizmayla yörünge küçülme, değen çift yıldızların tek yıldızlara dönüşmesi kaçınılmaz hale gelmektedir. Sonunda, yıldızların çekirdeklerinin çarpışması ve nova benzeri bir patlamanın oluşması beklenmektedir. Değen çift yıldızların istatistiği dikkate alındığında çok sayıda benzer patlamanın gözlenmesi gerekiyordu. Halbuki birkaç örnek gözlemlenmiş olup, birisi V1309 Sco'dur. Bu gözlemsel çift yıldız astronomisinde önemli bir paradokstur. Bu çalışmada V1309 Sco'nun gözlemsel ışık eğrisi analizlerinden, değen çift yıldızların tek yıldızla dönüşüm süreci gözlemsel ve kuramsal olarak yorumlanacaktır.

Abstract

It has been known since the 1960s that the rotational speed of single stars slows down from 200-300 km/sec to 3-5 km/sec by magnetic braking. If a star has a close binary component, it cannot slow down due to gravitational locking to the opposite component, but with an interesting mechanism the orbit shrinks, making it inevitable that the changing contact binaries will become single stars. Eventually, it is expected that the cores of the stars will collide and a nova-like explosion will occur. Considering the statistics of contact binaries, many similar explosions should have been observed. However, a few examples have been observed, one of which is V1309 Sco. This is an important paradox in observational double star astronomy. In this study, the transformation process of contact binary stars into single stars will be interpreted observationally and theoretically from the observational light curve analyzes of V1309 Sco.

Anahtar Kelimeler: Stellar mergers – V1309 Sco – LRN

1 Giriş

Çift yıldız evriminin en ilgi çekici olaylarından yıldız birleşmeleri oldukça uzun zamandır teorik olarak çalışılmaktadır. Değen sistemler ve ortak zarf evrimi bu tür olayların en olası kaynakları olarak görülmektedir. Tek yıldızların dönme hızlarını düşüren manyetik frenlemenin, gelgit etkisiyle yakın çift sistemleri değen sistemlere dönüştürmesinde ve bu sistemleri birleştirmesinde önemli rol oynadığı düşünülmektedir. Dinamo modelinin dolayısıyla manyetik frenlemenin çift sistemlerin evrimindeki önemi Eggleton ve Kiseleva-Eggleton (2002) tarafından tartışılmıştır. Değen çiftler oldukça sık gözlemlerine karşın yıldız birleşmelerine ilişkin gözlemsel veriler ancak yakın zamanlarda artmaya başlamıştır.

2 V1309 Sco ve Kırmızı Nova Olayı

V1309 Sco'nun nova benzeri parlama gösterdiği Nakano ve diğ. (2008) tarafından keşfedilmiş olup böylece sistem Nova Sco 2008 olarak adlandırılmıştır. Samanyolundaki konumunda ve parlaklıktaki hızlı artış nedeniyle olay nova olarak sınıflandırılmıştır. Daha sonra olayın V838 Mon tipi kırmızı nova salınımı olduğu, birkaç ay içinde parlaklığının yaklaşık 10 kadir arttığı, daha sonra 8 ayda da parlaklığı düşerek etkin sıcaklığı

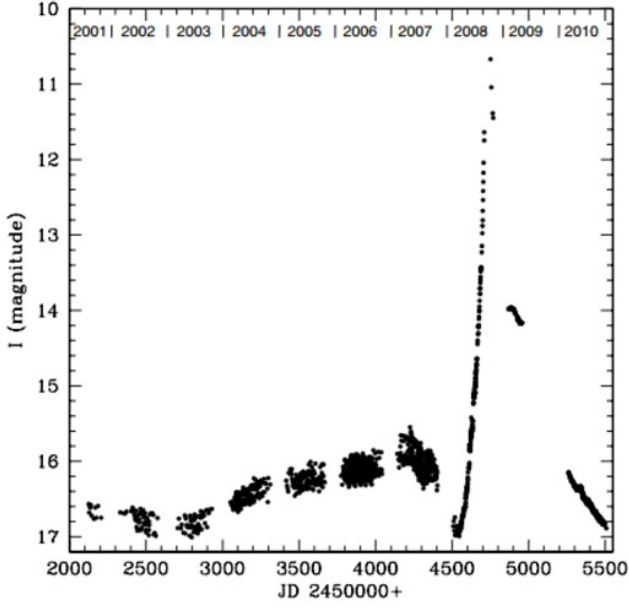
geç M tipi bir devin seviyesine indiği tespit edilmiştir (Mason ve diğ. 2010; Tylanda ve Soker 2006). Tayfsal veriler biriktikçe kalıntının hızlıca soğuduğu anlaşılmıştır (Mason ve diğ. 2010).

Nova Sco 2008, patlamadan önceki 8 yıl boyunca OGLE-III ve OGLE-IV projelerinde (Udalski 2003) izlenen alanın içinde yer almıştır. Ağustos 2001'den, cismin Eylül 2008'de bir nova olarak keşfine kadar Cousins fotometrik sisteminin I bandında yaklaşık 1340 gözlemi yapılmıştır (Şekil ??, Udalski ve diğ. 2008). Tylanda ve diğ. (2011) gözlemlerdeki büyük saçılmalardan (≈ 0.5 kadir) Nova Sco 2008'in parlama öncesinde kısa dönemli değen çift sistem olduğunu keşfetmişlerdir. Tüm gözlem verilerini kullanarak, 2002-2007 zaman aralığı için, V1309 Sco'nun birkaç ışık eğrisini oluşturmuşlar ve sistemin dönem değişimini aşağıdaki üstel formül ile temsil etmişlerdir:

$$P(t) = 1.4456 \times e^{\frac{15.29}{t-t_0}}. \quad (1)$$

Denklemden $t_0=2455233.5$, P gün biriminde, t Jülyen günüdür. Yörünge dönemi 1.44 günlük bir süre ile başlar ve patlama öncesi gözlemler sırasında %1.2 oranında azalır. Bu, yörünge küçüldüğü ve sonuçta bir birleşmeye yol açan kararsız bir evrim aşaması olarak yorumlanır (Şekil 2).

* ibulut@comu.edu.tr,



Şekil 1. V1309 Sco'nun birleşme öncesi 2001 ve 2010 arasında I filtresinde elde edilen ışık değişimi. 2007'ye kadar veriler OGLE projesinden, 2007 sonrası AAVSO tarafından elde edilmiştir.

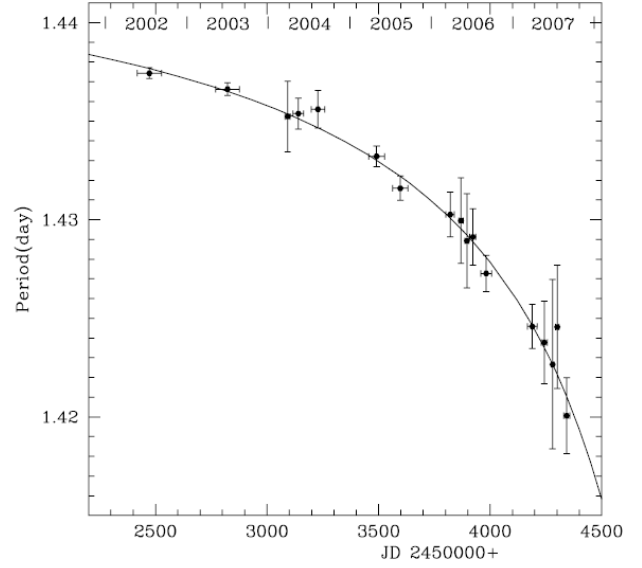
3 Işık Eğrisi Çözümleri

Birleşme olayının daha doğru anlaşılabilmesi için parlama öncesi ışık eğrilerinin ayrıntılı analizi edilmesi gerekir. Literatürde yalnızca 2002 ışık eğrisi [Zhu ve diğ. \(2016\)](#) tarafından çözülmüştür. Aynı makalede 2004 ışık eğrisinin çözülemediği belirtilerek, bu durum 2004 yılında ikili sistemin ortak konvektif zarfının kaybolduğu ve ikincil bileşenin birinci bileşenin zarfının içinde kaldığı şeklinde yorumlanmıştır. Bununla birlikte, [Tylenda ve diğ. \(2011\)](#) ışık eğrilerinin şeklini ve argümanları göz önüne alarak hareketlenmenin 2007'de meydana geldiğini ve ana patlamanın Mart 2008'de başladığını ifade etmektedir. [Pejcha ve diğ. \(2017\)](#) tarafından yapılan hidrodinamik simülasyonlarda, parlama öncesi sistemin L2 noktasından kaçan parçacıkların modellenmesi yapılmıştır. Sistemin çevresinde genişleyen sarmallar olarak yayılan kayıp kütlelerin etkisi, ışınım geçiş denklemi çözülerek hesaplanmış ve sistemin ışık eğrileri dolaylı şekilde modellenmeye çalışılmıştır. Hesaplamalarda mutlak parametreler [Stępień \(2011\)](#) nin çalışmasından alınmıştır. Sonuç olarak öncü çift sistemin fiziksel özellikleri, mutlak parametreleri ve bu parametrelerin evrimi hala bilinmemektedir.

Bu çalışmada, kırmızı nova patlaması öncesinde varlığı belirlenen ikili sistem V1309 Sco'nun tüm mevcut gözlem verilerini kullanarak, fiziksel özelliklerini elde etmek, mutlak boyutlarını tahmin etmek ve sistemin birleşmeye doğru evrimini daha iyi anlamak amaçlanmıştır. İki ayrı ışık eğrisi analiz programı kullanılarak OGLE-III ve OGLE-IV projelerinde elde edilen I filtresindeki veriler modellenmeye çalışılmıştır.

3.1 Phoebe Programı ile Çözümler

Analizlerde V1309 Sco'nun ışık eğrileri 2002 den 2007'ye kadar olan kısımda 2, 3, 4, 5, 6 ve 7 numaralı olarak isimlendirilmiştir. Phoebe programı [Prša ve Zwitter \(2005\)](#) tarafından geliştirilmiştir. Program [Wilson ve Devinney](#)

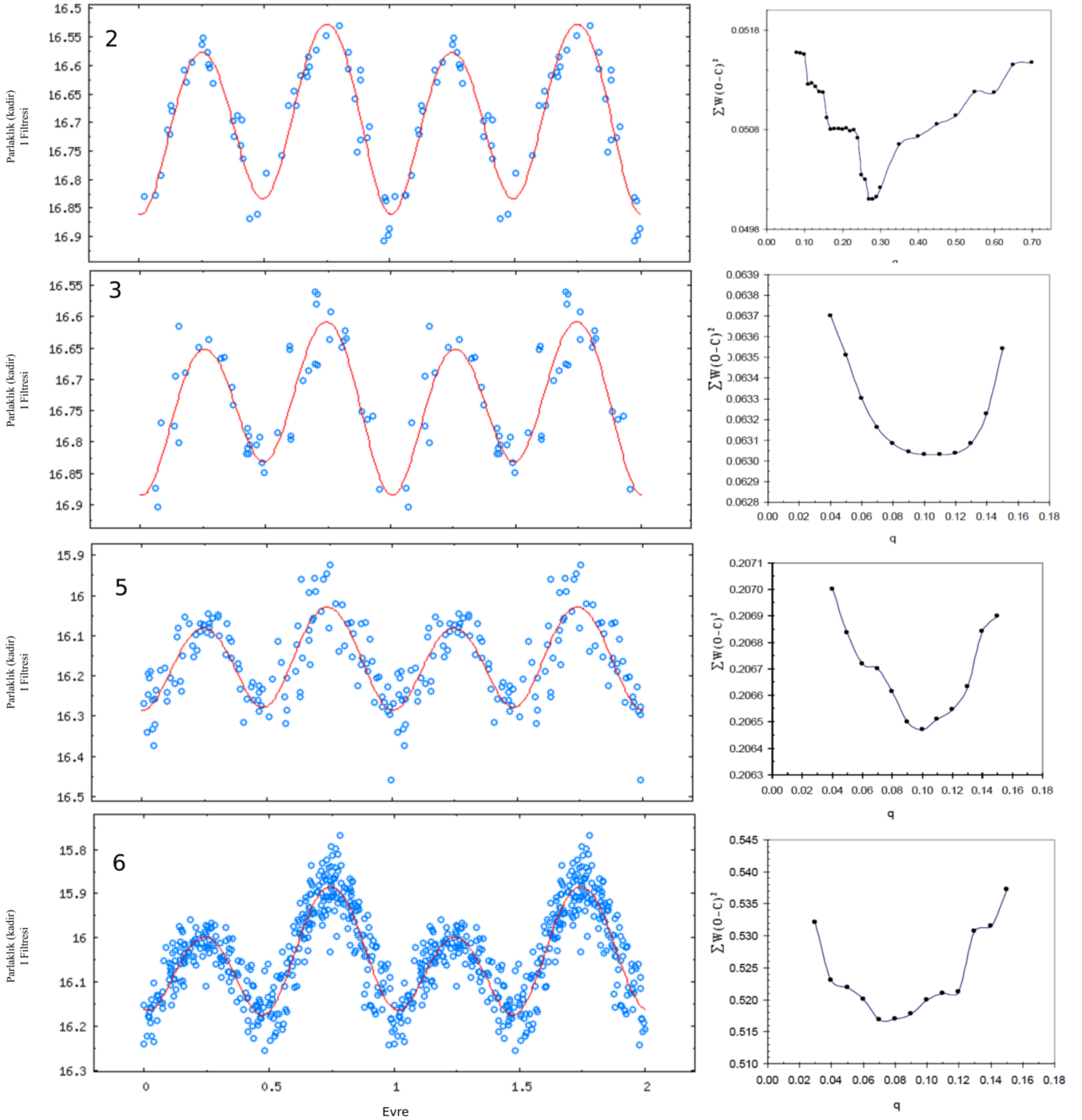


Şekil 2. V1309 Sco'nun atasının döneminin evrimi. Düz çizgi en küçük kareler fitini göstermektedir ([Tylenda ve diğ. \(2011\)](#)).

(1971)'in yöntemini kullanır. Phoebe çözümlerinde V1309 Sco'nun ışık eğrilerinden 2, 3, 5 ve 6 numaralı ışık eğrileri analiz edilerek sonuçlar sunulmuştur. 4 ve 7 numaralı ışık eğrilerinin özellikle maksimum ve minimumlarında gözlem noktalarının çok saçılmalı olması nedeniyle anlamlı bir sonuca ulaşılamamıştır. Birinci (sıcak) bileşenin sıcaklığı için [Tylenda ve diğ. \(2011\)](#) tarafından verilen $T_1=4500$ K değeri kullanılmıştır. Çözümlerde konvektif atmosfer kabulüyle çekim kararma katsayıları ($g_{1,2}=0.32$), yansıma katsayıları ise ($A_{1,2}=0.5$) alınmıştır. Kütle oranının en olası değerlerini belirlemek için her ışık eğrisinde q taraması yapılmıştır. Işık eğrilerine bakıldığında maksimumlarda seviye farkının olduğu görülmektedir. Buna O'Connell etkisinin yol açtığı düşünülerek lekeli çözümler yapılmıştır. Bu durum büyük bileşen üzerine yerleştirilen soğuk leke ile modellenmiştir. Şekil 3'te ışık eğrisi modellemeleri ve q taraması görülmektedir. Çizelge 1'de analiz sonuçları özetlenmiştir.

3.2 Nightfall Programı ile Çözümler

Nightfall programı [Wichmann \(2011\)](#) tarafından yazılmıştır. Program, örten çift yıldızların ışık ve dikine hız eğrilerinin analizini eş-zamanlı yapabilmektedir. Işık eğrisi çözümlerinde dikkate alınan tüm etkiler programda yer almaktadır. Kullanışlı grafik arayüze sahiptir bu özelliği çözüm sürecini hızlandırmaktadır. Çözümlerde programın en küçük leke sönümlenme değeri (T_f) 0.5 den 0.1 değerine düşürülmüştür. Nightfall çözümlerinde 2, 3, 4, 5, 6 ve 7 nolu ışık eğrileri (yani tüm ışık eğrileri) çözülmüştür. Sistemin 2006 yılında sıcaklığı [Tylenda ve diğ. \(2011\)](#) tarafından V-I renk ölçeği kullanılarak 4500 K olarak hesaplanmıştır. Parlama öncesi yıllara ait veri setlerinde parlaklık farkları göze çarpmaktadır. Bu nedenle farklı yıllara ait veri setleri farklı sıcaklıklar ile çözülmelidir. Örneğin, sistemin 2006 yılı ışık eğrisi referans alınarak, diğer yıllara ait ışık eğrilerine ilişkin etkin sıcaklıklar, Pogson formülü yardımıyla belirlenebilir. Bunun için sistemin iki farklı zamanına ait parlaklık farkı, akı oranına dönüştürülür.



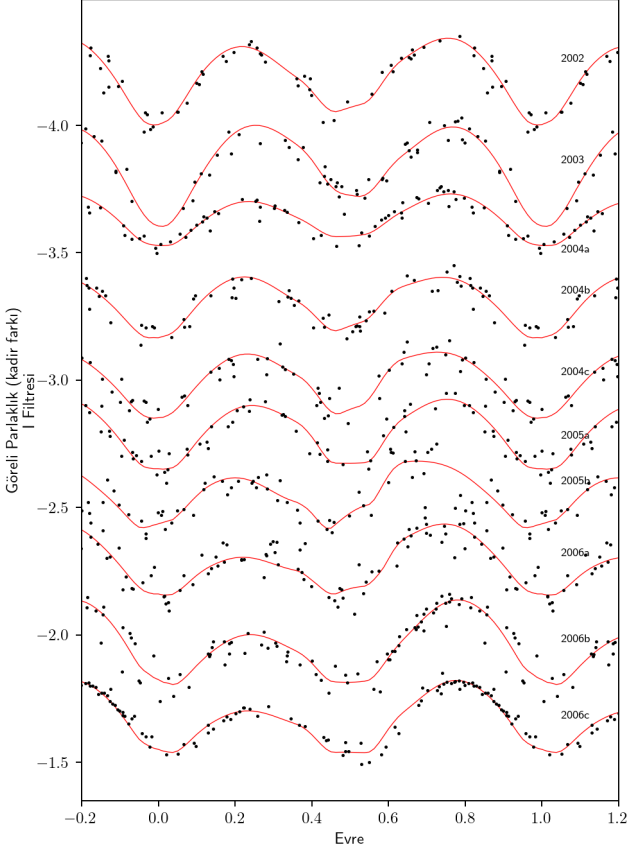
Şekil 3. V1309 Sco'nun 2, 3, 5 ve 6 numaralı ışık eğrisi ile kuramsal ışık eğrisi ve bu ışık eğrisi için yapılan q taraması.

Sistemin toplam akısı, bileşenlerin yarıçaplarına ve sıcaklıklarına bağlıdır. Bileşenlerin yarıçapları kesirsel olarak ifade edilir ve bileşenler arası uzaklık göz önünde bulundurulur. Bileşenler arası uzaklık, Kepler denklemi ile sistemin toplam kütleline ve yörünge dönemine bağlıdır. Birleşme öncesinde sistemin yörünge döneminin 7 yıl içinde sadece %1.2 azaldığı gözönünde bulundurularak sistemin toplam kütleline ve bileşenler arası uzaklığın önemli ölçüde değişmediği kabul edilebilir. Böylece farklı tarihlere ait sıcaklıkların hesabı için bileşenlerin farklı

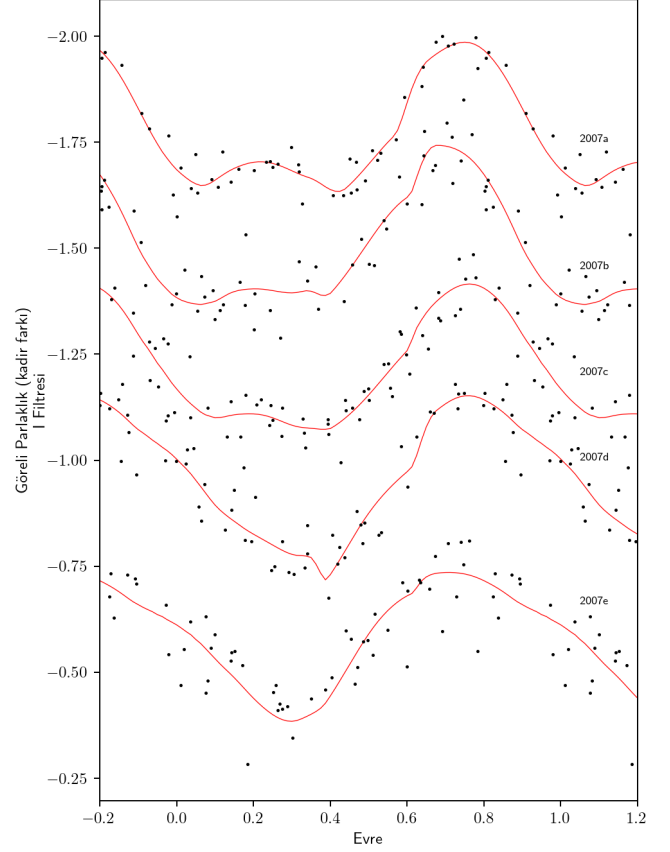
tarihleriyle ilgili kesirsel yarıçaplarına ilişkin tahminde bulunmak gerekir. Sistemin birleşmeye yakın olduğu yani her iki bileşenin de dış Roche şişimlerini doldurdıkları varsayılarak belli kütle oranı için bileşenlerin kesirsel yarıçapları tahmin edilebilir (Yakut ve Eggleton 2005). Örneğin:

$$q \approx 0.125 \Rightarrow r_{1,2006} \approx 0.6, \quad r_{2,2006} \approx 0.27$$

$$q \approx 0.1 \Rightarrow r_{1,2006} \approx 0.62, \quad r_{2,2006} \approx 0.25.$$



Şekil 4. V1309 Sco'nun 2002 ile 2006 yılları arasında I filtresi ile elde edilen ışık eğrilerinin Nightfall programı ile analizlerinden elde edilen kuramsal ışık eğrilerinin, gözlemler ile uyumu. Düşey ekseninde I filtresinde parlaklık farkı, yatay ekseninde evre yer almaktadır. Çözüm sonuçlarına göre sıfır evrede küçük kütleli bileşen öndedir.



Şekil 5. V1309 Sco'nun birleşme öncesi 2007 yılına ilişkin I filtresindeki ışık eğrilerinin Nightfall programı ile yapılan analizler sonucunda elde edilen kuramsal ışık eğrilerinin, gözlemler ile uyumu. Düşey ekseninde I filtresinde parlaklık farkı, yatay ekseninde evre yer almaktadır. Çözüm sonuçlarına göre sıfır evrede küçük kütleli bileşen öndedir.

Pogson formülü yardımıyla:

$$T_t = T_{2006} \sqrt[4]{\frac{(r_{1,2006} + r_{2,2006})^2}{(r_{1,t} + r_{2,t})^2 10^{\Delta m_1/2.5}}} \quad (2)$$

Bu denklemde Δm_1 iki zaman arasındaki I bandındaki kadir cinsinden parlaklık farkıdır. Kesirsel yarıçapların toplamının, farklı zamanlarda yakın olduğu düşünülebilir. Böylece 2006 yılı için 4500 K sıcaklığı referans alınarak sistemin etkin sıcaklığı farklı tarihler için hesaplanabilir. Örneğin çözümlerde 2002 ve 2003 yılları için 3800 K ve 2007 yılı için 4820 K değerleri kullanılmıştır.

4 Sonuçlar ve Yorumlar

Bu çalışmada iki farklı programla V1309 Sco'nun birleşme öncesi ışık eğrileri modellenmiştir. Nightfall çözümlerinde ışık eğrisinde değişimlerin hızlı olduğu 4 numaralı set 3 parçaya, 5 numaralı set 2 parçaya, 6 numaralı set 3 parçaya, 7 numaralı set ise 5 parçaya bölünmüştür. Şekil 4 ve 5'te elde edilen kuramsal eğrilerin gözlemsel veriler ile uyumu gösterilmektedir. Nightfall programının çözümleri Çizelge 2'de özetlenmiştir. Zamanla ışık eğrilerinin çift tepeli yapıdan tek tepeli duruma dönüşü izlenebilmektedir.

Çözümlerde göze çarpan noktalardan biri Nightfall çözümlerinde i açısı 70° civarında iken Phoebe çözümlerinde

i 'nin 40° civarında olmasıdır. Phoebe çözümlerinde zamanla bileşenlerin sıcaklıkları arasındaki fark giderek açılmaktadır. Phoebe sistemin çevresindeki kütle akışlarını yörünge eğimini daha küçük bulmasından dolayı bileşenler arasında sıcaklık farklarıyla modellemektedir.

Veri setlerinin çözümünde 4 ve 7 numaralı verilerin analizi biraz daha zor olmuştur. Bu veriler sadece Nightfall ile çözülebilmştir. 2004'de ısıl değişim 2007'de ise dinamik değişim göze çarpmaktadır.

Lekelerin davranışları her iki çözümde 2002-2006 yılına kadar benzerdir. Büyük kütleli bileşenin diğer bileşene bakmayan taraflarında büyük soğuk lekeler vardır. Nightfall programının çözümlerinde 2007'den sonra küçük kütleli bileşene büyük sıcak lekeler eklenerek modellemeler yapılmaktadır. Nightfall ve Phoebe modellerinde 0 evresinde küçük kütleli bileşen önde büyük kütleli bileşen arkadadır. Bu evrede derin minimumun ve 0.25 evresinde düşük maksimumun etkisi Pejcha ve diğ. (2017) nin çalışmalarında L2'den kütle kaybına bağlanmıştır. Işık eğrisi çözümlerimizdeki leke davranışını L2'den kütle kaybı ve sistemin etrafında akışların yönlendirdiği belirgindir.

Phoebe ve Nightfall çözümlerinde kütle oranının davranışı oldukça farklıdır. Phoebe çözümlerinde kütle oranı daha çabuk azalmaktadır. Nightfall çözümlerinde 2002-2006 arasında kütle

Çizelge 1. V1309 Sco'nun ışık eğrilerinin Phoebe programıyla elde edilen analiz sonuçları.

Parametre	2002	2003	2005	2006
T_0 (HJD)	2455233.5000	2455233.5000	2455233.5000	2455233.5000
P (gün)	1.4380214	1.4378635	1.4334310	1.4279810
i ($^{\circ}$)	42.3 \pm 1.9	39.1 \pm 2.7	38.0 \pm 2.2	37.8 \pm 0.6
T_1 (K)	4500	4500	4500	4500
T_2 (K)	5497 \pm 215	5846 \pm 380	7232 \pm 257	7395 \pm 114
$\Omega_1=\Omega_2$	2.197 \pm 0.063	1.869 \pm 0.036	1.850 \pm 0.043	1.788 \pm 0.014
q	0.275 \pm 0.037	0.114 \pm 0.020	0.098 \pm 0.012	0.072 \pm 0.004
$L_1/(L_1 + L_2)$	0.510 \pm 0.043	0.570 \pm 0.064	0.278 \pm 0.020	0.433 \pm 0.017
$L_2/(L_1 + L_2)$	0.490	0.430	0.722	0.567
r_1 (pole)	0.529 \pm 0.019	0.567 \pm 0.013	0.568 \pm 0.008	0.578 \pm 0.005
r_1 (side)	0.597 \pm 0.034	0.654 \pm 0.025	0.655 \pm 0.017	0.672 \pm 0.010
r_1 (back)	0.649 \pm 0.059	0.686 \pm 0.037	0.684 \pm 0.023	0.695 \pm 0.012
r_2 (pole)	0.310 \pm 0.060	0.246 \pm 0.091	0.235 \pm 0.057	0.209 \pm 0.031
r_2 (side)	0.338 \pm 0.089	0.267 \pm 0.129	0.253 \pm 0.079	0.224 \pm 0.042
r_2 (back)	-0.597	-1.000	-1.000	-0.453

1. Yıldızın 1. Lekesi				
Boylam (radyan)	1.31	1.56	1.57	1.57
Enlem (radyan)	4.81	4.70	4.71	4.71
r (radyan)	0.53	0.57	0.88	0.88
T_f	0.90	0.90	0.85	0.80

oranı 0.08 civarında iken 2007 den sonra hızla düşmektedir. Bu düşüş kütlelen ve kütle oranından ziyade sistemin ortak zarf evresine girdiğini gösterir. Çünkü sistemin döneminde düşüş bu düzeyde değildir. Bu aşamada büyük kütleli bileşen sistemdeki ışık davranışında çok baskın olmaktadır. Böylece ikili birleşme öncesi değme durumundan ortak zarf evresine geçmiş oluyor.

Şekil ??'den sistemin parlaklığının 2007'ye kadar devamlı arttığını görüyoruz. Bu artış, sistemin sıcaklığındaki bir artış ya da L2'den kaybedilen kütlelen çevredeki akıya katkısı olarak yorumlanabilir. Ayrıca sistemin etkin sıcaklığının da zamanla artıyor olması olasıdır. Çünkü küçük kütleli bileşenin, nükleer zaman ölçeğinde zarfının büyük kısmını, yoldaşına aktardığı varsayılırsa sıcak iç kısımları ortaya çıkabilir. Sistemin küçük kütle oranı ve diğer değen sistemlere kıyasla büyük yörünge dönemi uzun bir kütle aktarım sürecine işaret etmektedir.

Teşekkür

Bu makale Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Lisansüstü Eğitim Enstitüsü Fizik Anabilim Dalı doktora öğrencisi Mümin GÜNEŞ'in doktora tez çalışmasından üretilmiştir.

Kaynaklar

- Eggleton P. P., Kiseleva-Eggleton L., 2002: The Evolution of Cool Algols. *ApJ*. 461–473
- Mason E., Diaz M., Williams R. E., Preston G., Bensby T., 2010: The peculiar nova V1309 Scorpii/nova Scorpii 2008. A candidate twin of V838 Monocerotis. *A&A*. 516, id. A108, 10.
- Nakano S., Nishiyama K., Kabashima F., Sakurai Y., Jacques C., Pimentel E., Chekhovich D., Korotkiy S., Kryachko T., Samus N. N., 2008: V1309 Scorpii = Nova Scorpii 2008. *IAU Circ.* 8972
- Pejcha O., Metzger B. D., Tyles, J. G., Tomida K., 2017: Pre-explosion Spiral Mass Loss of a Binary Star Merger. *ApJ*. 850, 59
- Prša A., Zwitter T., 2005: A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. *ApJ*. 628, 426-438.
- Stępień K., 2011: Evolution of the progenitor binary of V1309 Scorpii before merger. *A&A*. A18

- Tylanda R., Soker N., 2006: Eruptions of the V838 Mon type: stellar merger versus nuclear outburst models. *A&A*. 451,223-226
- Tylanda R., Hajduk M., Kamiński T., Udalski A., Soszyński I., Szymański M. K., Kubiak M., Pietrzyński G., Poleski R., Wyrzykowski Ł., Ulaczyk K., 2011: V1309 Scorpii: merger of a contact binary. *A&A*. 528–538
- Mason E., Diaz M., Williams R. E., Preston G., Bensby T., 2003: The Optical Gravitational Lensing Experiment. *Real Time Data Analysis Systems in the OGLE-III Survey*. *AcA*. 53, 291-305,
- Udalski A., Szymanski M. K., Soszynski I., Poleski R., 2008: The Optical Gravitational Lensing Experiment. *Final Reductions of the OGLE-III Data*. *AcA*. 58, 69-87
- Wichmann R., 2011: Nightfall: Animated Views of Eclipsing Binary Stars, *Astrophysics Source Code Library*, record ascl:1106.016
- Prša A., Zwitter T., 1971: Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. *ApJ*. 166, 605-619.
- Yakut K., Eggleton P. P., 2005: Evolution of Close Binary Systems. *ApJ*. 629, 1055-1074.
- Zhu L., Zhao E., Zhou X., 2016: A low-mass-ratio and deep contact binary as the progenitor of the merger V1309 Sco. *MNRAS*. 16, 1-4.

Access:

M23-0345: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Çizelge 2. V1309 Sco'nun 2002 ile 2007 arası I filtresinde Nightfall programı ile ışık eğrisi analiz sonuçları.

Parametre	2002	2003	2004a	2004b	2004c	2005a	2005b	2006a	2006b	2006c	2007a	2007b	2007c	2007d	2007e
f	0.97	0.97	0.97	0.97	0.97	0.97	0.95	0.97	0.97	0.97	0.92	0.72	0.72	0.93	0.93
q	0.101	0.101	0.101	0.095	0.095	0.095	0.09	0.085	0.085	0.085	0.03	0.01	0.01	0.0076	0.005
i (°)	73.21	70.99	74.51	72.04	71.34	74.81	76.13	71.96	74.15	73.93	70.08	71.6	71.72	72.74	71.16
T_1 (K)	3800	3800	4200	4200	4200	4350	4350	4500	4500	4500	4820	4820	4820	4820	4820
T_2 (K)	3803	3837	3938	4191	4500	4464	4577	4645	4198	4338	5211	5098	4752	5472	4740
1. Yıldızın 1. Lekesi															
Boylam (°)	109.18	23.48	247.07	100.52	90.39	71.88	98.31	273.71	200.06	225.71	123.86	24	51.60	93.21	101.94
Enlem (°)	19.49	33.27	89.39	31.51	42.74	-26.64	14.32	21.86	25.67	21.70	19.40	67.33	56.32	31.61	42.18
r (°)	24.36	30.03	53.80	19.13	38.60	27.29	50.22	33.47	45.44	45.78	22.28	39.00	33.07	29.34	30.54
T_f	0.89	0.94	1.59	0.58	0.88	0.69	0.89	0.91	0.95	0.97	0.61	0.58	0.71	0.46	0.42
1. Yıldızın 2. Lekesi															
Boylam (°)	302.07	249.97	-	284.23	285.80	287.43	287.96	93.83	78.80	84.44	25.49	129.65	150.60	176.52	320.73
Enlem (°)	19.86	34.63	-	-25.42	-15.96	-45.14	-26.46	7.89	14.40	3.53	-48.71	15.48	18.61	8.86	12.20
r (°)	47.64	13.62	-	25.46	28.06	25.89	34.70	39.65	44.63	44.59	44.84	22.15	40.68	16.39	11.38
T_f	0.98	0.76	-	0.54	0.60	0.63	0.47	0.87	0.93	0.93	0.44	0.62	0.92	0.68	0.62
2. Yıldızın 1. Lekesi															
Boylam (°)	-	-	-	-	-	32.47	230.48	200.37	-	7.74	118.49	211.15	286.48	107.58	237.14
Enlem (°)	-	-	-	-	-	32.79	15.40	-54.32	-	-21.66	24.68	35.66	4.08	23.62	34.03
r (°)	-	-	-	-	-	25.01	42.13	44.61	-	13.77	42.99	38.78	39.76	38.89	30.47
T_f	-	-	-	-	-	1.31	1.04	1.60	-	1.81	0.74	1.55	1.66	1.57	1.26
2. Yıldızın 2. Lekesi															
Boylam (°)	-	-	-	-	-	-	-	-	-	210.85	238.61	232.68	140.96	231.91	275.66
Enlem (°)	-	-	-	-	-	-	-	-	-	39.37	25.77	-3.75	33.51	20.56	16.67
r (°)	-	-	-	-	-	-	-	-	-	29.54	38.98	43.45	39.48	40.39	36.68
T_f	-	-	-	-	-	-	-	-	-	1.12	1.28	1.63	0.73	1.60	1.68

Kataklismik Değişenlerin Gaia EDR3 Verilerinden Galaktik Model Parametreleri ve Uzak Yoğunluklarının Tayini

Remziye Canbay¹  , Selçuk Bilir² , Aykut Özdönmez³ , Tansel Ak² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzak Bilimler Programı, 34116, Beyazıt, İstanbul, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzak Bilimler Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul, Türkiye

³ Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzak Bilimler Bölümü, 25240, Erzurum, Türkiye

Accepted: November 13, 2022. Revised: November 11, 2022. Received: October 21, 2022.

Özet

Bu çalışmada, Güneş civarındaki kataklismik değişenlerin (KD) *Gaia* trigonometrik paralakslarındaki yanlışlıkları gideren [Bailer-Jones ve diğ. \(2021\)](#)'nin uzaklıkları kullanılarak Galaktik model parametreleri, ısıtma gücü fonksiyonları ve uzay dağılımları belirlenmiştir. G görünen parlaklıklarına getirilen sınırlamalar neticesinde sistemlerin tamlık uzaklıkları belirlenmiş ve 1,806 KD'den oluşan bir örneğe ulaşılmıştır. KD'lerin yoğunluk profilleri oluşturularak her bir KD profiline \exp ve sech^2 fonksiyonları fit edilmiş, uzay yoğunlukları ve yükseklik ölçekleri hesaplanmıştır. Çalışmada elde edilen uzay yoğunlukları [Pala ve diğ. \(2020\)](#)'nin gözlemsel sonuçları ile [Li ve diğ. \(1994\)](#)'nin manyetik frenleme modelini kullanan [Belloni ve diğ. \(2020\)](#)'nin çalışmalarındaki sonuçlarıyla uyumludur. KD'ler için hesaplanan ısıtma gücü fonksiyonunun 400 katının Güneş civarındaki beyaz cücelerin ısıtma gücü fonksiyonuyla uyumlu olduğu görülmüştür.

Abstract

The spatial distribution, Galactic model parameters and luminosity function of cataclysmic variables (CVs) are established using trigonometric parallaxes of *Gaia* EDR3 re-estimated by [Bailer-Jones ve diğ. \(2021\)](#). The data sample of 1,831 CVs in this study is claimed to be reliable as the distances are based on trigonometric parallaxes and the *Gaia* EDR3 photometric completeness limits were taken into account when the sample was created. Space densities and scale heights were calculated by fitting the \exp and sech^2 functions to the density profiles of CVs. The scale heights calculated for CVs increases towards shorter orbital periods. The space densities obtained in the study are in very good agreement with those observationally obtained by [Pala ve diğ. \(2020\)](#) and those predicted by the simulations of [Belloni ve diğ. \(2020\)](#), who used the reduced magnetic braking model of [Li ve diğ. \(1994\)](#). The comparisons of the luminosity function of white dwarfs with the luminosity function of all CVs in this study show that 400 times the luminosity function of CVs fits very well to the luminosity function of white dwarfs.

Anahtar Kelimeler: Kataklismik Değişenler – Güneş Civarı – Galaktik Model Parametreleri

1 Giriş

Baş bileşeni bir beyaz cüce ve yoldaş bileşeni geç tayf türünden bir ankol yıldızı olan kataklismik değişenler, Roche lobunu doldurmuş küçük kütleli ankol yıldızından baş bileşene doğru hareket eden madde baş yıldızın etrafında bir yığılma diski oluşturur. Akan maddenin diske çarptığı yerde parlak bir nokta oluşur. Manyetik KD'lerdeki beyaz cüceler, ikincil bileşenden madde aktarmak için disk yerine yığılma sütunlarına sahiptirler ([Warner 1995; Hellier 2001; Knigge 2011; Knigge ve diğ. 2011](#)).

KD'leri oluşturan iki bileşenin mutlak parlaklıklarının sönük olması sistemlerin Güneş'e olan uzaklıklarının belirlenmesine sınırlama getirmektedir. Bu da KD'lerin Güneş civarındaki uzay dağılımları ve yoğunluklarının belirlenmesine engel teşkil etmektedir. *Gaia* uydusunun, sönük yıldızları $G=22$ limit parlaklığına kadar fotometrik ve astrometrik olarak gözleyebilmesi, Güneş'ten 500 pc'lik uzaklığa kadar beyaz cüce ve geç tayf türündeki ankol yıldız uzaklıklarının ölçülmesine fırsat vermiştir. *Gaia* uydusu verilerindeki artış ve bu verilerin astronomlara açık olması KD'lerin uzay dağılımları, uzay yoğunlukları ve ısıtma gücü fonksiyonlarının tayin edilmesi için

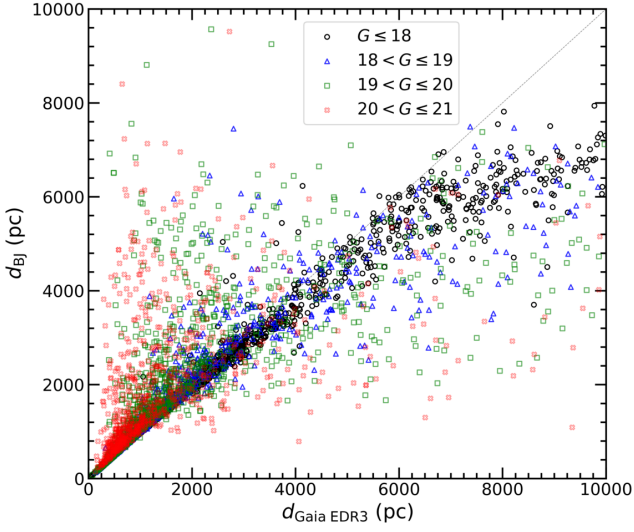
önemli bir fırsattır. Bu motivasyon KD'lerin uzay dağılımları ve Galaktik model parametrelerinin belirlenmesine ve buradan dinamik evrimlerinin anlaşılmasına yardımcı olacaktır.

2 Veri

Literatürde KD olarak sınıflanan sistemler [Ritter ve Kolb \(2003\)](#), [Downes ve diğ. \(2001\)](#) ve *VSX* (the international variable star index) üzerinden derlenmiştir. Aynı zamanda literatürde yazarlar tarafından yakın zamanda çalışılan sistemler de kataloğa eklenmiştir ([Szkody ve diğ. 2018; Bernardini ve diğ. 2019; Kato 2019; Yu ve diğ. 2019; Belloni ve diğ. 2020; Kato ve diğ. 2020; Schwöpe ve diğ. 2020](#)). Sistemlerin ekvatorial $(\alpha, \delta)_{J2000}$ ve Galaktik koordinatları (l, b) *SIMBAD*'tan alınmıştır. Katalogtaki KD'lerin *Gaia* parlaklıkları (G, G_{BP}, G_{RP}) ve trigonometrik paralaksları $(\bar{\omega})$ *Gaia* erken üçüncü veri sürümü (*Gaia* EDR3, [Gaia işbirliği 2021a](#)) kataloğundan alınmıştır. KD'lerin yörünge dönemleri için (P_{orb}) [Ritter ve Kolb \(2003\)](#) ve [Downes ve diğ. \(2001\)](#) katalogları referans alınmış, sistemlerin detaylı parametrelerine literatürdeki çalışmalardan ulaşılmıştır. Katalogda trigonometrik paralaksları bilinmeyen veya paralaks değerleri negatif olan sistemler istatistik dışı bırakılmış ve 4,993 KD'ye ulaşılmıştır.

Bir bileşeni beyaz cüce, diğer bileşeni Roche lobunu

* rmzycnby@gmail.com



Şekil 1. Dört farklı G görünen parlaklık aralığına ayrılan 4,993 KD'nin *Gaia* EDR3 (*Gaia işbirliği 2021a*) trigonometrik paralaks verilerinden hesaplanan uzaklıklarla *Bailer-Jones ve diğ. (2021)*'nin verdiği uzaklıkların karşılaştırması. Kesikli çizgi bire-bir çizgisini göstermektedir.

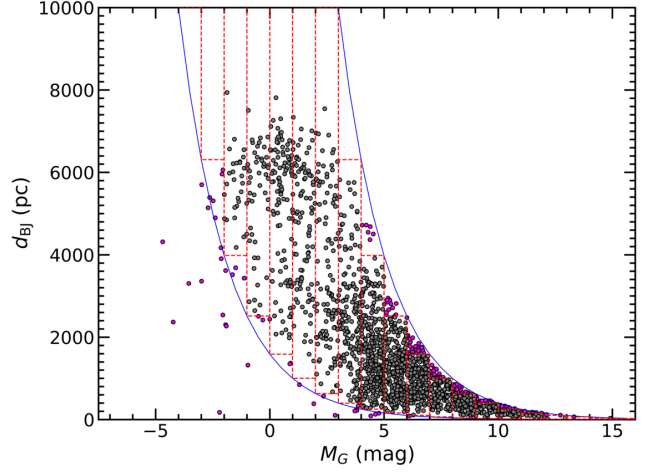
doldurmuş bir kırmızı cüce olan klasik KD'ler için yörünge dönemi alt limiti *McAllister ve diğ. (2019)* tarafından 0.0553 gün olarak hesaplanmıştır. Oluşturulan KD kataloğunda çift beyaz cüceleri istatistik dışı bırakabilmek için yörünge dönemi bilinen KD'ler $0.0553 < P_{\text{orb}} < 0.5$ gün aralığından seçilmiştir (*McAllister ve diğ. 2019; Hellier 2001*). KD'lerin uzaklıkları için *Gaia* EDR3 (*Gaia işbirliği 2021a*) kataloğunda verilen trigonometrik paralaks verileri yerine, *Gaia* trigonometrik paralaks ve hatalarını dikkate alan *Bailer-Jones ve diğ. (2021)*'nin Bayes istatistiğine dayanarak hesapladığı uzaklıklar kullanılmıştır. Katalogdaki KD'lerin *Gaia* EDR3 veri tabanındaki trigonometrik paralaks verilerinden hesaplanan uzaklıklarıyla *Bailer-Jones ve diğ. (2021)*'den alınan uzaklıklar dört farklı G görünen parlaklık aralığına göre incelenmiştir. Şekil 1'den de görüleceği gibi $G \leq 18$ kadir olan KD'lerin diğer üç sönük görünen parlaklık aralıklarındaki KD'lere göre daha uyumlu bir uzaklık dağılımı gösterdikleri tespit edilmiştir. Bu nedenle çalışmada daha duyarlı bir KD örneği üzerinde çalışabilmek için limit görünen parlaklık $G=18$ kadir seçilmiş ve böylece katalogdaki KD sayısı 1,849'a inmiştir.

Çalışmada KD'lerin uzaklıklarındaki yanlışlıkların dikkate alınmasıyla uzay dağılımları oluşturulmuş ve örneğin tamlığı incelenmiştir. KD örneğinin tamlık sınırlarını belirlemek için yıldızlararası sönükleşmeleri *Wang ve Chen (2019)*'in

$$A_V = 1.1 \times A_G = 3.1 \times E(B-V) = 2.1 \times E(G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}}) \quad (1)$$

bağıntısı yardımıyla hesaplanmıştır. Burada A_V ve A_G , V ve G parlaklıklarındaki sönükleşmeyi, $E(B-V)$ ve $E(G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}})$, $(B-V)$ ve $(G_{\text{BP}} - G_{\text{RP}})$ 'deki renk artıklarını ifade etmektedir. Katalogdaki her KD'in A_V sönükleşme değeri Galaktik toz haritalarının *MWDUST* koduyla analizi sonucu hesaplanmıştır (*Bovy ve diğ. 2016*). KD'lerin M_G mutlak parlaklıkları, iyi bilinen uzaklık bağıntısı,

$$G_0 - M_G = 5 \times \log(d_{\text{BJ}}) - 5 \quad (2)$$



Şekil 2. KD'lerin G görünen parlaklık sınırlarına göre kalibre edilen mutlak parlaklık - uzaklık diyagramı. Kırmızı kesikli çizgiler birim mutlak parlaklık aralıklarının tamlığını, mavi eğriler ise parlak ($G_0=11$) ve sönük ($G_0=18$) G görünen parlaklık sınırlarını göstermektedir.

kullanılarak hesaplanmıştır. Bağlantıda kullanılan d_{BJ} *Bailer-Jones ve diğ. (2021)*'den alınan sistem uzaklığını göstermektedir. KD'lerin parlak ve sönük G görünen parlaklıklarına göre kalibre edilen mutlak parlaklık-uzaklık ilişkisi Şekil 2'de gösterilmiştir. Aynı şekil üzerinde birim mutlak parlaklık ($\Delta M_G=1$ kadir) aralığındaki tamlık sınırı oluşturulmuştur. Tamlık sınırları içinde ve dışında kalan sistemler, sırasıyla, gri ve mor daire sembollerıyla gösterilmiştir. Tamlık sınırı analizleri sonucunda istatistiğe katılan KD'lerin sayısı 1,806 olmuştur.

3 Galaktik Model Parametreleri

Birim hacim ve birim mutlak parlaklık aralığındaki yıldızların uzay yoğunluk profillerinin oluşturulması incelenen nesnelere Güneş civarındaki yoğunlukları, uzunluk ve yükseklik ölçekleri gibi Galaktik model parametrelerinin hesaplanmasını sağlar. Derin gökyüzü araştırmalarına dayalı çalışmalardan ince disk popülasyonunun uzunluk ölçeğinin 2.6 kpc'den daha küçük olduğu bilinmektedir (*Bilir ve diğ. 2006; Juric ve diğ. 2008*).

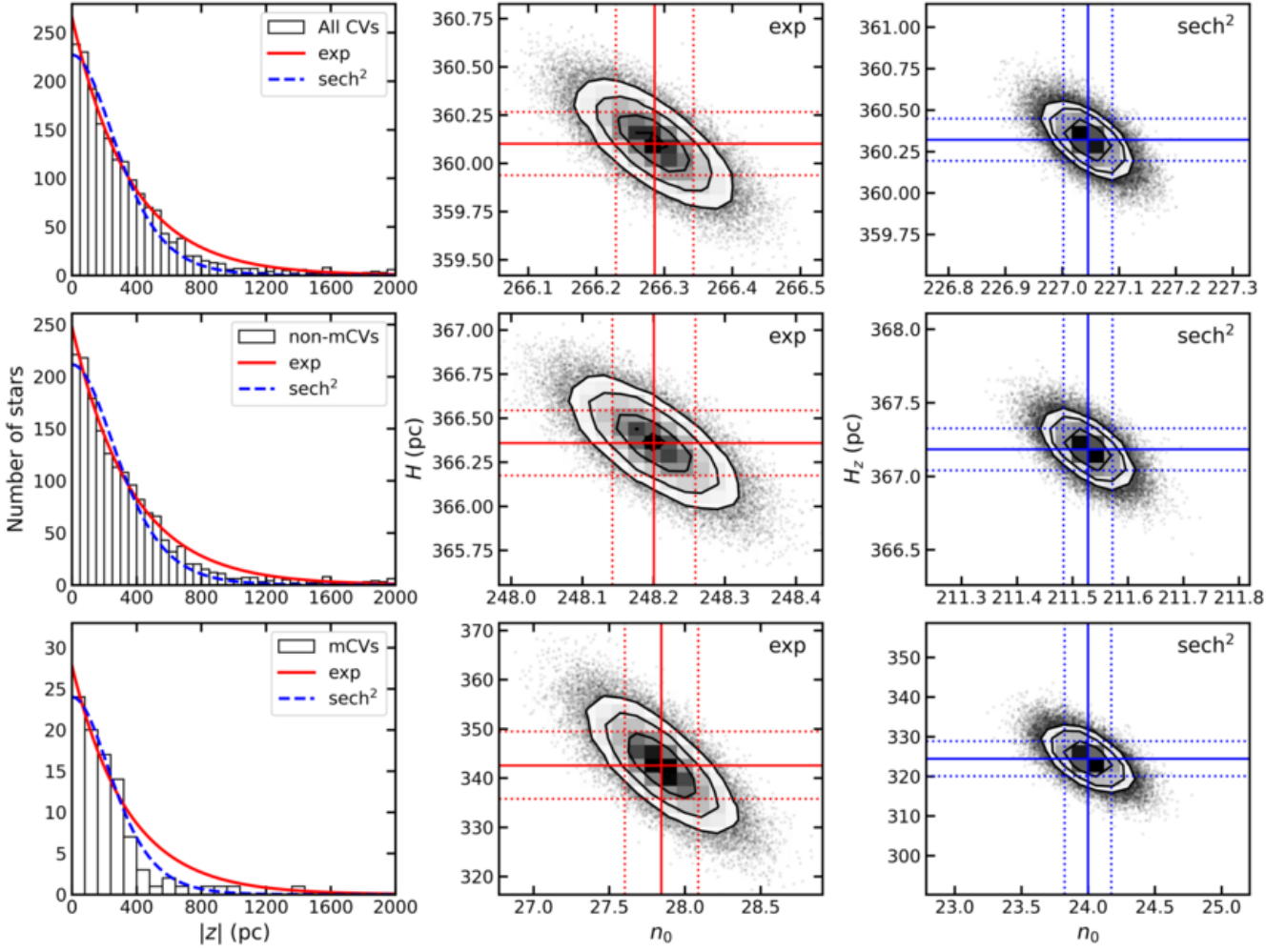
KD'lerin Galaktik model parametrelerinin hesaplanmasında sistemlerin Galaktik düzlemde dik doğrultudaki uzaklık aralıkları için oluşturulan z -histogramları kullanılmıştır. Çalışmada Galaktik model parametreleri üstel (exp) bir fonksiyon ile elde edilmiş olsa da *Bilir ve diğ. (2006)* geç tayf türündeki yıldızların yoğunluk profillerinin sekanthiperbolik (sech^2) fonksiyon ile daha uyumlu sonuçlar ürettiğini göstermiştir. Galaktik düzlemde z uzaklığında bulunan yıldızların sayısı hem üstel

$$n(z) = n_0 \times \exp\left(-\frac{|z|}{H}\right) \quad (3)$$

hem de sekanthiperbolik (sech^2)

$$n(z) = n_0 \times \text{sech}^2\left(-\frac{|z|}{H_z}\right) \quad (4)$$

fonksiyonları kullanılarak modellenmiştir. Burada z Galaktik



Şekil 3. KD'lerin z -histogramı. Üst satır tüm KD örneğini, ortadaki satır non-mKD'leri ve alt satırda mKD'lerin z -histogramlarını temsil etmektedir.

düzlemden dik uzaklık, n_0 Güneş civarındaki ($z=0$ pc) yıldız sayısı, H ve H_z , sırasıyla, exp ve sech^2 fonksiyonlar için yükseklik ölçeğidir. Galaktik düzlemden dik uzaklık

$$z = z_0 + d \times \sin(b) \quad (5)$$

bağıntısıyla verilir. Burada z_0 Güneş'in Galaktik düzlemden yüksekliği (27 pc, Juric ve diğ. 2008), b yıldızın Galaktik enlemi ve d yıldızın uzaklığıdır. H üstel ve H_z sekanthiperbolik fonksiyonlara ait yükseklik ölçekleri arasında

$$H = 1.08504 \times H_z \quad (6)$$

bağıntısı bulunmaktadır (Bilir ve diğ. 2006). KD örneği Markov Chain Monte Carlo yöntemiyle kabaca 128 başlangıç koşulu için 15,000 adımla sınanmış ve gözlem-model karşılaştırılmasında en küçük ki-kare (χ^2_{\min}) değerine sahip modelin parametreleri ve hataları tayin edilerek KD ve KD alt örneklerinin Galaktik model parametreleri olarak kabul edilmiştir (Şekil 3, Çizelge 1).

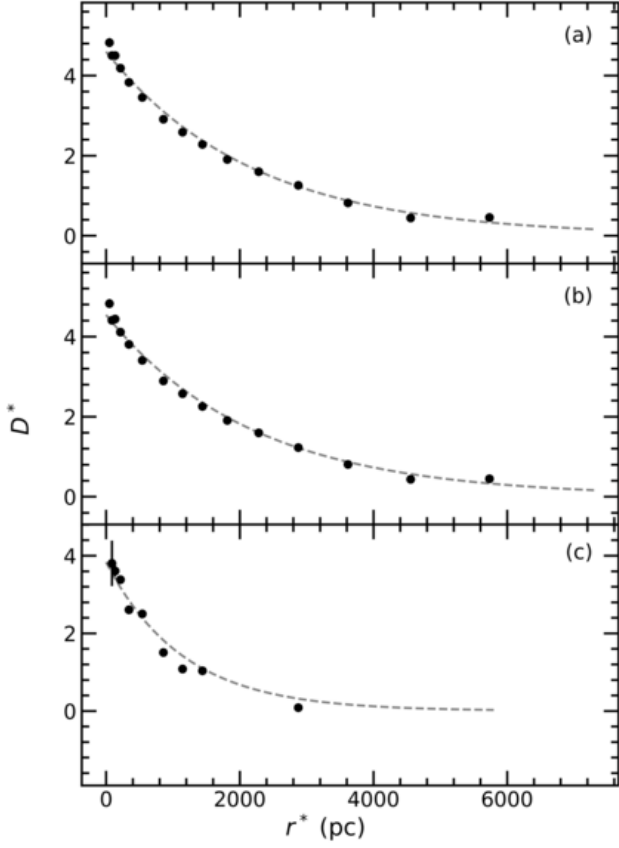
4 Uzaklık Yoğunluğu

İncelenen bir gök cisminin Güneş civarındaki uzay yoğunluğu, teorik evrim modellerine dayanan popülasyon sentez çalışmaları

Çizelge 1. Tüm KD'ler, non-mKD (manyetik olmayan KD) ve mKD (manyetik KD) örnekleri için hesaplanmış Galaktik model parametreleri. N gruptaki sistem sayısını, n_0 Güneş civarındaki yıldızların sayısını ve H yükseklik ölçeğini ifade etmektedir.

Grup	N	Fonksiyon	n_0	H (pc)
Tüm KD	1,806	exp	266.29 ± 0.06	360.10 ± 0.16
		sech^2	227.05 ± 0.04	390.96 ± 0.14
non-mKD	1,707	exp	248.20 ± 0.06	366.36 ± 0.18
		sech^2	211.53 ± 0.04	398.40 ± 0.15
mKD	99	exp	27.84 ± 0.24	342.56 ± 6.76
		sech^2	24.00 ± 0.18	352.03 ± 4.74

için önemli bir parametredir. Bir grup yıldızın uzay yoğunluğu, Güneş'ten uzaklıklara bağlı şekilde oluşturulan küresel dilimlerdeki yıldız sayılarının bu dilimlerin hacimlerine oranıyla, $D = N / \Delta V_{i,i+1}$, hesaplanır (Bilir ve diğ. 2006). Burada D uzay yoğunluğunu, N ise Güneş'ten ardışık d_i ve d_{i+1} uzaklıklarıyla tanımlanan kısmi küresel hacim $\Delta V_{i,i+1}$ 'deki yıldızların sayısını



Şekil 4. KD grupları için hesaplanan uzay yoğunluk profilleri ve bu profillere yapılan eksponansiyel fitler: Paneller yukarıdan aşağıya doğru tüm KD (a), non-mKD (b) ve mKD (c) için hazırlanmıştır.

Çizelge 2. KD'lerin alt gruplara göre logaritmik ve yerel uzay yoğunluğu. N alt gruptaki yıldız sayısı, D_0 yerel uzay yoğunluğu ve D^* logaritmik uzay yoğunluğudur.

Grup	N	D^*	$D_0 (\times 10^{-6} \text{ pc}^{-3})$
Tüm KD	1,806	4.70 ± 0.06	$5.01^{+0.74}_{-0.64}$
non-mKD	1,707	4.64 ± 0.07	$4.37^{+0.76}_{-0.65}$
mKD	99	4.18 ± 0.13	$1.51^{+0.53}_{-0.39}$

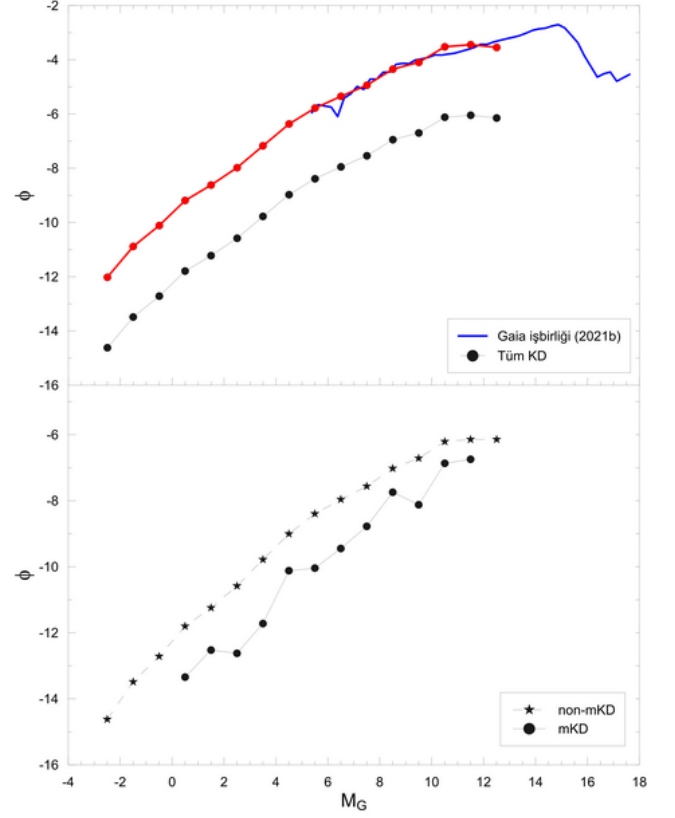
ifade etmektedir. Literatürdeki sonuçlar ile karşılaştırmak için

$$D^* = \log D + 10 \quad (7)$$

olarak tanımlanan logaritmik uzay yoğunluğu tercih edilir. Güneş civarındaki tüm KD'lerin, non-mKD ve mKD'lerin logaritmik yoğunluk fonksiyonları Şekil 4'te gösterilmiştir. Burada

$$r^* = \left[\frac{d_i^3 + d_{i+1}^3}{2} \right]^{1/3} \quad (8)$$

ilgililenen kısmi küresel hacmin ağırlık merkezini ifade etmektedir. Yerel uzay yoğunluğu D_0 , $r^*=0$ pc için hesaplanan uzay yoğunluğudur. Güneş civarındaki KD gruplarının yerel uzay yoğunlukları Çizelge 2'de listelenmiştir.



Şekil 5. Örnekteki mKD ve non-mKD'ler (alt panel) ile tüm KD'ler ve tek beyaz cücelerin (üst panel) ısıtma gücü fonksiyonu. Kırmızı çizgi tüm KD'lerin ısıtma gücü fonksiyonununun 400 katını, mavi çizgi ise *Gaia işbirliği (2021b)*'den alınan beyaz cücelerin logaritmik ısıtma gücü fonksiyonunu temsil eder.

5 ısıtma Gücü Fonksiyonu

ısıtma gücü fonksiyonu birim mutlak parlaklık aralığındaki nesnelere Güneş civarındaki uzay yoğunluğu olarak tanımlanmaktadır (Karaali ve diğ. 2014; Ak ve diğ. 2007). Çalışmada tüm KD'ler ve alt grupları için logaritmik ısıtma gücü fonksiyonu (ϕ) hesaplanmıştır. Manyetik ve manyetik olmayan KD'lerin ısıtma gücü fonksiyonları Şekil 5'in alt panelinde gösterilmektedir. Örnekteki tüm KD'ler ve non-mKD'ler için hemen hemen benzer ısıtma gücü fonksiyonları elde edilmiştir. Şekil 5'ten görülebileceği gibi mKD'ler, non-mKD'ler için tahmin edilenden daha düşük bir ısıtma gücü fonksiyonuna ve daha dar mutlak parlaklık aralığına sahiptir. Tüm KD örneği için ısıtma gücü fonksiyonu Şekil 5'in üst panelinde gösterilmiştir. Aynı zamanda bu panelde tek beyaz cücelerin *Gaia* EDR3 kataloğundan (*Gaia işbirliği 2021b*) hesaplanmış ısıtma gücü fonksiyonu da yer almaktadır. Çalışmadaki KD örneğinin beyaz cücelere için elde edilmiş ısıtma gücü fonksiyonunun eğimine benzer olduğu tespit edilmiştir. Ayrıca çalışmada KD'ler için elde edilen ısıtma gücü fonksiyonunun 400 katınının tek beyaz cücelere için hesaplanan ısıtma gücüyle oldukça uyumlu olduğu belirlenmiştir. Bu uyum beyaz cüce ısıtma gücü fonksiyonunun parlak mutlak kadirlerdeki eksikliğini tamamlamaktadır.

6 Tartışma ve Sonuç

Çalışmada KD'lerin Galaktik model parametreleri ve ışıma gücü fonksiyonlarının belirlenmesinde *Gaia* EDR3 trigonometrik paralakslarına getirilen düzeltmeler ile yeniden hesaplanan [Bailer-Jones ve diğ. \(2021\)](#)'nin uzaklıkları kullanılmıştır. Fotometrik verileri yıldızlararası ortamın neden olduğu sönükleşme etkisinden arındırmak için 3-boyutlu kızarma haritaları kullanılmıştır. Duyarlı bir örnek oluşturabilmek için KD'lerin görünen parlaklığına $11 < G_0 < 18$ kadir sınırı getirilmiş ve 1,806 KD'ye ulaşılmıştır. Örnekteki tüm KD, non-mKD ve mKD'ler için üstel (exp) yoğunluk kanunuyla hesaplanan yükseklik ölçekleri, sırasıyla, 360.10 ± 0.16 , 366.36 ± 0.18 ve 342.56 ± 6.76 pc'dir. Bu bulgu KD'lerin ortalama 360 pc'lik bir yükseklik ölçeğine sahip olduğunu göstermekte olup, literatürdeki gözlemsel çalışmalardan hesaplanmış yükseklik ölçeklerinden oldukça büyüktür ([Patterson 1984](#); [van Paradijs ve diğ. 1996](#); [Ak ve diğ. 2008](#); [Özdönmez ve diğ. 2015](#)). KD'lerin uzay yoğunluğu tüm KD, non-mKD ve mKD'ler için, sırasıyla, $5.01^{+0.74}_{-0.64} \times 10^{-6}$, $4.37^{+0.76}_{-0.65} \times 10^{-6}$ ve $1.51^{+0.53}_{-0.39} \times 10^{-6}$ pc⁻³'dir. KD'lerin güncel uzay yoğunlukları *Gaia* DR2 veritabanından seçilen örnek ile [Pala ve diğ. \(2020\)](#) tarafından gerçekleştirilmiştir. Güneş civarında 150 pc içinde 42 KD belirleyen [Pala ve diğ. \(2020\)](#), örneğini tüm KD ve mKD olarak sınıflayarak uzay yoğunluklarını, sırasıyla, $4.8^{+0.6}_{-0.9} \times 10^{-6}$ ve $1.2^{+0.4}_{-0.5} \times 10^{-6}$ pc⁻³ olarak vermektedir. [Li ve diğ. \(1994\)](#) manyetik frenleme modelini kullanan [Belloni ve diğ. \(2020\)](#) tüm KD ve mKD'ler için uzay yoğunluklarını, sırasıyla, $4.5^{+4.5}_{-2.3} \times 10^{-6}$ ve $1.5^{+1.5}_{-0.8} \times 10^{-6}$ pc⁻³ olarak hesaplamıştır. Literatürde verilen sonuçlar, bu çalışmada tamlik sınırları için belirlenen 1,806 KD'den hesaplanan uzay yoğunluk değerleriyle uyumludur.

Bu çalışmada KD'ler için hesaplanan ışıma gücü fonksiyonu [Özdönmez ve diğ. \(2015\)](#) ile uyumludur. *Gaia* EDR3 ([Gaia işbirliği 2021a](#)) astrometrik verilerden hesaplanan tek beyaz cücelerin ışıma gücü fonksiyonunun, bu çalışmada KD'ler için hesaplanan ile benzer eğimde olduğu tespit edilmiştir. Ayrıca KD'lerin ışıma gücü fonksiyonunun 400 katı dikkate alındığında, sonucun tek beyaz cücelerinkine çok yaklaştığı ve parlak mutlak kadirlerde devamı niteliğinde olduğu görülmüştür. Ancak, KD'lerdeki beyaz cücelerin kütleli sistemin evrimi sırasında monoton bir artış göstermediğinden ve baş bileşenin toplam radyasyonuna katkısı morötesi bölgede daha baskın olacağından ([Gänsicke 2000](#); [Pala ve diğ. 2022](#)) yoldaş bileşenin evrimine dair fikir vermeyecektir.

Teşekkür

Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeler Biriminin (BAP) FBA-2019-33768 ve TÜBİTAK'ın 119F072 numaralı projeleri tarafından desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Ak, S., Bilir, S., Karaali, S., Buser, R., 2007, AN, 328, 169
 Ak, T., Bilir, S., Ak, S., Eker, Z., 2008, NewA, 13, 133
 Bailer-Jones, C.A.L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Demleitner, M., Andrae, R., 2021, AJ, 161, 147
 Belloni, D., Schreiber, M.R., Pala, A.F., Gänsicke, B.T., Zorotovic, M., Rodrigues, C.V., 2020, MNRAS, 491, 5717
 Bernardini, F., de Martino, D., Mukai, K., Falanga, M., Masetti, N., 2019, MNRAS, 489, 1044
 Bilir, S., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., Hamzaoglu, E., 2006, NewA 12, 234

- Bovy, J., Rix, H.-W., Green, G.M., Schlafly, E.F., Finkbeiner, D.P., 2016, ApJ, 818, 130
 Downes, R.A., Webbink, R.F., Shara, M.M., Ritter, H., Kolb, U., Duerbeck, H.W., 2001, PASP, 113, 764
 Gaia işbirliği, Brown, A.G.A., Vallenari, A., Prusti, T. ve diğ., 2018, A&A, 616, 1
 Gaia işbirliği, Brown, A.G.A., Vallenari, A., Prusti, T. ve diğ., 2021a, A&A, 649, 1
 Gaia işbirliği, Smart, R.L., Sarro, L.M., Rybizki, J. ve diğ., 2021b, A&A, 649, 6
 Gänsicke, B.T., 2000, RvMA, 13, 151
 Hellier, C., 2001, Cataclysmic Variable Stars, How and why they vary. Springer-Praxis Books in Astronomy and Space Sciences
 Jurić, M., Ivezić, Z., Brooks, A. ve diğ., 2008, ApJ 673, 864
 Karaali, S., Bilir, S., Hamzaoglu, E., 2004, MNRAS, 355, 307
 Kato, T., 2019, PASJ, 71, 20
 Kato, T., Isogai, K., Wakamatsu, Y. ve diğ., 2020, PASJ, 72, 14
 Knigge, C., 2011, Evolution of compact binaries. ASP Conference Proceedings, 447, Linda Schmidtbreick, Matthias R. Schreiber, ve Claus Tappert (eds.), 3
 Knigge, C., Baraffe, I., Patterson, J., 2011, ApJS, 194, 28
 Li, J.K., Wu, K.W., Wickramasinghe, D.T., 1994, MNRAS, 268, 61L
 McAllister, M., Littlefair, S.P., Parsons, S.G. ve diğ., 2019, MNRAS, 486, 5535
 Özdönmez, A., Ak, T., Bilir, S., 2015, NewA, 34, 234
 Pala, A.F., Gänsicke, B.T., Breedt, E. ve diğ., 2020, MNRAS, 494, 3799
 Pala, A.F., Gänsicke, B.T., Belloni, D. ve diğ., 2022, MNRAS, 510, 6110
 Patterson, J., 1984, ApJS, 54, 443
 Ritter, H., Kolb, U., 2003, A&A, 404, 301
 Schwöpe, A.D., Worpel, H., Webb, N.A., Koliopanos, F., Guillot, S., 2020, A&A, 637, 35
 Szkody, P., Everett, M.E., Dai, Z., Serna-Grey, D., 2018, AJ, 155, 28
 van Paradijs, J., Augusteijn, T., Stehle, R., 1996, A&A, 31, 93
 Wang, S., Chen, X., 2019, ApJ, 877, 116
 Warner, B., 1995, Cataclysmic Variable Stars. Cambridge University Press, Cambridge. (Online ISBN 9780511586491)
 Yu, Z., Thorstensen, J.R., Rappaport, S. ve diğ., 2019, MNRAS, 489, 1023

Access:

M23-0305: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Soğuk Yıldız Lekelerinin Boylamsal Göç Hareketinde Görünen Salınımlar

Nurhan Ö. Kaya¹  , Hasan A. Dal¹ 

¹ Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova İzmir

Accepted: January 9, 2023. Revised: December 23, 2022. Received: November 5, 2022.

Özet

Bu çalışmada, anakolda F ile M tayf türleri arasında sıcaklıklara sahip olan aktif yıldızlar üzerindeki soğuk yıldız lekelerinin davranışları ve sergiledikleri boylamsal göç hareketinde görünen salınımların nedenleri yorumlanmıştır. Işık eğrilerinde soğuk leke kaynaklı sinüzoidal değişim gösteren 10 adet çift sistem seçilmiş ve sistemlerin Kepler Uydusu tarafından elde edilen yüksek çözünürlüklü gözlem verileri kullanılarak, analizler gerçekleştirilmiştir. İncelenen sistemler: KIC4357272, KIC6025466, KIC6058875, KIC6962018, KIC7798259, KIC9210828, KIC11706658, KIC12599700, KIC8669092 ve KIC7671594. Lekelerin boylamsal göç hareketi, θ_{\min} değişimi ve artıkları tespit edilip yorumlanmıştır. Sonucunda, F ile M tayf türleri arasında farklı sıcaklıklara sahip olan aktif yıldızların üzerindeki lekelerin boylamsal göç dönemlerinin, $(B-V)$ ve sıcaklığın bir fonksiyonu olarak değiştiği bulunmuştur.

Abstract

In this study, the behavior of cool stellar spots on active stars with temperatures between F and M spectral types in the main sequence and the causes of oscillations in the longitudinal migration they exhibit are interpreted. 10 targets showing sinusoidal changes due to cool spot in their light curves were selected and analyzes were carried out by using high resolution observation data of the systems obtained by the Kepler Satellite. The examined systems are KIC4357272, KIC6025466, KIC6058875, KIC6962018, KIC7798259, KIC9210828, KIC11706658, KIC12599700, KIC8669092 and KIC7671594. The longitudinal migration of spots, the θ_{\min} exchange and residues were determined and interpreted. As a result, we found that the longitudinal migration periods vary versus the stellar $(B-V)$ colour indexes and their temperatures.

Anahtar Kelimeler: binary systems – stellar activity – starspots

1 Giriş

Çoğu çift sistem, yıldız leke aktivitesi sergileyen bileşenlere sahiptir ve bu sistemler, $RS CVn$ veya $BY Dra$ sistemleri olarak bilinmektedir. Bu sistemlerde ilk olarak, YY Gem'in ışık eğrisinde tutulmaların dışında sinüzoidal benzeri bir değişim, kromosferik aktivite bulgusu olarak Kron (1952) tarafından bulunmuştur. Kron (1952) tespit ettiği tutulmalar dışındaki sinüzoidal benzeri değişimi, Kunkel (1975) tarafından 'BY Dra Sendromu' olarak adlandırılan yıldız yüzeyindeki heterojen bir sıcaklık dağılımı olarak açıklamıştır. Dönme modülasyonunun neden olduğu BY Dra Sendromu, Torres & Ferraz Mello (1973), Bopp & Evans (1973), Vogt (1975) ve Friedemann & Guertler (1975)'nin çalışmalarında da doğrulanmıştır.

Tutulma gösteren çiftlerde meydana gelen manyetik aktiviteye odaklanan birçok çalışma yapılmış olmasına rağmen, bazı olgular bulunmuş, ancak açıklanamamıştır. Bunlardan biri 'aktif boylamsal göç'tür. Berdyugina & Usoskin (2003) çalışmalarında, Güneş üzerindeki aktif boylamların her iki yarı kürede de 0.5 evre (180°) ile ayrıldığını, 120 yıllık süre boyunca bu şekilde devam ettiğini gözlemlemişlerdir. Boylamlar zaman içinde düzenli olarak göç eder, ancak kalıcı olarak aktif yapılar değildir (Lopez Arroyo 1961; Stanek 1972; Bogart 1982). Aktif boylamların düzenli aktivite salınımları sırasında gözlemlenen *flip-flop* adındaki bir olgu dikkat çekmektedir (Berdyugina & Tuominen 1998). Bu olgu, yıldız manyetik topolojisi tarafından

sergilenen kuzey-güney asimetrisi durumunda çok önemlidir. Bu boylamların açılma hızlarının belirlenmesi, lekelerin ve leke gruplarının enlemsel dönme hızlarını netleştirebilmektedir.

Çalışmada incelenen 10 çift sistemin hepsi Watson ve diğ. (2006) tarafından 'tutulma gösteren örten çift sistem' olarak sınıflanmıştır. KIC 7671594, incelenen sistemler arasında en düşük etkin sıcaklığa sahip sistemdir. MAST veri tabanında etkin sıcaklığı 3354 K olarak verilmiştir. Gao ve diğ. (2016), sisteme ait 345 flare listelemiş ve literatürde ilk kez sistemin flare aktivitesi sergilediğini belirtmiştir. KIC 7671594 sisteminin ayrıntılı çalışması, Kaya and Dal (basımda) tarafından yapılan çalışmada sunulmaktadır.

- KIC 12599700 sistemi, etkin sıcaklığı düşük olan diğer bir sistemdir ve etkin sıcaklığı 3728 K'dir. Sisteme ait bir tane gezegen olabileceği ihtimali vardır (Thompson ve diğ. 2015).
- KIC 6962018 sisteminin diğer adlandırılması KOI 6799'dur. KOI-6799'un etkin sıcaklığı 4448 K'dir. Bu sistem için literatürdeki iki çalışmada, bir tane gezegen adayı olduğu ifade edilmiştir (Thompson ve diğ. 2015; Morton ve diğ. 2016). KOI-6799 sistemi için, literatürde iki çalışmada da tayf türü K5 III olarak verilmiştir (Gray ve diğ. 2016; Qian ve diğ. 2018).
- KIC 11706658 sisteminin etkin sıcaklığı 4627 K olarak verilmiştir. Bunun dışında sistemin tayf türü K5 olarak belirlenmiştir (Qian ve diğ. 2018).
- KIC 6058875 sisteminin de literatürdeki diğer bir adlandırması KOI-3616'dır. KOI 3616 sisteminin etkin

* nurhanozlemk@gmail.com

Çizelge 1. Seçilen sistemlerin bazı parametreleri. Kullanılan kaynaklar: (1) Kepler veri tabanından alınmıştır; (2) Uzay Teleskopları için Mikulski Arşivi (MAST)'nden alınmıştır; (3) [Armstrong ve diğ. \(2014\)](#); (4) [Pinsonneault ve diğ. \(2012\)](#); (5) [Slawson ve diğ. \(2011\)](#).

KIC	T_0 ⁽¹⁾	P (gün) ⁽¹⁾	$\log(g)$ (cm^{-2}) ⁽²⁾	T_1 (K) ⁽³⁾	T_2 (K) ⁽³⁾	$(B-V)^{(m)}$	[Fe/H] ⁽⁴⁾	i ($^\circ$) ⁽⁵⁾
07671594	54965.39936	1.41035	5.031	4646	4123	1.561	0.52	83.65
12599700	54965.25916	1.01779	4.765	3758	3759	1.432	0.17	73.23
06962018	54965.07384	1.26989	4.566	3698	4539	1.128	0.36	85.44
11706658	54965.26679	1.40794	4.564	4406	4343	1.026	0.16	66.33
06058875	55002.07258	1.12987	4.722	6367	5178	0.959	-0.72	-
07798259	54965.83256	1.73422	4.584	4952	3800	0.947	-0.19	84.29
09210828	54965.40883	1.65641	4.611	5053	5236	0.847	-0.66	79.37
04357272	54964.96468	2.08595	4.337	5378	4607	0.754	-0.631	80.38
06025466	54953.77410	1.12780	4.417	6367	5178	0.564	-0.22	80.64
08669092	54954.28886	1.00083	4.212	6435	4785	0.513	-0.83	88.77

sıcaklığı 4745 K'dir. Literatürde sistem için yapılan 3 farklı çalışmanın sonucunda sistemin bir gezegen adayına sahip olduğu ifade edilmiştir ([Rowe ve diğ. 2015](#); [Thompson ve diğ. 2015](#); [Morton ve diğ. 2016](#)).

- KIC 7798259 sisteminin MAST veri tabanından alınan etkin sıcaklığı 4765 K'dir. Kepler Uydusu'ndan elde edilen fotometrik verilerindeki ışık eğrilerinin değişimini inceleyen [Gao ve diğ. \(2016\)](#), bu sistemin aktif bileşeninin 4 yıllık sürede gösterdiği toplam flare sayısını 81 olarak tespit etmiştir.
- KIC 9210828 sisteminin bir diğer isimlendirmesi de KOI-7147'dir. Sistemin etkin sıcaklığı 5033 K olarak belirlenmiştir. [Gao ve diğ. \(2016\)](#) tarafından yapılan çalışmada sistemdeki aktif bileşenin 4 yıllık süre boyunca gösterdiği toplam flare sayısı 87'dir. Literatürdeki çalışmalardan farklı olarak, sistemin tayfi alınıp analiz edilmiş ve tayf türü G9 olarak bulunmuştur ([Qian ve diğ. 2018](#)).
- KIC 4357272 sisteminin etkin sıcaklığı 5278 K olarak verilmektedir. Sistemin flare aktivitesi gösterdiğinden ilk kez [Shibayama ve diğ. \(2013\)](#) tarafından söz edilmiştir ve 4 adet flare listelenmiştir. Aynı şekilde [Gao ve diğ. \(2016\)](#) tarafından yapılan çalışmada 4 yıllık gözlem süresi boyunca toplam 58 flare listelenmiştir.
- KIC 0602566 sistemi, diğer sistemlere göre etkin sıcaklığı en yüksek olan sistemlerden ikincisidir. Çalışmada kullanılan etkin sıcaklık değeri 6022 K'dir. Bu sistem üzerinde pek fazla bireysel çalışma yoktur.
- KIC 8669092 sistemi, KOI-68AB olarak adlandırılmaktadır. İncelenen sistemler içindeki en yüksek etkin sıcaklığa sahip sistemdir ve etkin sıcaklığı 6284 K'dir. Sistemin ışık eğrisindeki değişimleri birçok çalışmada incelenmiştir. [Balona \(2015\)](#), [Gao ve diğ. \(2016\)](#) ve [Kaya & Dal \(2019\)](#) çalışmalarında, KOI 68AB'nin kromosferik olarak aktif bir bileşene sahip olan bir çift sistem olduğunu belirtmişlerdir. [Kaya & Dal \(2019\)](#) çalışmasında, sistemde 313 adet flare listelemiş olup aktif bileşen üzerinde iki leke olduğunu ve bu iki lekenin hem boylamsal hem de enlemsel olarak hareketini yorumlamışlardır. Ayrıca, sistemin ışık eğrisi analizi [Kaya & Dal \(2019\)](#)'ın çalışmasında yapılmış olup bu çalışma içerisinde bahsedilmemiştir.

Ek olarak, incelenen sistemlere ait temel parametreler Çizelge 1'de verilmiş olup yedinci sütunda yer alan $(B-V)$ değerleri, [Armstrong ve diğ. \(2014\)](#) tarafından belirlenen T_1 ve T_2 sıcaklıkları temel alınarak, [Tokunaga \(2000\)](#) tarafından sunulan kalibrasyonlar kullanılarak hesaplanmıştır.

2 Veri ve Analizler

Kepler Programı, 2009 yılında gökadamızı keşfetmek ve diğer Güneş benzeri yıldızların yörüngelerinde barınan ötegezegen arayışında bulunmak için geliştirilmiştir ([Koch ve diğ. 2010](#); [Caldwell ve diğ. 2010](#)). Bu program doğrultusunda, Kepler Uydusu tarafından uzun kadansta her 29.4 dakikada ve kısa kadansta da yaklaşık 1 dakikada bir 150.000'e yakın yıldızın parlaklıkları fotometrik olarak ölçülmüştür ([Koch ve diğ. 2010](#); [Caldwell ve diğ. 2010](#)). Bu gözlemlerin bir diğer önemi ise, bugüne kadar ki en yüksek duyarlılığa sahip fotometrik gözlemler olmalarıdır ([Jenkins ve diğ. 2010a,b](#)). Dolayısıyla, bu gözlemler yalnızca ötegezegen arayışında olan bilim insanları için değil, değişen yıldız ve aktivite inceleyen bilim insanları için de ayrı bir önem kazanmıştır ([Slawson ve diğ. 2011](#); [Matijević ve diğ. 2012](#)). Bu çalışmada, Kepler veri tabanında bulunan 10 hedefin kısa kadans (58.89 saniye) ve uzun kadans (29.4 dakika) Kepler fotometrisi kullanılmıştır. Her sistemin uzun kadans verilerinden oluşturulan ışık eğrileri Şekil 1'de verilmiştir. Kullanılan gözlem verileri, aşağıdaki bölümlerde açıklandığı gibi farklı analizler için farklı formatlarda düzenlenmiştir.

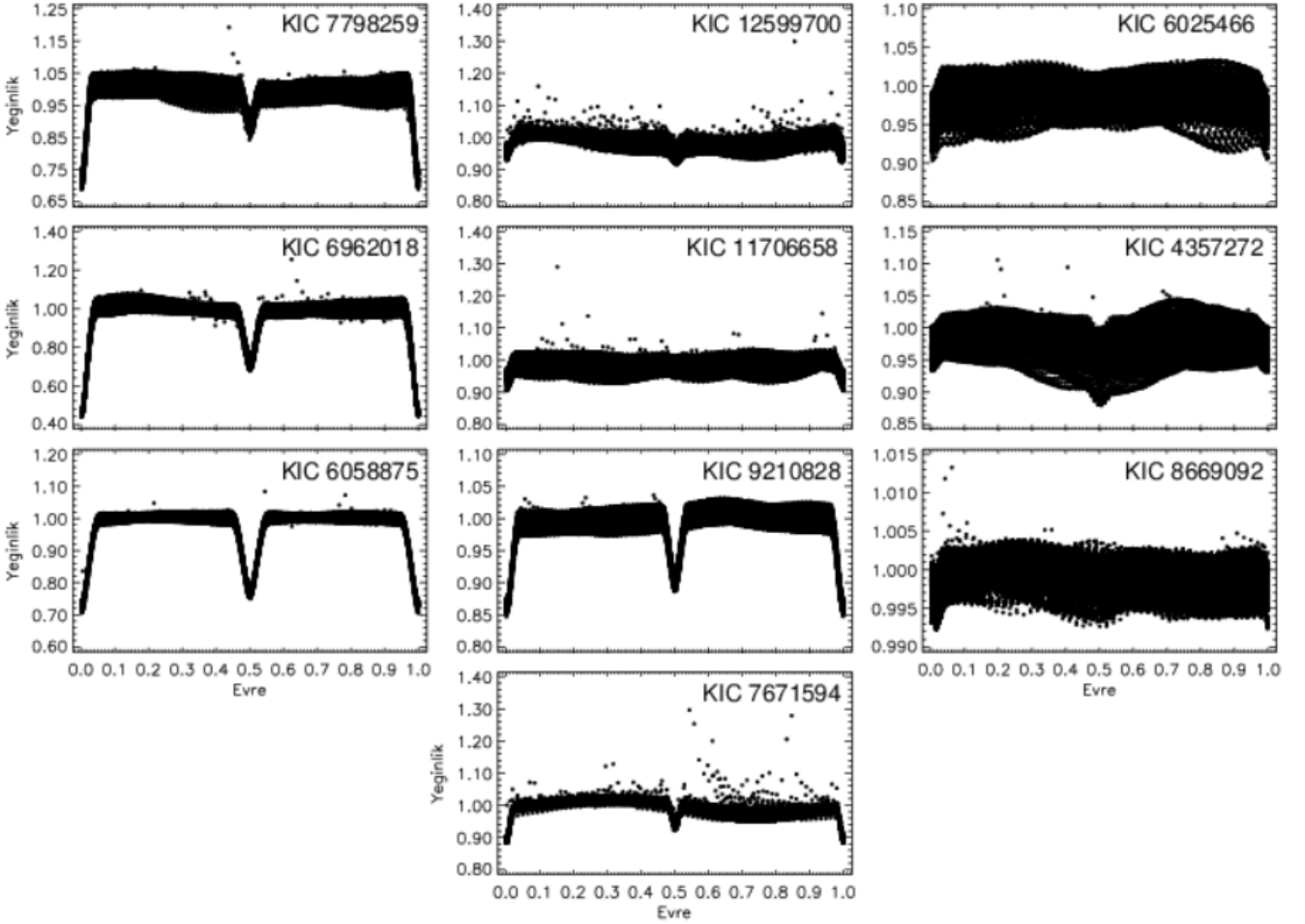
2.1 Işık Eğrisi Analizi

İncelenen sistemlerin ışık eğrisi analizleri için, her bir sistemin ışık eğrisinde dönme modülasyonunun etkisinin en az olduğu ardışık çevrimler seçilerek ilenmiştir. Işık eğrisi analizleri, PHOEBE V.0.32 programı ([Prša & Zwitter 2005](#)) ile yapılmıştır. Temelde bu programda kullanılan yöntem, *Wilson-Devinney* kodunun 2014 versiyonunda kullanılan yöntemeye dayanmaktadır ([Wilson & Devinney 2015](#)). Sistemlerin ışık eğrilerinin genel biçimi göz önüne alınarak, her sistem için olası çözüme Mod2 (Ayrık çiftler)'de ulaşılabilmektedir.

Işık eğrisi analizlerinde, baş bileşen için sıcaklık değerlerinin belirlenmesi sürecinde, literatürde birbirinden çok farklı değerler olduğu görülmüştür. Bu nedenle, her bir sistem için, baş bileşen sıcaklığı olarak sistemin MAST veri tabanında verilen sıcaklık değeri kullanılmıştır. MAST veri tabanından alınan sıcaklık değeri, analiz sırasında sabit değer olarak kullanılırken; yoldaş bileşenin sıcaklığı serbest parametre olarak bırakılmıştır. Bileşenlerin albedosu (A_1 ve A_2) ile çekimsel kenar kararma katsayıları (g_1 ve g_2), bileşenlerin olası tayf türleri göz önünde bulundurulacak konvektif yıldızlara uygun olacak şekilde [Lucy \(1967\)](#) ve [Ruciński \(1969\)](#)'dan alınmıştır. Bileşenlerin kenar kararma katsayıları (x_1 ve x_2) ise [van Hamme \(1993\)](#)'den alınmıştır. Bileşenlerin potansiyel değerleri (Ω_1 ve Ω_2), baş

Çizelge 2. İncelenen sistemlerin dördü için ışık eğrisi analizi ile elde edilen parametreler. Sabitlenmiş değerler “•” ile belirtilmiştir.

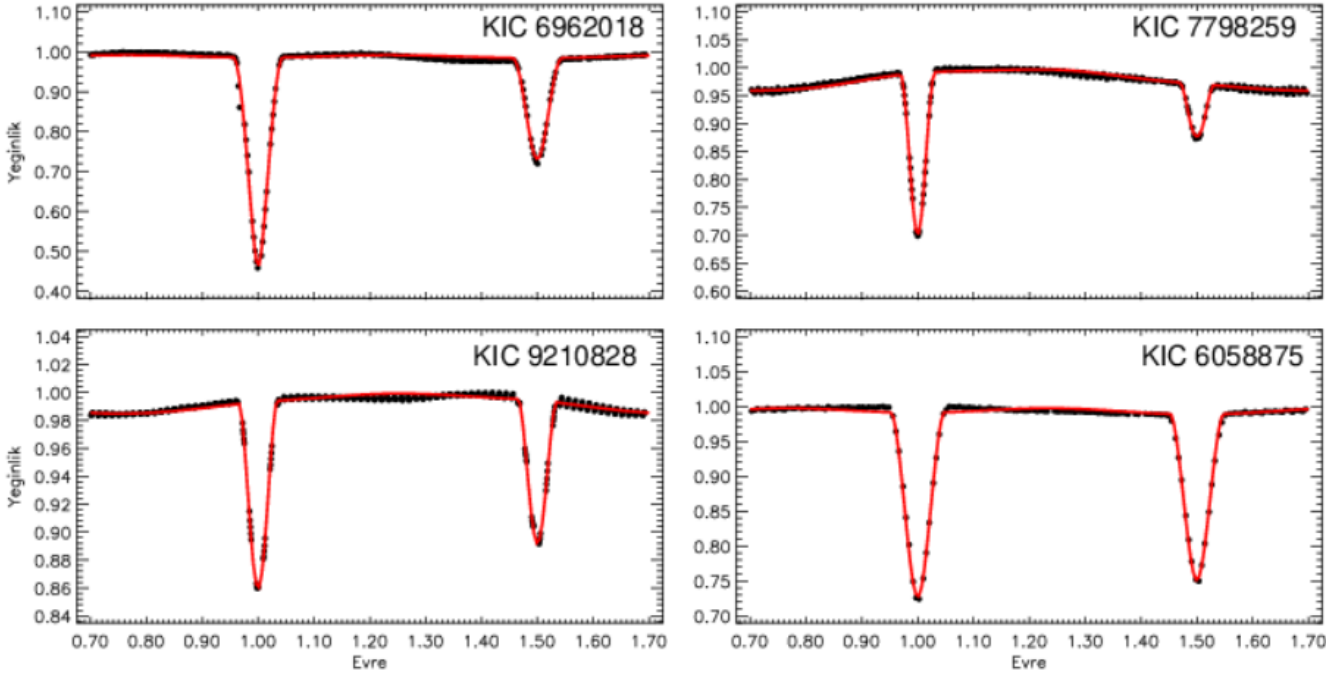
Parametre	KIC 06962018	KIC 06058875	KIC 07798259	KIC 09210828
q	0.8878 ± 0.0307	0.9650 ± 0.0041	0.7889 ± 0.0088	0.8965 ± 0.0066
i ($^\circ$)	87.75 ± 0.19	82.55 ± 0.08	86.27 ± 0.09	80.28 ± 0.05
T_1 (K)	3698 •	6367 •	4952 •	5053 •
T_2 (K)	3421 ± 60	6190 ± 120	4234 ± 80	4795 ± 50
Ω_1	7.5036 ± 0.0730	6.9192 ± 0.0467	8.6356 ± 0.0403	7.8340 ± 0.0345
Ω_2	8.3470 ± 0.2528	7.4986 ± 0.0725	12.2243 ± 0.1322	8.3118 ± 0.0538
L_1/L_T	0.7430 ± 0.0154	0.5705 ± 0.0187	0.9077 ± 0.0046	0.6483 ± 0.0093
g_1, g_2	0.32, 0.32 •	0.32, 0.32 •	0.32, 0.32 •	0.32, 0.32 •
A_1, A_2	0.50, 0.50 •	0.60, 0.60 •	0.50, 0.50 •	0.50, 0.50 •
x_{1bol}, x_{2bol}	0.626, 0.626 •	0.644, 0.644 •	0.618, 0.618 •	0.614, 0.614 •
x_1, x_2	0.807, 0.807 •	0.720, 0.719 •	0.759, 0.759 •	0.753, 0.753 •
$\langle r_1 \rangle$	0.1513 ± 0.0018	0.1668 ± 0.0013	0.1281 ± 0.0006	0.1450 ± 0.0007
$\langle r_2 \rangle$	0.1224 ± 0.0041	0.1535 ± 0.0018	0.0695 ± 0.0008	0.1241 ± 0.0009



Şekil 1. İncelenen sistemlerin Kepler veri tabanından alınan uzun kadans verisi üzerinden evreye göre çizdirilmiş ışık eğrileri.

bileşenlerin ışıtmaları (L_1), sistemlerin kütle oranları (q) ve sistemlerin yörünge eğim açıları (i), serbest parametre olarak alınmıştır. Analizler sonucunda sadece 4 çift sistem için elde edilen parametreler, Çizelge 2’de listelenmişken; elde edilen kuramsal ışık eğrileri gözlemlerle birlikte Şekil 2’de dört sistem için gösterilmiştir.

Tutulma dışındaki sinüzoidal değişimleri ortaya çıkarmak için, 4 hedef sistemin ışık eğrisi analizi yapılmıştır. Kalan 6 sistemden biri olan KIC 08669092 için ışık eğrisi analizi, Kaya & Dal (2019) tarafından yapılmıştır. Bu sistemin tutulma dışındaki değişimlerini elde etmek için ışık eğrisi analizinden elde ettikleri kuramsal eğri kullanılmıştır. KIC



Şekil 2. KIC 6962018, KIC 7798259, KIC 9210828 ve KIC 6058875 sistemlerinin soğuk yıldız lekelerinin etkisinin en az olduğu çevrimler (siyah dolu noktalar) ve ışık eğrisi analizi sonucunda elde edilen kuramsal ışık eğrisi (kırmızı düz çizgi) verilmektedir.

7671594 sistemi içinde aynı şekilde, Kaya and Dal (basımda) çalışmasında ışık eğrisi analizi yapılmış ve oradaki kuramsal eğri analizlerde kullanılmıştır. Ancak diğer 4 sistemin (KIC 6025466, KIC 4357272, KIC 11706658, KIC 12599700) ışık eğrileri incelendiğinde, diğer sistemlerin aksine özellikle yan minimum genlikleri oldukça sığdır. Minimumların çok küçük genlikli olmalarından dolayı, PHOEBE V.0.32 programı, ışık eğrisini temsil etmekte yetersiz kalmaktadır. Bu nedenle, dört sistemin baş ve yan minimumları gözlem verisinde dikkatlice çıkarılarak, yıldız lekesi kaynaklı tutulma dışı sinüzoidal değişimler elde edilmiştir.

2.2 Dönme Modülasyonu ve Yıldız Leke Aktivitesi

Dönme modülasyonunun etkisini ortaya çıkarabilmek için, önce ışık değişiminde yıldız akısının ani ve hızlı artışı olarak görülen flare aktivitesi kaynaklı etkiler veriden arındırılmıştır. İncelenen sistemler, tutulma gösteren çift sistemlerdir ve buna bağlı olarak tutulma kaynaklı minimumlar sergilemektedirler. Sistemlerdeki tutulmalar dışı değişimin belirlenebilmesi için, 6 sistem için ışık eğrisi analizlerinden elde edilen kuramsal eğriler kullanılarak gözlemlerin artıkları elde edilmiştir. Öte yandan, sığ minimumlara sahip diğer dört sistem durumunda, 0,45-0,55 ve 0,95-0,05 evreleri arasında kalan baş ve yan minimuma denk gelen kısımlar, gözlem verisinden çıkarılmıştır. Ardından da artıkların sistematik bir değişim gösterip göstermediğine bakılmıştır.

Artıklardan oluşturulan ışık eğrileri incelendiğinde, her sistemin ışık değişiminde sinüs benzeri değişimler görülmektedir. Sistemlerdeki bileşenlerin gerek tayf türleri gerekse de zaman zaman sergiledikleri flare aktivitesi gibi belirteçler göz önüne alındığında, sinüs benzeri bu değişimlerin kromosferik aktivite kaynaklı olduğu anlaşılmaktadır. Aktif

bileşenler üzerindeki soğuk leke yapıları, yıldızın dönmesi nedeniyle sistemlerin ışık değişiminde dönme modülasyonu etkisi olarak kendisini göstermektedir.

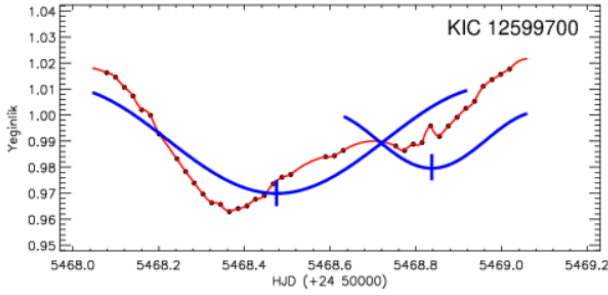
Kromosferik aktiviteye bağlı dönme modülasyonunun etkisinin varlığı göz önünde bulundurularak, tutulma dışındaki sinüs benzeri ışık değişimleri Fourier dönüşümü kullanılarak modellenmiştir. Hall (1990), $\cos(\theta)$ teriminin bir yıldızın yüzeyindeki lekeli alan için bir gösterge olabileceğini öne sürmektedir. Ayrıca, bir yıldızın yüzeyinde yalnızca bir lekeli alan varsa, $\cos(\theta)$ teriminin daha baskın olması beklenmektedir. Bununla birlikte Hall (1990), aktif bileşenin yüzeyinde birbirinden 180° ile ayrılmış iki lekeli alanın $\cos(2\theta)$ teriminin baskınlığını arttırabileceğini öne sürmektedir (Dal ve diğ. 2012). Artık verilerde görülen değişimlerin, Fourier yöntemi ile yapılan modellemelerinde, aşağıdaki eşitlik ile tanımlanan ifade kullanılmıştır (Morris 1985):

$$L(\theta) = A_0 + \sum_{j=1}^N A_j \cos(j\theta) + \sum_{j=1}^N B_j \sin(j\theta) \quad (1)$$

Eşitlikteki A_0 , fonksiyonun ortalama değeri olup sabit bir değerdir. A_j katsayısı $\cos(j\theta)$ 'nin, B_j katsayısı ise $\sin(j\theta)$ 'nin katsayılarıdır.

2.3 Boylamsal Leke Göçü Tespiti

Analizin bu aşamasında ilk olarak, Bölüm 2.2'de açıklandığı gibi gözlemlerden ışık eğrisi analizinden elde edilen kuramsal eğriler çıkarılmış ve artıklar elde edilmiştir. Hem flare aktivitesinin varlığı hem de bileşenlerin sıcaklıkları göz önüne alındığında, sinüzoidal değişim, yıldızların soğuk lekelerinin neden olduğu bir dönme modülasyonunun etkisi olduğu görülmektedir. İkinci olarak, Fourier yöntemini kullanarak, en iyi modeli elde etmek için artık veriler modellenmeye çalışılmıştır. Fourier ile



Şekil 3. Fourier dönüşümü ile temsil edilen KIC 12599700'e ait bir çevrim ve çevrime ait minimum zamanlarını göstermektedir. Siyah dolu noktalar, orijinal gözlem verisi, kırmızı düz çizgi ise noktalar arası boşluğun doldurulması için elde edilen kuramsal veridir. Mavi eğimli çizgiler lekeler için Fourier temsilleri, mavi dik çizgiler ise lekelerin minimum zamanlarını ifade etmektedir.

modelleme aşamasında, analizlerde her bir sisteme ait tüm çevrimlerin tek adımda dönüşümü gerçekleştirilmemiş, sistemin her bir çevriminin ayrı ayrı analiz edilmesi amaçlanmıştır. Bunun nedeni, her bir çevrimde görülen sinüzoidal değişim, bir ya da iki lekenin etkisiyle ortaya çıkan bileşke bir değişim olarak kendisini göstermektedir. Bu bileşke değişimleri, kendi içerisinde çevrim çevrim analiz ettiğimizde, aktif bileşen üzerindeki soğuk yıldız lekelerinin boylam üzerinde ayrı ayrı buldukları konumlarını elde edebilmek istenmektedir. Çevrimde modellenen verilerin minimum seviyelerindeki zaman değerleri, temel matematik denklemleri kullanılarak hesaplanmaktadır. Sonuç olarak, modellerden sinüzoidal değişimin minimum akı seviyeleri ve zamanları elde edilmiştir. Bu aşamanın bir örneği olarak, KIC 12599700 sistemine ait bir çevrimin Fourier dönüşümü ile temsil edilmesi ve o çevrime ait minimum zamanları Şekil 3'te gösterilmiştir. Burada gözlem verisini tam olarak temsil edilmesini beklenmemektedir. Çünkü, iki ayrı lekenin bir çevrimdeki bileşke değişiminden arındırılıp tek bir leke olması durumunda yapacağı sinüzoidal değişimin minimum noktasının hesaplanması, boylamsal olarak iki veya daha fazla lekenin göç hareketini kesintisiz inceleyebilmek için gereklidir.

Birisi, sinüzoidal değişimlerin minimum zamanlarının evrelerini incelediğinde, minimum zamanlarının daha önce Berdyugina & Usoskin (2003) tarafından ifade edildiği gibi genel olarak azalan bir eğilimde 1.0 evresinden 0.0'a göç ettiğini görebilecektir. Kepler verisindeki dört yıllık gözlem boyunca, sinüzoidal değişimin minimum evreleri, Şekil 4'ün üst panelinde görülebileceği gibi, 1.0 evresinden 0.0 evresine birkaç kez göç edebilmektedir. 1.0'dan 0.0'a ilk göçü sıfır olarak ve ikinci göçü için 1 vb. olacak şekilde ilerlemektedir. Böylece, bu dört yıllık gözlemler sırasında göçün genel eğilimleri elde edilmiştir. Lineer dağılımlar ve elde edilen modeller için örnek, Şekil 4'ün ikinci üst panelinde gösterilmektedir. Şekilde aktif bileşen üzerindeki lekelerin elde edilen boylamsal göç hareketleri, en küçük kareler yöntemi kullanılarak doğru ile temsil edilmiştir. Elde edilen doğru denklemleri kullanılarak her bir çift sistemin aktif bileşenleri üzerindeki lekelerin boylamsal göç dönemleri hesaplanmış ve Çizelge 3'te listelenmiştir.

Literatürde, aktif yıldızların soğuk leke göç hareketini elde etmek için benzer bir yol izleyen birkaç çalışma vardır (Mekkaden & Raveendran 1998; Taş ve diğ. 2001; Rosario ve diğ. 2009; Balaji ve diğ. 2015; Dal & Özdarcan 2018).

Çizelge 3. Sistemlerin aktif bileşenleri üzerindeki soğuk yıldız lekelerinin boylamsal göç dönemleri.

KIC	$P_{\text{mig-1}}$ (gün)	$P_{\text{mig-2}}$ (gün)	$P_{\text{mig-3}}$ (gün)
07671594	-	-	-
12599700	2500.000±0.004	1428.571±0.082	1369.863±0.027
06962018	-	588.235±0.022	-
11706658	909.091±0.036	714.286±0.111	-
06058875	263.158±0.101	303.030±0.329	-
07798259	714.286±0.151	322.581±0.846	-
09210828	192.308±0.135	416.667±0.078	-
04357272	156.250±0.070	161.290±0.064	-
06025466	101.010±0.057	80.645±0.086	-
08669092	476.190±0.062	454.545±0.555	-

2.4 Leke Göçünde Görülen İkinci Derece Değişimler

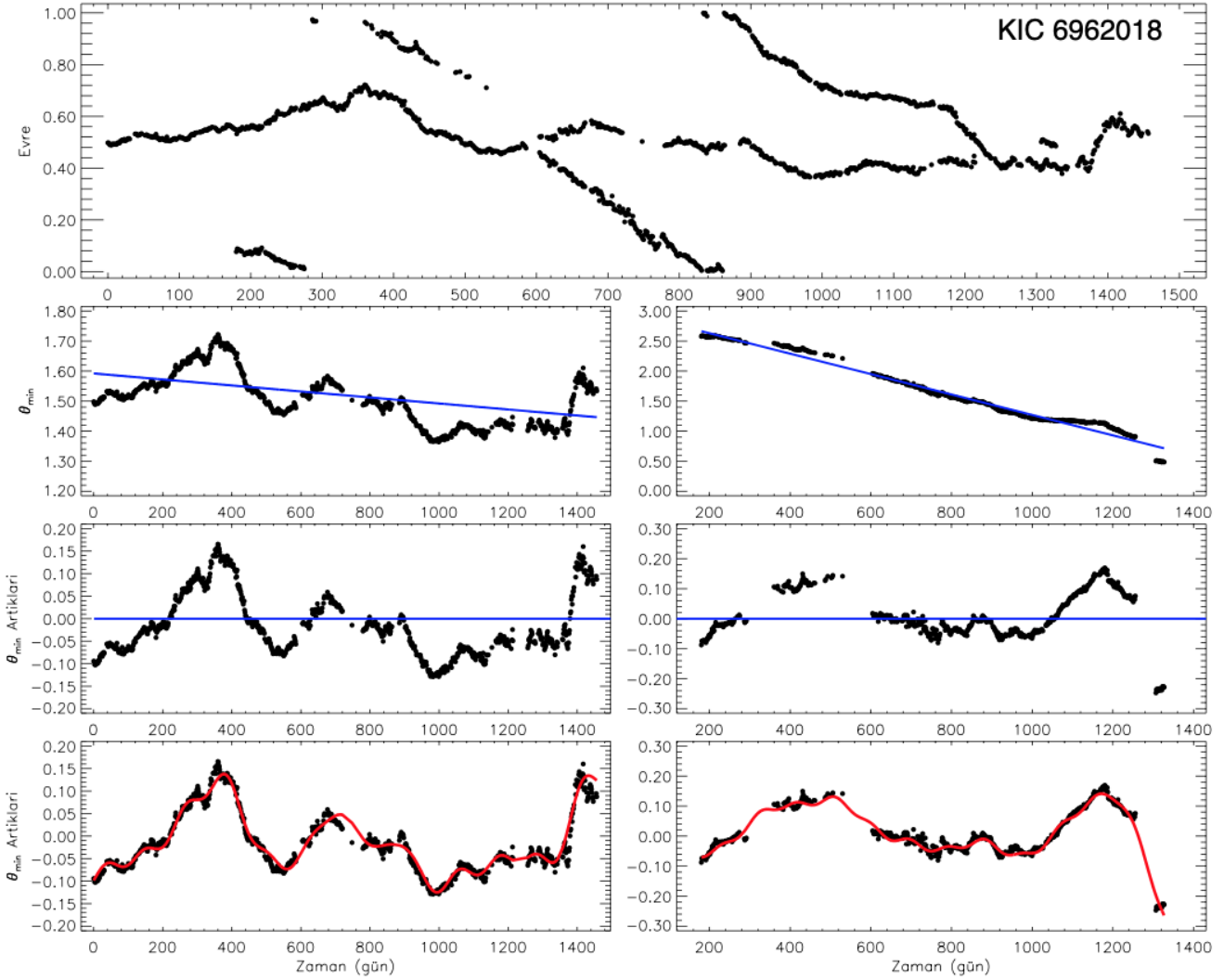
θ_{min} artıkları, boylamsal göçün işareti olan θ_{min} değişimlerinden doğrusal temsillerin çıkarılmasıyla elde edilmiştir. θ_{min} artıklarının zamana göre değişimine bakıldığında, artıklarda sistematik değişimlerin olduğu görülmektedir. Şekil 4'ün üçüncü panelinde görüldüğü gibi, θ_{min} artıklarındaki düzenli sinüzoidal değişimler dikkat çekicidir. Bu değişimler, Berdyugina & Usoskin (2003) tarafından da ifade edildiği gibi θ_{min} değerlerinin stabil azalan ya da artan lineer olması beklenen değişimde, zamanla kaymalar olduğunu ortaya çıkarmaktadır. Bu durum, lekelerin boylamsal göç hareketinde enlemsel değişimin de etkin olabileceğini göstermektedir.

θ_{min} artıklarında gözlenen değişimlerin nedeninin anlaşılması için öncelikle bu ikinci derece değişimlerin doğasının belirlenmesi gerekmektedir. Öncelikle bu değişimlerin düzenli ya da dönemsel olup olmadığının tespit edilebilmesi için, frekans analizi yapılmıştır. Frekans analizi, Fourier tabanlı bir program olan *Period04* (Lenz & Breger 2005) kullanılarak yapılmıştır. θ_{min} artıklarının frekans analizinde, ortalama 7 adet dönem hesaplanmıştır. Elde edilen frekans ve dönem değerleri Çizelge 4 ve 5'te listelenmiştir. Bu frekanslar kullanılarak θ_{min} artıkları için türetilen modellerin bir örneği Şekil 4'ün alt panelinde gösterilmektedir.

3 Sonuçlar ve Tartışma

Çalışma sonucunda, incelenen 10 çift sistemin aktif bileşenleri üzerindeki yıldız lekelerinin boylamsal göçleri incelenmiş ve örnek olarak KIC 6962018 için Şekil 4'te ayrıntılı olarak yapılan analizlerle elde edilen sonuçlar gösterilmiştir. Lekelerin, gözlem süresi boyunca süren bu hareketini daha iyi belirleyebilmek için, θ_{min} değişimleri oluşturulmuş ve şekillerin orta panellerinde her bir leke için θ_{min} değişimi verilmiş olup doğru ile temsil edilmiştir ve her lekenin göç dönemleri (P_{mig}) hesaplanmıştır. Lekelerin göç dönemleri Çizelge 3'te verilmektedir. Çizelge 3'teki göç dönemlerine bakıldığında, bazı sistemlerde yer alan lekelerin P_{mig} değerlerinin birbirine yakın olduğu; bazılarının ise 2 kat farka sahip olduğu görülmektedir. İncelenen sistemlerdeki aktif bileşenlerin sahip oldukları lekelerin boylamsal göç hareketleri ve elde edilen dönemleri karşılaştırıldığında, sistemler 3 farklı grup halinde yorumlanmaktadır.

Bölüm 2.3 ve 2.4'te açıklandığı gibi, göç dönemlerini Çizelge 3'te verildiği gibi belirledik. KIC 4357272 sisteminin lekelerinin boylamsal göç dönemlerinin 156.250 gün (0.428 yıl) ve 161.290 gün (0.442 yıl); KIC 6025466 sistemindeki lekelerin 101.010 gün (0.277 yıl) ve 80.645 gün (0.221 yıl);



Şekil 4. KIC 6962018 sistemindeki aktif bileşen üzerindeki lekenin boylamsal göç hareketi, θ_{\min} değişimi ve θ_{\min} artıkları. Ayrıca, KIC 6962018'in aktif bileşenlerine ait θ_{\min} artıklarının frekans analizi ile elde edilen temsilleri alt panelde verilmektedir. İlk iki panelde verilen siyahla doldurulmuş daireler lekelerin tespit edilen boylamsal evre değerlerini verirken; mavi düz çizgi ile belirtilen ise en küçük kareler yöntemi kullanılarak elde edilen doğru temsillerini göstermektedir. Son iki panelde ise; siyahla doldurulmuş daireler θ_{\min} artıklarını, kırmızı düz çizgiler ise frekans analizi sonucunda elde edilen kuramsal temsillerini göstermektedir.

KIC 6058875 sistemindeki lekelerin 263.158 gün (0.720 yıl) ve 303.581 gün (0.883 yıl); KIC 8669092 sistemindeki lekelerin 476.190 gün (1.304 yıl) ve 454.545 gün (1.244 yıl); KIC 11706658 sistemindeki lekelerin ise 909.091 gün (2.489 yıl) ve 714.286 gün (1.956 yıl) olduğu görülmektedir. Bu 5 sistemin bir grup olarak incelenmesinin nedeni, sistemlerin aktif bileşenleri üzerinde yer alan lekelerin boylamsal göç dönemlerinin birbirine yakın değerde olmasıdır. Tespit edilen lekelerin göç dönemlerinin birbirine bu kadar yakın çıkması, sistemlerde yer alan leke gruplarının her ikisinin de sistemlerdeki tek bir bileşen üzerinde olabileceğini göstermektedir.

Çizelge 3'te de görüldüğü üzere, KIC 7798259 sisteminin lekelerinin boylamsal göç dönemleri 714.286 gün (1.956 yıl) ve 322.581 gün (0.883 yıl); KIC 9210828 sistemindeki lekelerin 192.308 gün (0.527 yıl) ve 416.667 gün (1.141 yıl) olarak hesaplanmıştır. Bu 2 sistemi, diğerlerinden ayıran durum ise, sistemlerde yer alan lekelerin göç dönemlerinin birbiri ile uyumlu

olmadığı ve 2 kat farkın görüldüğüdür. Örneğin; KIC 7798259 sisteminde yer alan birinci lekenin θ_{\min} değeri 3.0'a çıkarken, ikinci lekenin 6.0'a kadar çıkmaktadır. Bu, birinci lekenin yıldız etrafında yaklaşık 3 turu tamamlarken, ikinci lekenin yaklaşık 6 turu tamamladığı anlamına gelmektedir. Bu iki lekeli alan aynı bileşen üzerinde olamaz, çünkü yıldızların dönme dönemi farklı enlemlerde 2 katlık bir fark yaratamaz. KIC 7798259 ve KIC 9210828 durumunda her iki sistemde de baş ve yoldaş bileşenlerin sıcaklıklarının birbirine yakın olduğu görülmektedir. Dolayısıyla bu sistemlerin her iki bileşeninde de leke aktivitesi olabilir.

KIC 6962018 ve KIC 12599700 diğerlerinden biraz farklıdır. Şekil 4'te görüldüğü gibi, KIC 6962018 durumunda iki lekeli alan tespit ettik. KIC 6962018'e ait lekelerin boylamsal göç hareketine bakıldığında, birinci leke yaklaşık 0.50 evrede boylamsal olarak konumlanmış durumdadır. İkinci leke ise diğer sistemlerde görüldüğü gibi 1.0 evresinden 0.0 evresine lineer bir

Çizelge 4. θ_{\min} artıklarının frekans analizi sonucunda elde edilen frekans, dönem ve SNR değerleri.

Çift Sistem (KIC)	No.	Birinci Aktif Bölge			No.	İkinci Aktif Bölge		
		Frekans (d^{-1})	Dönem (d)	SNR		Frekans (d^{-1})	Dönem (d)	SNR
7671594	F1	0.00062 ± 0.00000	1618.823	35.578	-	-	-	
	F2	0.00271 ± 0.00001	368.846	11.381	-	-	-	
	F3	0.00347 ± 0.00002	288.503	5.872	-	-	-	
12599700	F1	0.00181 ± 0.00002	552.511	16.634	F1	0.00259 ± 0.00000	386.189	27.231
	F2	0.00654 ± 0.00002	152.822	11.594	F2	0.00189 ± 0.00000	530.449	18.315
	F3	0.00877 ± 0.00004	114.010	6.211	F3	0.00479 ± 0.00001	208.713	9.292
	F4	0.00107 ± 0.00004	936.866	7.042	F4	0.00577 ± 0.00001	173.263	9.633
	F5	0.01564 ± 0.00005	63.940	5.653	F5	0.00793 ± 0.00001	126.028	6.659
	F6	0.01035 ± 0.00005	96.627	5.084	-	-	-	
6962018	F1	0.00089 ± 0.00000	1120.472	27.082	F1	0.00148 ± 0.00001	674.843	15.137
	F2	0.00175 ± 0.00001	571.221	21.002	F2	0.00275 ± 0.00001	364.201	15.634
	F3	0.00261 ± 0.00001	383.319	18.634	F3	0.00410 ± 0.00001	244.092	13.258
	F4	0.00374 ± 0.00001	267.269	10.961	F4	0.00519 ± 0.00001	192.812	9.783
	F5	0.00783 ± 0.00003	127.773	4.368	F5	0.00793 ± 0.00002	126.070	8.096
	F6	0.00584 ± 0.00002	171.366	5.307	F6	0.00684 ± 0.00003	146.144	5.221
	F7	0.00879 ± 0.00003	113.798	4.239	F7	0.00893 ± 0.00002	111.925	5.578
	-	-	-	-	F8	0.01024 ± 0.00003	97.637	4.165
11706658	F1	0.00094 ± 0.00000	1065.148	32.533	F1	0.00084 ± 0.00000	1197.112	32.973
	F2	0.00210 ± 0.00000	476.216	17.908	F2	0.00188 ± 0.00000	532.050	15.376
	F3	0.00376 ± 0.00001	266.226	6.727	F3	0.00292 ± 0.00001	342.032	7.598
	F4	0.00496 ± 0.00001	201.752	5.113	F4	0.00452 ± 0.00001	221.005	4.578
	F5	0.00539 ± 0.00001	185.366	4.761	-	-	-	
6058875	F1	0.00093 ± 0.00000	1075.889	31.051	F1	0.00745 ± 0.00001	134.231	10.231
	F2	0.00234 ± 0.00001	426.646	12.596	F2	0.01076 ± 0.00002	92.936	5.887
	F3	0.00348 ± 0.00001	287.738	8.221	F3	0.01352 ± 0.00002	73.946	7.599
	F4	0.00158 ± 0.00001	634.499	5.991	F4	0.00447 ± 0.00002	223.750	5.982
7798259	F1	0.00166 ± 0.00000	602.079	26.423	F1	0.00156 ± 0.00000	642.612	20.895
	F2	0.00218 ± 0.00001	458.727	23.758	F2	0.00078 ± 0.00001	1285.224	9.155
	F3	0.00429 ± 0.00002	233.063	7.394	F3	0.00813 ± 0.00001	122.934	7.848
	F4	0.00100 ± 0.00001	996.544	11.079	F4	0.00322 ± 0.00001	310.713	7.192
	F5	0.00713 ± 0.00002	140.290	6.367	-	-	-	
	F6	0.00903 ± 0.00003	110.727	4.585	-	-	-	
	F7	0.00284 ± 0.00002	352.436	5.579	-	-	-	
	F8	0.00481 ± 0.00002	207.912	5.007	-	-	-	
9210828	F1	0.00635 ± 0.00001	157.427	11.045	F1	0.00204 ± 0.00001	491.281	21.324
	F2	0.00064 ± 0.00002	1565.525	7.673	F2	0.00272 ± 0.00001	368.312	18.516
	F3	0.00930 ± 0.00002	107.555	8.332	F3	0.00442 ± 0.00002	226.253	10.810
	-	-	-	-	F4	0.00790 ± 0.00003	126.588	6.355
4357272	F1	0.00072 ± 0.00000	1387.578	20.502	F1	0.00089 ± 0.00001	1118.274	15.736
	F2	0.00270 ± 0.00001	369.781	6.485	F2	0.00204 ± 0.00001	490.749	7.498
	F3	0.00685 ± 0.00001	145.929	5.169	F3	0.00355 ± 0.00002	281.586	4.083
6025466	F1	0.00334 ± 0.00002	299.201	9.316	F1	0.00783 ± 0.00001	127.715	9.725
	F2	0.01682 ± 0.00002	59.469	10.864	F2	0.02536 ± 0.00001	39.425	7.622
	F3	0.00735 ± 0.00002	136.129	9.710	F3	0.01516 ± 0.00002	65.962	5.628
	F4	0.00519 ± 0.00003	192.774	8.222	F4	0.00608 ± 0.00001	164.408	8.584
	F5	0.01904 ± 0.00002	52.511	12.047	F5	0.01103 ± 0.00003	90.647	4.200
	F6	0.02141 ± 0.00003	46.705	7.422	-	-	-	
	F7	0.01079 ± 0.00003	92.656	7.744	-	-	-	
	F8	0.02740 ± 0.00004	36.497	5.496	-	-	-	
8669092	F1	0.00522 ± 0.00004	191.655	8.520	F1	0.00066 ± 0.00005	1517.752	7.058
	F2	0.00570 ± 0.00005	175.528	5.889	F2	0.00443 ± 0.00005	225.867	7.342

Çizelge 5. KIC 12599700 sistemine ait üçüncü aktif bölgenin θ_{\min} artıklarının frekans analizi sonucunda elde edilen frekans, dönem ve SNR değerleri.

Çift Sistem (KIC)	No.	Üçüncü Aktif Bölge		SNR
		Frekans (d^{-1})	Dönem (d)	
12599700	F1	0.00935 ± 0.00015	106.980	7.806
	F2	0.00449 ± 0.00019	222.876	6.028

azalma göstermektedir. Bu durumda birinci lekenin diferansiyel dönmeden daha az etkilenecek, aktif bileşenin üst enlemlerinde yer alabileceği düşüncesini ortaya koymaktadır. İkinci lekenin ise, diferansiyel dönmeden etkilenebilecek bir enlem üzerinde yer alarak, daha alt enlemlerde konumlanmış olması ve bu nedenle lineer bir azalma gösterdiği öngörülmektedir. KIC 12599700'de ise diğer sistemlerde gözlenmeyen bir durum söz konusudur. Şeklin üst panelinde görüldüğü üzere, net bir şekilde aralarında 0.40 evrelilik bir fark bulunan iki leke gözlenmektedir. Bu sistem için elde ettiğimiz sonuçlarda çevrim başlangıcında 0.40 evre aralığında iki lekeli alan görülmektedir. İlk lekeli alan 1.00 ile 0.60 arasındaki evreler arasında yer alırken, ikincisi 0.60 ile 0.40 arasındaki evreler arasında yer alır. Öte yandan, sonuçlar dikkatli bir şekilde incelenirse, ikinci lekeli alanın bileşen üzerinde tek bir alan olmadığı, çevrimin sonuna doğru ayrılan iki farklı lekeli alan olması gerektiği anlaşılır. Çevrimin 500. gününden sonra ikinci lekeli alan yaklaşık 0.30 evre aralığında iki farklı boylamasına göç sergilemeye başlar. Bunun gibi ani bir geçiş, lekeli alanın evre kayması veya farklı bir aktif boylamda yeni bir lekeli alanın oluşumu anlamına gelir. Bu noktada yıldız yüzeyinde 3 farklı aktif boylam görülmektedir. Çizelge 3'te verilen göç dönemlerine göre ilk lekeli bölgenin göç dönemi diğerlerine göre daha uzundur. İkinci ve üçüncülerin göç dönemleri birbirine daha yakındır. Olası bir senaryoya göre birinci lekeli alanın bir aktif bileşen üzerinde, ikinci ve üçüncü lekeli alanların ise diğer aktif bileşen üzerinde yer aldığı şeklinde yorumlanabilmektedir.

Diğer sistemlerden farklı olarak, üç gruba da dahil olmayan tek sistem KIC 7671594'dir. Bunun nedeni, sistemdeki aktif bileşen üzerinde tespit edilen leke ya da leke gruplarının yaklaşık 0.80 evreye karşılık gelen boylam komşuluğunda konumlanmış olmasıdır. Diğer sistemlerde olduğu gibi lineer bir göç hareketi burada söz konusu değildir. Bu sistemde tespit edilen tek lekeye ait boylamsal göç hareketi, Şekil 4'te verilen KIC 6962018'nin birinci lekesine benzer bir davranış sergilemektedir. KIC 6962018 sistemindeki tek fark, ikinci lekenin olması ve onun lineer bir şekilde azalma göstermesidir. Fakat KIC 7671594'te ikinci bir leke söz konusu olmamakla beraber, lineer bir azalma gösterip boylamsal göç döneminin hesaplanabileceği herhangi bir davranış söz konusu değildir. Dolayısıyla, elde edilen çizelgeler ve sistemlerin karşılaştırılması yapılan bazı şekillerde, bu sisteme ait boylamsal göç dönem değeri bulunmamaktadır.

Sistemlerdeki lekelerin θ_{\min} değişimleri lineer bir doğru ile temsil edildikten sonra, bu lineer temsiller çıkarılarak artıklar elde edilmiştir. Lekelerin göç hareketleri düzgün bir lineer doğru ile temsil edilmiş olsa da incelenen lekelerin göç hareketinde belirli bir sinüzoidal değişim gözlenmektedir. Bu sinüzoidal değişimlerin net bir şekilde belirlenip yorumlanabilmesi için, frekans analizi yapılmıştır. Çizelge 4 ve 5'te görüldüğü üzere, lekelerin θ_{\min} artıklarının frekans analizlerinden ortalama 7'şer adet frekans elde edilmiş ve dönemleri hesaplanmıştır. Çizelgelere dikkatle bakıldığında, elde edilen bu sinüzoidal

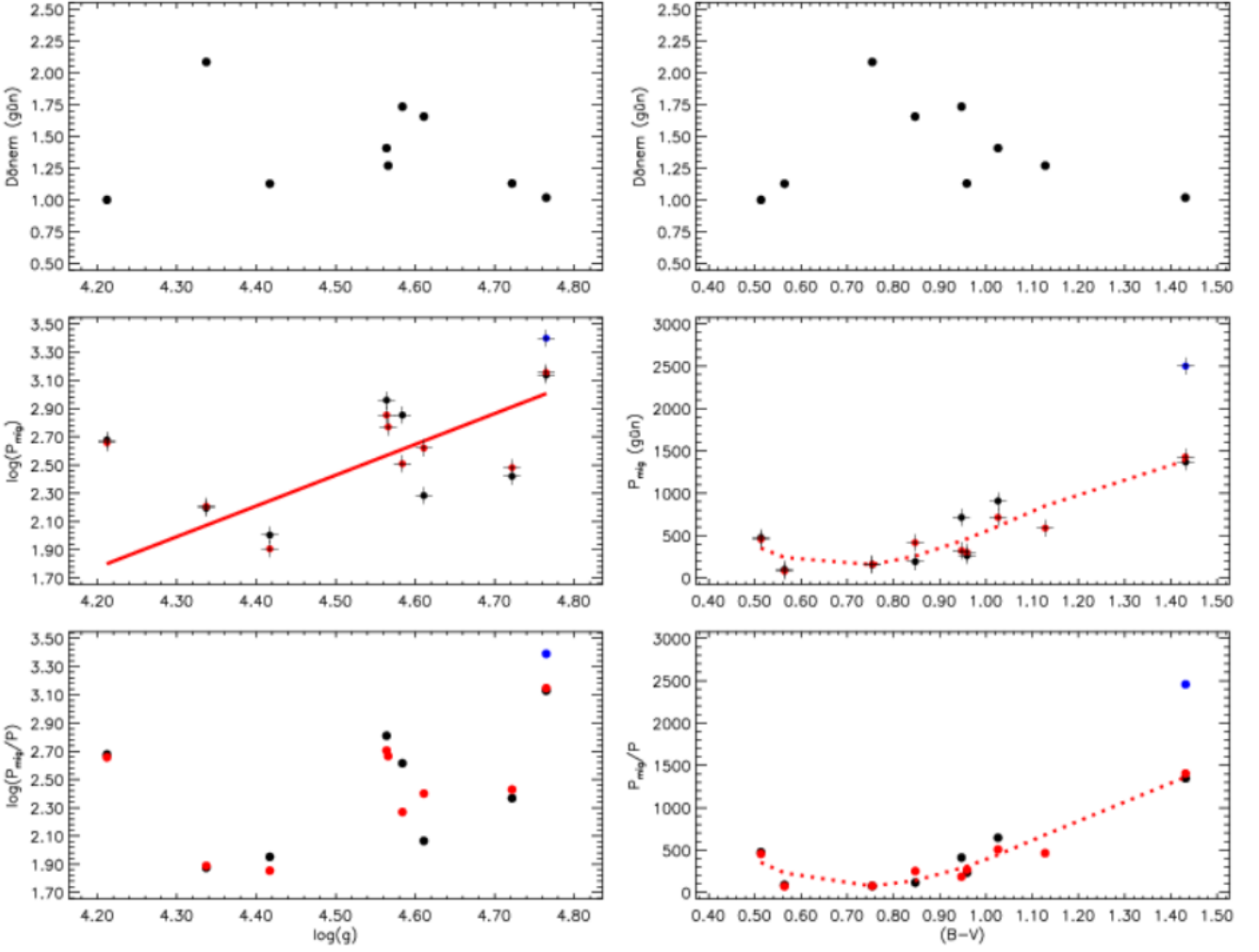
değişimlerin dönemleri sistemlerdeki lekelerin aynı bileşen veya farklı bileşende olduğuna dair yapılan yorumu desteklemektedir. Aynı bileşen üzerinde yer aldığı ifade edilen lekelerin θ_{\min} artıklarındaki sinüzoidal değişimlerin dönemlerinin birbirine yakın olduğu, farklı bileşenlerdeki ise çok fark olmasa da dikkat çeken farklılıklar olduğu gözlenmektedir. Bu durum, elde edilen sonuçların tutarlılığını da göstermektedir.

Frekanslardan elde edilen değerlerden oluşturulan temsiller, θ_{\min} artıkları ile beraber şekillendirilmiştir. Örnek olarak, Şekil 4'ün alt panellerinde gösterilmiştir. Bu büyük genlikli değişimlerin nedeni olarak, bilindiği üzere, lekeler aktif boylamlar üzerinde oluşmaktadır ve bu aktif boylamlar, bir tane boylam üzerinde değil; geniş bir boylam aralığı üzerinde yer almaktadır. Dolayısıyla, belirlenen boylamsal olarak yaklaşık 0.20 evrelilik sağa ve sola salınımlar, lekelerin aktif boylam 'bandı' içerisinde farklı konumlarda ortaya çıkıp yok olması olarak yorumlanabilmektedir. Geniş bant aralığında bir leke göç ederse, bunu θ_{\min} artıklarında sinüzoidal değişim olarak görebiliriz. Hesaplanan frekanslar, aktif boylam bandının içinde bir lekenin göçünü göstermektedir.

Öte yandan, KIC 11706658 durumunda, θ_{\min} artıklarının genliği dikkate değer ölçüde büyüktür. Bu büyük genliğin nedeni, aktif bir boylam bandındaki lekenin konum değişimi kaynaklı olamaz. Büyük olasılıkla, diferansiyel dönme nedeniyle lekelerin enlemsel değişimi olması beklenmektedir. Enlem değişikliği bakımından, alt enlemlere doğru leke, dönme döneminden daha hızlı dönmekte ve dolayısıyla, leke göç hareketinde azalma değil, artma gözlenmektedir. Bizim düşüncemize göre, süpergranül ölçekli konveksiyon akımları, lekeli alanları üst enlemlere veya önceki boylamlara doğru kaydırmış olabilir. Bradshaw & Hartigan (2014), süper granül ölçekli konveksiyon akımları nedeniyle lekeli alanların kolayca parçalanabileceğini belirtmişlerdir.

İncelenen sistemlerdeki bileşenlerin Çizelge 1'de verilen $(B-V)$ renk indeksi, $\log(g)$ ve yörünge dönemlerine göre, yüzeylerindeki lekelerin boylamsal göç dönemleri incelenmiştir. Bileşenlerin $(B-V)$ renk indekslerine göre lekelerin göç dönemleri, Şekil 5'in sağ panelinde sunulmuştur. Orta panelde gösterilen değişim incelenirse; $(B-V)$ renk indeksi $0^m50'$ den $1^m15'$ e kadar olan bileşenlerin üzerindeki lekelerin boylamsal göç dönemlerinin 800 günün altında kısa dönemler olduğu, 1^m50 ve üzeri renk değerlerine sahip bileşenlerdeki lekelerin göç dönemlerinin ise 800 günün üzerinde uzun dönemlere sahip olduğu görülmüştür. Ayrıca, leke göç dönemlerinin $(B-V)$ renk indeksinin bir fonksiyonu olarak değişim gösterdiği de görülmektedir. $(B-V)$ renk indeksinin 1^m50 ve üzeri olduğu yıldızlar, tamamen konvektif katmandan oluşan soğuk yıldızlardır. Bu tür bir hedef durumunda türbülans dinamosu baskındır ve yüzeylerindeki diferansiyel dönme profilinin nasıl çalıştığı tam olarak bilinmemektedir.

Leke göç dönemlerinin dağılımı Şekil 6'da bileşenlerin yörünge dönemlerine göre çizdirilmiştir. Öncelikle şekilden, leke göç dönemlerinin artan yörünge dönemleri ile azaldığı görülmektedir. Bununla birlikte, 800 ile 2500 günlük göç dönemlerine sahip lekelerde ise, daha belirgin bir eğime sahip dağılım gözlenmektedir. Burada da yıldızların dönemlerinin artmasıyla leke göç dönemlerinin hızla azaldığı net bir şekilde görülmektedir. Buradaki ayrımın nedeni, $\log(g)$ de olduğu gibi, baskın olarak bileşenlerin $(B-V)$ değerlerinden kaynaklanmaktadır. Kırmızı ile temsil edilen doğrunun soğuk yıldızların, mavi ile temsil edilen doğrunun ise sıcak yıldızların yörünge dönemlerine göre leke göç dönemlerinin değişimini



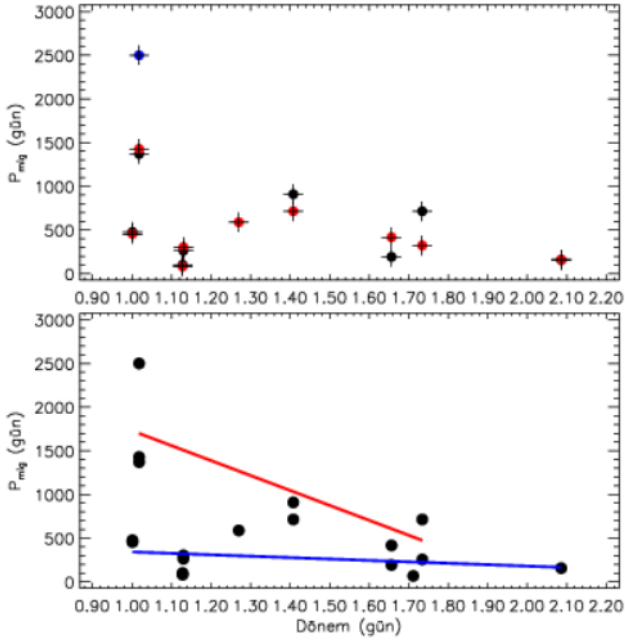
Şekil 5. Sistemlerin $\log(g)$ ve $(B-V)$ renk indeksi değerlerine karşı lekelerin boylamsal göç dönemleri verilmiştir. Orta ve alt panellerdeki kırmızı çizgiler kuramsal eğriyi temsil etmektedir.

göstermektedir. Her iki durumda da leke göç dönemleri, yörünge döneminin artması ile azalmaktadır. Fakat $(B-V)$ renk indeksi, birinde daha az etkiliyken, diğerinde daha baskın etkiye sahip olduğu görülmektedir.

Bu çalışmadaki dikkat çekici hedeflerden biri KIC 12599700'dür. Şekil 5'in sağ panelinde görüldüğü gibi, birinci ve ikinci lekenin elde edilen kuramsal eğri üzerinde olduğu ve bileşenin renk indeksine göre beklenen konumda olduğu görülür. Fakat, üçüncü lekeli alanın göç dönemi mavi olarak çizilmiştir ve elde edilen kuramsal eğride olması gereken yerde değildir. Sistemin baş bileşenin sıcaklığı 3758 K, yoldaş bileşenin sıcaklığı ise 3759 K'dir (Armstrong ve diğ. 2014). Hedef, bileşenleri neredeyse ikiz olan bir ikili sistemdir. Ancak mavi ile belirtilen leke göç dönemi, bu bileşenlerin sıcaklıkları ile uyumsuz görünmektedir. $(B-V)$ renk indeksi yaklaşık 1^m80 olan bir bileşenle uyumlu olması gerekmektedir. Bu noktada sistemin ışık eğrisine bakıldığında, baş ve yan minimumların genlikleri hemen hemen eşittir, ancak çok sığdır. Bileşenlerin sıcaklıkları göz önüne alındığında, bu sığ minimumlar için olası bir açıklama, sistemin görünmeyen bir üçüncü bileşene sahip olması gerektiğidir. Sistemde görünmeyen bir üçüncü bileşen

varsa, üçüncü cismin toplam ışıktaki çok az ışık fazlalığına sahip olması astrofiziksel bir durum olarak beklenir. Bu durumda, bu üçüncü cisim çok soğuk bir M cücesi olmalıdır. Bu senaryo, şekildedeki mavi nokta olarak belirtilen leke göç dönemini açıklayabilir.

Şekil 5'in sol panellerinde, göç dönemini bileşenlerin $\log(g)$ değerleriyle karşılaştırıyoruz. Sol orta panele bakıldığında, yıldızların $\log(g)$ değerlerinin artması ile leke göç döneminin arttığına dair oldukça kaba/genel bir sonuç ortaya çıkmaktadır. Şekilden de görüldüğü üzere, her ne kadar dağılım doğru ile temsil edilebilmiş olsa da çok fazla saçılma ve sapma gözlenmektedir. Bu saçılmaların nedeni, yıldızların farklı sıcaklıklara sahip olmalarıdır. Bazı sistem bileşenleri, neredeyse aynı yaşlara ve dolayısıyla aynı $\log(g)$ değerlerine sahip olsa da, sıcaklıkları birbirinden önemli ölçüde farklı olabilir. Bu durumda, sağ panellerde görülen değişimlerin etkileri, $\log(g)$ değerlerine göre dağılımları etkileyebilir. Düşüncemize göre, aynı sıcaklıklardaki bileşenlere sahip olsaydık, göç dönemleri için $\log(g)$ değerlerine karşı doğrusal bir eğim üzerinde dağılım elde edebilirdik. Nitekim kendi aralarında aynı $\log(g)$ değerlerine sahip bileşenleri karşılaştırdığımızda, panelde daha yüksek

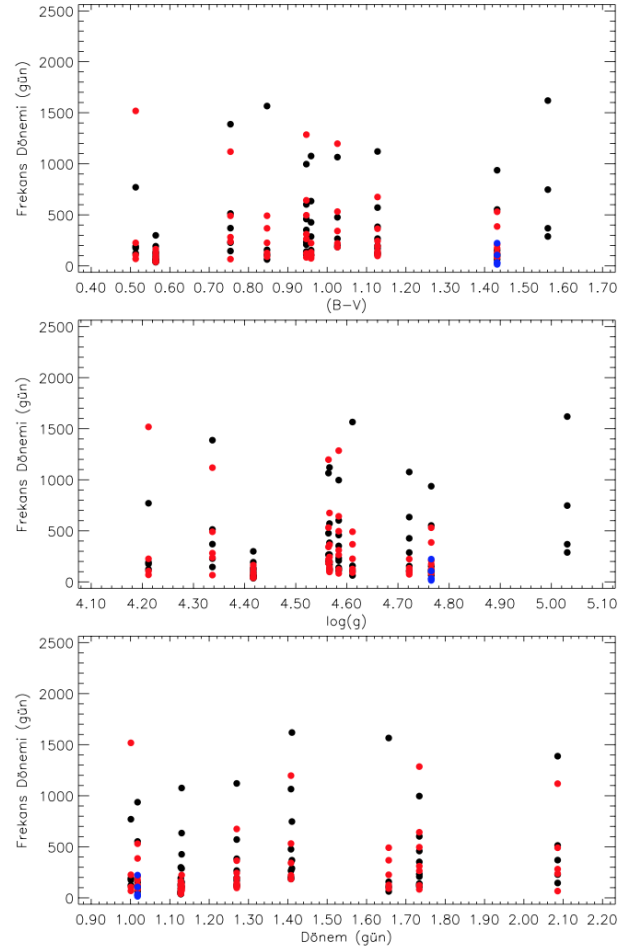


Şekil 6. Sistemlerin yörünge dönemlerine karşı lekelerin boylamsal göç dönemleri verilmektedir. Alt paneldeki kırmızı düz çizgi, soğuk yıldızlardaki lekelerin göç dönemindeki değişimi, mavi düz çizgi ise sıcak yıldızlar üzerindeki lekelerin göç dönemindeki değişimini temsil etmektedir.

sıcaklığa sahip bileşenler doğrunun altında, daha düşük sıcaklığa sahip bileşenler ise düzlemin üst kısmında yer almaktadır.

Genel olarak, leke göç dönemlerinin $(B-V)$ renk indeksinin bir fonksiyonu olduğu ve buna göre uyumlu bir şekilde değişim gösterdiği görülmektedir. Ayrıca, anakolda daha soğuk yıldızlara doğru leke göç dönemlerinin arttığı tespit edilmiştir. Bununla birlikte, hem $\log(g)$ parametresine hem de yörünge dönemlerine karşı da düzenli bir değişimin olduğu dikkat çekmiştir. Öte yandan, sıcaklığın etkisi bu değişimler üzerinde baskın bir parametre olarak görülmektedir. Çok daha kabul edilebilir sonuçlar elde etmek için, sıcaklıkları aynı olan bileşenler söz konusu olduğunda, leke göç dönemleri farklı $\log(g)$ değerlerine karşı incelenmelidir. Bu arada, θ_{\min} analizleriyle elde edilen frekans değişimlerinin yorumları tamamen öngörüdür. Net bir sonuca varmak için daha fazla yıldızın verileri analiz edilmelidir.

Son olarak, θ_{\min} artıklarının frekans analizi gerçekleştirilmiş ve belirli dönemler hesaplanmıştır. Hesaplanan bu dönemlerin, lekelerin göç dönemlerinin genel durumunu incelemek için oluşturulan çeşitli parametrelere karşı dağılımının ele alındığı gibi, frekansların da bu parametrelere göre dağılımı incelenmiştir. Şekil 7'de yıldızların $(B-V)$ renk indeksi, $\log(g)$ ve dönem değerlerine göre θ_{\min} artıklarının frekans dönemlerinin dağılımı görülmektedir. Şekildeki frekans dağılımları incelendiğinde, tüm $(B-V)$ renk indekslerinde ve $\log(g)$ değerlerinde daha düşük frekansların görüldüğünü fark ettik. Ancak, daha yüksek frekanslar yalnızca daha küçük $(B-V)$ renk indekslerine ve $\log(g)$ değerlerine doğru görülmektedir. Yörünge dönemleri boyunca net bir frekans dağılımı beklememize rağmen, yörünge dönemleri üzerinde sistematik bir dağılım yoktur. Ek olarak burada belirtilmelidir ki; Çizelge 4 ve 5'te verilen ve Şekil 7'de sunulan dağılımlar,



Şekil 7. θ_{\min} artıklarından elde edilen frekansların hesaplanan dönemlerinin sistemlerin bileşenlerine ait $(B-V)$, $\log(g)$ ve dönem değerlerine göre değişimleri verilmektedir. Siyah noktalar birinci lekelerden elde edilen frekans dönemlerine, kırmızı noktalar ikinci lekeler ve mavi noktalar ise üçüncü lekeler aittir.

tamamen θ_{\min} artıklarının olası bir periyodik değişiminin olup olmadığına bakmak içindir. Bu kısım için yapılan yorumlar öngörüdür ibaret olup kesinliği için daha detaylı analizler yapılmalıdır.





Kaynaklar

- Armstrong D. J., Gómez Maqueo Chew Y., Faedi F., Pollacco D., 2014, *MNRAS*, 437, 3473
 Balaji B., Croll B., Levine A. M., Rappaport S., 2015, *MNRAS*, 448, 429
 Balona L. A., 2015, *MNRAS*, 447, 2714
 Berdyugina S. V., Tuominen I., 1998, *A&A*, 336, L25, *ADS*
 Berdyugina S. V., Usoskin I. G., 2003, *A&A*, 405, 1121
 Bogart R. S., 1982, *Sol. Phys.*, 76, 155
 Bopp B. W., Evans D. S., 1973, *MNRAS*, 164, 343
 Bradshaw S. J., Hartigan P., 2014, *ApJ*, 795, 79
 Caldwell D. A., ve diğ., 2010, *ApJ*, 713, L92
 Dal H. A., Özdarcan O., 2018, *MNRAS*, 474, 326
 Dal H. A., Sipahi E., Özdarcan O., 2012, *PASJ*, 64, 125
 Friedemann C., Guertler J., 1975, *Astronomische Nachrichten*, 296, 125

- Gao Q., Xin Y., Liu J.-F., Zhang X.-B., Gao S., 2016, *ApJS*, 224, 37
- Gray R. O., ve diğ., 2016, *AJ*, 151, 13
- Hall D. S., 1990, *AJ*, 100, 554
- Jenkins J. M., ve diğ., 2010a, *ApJ*, 713, L87
- Jenkins J. M., ve diğ., 2010b, in *Software and Cyberinfrastructure for Astronomy*. p. 77400D, doi:10.1117/12.856764
- Kaya N. Ö., Dal H. A., 2019, *Astronomische Nachrichten*, 340, 539
- Koch D. G., ve diğ., 2010, *ApJ*, 713, L79
- Kron G. E., 1952, *ApJ*, 115, 301
- Kunkel W., 1975, *IAU Symposium*, 67, 15, *ADS*
- Lenz P., Breger M., 2005, *Communications in Asteroseismology*, 146, 53
- Lopez Arroyo M., 1961, *The Observatory*, 81, 205, *ADS*
- Lucy L. B., 1967, *Z. Astrophys.*, 65, 89, *ADS*
- Matijević G., Prša A., Orosz J. A., Welsh W. F., Bloemen S., Barclay T., 2012, *AJ*, 143, 123
- Mekkaden M. V., Raveendran A. V., 1998, *A&A*, 338, 1031, *ADS*
- Morris S. L., 1985, *ApJ*, 295, 143
- Morton T. D., Bryson S. T., Coughlin J. L., Rowe J. F., Ravichandran G., Petigura E. A., Haas M. R., Batalha N. M., 2016, *ApJ*, 822, 86
- Pinsonneault M. H., An D., Molenda-Zakowicz J., Chaplin W. J., Metcalfe T. S., Bruntt H., 2012, *VizieR Online Data Catalog*, p. J/ApJS/199/30, *ADS*
- Prša A., Zwitter T., 2005, *ApJ*, 628, 426
- Qian S. B., Zhang J., He J. J., Zhu L. Y., Zhao E. G., Shi X. D., Zhou X., Han Z. T., 2018, *ApJS*, 235, 5
- Rosario M. J., Heckert P. A., Mekkaden M. V., Raveendran A. V., 2009, *MNRAS*, 394, 872
- Rowe J. F., ve diğ., 2015, *ApJS*, 217, 16
- Ruciński S. M., 1969, *Acta Astron.*, 19, 245, *ADS*
- Shibayama T., ve diğ., 2013, *ApJS*, 209, 5
- Slawson R. W., ve diğ., 2011, *AJ*, 142, 160
- Stanek W., 1972, *Sol. Phys.*, 27, 89
- Taş G., Evren S., Marino G., Frasca A., Ibañoğlu C., Catalano S., 2001, *A&A*, 376, 966
- Thompson S. E., Mullally F., Coughlin J., Christiansen J. L., Henze C. E., Haas M. R., Burke C. J., 2015, *ApJ*, 812, 46
- Tokunaga A. T., 2000, in Cox A. N., ed., , *Allen's Astrophysical Quantities*. New York: AIP Press; Springer, p. 143
- Torres C. A. O., Ferraz Mello S., 1973, *A&A*, 27, 231, *ADS*
- Vogt S. S., 1975, *ApJ*, 199, 418
- Watson C. L., Henden A. A., Price A., 2006, *Society for Astronomical Sciences Annual Symposium*, 25, 47, *ADS*
- Wilson R. E., Devinney E. J. J., 2015, *ApJ*, 807, 80
- van Hamme W., 1993, *AJ*, 106, 2096

Access:M23-0327: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Galaktik Açık ve Küresel Kümelerdeki Çift Sistemler

Dolunay Koçak¹  , Tuğçe İçli¹ , Kadri Yakut¹ 

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye

Accepted: January 18, 2023. Revised: January 10, 2023. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, Güneş yaşına ve Güneş kimyasal bolluğuna sahip M67 açık kümesi, genç bir açık küme olan M35 ve metalce farklılık gösteren M71 küresel kümesinde bulunan çift sistemlerin fotometrik çalışması yapılmıştır. Gözlemlerin analizinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan teleskoplardan ve Kepler uydu teleskobundan elde edilen veri setleri kullanılmıştır. Seçilen Galaktik kümelerdeki tutulma gösteren küme üyesi yakın çift sistemlerin ışık eğrisi analizi yapılmış ve yörünge parametreleri elde edilmiştir.

Abstract

In this study, photometric studies of binary systems in the M67 open cluster with Solar age and Solar chemical abundance, M35, a young open cluster, and M71, a metal-rich globular cluster, were performed. In the analysis of the observations, data sets obtained from the telescopes of the TÜBİTAK National Observatory (TUG) and the Kepler satellite telescope were used. Light curves analysis of eclipsing binary systems in the selected Galactic clusters was performed, and orbital parameters were obtained.

Anahtar Kelimeler: Galactic clusters – globular clusters – open clusters – M67 – M35 – M71 –binary stars–eclipsing binaries

1 Introduction

Galaktik açık ve küresel kümeler bir asırdan daha uzun süredir gözlemsel çalışmalara konu olmuş ve son üç çeyrek yüzyılda da tek ve çift yıldızların evrim kuramları açısından detaylı bir biçimde ele alınmıştır. Günümüzde kümelere ve küme üyesi değişen yıldızlara ilişkin çalışmalar, Yer konumlu teleskoplar ve Kepler (Koch ve diğ. 2010), TESS (Ricker ve diğ. 2015), Gaia (Gaia Collaboration ve diğ. 2016) gibi uzay konumlu teleskoplar ile ivme kazanmıştır. Kümelerin dinamik evrimi bize galaksilerin oluşumları ve evrimleri hakkında değerli bilgiler sunmaktadır. Bu bağlamda yıldız kümeleri yıldız evrim kuramlarını ve yıldız kümelerinin dinamik evrimlerini test etmek ve kalibre etmek için ideal ortamlardır.

Tipik bir açık ve küresel küme Hertzsprung-Russell (H-R) diyagramında çok farklı özelliklere sahip (kütle, yarıçap, ışıma sınıfı vb.) tek ve çift yıldızları barındırır. Küresel ve açık kümelerde var olan farklı popülasyonların oluşumunu incelemek kümenin nasıl evrimleşeceği hakkında yorum yapabilmemiz için oldukça önemlidir. Örneğin küresel kümelerde gözlenen farklı yıldız popülasyonlarının oluşum senaryolarından birinin çok büyük kütleli yıldızlar olduğu düşünülmektedir (Koçak 2023a). Yıldızlar üzerine yapılan gözlemsel çalışmalar, yıldızların tek, çift, çoklu veya bir kümeye ait durumda bulunabildiklerini ortaya koymuştur Eggleton & Tokovinin (2008); Lada (2006); Fischer & Marcy (1992); Duquennoy ve diğ. (1991). Çift ve çoklu sistemlerin oluşum sürecindeki başlangıç koşulları ilerleyen evrim aşamalarında farklı türlere sahip yıldızların oluşmasında rol oynar. Çift veya çoklu yıldız sistemlerinin fotometrik ve tayfsal olarak elde edilen gözlemleriyle böylesi sistemlere ait yörünge öğelerini ve salt parlaklık, ışıma, sıcaklık gibi fiziksel parametrelerini

hassas bir şekilde elde edebiliriz. Yıldızlara ilişkin elde ettiğimiz yörünge ve fiziksel parametreler kullanılarak böylesi sistemlerin nasıl oluştukları, nasıl evrimleştikleri ve evrimleri boyunca hangi fiziksel süreçlerden geçerek yaşamlarının son bulacağına ilişkin çok önemli bilgilere ulaşabiliriz. Bu bağlamda, küme üyesi sistemleri çalışarak, tek, çift ve çoklu yıldız sistemlerinde açısal momentum problemi, bileşen yıldızlar arasındaki madde transferi, madde kaybı, Kozai-Lidov çevriminin evrime etkisi (Naoz 2016; Toonen ve diğ. 2016) ve çekimsel ışıma (Koçak & Yakut 2016; İçli & Yakut 2016) gibi bir çok temel astrofiziksel problemleri detaylı ele almamız mümkündür. Yıldız kümelerine ait olan tek, ikili ve çoklu yıldızların Yer'den neredeyse aynı uzaklıkta olmaları, benzer kimyasal bolluklara sahip olmaları ve birinci nesil yıldızlarının benzer yaşlarda olmaları gibi ortak özellikleri onları yıldız evrim çalışmalarında değerli kılar. Bu benzerliklere ek olarak küme üyesi yıldızların farklı türlerde ve farklı kütlelere sahip olmaları kümeleri evrim açısından daha da değerli yapar.

Kümelerdeki çift yıldızlar yine yukarıda sözü edilen temel astrofiziksel süreçleri çalışmak için iyi birer test merkezleridir. Küme üyesi çift yıldız sistemleri kullanarak kümeye ve küme değişen yıldızlarına yönelik literatürde çok sayıda çalışma bulunmaktadır (Yakut ve diğ. 2003; Pigulski ve diğ. 2007; Yakut ve diğ. 2015a; Tarasov ve diğ. 2016; Koçak ve diğ. 2020). Özellikle yakın çift sistemlerdeki yakınlık etkileri ve buna bağlı olarak ayırık, yarı-ayırık ve değen çift sistemlerin evrim senaryoları yine bu bağlamda çok değerli laboratuvarlardır (Yakut & Eggleton 2005). Örneğin yarı-ayırık ve değen evrede bileşen yıldızlar arasındaki madde transferi özellikle de kütle oranlarının çok düşük olduğu (Qian 2001; Selam ve diğ. 2005; Ulaş ve diğ. 2012; Yaşarsoy & Yakut 2013) durumda yörünge dönemi ve bileşenlerin evrimi hızla değişiklik gösterir (Yakut & Eggleton 2005).

Galaksimizde 3000 den fazla açık küme bulunmakta

* dolunay.kocak@gmail.com

olup nispeten genç yıldızlardan oluşmaktadır. Bilinen en yaşlı açık küme NGC 6791 olup yaşı **Yakut ve diğ. (2015b)** tarafından 7.7×10^9 yıl olarak belirlenmiştir. Be 17 ve NGC 188 (**Phelps 1997; Meibom ve diğ. 2009**) ise galaktik diğ.er yaşlı küme örnekleridir. Bir çok evrim çalışmalarına ve fotometrik çalışmalara konu olmuş ve fiziksel özellikleri (yaş, kimyasal bolluk vb.) en iyi bilinen açık kümelere bir diğ.er örnek ise M67 dir (**Johnson & Sandage 1955; Racine 1971; Sanders 1977; Belloni ve diğ. 1998a,b; Gilliland ve diğ. 1991, 1993; Sandquist & Shetrone 2003; Pribulla ve diğ. 2008; Yakut ve diğ. 2009; Landsman ve diğ. 1998; Jadhav ve diğ. 2019**). Küme fiziksel özelliklerini en iyi bildiğimiz Güneş'e yakın yaşta ve Güneş'e benzer kimyasal bolluğa sahip olması nedeniyle ayrı bir öneme sahiptir (**Yakut ve diğ. 2009; Pasquini ve diğ. 2008**). Kümenin böyle bir özel duruma sahip olması yıldız evrim modellerinin test edilmesi bakımından büyük önem taşımaktadır. M67, Galaksimizdeki birkaç orta-yaşlı (~ 4 Gyr) ve farklı türlerde (X-ışın çiftleri, Kataklişik değışenler, değ. en sistemler, mavi aykırılar vb.) çok sayıda çift yıldız sistemi barındıran zengin açık kümelerden biridir (**Fan ve diğ. 1996; Davenport & Sandquist 2010**). Bu nedenle yıldız evrimi ve küme çalışmalarının odak noktasında yer almaktadır. Küme Yer'den yaklaşık 840 pc uzaklıkta bulunur. M67 açık kümesi AH Cnc gibi değ. en, EV Cnc gibi yarı-ayrık ve ES Cnc gibi aktif, ayrık küme üyesi çift sistemlere ev sahipliği yapmaktadır. ES Cnc'nin yanısıra SAND 1113, SAND 999, SAND 747 gibi aktif çift sistemleri de barındırmaktadır.

Bir diğ.er açık küme örneği kuzey yarım kürede bulunan Messier 35 (M35) olarak da bilinen NGC 2168 kümesidir. Zengin yıldız popülasyonuna sahip olması nedeniyle keşfedildiğinden günümüze kadar çok fazla çalışmaya konu olmuş bir kümedir **Smart (1925); Trumpler (1930); Cudworth (1971); McNamara & Sekiguchi (1986); Sung & Bessell (1999); von Hippel ve diğ. (2002); Kalirai ve diğ. (2003); Meibom ve diğ. (2009); McNamara ve diğ. (2011); Leiner ve diğ. (2015); Koçak ve diğ. (2020)**. Kümenin yaşı ve uzaklığı yapılan çalışmalarda farklı tahminleri beraberinde getirmiştir (**Reimers & Koester 1988**). **Sung & Bessell (1999)** kümenin uzaklığını 832 pc ve yaşını beyaz cüce soğuma yolunu kullanarak 70-100 Myr aralığında bulmuşlardır. Buna karşın **Sung & Bessell (1999)**, (**Kalirai ve diğ. 2003**), (**Meibom ve diğ. 2009**) ve (**Meibom ve diğ. 2009**) sırası ile 200 Myr, 180 Myr, 134-161 Myr, ve 134-161 Myr olarak bulmuşlardır. M35, Hyades'ten daha genç ve Pleiades'den daha yaşlı fakat küme popülasyonu olarak daha kalabalıktır. Küme 2MASS J06100186+2405498 gibi değ. en 2MASS J06092044+2415155 gibi yarı ayrık ve 2MASS J06085327+2428371 gibi ayrık bir çok farklı türde yıldız sistemine ev sahipliği yapmaktadır.

Galaktik küresel kümeler genellikle bir milyondan fazla yıldız barındıran farklı popülasyonlara sahip yaşlı yıldız sistemlerini içerir. Küresel kümeler yıldız yoğunluğunun fazla olması nedeniyle yıldız etkileşimlerinin ve çarpışmaların oldukça sık olduğu ortamlardır. Küresel kümeler mavi aykırı yıldızlar, X-ışın çiftleri ve milisaniye pulsarları gibi egzotik nesnelerin popülasyonlarını oluşturan dinamik olarak aktif ortamlardır (**Paresce ve diğ. 1992; Baily 1995; Ferraro ve diğ. 1995, 2009**). Bu nedenle küresel kümeler yıldızların evrimi ve yıldız dinamikleri arasındaki etkileşimi araştırma açısından önemli bir rol oynar (**Baily 1995**). Benzer durum daha az çarpışma olasılığı olan açık kümeler için de söylenebilir. Galaktik bir küresel küme olan NGC 6121 1.8 kpc (**Kaluzny & Radczynska 1991; Braga ve diğ. 2015**) ile bize en yakın küresel kümedir.

Kuzey yarım küre enleminde bulunan 4 kpc uzaklığında olan M71 küresel kümesi galaksimizdeki görel olarak yaşlı ve metal bakımından oldukça zengin kümeler arasındadır. Kümenin yaşı farklı araştırmacılar tarafından farklı değ.erlerde elde edilmiştir. M71, ayrık çift yıldızlar, değ. en sistemler, X-ışın çiftleri, mavi aykırı yıldızlar, milisaniye pulsarları ve kataklişik değışenler gibi bir çok egzotik türe ev sahipliği yapması farklı yıldız türlerinin evrimini aynı yerde inceleme imkanı sunmasının yanısıra kimyasal bolluk değışimlerini de inceleme açısından uygun bir laboratuvardır.

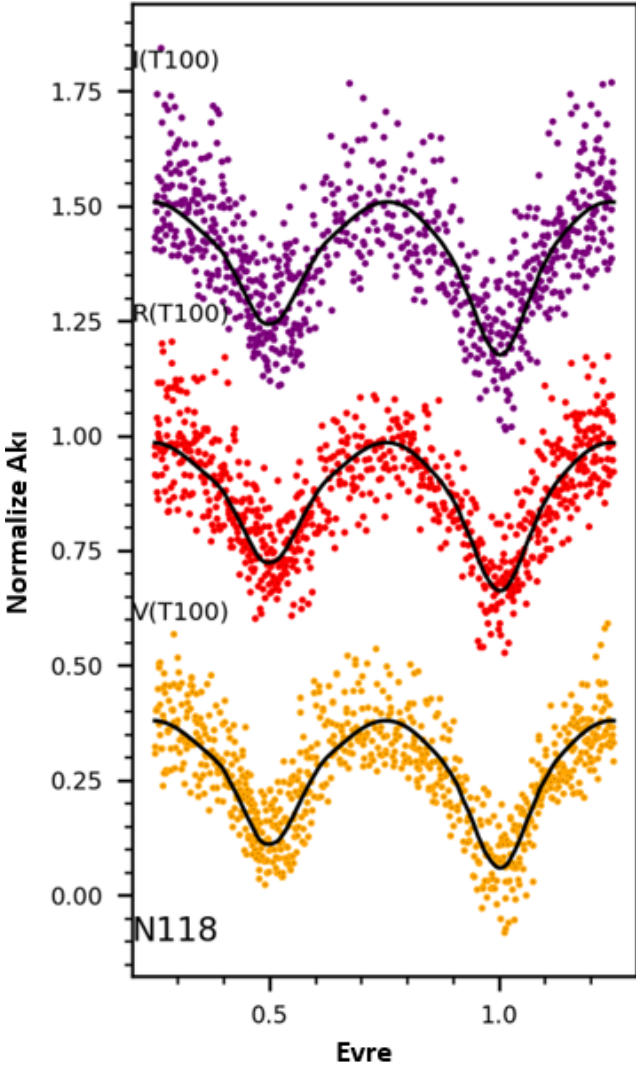
2 Gözlemler ve İndirgeme

Çalışma kapsamında incelenen galaktik kümelerin çok-renk CCD gözlemleri sistemlerin gözlenebilirlik durumları ve parlaklık sınırları uygun olanları TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG, Antalya) bulunan 60-cm ayna çapına sahip robotik T60 ve 100-cm ayna çapına sahip T100 teleskopları kullanılarak elde edilmiştir.

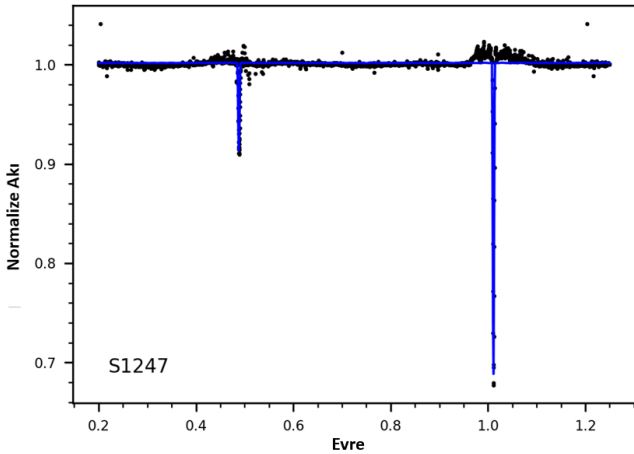
M71, M35 ve M67 kümelerinin gözlemleri T100 teleskobu kullanılarak sırası ile 13, 20 ve 4 gece Bessel (**Bessell 1979**) V, R ve I süzgeçlerinde yapılmıştır. T100 gözlemlerinin dışında hedef kümelerin T60 teleskobu ile 2018-2021 arasında 3 yıl süresince Bessel B, V ve R süzgeçleri kullanılarak fotometrik takibi yapılmıştır. Gözlemler sırasında T60 teleskobu için FLI ProLine 3041-UV CCD ve Andor iKon-L 936 BEX2-DD modeli CCD ve T100 teleskobu için ACE RC1.0 modeli CCD kullanılmıştır. FLI ProLine 3041-UV CCD kamerasının pixel boyutu: 15×15 mikron, kazancı $1.21 e^- ADU^{-1}$, gürültü $10 e^- pixel^{-1} s^{-1}$ 'dir. Andor iKon-L 936 BEX2-DD kamerasının ise pixel boyutu: 13.5×13.5 mikron, kazancı $1.1 e^- ADU^{-1}$, okuma gürültüsü: $6.9 e^- rms$ 'dir. ACE RC1.0 CCD kamerasının boyutu 15×15 mikron, kazancı $0.57 e^- ADU^{-1}$, okuma gürültüsü $4.11 e^- rms$ 'dir.

Elde edilen CCD gözlemlerinin indirgeme işlemleri IRAF/PHOT/DAOPHOT ve AstromageJ (**Collins ve diğ. 2017**) programları kullanılarak yapılmıştır. İndirgeme işlemleri sırasında, gözlem gecelerinde elde edilen FLAT, DARK, BIAS görüntüleri kullanılarak arındırma işlemleri yapıp değış. en sistemlerin ışık eğrilerini elde etmek için fark fotometrisi yöntemi kullanılmıştır. Çalışmamızda TUG teleskoplarından elde edilen veri setlerinin dışında Kepler uydu teleskobu tarafından elde edilen veri setleri de kullanılmıştır. Kepler gözlemlerinin daha hassas olmasına karşın çok renk olmaması bir eksiklik olarak görülebilir. Buna karşın Yer konumlu teleskoplar ile yapılan çok renk fotometrik gözlemler başta yıldızların sıcaklığı olmak üzere bazı parametreleri daha hassas bir biçimde elde etme olanağı sağlar. Bu nedenle hem uydu hem de Yer konumlu teleskoplar ile elde edilen veri setleri önemlidir. Kepler gözlemlerinin arındırma işlemleri daha önce yaptığımız çalışmalarda (**Koçak ve diğ. 2020; Çokluk ve diğ. 2019**) uyguladığımız metodlar takip edilerek yapılmıştır.

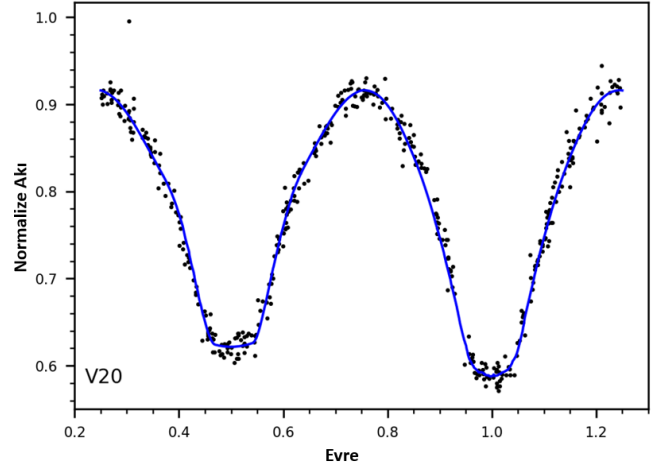
Tez çalışması kapsamında seçilen açık ve küresel kümelerde bulunan çok sayıda çift sisteme ilişkin yapılan gözlemler ile yeni veri setleri elde edildi (**Koçak 2023b**). Yapılan çalışmada elde edilen ışık değışimleri Şekil 1, Şekil 2 ve Şekil 3'de verilmiştir. Şekil 1, M35 açık kümesinde bulunan 2MASS J06084775 örten sistemine ait ışık değışimini göstermektedir. M67 kümesinde bulunan ayrık sistem WOCs 12009 Şekil 2'de ve son olarak M71 küresel kümesinde bulunan V20 değ. en çift sistemin ışık değışimi Şekil 3'de verilmiştir.



Şekil 1. M35 küme üyesi 2MASS J06084775+2416096 çift sisteminin T100 teleskobu ile I, R ve V süzgeçlerinde elde edilen ışık değişimi



Şekil 2. M67 küme üyesi WOCs 12009 ayrıık çift sisteminin Kepler uydusu ile elde edilen ışık değişimi



Şekil 3. M71 küme üyesi CI* NGC 6838 YM V20 çift sisteminin T100 teleskobu ile V süzgeçinde elde edilen ışık değişimi

3 Analiz ve Sonuçlar

Bu çalışmada, M67, M35 ve M71 galaktik açık ve küresel kümelerindeki bazı örten çift sistemlerin çok renk ışık değişimleri TUG teleskopları kullanılarak elde edilmiştir. Bu gözlemlere ek olarak Kepler, TESS ve Gaia'dan veri setleri toplanmıştır. Bu çalışmada her bir kümede elde edilen birer sisteme ilişkin sentetik modeller yapılmış ve çözüm sonucunda elde edilen kuramsal fit Şekil 1, Şekil 2 ve Şekil 3 te düz çizgi olarak gösterilmiştir. Seçilen açık ve küresel kümelerde bulunan 30 adet çift sistem ve bu sistemlere ilişkin elde edilen sonuçlar Koçak (2023b) tarafından yapılan çalışmada detaylı olarak verilmiştir.

M67 kümesinin üyesi ve dönemi 69.72 gün olan CI* NGC 2682 SAND 1247 (WOCs 12009) ayrıık çift sisteminin ışık eğrisi analizinde Kepler uydu gözlemleri kullanılmıştır. Ham veriler, aletsel etkilerden dolayı bazı dalgalanmalar göstermektedir (Jenkins ve diğ. 2010). Burada daha önceki Kepler uydu gözlemleri üzerine yaptığımız çalışmalarda takip ettiğimiz yöntemler kullanılmıştır (Koçak ve diğ. 2021; Çokluk ve diğ. 2019; Yakut ve diğ. 2015b). 2MASS J06084775+2416096 (N118) ve CI* NGC 6838 YM V20 sistemlerinin ışık eğrisi analizlerinde ise TUG teleskopları ile elde edilen fotometrik sonuçlar kullanılmıştır.

Seçilen sistemlerin elde edilen ışık eğrilerinin sentetik modellerinin yapılması ve yörünge öğelerinin belirlenmesi için Wilson-Devinney ve Phoebe (Prša & Zwitter 2005; Wilson & Devinney 1971; Wilson 1979) programları kullanılmıştır. Işık eğrisi analizleri sırasında, kenar kararım katsayıları (van Hamme 1993), albedolar (Ruciński 1969) ve çekim kararım katsayılarının değerleri (Lucy 1967) sabit parametreler olarak alınmıştır. Çözümler sırasında çift sistemlerin baş bileşen sıcaklıkları WOCs 12009 sistemi için 6100 K (Sandquist ve diğ. 2018), N118 ve V20 sistemlerinin baş bileşen sıcaklıkları ise B-V renklerinden dönüşüm yapılarak (Cox 2000) sırası ile 4150 K ve 5315 K olarak alınmıştır. Yapılan çözümler sonucunda WOCs 12009, N118 ve V20 sistemlerinin elde edilen bazı parametreleri Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelgede seçilen üç sistemin koordinatları ve fotometrik özelliklerine ek olarak; çift sistemin yörünge eğim açısı (i), sıcaklıklar oranı (T_2/T_1), kütle

Çizelge 1. Seçilen küme üyesi çift sistemlerin temel özellikleri ve ışık eğrisi çözüm sonuçları.

Sistem	α (2000)	δ (2000)	m_V	P (gün)	e	i ($^\circ$)	T_2/T_1	q	r_1	r_2	l_1/l_t
N118	06 08 47	24 16 09	18.6	0.285	-	72.1(3)	1.073	0.478(11)	0.448(6)	0.315(8)	0.68
WOCS 12009	08 51 37	11 46 55	14.0	69.729	0.051	89.6(1)	0.763	0.685(5)	0.013(1)	0.008(1)	0.91
YM V20	19 53 23	18 42 10	16.2	0.470	-	89.6(2)	0.944	0.213(7)	0.525(6)	0.262(12)	0.82

oranı (q), kesirsel yarıçaplar ($r_{1,2}=R_{1,2}/a$) ve normalize ısıtma oranları (l_1/l_t) verilmiştir.

Teşekkür

Bu çalışma Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK-122F474 ve 117F188) tarafından desteklenmektedir. DK BİDEB 2211-C ve 2214-A burslarından dolayı TÜBİTAK'a ve COST CA16104 projesi desteğine teşekkür eder. 1422 ve 1470 projeleri ile T100 ve T60 teleskoplarının kullanımı süresince kısmi desteğinden dolayı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne teşekkür ederiz.

Kaynaklar





Bailyn C. D., 1995, *ARA&A*, 33, 133
 Belloni T., Verbunt F., Mathieu R. D., 1998a, *A&A*, 339, 431, *ADS*
 Belloni T., Verbunt F., Mathieu R. D., 1998b, *A&A*, 339, 431, *ADS*
 Bessell M. S., 1979, *PASP*, 91, 589
 Braga V. F., ve diğ., 2015, *ApJ*, 799, 165
 Collins K. A., Kielkopf J. F., Stassun K. G., Hessman F. V., 2017, *AJ*, 153, 77
 Cox A. N., 2000, *Allen's astrophysical quantities*. New York: AIP Press; Springer
 Cudworth K. M., 1971, *AJ*, 76, 475
 Davenport J. R. A., Sandquist E. L., 2010, *ApJ*, 711, 559
 Duquennoy A., Mayor M., Halbwachs J. L., 1991, *A&AS*, 88, 281, *ADS*
 Eggleton P. P., Tokovinin A. A., 2008, *MNRAS*, 389, 869
 Fan X., ve diğ., 1996, *AJ*, 112, 628
 Ferraro F. R., Fusi Pecci F., Bellazzini M., 1995, *A&A*, 294, 80, *ADS*
 Ferraro F. R., ve diğ., 2009, *Nature*, 462, 1028
 Fischer D. A., Marcy G. W., 1992, *ApJ*, 396, 178
 Gaia Collaboration ve diğ., 2016, *A&A*, 595, A1
 Gilliland R. L., ve diğ., 1991, *AJ*, 101, 541
 Gilliland R. L., ve diğ., 1993, *AJ*, 106, 2441
 İçli T., Yakut K., 2016, preprint, ([arXiv:1603.03905](https://arxiv.org/abs/1603.03905)), *ADS*
 Jadhav V. V., Sindhu N., Subramaniam A., 2019, *ApJ*, 886, 13
 Jenkins J. M., ve diğ., 2010, *ApJ*, 713, L87
 Johnson H. L., Sandage A. R., 1955, *ApJ*, 121, 616
 Kalirai J. S., Fahlman G. G., Richer H. B., Ventura P., 2003, *AJ*, 126, 1402
 Kaluzny J., Raczynska J., 1991, *Information Bulletin on Variable Stars*, 3586, 1, *ADS*
 Koçak D., 2023b, PhD thesis, EGE Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü
 Koçak D., 2023a, *TJAA*, Baskıda
 Koçak D., Yakut K., 2016, preprint, ([arXiv:1603.03906](https://arxiv.org/abs/1603.03906)), *ADS*
 Koçak D., İçli T., Yakut K., 2020, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 50, 508
 Koçak D., Yakut K., Southworth J., Eggleton P. P., İçli T., Tout C. A., Bloemen S., 2021, *ApJ*, 910, 111
 Koch D. G., ve diğ., 2010, *ApJ*, 713, L79
 Lada C. J., 2006, *ApJ*, 640, L63
 Landsman W., Bohlin R. C., Neff S. G., O'Connell R. W., Roberts M. S., Smith A. M., Stecher T. P., 1998, *AJ*, 116, 789
 Leiner E. M., Mathieu R. D., Gosnell N. M., Geller A. M., 2015, *AJ*, 150, 10
 Lucy L. B., 1967, *Z. Astrophys.*, 65, 89, *ADS*

McNamara B. J., Sekiguchi K., 1986, *ApJ*, 310, 613
 McNamara B. J., Harrison T. E., McArthur B. E., Benedict G. F., 2011, *AJ*, 142, 53
 Meibom S., Mathieu R. D., Stassun K. G., 2009, *ApJ*, 695, 679
 Naoz S., 2016, *ARA&A*, 54, 441
 Paresce F., de Marchi G., Ferraro F. R., 1992, *Nature*, 360, 46
 Pasquini L., Biazzo K., Bonifacio P., Randich S., Bedin L. R., 2008, *A&A*, 489, 677
 Phelps R. L., 1997, *ApJ*, 483, 826
 Pigulski A., ve diğ., 2007, *Communications in Asteroseismology*, 150, 191
 Pribulla T., ve diğ., 2008, *MNRAS*, 391, 343
 Prša A., Zwitter T., 2005, *ApJ*, 628, 426
 Qian S., 2001, *MNRAS*, 328, 635
 Racine R., 1971, *ApJ*, 168, 393
 Reimers D., Koester D., 1988, *A&A*, 202, 77, *ADS*
 Ricker G. R., ve diğ., 2015, *Journal of Astronomical Telescopes, Instruments, and Systems*, 1, 014003
 Ruciński S. M., 1969, *Acta Astron.*, 19, 245, *ADS*
 Sanders W. L., 1977, *A&AS*, 27, 89, *ADS*
 Sandquist E. L., Shetrone M. D., 2003, *AJ*, 125, 2173
 Sandquist E. L., ve diğ., 2018, *AJ*, 155, 152
 Selam S. O., Albayrak B., Şenavci H. V., Aksu O., 2005, *Astronomische Nachrichten*, 326, 746
 Smart W. M., 1925, *MNRAS*, 85, 257
 Sung H., Bessell M. S., 1999, *MNRAS*, 306, 361
 Tarasov A. E., Malchenko S. L., Yakut K., 2016, *Astronomy Letters*, 42, 674
 Toonen S., Hamers A., Portegies Zwart S., 2016, *Computational Astrophysics and Cosmology*, 3, 6
 Trumpler R. J., 1930, *Lick Observatory Bulletin*, 420, 154
 Ulaş B., Kalomeni B., Keskin V., Köse O., Yakut K., 2012, *New Astron.*, 17, 46
 Wilson R. E., 1979, *ApJ*, 234, 1054
 Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, *ApJ*, 166, 605
 Yaşarsoy B., Yakut K., 2013, *AJ*, 145, 9
 Yakut K., Eggleton P. P., 2005, *ApJ*, 629, 1055
 Yakut K., Tarasov A. E., İbanoğlu C., Harmanec P., Kalomeni B., Holmgren D. E., Božić H., Eenens P., 2003, *A&A*, 405, 1087
 Yakut K., ve diğ., 2009, *A&A*, 503, 165
 Yakut K., Eggleton P. P., Kalomeni B., Tout C. A., Eldridge J. J., 2015a, *MNRAS*, 453, 2937
 Yakut K., Eggleton P. P., Kalomeni B., Tout C. A., Eldridge J. J., 2015b, *MNRAS*, 453, 2937
 Çokluk K. A., Koçak D., İçli T., Karaköse S., Üstündağ S., Yakut K., 2019, *MNRAS*, 488, 4520
 van Hamme W., 1993, *AJ*, 106, 2096
 von Hippel T., Steinhauer A., Sarajedini A., Deliyannis C. P., 2002, *AJ*, 124, 1555

Access:

M23-0365: *Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.*

TÜBİTAK TUG T60 ve İstanbul Üniversitesi İST60'ın *Gaia* Gözlemlerindeki Bazı Kataklişik Değişen Adaylarının Işık Eğrileri

Hasan H. Esenoğlu¹  , Gamal M. Hamed^{1,2} , Meryem Kübra Dağ³ 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul-34119, Türkiye

² National Research Institute of Astronomy and Geophysics, Stellar Astronomy Lab, Cairo-1142, Egypt

³ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, İstanbul, Türkiye

Accepted: November 15, 2022. Revised: November 14, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Gaia uyarıları içerisinde 5 adet kataklişik değişen (CV) adayı (*Gaia16ahl*, *Gaia16bnz*, *Gaia14adn*, *Gaia16awq* ve *Gaia21bpe*) küçük açıklıklı robotik teleskoplarla (büyük olanlarla da koordineli şekilde) *B*, *V*, *R* süzgeçlerinde ve süzgeçsiz olarak gözlenmiştir. Adayların tanımlamaları şöyledir: *Gaia16ahl*-CV, *Gaia16bnz*-bilinmeyen, *Gaia14adn*-bilinmeyen, *Gaia16awq*-bilinmeyen ve *Gaia21bpe*-nova. *Gaia*'nın *G* süzgecinde ortalama parlaklıkları da *Gaia16ahl* (14.9), *Gaia16bnz* (12.9), *Gaia14adn* (16.3), *Gaia16awq* (9.0) ve *Gaia21bpe* (15.4) kadirdir. Bu *Gaia* kaynaklarının farklı tarihlerde uzun süreli fotometrik gözlemleri yapılarak ışık eğrileri elde edilmiştir. Buna göre, *Gaia16ahl* Z Cam türü duraksamalar ve bitiminde parlaklık artışları göstermiştir. *B*'de 4.2 kadir genlikli derin minimum da görülmüştür. *16adn*'nin RR Lyra türü değişen olduğu teyit edilmiştir. *Gaia16awq*'nun manyetik aktiviteye sahip bir yıldız olması yönü desteklenmiştir. *Gaia21bpe*, yaklaşık 9 kadirlik bir parlama ile nova patlaması gösterdi ve 7 Haziran 2021 tarihinde 6.5 kadir seviyesinde maksimum parlaklığa ulaştı. Patlama sonrası erken iniş evresine ait ışık eğrileri alındı ve novanın bu aşamadaki evrimine fotometrik katkı verilmiştir.

Abstract

5 cataclysmic variable (CV) candidates (*Gaia16ahl*, *Gaia16bnz*, *Gaia14adn*, *Gaia16awq* and *Gaia21bpe*) among the *Gaia* alerts were observed with small apertures robotic telescopes (also in coordination with larger ones) in filters *B*, *V*, *R* and unfiltered. The identifications of the candidates are as follows: *Gaia16ahl*-CV, *Gaia16bnz*-unknown, *Gaia14adn*-unknown, *Gaia16awq*-unknown and *Gaia21bpe*-nova. Average magnitudes in *Gaia*'s *G* band are also *Gaia16ahl* (14.9), *Gaia16bnz* (12.9), *Gaia14adn* (16.3), *Gaia16awq* (9.0) and *Gaia21bpe* (15.4). Light curves were obtained by long-term photometric observations of the *Gaia* sources at different dates. Accordingly, *Gaia16ahl* Z Cam type showed standstills and brightness increases at the end. A deep minimum of magnitude 4.2 was also seen in *B* filter. *16adn* had been confirmed to be an RR Lyra type variable star. *Gaia16awq* was supported to be a magnetically active star. *Gaia21bpe* showed a nova outburst with a magnitude of about 9, reaching its maximum luminosity of magnitude 6.5 on June 7, 2021. The light curves of the early decrease stage after the outburst were taken and the photometric contribution was given to the evolution of the nova in this phase.

Anahtar Kelimeler: *Gaia* Alert Sources – Cataclysmic Variables – Nova – Light Curve

1 Giriş

Kataklişik Değişenler (CV'ler), beyaz cüce birinci bileşen ile sıkışık çift yıldızlar olan Madde Aktaran Beyaz Cüce Çiftleri olarak isimlendirilir. CV'ler esas olarak bir disk aracılığıyla toplanır ve ikinci bileşen, geç tipte bir yıldız veya evrimleşmiş bir yıldızdır. 2-2.5 gün olan birkaç istisna çift yıldızlar dışında sistemler 1.4-13 saatlik yörünge periyotları gösterir (Balman 2020). 22 bin gibi sayıya ulaşan *Gaia* uyarı kaynakları içerisinde en çok bulunanlar CV'ler olduğu görülmüştür. Bunlar içerisinde seçilen 5 adet CV adayının 3'ünün (*Gaia16bnz*, *Gaia14adn* ve *Gaia16awq*) henüz kesin tanımlaması bilinmemektedir.

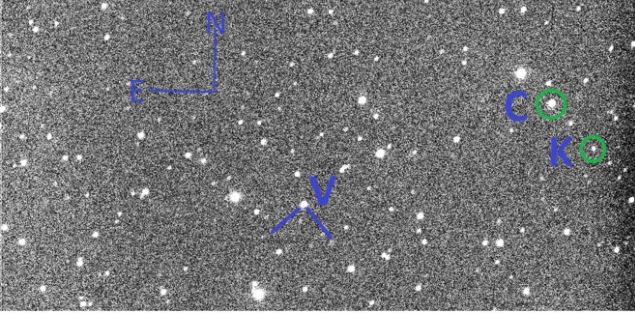
• ***Gaia16bnz*:** *Gaia*'nın makina öğrenimine göre mavi bir

kaynak, uzun süreli (bir yıldan fazla) 13. kadirde sabitlenmiş bir ışık eğrisi göstermiş ve 1.3 kadirlik bir parlaklık azalması sergilemiştir.

- ***Gaia14adn*:** *Gaia*'nın makina öğrenimine göre mavi bir değişen yıldız veya bir CV de olabilir. ASASSN-14lg olarak da biliniyor.
- ***Gaia16awq*:** Yine *Gaia*'nın makina öğrenimine göre CV adayı veya flare yıldızdır, ışık eğrisinde ani parlaklık artışları ve azalmaları göstermektedir.

Gözlemlerin yorumlanmasına katkı verecek bilgileri burada verelim. CV'lerin kalabalık bir alt sınıfı olan cüce novalar, tipik olarak 2-5 kadir aralığında patlamalara sahiptirler. Bununla birlikte, WZ Sge gibi az sayıda örneği olan parlaklığı 8 kadir kadar çıkan patlamalar da sergilemektedirler. Kararlı durumlarındaki birçok CV'nin ve tüm cüce novalardaki patlamaların maksimum ışığına disk emisyonu hakimdir

* esenoglu@istanbul.edu.tr



Şekil 1. Gaia16ahl'nin V ile belirtilmiş T60 görüntüsü. Görüntüde C ve K harfleriyle gösterilen kaynaklar, sırasıyla mukayese ve denettir.

(Warner 1995). Patlamalar arasındaki süre, her nesne için iyi tanımlanmış bir zaman ölçeği ile yaklaşık 10 gün ile onlarca yıl arasında değişmektedir. Normal patlamaların süresi, patlamalar arasındaki aralıkla ilişkili olarak 2-20 gün arasındadır.

Z Cam yıldızları, patlamaların onlarca günden yıl mertebesine uzanan aralıklarla durduğu, maksimum parlaklığın yaklaşık 0.7 kadir altında duraksamalar gösterir. Üç sistemde (V794 Aql, TT Ari ve MV Lyr) 5 kadirden fazla genlikli derin minimumlar şeklinde nadir sapmalar da gözlenmiştir (Warner 1995). Z Cam sisteminde ilginç özellik taşıyan bir başka örnek de IW And'tır, diğer cüce novalarda da giderek daha fazla tespit edilen patlama sonrası sürdürdüğü duraksama durumunu parlama göstererek sona erdirmesidir (Kato 2019).

Bu çalışmada Gaia uyarı kaynaklarından 5 CV adayının ışık eğrileri elde edilmiştir. Gaia ışık eğrileri ile de karşılaştırılarak özellikle tanımlaması henüz yapılmamış üçü için fotometrik katkı verilmiştir.

2 Gözlem

Gaia kaynaklarının Türkiye Bilimsel ve Teknoloji Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) - TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) T60 ve İstanbul Üniversitesi - Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi (ÇOMÜ) İST60 robotik teleskoplarla Johnson B, V ve R süzgeçlerinde ve aynı zamanda süzgeçsiz fotometrik verileri alındı. Fark fotometrisi uygulandı. Ayrıntılı ışık eğrileri, genel Gaia ışık eğrisi üzerinden kaynakların fotometrik karakteristikleri yorumlandı.

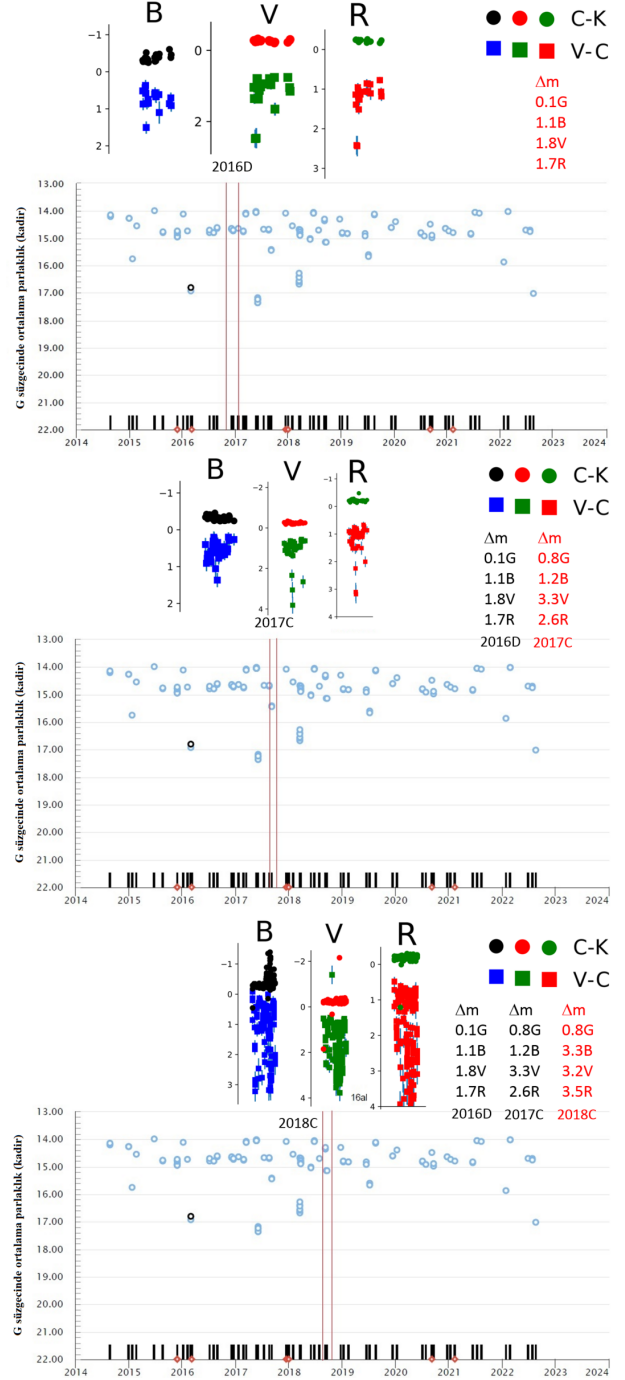
Aşağıda 5 Gaia kaynağının ışık eğrileri, süzgeç, teleskop, poz ve tarih bilgileri ile birlikte verilmiştir.

2.1 Gaia16ahl Işık Eğrileri

Özet: CV, ort. 14.9 G kadir, T60, 2016D-2017C-2018CD-2019C-2020C-2021BC.

Şekil 1'de Gaia16ahl'nin (V) görüntüsü verilmiştir. Veri indirgemesinde kullanılan mukayese (C) ve denet (K) yıldızları da belirtilmiştir.

Yaklaşık 5 yıla yayılan 5 kaynağın ışık eğrileri toplamda 46 adet görsel doldurdu. Sınırlı sayfa sayısı nedeniyle örnek ve gereklilik temelinde şekillerde seçici olunmuştur. Bu çerçevede Şekil 2'de 2016D, 2017C ve 2018C dönemlerinde B, V ve R süzgeçlerinde 20 s poz verilerle alınmış Gaia'ninki ile birlikte ışık eğrileri verilmiştir. Üsttekiler mukayese denet çıkarılmış (C-K) ve alttakiler de değişenden mukayese çıkarılmıştır (V-C). 4 süzgeçte Gaia16ahl'nin parlaklık değişimi genlikleri de (Δm)



Şekil 2. Gaia ışık eğrisi (Gaia Fotometrik Uyarıları Dizini) üzerinde yeri belirtilmiş olarak Gaia16ahl'nin 2016D (üst panel), 2017C (orta panel), 2018C (alt panel) dönemlerinde (Kasım, Aralık, Ocak) T100 ile alınmış ışık eğrileri.

ölçülerek belirtilmiştir. Değişenin parlaklık değerlerindeki hata miktarları da gösterilmiştir.

2.2 Gaia16bnz Işık Eğrileri

Özet: Bilinmeyen, ort. 12.9 G kadir, İST60-T60, 2019D-2020C. Bilinmeyen bu Gaia kaynağının 2020C döneminde B (60 s), V (60 s) ve R (30 s) süzgeç ve pozlarla alınmış örnek bir ışık eğrisi Şekil 3'te verilmiştir.

2.3 Gaia14adn Işık Eğrileri

Özet: Bilinmeyen, ort. 16.3 G kadir, T60, 2016D-2017A-2017D.

Bilinmeyen bu *Gaia* kaynağının 2016D, 2017ABD dönemlerinde *R* süzgecinde 20s pozla alınmış örnek bir ışık eğrisi Şekil 4'da verilmiştir. Değişenin parlaklık değerlerindeki hata miktarları da gösterilmiştir.

2.4 Gaia16awq Işık Eğrileri

Özet: Bilinmeyen, ort. 9.0 G kadir, T60, 2018A-2019A-2020B.

Bilinmeyen bu *Gaia* kaynağının 2016A, 2019A ve 2020B dönemlerinde *B* süzgecinde alınmış örnek bir ışık eğrisi Şekil 5'de verilmiştir.

2.5 Gaia21bpe Işık Eğrileri

Özet: Nova, patlama öncesine ait ort. 15.4 G kadir, İST60, 2021BC.

Bu novanın 2021BC dönemlerinde süzgeçsiz 1 s ve 2 s pozlarla alınmış *Gaia*'nın ile birlikte örnek bir ışık eğrisi Şekil 6'de verilmiştir. *Gaia*'nın bu ışık eğrisine göre nova 7 Haziran 2021'de 6.5 kadir seviyesindeki patlamasından hemen sonra gözlemlendiğinden ve süzgeç te kullanmadığımızdan poz süresi kısa tutulmuştur.

3 Tartışma

Bu bölümde 5 *Gaia* kaynağının bulgularını tartışma ile birlikte alt başlıklar altında verdik.

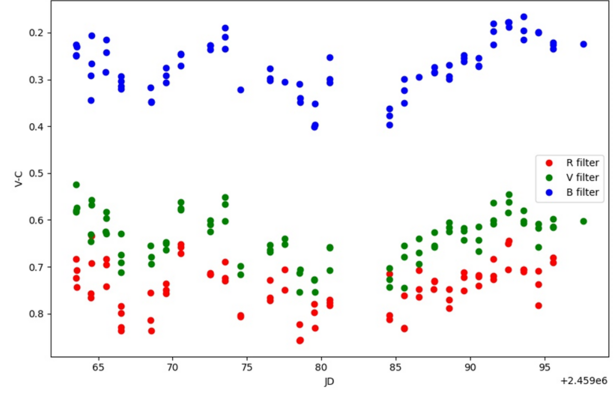
3.1 Gaia16ahl

Gaia ışık eğrisinde en büyük derin minimum T60'ın A dönemine karşılık gelen 4 Mart 2016 tarihinde (yeri Şekil 7'da gösterildi) *Gaia*'nın *G* süzgecinde 17.35 kadir olup 14.9 ortalama parlaklığına göre yaklaşık 2.5 kadirlik bir genişliğe karşılık gelmektedir (bkz. Şekil 2). T60 verisine göre ise en derin minimum 2018D döneminde *B* süzgecinde 4.2 kadir olarak ortaya çıkmıştır (bkz. Şekil 7 ve 8). Buna göre, 1.7 kadir daha derin bir minimum tespit edilmiş olundu.

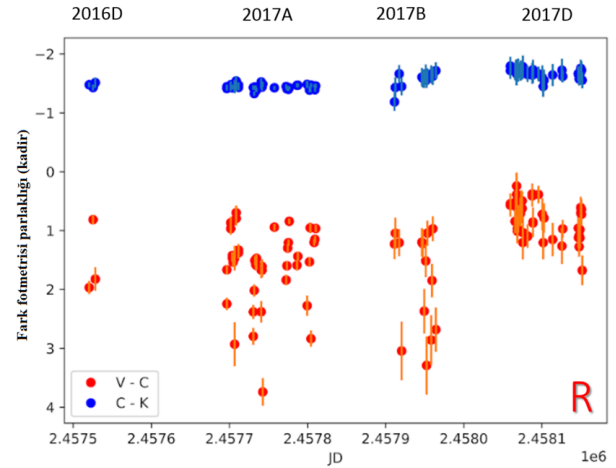
Gaia16ahl'nin henüz CV olduğu bilinmediği aşamasında TUG - Rusya Türkiye Teleskopu (RTT150) ile tayfı alınmış ve CV özelliği olan emisyonları göstermiştir. Ayrıca, TUG T100 gözlemlerinden de kaynağın ışık eğrilerini AM Her yıldızlarinkine benzetmiştik ve RS CVn türü değişen de olabileceğini yorumlamıştık. *Gaia* sayfasında *Gaia16ahl* için artık "Z Cam sistemi IW And'taki 3 kadir sönükleşme" şeklinde yorum yapılmış ve sınıfı CV olarak belirlenmiştir. Z Cam sistemi IW And'ın özelliği, patlama sonrası eski haline tam dönmeden ara bir değerlerde duraksadığı (standstil) pozisyonunu parlaklığını arttırarak sona erdirdiği görülmüştür (Kato 2019). Bu durum *Gaia16ahl*'de 2021B döneminde *B*, *V* ve *R*'de ve 2021C *R*'de (bkz. Şekil 9) görülmüştür.

Gaia16ahl'nin 2019C döneminde *B* ve *V* ışık eğrilerinde minimumlar arası yaklaşık 58 gün olan, I ile baş ve II ile de yan şeklinde 2 adet minimum gözükmetedir. Bunların genlikleri *B*'de I:3.1 ve II:2.6 ile *V*'de I:3.7 ve II:3.3 kadirdir. *R*'de ise gözlem eksikliği nedeniyle 1.3 kadir genlikli sadece bir tane minimum (I veya II) yer almaktadır (bkz. Şekil 10).

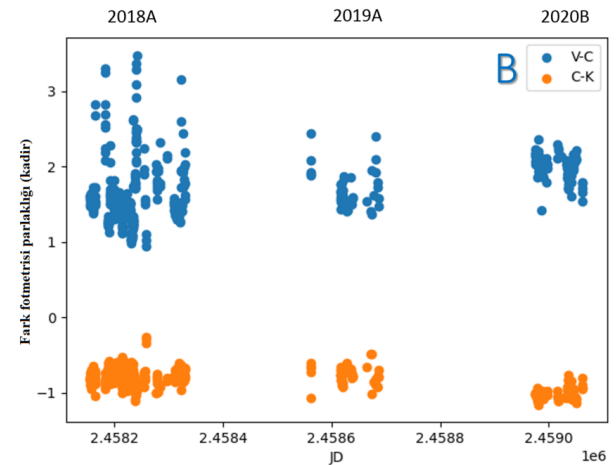
2021B (Haziran-Temmuz-Ağustos-Eylül) döneminde *B*, *V* ve *R* süzgeçlerinde yaklaşık 8 gün süren 0.7 kadir iki parlama görülmektedir (bkz. Şekil 9). İki tepe arasındaki süre yaklaşık 31 gündür. Benzer şekilde, 2021C (Ekim-Kasım-Aralık-Ocak)



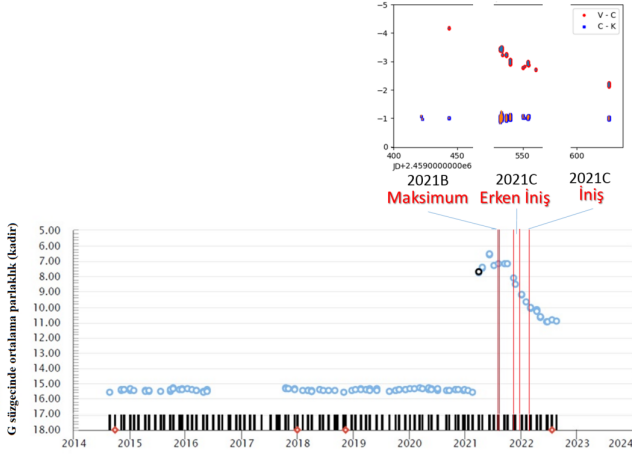
Şekil 3. Gaia16bnz'nin 2020C (Kasım-Aralık-Ocak) döneminde T60 ile alınmış ışık eğrileri.



Şekil 4. Gaia14adn'nin 2016D (Kasım-Aralık-Ocak), 2017A (Şubat-Mart-Nisan), 2017B (Mayıs-Haziran-Temmuz) ve 2017D dönemlerinde T60 ile alınmış ışık eğrileri.



Şekil 5. Gaia16awq'nun 2018A (Şubat-Mart-Nisan), 2019A (Mayıs-Haziran-Temmuz) ve 2017D (Kasım-Aralık-Ocak) dönemlerinde *B* süzgecinde 120s poz verilerek T60 ile alınmış ışık eğrileri. Üstteki maviler değişenden mukayese çıkarılmış (V-C) ve alttakiler de mukayeseden denet çıkarılmıştır (C-K).



Şekil 6. Gaia21bpe novasının 2021B (Haziran-Temmuz-Ağustos-Eylül) ve 2021C (Ekim-Kasım-Aralık-Ocak) dönemlerinde İST60 ile alınmış ışık eğrileri. Üsttekiler değişenden mukayese çıkarılmış (V-C) ve alttakiler de mukayeseden denet çıkarılmıştır (C-K). Gaia ışık eğrisinde (Gaia Fotometrik Uyarıları Dizini) evre bilgileri ve İST60 verisinin karşılık geldiği yerler belirtilmiştir.

döneminde sadece R süzgecinde yaklaşık 13 gün süren 0.5 kadir genlikli bir parlaklık artışı görülmüştür (bkz. Şekil 9).

CV'lerde disk baskın olduğundan kütle aktarımına bağlı olarak etkinlik (yüksek veya alçak) durumu söz konusu olabilmektedir. T60 verilerinde derin minimumların B-V olarak genlik farklarına bakıldığında Gaia16ahl'nin zaman içerisinde disk durumunun değiştiği ve sakin (kararlı ya da sabit) kaldığı da söylenebilir (bkz. Şekil 11).

3.2 Gaia16bnz

Gaia16bnz belirsiz bir kaynaktır. Gaia ışık eğrisinde 1 yıl boyunca 1.3 kadirlik bir parlaklık düşüşü göstermiştir. Bu kaynağın T60 ve İST60 ışık eğrilerinin tamamı Gaia ışık eğrisine benzer bir karakterde olup kaynağın tanısına katkı verecek bilgi çıkmamıştır.

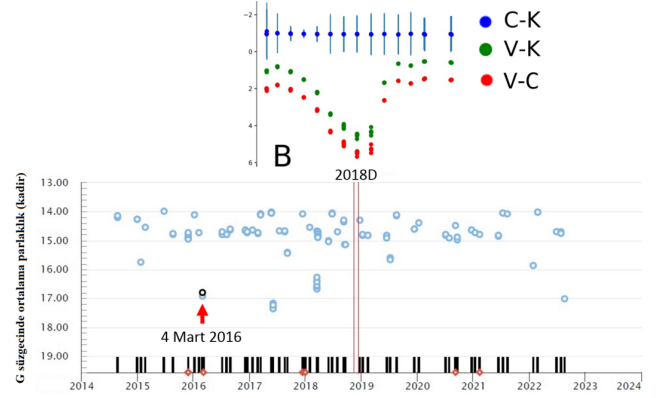
3.3 Gaia14adn

Gaia14adn bilinmeyen ve Gaia ışık eğrisinde az verisi bulunan bir kaynaktır. Bununla birlikte, T100 gözlemlerinden RR Lyra türü değişen olduğu bulunmuştur. Değişen yıldızın bu fotometrik karakteri T60'ın 2016D'de ve özellikle 2017B-C-D dönemlerinde B, V ve R süzgeçlerinde de görülmüştür.

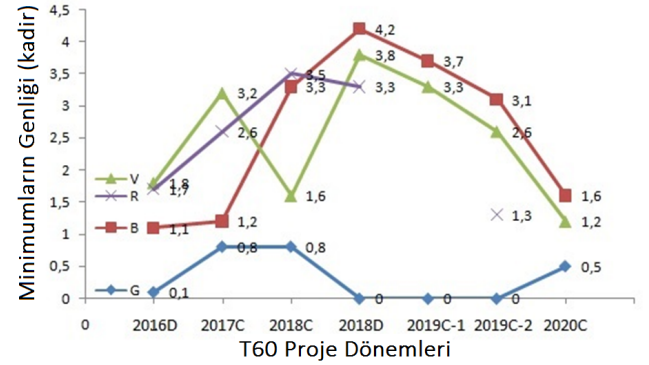
3.4 Gaia16awq

Gaia16awq belirsizliğini korumaktadır. Gaia ışık eğrisi yaklaşık 0.5 kadir genişliğinde tamamen düz, Gaia uyarısına göre flare tipi bir parlamadan dolayı manyetik aktiviteye sahip bir yıldız olabilir. T100 gözlemlerinde değişen yıldız değil şeklinde yorumlanacak düzlükte bir ışık eğrisi ve bir de flare türünden ani parlaklık çıkışı görülmüştür.

T60'ın 2018A ve 2019A-B dönemlerinde B, V ve R'de durum ilginçtir; 0.6 kadir Gaia flare genişliğinin yaklaşık üç katına varan parlaklık artışı görülmüştür. Bu yüzden, süzgeçli T60 gözlemlerinin sürdürülmesi kaynağın anlaşılmasına katkı verebilecektir.



Şekil 7. Gaia ışık eğrisi (Gaia Fotometrik Uyarıları Dizini) üzerinde yeri belirtilmiş olarak Gaia16ahl'nin 2018D (Kasım-Aralık-Ocak) döneminde B süzgeci ile 60s poz verilerle alınmış ışık eğrileri. Üstte mavi olanlar mukayeseden denet çıkarılmıştır (C-K) ve alttakiler de değişenden denet (yeşil, V-K) ve mukayese çıkarılmıştır (kırmızı, V-C).



Şekil 8. Gaia16ahl'nin T60 gözlemlerinden derin minimumlardaki genliklerin değişimleri. Yatay eksen zaman olarak proje dönemleri düşey eksen de minimumlardaki kadir biriminde genlik değerleridir.

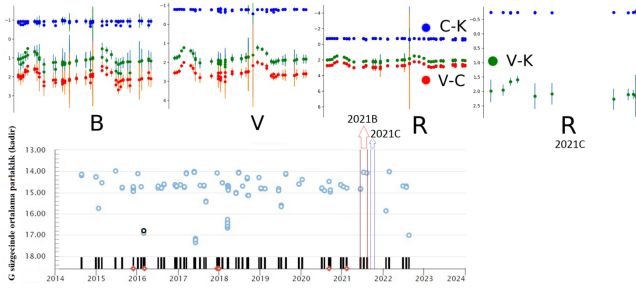
3.5 Gaia21bpe

Gaia21bpe (Nova Cas 2021) Gaia'nın nova patlamasının maksimumdan önce tespit ettiği yeni patlayan bir novadır. Bugünlerdeki paklaklığı Gaia'nın G süzgecinde 11.4 kadir olup eski halindeki 15.4'ye doğru sönükleşmektedir. İST60 ile süzgeçsiz 2021B (Temmuz), 2021C (Kasım-Aralık ve 2022 Ocak) dönemlerinde az sayıda novanın gözlemi yapılmıştır. 2021B maksimum parlaklıkta ve 2021C de maksimumdan sonraki iniş evresine karşılık gelmektedir. Işık eğrileri ilerleyen zamanda maksimumdan sonraki parlaklık azalmasını göstermiştir.

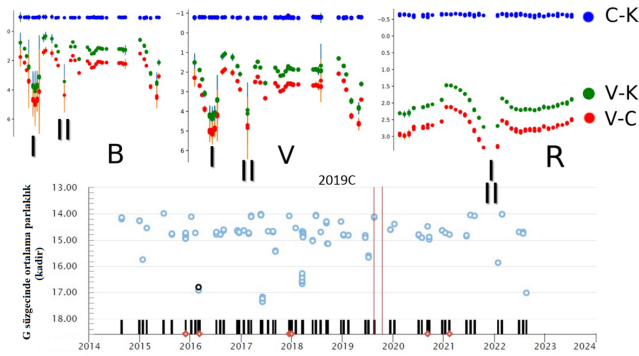
4 Sonuçlar

5 Gaia kaynağının araştırılmasında bulunan sonuçları şöyle özetleyebiliriz.

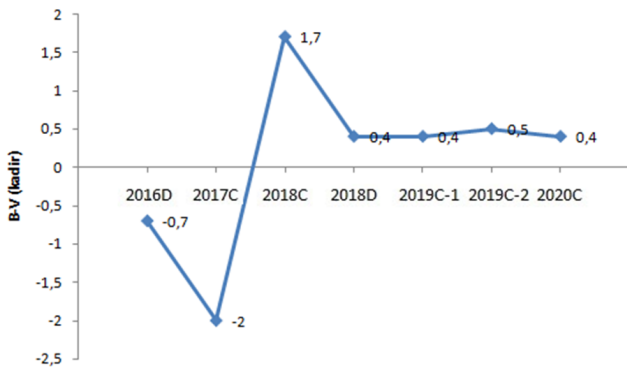
- Gaia16ahl** özellikle 2018D döneminde B'de 4.2 kadir genlikli olmak üzere derin minimumlar göstermiştir. Kaynakta 0.5-0.8 kadir genlikte 8-13 gün süren parlaklık artışları görülmüştür. T60 verisi, kaynağın katakлизмik



Şekil 9. *Gaia* ışık eğrisi (*Gaia* Fotometrik Uyarıları Dizini) üzerinde yeri belirtilmiş olarak Gaia16ahl'nin 2021B (Haziran-Temmuz-Ağustos-Eylül) döneminde *B* (210 s), *V* (150 s) ve *R* (120 s) ile 2021C (Ekim-Kasım-Aralık-Ocak) döneminde *R* (120 s) süzgeçler ve pozlarda alınmış ışık eğrileri. Üstte mavi olanlar mukayeseden denet çıkarılmıştır (C-K) ve alttakiler de değişenden denet (yeşil, V-K) ve mukayese çıkarılmıştır (kırmızı, V-C).



Şekil 10. *Gaia* ışık eğrisi (*Gaia* Fotometrik Uyarıları Dizini) üzerinde yeri belirtilmiş olarak Gaia16ahl'nin 2019C (Ağustos-Eylül-Ekim) döneminde *B* (60 s), *V* (60 s) ve *R* (30 s) süzgeçler ve pozlarda alınmış ışık eğrileri. Üstte mavi olanlar mukayeseden denet çıkarılmıştır (C-K) ve alttakiler de değişenden denet (yeşil, V-K) ve mukayese çıkarılmıştır (kırmızı, V-C). *B* ve *V*'de Değişenin parlaklık değerlerindeki hata miktarları da gösterilmiştir.



Şekil 11. Gaia16ahl'nin T60 gözlemlerinden derin minimumlardaki *B-V* olarak genlik farklarının değişimi. Yatay eksen zaman olarak proje dönemleri düşey eksen de parlaklık farkıdır.

değişen çift yıldızlarda görülen fotometrik özellikleri ortaya çıkartmıştır. Minimumlarda sakin, yüksek ve alçak durumları göstermiştir. Z Cam gibi duraksamalar ve bitiminde parlaklık artışları göstermiştir. Makina öğreniminin CV önerisi T60 verisi ile teyit edilmiştir.

- Gaia16bnz**'nin tanınırlığına T60 ve İST60 verisinden katkı gelmemiştir.
- 16adn**'nin T60 gözlemleri kaynağın RR Lyra türü değişen olmasını teyit etmiştir.
- Gaia16awq**'nun T60 verisinden manyetik aktiviteye sahip bir yıldız olması yönünde destek görülmüştür.
- Gaia21bpe** bir novadır. Maksimum ışıktaki ve iniş evresindeki parlaklık azalmasını İST60 verisi sağlamıştır.

Teşekkür

18BT60-1322 numaralı proje ile T60'ın ve İST60'ın kullanımına destek verdiği için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne (TUG'a) ve İÜ Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi'ne teşekkür ederiz. TJAA hakemlerine makaleyi iyi seviyeye yükselten önerilerine ayrıca teşekkür ederiz. Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'nin (BAP) FBA-2020-36956 nolu projesi tarafından HHE'nun kongreye katılımı desteklenmiştir.

Kaynaklar

- Balman, S., *Advances in Space Research* **66** (2022) 1097–1122.
 Kato, T., *PASJ* **71** (2019) 20–1–20–4.
 Warner, B., *Cataclysmic Variable Stars*, Cambridge University Press, ISBN 0-521-41231-5 (1995).

Access:

M23-0344: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

RTT150 Spektrumlarından Klasik Novaların Bolluk Analizi

Gamal M. Hamed^{1,2} , Hasan H. Esenoğlu¹  

¹ National Research Institute of Astronomy and Geophysics, Stellar Astronomy Lab, Cairo-1142, Egypt

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul-34119, Türkiye

Accepted: March 1, 2023. Revised: December 26, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Bulutsu evredeki 11 nova TÜBİTAK-TUG RTT150 teleskopu ile gözlemlendi. Bunların içerisinde bulunan N Sct 2019 (V659 Sct), 29-10-2019 tarihinde keşfedildi, bundan 245 gün sonra 30-06-2020 tarihinde gözlemlerini yaptık. Klasik novaların bu bulutsu evredeki bolluk analizi, içteki beyaz cüce, patlamanın mekanizması ve patlamadan önceki sistemin fiziksel koşulları hakkında bilgi verir. Bu iş için, bir fotoiyonizasyon kodu kullanılmıştır. Nova Sct 2019'un bulutsu aşamasındaki kabuğu bu şekilde modellenmiştir ve çıktıları gözlemlerle karşılaştırılmıştır. Modelde kullanılan bulut kodu ile, bu nova kabuğunun termal ve istatistiksel denge denklemleri çözülmüş ve bu yolla elektron sıcaklığı ve sayı yoğunluğu ile emisyon tayfları ve iyonlaşma hesaplanmıştır. Buna göre, N Sct 2019 için bulunan sonuçlar şöyledir: Model atmosfer parametreleri olarak etkin sıcaklık 100000 K ve $\log g = 5.5$. Elementlerin yüzde olarak bollukları (kütle kesirleri olarak) H (74.08), He (25.04), C (0.2376), N (0.0696) ve O (0.576). Nova'yı modellemek için Cloudy kodu tarafından kullanılan parametrelerden beyaz cücenin toplam ışımaya gücü $36.500 \text{ erg s}^{-1}$, zarfın iç bölgesinin büyüklüğü (r_{\min} 15.43 log cm ve r_{\max} 16.43 log cm), hidrojen yoğunluğu (6.2 log cm^{-3}), doldurma faktörü (0.6), kaplama faktörü (0.9) ve uzaklık (2.2 kpc).

Abstract

Eleven nova in the nebular phase were observed with the TÜBİTAK-TUG RTT150 telescope. One of them, N Sct 2019 (V659 Sct), was discovered on 29-10-2019 and we observed it 245 days later on 30-06-2020. Analysis of the abundance of classical novae in this nebular phase provides information about the inner white dwarf, the mechanism of the explosion and the physical conditions of the system before the outburst. For this work, a photoionization code was used. The nebular phase shell of Nova Sct 2019 was modeled in this way and the output was compared with observations. With the cloud code used in the model, the thermal and statistical equilibrium equations were solved and the electron temperature, number density, emission spectra and ionization calculated. Accordingly, the results found for N Sct 2019 are as follows: Effective temperature 100000 K and $\log g = 5.5$ as model atmosphere parameters. The elements abundances (in mass fractions) in percent are H (74.08), He (25.04), C (0.2376), N (0.0696), and O (0.576). Among the parameters used by the Cloudy code to model nova, the total luminosity of the white dwarf is $36,500 \text{ erg s}^{-1}$, the log of the inner radius of the envelope (r_{\min} 15.43 and r_{\max} 16.43), hydrogen density (6.2 log cm^{-3}), filling factor (0.6), covering factor (0.9) and distance (2.2 kpc).

Anahtar Kelimeler: Cataclysmic variables – Nova – Nebular phase – Abundance analysis

1 Giriş

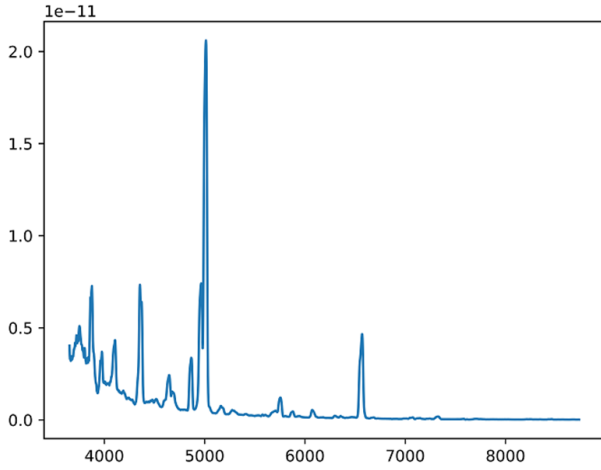
Katakлизмik değişenler (CV'ler) ve ilgili sistemler (örneğin galaksimizdeki klasik novalar), beyaz cüce birinci bileşen olup sıkışık çift yıldızlardır ve bunlar "Madde Aktaran Beyaz Cüce Çiftleri" olarak adlandırılırlar. CV'ler esas olarak beyaz cüce etrafında yığılarak oluşan bir disk aracılığıyla büyük oranda ışımaya yaparlar ve ikinci bileşen, geç tipte bir ana kol yıldızı veya bazen biraz evrimleşmiş bir yıldızdır. Bu sistemler, 2-2.5 gün olan GK Per gibi birkaç istisna dışında 1.4-13 saatlik yörünge periyotları gösterir (Balman 2020).

Klasik novalar, sistemin nova öncesi durumundan 6-19 kadir kadar parlaklaştığı, katakлизмik değişenlerde ortaya çıkan ani patlamalardır (Warner 2003). Bu patlamaların, beyaz cücenin yüzeyinde biriken maddenin termonükleer tepkimesinden kaynaklandığı kabul edilmektedir (Starrfield ve diğ. 2016).

Bu çalışmada kullanılan RTT150 teleskopundan

alınan tayf verileri, patlamanın farklı aşamalarında klasik nova zarflarını gözlemek ve incelemek için bir gözlem kampanyasının (20ARTT150-1628 ve 22BRTT150-1974 nolu TUG projelerinin) parçası olarak elde edildi. Devam eden bu kampanya 2020 yılının ortalarında başladı ve şu ana kadar yaklaşık 11 nova gözlemlendi. Bu kongre poster bildirisi, söz konusu kampanyanın sonuçlarıyla ilgili bir dizi makalenin ikincisidir. Bu çalışmada, gözlenenler içinde patlama sonrası nebular evre geçiren galaktik nova Sct 2019 (V659 Sct)'un bulutsu modeli geliştirilmiştir. V659 Sct (sağ açıklık: $18^{\text{h}}39^{\text{m}}59.7^{\text{s}}$, dik açıklık: $-10^{\circ}25'41.9''$), 29 Ekim 2019 tarihinde keşfedildi ve muhtemelen patlamasından hemen sonra tayfında görülen helyum çizgilerinden dolayı He/N-tipi bir galaktik nova olduğu öne sürüldü (Williams ve diğ. 2019, Pautzen & Vanmunster 2016, Sokolovsky 2020 ve Kawash ve diğ. 2022). Yani optik tayflarında Fe II çizgilerinin yanı sıra N II/He I özelliklerinin saptanmasına dayanılarak, kaynağın hibrit bir nova olarak sınıflandırılmıştır (Aydi ve diğ. 2020). Yine Aydi ve diğ. (2020)'ye göre nova, 1) patlamadan >200 gün sonrasına kadar düzgün bir fotometrik düşüş sergiledi, ardından düzgün düşüşün üzerinde düzensiz parlaklık artışları

* esenoglu@istanbul.edu.tr



Şekil 1. N Sct 2019'un mavi-görsel bölgeye düşen (3650-8740 Å) 749 Å çözünürlüklü grism 15 tayfı. Eksenler Şekil 3 ile aynı birimdedir.

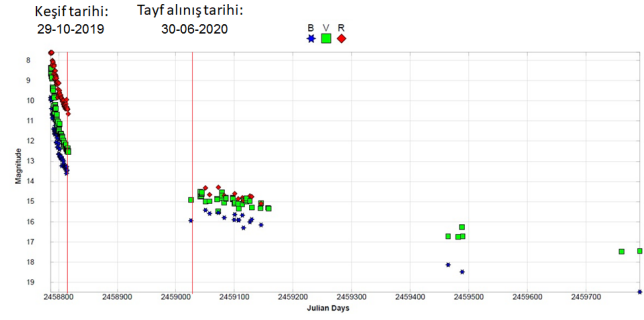
görüldü, 2) kırmızıötesi ışık eğrisine dayalı olarak J tipi bir novanın sınıflandırması elde edildi ve 3) optik tayfta K I (λ 7699 Å) soğurmasının saptanması kullanılarak, $A_V \approx 4.0$ kadırlık bir kırmızılaşma tahmin edildi. 6-06-2020 tarihindeki (patlamasının 241. gününde) kırmızıöte gözlemlerine göre de bulutsu aşamasındaki novada toz oluşumu meydana gelmemiştir (Woodward ve diğ. 2019). Sokolovsky (2020) ayrıca, novanın renk eknesini $E(B-V)=0.9$ olarak tahmin etmişlerdir. V659 Sct, çok hızlı nova (AAVSO ışık eğrisine göre 2 kadir sönükleşmesi için geçen süre $t_2=6$ gün) olarak sınıflandırılmıştır (Aydi ve diğ. 2020). Çok hızlı novaların ışık eğrileri yaklaşık bir günde optik maksimum ışığa ulaşır, zaman kısalığı bakımından bu durum, maksimum parlaklıktan önce tayf alınmasını zorlaştırır (Warner 2003). De ve diğ. (2021), nova V659 Sct'nin, galaksimizin şişkin bölgesindekiler gibi iyi elde edilmiş ışık eğrisi olmasına rağmen, maksimum parlaklıktaki iniş oranı (MMRD; McLaughlin 1945, Zwicky 1936 ve Della Valle ve diğ. 1994) yönteminden novanın tahmin edilen uzaklığının yaklaşık 4-5 kpc olacağını ve dolayısıyla galaksimizin şişkin bölge novası olmasından ziyade disk popülasyonu ile tutarlı olacağını bildirmişlerdir.

Bu çalışmada, söz konusu gözlenen nova kabuklarını ve özellikle bulutsu (nebular) aşamasını ilk kez model yaklaşımı ile araştırmaktayız. Bulutsu tayflarından elde ettiğimiz element bolluğu değerlerini kullanarak, nova zarflarının modellemesini fotoionizasyon kodu olan Cloudy sürüm C17.02 (Ferland ve diğ. 2017) ile yaptık. Bu bulutsu gözlem ve model yaklaşımını ilk kez nova Cas 2020 (V1391 Cas) için uyguladık ve sonuçlarını yayına hazırlıyoruz (Hamed ve diğ. 2020). Bu çalışmada da ikinci kaynağımız olan galaktik nova V659 Sct'nin gözlem ve model sonuçlarını sunuyoruz.

2 Gözlem ve İndirgeme

Gözlemler, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nin (TUG) Rus Türk Teleskopunda (RTT150) odak düzlemine konuşlandırılmış TUG Sönük Cisim Tayfölçeri ve Kamerası (TFOSC) kullanılarak yapılmıştır. 749 spektral çözünürlüğe sahip 3650-8740 Å spektral aralığını kapsayan bir grism ve Andor iKon-L 936 BEX2-DD-9ZQ CCD kamerası kullanılmıştır.

Alınan ham tayfların standart veri indirilmesi, Görüntü



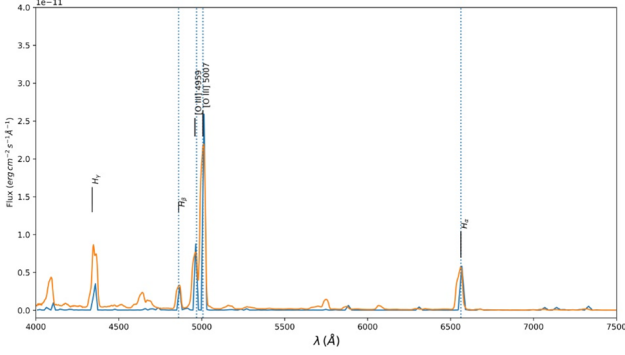
Şekil 2. N Sct 2019'un AAVSO ışık eğrisi.

İndirgeme ve Analiz İşlemi (IRAF) sürüm 2.16 Tody (1993) kullanılarak yapılmıştır. Tayf çizgilerin ölçüm işlemleri için de *plot* modülü kullanılmıştır. Üstüste binmiş birden çok pikli çizgi profilleri birbirlerinden, her bir pik için gauss profilleri yerleştirilerek ayrıştırılmıştır. Özellikle uzun poz verilerle alınan tayf görüntüleri kozmik ışıklardan yoğun bir şekilde etkilenmiştir. Bu nedenle Astro-SCRAPPY sürümünden (McCully ve diğ. 2018) yararlanılarak kozmik ışınları temizlemek için VanderPlas (2018)'un LACosmic algoritması koşturulmuştur. Akı kalibrasyonu için de Oke (1990)'den alınan spektrofotometrik standart yıldızlar kullanılmıştır. Nova Sct 2019'un dalgaboyu (Å), yatay eksen) ve akı (erg s^{-1} , dikey eksen) dönüştürmesi Şekil 1'de verilmiştir.

2020'nin ortalarından buyana, TUG-RTT150 teleskopunu kullanarak bulutsu evredeki 11 nova (N Cas 2020, N Per 2020, N Sgr 2020 No.2, V Sct 2017, N Sct 2019, V Her 2021, N Aql 2020 No.2, N Cyg 2019, N Aql 2020, N Cep 2013 ve N Del 2013) gözlenmiştir. Bu novalardan V659 Sct (N Sct 2019), patlamasından 265 gün sonra 30-06-2020 tarihinde gözlemleri gerçekleştirilmiştir (bkz. Şekil 2). Bu novanın tayf indirgenmesinde, dalga boyunda 3.1'lik bir dikine hız düzeltmesi ile yıldızlararası sönümleme için $E(B-V)=1.7527$ değeri kullanılarak akı düzeltmesi yapılmıştır. Bu iş için, yıldızlararası sönümleme eğrilerini kullanarak (Fitzpatrick ve diğ. 2019), Astropy'de bulunan *dust_extinction* modülü koşturulmuştur (Astropy Collaboration ve diğ. 2013, 2018).

3 Model

V659 Sct novasının kabuğunu modellemek için Cloudy sürüm C17.02 (Ferland ve diğ. 2017) fotoionizasyon kodunu kullandık. Novanın keşfinden sonraki 265. gününde alınan tayfinin bulutsu evresindeki element bolluğu analizinden elde ettiğimiz parametreler, bu fotoionizasyon kodunda başlangıç değeri olarak girilmiştir. Sıcaklığı 80000 ile 200000 K arasında değişen bir kara cisim iyonlaştırıcı kaynağımız olduğunu varsayarak, değişen yüzey ivmelerine ve element bolluklarına sahip binlerce model çalıştırdık. Ayrıca, $H\alpha$ çizgisinin genişliğinden belirlenen ortalama genişleme hızına dayalı bir ilk tahmin olarak kabuğun iç yarıçapını 15,19 olarak varsaydığımız bir iç yarıçaptan başladık. Doldurma faktörünü 0.05 ile 0.8 arasında değiştirdik. Bu durumda, beyaz cücenin toplam ışımaya gücü, logaritmik olarak 35.5 ile 36.5 erg s^{-1} değerleri arasında değişmiştir. Birkaç sıcaklık ve yoğunluk varsayarak da PyNeb (Luridiana ve diğ. 2015) bulutsu analiz kodunu kullandık ve sonra farklı elektron sıcaklıkları için bulunan elektron yoğunluğunun bir fonksiyonu olarak



Şekil 3. N Sct 2019'un tayf (sarı) ve en iyi Cloudy bulut modeli (mavi) üst üste çakıştırılmıştır.

çizgi emisyonlarının oranını hesapladık. Bu oran da, PyNeb çalıştırılarak hidrojen (H), helyum (He), karbon (C), azot (N) ve oksijen (O) bolluklarının ilk tahminlerini yapmak için kullanılan elektron yoğunluklarının ve elektron sıcaklıklarının ilk girdi değerlerini verdi. Bu yolla, araştırmanın Sonuç bölümünde verilen değerler, novanın bulutsu evresindeki kabuğuna en iyi uyan modelin parametreleri olmuştur. Bu modelin sentetik tayfı da Şekil 3'te (mavi renkli olarak) verilmiştir. Bununla birlikte, modeldeki veri noktalarının sayısı, gözlenen tayftaki veri noktalarının sayısından farklı olduğu için Ki-kare testi yapılamamıştır.

4 Sonuç ve Tartışma

Nova Sct 2019'un TUG-RTT150'den 30-06-2020 tarihinde grism 15 ile alınmış tayfı Şekil 1'de verilmiştir. Novanın B, V ve R filtrelerindeki AAVSO ışık eğrisi de Şekil 2'de gösterilmiştir. Şekil üzerinde novanın keşif ve tayfın alındığı tarihler belirtilerek kırmızı çizgi ile de gösterilmiştir. Şekil 3'te, RTT150 tayfı da (sarı), mavi renkli Cloudy bulut modeli ile üst üste en uygun olacak şekilde birleştirilmiştir. Tayftaki mavi renkli çizim, Nova Sct 2019 için **Tübingen NLTE Model Atmosfer Paketi** tarafından oluşturulan Beyaz Cüce model atmosferine uyarlanmış bir Claudy kodu ile çizdirilmiştir (Rauch ve diğ. 2018).

Şekil 1'deki bulutsu evrede alınmış V659 Sct tayfında yoğunluğa duyarlı salma çizgilerinin olması, uzaya atılan nova kabuğundaki elektron yoğunluğunu hesaplamamıza ve dolayısıyla element bolluklarını tahmin etmemize olanak verdi. Bu yolla bulunan toplu sonuçlar Çizelge 1'de verilmiştir.

Buradaki beyaz cüce model atmosferi, nova kabuğunu iyonize eden bir yayıcı kaynak olarak kullanılmıştır. Şekil 3'teki V659 Sct'nin sentetik tayfı, beyaz cüce model atmosferi kullanılarak Cloudy kodu tarafından yapılmıştır. He/N türünden olan novanın kabuğundaki element bolluklarını büyükten küçüğe doğru %74 ile H, %25 He, %0.6 O, %0.2 C ve %0.1 ile de N şeklinde yaklaşık değerleriyle sıralayabiliriz.

Modelde kullanılan novanın 2.2 kpc uzaklığı, MMRD ilişkisinden (Della Valle ve diğ. 1994) bulunan 45 kpc değerinden oldukça küçük alınmıştır. Hangi değer geçeri olacağına tespiti için genişleme paralaksı yöntemi ile RTT150 teleskopunda görüntüleme gözlemi yapılacaktır (TÜBİTAK-TUG'un 22BRTT150-1974 nolu gözlem projesi).

Çizelge 1. Nova kabuğu modelleme sonuçları. Element bollukları kütle kesri olarak verilmiştir. r_{\min} ve r_{\max} olarak verilenler, kabuğun iç bölgesinin logaritmik büyüklükleri olup yarıçap ve cm olarak ölçülür.

Model atmosfer parametreleri	
Etkin sıcaklık (K)	100000
$\log g$	5.5
Olası element bollukları	
H	0.7408
He	0.2504
C	0.002376
N	0.000696
O	0.00576
Cloudy kodu parametreleri	
Toplam ışıma gücü (erg s^{-1})	36.500
r_{\min} (log cm)	15.43
r_{\max} (log cm)	16.43
Hidrojen yoğunluğu (log cm^{-3})	6.2
Doldurma faktörü	0.6
Kaplama faktörü	0.9
Uzaklık (kpc)	2.2

Teşekkür

20ARTT150-1628 ve 16ARTT150-949 numaralı projeleriyle RTT150'nin kullanımına destek verdiği için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne (TUG'a) teşekkür ederiz. Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'nin (BAP) FBA-2020-36956 nolu projesi tarafından desteklenmiştir. Bu çalışmada kullanılan **TMAW** arayüzü için Alman Astrofizik Sanal Gözlemevi'ne teşekkür ederiz. Ayrıca, yorumları ile makalenin iyileştirilmesine katkı veren TJAA hakemine çok teşekkür ederiz.

Kaynaklar






- Astropy Collaboration, Robitaille, T. P. ve diğ. **AAP 558** (2013) A33
 Astropy Collaboration, Price-Whelan, A. M., ve diğ. **AJ 156** (2018) 123-142
 Aydi E., Chomiuk L., Izzo L., Harvey E.J., Leahy-McGregor J., Strader J., Buckley D.A.H., Sokolovsky K.V., Kawash A., Kochanek C.S., Linford J.D., Metzger B.D., Mukai K., Orio M., Shappee B.J., Shishkovsky L., Steinberg E., Swihart S.J., Sokolowski J.L., Walter F.M., Woudt P.A., **ApJ 905** (2020) 62-95
 Balman S., *Advances in Space Research* **66** (2022) 1097-1122
 De K., Kasliwal M.M., Hankins M.J., Sokolowski J.L., Adams S.M., Ashley M.C.B., Babul A.N., Bagdasaryan A., Delacroix A., Dekany R., Greffe T., Hale D., Jencson J.E., Karambelkar V.R., Lau R.M., Mahabal A., McKenna D., Moore A.M., Ofek E.O., Sharma M., Smith R.M., Soon J., Soria R., Srinivasaragavan G., Tinyanont S., Travouillon T., Tzanidakis A., Yao, Y., **ApJ 475** (912) 19-39
 Della Valle, M., Rosino L., Bianchini A., Livio M., **A&A 286** (1994) 403-409
 Ferland G.J., Chatzikos M., Guzman F., Lykins M.L., van Hoof P.A.M., Williams R.J.R., Abel N.P., Badnel N.R., Keenan F.P., Porter R.L., Stancil P.C., **RMxAA 53** (2017) 385-438
 Fitzpatrick E.L. ve diğ., **ApJ 886** (2019) 108-132
 Hamed G.M., Esenoglu H.H. and Galeev A.I., **NewA** (2023) yayın aşamasında
 Kawash A., Chomiuk L., Strader J., Sokolovsky K.V., Aydi E., Kochanek C.S., Stanek K.Z., Kostrzewa-Rutkowska Z., Hodgkin S.T., Mukai K., Shappee B., Jayasinghe T., Smith M.R., Holoien

- T.W.S., Prieto J.L., Thompson T.A., ApJ **937** (2022) 64-81
Luridiana V., Morisset C., Shaw R.A., A&A **573** (2015) A42
McCully C., Crawford S., Kovacs G., Tollerud E., Betts E., Bradley L., Craig M., Turner J., Streicher O., Sipocz B., Robitaille T., Deil, C., *astropy/astrocrappy: v1.0.5 Zenodo Release, v1.0.5* (2018) [10.5281/zenodo.1482019](https://doi.org/10.5281/zenodo.1482019)
McLaughlin B., PASP **57** (1945) 69-80
Oke J.B., AJ **99** (1990) 1621-1631
Pavana M., Anupama G.C., Pramod Kumar S., ATel **13245** (2019)
Rauch T., Demleitner M., Hoyer D., Werner K., MNRAS **475** (2018) 3896-3904
Sokolovsky K.V., Aydi E., Chomiuk L., Kawash A., Strader J., Mukai K., Stanek K.Z., Kochanek C.S., Way Z.S., Shappee, B.J., ATel **13252** (2019)
Starrfield S., Iliadis C., Hix W.R., PASP **128** (2016) 051001
Tody D. Astronomical Data Analysis Software and Systems II (eds. R.J. Hanisch, R.J.V. Brissenden, & J. Barnes) in Astronomical Society of the Pacific Conference Series **52** (1993) 173-183
van Dokkum P.G., PASP **113** (2001) 1420-1427
Warner B., Cataclysmic Variable Stars, Cambridge University Press, (2003) doi: 10.1017/CB09780511586491
Warner B., in Classical Novae (eds. M.F. Bode & A. Evans) (2008) 16
Williams S.C., Darnley M.J., Healy M.W., Murphy-Glaysher F.J., Ransome, C.L., ATel **13241** (2019)
Woodward C.E., Banerjee D.P.K., Evans, A., ATel **13815** (2020)
Zwicky F., PASP **48** (1936) 191-194

Access:

M23-0387: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Kataklizmik Değişen DW UMa'nın Gezegen Barındırma Potansiyeli

Eylül Demir¹ *, Özgür Baştürk¹ , Ekrem Murat Esmer¹ ,
Hakan Volkan Şenavcı¹ , Engin Bahar¹ 

¹ Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan, TR-06100, Ankara, Türkiye

Accepted: December 21, 2022. Revised: December 21, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Evrimleşmiş bir altcüce ya da beyaz küce ile bir M kücesinden oluşan örten çiftler kısa yörünge dönemleri, hızlı geçilen, simetrik, V-şeklindeki minimum profilleri nedeniyle hassas tutulma zamanlarının belirlenmesi için ideal sistemlerdir. Tutulma zamanlarındaki değişimin incelenmesi sonucu sisteme kütle çekimle bağlı birinci nesil ya da sistemin evrimi sırasında bileşenlerden birinin kaybettiği materyalden kaynaklı birikim disklerinde oluşabilecek ikinci nesil ötegezegenlerin neden olabileceği ışık-zaman etkisi tespit edilebilir. Bugüne kadar bu yöntemle yapılan ötegezegen keşiflerinin çok büyük bir çoğunluğu evriminin ileri aşamalarındaki bu tür sistemlerde gerçekleştirilmiştir. Bu çalışmada nova benzeri kataklizmik çift sistem DW UMa'nın tutulma zamanları analiz edilerek sonuçlar kütle transferi, eksen dönmesi ve ışık zaman etkisi bağlamında yorumlanmış ve tartışılmıştır.

Abstract

Eclipsing binaries of an evolved sub dwarf or white dwarf and an M dwarf are ideal systems for determining precise eclipse timings due to their short orbital periods and fast-passing, symmetrical, V-shaped minimum profiles. As a result of examining the change in eclipse times, the light-time effect that can be caused by first generation exoplanets connected to the system via gravity or second generation exoplanets that may occur in accretion disks caused by material lost by one of the components during the evolution of the system can be determined. The vast majority of exoplanet discoveries made by this method to date have been carried out in such systems at an advanced stage of evolution. In this study, the eclipse times of the nova-like cataclysmic binary system DW UMa were analyzed and the results were interpreted and discussed in the context of mass transfer, axis rotation and light time effect.

Anahtar Kelimeler: (stars:) novae; cataclysmic variables, techniques: photometric, (stars:) binaries: eclipsing

1 Giriş

Kataklizmik sistemler baş bileşeni büyük kütleli beyaz küce, yoldaş bileşeni ise M kücesinden oluşan sistemlerdir. Yoldaş bileşen tarafından beyaz küceye bir madde transferi vardır. Ancak transfer edilen bu madde doğrudan beyaz kücenin üzerine yığılmaz, öncelikle beyaz kücenin etrafında bir birikim diski oluşturur. Nova benzeri sistemler General Catalog of Variable Stars (GCVS) tanımına göre fotometrik ve tayfsal özellikleri bakımından novalara benzeyen ancak sınıflama açısından yeterince verisi bulunmayan sistemlerdir. Zaman içerisinde gözlemsel verilerin artmasıyla birlikte yeniden sınıflandırılmaları mümkündür. Bu grup içerisinde nova benzeri patlamalar gösterebilecek ancak şimdiye kadar hiç patlamaları gözlenmemiş sistemler de bulunmaktadır. DW UMa, Thorstensen ve diğ. (1991) tarafından yaptıkları tayfsal çalışma ile nova benzeri (ing. nova-like, NL) kataklizmik değişenlerin bir alt grubu olan SW Sex türü olarak sınıflandırılmış bir sistemdir. Genellikle 3–4 saatlik yörünge dönemine sahip ve fotometrik olarak diğer NL'lerden farklı olarak U-şeklinde ziyade V-şeklinde tutulma profilleri gösterirler (Knigge ve diğ. 2000).

* eyluldemir@gmail.com

DW UMa'nın çift sisteminin yörünge ve fiziksel parametreleri Araujo-Betancor ve diğ. (2003) tarafından fotometrik gözlem verilerine dayalı olarak elde edilmiştir. Bu çalışmada, çift sistemin yörünge dönemi 0.13 gün, beyaz kücenin kütlesi $0.77 M_{\odot}$ yoldaş bileşenin kütlesi ise $0.30 M_{\odot}$ olarak belirlenmiş, bileşen kütlelerinin hesabı için ise kütle oranı (q) taraması yöntemi kullanılmıştır (Çizelge 1). Sistemin en güncel zamanlama analizi ise Boyd ve diğ. (2017) tarafından 16 yıllık minimum zaman verisine dayalı olarak üçüncü cisim yaklaşımı ve manyetik etkinlik bağlamında incelenmesiyle yapılmıştır.

2 Gözlemsel Veri

Sistemin Transiting Exoplanet Survey Satellite (TESS) Uzay Teleskobu ile 21. (21 Ocak - 18 Şubat 2020) ve 48. (28 Ocak - 28 Şubat 2022) sektörlerde elde edilen ışık eğrileri Barbara A. Mikulski Archive for Space Telescopes (MAST) arşivinden lightkurve paketi kullanılarak elde edilmiştir. TESS görüntüleri üzerinde sisteme yakın kontaminasyon kaynakları, bölgede Gaia Uzay Teleskobu tarafından tespit edilmiş kaynakların belirlenmesiyle araştırılmış; 1' içerisindeki en yakın kaynağın Gaia-g bandı parlaklığının $20^m.3$ olduğu ve fotometrinin yapıldığı açıklığı etkilemediği belirlenmiştir.

Çizelge 1. Araujo-Betancor ve diğ. (2003) tarafından hesaplanan çift sisteminin yörünge ve fiziksel parametreleri

Parametre	Değer	Hata	Birim
M_1	0.77	± 0.07	M_{\odot}
M_2	0.30	± 0.10	M_{\odot}
R_1	0.012	± 0.001	M_{\odot}
R_2	0.34	± 0.04	M_{\odot}
q	0.39	± 0.12	
i	82	± 4	$^{\circ}$
a	1.14	± 0.06	R_{\odot}

Bu kaynağın paralaks ve öz hareket değerleri de DW UMa değerlerinden önemli ölçüde farklıdır.

Bu çalışmanın temel amacı sistem parametrelerini yüksek doğruluk ve duyarlılıkla elde etmek yerine ışık eğrilerinden elde edilen tutulma zamanlarının analizi olduğundan TESS Science Processing Operations Center (SPOC) Caldwell ve diğ. (2020) tarafından geliştirilen yazılımla, aletsel problemlerin sisteme yakın diğer yıldızlar üzerindeki benzer etkileri dikkate alınarak Cotrending Basis Vectors (CBV) yardımıyla arındırıldığı Pre-search Data Conditioning Simple Aperture Photometry (PDCSAP) ışık eğrileri kullanılmıştır. Amaç minimum zaman hesabı olduğu için ışık eğrilerinin birleştirilmesine gerek duyulmamış, her bir minimum profili yeterli sayıda nokta ile örneklenerek şekilde kesilerek minimum zaman hesabı yapmak için hazır hale getirilmiştir. 21. sektör TESS ışık eğrisi örnek olarak Şekil 1'de verilmiştir. Sistemin hassas minimum zaman belirlemeye uygun V-şeklindeki tutulma profilleri açıkça görülmektedir. Minimum zamanları *xtréma* yazılımı (Bahar ve diğ. 2015) kullanılarak Kwee & van Woerden (1956) yöntemi ile hesaplanmıştır.

DW UMa sisteminin geçmişte yapılmış fotometrik gözlemlerinden belirlenen tutulma zamanları literatürden ve O-C Gateway veritabanından toplanmıştır. Gözlenen bu zamanlar (ing. observed, O) ile Boyd ve diğ. (2017) tarafından hesaplanan referans minimum zamanı ve yörünge dönemi kullanılarak hesaplanmış (ing. calculated, C) minimum zamanları arasındaki farkların (O-C), çevrim sayısına (ing. epoch, E) göre çizdirilmesiyle O-C grafiği elde edilmiştir (Şekil 2).

3 Tutulma Zamanlama Değişimi Analizi

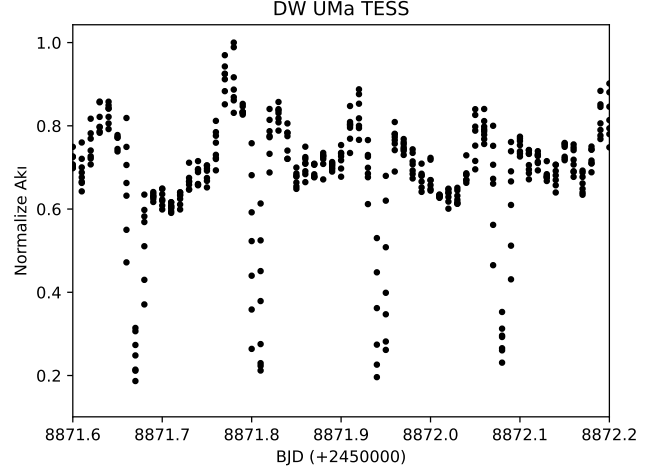
Tutulma zamanlaması değişimini incelemek için öncelikle referans ışık elemanlarının (T_0 , P) düzeltilerek yeniden belirlenmesine ihtiyaç duyulur. Bu amaçla,

$$T = \delta T_0 + E \times \delta P \quad (1)$$

yapısında bir doğru denklemi veriye uyumlanmıştır. Bu çalışmada uyumlama işlemi için Levenberg-Marquardt algoritması ile uyumlama yapan en küçük kareler yöntemine dayanan *lmfit* Python paketi fonksiyonları kullanılmıştır. Sonuç olarak referans minimum zaman ve yörünge döneminin ne kadar düzeltilmelerinin gerektiği (δT_0 , δP) belirlenmiş ve Denklem 2 ile verilen lineer efemeris elde edilmiştir.

$$T = 2451605.976745(46) + E \times 0.1366065607(11) \quad (2)$$

Özellikle kataklizmik sistemlerde seküler dönem değişimine neden olan en önemli etki kütle aktarımıdır. Kütleli küçük M-

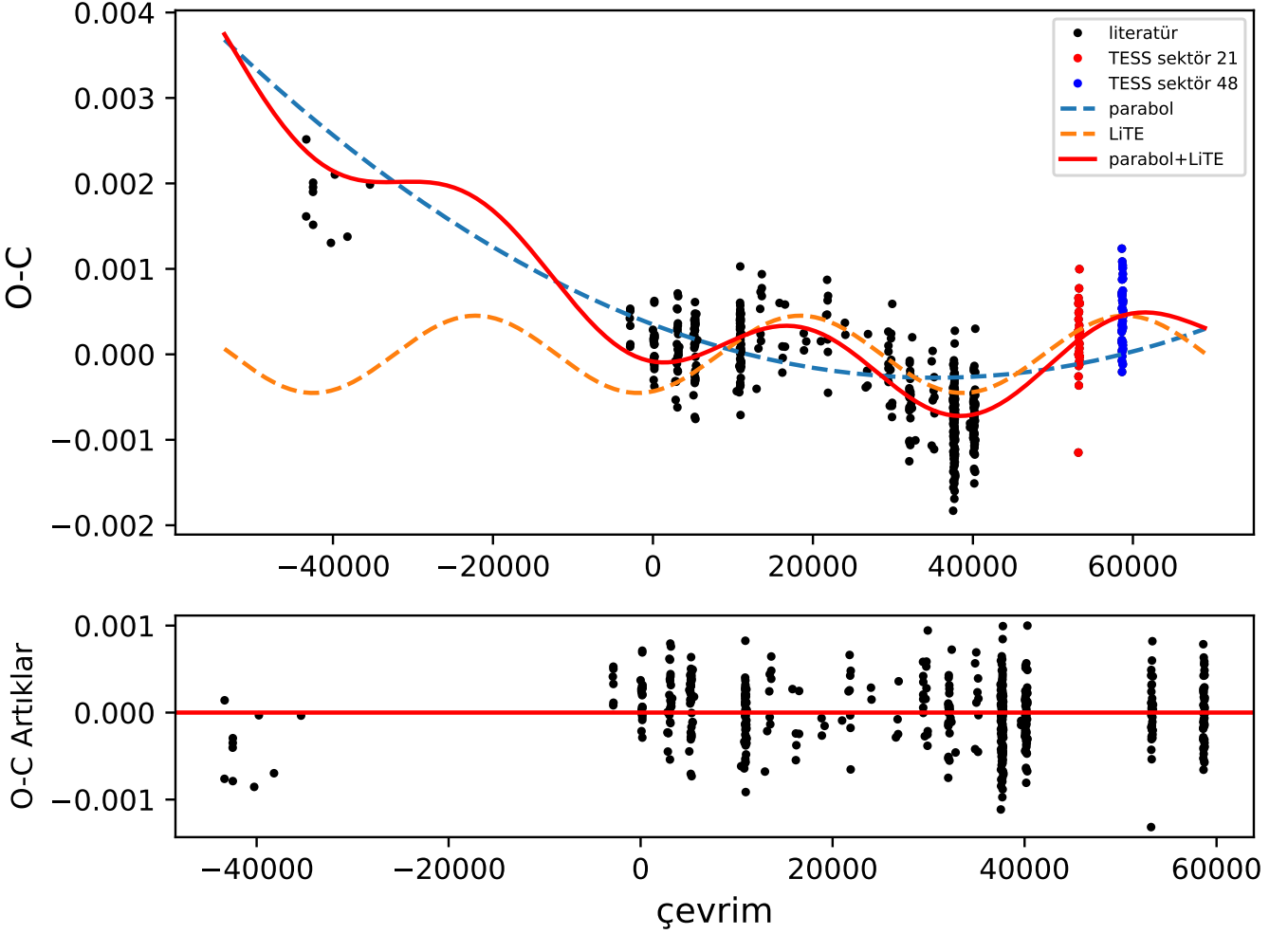
**Şekil 1.** DW UMa TESS 21. sektör PDC-SAP ışık eğrisinden bir kesit

taf türündeki bileşenden, daha büyük kütleli beyaz cüceye doğru gerçekleşen kütle aktarımı kütle oranını değiştirir. Kütle oranının değişimi ve açısal momentumun transferi ile birlikte bileşenler arası mesafe uzar ve dolayısıyla yörünge dönemi büyür. Yörünge döneminin kütle aktarımı nedeniyle değişimi O-C diyagramlarında, zamana göre türevi yörünge döneminin değişim hızını (\dot{P}) veren ikinci dereceden bir polinom (parabol) olarak gözlenir. DW UMa'nın O-C verisine yine *lmfit* kodu kullanılarak ikinci dereceden bir polinom uyumlanmış ve bu uyumlanmanın başarımını gösteren istatistikler, indirgenmiş kare değeri (χ^2_{ν}), Akaike Bilgi Kriteri (AIC) ve Bayesian Bilgi Kriteri (BIC), efemeris düzeltmesi için kullanılan doğru modelininkine karşılaştırıldığında, parabolik modelin veriyle daha uyumlu olduğu değerlendirilmiştir. Parabolik modelin artıklarına *astropy* Python paketi modüllerinden *lombscarg1e* fonksiyonları (VanderPlas 2018) kullanılarak yapılan frekans analiziyle sistemin O-C verisinde önemli bir değişim olabileceği sonucuna varılmıştır.

Söz konusu dönemli değişimin ışık-zaman etkisi (ing. Light Time Travel Effect, LiTE) kaynaklı olduğu varsayılarak Irwin (1959) tarafından verilen Denklem 3, ile birlikte bir polinom ifadesi ile birleştirilerek veriye yine *lmfit* paketi fonksiyonları kullanılarak uyumlanmıştır. Bu denklemde e yörünge dışmerkezliğini, ω enberi noktasının argümanını, ν ise gerçel anomalii göstermektedir. Öncelikle bileşke modelin tüm parametreleri serbest bırakılmıştır.

$$O - C = \frac{A_{LiTE}}{\sqrt{1 - e_3^2 \cos^2 \omega_3}} \left(\frac{1 - e_3^2}{1 + e_3 \cos \nu} \sin(\nu + \omega) \right) + e_3 \sin(\omega_3) \quad (3)$$

Doğrusal ve parabolik modellere göre daha başarılı uyumlama istatistikleri veren bu bileşke modelin sonuçlarında iki önemli bulguya karşılaşılmıştır. Bunlardan ilki yörünge dışmerkezlik değerinin (e) sıfıra oldukça yakın (10^{-4} mertebesinde), hatta sıfır kabul edilebilecek düzeyde olduğudur. Bir diğer önemli sonuç ise parabolik modelin kuadratik katsayısının pozitif olmasıdır. Bu durum, kütle aktarımının küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene doğru olduğu şeklinde yorumlanabilir. Kataklizmik sistemlerde sistemin büyük



Şekil 2. DW UMa'nın O-C değişimi. Literatür minimumları (siyah), TESS ışık eğrilerinden elde edilen minimum zamanları (sektör 21 kırmızı, sektör 48 mavi), parabol (mavi kesikli eğri), ışık-zaman etkisi (LiTE) (turuncu kesikli eğri) ve parabol+LiTE bileşke modelleri (kırmızı sürekli eğri) gösterilmiştir.

Çizelge 2. Çembersel yörünge kabulü altında, hatanın ilerlemesini (ing. propagation of error) önlemek amacıyla yapılan kabullerden sonraki model sonuçları (ayrıntılı bilgi için §3).

Parabol		
A	$(5.0 \pm 0.3) \times 10^{-13}$	gün çevrim ⁻²
δP	$(-3.53 \pm 0.2) \times 10^{-8}$	gün
δT	$(3.48 \pm 0.5) \times 10^{-4}$	gün
LiTE		
e	0	o
ω	0	
p	15.2 ± 0.4	yıl
A	39.06 ± 2.04	s

kütleli bileşenin beyaz cüce, daha düşük kütleli bileşenin Roche şişimini doldurarak beyaz cüceye doğru kütle aktaran bir M cücesi olduğu ve aktarılan bu kütle beyaz cüce etrafındaki birikim diskini oluşturduğu bilinmektedir (Warner 1995). Elde edilen sonuçlar ile bu teorik öngörüler tutarlı görünmektedir.

Serbest bırakıldığı durumda sıfır değerine yakınsayan

dışmerkezlilik değerinin üzerindeki belirsizlik, hatanın yayılması (ing. propagation of error) ile diğer parametreler üzerindeki belirsizlikleri arttırmaktadır. Sadece pozitif değerler alabilmesi nedeniyle veri üzerindeki belirsizlik, dışmerkezliliğin uyumlamalar sırasında serbest bırakılması durumunda mutlaka sıfırdan farklı, pozitif bir dışmerkezlilik bulunmasına neden olur. Bu nedenle dışmerkezlilik (e) sıfır değerine sabitlenmiş, bu parametre ile dejenere olan ω parametresi de sıfıra eşitlenmiş ve sabit tutulmuş ve dışmerkezlik değeri sıfır kabul edildikten sonra elde edilen model sonuçları Çizelge 2 'de verilmiştir. Parabol ve ışık zaman etkisi modeli, sistemin O-C verisinin üzerinde Şekil 2'de verilmiştir. Kolları yukarı bir parabol ile ışık-zaman etkisi kaynaklı bir sinüsoidalden oluşan bu bileşke modelin artıklarına tekrar frekans analizi yapıldığında ise herhangi bir önemliliğe rastlanmamıştır.

4 Sonuçlar

4.1 Kütle Transferi

Kataklizmik sistemlerde M türü yoldaş bileşenden sistemin büyük kütleyle sahip beyaz cücesine doğru bir kütle transferi olduğu bilinmektedir (Warner 1995). O-C değerlerine yapılan

Çizelge 3. Üçüncü cisme ilişkin **Boyd ve diğ. (2017)** tarafından hesaplanan parametreler ile tarafımızca belirlenen parametreler.

Parametre	Boyd ve diğ. (2017)	Bu çalışma
P_3 (yıl)	13.6 ± 0.4	15.2 ± 0.4
$a_3 \sin i$ (AB)	5.8	6.15 ± 0.96
$m_3 \sin i$ (M_{jup})	10.06	14.24 ± 1.35

parabolik modelin kuadratik katsayısının pozitif olması, seküler değişimin en olası ve sistemin doğasına uygun mekanizmasının kütle aktarımı olduğu fikrini desteklemektedir. Kütle aktarımı ve ışık-zaman etkisi varsayımlarıyla yapılan birleşke model sonucunda elde edilen parametre değerlerinden hareketle öncelikle parabolik modelin kuadratik katsayısının işaret ettiği çevrim başına dönem değişim miktarı (dP/dE) (1.00 ± 0.07) $\times 10^{-12}$ gün çevrim⁻¹ olarak hesaplanmıştır. Bir yıldaki dönem değişim miktarı ise (dP/dt) ise $0.000231(16)$ saniye olarak bulunmuştur. Yıldaki kütle aktarım miktarı ise (3.21 ± 1.77) $\times 10^{-9} M_{\odot}$ olarak hesaplanmıştır.

4.2 Üçüncü Cisim Yaklaşımı

Bileşke modelin sinüsoidal bileşeni için öncelikle üçüncü cisim yaklaşımı yapılmıştır. Işık-zaman etkisine neden olduğu varsayılan bu ilave bileşenin kütle çekim etkisi nedeniyle DW UMa sisteminin ortak kütle merkezi etrafındaki yörüngesinin yarı büyük eksen uzunluğu Denklem 4 kullanılarak hesaplanmıştır (Irwin 1959).

$$a_{12} \sin i = \frac{A_{\text{LiTE}} * 173.15}{\sqrt{(1 - e_3^2 \cos^2 \omega)}} = 0.078 \pm 0.004 \text{ AB} \quad (4)$$

Üçüncü cismin kütlesi için minimum değere ilişkin kütle fonksiyonu ise Denklem 5 kullanılarak bulunmuştur.

$$f(m_3) = \frac{(a_{12} * \sin i)^3}{P_{\text{LiTE}}^2} = (2.08 \pm 0.35) \times 10^{-6} M_{\odot} \quad (5)$$

Kütle hesabı için Denklem 6, Newton-Raphson iterasyonu ile çözümlenerek minimum kütle ($m_3 \sin i$) değeri elde edilmiştir.

$$f(m_3) = \frac{(m_3 \sin i)^3}{(m_1 + m_2 + m_3)^2} \quad (6)$$

Son olarak ilave (üçüncü) cismin yarı büyük eksen uzunluğu bu parametrelerden hareketle Denklem 7 ile hesaplanmıştır.

$$a_3 = \frac{a_{12} * (m_1 + m_2)}{m_3} = 6.1586 \pm 0.9687 \text{ AB} \quad (7)$$

Bu denklemlerin, bu çalışma için yazılan Python betikleri yardımıyla çözümü sonucunda elde edilen üçüncü cisim parametreleri, Çizelge 3'te **Boyd ve diğ. (2017)** tarafından verilenlerle karşılaştırmalı olarak sunulmuştur.

5 Olası Diğer Etkiler

Özellikle kataklizmik sistemlerde beyaz cücenin sönük olması ve çevresindeki parlak disk ile yoldaş bileşenin net olarak ayırt edilememesinden dolayı, bu sistemlerde 2. minimumların gözlenmesi oldukça güçtür. Bu durum gözlemleri yapılabilecek dahi 2. minimum üzerindeki belirsizlikleri önemli ölçüde arttırmaktadır. Bu nedenle, O-C diyagramında periyodik, ancak birinci minimumlarla antikorele bir değişim görülmesine neden olan eksen dönmesi olasılığının gözlemsel testi mümkün olamamaktadır. Sistemin yaşı ve yörüngenin çemberleşme

zaman ölçeği (ing. circularization timescale) düşünüldüğünde yörüngenin çembersel olduğunu varsaymamak için neden bulunmamaktadır. Nitekim, sistemin O-C analizi de bu varsayım ile gerçekleştirilmiş ve başarılı bir uyumlama elde edilmiştir. Yörüngenin çembersel kabulü aynı zamanda eksen dönmesini olasılığını da ortadan kaldırmaktadır.

Çift yıldızlarda çevrimsel dönem değişimine neden olabilecek bir diğer olgu ise manyetik etkinliktir. Applegate mekanizması (Applegate 1992) adı verilen bir mekanizma çerçevesinde manyetik etkinliğin neden olduğu dörtlü (ing. quadruple) moment değişimiyle sistemin yörünge dönemini çevrimsel olarak değiştirir. Her ne kadar evrimleşmiş sistemlerdeki yaşlı M-tayf türündeki bileşenden yüksek bir manyetik aktivite beklenirse de eş-dönem (ing. orbital synchronization) nedeniyle dönmesi hızlandırılan bu yıldızın fosil manyetik alanı tekrar etkin hale gelmiş olabilir. DW UMa sisteminin O-C değişiminin bu bağlamda değerlendirilmesi mekanizmanın daha modern modelleri (Völschow ve diğ. 2016; Lanza 2020) kullanılarak ilerideki bir çalışmada gerçekleştirilecek; yapılması planlanan yeni gözlemlere dayalı ışık eğrisi analizleri ve minimum zamanları ile de desteklenecek bir çalışmada, olası ışık-zaman etkisi modeliyle karşılaştırmalı olarak sunulacaktır.

Kataklizmik sistemlere kütleçekimle bağlı bir üçüncü cismin sebep olabileceği olası bir başka dönem değişimi mekanizması Chavez ve diğ. (2010) tarafından önerilmiştir. Bu mekanizma, üçüncü cismin çift sistemin kütle transferinin gerçekleştiği birinci Lagrange noktasının (L_1) konumunu değiştirmesi üzerine kurulmuştur. İlave cismin çift sistemin L_1 noktası üzerinde neden olacağı tedirginlik etkisi kütle transfer hızını ve buna bağlı olarak madde transferinin gerçekleştiği birikim diskinin parlaklığını da değiştirecektir. Bu parlaklık değişiminin ölçümü ile üçüncü cismin varlığı tespit edilebilir (Chavez ve diğ. 2010).

6 Tartışma

Sonuç olarak, bu çalışmada DW UMa kataklizmik sisteminde gözlenen O-C değişimine yapılan bileşik model ile sisteme kütleçekimle bağlı, 15.2 ± 0.4 yıl yörünge dönemli, $a_3 \sin i = 6.15 \pm 0.96$ AB minimum uzaklığında ve $m_3 \sin i = 14.24 \pm 1.35 M_{\text{jup}}$ minimum kütleli olması sebebiyle gezegen kütle limitleri dahilinde kabul edilebilecek bir üçüncü cismin var olabileceği değerlendirilmiştir. Elde edilen sonuçlar Boyd ve diğ. (2017) tarafından yapılan O-C analizinin sonucunda önerilen üçüncü cismin kütlesi ile 3σ içerisinde dahi tutarlı görünmemekle birlikte iki çalışmada elde edilen O-C değişimlerinin dönemi 1σ dahilinde uyumludur. Diğer taraftan, Boyd ve diğ. (2017) tarafından yapılan çalışmada hassas TESS gözlemlerinin bulunmadığı O-C verisindeki genel trendin, kütle transferi varsayımı yapılmaksızın, sadece ışık-zaman etkisi varsayımıyla modellendiği belirtilmelidir. Bununla birlikte, manyetik etkinlik kaynaklı dörtlü moment değişimlerinin etkisinin yanı sıra olası üçüncü cismin sistemin L_1 noktasını tedirgin ederek neden olabileceği kütle transfer hızının değişimi kaynaklı disk parlaklığının olası değişimleri de araştırılmalıdır. Bu çalışmayı takiben sistemin çok renk ışık ölçüm gözlemlerinin elde edilmesi ve ışık eğrisi analizlerinin gerçekleştirilmesi, O-C analizlerinin de sezonluk ortalamaların da kullanılması ve yeni gözlemsel verilerin de eklenmesiyle tekrarlanması planlanmıştır. Bu analizlerde, manyetik etkinlik ve diskin uzun vadedeki olası etkilerinin de yeni modeller ışığında dikkate alınması düşünülmektedir.

Kaynaklar

- Applegate J. H., 1992, *ApJ*, 385, 621
Araujo-Betancor S., ve diğ., 2003, *ApJ*, 583, 437
Bahar E., Şenavcı H. V., Baştürk Ö., 2015, in Rucinski S. M., Torres G., Zejda M., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 496, Living Together: Planets, Host Stars and Binaries*. p. 288
Boyd D. R. S., ve diğ., 2017, *MNRAS*, 466, 3417
Caldwell D. A., ve diğ., 2020, *Research Notes of the American Astronomical Society*, 4, 201
Chavez C. E., Tovmassian G., Zharikov S., Aguilar L. A., 2010, in *AAS/Division of Dynamical Astronomy Meeting #41*. p. 3.06
Irwin J. B., 1959, *AJ*, 64, 149
Knigge C., Long K. S., Hoard D. W., Szkody P., Dhillon V. S., 2000, *ApJ*, 539, L49
Kwee K. K., van Woerden H., 1956, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 12, 327, *ADS*
Lanza A. F., 2020, *MNRAS*, 491, 1820
Thorstensen J. R., Ringwald F. A., Wade R. A., Schmidt G. D., Norsworthy J. E., 1991, *AJ*, 102, 272
VanderPlas J. T., 2018, *ApJS*, 236, 16
Völschow M., Schleicher D. R. G., Perdelwitz V., Banerjee R., 2016, *A&A*, 587, A34
Warner B., 1995, *Cataclysmic variable stars*. Cambridge Astrophysics Series Vol. 28, Cambridge Press

Access:

M23-0356: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

EL CVn Türü Yıldızların Özellikleri ve Gruplama Çalışması

Duygu Esendemir¹  , Serdar Evren¹ 

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye

Accepted: November 19, 2022. Revised: November 19, 2022. Received: November 2, 2022.

Özet

Binary stars of the EL CVn (EL Canum Venaticorum) type are Algol-type eclipsing binary stars. The principal component of the systems is an A or F spectral class main sequence star. A low-mass ($\approx 0.2 M_{\odot}$) helium pre-white dwarf (pre-He WD) star is the companion component of the system [van Roestel ve diğ. \(2018\)](#). The characteristic light curves of EL CVn binary stars are the total eclipse primary minimum and the partial eclipse secondary minimum. Such stars are formed by long-term stable mass transfer between low-mass stars in close pairs [Maxted ve diğ. \(2013\)](#). In this study, 50 EL CVn binary systems were grouped according to the parameters of the stars and their light curve shapes in order to examine the possible subtypes of EL CVn binary systems together. It is clear that the light curves of such systems can be grouped under two groups from a visual point of view. Wide Angle Search for Planets [WASP \(2020\)](#) and Palomar Observatory (PALOMAR) data were generally used in the investigations.

Abstract

EL CVn (EL Canum Venaticorum) türü çift yıldızlar Algol türü örten çift yıldızlar olarak tanımlanmaktadır. Sistemlerin baş bileşeni A veya F tayf sınıfı bir anakol yıldızdır. Düşük kütleli ($\approx 0.2 M_{\odot}$) helyum beyaz cüce öncesi (pre-He WD) yıldız ise sistemin yoldaş bileşenidir [van Roestel ve diğ. \(2018\)](#). EL CVn türü çift yıldızların karakteristik ışık eğrileri, tam tutulma gösteren baş minimum ve parçalı tutulma gösteren yan minimum olanlardır. Bu tür yıldızlar, yakın çiftlerdeki düşük kütleli yıldızlar arasında gerçekleşen uzun dönemli kararlı kütle aktarımıyla oluşmaktadır [Maxted ve diğ. \(2013\)](#). Bu çalışmada, EL CVn türü çift sistemlerinin olası alt türlerini bir arada inceleyebilmek için, yıldızların parametrelerine ve ışık eğrisi biçimlerine göre 50 adet EL CVn çift sisteminin gruplandırılması yapılmıştır. Bu tür sistemlerin ışık eğrilerinin görsel bakış açısıyla iki grup altında toplanabileceği açıkça kendini belli etmektedir. İncelemelerde genel olarak Wide Angle Search for Planets (WASP) [WASP \(2020\)](#) ve Palomar Gözlemevi (PALOMAR) verileri kullanılmıştır.

Anahtar Kelimeler: EL CVn, eclipsing binary stars, pre-He-WD, light curve, örten çift yıldızlar, ışık eğrisi

1 Giriş

EL CVn yıldızlarının sayısı keşfedildikleri zamandan itibaren hızla artmış ve bu durum sistemleri çalışılabilir önemli hale getirmiştir. Bu tür yıldızların tanıtıldığı ilk makalede 17 tane EL CVn türü çift yıldızdan söz edilirken [Maxted ve diğ. \(2014\)](#), bugünkü sayılarına bakıldığında 80'e yaklaştığı görülmektedir. Yapılan gözlemlerle bu tür yıldızların etkin sıcaklıklarının 9000 – 15000 K, görünür V parlaklıklarının 8-18 kadir aralığında olduğu saptanmıştır. Yörünge dönemleri ise yaklaşık 0.7 ile 2.2 gün aralığındadır. EL CVn türü çift sistemler, yaygın olarak bir anakol yıldızından ya da kırmızı bir dev yıldızdan, kararlı kütle aktarımı sonucu oluşmaktadır. Kütle aktarım aşamasının sonuna doğru kütle veren yıldızın yozlaşmış bir helyum çekirdeği oluşur. Bu yıldız "soyulmuş kırmızı dev yıldız" olarak adlandırılır. Bu yıldız helyumu tutuşturmak için yeterli kütleyle sahip değildir. Oluşan çok düşük kütleli beyaz cüce neredeyse tamamen helyumdan oluşmaktadır. Bu evrim sürecini geçiren yıldızlar helyum beyaz cüceler (He-WDs) olarak adlandırılırlar [Maxted ve diğ. \(2011\)](#). Çok düşük kütleli helyum beyaz cüce öncesi dönemi ayrıntılı incelemek için soyulmuş kırmızı dev yıldızların evrimini çalışmak adına oldukça önemlidir.

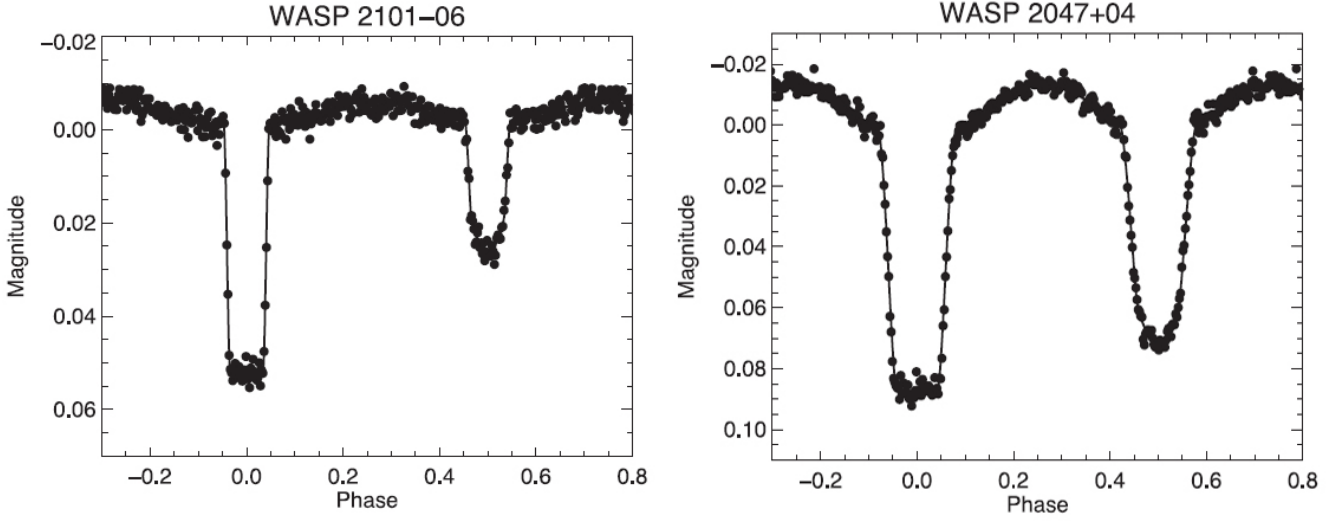
* dgurbuzoglu@gmail.com

2 Yöntem ve Analiz

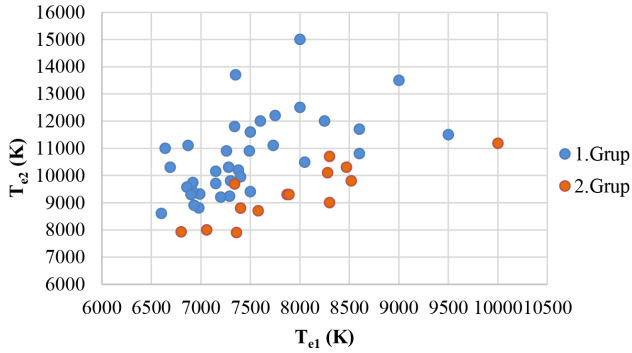
2.1 EL CVn Türü Çift Yıldızların Gruplandırılması

Bu çalışmada 50 tane EL CVn çift sisteminin ışık eğrilerine göre gruplandırılması yapılmıştır. 50 EL CVn yıldızının görsel bakış açısıyla incelenen ışık eğrilerinin, iki grup altında toplandığı görülmüş, Algol ve Beta Lyrae türü örten çift yıldızların ışık eğrilerinin biçimi dikkate alınmıştır. Şekil 1'de iki grup olarak belirlenen yıldızların ışık eğrilerinden birer örnek görülmektedir. Sol panelde 1. Grup olarak adlandırılan EL CVn türü yıldızların karakteristik ışık eğrisini, sağ panelde ise 2. Grubun karakteristik ışık eğrisini göstermektedir. 1. Grup ışık eğrileri genellikle tam tutulma gösteren bir baş minimuma ve tutulmalar dışı hemen hemen sabit ışık değişimlerine sahiptir. Tutulmalar dışı görülen ışık değişimleri yansıma ve basıklık etkisinden kaynaklanabilmektedir. Bileşen yıldızlardan birinin sıcaklığının çok düşük olmasından kaynaklı yan minimum çok sığ olabilir. 2. Gruba baktığımızda minimum derinlikleri birbirine yakın bir ışık eğrisi görmekteyiz. Bu grup içinde bulunan bileşen yıldızların sıcaklıkları birbirine yakın değerlerdedir. Tutulmalar dışı ışık değişimlerinin olduğu belirgin olarak görülmektedir.

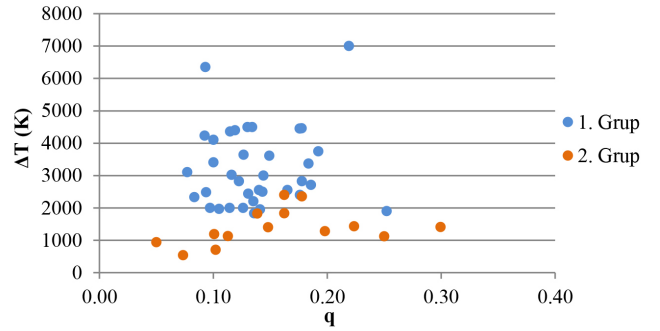
Işık eğrilerinin biçimine göre yapılan gruplandırmanın ardından, yıldızlarının fiziksel parametreleri incelenmiştir. Etkin sıcaklık, kütle, yarıçap, kütle oranları, yüzey çekim ivmesi değerleri Çizelge altında toplanmış (Çizelge 1) etkin sıcaklık ve kütle oranları üzerinden grafikler elde edilmiştir.



Şekil 1. Sol panel 1. Grup EL CVn türü çift yıldızların karakteristik ışık eğrisine ait örnek. Sağ panel 2. Grup EL CVn türü çift yıldızların karakteristik ışık eğrisine ait örnek. (Maxted ve diğ. 2014)



Şekil 2. Farklı gruplardaki EL CVn sistemlerinin bileşenlerinin sıcaklıklarının karşılaştırılması. T_{e1} , baş bileşenlerin; T_{e2} , yoldaş bileşenlerin sıcaklık değerleridir.



Şekil 3. 1. ve 2. Grup EL CVn türü çift yıldızların kütle oranlarına göre bileşen yıldızların etkin sıcaklık farklarının ilişkisi (q : kütle oranı, ΔT : sıcaklık farkı)

Yıldızların birbirlerinden çok ayrılmayan, iki farklı bölgede yoğunlaştıkları grafiklerde görülmektedir. Çizelgede sırasıyla birinci ve ikinci gruba ait EL CVn türü çift yıldızların bileşenlerinin etkin sıcaklıkları, sıcaklık farkları (ΔT), kütle oranları (q), yörünge dönemleri, güneş kütlesi biriminden sırasıyla ayrı ayrı kütleleri (M_1 , M_2) ve yarıçapları (R_1 , R_2), yarıçap oranları (R_1/R_2) gibi fiziksel parametreleri verilmiştir.

Her iki grubun bileşen yıldızlarının etkin sıcaklık değerleri Şekil 2'de grafik üzerinde gösterilmiştir. "Mavi daireler" birinci grubu, "turuncu daireler" ikinci grubu temsil etmektedir. Birinci grup EL CVn yıldızlarının baş bileşenlerinin (T_{e1}) sıcaklıkları 6600 ile 9500 K, yoldaş bileşenlerinin (T_{e2}) ise 8600 ile 15000 K aralığındadır. İkinci grup EL CVn çift yıldızlarının baş bileşenlerin sıcaklıkları 6800 ile 10000 K, yoldaş bileşenlerin 7930 ile 11186 K değerleri arasındadır. Baş bileşenlerin sıcaklık değerlerinin birinci ve ikinci grupta farklılık gösterdiği, ama belirgin farklılığın yoldaş bileşenlerden kaynaklandığı görülmektedir. Birinci grup yıldızların yoldaş bileşenlerinin etkin sıcaklık değerleri ikinci grup yıldızların değerlerinden daha yüksektir. Bundan dolayı birinci gruba ait

mavi noktalar grafikte daha üst kısımda toplanmaktadır. Genel olarak bakıldığında EL CVn çift yıldızlarının yoldaş bileşenlerinin belirgin biçimde farklı değerlere sahip olması, bu tür bir sınıflamada farklılıklar görmemize neden olmaktadır.

Şekil 3'te grupların kütle oranlarına ($q=M_2/M_1$) göre bileşen yıldızların sıcaklık değerlerinin farkı ($\Delta T=T_{e2}-T_{e1}$) gösterilmiştir. Birinci grubun q değerleri, ikinci grubun q değerlerine göre daha dar bir aralık içinde dağılım göstermektedir. Buradan birinci grubun bileşenlerinin kütlelerinin, ikinci grubun kütlelerine oranla, görece olarak daha büyük kütle farkına sahip olduğu sonucuna ulaşılmaktadır. ΔT değerlerine bakıldığında, birinci grupta olan bileşen yıldızların sıcaklık farkları daha geniş bir aralıkta dağılım gösterir. İkinci grup bileşen yıldızları ise birbirlerine daha yakın sıcaklık değerlerine sahiptir. Bu sonuç ışık eğrilerinin biçimlerinde minimum derinliklerinin birbirine yakın olması ile kendisini açıkça gösterir.

Çizelge 1. EL CVn türü çift yıldızların (1. ve 2. Grup) fiziksel parametreleri (Maxted ve diğ. 2014; van Roestel ve diğ. 2018)

1. Grup (24 tane)										
Yıldız	T_{e1} (K)	T_{e2} (K)	ΔT (K)	q	P (gün)	M_1 (M_{\odot})	M_2 (M_{\odot})	R_1 (R_{\odot})	R_2 (R_{\odot})	R_2/R_1
1607ab	6980	8810	1830	0.1357	0.773	1.40	0.19	1.45	0.32	0.22
1617m	6990	9320	2330	0.0833	3.773	1.68	0.14	2.57	0.69	0.27
1612al	7280	10300	3020	0.1159	0.637	1.38	0.16	1.16	0.37	0.32
1521cm	7290	9240	1950	0.1409	0.685	1.49	0.21	1.49	0.43	0.29
1617n	7500	11600	4100	0.1000	2.337	1.80	0.18	2.41	0.38	0.16
1600ad	8050	10490	2440	0.1307	1.084	1.76	0.23	1.83	0.35	0.19
1607t	6600	8600	2000	0.1143	0.876	1.40	0.16	1.87	0.38	0.20
1615w	6690	10300	3610	0.1491	1.441	1.61	0.24	2.59	0.40	0.15
1501bh	6870	11100	4230	0.0923	0.621	1.30	0.12	1.23	0.20	0.16
1615v	6920	9400	2480	0.0935	0.559	1.39	0.13	1.50	0.33	0.22
1512bf	6920	9740	2820	0.1223	0.607	1.39	0.17	1.53	0.32	0.21
1600y	6930	8900	1970	0.1049	1.184	1.63	0.17	2.41	0.46	0.19
1615ag	7380	10200	2820	0.1776	0.681	1.52	0.27	1.63	0.32	0.2
1622bt	7750	12200	4450	0.1758	0.688	1.65	0.29	1.74	0.29	0.17
1622aa	7490	10900	3410	0.1000	0.766	1.60	0.16	1.74	0.26	0.15
1622by	7730	11100	3370	0.1834	0.749	1.69	0.31	1.84	0.33	0.18
1601p	8600	11700	3100	0.0769	1.222	1.82	0.14	1.65	0.34	0.21
1723aj	6640	11000	4360	0.1146	1.109	1.57	0.18	2.51	0.23	0.09
1522cc	6860	9570	2710	0.1857	0.572	1.40	0.26	1.62	0.27	0.17
1607v	7260	10900	3640	0.1266	0.721	1.58	0.20	1.83	0.16	0.09
1621ax	7340	11800	4460	0.1775	1.018	1.69	0.30	2.14	0.17	0.08
1613s	7350	13700	6350	0.0929	1.142	1.83	0.17	2.72	0.25	0.09
WASP 1429-24	7150	9700	2550	0.14	2.17					0.23
WASP 2328-39	7500	9400	1900	0.25	0.77					0.33
WASP 0358-31	7600	12000	4400	0.12	2.19					0.13
WASP 2101-06	9000	13500	4500	0.13	1.29					0.15
WASP 1625-04	9500	11500	2000	0.13	1.53					0.17
WASP 0843-11	6900	9300	2400	0.18	0.79					0.16
WASP 0939-19	7150	10150	3000	0.14	1.07					0.15
WASP 1628+10	7200	9200	2000	0.10	0.72					0.23
WASP 1021-28	7300	9800	2500	0.14	0.90					0.21
WASP 0346-21	7400	9950	2550	0.17	0.93					0.17
WASP 0845+53	8000	15000	7000	0.22	0.84					0.13
WASP 1814+48	8000	12500	4500	0.13	1.80					0.10
WASP 1323+43	8250	12000	3750	0.19	1.56					0.18
WASP 1009+20	8600	10800	2200	0.14	1.40					0.22
2. Grup (12 tane)										
Yıldız	T_{e1} (K)	T_{e2} (K)	ΔT (K)	q	P (gün)	M_1 (M_{\odot})	M_2 (M_{\odot})	R_1 (R_{\odot})	R_2 (R_{\odot})	R_2/R_1
1601q	8300	10700	2400	0.1622	1.252	1.85	0.30	1.93	0.46	0.24
1521ct	8520	9800	1280	0.1978	1.172	1.82	0.36	1.72	0.56	0.33
1515ay	6800	7930	1130	0.1128	0.464	1.33	0.15	1.30	0.46	0.35
1616cr	7060	8000	940	0.0500	0.565	1.40	0.07	1.36	0.46	0.34
1613u	7340	9690	2350	0.1776	0.564	1.52	0.27	1.65	0.37	0.22
1608ab	7360	7900	540	0.0733	0.611	1.50	0.11	1.39	0.52	0.37
1615ao	7580	8700	1120	0.2500	0.895	1.64	0.41	1.82	0.64	0.35
1402de	7870	9300	1430	0.2236	0.619	1.61	0.36	1.56	0.45	0.29
1600aa	7890	9300	1410	0.2994	0.693	1.67	0.50	1.67	0.55	0.33
1601cl	8280	10100	1820	0.1386	0.892	2.02	0.28	2.44	0.52	0.21
1607aa	8470	10300	1830	0.1622	0.846	1.85	0.30	1.81	0.38	0.21
WASP 0131+28	10000	11186	1186	0.1007	1.882	1.97	0.20	1.82	0.53	0.29
WASP 2249-69	7400	8800	1400	0.1480	1.162					0.25
WASP 2047+04	8300	9000	700	0.1020	1.563					0.24

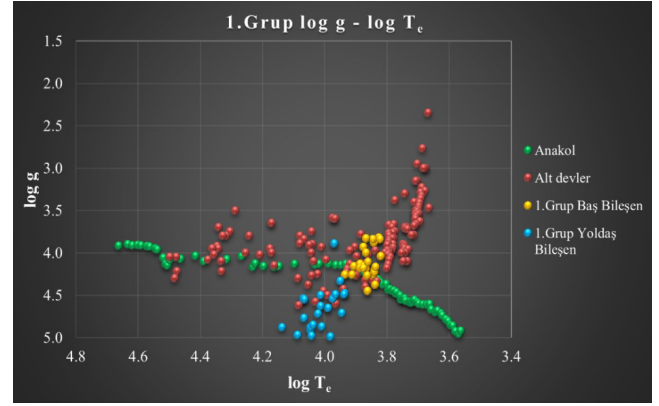
Çizelge 2. EL CVn türü çift yıldızların (1. ve 2. Grup) etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri (Maxted ve diğ. 2014; van Roestel ve diğ. 2018)

1. Grup (24 tane)						
Yıldız	T_{e1} (K)	$\log T_{e1}$ (K)	$\log g_1$	T_{e2} (K)	$\log T_{e2}$ (K)	$\log g_2$
1600y	6930	3.84	3.88	8900	3.94	4.33
1600ad	8050	3.90	4.16	10490	4.02	4.72
1601p	8600	3.93	4.26	11700	4.06	4.54
1501bh	6870	3.83	4.38	11100	4.04	4.91
1607t	6600	3.81	4.04	8600	3.93	4.48
1607ab	6980	3.84	4.26	8810	3.94	4.71
1612al	7280	3.86	4.45	10300	4.00	4.50
1512bf	6910	3.83	4.21	9740	3.98	4.65
1615ag	7370	3.86	4.20	10200	4.00	4.87
1615v	6920	3.84	4.23	9400	3.97	4.54
1615w	6690	3.82	3.82	10300	4.01	4.63
1617n	7500	3.87	3.93	11600	4.06	4.55
1617m	6990	3.84	3.84	9320	3.96	3.89
1521cm	7290	3.86	4.27	9240	3.96	4.49
1622by	7700	3.88	4.13	11100	4.04	4.88
1522cc	6860	3.83	4.17	9570	3.98	4.99
1622aa	7500	3.87	4.16	10900	4.03	4.85
1622bt	7700	3.88	4.18	12200	4.08	4.97
1723aj	6640	3.82	3.84	11000	4.04	4.98
WASP1323+43	8159	3.91	4.26	11636	4.06	4.77
WASP1628+10	7500	3.87	4.18	8650	3.93	4.49
1521ax	7350	3.86	3.83	13700	4.13	4.88
1607v	7260	3.86	4.11	10900	4.03	5.32
1613s	7350	3.86	4.00	11800	4.07	5.48
2. Grup (12 tane)						
Yıldız	T_{e1} (K)	$\log T_{e1}$ (K)	$\log g_1$	T_{e2} (K)	$\log T_{e2}$ (K)	$\log g_2$
1600aa	7880	3.90	4.21	9300	3.97	4.67
1601q	8300	3.92	4.13	10700	4.03	4.58
16001cl	8290	3.92	3.97	10100	4.00	4.45
1402de	7860	3.90	4.27	9300	3.97	4.69
1607aa	8470	3.93	4.19	10300	4.01	4.76
6800ab	7400	3.87	4.32	7900	3.90	4.04
1613u	7340	3.87	4.19	9690	3.99	4.73
1515ay	6800	3.83	4.33	7930	3.90	4.27
1615ao	7580	3.88	4.13	8700	3.94	4.43
1616cr	7060	3.85	4.32	8000	3.90	3.93
1521ct	8520	3.93	4.23	9800	3.99	4.50
WASP0131+28	10000	4.00	4.21	11186	4.05	4.29

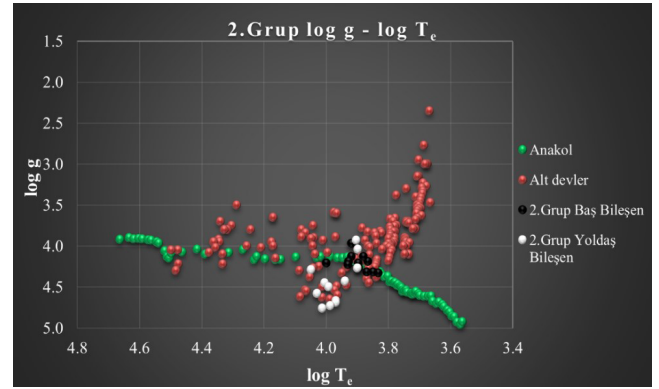
2.2 EL CVn Türü Çift Yıldızların H-R diyagramındaki Konumları

Yıldızların yaşam döngülerinin ifade edilebildiği Hertzsprung-Russell diyagramı (H-R diyagramı) yıldız astrofizik açısından oldukça önemlidir. H-R diyagramında yeri bilinen bir yıldızın bazı fiziksel parametreleri de bilinmektedir. Bunlar, etkin sıcaklık, toplam ışınım gücü, salt parlaklık, kütle, tayf türü, ve yarıçap değerleridir. H-R diyagramı, evrimlerinin henüz tam bilinemediği yıldız türleri keşfedildikçe sürekli gelişmektedir.

Çok düşük kütleli helyum beyaz cücelerin evrimini anlamak için EL CVn türü çift yıldızların keşfi önemli bir adım olmuştur. Bu çalışma içinde A- veya F- tayf sınıfından anakol yıldızlarının ve helyum beyaz cüce öncesi yoldaşların H-R diyagramı üzerinde nerede bulduklarını incelenmiştir. Fiziksel



Şekil 4. 1. Grup EL CVn türü çift yıldızların H-R diyagramındaki konumu.

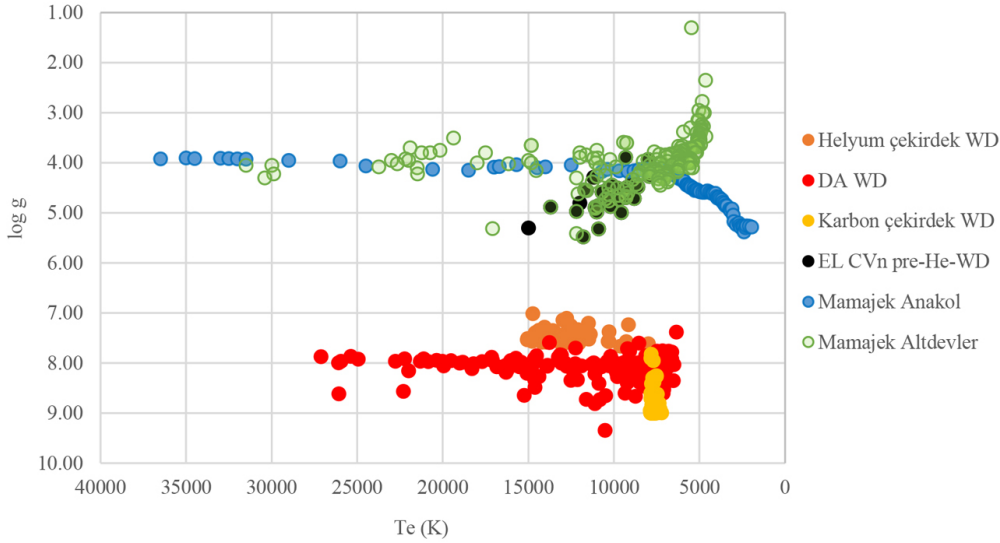


Şekil 5. 2. Grup EL CVn türü çift yıldızların H-R diyagramındaki konumu.

parametrelerine ve ışık eğrilerinin biçimine göre ayrılan iki EL CVn türü çift yıldız grubuna ait T_e , $\log T_e$ ve $\log g$ değerleri Çizelge 2'te verilmiştir. Makalelerdeki yıldızlara ait etkin sıcaklık değerlerinin logaritmaları olmadığı için, bu değerler hesaplanarak çizelgeye eklenmiştir.

Şekil 4 ve Şekil 5'te EL CVn türü birinci ve ikinci grup baş-yoldaş bileşen yıldızların $\log T_e$ ve $\log g$ değerleri ile Mamajek (2020) 'den alınan model ZAMS verileri kullanılarak H-R diyagramı oluşturulmuştur. Şekillere bakıldığında EL CVn türü yıldızların baş bileşenlerinin anakol ve altdevler bölgesinde, yoldaş bileşenlerin ise anakol altında bulunan beyaz cücelerin üst bölgesinde toplandığı görülmektedir. Bazı yoldaş yıldızlar ise anakolun üzerinde toplanmaktadır. Bu yıldızların anakol sonrası evrimlerine yeni başlamış olabileceği düşünülmektedir. H-R diyagramında kararsızlık kuşağının içinde bulunan bazı baş bileşenlerin δ Scuti türü yıldızlar olduğu bilinmektedir.

Farklı özelliklere sahip beyaz cüceler ile EL CVn yıldızlarına ait helyum beyaz cüce öncesi yoldaş bileşenlerin, $\log g$ ve T_e değerlerine göre konumları Şekil 6'da gösterilmiştir. "Mavi daireler" anakolu ve "içi boş yeşil daireler" altdevleri temsil etmektedir. Şekilde DA, karbon ve helyum çekirdekli beyaz cüceler neredeyse aynı bölgede bulunmaktadır. 7.00 ile 9.00 arasında değişen $\log g$ değerleri vardır. Belirgin şekilde diğer beyaz cücelerden ayrı bir bölgede bulunan EL CVn türü helyum beyaz cüce öncesi yıldızlar ise anakolun alt kısmında



Şekil 6. Beyaz cücelerin ve EL CVn türü helyum beyaz cüce öncesi yıldızların log g ve T_e ilişkisi

toplanmaktadır. Bu, yıldızların henüz beyaz cüce evrimlerini tamamlamamış olduklarını göstermektedir. Bileşenlerin log g değerleri 4.00 ile 5.00, etkin sıcaklıkları ise 7500 ile 15000 K aralığındadır.

3 Tartışma ve Sonuç

50 tane EL CVn çift yıldızı, ışık eğrilerinin biçimlerine göre sınıflandırılıp birinci ve ikinci grup olarak isimlendirmiştir. Fiziksel parametrelerle elde edilen grafiklerin, ışık eğrilerinin biçimlerine göre yapılan gruplama ile tutarlı sonuçlar sergilediği görülmüştür. Yoldaş bileşen olan düşük kütleli helyum beyaz cüceler, yıldızların farklı iki grup olarak ayrılmasında temel neden olmuştur. Yıldızlara ait etkin sıcaklık değerlerinin ortalamalarını alıp birinci ve ikinci grubun ortalama sıcaklıklarının hangi tayf türüne denk geldiğini belirledik. Birinci grup olarak adlandırılan EL CVn türü çift yıldızların baş bileşenlerinin etkin sıcaklık ortalaması 7450 K, ikinci grup EL CVn türü çift yıldızların baş bileşenlerinin ise 7950 K'dir. Bu sıcaklık değerlerine denk gelen tayf türleri, birinci grup için genel olarak A9 tayf türü, ikinci grup içinse A6 tayf türüdür. Yoldaş bileşenlerde, birinci grup yoldaş bileşenlerin ortalama etkin sıcaklık değerini 10700 K, ikinci grubun ortalama etkin sıcaklık değerini ise 9350 K olarak hesapladık. Bu sıcaklık değerleri için birinci grup yoldaş yıldızların B9 tayf türünde, ikinci grubun A1 tayf türünde bulunduğunu gördük. Geri tayf sınıflarına doğru gidildikçe tayf sınıflarının alt türlerindeki değişim oldukça hassas olmaktadır. Ayrıca bulunan bu ortalama etkin sıcaklık değerlerindeki fark ışık eğrilerinin biçimine doğrudan yansımaktadır. Tayf türlerine karşılık gelen sıcaklık değerleri Kuzey Iowa Üniversitesi'nin web sayfasından alınmıştır Iowa (2021). Tayf türlerindeki farklılıklardan yola çıkarak, birinci grubun "geri B-tayf sınıfından yoldaş bileşenli grup", ikinci grubun ise "A-tayf sınıfından yoldaş bileşenli grup" olarak adlandırılmasının daha uygun olacağına karar verdik.

36 tane EL CVn türü çift yıldızın ve model verilerinin log T_e ve log g değerlerine göre grafikler çizilmiştir. Grafiklerde EL CVn türü baş bileşenlerin anakol ve altdevler bölgesinde, çok düşük kütleli helyum beyaz cüce öncesi olan yoldaş bileşen yıldızların ise DA, helyum ve karbon beyaz cücelerin üst bölgesinde

toplandığı görülmüştür. Makalelerde bulunan H-R diyagramı ve evrim modelleriyle uyumlu sonuçlar elde edilmiştir. Chen ve diğ. (2017); Kim ve diğ. (2021). Yıldızın H-R diyagramı üzerindeki konumu, evrim sürecinde hangi basamakta bulunduğu dair yorum yapabilmeyi sağlamaktadır. Gruplardaki bazı yoldaş yıldızların ZAMS ve TAMS arasında kaldığı ve henüz WD boyutlarına büzülmediği görülür.

Bu çalışma, 50 tane EL CVn türü örten çift yıldızın bir arada incelenmesine olanak sağlamıştır. Veri tabanlarının taranması ve gözlemler ile elde edilecek yeni EL CVn türü çift yıldızlar ile bu gruplama ve H-R diyagramı çalışması daha geniş bir aralığı kapsayabilecek ve belki de farklı tür gruplar ortaya çıkabilecektir.






Kaynaklar

- Chen X., Maxted P., Li J., Han Z., 2017, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 467, 1874
Iowa 15.11.2021, [Spectral type characteristics](#)
Kim S.-L., ve diğ., 2021, The Astronomical Journal, 162, 212
Mamajek E., 07.06.2020, [A Modern Mean Dwarf Stellar Color and Effective Temperature Sequence](#)
Maxted P., ve diğ., 2011, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 418, 1156
Maxted P. F., ve diğ., 2013, Nature, 498, 463
Maxted P., ve diğ., 2014, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 437, 1681
WASP 07.06.2020, [SuperWASP-foundobjects](#)
van Roestel J., ve diğ., 2018, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 475, 2560

Access:

M23-0315: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

V376 And'ın Tayfsal ve Fotometrik İncelenmesi

Eda Burcu Yorulmaz¹ *, Ebru Uzunçam¹ , Hakan Volkan Şenavcı¹ ,
İbrahim Özavcı¹ , Engin Bahar¹ 

¹ Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara, Türkiye

Accepted: December 20, 2022. Revised: December 15, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada deĝen çift sistem V376 And'ın Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve ona baĝlı tayfçeker ile alınmış orta çözünürlüklü tayfları kullanılarak sistemin dikine hız eğrisi elde edilmiş ve evreye baĝlı H α çizgi profil deĝişimi incelenmiştir. Ek olarak sistemin fotometrik verileriyle birlikte dikine hız eğrileri de eş zamanlı olarak çözülmüş ve mutlak parametreleri elde edilmiştir.

Abstract

In this study, using the mid-resolution time-series spectroscopic data of the contact binary V376 And gathered at the T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Telescope of the Ankara University Kreiken Observatory, we obtained the radial velocity curve of the system. We also used the same data to investigate the H α variation throughout the orbital phase. In addition, we determined the absolute parameters of V376 And with the help of the simultaneous light and radial velocity curve analysis.

Anahtar Kelimeler: binaries: eclipsing – stars: activity – starspots

1 Giriş

Birçok W UMa türü örten deĝişen yıldızın ışık eğrilerinde, maksimum seviyeleri (tutulmalar dışı) arasında fark gözlenir. Bu seviye farkı O'Connell etkisi (O'Connell 1951) olarak adlandırılmış ve sebebi henüz tam olarak anlaşılabilmiş deĝildir. Wilsey & Beaky (2009) bu asimetriye sebep olan etkinin; yıldız lekeleri, gaz akıntı çarpışması ve yıldız çevresindeki madde olmak üzere üç farklı sebebi olabileceğini belirtmiştir. O'Connell etkisi gözlenen örten deĝişen yıldızların analizleri esnasında genellikle birinci veya ikinci bileşen üzerine sıcak/soğuk leke(ler) yerleştirilerek modelleme yapılır.

Bu çalışmada incelenen V376 And sistemi Hipparcos uydusu ile 1997 yılında keşfedilmiştir (ESA 1997). Rucinski ve diğ. (2001) sistemin ilk dikine hız eğrisini elde etmiş, kütle oranını $q=(M_2/M_1)=0.305$ olarak bulmuş ve sistemin A türü W UMa yıldız olduğunu ileri sürmüşlerdir. Sistemin fotometrik çözümü sırasıyla Dumitrescu ve diğ. (2004), Djurasevic ve diğ. (2008), Zola ve diğ. (2010), Çiçek (2011) tarafından gerçekleştirilmiştir ve modelleme sırasında genellikle soğuk leke yaklaşımı kullanılmıştır. Ancak Güneş ve diğ. yıldızlardan bilindiği üzere yıldız yüzeyindeki soğuk lekeler oluşur, gelişir, göç eder, sönümlenir ve/veya yenisi oluşur. V376 And'ın günümüze kadar yapılan fotometrik çalışmalarından görülmektedir ki sistemin ışık eğrisi maksimumları arasındaki seviye farkı ve seviyelerin konumu yıllar içerisinde deĝişmemektedir. Sistemde sıcak veya soğuk leke(ler) olduğu net olarak bilinmemekte olup bu problemi ortadan kaldıracak bilgi tayfta saklıdır.

* eburcuyorulmaz@gmail.com

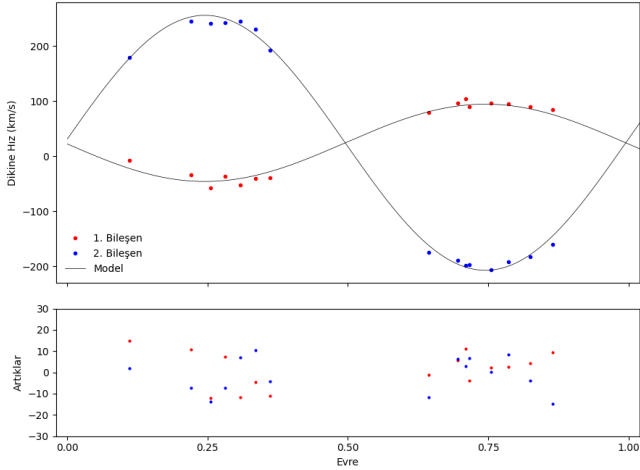
2 Gözlem Verileri ve Analizi

V376 And sisteminin tayf gözlemleri, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve Whoppshel Tayfçekeri ile 105 μ m fiber kablo ile uyumlu FIGU ünitesi ve ona baĝlı Atik 460EX CCD kamera kullanılarak alınmıştır. Gözlemler sırasıyla 21-22-28 Kasım 2021, 29 Temmuz 2022, 15-19 Ağustos 2022 tarihlerinde gerçekleştirilmiş olup, toplam 15 adet orta çözünürlüğe sahip ($R\sim 15000$) tayf elde edilmiştir. Ön indirgeme adımları, dalga boyu kalibrasyonu, dikine hız ve Doppler düzeltmesi IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) paketleri kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Python programlama dili ile yazılmış NSpec programı ile tayflar normalize edilmiştir. V376 And'ın ışık eğrisi, 2018 yılında uzaya gönderilen TESS'in sağlamış olduğu veriler ile 500 normal nokta oluşturularak elde edilmiştir.

2.1 Dikine Hız Eğrisi

Çift sistemin dikine hızının belirlenmesi için Broadening Function (BF) tekniği (Rucinski 1992) kullanılmıştır. Broadening Function tekniği ile dikine hız hesabı için ayrıca BD +40 3514 standart yıldızın tayfı da alınmıştır. Dikine hız hesabı için alınan tayfların 5000-5500 Å dalga boyu aralığı kullanılmıştır.

V376 And'ın dikine hız eğrisi ilk olarak Rucinski ve diğ. (2001) tarafından elde edilmiş olup, kütle oranı ve kütle merkezinin dikine hızını sırasıyla; $q=(M_2/M_1)=0.305\pm 0.005$ ve $V_\gamma=+22.83\pm 0.89$ olarak hesaplamışlardır. Bu çalışmada ise kütle oranı ve kütle merkezinin dikine hızı, sırasıyla; $q=(M_2/M_1)=0.303\pm 0.005$ ve $V_\gamma=+24.41\pm 1.43$ olarak elde edilmiştir. V376 And sisteminin gözlenen ve analiz sonucunda elde edilen kuramsal dikine hız eğrilerinin uyumu Şekil 1'de gösterilmiştir.



Şekil 1. V376 And sisteminin gözlenen (sembol) ve kuramsal (sürekli çizgiler) dikine hız eğrileri.

2.2 Fotometrik Veriler ve Eş Zamanlı Çözüm

Sistemin TESS ışık eğrisi, elde edilen dikine hızlarla birlikte, PyWD2015 (Güzel & Özdarcan 2020) programı kullanılarak, eş zamanlı olarak çözülmüştür. Baş bileşenin sıcaklığı 8350 K olarak (Zola ve diğ. 2010) belirlenmiştir. Çekim kararma katsayıları ($g_{1,2}$) 0.32, yansıma katsayıları ($A_{1,2}$) 0.5 ve yörünge dış merkezlik parametresi (e) 0 olarak belirlenmiştir. Çözüm esnasında yörünge eğim açısı (i), yarı-büyük eksen uzunluğu (a), ikinci bileşenin etkin sıcaklığı (T_2), bileşenlerin yüzey potansiyelleri ($\Omega_{1=2}$) ve birinci bileşenin ışınım gücü (L_1) parametreleri ile ilgili evreye yerleştirilen lekeye ait boylam (λ) ve açısal yarıçap (θ), T_0 , ve P parametreleri serbest bırakılmıştır. Evrendirmeler, Çiçek (2011) tarafından verilen ışık öğelerinin güncellenmesiyle elde edilen aşağıdaki ışık öğeleri ile yapılmıştır:

$$BJD(MinI) = 2453270.57862 + 0^{(g)}.798652576 \times E. \quad (1)$$

Modellemenin gözlemsel verilerle uyumlu olabilmesi için fotometrik veriler öncelikle 0.75 evresinde soğuk leke, sonrasında 0.25 evresinde sıcak leke varlığı dikkate alınarak ayrı ayrı çözülmüştür.

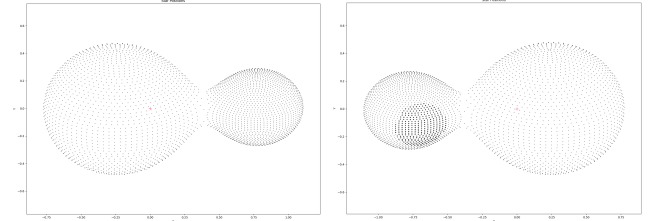
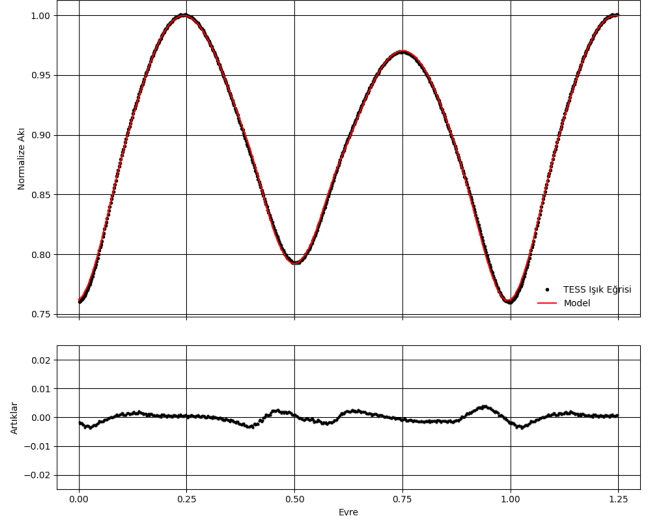
Soğuk leke yaklaşımı ile eş zamanlı çözüme dair model ışık eğrisi, gözlemsel veriler ve geometrik modeli Şekil 2'de sunulmuştur. Soğuk leke yaklaşımı ile eş zamanlı çözüm sonuçları ve sisteme dair tüm soğuk leke yaklaşımı ile yapılmış çözümler ise Çizelge 1'de verilmiştir.

Sıcak leke yaklaşımı ile eş zamanlı çözüme dair model ışık eğrisi, gözlemsel veriler ve geometrik modeli Şekil 3'te sunulmuştur. Sıcak leke yaklaşımı ile eş zamanlı çözüm sonuçları ve sisteme dair tüm sıcak leke yaklaşımı ile yapılmış çözümler Çizelge 2'de verilmiştir.

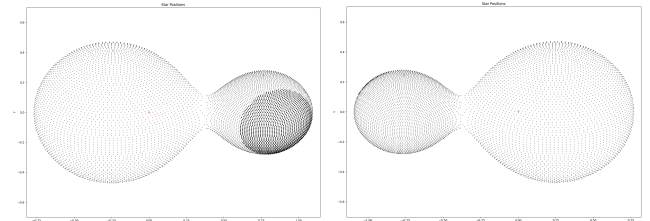
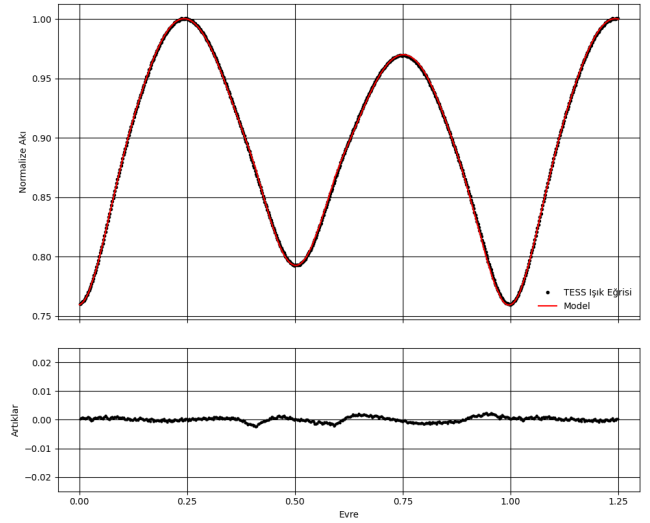
V376 And'ın bu çalışma kapsamında elde edilen mutlak parametreleri ile literatürde sunulmuş mutlak parametreleri Çizelge 3'te verilmiştir.

2.3 H α Profil Değişimi

Yıldız aktivitesi, ışık eğrisinde bir yörünge/dönme dönemi boyunca değişimler yaratırken, tayfta da bazı çizgi profillerinde



Şekil 2. Soğuk leke yaklaşımı ile ışık eğrisi çözümü ve sistemin 0.25 (sol alt panel) ve 0.75 (sağ alt panel) evrelerindeki geometrik modeli.



Şekil 3. Sıcak leke yaklaşımı ile ışık eğrisi çözümü ve sistemin 0.25 (sol alt panel) ve 0.75 (sağ alt panel) evrelerindeki geometrik modeli.

Çizelge 1. Soğuk leke yaklaşımı ile eş zamanlı çözüm sonuçları.

Parametre	Bu çalışma(2022)	Çiçek (2011)	Zola ve diğ. (2010)	Djurasevic ve diğ. (2008)	Dumitrescu ve diğ. (2004)
Evre kayması	-0.0047±0.0001	0.0005±0.0001	-0.0072±0.0009	-	-
i (°)	63.32±0.04	62.5±0.1	61.9±0.4	61.6±0.3	62.0±0.4
T_1 [K]	8400	9000	8350	8460	8460
T_2 [K]	7465±11	8127±11	7335±120	7620±31	7583±37
$\Omega_1 = \Omega_2$	2.483±0.001	2.442±0.001	2.463±0.004	2.4096	2.3723
$q = (M_2/M_1)$	0.303±0.001	0.305	0.320 (tahmini)	0.305	0.305
$\Sigma(O-C)^2$	0.000070	0.00506 (B); 0.00879 (V)	-	0.3097	0.1745
Leke Parametreleri					
ϕ (°)	91	107±3	102.2±8.9	108.3±3.4	101.2±3.6
λ (°)	283±1	277±1	104.0±3.1	271.0±4.3	285.0±3.7
θ (°)	35±1	48±2	22.8±6	38.4±0.8	48.8±0.8
TF	0.8	0.796±0.004	0.788±0.041	0.77±0.03	0.86±0.03

Çizelge 2. Sıcak leke yaklaşımı ile eş zamanlı çözüm sonuçları.

Parametre	Bu çalışma(2022)	Çiçek (2011)	Zola ve diğ. (2010)	Djurasevic ve diğ. (2008)	Dumitrescu ve diğ. (2004)
Evre kayması	0.0007±0.0001	0.007±0.0003	-	-	-
i (°)	62.95±0.05	62.7±0.1	-	-	-
T_1 (K)	8400	9000	-	-	-
T_2 (K)	7039±11	7080±33	-	-	-
$\Omega_1 = \Omega_2$	2.418±0.001	2.464±0.001	-	-	-
$q = (M_2/M_1)$	0.303±0.001	0.305	-	-	-
$\Sigma(O-C)^2$	0.000046	0.00394 (B); 0.00758 (V)	-	-	-
Leke Parametreleri					
ϕ (°)	88	90±2	-	-	-
λ (°)	120±1	131±1	-	-	-
θ (°)	37±1	2.50±1	-	-	-
TF	1.187	1.187±0.008	-	-	-

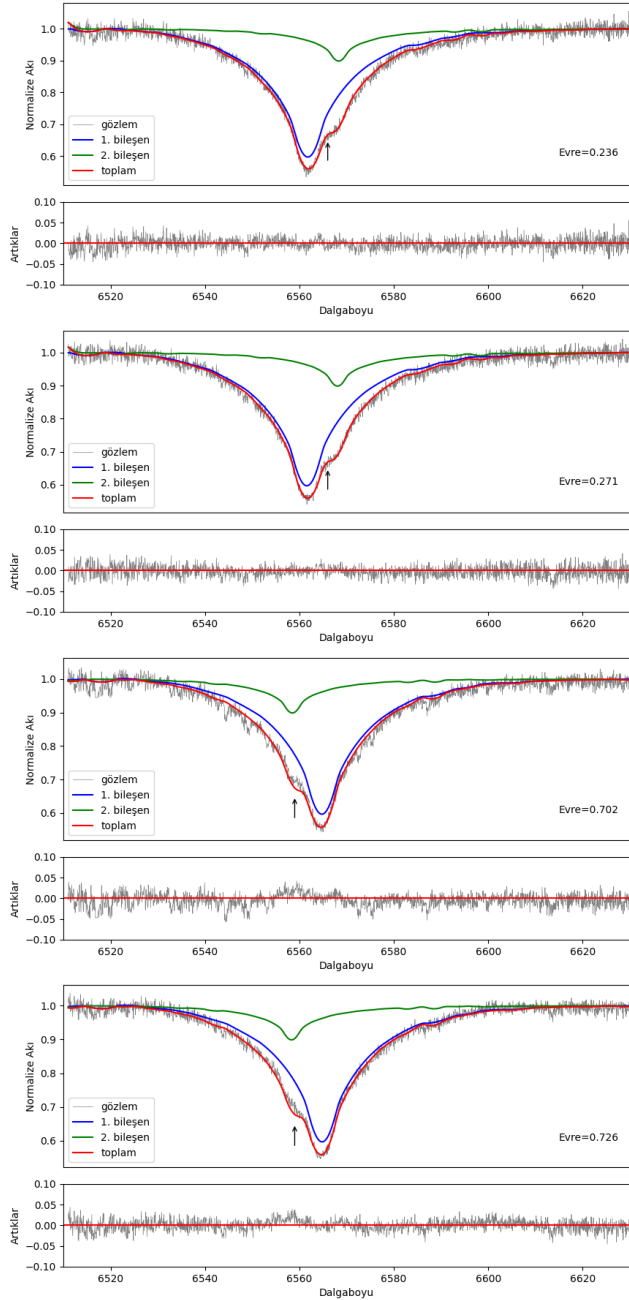
Çizelge 3. V376 And'ın mutlak parametreleri.

Parametre	Bu çalışma (Sıcak Leke)	Bu çalışma (Soğuk Leke)	Çiçek (2011)	Zola ve diğ. (2010)	Djurasevic ve diğ. (2008)	Dumitrescu ve diğ. (2004)
a (R_\odot)	5.33±0.05		5.32±0.02	5.364±0.036		5.37±0.02
M_1 (M_\odot)	2.45±0.08		2.44±0.04	2.491±0.057		2.50.04
M_2 (M_\odot)	0.74±0.03		0.74±0.03	0.759±0.031		0.76±0.03
R_1 (R_\odot)	2.67±0.03	2.69±0.03	2.60±0.03	2.662±0.019		2.75±0.03
R_2 (R_\odot)	1.58±0.02	1.63±0.02	1.51±0.02	1.549±0.011		1.68±0.03
T_1 (K)		8400	9000±200	8350		8460
T_2 (K)	7039±10	7453±11	7080±233	7335±120	7620±31	7583 ±37
$\log_1(g)$ (cgs)	3.974±0.005	3.967±0.004	3.99±0.03	-		3.96±0.03
$\log_2(g)$ (cgs)	3.91±0.01	3.89±0.01	3.95 ±0.02	-		3.88±0.03
L_1 (L_\odot)	31.81±0.67	32.33±0.72	40±4	30.441±0.434		-
L_2 (L_\odot)	5.5±0.2	7.3±0.3	5±1	6.139±0.41		-

asimetrilere neden olur. Belirli çizgilerdeki ışınım şiddet farklılığı veya salma yapısı gözlenmesi kromosferik aktivite varlığını kanıtlar niteliktedir (örn. Barden 1985; Montes ve diğ. 2000). H α çizgi profiline ait eşdeğer genişlik ölçümlerinin yürünge dönemi boyunca evreye bağlı değişimi, kromosferik aktivite ile ilişkilendirilen leke varlığına güçlü bir delil olarak kabul edilmektedir (Kaszas ve diğ. 1998). Kromosfer katmanında oluşan bu çizgi, çok aktif yıldızların tayfında sürekliliğin üstünde

salma yapısı gösterirken, daha az aktivite gösteren yıldızlarda soğurma çizgisinde ışınım şiddetinde fazlalık olarak gözlenir.

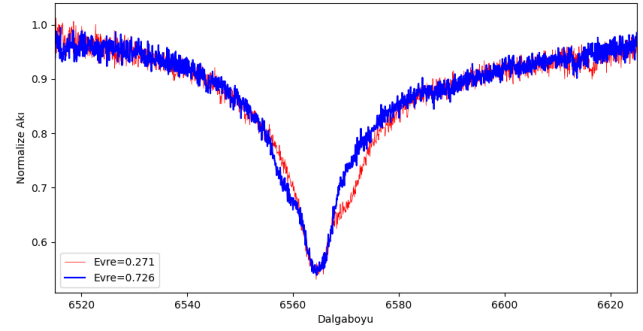
Kromosferik aktivitenin belirlenebilmesi için tayfsal çıkarma tekniği (ing. Spectral Subtraction) adı verilen bir teknik kullanılmıştır. Bu tekniğe özel olarak yazılmış IDL kodu; $v \sin i$ değeri, mutlak parametreleri, ilgili evredeki dikine hız bilgisi ve her iki bileşen için sentetik/standart yıldız tayflarını kullanarak ayrı ayrı ışınımına olan katkısını hesaplar ve yıldız tayfı üzerine



Şekil 4. Evreye bağlı profil değişimi. Gözlemsel olarak elde edilen tayf gri renkle; sentetik olarak elde edilen birinci ve ikinci bileşenden gelen ışınım katkısı ve toplam ışınım sırasıyla mavi, yeşil ve kırmızı renkle temsil edilmektedir.

uyumlar. Çizgi profili için oluşturulan bu sentetik tayf, yıldızın teoride olması gereken fotosfer özelliklerini göstermektedir. Oluşturulan tayf problem yıldızın tayfından çıkarıldıktan sonra sistemde kromosferik aktivitenin olması durumunda ışınım fazlalığı gözlenmelidir.

Bu çalışma kapsamında V376 And sistemi bileşenlerinin yüzeyindeki leke karakteristiğinin belirlenmesi için özellikle 0.25 ve 0.75 evresi civarındaki 4 adet tayfa tayfsal çıkarma tekniği uygulandı. Kullanılan sentetik tayflar; ATLAS modelleri kullanılarak üretilen sentetik yıldız tayfı kütüphanesinden alındı.



Şekil 5. Simetrik evrelerdeki tayfların karşılaştırılması. Kırmızı renkli tayf 0.271, mavi renkli tayf 0.726 evresine aittir.

Sentetik yıldızlar; Güneş bolluğunda, sırasıyla 8400 K, 7400 K sıcaklığında ve $\log(g)$ değeri 4.0 olarak seçildi. Bileşenlerin 0.236, 0.271, 0.702, 0.726 evrelerindeki $H\alpha$ profil değişimlerine yapılan uyumlama Şekil 4'te, simetrik evrelerde elde edilmiş tayfların $H\alpha$ çizgilerinin karşılaştırması ise Şekil 5'te verildi.

3 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada V376 And'nin T80 Prof. Dr. Berahitdin Albayrak Teleskobu ve ona bağlı tayf çeker ile alınmış orta çözünürlüklü tayfları kullanılarak sistemin dikine hız eğrisi elde edilmiş ve sistemin fotometrik verileriyle birlikte sıcak ve soğuk leke yaklaşımıyla eş zamanlı olarak çözülüp mutlak parametreleri elde edilmiştir. Ayrıca sistemdeki leke karakteristiğinin belirlenebilmesi için $H\alpha$ çizgisinin evre bağımlı değişimi de incelenmiştir. 0.25 evresinde gözlenen ile sentetik tayf arasında $H\alpha$ çizgi şiddetinde herhangi bir fark oluşmazken 0.75 evresinde şiddet farkı görülmüştür ve bu durum da ikinci bileşende leke varlığına atfedilebilir.

Şekil 5'te simetrik evrelerdeki (0.271, 0.726) tayflar karşılaştırılmış ve ikinci bileşenden gelen katkının farklı şiddetlerde olduğu belirlenmiştir. Şekil 4'te gösterilen analiz sonuçlarından da ikinci bileşene ait $H\alpha$ katkısının olması gerekenden daha sığ olduğu ortaya çıkmıştır. Işık eğrilerinde 0.75 evresinin daha düşük ışık seviyesine sahip olması da tayfsal bulgularla birleştirildiğinde, ilgili seviye farkının ikinci bileşende bulunan soğuk leke veya lekelerin varlığı olabileceği söylenebilir.

Öte yandan sıcak leke yaklaşımıyla yapılan çözüm için $\Sigma(O-C)^2=0.000046$ olarak, soğuk leke yaklaşımıyla yapılan çözüm için $\Sigma(O-C)^2=0.000070$ olarak hesaplanmıştır. Eş zamanlı çözüm sonuçları, daha düşük $\Sigma(O-C)^2$ değerine sahip olan sıcak leke yaklaşımının daha doğru bir çözüm olduğunu göstermektedir. Ancak bu değerler çok küçük değerlerdir ve birbirleri arasındaki fark da çok küçük çıkmıştır.

Bu ikilemin çözülebilmesi için daha yüksek çözünürlüklü ve tüm evrelere dağılmış tayfların alınması, aynı zamanda daha geniş dalga boyu aralığına sahip tayflar alınarak diğer kromosferik aktivite belirteçlerinin de incelenmesi planlanmaktadır.

Kaynaklar


- Barden S. C., 1985, ApJ, 295, 162
 Çiçek C., 2011, NewA, 16, 12
 Djurasevic G., Ekmekçi F., Albayrak B., Selam S. O., Erkapic S., 2008, RMxAA, 44, 249
 Dumitrescu A., Iliev L., Tudose V., 2004, RoAJ, 14, 39

- ESA, 1997, ESASP, 1200
Güzel O., Orkun Özdarcan, 2020, ascl.soft. ascl:2004.005
Kaszas G., Vinko J., Szatmary K., Hegedus T., Gal J., Kiss L. L.,
Borkovits T., 1998, A&A, 331, 231
Montes D., Fernández-Figueroa M. J., De Castro E., Cornide M.,
Latorre A., Sanz-Forcada J., 2000, A&AS, 146, 103
O'Connell D. J. K., 1951, PRCO, 2, 85
Rucinski S. M., 1992, AJ, 104, 1968
Rucinski S. M., Lu W., Mochnacki S. W., Ogłozza W., Stachowski
G., 2001, AJ, 122, 1974
Wilsey N. J., Beaky M. M., 2009, SASS, 28, 107
Zola S., Gazeas K., Kreiner J. M., Ogloza W., Siwak M., Koziel-
Wierzbowska D., Winiarski M., 2010, MNRAS, 408, 464

Access:

M23-0369: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

V1130 Cyg ve V461 Lyr Örtün Çift Sistemlerinin Sergilediği Aktivitenin Doğası

Ezgi Yoldaş¹  , Hasan Ali Dal¹ 

^{1,2} Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, Bornova, İzmir, Türkiye.

Accepted: December 11, 2022. Revised: December 4, 2022. Received: October 20, 2022.

Özet

Bu çalışmada, “The Challenges of Modelling the Activities Occurring on Eclipsing Binaries V1130 Cyg and V461 Lyr” başlıklı “Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Vol. 57, pp. 335-349 (2021)” künyeli makalemizin geniş Türkçe özeti sunulacaktır ve hedef sistemlerin Kepler Uydusu ile elde edilen verilerinin analiz sonuçlarını içermektedir. $(O-C)_{II}$ artıklarının incelenmesiyle özellikle V461 Lyr’in sergilediği kromosferik aktivite etkisinin oldukça baskın olduğu görülmüştür. V1130 Cyg için 94 flare, V461 Lyr için 255 flare tespit edilmiştir. Flareler OPEA modeli olarak tanımlanan modelleme yöntemi ile kromosferik aktivitenin doyuma seviyesi belirlenmiş ve istatistiksel yöntemler, literatürden farklı olarak V1130 Cyg flarelerinin iki, V461 Lyr flarelerinin ise üç farklı OPEA modeli ile modellenmesi gerektiğini göstermiştir. Ayrıca, V1130 Cyg göç dönemi 0.34 yıl olan tek lekeye, V461 Lyr dört lekeye sahiptir. V461 Lyr sisteminin bileşenlerinin iki lekesi aynı bileşen üzerinde olacak şekilde göç dönemleri 11.58 yıl ve 10.59 yıl, diğer bileşen üzerindeki 11.81 yıl ve 12.84 yıl olarak bulunmuştur.

Abstract

In this study, an extensive Turkish summary of our article titled “The Challenges of Modeling the Activities Occurring on Eclipsing Binaries V1130 Cyg and V461 Lyr” with the tag “Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Vol. 57, pp. 335-349 (2021)” will be presented and It contains the analysis results of the data of the target systems obtained with the Kepler Satellite. By examining the $(O-C)_{II}$ residues, it was seen that the chromospheric activity effect, especially that exhibited by V461 Lyr, was quite dominant. 94 flares were detected for V1130 Cyg and 255 flares for V461 Lyr. The saturation level of chromospheric activity was determined with the modeling method defined as the flares OPEA model, and statistical methods showed that, unlike the literature, V1130 Cyg flares should be modeled with two different OPEA models and V461 Lyr flares should be modeled with three different OPEA models. Additionally, V1130 Cyg has a single spot with a migration period of 0.34 years, while V461 Lyr has four spots. The migration periods of the components of the V461 Lyr system were found to be 11.58 years and 10.59 years, with two spots on the same component, and 11.81 years and 12.84 years on the other component.

Anahtar Kelimeler: techniques: photometric - methods: data analysis - methods: statistical - binaries: eclipsing - stars: low-mass - stars: flare - stars: individual (V461 Lyr) - stars: individual (V1130 Cyg)

1 Giriş

Flare aktivitesi ilk kez Carrington (1859) ve Hodgson (1859) tarafından Güneş üzerinde tespit edilmiştir. Güneş dışındaki yıldızlarda flare olayının ilk görüldüğü bilinen yıldız WX UMA’dır (van Maanen 1940). Flare yıldızları, UV Ceti türü yıldızlar olarak adlandırılır ve bu tür yıldızlar anakola yeni gelen genç yıldızlardır. Açık yıldız kümeleri ve oymaklarda bulunan kırmızı cücelerin çok büyük kısmı flare aktivitesi göstermektedir (Mirzoian 1990; Pigatto 1990). Genç kümelerin yaşı ilerledikçe küme üyesi olan UV Ceti yıldızlarının sayısında azalmalar görülür. Bu durum Skumanich yasasının beklenen bir sonucudur (Skumanich 1972; Marcy & Chen 1992; Pettersen 1991; Stauffer 1991). Yüksek dönme hızı sonucu aktivite düzeyi artar ve flare aktivitesi ile büyük kütle kayıpları gerçekleşir. Yapılan incelemeler Güneş’in kütle kaybının yılda yaklaşık olarak $2 \times 10^{-14} M_{\odot}$ olduğunu göstermektedir (Gershberg 2005). UV

Ceti türü yıldızlarda bu değer, flare etkisi ile birlikte yılda ortalama $10^{-10} M_{\odot}$ düzeyine ulaşmaktadır. Bu yüksek kütle kayıp oranı bu tür yıldızların toplam açısal momentumlarının çok büyük bir kısmını anakol ömürlerinde kaybettiklerini açıklamaktadır (Marcy & Chen 1992). Bununla birlikte dMe yıldızlarındaki yüksek kütle kaybı ile sonuçlanan manyetik alan kökenli flare aktivitesi tam olarak açıklanamamış değildir.

Güneş ile dMe yıldızlarının sergiledikleri flarelerin sahip oldukları enerjileri karşılaştırıldığında flare düzeyleri arasında ciddi farklılıklar olduğu görülmektedir. Güneş’te ortaya çıkan en yüksek enerjili flareler olan “çift kurdela” flarelerinde ortaya çıkan enerji 10^{30} – 10^{32} erg düzeyindedir (Gershberg 2005; Benz 2008; Emslie ve diğ. 2012). Kromosferik aktif çiftler olan RS CVn yıldızlarında ortaya çıkan flarelere bakıldığında bu düzeyin 10^{31} erg olduğu görülür (Haisch ve diğ. 1991) ancak bir RS Cvn türü yıldız olarak bilinen II Peg için flare enerjilerinin 1 – 180×10^{33} erg aralığında değiştiği bulunmuştur. Öte yandan, uzun yıllardır yapılan gözlemlerde dMe yıldızlarında ortaya çıkan flarelerin enerji düzeylerinin 10^{28} erg’den 10^{34}

* ezgiyoldas@gmail.com

erg'e kadar yükseldiği görülmektedir (Gershberg 2005). Plaides kümesi ve Orion oymağındaki flare yıldızları gözününe alınırsa bu değerlerin 10^{36} erg'e ulaştığı görülmektedir (Gershberg & Shakhovskaia 1983). Buna rağmen dMe yıldızlarında görülen flare olayları, Güneş flare süreçleri ile açıklamaya çalışılmaktadır. Farklı yıldızlardaki flareler iyi incelenip, ortaya çıkan benzerlik ve farklılıkların analiz edilmesi gerekmektedir.

Bu çalışma kapsamında da V1130 Cyg (KIC 4660977) ve V461 Lyr (KIC 6205460) örtün çift sistemlerinin flare ve leke aktivitesini inceleyerek flare parametrelerini, bu parametreler yardımıyla da OPEA modelini ve flare dışında kalan sinüzoidal değişimden leke göç hareketi incelenmektedir.

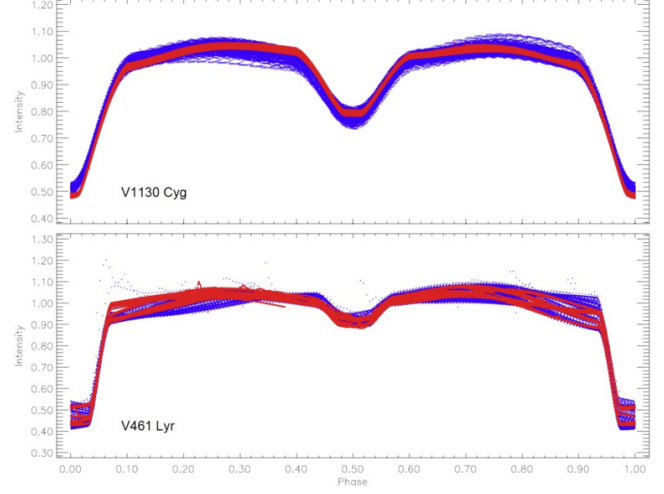
V1130 Cyg: Bu sistem ilk defa Miller (1966) tarafından değişen olarak literatürde listelenmiştir. Sistemin B, V, R, J, H, ve K bandlarındaki parlaklıkları NOMAD kataloğunda sırasıyla 12^m900 , 12^m560 , 11^m730 , 11^m124 , 10^m764 , 10^m657 olarak verilmektedir (Zacharias ve diğ. 2005). Sistemin dönemi 0.5625613 gün, bileşenlerinin tayf türü F7+ K0IV (Svechnikov & Kuznetsova 1990) ve sıcaklıkları $T_1=5587$ K, $T_2=6621$ K (Armstrong ve diğ. 2014) şeklinde verilmektedir. Mathur ve diğ. (2017)'un çalışmasında sistemin baş bileşeninin sıcaklığı $T_{\text{etkin}}=5674$ K, $\log g=3.942$ cm s $^{-2}$, yarıçapı $1.754 R_{\odot}$, kütleleri $0.984 M_{\odot}$ ve uzaklığı 512.130 kpc olarak hesaplanmıştır.

V461 Lyr: Bonnie Buratti tarafından 1973'te keşfedilen sistem, Dexter (1974) tarafından değişen olarak listelenmiştir. Sistemin B, V, R, J, H, ve K bandlarındaki parlaklıkları NOMAD kataloğunda sırasıyla 13^m290 , 13^m190 , 12^m450 , 10^m952 , 10^m392 , 10^m267 olarak verilmektedir (Zacharias ve diğ. 2005). Sistemin dönemi 3.722831 gün (Watson ve diğ. 2006) iken, Mathur ve diğ. (2017) tarafından yapılan çalışmada baş bileşen için; tayf türü G9 (Qian ve diğ. 2018) ve sıcaklığı $T_{\text{etkin}}=5425$ K, $\log g=3.678$ cm s $^{-2}$, yarıçapı $2.592 R_{\odot}$, kütleleri $1.166 M_{\odot}$ ve uzaklığı 656.895 kpc olarak hesaplanmıştır.

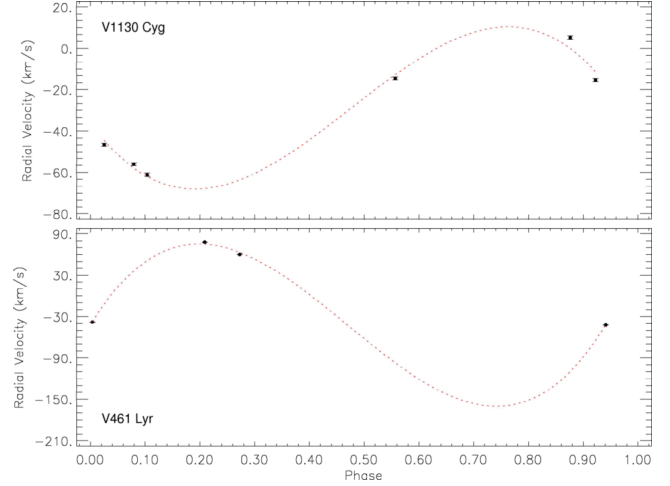
2 Data ve Analizler

Bu çalışma kapsamında araştırılan yıldızlara ait gözlem verileri de Kepler Veri Tabanı'ndan (Slawson ve diğ. 2011; Matijević ve diğ. 2012) alınmış olup, Şekil 1'de görüldüğü üzere detrended formatındaki, long cadence (LC veri) ve short cadence (SC veri) veriler kullanılmıştır. Ayrıca her iki sistem için Sloan Digital Sky Surveys (SDSS) arşivinden (Majewski ve diğ. 2017) birkaç tayf alınmıştır. Her iki hedef de Sloan 2,5 m Teleskobu (Gunn ve diğ. 2006) kullanılarak Apache Point Gözlemevi'nde (APO) gözlemlendi. V1130 Cyg için altı, V461 Lyr için dört tayf alınmıştır. Veriler, SDSS IV APOGEE 2 Data Release 16 (DR16) (Ahumada ve diğ. 2019) veritabanında bulunmaktadır. Mevcut taysal veriler, yörünge dönemleri dikkate alınarak dikine hız eğrisi genliğini hesaplamak için yeterli evreleri kapsamasa da, Şekil 2'den de görüldüğü gibi her iki hedefin de çift yıldız olması gerektiğini göstermektedir. Bu tahminlere göre, V1130 Cyg için dikine hızın yarı genliği (K1) yaklaşık 39.19 km s $^{-1}$, V461 Lyr için yaklaşık 117.79 km s $^{-1}$ olarak bulunmuştur.

Farklı tayf türünden yıldızların flare aktivite düzeylerini karşılaştırmak amacıyla yapılan çalışmalar bulunmaktadır. Gershberg (1972) tarafından bir yıldızın flare enerji karakterini ortaya koyan, o yıldızda elde edilen flarelerin farklı enerji limitleri için ayrı ayrı hesaplanan kümülatif flare frekans dağılımı tanımlanmıştır. Dal & Evren (2010, 2011) tarafından yapılan çalışmalarda, flare parametrelerinin birbirleriyle ilişkileri incelenmiş, flare eşdeğer süresinin flare toplam süresine göre belirli bir kural çerçevesinde değiştiği gösterilmiştir. Yapılan



Şekil 1. V1130 Cyg (üst panel) ve V461 Lyr (alt panel) sistemlerine ait ışık eğrileri. İçi dolu mavi noktalar LC formattaki, içi dolu kırmızı noktalar ise formattaki verileri temsil etmektedir.



Şekil 2. V1130 Cyg (üst panel) ve V461 Lyr (alt panel) için tahmini dikine hız eğrileri. İçi dolu noktalar tayf gözlemlerini, kırmızı renkli kesik çizgiler ise dikine hız eğrilerini temsil etmektedir.

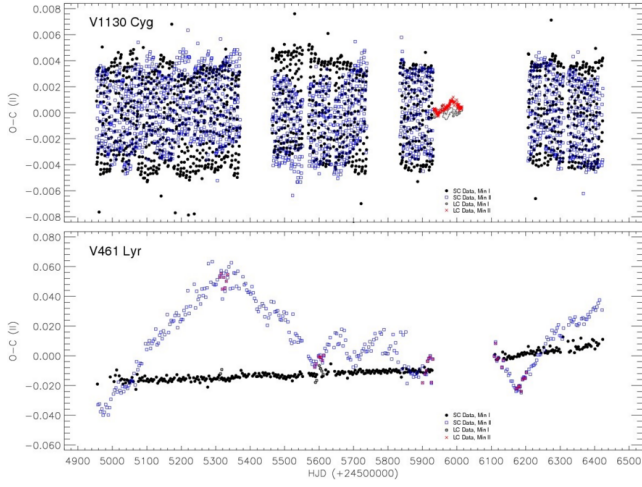
modelleme OPEA modeli olarak adlandırılmış ve yıldızların flare aktivite düzeyleri bu yöntemle tespit edilmiştir.

2.1 Dönem Değişimi

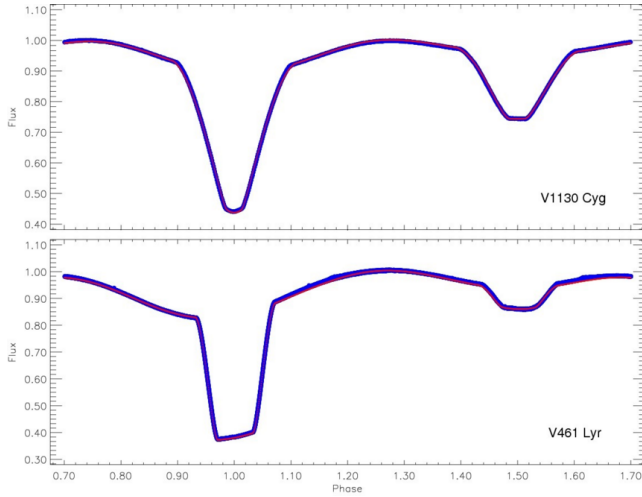
Gözlenen minimum zamanları ile hesaplanan minimum zamanları arasındaki farklar olan $(O-C)_1$ hesaplanmıştır. V1130 Cyg sistemi için LC veriden 3249 ve SC veriden 220 adet minimum elde edilmiştir. V461 Lyr sistemi için LC veriden 716, SC veriden 75 adet minimum elde edilmiştir. Elde edilen $(O-C)_1$ farkları, manyetik aktivite dolayısıyla çok büyük sapmaya sahiptir. Her iki sistemden elde edilen bu saptırlara Eşitlik (1) ve Eşitlik (2) ile verilen lineer düzeltmeler yapılmıştır:

$$JD(HeL.) = 24\ 54954.051501(1) + 0^d.562560(1) \times E \quad (1)$$

$$JD(HeL.) = 24\ 54956.482260(6) + 3^d.722791(3) \times E \quad (2)$$



Şekil 3. V1130 Cyg ve V461 Lyr sistemleri için lineer düzeltmelerle elde edilen $(O - C)_{II}$ artıklarının değişimleri.



Şekil 4. V1130 Cyg (üst panel) ve V461 Lyr (alt panel) sistemlerinin 0.05 evre aralığı ile ortalama alınarak elde edilen ve ışık eğrisi analizinde kullanılan ışık eğrileri gösterilmektedir. Mavi noktalar gözlem noktalarını, kırmızı eğriler ise ışık eğrisi çözümüyle modellenen temsil eğrileridir.

Lineer düzeltme sonrasında elde edilen $(O - C)_{II}$ artıklarının zamana göre değişiminde ilginç bir değişim görülmüştür. [Tran ve diğ. \(2013\)](#) ve [Balaji ve diğ. \(2015\)](#) tarafından, diğer kromosferik aktif örten çift sistemler için bulunana benzeyen değişim [Şekil 3](#)'te gösterilmektedir.

2.2 Işık Eğrisi Analizi

Işık eğrisi analizleri, PHOEBE V.0.32 yazılımı ([Prša & Zwitter 2005](#)) ile yapılmıştır. PHOEBE V.0.32 yazılımı, Wilson-Devinney kodunun 2003 versiyonunda ([Wilson & Devinney 1971](#); [Wilson 1990](#)) kullanılan yöntemle dayanmaktadır. Işık eğrisi analizleri her üç modda da denenmiş ancak Mod 2 (ayrık sistem)'de sistemlere uygun çözümler elde edilebilmiştir.

Işık eğrisi çözümünde, tutulmalar dışında kalan sinüzoidal değişim başbileşen üzerinde iki soğuk leke ile temsil edilmiştir.

Çizelge 1. V1130 Cyg ve V461 Lyr sistemlerinin ışık eğrisi analizi ile elde edilen çözüm parametreleri.

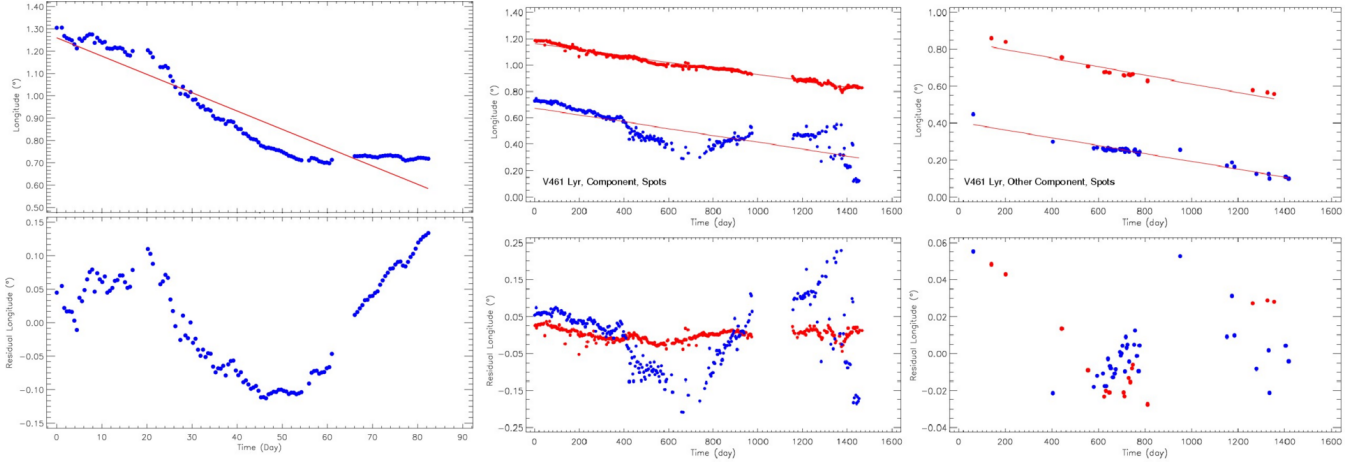
Parametreler	V1130 Cyg	V461 Lyr
q	0.685 ± 0.001	0.999 ± 0.001
i°	90.00 ± 0.01	89.58 ± 0.01
T_1 (K)	6530 (sabit)	5774 (sabit)
T_2 (K)	3891 ± 50	4206 ± 50
Ω_1	0.357 ± 0.003	0.970 ± 0.003
Ω_2	0.376 ± 0.003	0.428 ± 0.003
L_1/L_T	0.811 ± 0.002	0.455 ± 0.002
L_2/L_T	0.188 ± 0.002	0.546 ± 0.002
g_1, g_2	0.32, 0.32 (sabit)	0.32, 0.32 (sabit)
A_1, A_2	0.50, 0.50 (sabit)	0.50, 0.50 (sabit)
$x_{1,bol}, x_{2,bol}$	0.64, 0.70 (sabit)	0.64, 0.664 (sabit)
x_1, x_2	0.616, 0.616 (sabit)	0.758, 0.751 (sabit)
$\langle r_1 \rangle$	0.3628 ± 0.0012	0.1551 ± 0.0002
$\langle r_2 \rangle$	0.2708 ± 0.0021	0.3171 ± 0.0014
Eş-Enlem _{Leke I} ^(rad)	1.135 ± 0.003	1.135 ± 0.003
Boylam _{Leke I} ^(rad)	2.880 ± 0.003	3.526 ± 0.003
$R_{Leke I}^{(rad)}$	0.611 ± 0.001	0.698 ± 0.001
$T_{f Leke I}$	0.900 ± 0.001	0.900 ± 0.001
Eş-Enlem _{Leke II} ^(rad)	1.135 ± 0.003	1.135 ± 0.003
Boylam _{Leke II} ^(rad)	0.524 ± 0.003	6.248 ± 0.003
$R_{Leke II}^{(rad)}$	0.436 ± 0.001	0.436 ± 0.001
$T_{f Leke II}$	1.100 ± 0.001	0.970 ± 0.001

Çözümler sırasında 3. cisim parametreleri serbest bırakılmasına karşın, toplam ışıtmaya 3. cisim katkısı olmadığı görülmüştür. Işık eğrisi analizlerinden elde edilen çözüm parametreleri [Çizelge 1](#)'de verilmiştir. Bu parametreler ile elde edilen sentetik ışık eğrileri, gözlemlerden elde edilen ortalama ışık eğrileri ile birlikte [Şekil 4](#)'te gösterilmiştir.

2.3 Leke Aktivitesi

Sistemlerin tutulmalar dışı ışık değişimleri incelendiğinde sinüzoidal değişim sergiledikleri görülmektedir. Sistemleri oluşturan bileşenlerin yüzey sıcaklıkları ve sergiledikleri flare aktiviteleri gözönüne alınırsa bu değişimler, soğuk yıldız lekelerinden kaynaklanan dönmesel değişim etkisi olduğu anlaşılmaktadır. Sinüzoidal değişimlerin minimum zamanları, sistemlerin dolanma dönemine göre ard arda çevrimler karşılaştırıldığında birbirinden farklı olduğu görülmüştür. Bu durum, sistemleri oluşturan bileşenlerin üzerindeki aktif bölgelerin hızla evrimleştiğine işaret etmektedir. Bu nedenle her iki sisteme ait tüm ışık eğrilerini tek seferde modellemek mümkün olmayacağı için, veriler setlere ayrılmıştır. Veriler setlere ayrılırken, görülen asimetrisinin, leke minimum evrelerinin, minimum ve maksimum düzeylerinin aynı olduğu ardışık her bir çevrim tek sette toplanmıştır. Bu kurallar çerçevesinde yalnızca V1130 Cyg için oluşturulan LC veri 30 alt-sete ayrılmış ve her bir set ayrı ayrı modellenmiştir. V461 Lyr için oluşturulan LC veri derin ve sığ minimumlar olacak şekilde modellenmiştir.

V1130 Cyg sisteminin aktif bileşeninin sergilediği leke aktivitesi incelendiğinde tek bir lekeye sahip olduğu ve bu lekenin göç döneminin 0.33388 yıl (121.951 gün) olduğu görülmüştür. V461 Lyr sisteminde ise bileşenlerin birinde aktif bileşen üzerinde iki adet leke tespit edilmiş olup, birinci leke için göç dönemi 11.577 yıl, ikinci leke için göç dönemi 10.585 yıl olarak bulunmuştur. V461 Lyr sisteminin diğer bileşeni üzerinde de iki adet leke tespit edilmiş olup, birinci leke için



Şekil 5. Her iki sistemin aktif bileşenlerindeki lekeli alanların zamana göre boylamsal değişimi gösterilmektedir. Alt panellerde ise modellerden elde edilen artıklar verilmektedir. İçi dolu mavi noktalar birinci, kırmızı noktalar ikinci lekeyi temsil etmektedir.

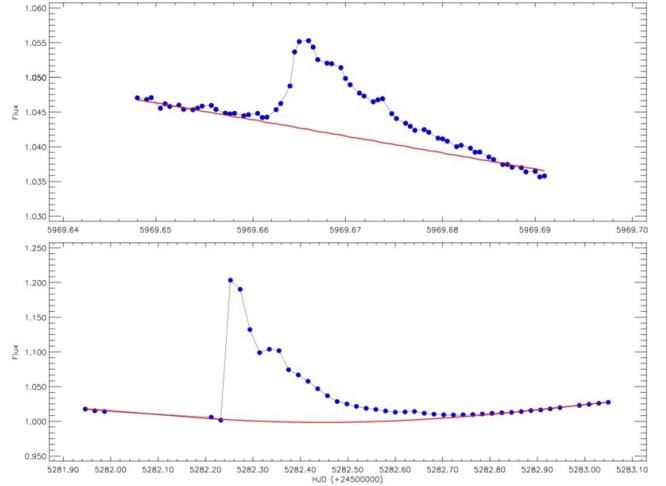
göç dönemi 11.807 yıl, ikinci leke için göç dönemi 12.836 yıl olarak bulunmuştur. Sistemlerde tespit edilen lekelerle ait göç dönemleri Şekil 5'te verilmektedir.

2.4 Flare Aktivitesi

Flare aktivitesinin doğasının anlaşılabilmesi ve sistemin flare davranışının belirlenebilmesi ve bileşenler üzerinde ortaya çıkan flare parlamalarının belirlenebilmesi için, sistemin ışık eğrisinde flare kaynaklı değişimler dışında kalan tüm değişimlerin arındırılması gerekmektedir. Sistem bir örtlen çift olduğu için, örtme ve örtülmelerden kaynaklanan tüm minimumlar veriden çıkarılmıştır. Bununla birlikte, gözlem süresince veri alımı sırasında ortaya çıkan ve teknik nedenlerden kaynaklanan sapan noktalar da veriden çıkarılmıştır. Flare parametreleri olan flare başlangıç ve bitiş noktaları ve flare enerjisi gibi parametrelerin belirlenebilmesi için sistemlerin flare dışı sakin düzeyinin belirlenebilmesi gerekmektedir. Ancak sistemleri oluşturan bileşenlerden birinin sergilediği dönmesel değişim nedeniyle sistemlerin parlaklık düzeyi flare parlamaları dışında da sinüzoidal değişim gösterdiği görülmüştür. Bu nedenle, flare parlamaları dışında kalan ışık eğrileri baz alınarak sistemlerin ışık değişimleri Fourier serisi ile modellenmiş ve tüm evreler Fourier ile temsil edilmiştir. Bu sentetik modeller kullanılarak her bir flare için temel düzey, Fourier modeli ile tanımlanmıştır. Sistemlerin tutulmalar dışı değişimlerinin modellenmesinin ardından, flare parametreleri hesaplanmıştır. Sistemlerin sergilediği flarelere ve Fourier ile tanımlanan temel düzeylere ilişkin iki örnek Şekil 6'da verilmiştir.

Sistemlerin Kepler Veri Tabanı'nda mevcut gözlem verisinden V1130 Cyg için 94 adet, V461 Lyr için 254 adet flare tespit edilmiştir. Tespit edilen flarenin başlangıç ve bitiş zamanları belirlendikten sonra sırasıyla flare maksimum zamanları, eşdeğer süresi (P), flare parlama (T_r) ve sönümlenme (T_d) zamanları, flare toplam süresi (T_t) ve son olarak flare genliği hesaplanmıştır. Tüm flarelerin eşdeğer süreleri Gershberg (1972) tarafından tanımlanan Eşitlik (3) ile hesaplanmıştır.

$$P = \int \frac{I_{\text{flare}} - I_0}{I_0} dt \quad (3)$$

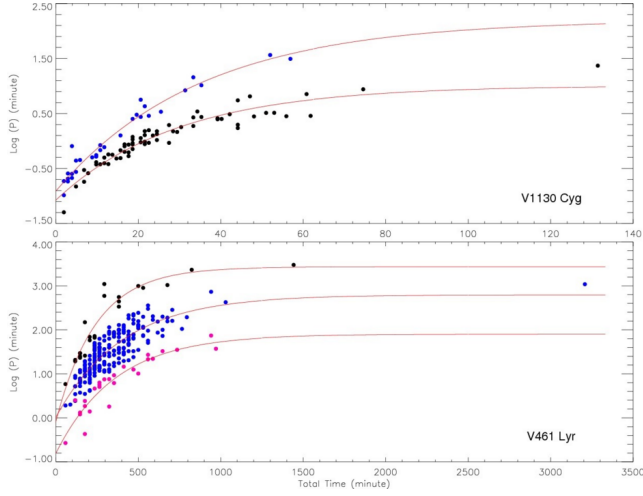


Şekil 6. V1130 Cyg (üst panel) ve V461 Lyr (alt panel) sistemlerine ait örnek flare ışık eğrileri.

burada P , saniye biriminde flare eşdeğer süresi, I_{flare} anındaki akı, I_0 ise flare dışı sakin düzey akısıdır. Dal & Evren (2010, 2011) tarafından açıklanan nedenlerle sonraki modellerde flare enerji parametresi yerine eşdeğer süre parametresi kullanılacağı için flare enerjileri hesaplanmamıştır.

Hesaplanan flare eşdeğer süresinin flare toplam süresine göre rastgele değil, belirli bir kural çerçevesinde değiştiği görülür. Dal & Evren (2010, 2011) tarafından yapılan çalışmalarda, SPSS V17.0 (Green ve diğ. 1996) ve GrahPad Prism V5.02 (Dawson & Trapp 2004) programları ile yapılan regression hesaplamaları, flare eşdeğer sürelerinin dağılımı için en iyi fonksiyonun One Phase Exponential Association (daha sonrasında OPEA olarak bahsedilecektir) olduğunu göstermiştir. OPEA fonksiyonu (Motulsky 2007; Spanier & Oldham 1987) Plateau terimine sahip olan özel bir fonksiyondur. Eşdeğer sürelerinin dağılımını tanımlayan bu fonksiyon:

$$y = y_0 + (\text{Plateau} - y_0) (1 - e^{-kx}) \quad (4)$$



Şekil 7. V1130 Cyg (üst panel) verisinde tespit edilen 94 flare üzerinden elde edilen OPEA modeli, V461 Lyr (alt panel) verisinde tespit edilen 255 flare üzerinden elde edilen OPEA Modelleri.

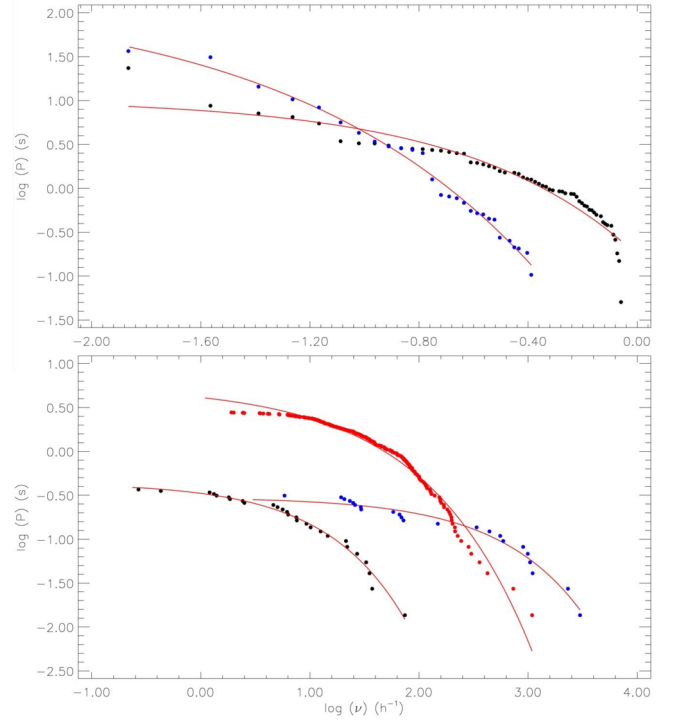
Dal & Evren (2010) tarafından yapılan tanımlarda buradaki y , logaritmik ölçekte eşdeğer süredir, x flare toplam süresi, y_0 ise minimum toplam flare süresi için logaritmik ölçekte flare eşdeğer süresidir. Diğer bir değişle y_0 , herhangi bir yıldızda gözlenen tüm flareleri içinde tespit edilebilecek olası minimum eşdeğer süreyi tanımlar. Dolayısıyla y_0 değeri, gözlenen hedefin parlaklığına ve gözlem yapılan optik sistemin duyarlılığına bağlıdır. Plateau değeri, belirli bir yıldızda gözlenen bir flare için, eşdeğer sürenin üst limitini tanımlar. Bu parametre, gözlem yapılan dalgaboyu aralığında flare aktivitesi için doyma seviyesi olarak tanımlanmıştır (Dal & Evren 2011). Her iki sistem için elde edilen OPEA modelleri Şekil 7'de gösterilmektedir. Elde edilen OPEA modellerinin model parametreleri ise Çizelge 2'de listelenmektedir.

Gershberg (1972) tarafından bir yıldızın flare enerji karakterini ortaya koyan, o yıldızda elde edilen flarelerin farklı enerji limitleri için ayrı ayrı hesaplanan flare frekans dağılımı tanımlanmıştır. Ancak, flare enerjisinin yıldızın sakin düzey ışırtmasına bağlı olması nedeniyle bu çalışmada flare enerjisi yerine flare eşdeğer süresi kullanılmıştır. V1130 Cyg ve V461 Lyr gözlemlerden elde edilen flareler için her grup için farklı flare eşdeğer süre limitleri için flare frekansları hesaplanmıştır. Elde edilen kümülatif flare enerji dağılımları Şekil 8'de gösterilmektedir. Ayrıca her iki sistemin fotometrik verilerinden elde edilen tüm flarelerin evre dağılımı incelenmiştir ve Şekil 9'da sergilediği dağılım gösterilmektedir.

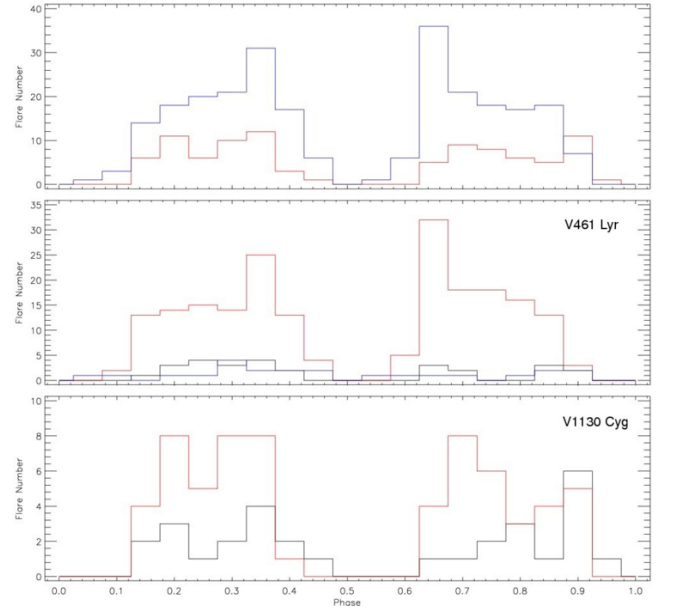
3 Tartışma

Kepler veritabanından alınan V1130 Cyg ve V461 Lyr verilerinin analizi sonucu her iki sistemin yüksek düzeyde kromosferik aktiviteye sahip olduğu görülmektedir. Sistemlerde hangi bileşenlerin kromosferik aktivite sergilediğini araştırmak ve benzer yıldızlara kıyasla aktivite seviyelerini belirlemek gerekmektedir. Sistemlerin toplam gözlem süreleri V1130 Cyg için 23810.584 saat, V461 Lyr için toplamda 3580.667 saattir.

Sistemlere ilişkin tayfsal veriler V1130 Cyg'ye ait 6 adet; V461 Lyr'e ait 4 adet tayf olmak üzere, Sloan Dijital Sky Surveys arşivlerinden temin edilmiştir. Mevcut tayf verileri Spectroscopic Binary Solver yazılımında kullanılan yöntemle



Şekil 8. V1130 Cyg (üst panel) ve V461 Lyr (alt panel) verisinde tespit edilen flareler üzerinden elde edilen kümülatif flare frekans dağılımları.



Şekil 9. V1130 Cyg için 94 flare ve V461 Lyr için 255 flare için 0.05 aralıklarla evrelendirilmiş toplam flare sayısı dağılımları. Şeklin üst panelinde, her iki sistem için evre dağılımı birlikte gösterilmiştir (Mavi V461 Lyr, Kırmızı V1130 Cyg). Orta ve alt panelde, siyah çizgiler her iki hedef için Grup 1 flarelerini temsil ederken, kırmızı çizgiler Grup 2 flarelerini göstermektedir. Orta paneldeki mavi çizgi V461 Lyr'in Grup 3 flarelerini gösterir.

Çizelge 2. En küçük kareler yöntemi kullanılarak elde edilen OPEA Model parametreleri.

	V461 Lyr			V130 Cyg	
	Grup 1	Grup 2	Grup 3	Grup 1	Grup 2
En Uygun Değerler					
Y_0	-0.8112±0.2493	0.0082±0.1226	-0.0972±0.3168	-0.9133±0.0664	-1.0765±0.0828
Plateau	1.9015±0.2565	2.7943±0.1676	3.4324±0.1755	2.1997±0.3495	1.00676±0.1023
Yarı-ömür	15004.2	16767.6	10118.60	1456.51	1226.07
Fark	2.7127±0.2157	2.7860±0.1270	3.5296±0.2743	3.1130±0.3173	2.0833±0.0891
95% Güvenilirlik					
Y_0	-1.3257 - -0.2968	-0.2321 - 0.2486	-0.7581 - 0.5637	-1.0497 - -0.7770	-1.2421 - -0.9109
Plateau	1.3720 - 2.4310	2.4658 - 3.1228	3.0664 - 3.7985	1.4825 - 2.9168	0.8022 - 1.2113
Yarı-ömür	9640.85 - 33817.20	13042.70 - 23470.50	7329.38 - 16334.90	1031.79 - 2475.54	978.88 - 1640.26
Fark	2.2675 - 3.1579	2.5370 - 3.0350	2.9574 - 4.1018	2.4619 - 3.7641	1.9051 - 2.2614
R^2	0.87	0.74	0.91	0.96	0.91
p-değeri 1	0.0091	>0.0001	0.0036	0.0001	0.2982
p-değeri 2	0.013	0.005	0.0061	0.0040	0.2183
p-değeri 3	>0.10	0.0158	0.0038	>0.1000	>0.1000

dayalı bir python betiği kullanılarak sabit yörünge dönemlerine dayalı olası dikine hız eğrileri belirlenmeye çalışılmıştır. Bulunan dikine hız yarı genlikleri V1130 Cyg için yaklaşık 39.19 km s⁻¹; V461 Lyr için yaklaşık 117.9 km s⁻¹ olarak bulunmuştur. Şekil 2'den de görüldüğü üzere hedeflerin mevcut dikine hız değişimleri göz önüne alındığında her iki hedefin de çift yıldız olması gerektiğine işaret etmektedir.

Sistemlerin doğasını anlayabilmek için bileşenlerinin fiziksel parametrelerinin belirlenmesi gerekmektedir. Literatürde bileşenlerin fiziksel yapısını ortaya çıkarmak için çeşitli kalibrasyonların yapıldığı, ancak tam bir ışık eğrisi analizi yapılmadığı görülmektedir. Bu sebeple bu çalışma kapsamında literatürde ilk kez, temeli Wilson-Devinney kodunun 2003 versiyonuna dayanan PHOEBE V.0.32 yazılımı ile sistemlerin ışık eğrisi analizleri yapılmıştır ve ulaşılan parametreler Çizelge 1'de listelenmektedir.

V1130 Cyg örtlen çift sisteminin tayf türü literatürde F7+K0IV (Svechnikov & Kuznetsova 1990) olarak verilmiştir. Bileşenlerinin sıcaklıkları ise $T_1=5587$ K, $T_2=6621$ K (Armstrong ve diğ. 2014) şeklinde verilmektedir. PHOEBE V.0.32 yazılımı ile yapılan ışık eğrisi analizinde, baş bileşenin sıcaklığı 6530 K olarak alınıp, yoldaş bileşenin sıcaklığı 3891±50 K olarak elde edilmiştir. Bileşenlerin kütleler oranı (q) 0.689±0.001 olarak bulunurken, sistemin yörünge eğim açısı (i) ise 90°00±0°01 olarak elde edilmiştir. Baş bileşenin kütlesi 1.337 M_{\odot} yoldaş bileşenin kütlesi 0.526 M_{\odot} olarak bulunmuştur. Ayrıca hesaplanan yarıçaplar baş bileşen için 1.264 R_{\odot} ve yoldaş bileşen için 0.611 R_{\odot} 'dir. Kepler'in 3. Yasası gözönüne alınarak yarı-büyük eksen uzunluğu 3.53 R_{\odot} olarak bulunmuştur.

V461 Lyr örtlen çift sisteminin baş bileşenine ait tayf türü G9 olarak (Svechnikov & Kuznetsova 1990) verilmektedir. Yapılan ışık eğrisi analizinde, baş bileşenin sıcaklığı 5774 K olarak alınıp, yoldaş bileşenin sıcaklığı 4206±50 K olarak elde edilmiştir. Bileşenlerin kütle oranı (q) 0.999±0.001 olarak bulunurken, sistemin yörünge eğim açısı (i) ise 89°58±0°01 olarak elde edilmiştir. Baş bileşenin kütlesi 0.993 M_{\odot} yoldaş bileşenin kütlesi 0.612 M_{\odot} olarak bulunmuştur. Ayrıca yarıçaplar baş bileşen için 1.021 R_{\odot} ve yoldaş bileşen için 0.677 R_{\odot} 'dir. Yarı-büyük eksen uzunluğu 11.83 R_{\odot} olarak bulunmuştur. MAST Veri tabanında V1130 Cyg için $\log g=3.678$ cm s⁻² V461 Lyr için $\log g=4.320$ cm s⁻²

olarak verilmektedir. Gerek literatürde verilen log g değerleri gerekse de bu çalışmada elde edilen kütlelere karşılık elde edilen yarıçaplar ve ısıtılar açıdan bakıldığında her iki sistemde de yoldaş bileşenler baş bileşenden daha evrimleşmiş durumdadır.

Gözlenen minimum süreleri ile hesaplanan minimum süreleri arasındaki $(O-C)_I$ farkları olarak adlandırılmaktadır. Hesaplanan $(O-C)_I$ farklarının doğrusal bir artış eğilimi sergilediği görülüp, bunu gidermek için lineer düzeltme uygulanmıştır. Bu düzeltmeden sonra $(O-C)_{II}$ artıkları elde edilmiş ve zamana göre değişimi incelenmiştir. Şekil 3'ün üst panelinde görüldüğü üzere V1130 Cyg durumunda, aktif bileşen üzerinde meydana gelen yıldız leke aktivitesini, hem baş hem de yan minimumların $(O-C)_{II}$ artıklarının Tran ve diğ. (2013) tarafından sunulan etkiler nedeniyle eş zamanlı ancak zıt yönlere değişmesine yol açmaktadır. Bununla birlikte aynı şeklin alt panelinden de görüldüğü üzere, V461 Lyr sisteminin yan minimumların daha sık genliklere sahip olması sebebiyle leke aktivitesinden daha fazla etkilenmektedir.

Güneş üzerindeki leke gruplarının gözlemleri, aralarında 180° bulunan iki kalıcı aktif boylamın meydana geldiğini göstermektedir. Bu aktif boylamlar Carrington koordinatları olarak bilinir ve bazı yazarlar için sabit yapıda olsalar bile aktif boylam dönüş hızlarının sabit olmadığını ve farklı dönüş hızlarına sahip olabileceğini belirtmektedir. Benzer şekilde sistemlerin aktif bileşenlerinde tespit edilen yıldız lekeleri göç hareketi gösteriyor ancak her leke için göç süreleri farklıdır. Şekil 5'te görüldüğü gibi, bazı doğrusal model uyumları ile göç hareketlerini düzelttikten sonra bazı dalga benzeri değişimler kalmıştır. Verilerde ilk kez görülen lekelerden gözlem sezonunun sonuna kadar göç dönemlerinin büyük bir değişime sahip olduğu görülüyor, bu da yıldızların yüzeylerindeki diferansiyel dönmenin çok güçlü olduğunu ortaya koymaktadır.

Leke analizlerinden elde edilen sonuçlara bakıldığında, V461 Lyr üzerinde 2 çift aktif boylam olmalı ve her bir çiftteki aktif boylamlar 180° boylam aralığı ile yer almalıdır. Bu, 90° bir boylam aralığı ile konumlandırılmış dört aktif boylam anlamına gelmektedir. Bu sahneye göre, bir gözlemci yıldız yüzeyinde 90° boylamlardan bazı flareler saptanabilir. Bu durumda V461 Lyr'den gelen flareler için neredeyse homojen bir evre dağılımı görmeyi bekleriz. Öte yandan Şekil 9'dan da görüldüğü gibi, 0.05 evre aralığı ile elde edilen flare sayısı ile 0.35 ile 0.65 evrelere doğru artmaktadır. 0.35 evreden itibaren

flare sayıları artmaya ve 0.65 evreye kadar azalmaya başlıyor gibi görülmektedir. Ancak 0.50 evrede flare sayısı neredeyse sıfıra düşmektedir. Aktif bileşen, gözlemci yönünde diğer bileşen tarafından örtülmektedir. Sonuç olarak bu senaryoya göre flare frekansı bir evre aralığından diğerine değişir ve yıldız yüzeyinin diğer bileşene konumlandığı 0.50 evre civarında maksimuma ulaşmaktadır. Gel-git etkisi nedeniyle, aktif boylamdaki lekeli bölgeler nedeniyle flareler yıldız yüzeyinde herhangi bir yerde meydana gelebilse de diğer bileşenlere bakan yüzey kısmında flare meydana gelme olasılığı yüzeydeki herhangi bir yerden daha yüksek olmaktadır.

V1130 Cyg durumunda, hedefin soğuk lekelerinin oluştuğu tek bir aktif boylamı vardır. Şekil 9'dan da görüldüğü gibi 0.20, 0.35, 0.70 ve 0.90 evrelerinde flare sayıları yükselmektedir. Benzer şekilde flare sayısı 0.50 evresinde sıfıra yakın değerlere düşmektedir. Bu bileşenlerin tutulmalarından kaynaklanabilir. V1130 Cyg, V461 Lyr'den farklı davranış sergiler. Hedef tek aktif boylama rağmen flareler için neredeyse homojen bir evre dağılımı sergilemektedir. 0.05'lik her bir evre aralığındaki toplam flare sayılarının evre dağılımlarının yanı sıra, her iki sistem için her bir flare grubunun evre dağılımları da incelenmiştir. Her gruptaki flarenin yıldız yüzeyleri üzerinde çalışan farklı mekanizmalara bağlı olarak farklı kaynaklardan gelmesi beklenir. Bu durumda flare evre dağılımlarının farklı evreler etrafında maksimum olması gerekmektedir. Bununla birlikte Şekil 9'daki dağılımlar tüm grupların aynı evreler etrafında bir maksimum olduğunu göstermektedir. Bu her bir flare grubunun kaynakları veya kaynağının yıldız yüzeyindeki konumlarının kabaca aynı olduğunu ortaya koymaktadır. Işık eğrileri incelendiğinde hedeflerin her ikisinin de leke aktivitesinin yanı sıra flare aktivitesi de sergilediği görülmüştür. Flareler tespit edilip flare parametreleri belirlenmiştir. Işık eğrilerinin tutulmalar dışı sinüzoidal değişimleri Fourier serisi ile modellenerek flareler için sakin düzeyler belirlenmiştir. Ayrıca flare başlangıç, maksimum, bitiş ve eşdeğer süre parametreleri hesaplanmıştır. Flare eşdeğer süreleri Gershberg'in belirttiği bu eşitlik ile hesaplanmıştır. Şekil 2'de sistemlerden elde edilen flare ışık eğrisi örneklerini görülmektedir. V1130 Cyg'de 94 flare, V461 Lyr'de 255 flare tespit edilmiştir.

V1130 Cyg ve V461 Lyr sistemlerinde tespit edilen flareler kullanılarak, SPSS V17.0 ve GraphPad Prism V5.02 programlarında küçük kareler yöntemiyle OPEA modelleri oluşturulmuştur. Ancak burada ilgi çekici sonuçlar vardır. Bazı flareler her bir hedef için flarelerin genel dağılımından türetilen modellerin %95 güven aralıklarından dikkat çekici bir şekilde dağılımından bu saçılmış flarelerin ayrı modellenmeye çalışılmıştır. Analizlerde öncelikle tüm flareler için tek bir OPEA modeli türetilmiştir ancak korelasyon katsayısı hem de modelin duyarlılık katsayısı olan P-değeri değeri tek bir modelle temsil edilemeyeceğine işaret etmektedir en küçük kareler yöntemi kullanılarak yapılan test, flarelerin V1130 Cyg durumunda 2 OPEA modeli, V461 Lyr durumunda ise 3 OPEA modeli ile modellenmesi gerektiğini göstermektedir.

Gerçekten de hem OPEA modellerinde görülen ayrışma ve model parametrelerinin de farklı olup olmadığını denetlemek için kümülatif flare frekansları incelenmiştir. Hedeflerde tespit edilen her bir flare grubu için her farklı enerji limitine bağlı olarak kümülatif flare frekans dağılımları hesaplanmıştır. Burada da enerji yerine eşdeğer süre üzerinden analizler tamamlanmıştır. Elde edilen kümülatif flare frekans dağılımlarında üstel bir değişim olduğu görülmektedir. Ve her

grup için elde edilen dağılım tıpkı OPEA modellerinde olduğu gibi net bir şekilde ayrılmaktadır.



Kaynaklar

- Ahumada R., ve diğ., 2019, preprint, ([arXiv:1912.02905](https://arxiv.org/abs/1912.02905)), *ADS*
 Armstrong D. J., Gómez Maqueo Chew Y., Faedi F., Pollacco D., 2014, *MNRAS*, 437, 3473
 Balaji B., Croll B., Levine A. M., Rappaport S., 2015, *MNRAS*, 448, 429
 Benz A. O., 2008, *Living Reviews in Solar Physics*, 5, 1
 Carrington R. C., 1859, *MNRAS*, 20, 13
 Dal H. A., Evren S., 2010, *AJ*, 140, 483
 Dal H. A., Evren S., 2011, *AJ*, 141, 33
 Dawson B., Trapp R., 2004, Basic & Clinical Biostatistics 4/E (EBOOK). LANGE Basic Science, McGraw-Hill Education, <https://books.google.com.tr/books?id=p6hu-qU2zpsC>
 Dexter L., 1974, Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO), 3, 59, *ADS*
 Emslie A. G., ve diğ., 2012, *ApJ*, 759, 71
 Gershberg R. E., 1972, *Ap&SS*, 19, 75
 Gershberg R. E., 2005, Solar-Type Activity in Main-Sequence Stars. Springer Berlin Heidelberg, doi:10.1007/3-540-28243-2
 Gershberg R. E., Shakhovskaia N. I., 1983, *Ap&SS*, 95, 235
 Green S. B., Salkind N. J., Jones T. M., 1996, Using SPSS for Windows; Analyzing and Understanding Data, 1st edn. Prentice Hall PTR, Upper Saddle River, NJ, USA
 Gunn J. E., ve diğ., 2006, *AJ*, 131, 2332
 Haisch B., Strong K. T., Rodono M., 1991, *ARA&A*, 29, 275
 Hodgson R., 1859, *MNRAS*, 20, 15
 Majewski S. R., ve diğ., 2017, *AJ*, 154, 94
 Marcy G. W., Chen G. H., 1992, *ApJ*, 390, 550
 Mathur S., ve diğ., 2017, *ApJS*, 229, 30
 Matijević G., Prša A., Orosz J. A., Welch W. F., Bloemen S., Barclay T., 2012, *AJ*, 143, 123
 Miller W. J., 1966, Ricerche Astronomiche, 7, 217, *ADS*
 Mirzoian L. V., 1990, in Mirzoian L. V., Pettersen B. R., Tsvetkov M. K., eds, IAU Symposium Vol. 137, Flare Stars in Star Clusters, Associations and the Solar Vicinity. p. 1
 Motulsky H., 2007, GraphPad Software, 31, 39
 Pettersen B. R., 1991, Mem. Soc. Astron. Italiana, 62, 217, *ADS*
 Pigatto L., 1990, in Mirzoian L. V., Pettersen B. R., Tsvetkov M. K., eds, IAU Symposium Vol. 137, Flare Stars in Star Clusters, Associations and the Solar Vicinity. p. 117
 Prša A., Zwitter T., 2005, *ApJ*, 628, 426
 Qian S. B., Zhang J., He J. J., Zhu L. Y., Zhao E. G., Shi X. D., Zhou X., Han Z. T., 2018, *ApJS*, 235, 5
 Skumanich A., 1972, *ApJ*, 171, 565
 Slawson R. W., ve diğ., 2011, *AJ*, 142, 160
 Spanier J., Oldham K. B., 1987, An Atlas of Functions. Taylor & Francis/Hemisphere, Bristol, PA, USA
 Stauffer J. R., 1991, in Catalano S., Stauffer J. R., eds, NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C Vol. 340, NATO Advanced Science Institutes (ASI) Series C. p. 117
 Svechnikov M. A., Kuznetsova E. F., 1990, Katalog priblizhennykh fotometricheskikh i absoliutnykh elementov zatmennykh peremennykh zvezd. Sverdlovsk: Izd-vo Ural'skogo universiteta
 Tran K., Levine A., Rappaport S., Borkovits T., Csizmadia S., Kalomeni B., 2013, *ApJ*, 774, 81
 Watson C. L., Henden A. A., Price A., 2006, Society for Astronomical Sciences Annual Symposium, 25, 47, *ADS*
 Wilson R. E., 1990, *ApJ*, 356, 613
 Wilson R. E., Devinney E. J., 1971, *ApJ*, 166, 605
 Zacharias N., Monet D. G., Levine S. E., Urban S. E., Gaume R., Wycoff G. L., 2005, VizieR Online Data Catalog, p. I/297, *ADS*
 van Maanen A., 1940, *ApJ*, 91, 503

Access:

M23-0303: *Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.*

60 Karbonlu Fullerenlerin Astrokimyasal İncelemesi

Şengül Yalgın¹  

¹ Ankara University, Astronomy and Space science Department, Ankara 06100, Turkey

Accepted: January 9, 2023. Revised: December 19, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Nanokafes yapıda karbon allotropu olan fullerene henüz dünyada sentezlenmemiş iken, 1985 yılında yıldızlararası ortamda IR bölge bandında tespit edildi. 1996 yılında Kroto, Curl ve Smalley'e nobel ödülü getiren fullerene sentezi hem nanoteknoloji alanındaki gelişmelere katkılar sağlamış hem de astrokimya literatürüne en büyük molekül olarak girdiğinden beri yıldızlararası ortamdaki keşifleri ivmelenmiştir. 2010 yılından itibaren uzay teleskoplarından alınan veriler sayesinde C60'ın gezegenimsi bulutsu bölgelerinde daha fazla bulunduğu tespit edildi. Kozmik ortamda, C60'ın He ve daha ağır elementler ile kafeslenebilme yeteneğine sahip olması, tayflarında geniş bant aralığına sahip çok halkalı aromatik hidrokarbonlardan (PAH) ayırt edilebilmelerine olanak tanır. Gözlemsel, teorik ve laboratuvar verileri birleştirilerek He@C60+ (He ile kafeslenmiş fullerene) için sentetik tayflar oluşturulabilmekte ve yıldızlararası ortamda C60 bölgeleri tespit edilebilmektedir.

Abstract

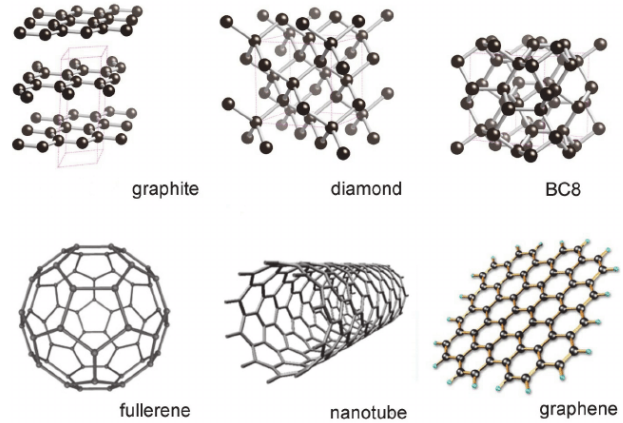
Fullerene, which is a carbon allotrope in nanolattice structure, was detected in the IR (infrared) band of ISM (interstellar medium) in 1985 before it was synthesized on earth. Fullerene synthesis, which brought the Nobel Prize to Kroto, Curl and Smalley in 1996, both contributed to the developments in the field of nanotechnology and the molecule's ISM discoveries were accelerated since it entered the astrochemistry literature as the largest molecule. Data from space telescopes since 2010 found that C60 is more present in planetary nebula regions. In the cosmic environment, C60's ability to be caged with He and other heavier elements allows it to be distinguished from PAHs (polycyclic aromatic hydrocarbons), which have a wide bandgap in their spectra. By combining observational, theoretical and laboratory data, synthetic spectra for He@C60+ (fullerene caged with He) can be generated and C60 regions can be detected in the interstellar medium.

Anahtar Kelimeler: astrochemistry, planetary nebulae, infrared spectroscopy

1 Giriş

Karbon, kütlece evrende en bol bulunan dördüncü elementtir. Eşsiz elektronik yapısı nedeniyle üç tip kimyasal bağ; sp^1 , sp^2 ve sp^3 hibritleşmesi oluşturulabilmektedir. Böyle bir özellik, C'nin çok atomlu çeşitli yapılar oluşturmasını kolaylaştırır. Karbonun farklı moleküler konfigürasyonlara sahip yapılar ile BC8 (lonsdaleite), elmas, grafit, grafen, fullerenler, karbon nanotüpler gibi çok çeşitli allotropları vardır (Şekil 1). Polisiklik aromatik hidrokarbon (PAH) molekülleri ise grafende olduğu gibi düzlemsel bir yapıya sahiptir. Fullerenler farklı sayıda karbon allotropları olan nano kafeslerdir. En küçük fullerene yapısı 20 karbonludur. Bilinen en büyük fullerene ise C₅₄₀'dir. Endohedral fullerene, kafes yapısının içinde atom ya da molekül taşıyan fullerendir, ekzohedral fullerene iyon, kafes yapıya kafesin dışından bağlanır (Şekil 2). Heterofullerenler ise kafese hem içeriden hem de dışarıdan bağlanmış atom ya da moleküller taşır.

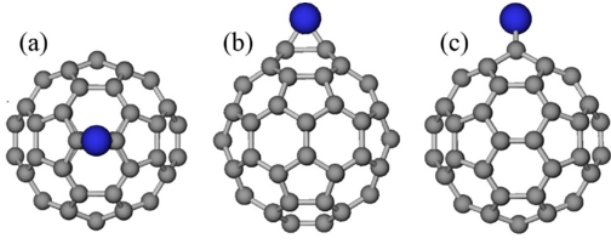
Fullerene gibi yapısal olarak dev ve simetrik olan moleküllerin kalıcı elektrik dipol momentleri olmadığı için, radyo teknikleriyle analiz edilebilmeleri olanaksızdır. Ancak UV (ultraviyole) ışınım ile aydınlatılmış bölgelerde, gaz ve toz oluşumlarındaki dev organik moleküller 3-25 μm arasındaki IR (kızılöte) bantlarında tespit edilebilmektedir. Gözlemsel IR dalgaboylarında en fazla ortaya çıkan çizgiler 3.3, 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, 12.7, ve 16.4 μm 'dir. Bu çizgiler C-C ve C-H'in titreşimsel



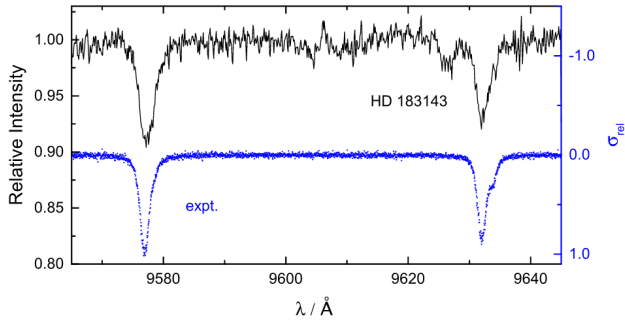
Şekil 1. Bazı karbon allotropları (Oganov ve diğ. 2013).

modları (Gillett ve diğ. 1973) ile uyumlu olduğundan dolayı bu seviyelerin PAH'ların (polisiklik aromatik hidrokarbonlar) parmak izleri olduğu anlaşılmıştır. 7, 8.5, 17.4 ve 18.9 μm çizgilerinin ise en kararlı fullerene olan C60'a ait olduğu 2010 yılı Spitzer Uzay Teleskobu IRS (kızılötesi tayf) verilerinden beri bilinmektedir (Cami ve diğ. 2010). Gezegenimsi bulutsu bölgelerinden elde edilmiş IR bandındaki gözlemsel veriler ile hesaplanan C60 tayflarının yoğunluğa bağlı bolluk değerleri, (C₆₀⁺)'nın genel olarak He, Li, Na, K, Mg, Ca, Al, V ve Fe

* sengulyalgin@gmail.com



Şekil 2. (a) endohedral fullerene. (b) ve (c) ekzohedral fulleren (Bibikov ve diğ. 2022).



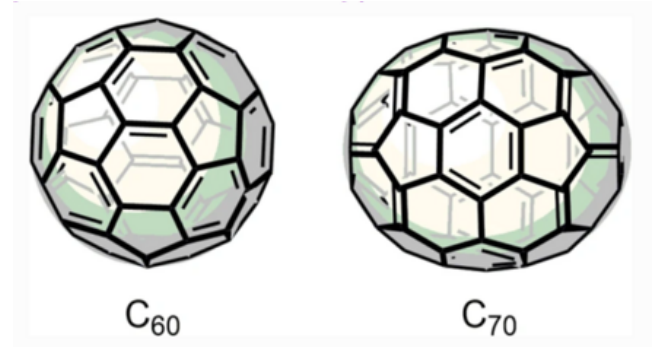
Şekil 3. Siyah tayf; Ehrenfreund & Foing (1997)'un HD 183141 yakınlarındaki yaygın kızılöte bant (DIBs)'daki fullerene bulguları. Mavi tayf; Campbell ve diğ. (2016)'in laboratuvar deneyleri ile elde ettiği He ile bileşik yapmış (C_{60}^+) tayfı (Campbell 2020).

gibi metallerle kompleks oluşturabildiklerini de doğrulamıştır (Hou ve diğ. 2022). Fullerenin metaller ile bileşik yapması moleküle bazı titreşimsel modlar kazandırdığından dolayı C_{60} IR-aktif hale gelir. Bu durum tanımlanamayan dağılık kızılötesi bantlardaki (DIBs) bazı keskin çizgileri açıklanabilir hale getirmiştir. Campbell ve diğ. (2016) laboratuvar deneyleri ile Ehrenfreund & Foing (1997)'in DIBs verilerindeki (C_{60}^+) çizgilerinin, fullerene He ile bileşik yapmış olduğunda ortaya çıkan çizgiler olduğunu doğrulamıştır (Şekil 3).

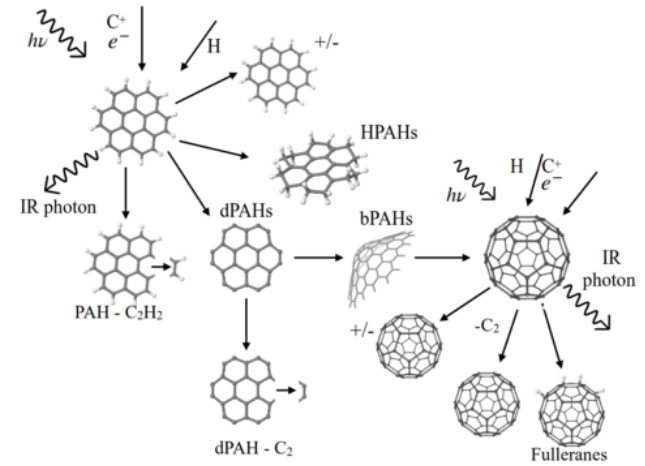
C_{60} 'ın iyonlaşma enerjisi 7,58 eV'dur ve dağılık bulutsu gibi ortamlarda kolayca elektronunu kaybederek katyonuna (C_{60}^+) dönüşür. Kafesin dışından ortamda bulunan bir metale bağlanabilir (ekzohedral), ya da kozmik ortamda yüksek He bolluğu olmasından dolayı sentezlenme sürecinde içine He, nadiren de diğer metalleri kafesleyebilir (endohedral). Yıldız çevresi zarflarında, (Şekil 4) küresel bir kafes olan C_{60} 'a kıyasla geoit bir yapıya sahip olan C_{70} fullerenlerine de rastlanmaktadır (Cami ve diğ. 2010). Yıldızlararası ortamda sentezlenme koşulları (Şekil 5) oldukça karmaşık olan fullerenlerin astrokimya veri tabanında en büyük molekül olması, aynı zamanda gözlemlenen bazı yaygın bulutsularda ve şu ana kadar 40'dan fazla gezegenimsi bulutsuda tespit edilmiş olması, astrokimyasal açıdan cevaplanması gereken çok fazla sorular sorulmasına neden olmuştur.

2 Fullerenin Astrokimyasal Kronolojisi

Fulleren molekülüne ait ilk keşif 1985 yılında DIBs verilerinde elde edilmiştir (Kroto ve diğ. 1985). 2 yıl sonra Kroto ve diğ. (1987) bu bandın astrokimyasal açıdan önemli olabileceğini



Şekil 4. Yıldızlararası ortamda en çok rastlanan fullerene izomerleri (Bille ve diğ. 2019).



Şekil 5. ISM'de PAH'lardan C_{60} sentezi için mümkün olan tepkimeler (Murga ve diğ. 2022).

yayınlamıştır. 1991 yılında D'Hendecourt ve diğ. (1991) 60 karbonlu kafes yapıda bir karbon allotropunun sahip olabileceği soğurma bantları dahil, fullerenleri oluşturabilecek ara mekanizmaları içeren PAH'lara dair detaylı veriler yayınladı. Bu veriler daha sonra Foing & Ehrenfreund (1994)'a ilham vererek, kızılöte bazı yıldızların etrafında elde ettikleri 9577 ve 9632 Å çizgilerinin fullerene iyonuna (C_{60}^+) ait olduğunu düşüncelerini sağladı.

Fizik, kimya ve astronomi alanında çalışan Kroto ve ekibine 1996 yılında nobel ödülü getiren C_{60} 'ın astronomik keşfinden hemen sonra sentezlenebilmesi, elde edilmiş DIBs tayfındaki oldukça keskin çizgilerin, molekülün yapısına dair ilham vermiş olması ile mümkün oldu. 12 tane beşgen ve 20 tane altıgen oluşmuş küresel bir karbon yapısının oluşturulabileceğine dair 1970'li yıllardan beri spekülasyonlar vardı. Kroto ve diğ. (1985), grafit ile hidrojen yoksun atmosferde lazer buharlaştırma yaparak, molekülü astronomik keşfinden hemen sonra sentezlemeyi başardılar. Fullerenler hem astrokimya hem de nanoteknoloji için dünyada yeni bir dönem başlatan moleküller olmuştur.

Fullerenin dünyada sentezlenme koşulları minimum 3500 K ve hidrojen yoksun atmosfer gerektirdiği için, yıldızlararası ortamdaki oluşum bölgelerinin de bu sıcaklıklarda ve hidrojen

Çizelge 1. Yıldız oluşum bölgeleri, dağınık ISM ve evrimleşmiş yıldız bölgelerindeki salma ve soğurma ölçümlerinden elde edilmiş fulleren bollukları. Çizelgede görülen değerler, ortamda bulunan gaz fazındaki karbon miktarının, fulleren moleküllerindeki karbon miktarına oranıdır (Hou ve diğ. 2022).

	Erken Yıldız		ISM		Evrilmiş yıldız	
	salma	soğurma	salma	soğurma	salma	soğurma
C_{60}	0.01	-	0.2	0.06-0.1	-	1.2
C_{60}^+	0.04-0.06	-	0.03-0.4	-	0.1-3.0	-

Çizelge 2. Laboratuvar modelleri için kullanılan fullerenler (Campbell ve diğ. 2020).

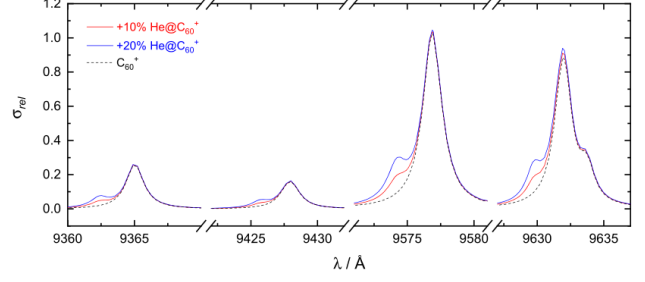
Fulleren yapıları	C_{60}^+ 'nin He izomerleri
Endohedral fulleren	$He@C_{60}^+$
Ekzohedral fulleren	$C_{60}^+ - He_n, n=1-4$
Hetero fulleren	$He@C_{60}^+ - He_n, n=1-4$

yoksun olduğu öne sürüldü (Jager ve diğ. 1998);(Cherchneff ve diğ. 2000). Öne sürülen hipotezler rağmen Wolf Rayet (WR) ya da R Coronae Borealis yıldızlarının çevresindeki zarflar gibi karbonca zengin fakat hidrojenca fakir bölgelerde (2011 yılından sonra elde edilen uzay teleskopları verilerine kadar) fulleren bulgularına rastlanmadı. 2009 yılına kadar geçen sürede C_{60}^+ 'in gözlemlendiği bölgeler dağınık kızılöte bantları (DIBs) ve yıldız çevresi zarfları oldu. 2010 yılında, C_{60}^+ 'nin moleküler imzası NASA'nın Spitzer kızılötesi teleskopu tarafından gezegenimsi bulutsu bölgelerinde tespit edildi (García-Hernández ve diğ. 2010);(Cami ve diğ. 2010). Kozmik ortamda fullerenlerin, hidrojen yoksun olmayan bölgelerde de oluşabileceği doğrulanmış oldu. Campbell ve diğ. (2016) gaz fazındaki C_{60}^+ iyonunun IR bölgesinde salma ve soğurma bantlarını astronomik gözlemlerle kıyaslayabilmek için detaylı bir tayfsal veri tablosu yayınladı. Foing & Ehrenfreund (1994) tarafından DIB'lerde elde edilen 9577 ve 9632 Å bantlarındaki tayfsal verinin ancak C_{60}^+ 'nin He ile kafeslendiğinde elde edilebileceğini doğruladı (Şekil 3). Walker ve diğ. (2016) HD 183143 etrafında 9345 Å bandı kullanılarak $N(C_{60}^+) = 2 \times 10^{13} \text{ cm}^{-2}$ değerinde kolon yoğunluğu olarak bolluk tespit etti. Campbell ve diğ. (2020), He ile bileşik yapmış endohedral ve ekzohedral fullerenlerin kozmik ortamdaki tanısı için model tayflar üretti.

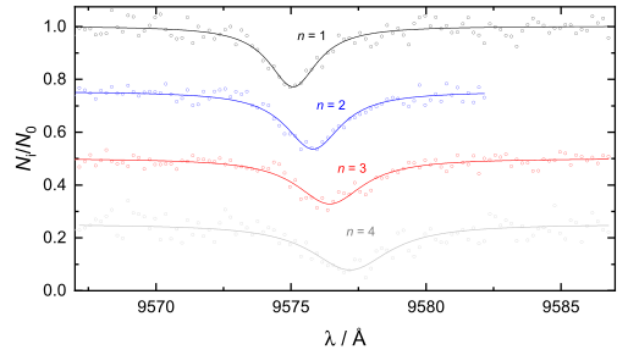
Uzay teleskopları/IRS verilerinin ardından fulleren keşfine dair çok daha fazla bulgu rapor edildi. Çizelge 1'de fulleren keşfedilen bölgeler ve bolluk oranları gösterilmektedir.

3 Helyum ile Kafeslenmiş Fullerenin Astrokimyasal İncelemesi

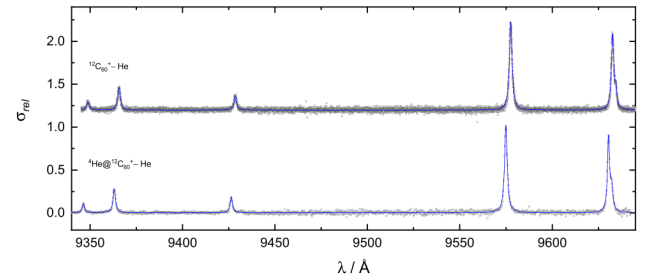
Campbell ve diğ. (2020), helyum ile kafeslenmiş (endohedral) fulleren ve kafesin dışından 4 farklı sayıda helyumun bağlandığı (ekzohedral) C_{60}^+ fullerenlerin elektronik spektroskopisini analiz ederek, kozmik ortamda C_{60}^+ 'in He ile farklı izomer tanıları için model tayflar üretti. H_2 ve He, kozmik bolluk oranlarının yüksekliğinden dolayı nonokafesin içine diğer elementlerden daha sık hapsolür. Campbell ve diğ. (2020) laboratuvar çalışmalarında, 3,9-10 K sıcaklık ve vakum ortamını spektrometri cihazlarına entegre ederek endo, ekzo ve hetero fullerenin tayfsal değerlerini elde etti. Böylece kozmik ortamda



Şekil 6. Endohedral fullerenin C_{60}^+ bandına kıyasla, 2-3 Å değerinde maviye kaymış kanatları (Campbell ve diğ. 2020).

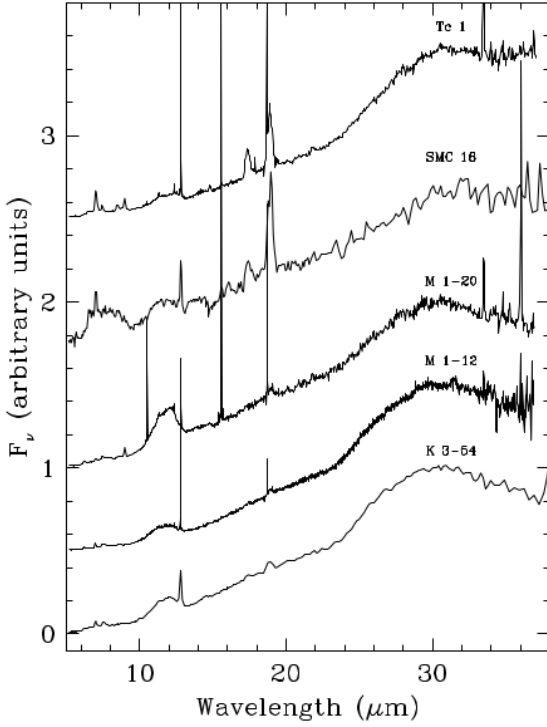


Şekil 7. Ekzohedral fullerenlere $n=1-4$ olarak eklenen He için elektronik soğurma bantları. Eklenen her bir He atomu için, tayfın linear bir şekilde kırmızıya kaydığı görülmektedir. Bu linear kaymanın, eklenen her bir helyuma yönelik ortalama değerini bulmak için eksplorasyon sıfıra alınıp, kırmızıya kayma değeri 0,7 Å bulunmuştur. Artan "n" değeri için FWHM ortaya çıkan genişleme, (Campbell & Maier 2018) molekülün izomerik yapı değişikliğine uğramasından kaynaklıdır (Campbell ve diğ. 2020).



Şekil 8. Ekzohedral (yukarıdaki tayf) ve hetero C_{60}^+ (aşağıdaki tayf) için elektronik salma spektrometresinde elde edilen 5 farklı fulleren çizgisi (Campbell ve diğ. 2020).

fulleren tanısı için bir model tayf geliştirmiş oldu (Şekil 6). Elde edilen tayflarda kafesin dışından bağlanan her bir He atomu için ortalama 0,7 Å değerinde linear kayma gözlenmiştir (Şekil 7 ve Şekil 8). Endohedral fullerenlerde ise normal fulleren iyonuna (C_{60}^+) kıyasla 2-3 Å değerinde maviye kaymış kanatlar gözlenmiştir. Salma bantlarında 2-3 Å değerindeki kısa dalgaboyu bölgesinde yer alan bu kanatlar DIBs araştırmaları



Şekil 9. PN bölgeleri olan K 3-54, M 1-12, M 1-20, SMP SMC 16 ve Tc 1'de gözlenen C_{60} ve C_{70} fullerenerinin 5-38 μm aralığındaki IR tayfları (García-Hernández ve diğ. 2010).

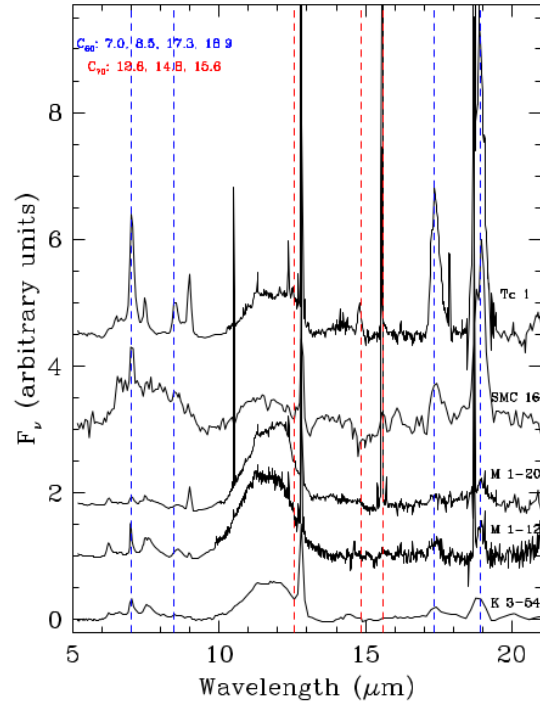
yapılmasına imkan verir. C_{60} 'in He ile yaptığı farklı izomerleri ile oluşturulan bu model tayf, kozmik ortamda fullerenerin teşhis edilebilmesine katkı sağlamaktadır.

4 Fullerenerin Gezegenimsi Bulutsu (PN) Tayfları

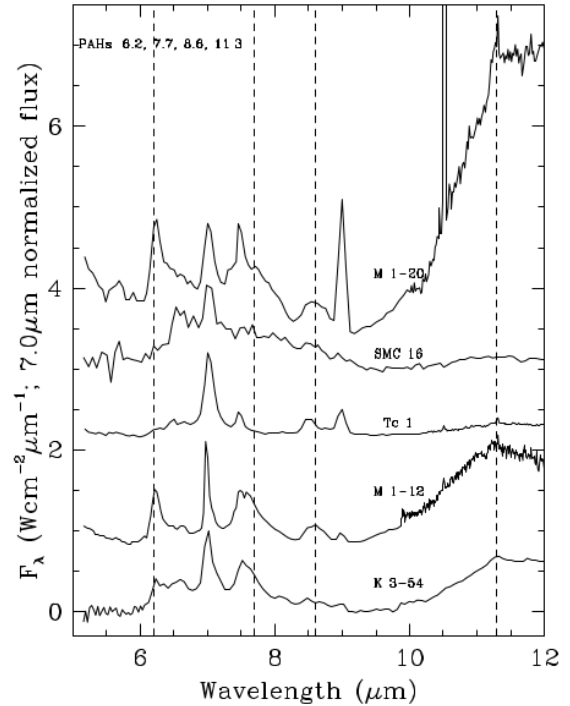
2010 yılında, C_{60} 'in PN bölgelerindeki spektral imzası ilk defa yıldız çevresi zarflarındaki kozmik toz bulutu içinde, NASA'nın Spitzer kızılötesi teleskopu tarafından gözlemlendi. García-Hernández ve diğ. (2010) 4 farklı PN bölgesinde elde ettiği fulleren bulgularını, Cami ve diğ. (2010)'nin Tc 1 bölgesinde elde ettiği fulleren bulguları ile birleştirip (Şekil 9) detaylı bir tayfsal analiz yapmıştır.

Tayflarda, C_{60} ve C_{70} 'in uyarılmış salma çizgileriyle birlikte (Şekil 10), fullereneri oluşturan ara ürün olan PAH'ların çizgileri (Şekil 11) ve geniş bantlara sahip metal toz salma çizgileri de görülmektedir. 11,5 μm SiC ve 30 μm MgS'e aittir. 17,3 ve 18,9 μm 'deki C_{60} çizgileri metal tozlarının termal salınım sürekliliği ile çakışmış durumdadır. 5 farklı PN bölgesinin bir aradaki tayfı 30 μm 'de normalize edilmiştir. Çizgilerin pozisyon, profil ve genişlikleri fullerenerin nötr durumda olduğunu ve toz parçaları içinde sıkışmış olabileceğini söylemektedir (Cami ve diğ. 2010). 7 μm C_{60} çizgisi Ar II çizgisi ile örtüşmüş durumdadır.

Moleküllerin tespit edildiği bölge sıcaklığı C_{60} 'in titreşimsel seviyelerindeki uyarılma sıcaklığından elde edilmiştir (Hernández vd. 2010). Gözlenen molekül, merkezdeki yıldız ne kadar yakınsa sıcaklık da o derece artmaktadır (Çizelge 3). Hidrojence zengin olan Küçük Macellan Bulutunun (SMC) yıldız zarfı bölgesinde (SMP SMC 16) karbonun diğer moleküllere göre kısmi oranı $1,72 \times 10^{-4}$ olarak hesaplanmıştır. Karbonların %0.32 lik kısmı ise fulleren formundadır (García-



Şekil 10. Gezegenimsi bulutsu Tc 1, SMP SMC 16, M 1-20, M 1-12 ve K 3-54 için, 5–20 μm dalga boyu aralığında, 30 μm 'de normalize edildikten sonra arda kalan tayf. Nötr (katı) halde olan C_{60} 'ün dalga boyu konumları, mavi kesikli dikey çizgilerle işaretlenmiştir. Ayrıca, en güçlü C_{70} dalga boyu konumları, kırmızı kesikli dikey çizgilerle işaretlenmiştir (García-Hernández ve diğ. 2010).



Şekil 11. 5-16 dalgaboyu seviyesinden arda kalan K 3-54, M 1-12, M 1-20, SMP SMC 16 ve Tc 1 bölgelerinde gözlenen tayf. PAH moleküllerinin dalgaboyu pozisyonları 6.2, 7.7, 8.6 ve 11.3 olup siyah kesikli çizgiler ile gösterilmiştir. (García-Hernández ve diğ. 2010).

Çizelge 3. Fulleren tespit edilen PN bölgelerinin molekül sıcaklığı (García-Hernández ve diğ. 2010).

PN bölgeleri	C_{60}^{+} 'nin ortam sıcaklığı (K)
K 3-54	681
M 1-12	546
M 1-20	425
SMP SMC 16	346
Tc 1	322

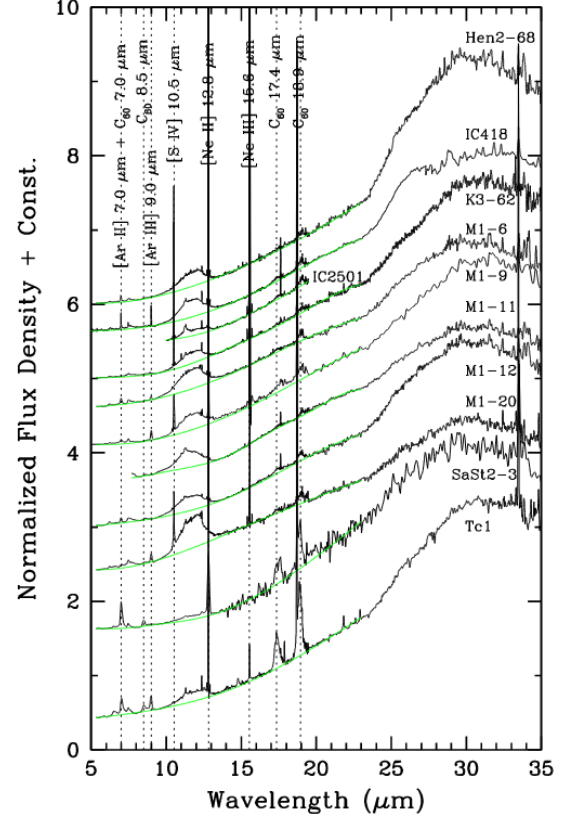
Hernández ve diğ. 2010). Tc 1 bölgesinde fullerenler karbonların %1.5'lük kısmından oluşmuştur ki (Cami ve diğ. 2010) SMP SMC 16'daki değerin neredeyse 5 katıdır.

5 Yıldızlararası ortamda Fulleren Kaynakları

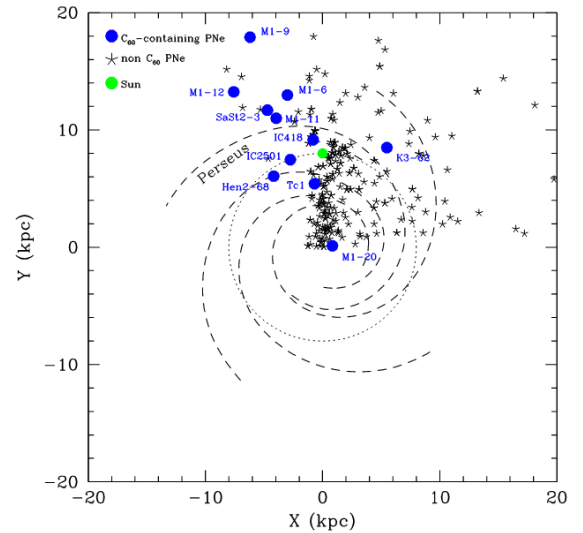
Kozmik ortamdaki sentezlenme mekanizması hala tam olarak anlaşılamayan fullerenleri, laboratuvar koşullarında sentezleyebilmek için grafitlere lazer buharlaştırma yaparak, hidrojen yoksun atmosfer kullanılır. Hidrojen, kozmik ortamda en bol element olduğundan ve karbona kolayca bağlanabildiğinden dolayı, sadece karbondan oluşan bu molekülün sentezlenme sürecini zorlaştırır. Bu nedenden dolayı astronomi çevresinde 90'lı yıllardan beri fullereni sentezleyebilecek bölgelerin karbonca zengin ancak hidrojen fakir yıldızların zarfları olması gerektiği iddia edildi (Cherchneff ve diğ. 2000). 2010 Spitzer uzay teleskobunun IRS (kızılötesi tayf) verilerini kullanan García-Hernández ve diğ. (2010) ve Cami ve diğ. (2010), fullereni oluşturan kozmik ortamın hiç de hidrojen fakir olmayan gezegenimsi bulutsu (PN) bölgeleri de olduğunu doğruladı. PN Tc 1 bölgesinde elde edilen veriler, salma çizgilerinin kaynağının gaz fazındaki moleküller olmadığını göstermiştir. Cami ve diğ. (2010), Tc 1'a dair yaptığı araştırmalarda fullereni oluşturan mekanizmanın yıllarca bilinen aksine, yüzey kimyası olduğunu, fullerenin karbon bazlı toz yüzeylerinde sentezlendiğini iddia etti. Bu iddiayı doğrulayan sebeplerden biri, ortamda gaz fazında hiçbir fullere rastlanmamış olması, diğeri de tayflardaki fulleren çizgilerinin molekülün nötr formda olduğunu doğrulamasıdır. Nötr formdaki C_{60} nanokafesleri sentezlendikten sonra yüzeyde tutunmaya devam edip buharlaşmamış haldedir. Parçacık yüzeyine tutunma olgusu beklenenden daha düşük seviyede hesaplanan sıcaklık değerlerini de açıklayabilmektedir.

Gezegenimsi bulutsu Tc 1'in merkezindeki beyaz cüceye dönüşmekte olan yıldızın etkin sıcaklığı 34000 K değerindedir (Otsuka ve diğ. 2014). Katı malzemeler yıldızların ışınımsal alanı ile ışınımsal dengededir, bu sayede moleküllerin yıldızdan uzaklığı belirlenebilmektedir. Fullerenler tutundukları toz parçaları ile aynı sıcaklığa sahip olduğundan dolayı, uyarılmış titreşimsel seviyeleri termal popülasyon dağılımını meydana getirir.

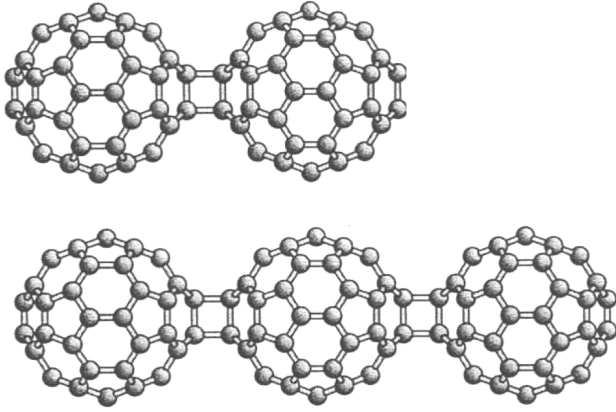
Otsuka ve diğ. (2014), Spitzer Uzay Teleskobu veri arşivinden elde edilmiş 338 galaktik gezegenimsi bulutsudan indirgenmiş olduğu IR tayflarında, 11 tane PN bölgesinin C_{60} içerdiğini (7, 8.5, 17.4 ve 18.9 μm çizgileri) tespit etmiştir (Şekil 12). Mesafeleri ölçülen 265 PN'nin bakış doğrultusundaki samanyolu galaksisi haritası Şekil 13'de görülmektedir. Fulleren barındıran çoğu PN bölgesi Perseus Spiral Kolu etrafında bulunmaktadır. İncelenen 338 PN bölgesinde sadece 1/30 PN'de fullere rastlanmıştır, bu moleküllerin nadir olduğunu söylemektedir.



Şekil 12. 5.3-35 μm Spitzer/IRS ve ISO tayfları 20 μm akı yoğunluğuna normalize edilmiştir. Yeşil çizgiler 2.5-23 μm aralığında normalize edilmiş sürekliliği göstermektedir. Salma çizgileri kesikli çizgilerle gösterilmiştir. Tayflarda 7, 8.5, 17.4 ve 18.9 μm C_{60} bantlarıyla birlikte, 6-9 μm PAH bantları da görülmektedir (Otsuka ve diğ. 2014).



Şekil 13. 254 tane C_{60} gözlenmemiş PN (asteriks) ve 11 tane C_{60} bulgularına rastlanmış PN'lerin (mavi noktalar) konumlarını içeren Samanyolu'nun bakış doğrultusundaki haritası. Güneş, yeşil daire ile gösterilmiştir, güneş yörüngesi ise kesikli çizgilerle gösterilmiştir. Fulleren barındıran çoğu PN bölgesi Perseus Spiral Kolu etrafında bulunmaktadır (Otsuka ve diğ. 2014).



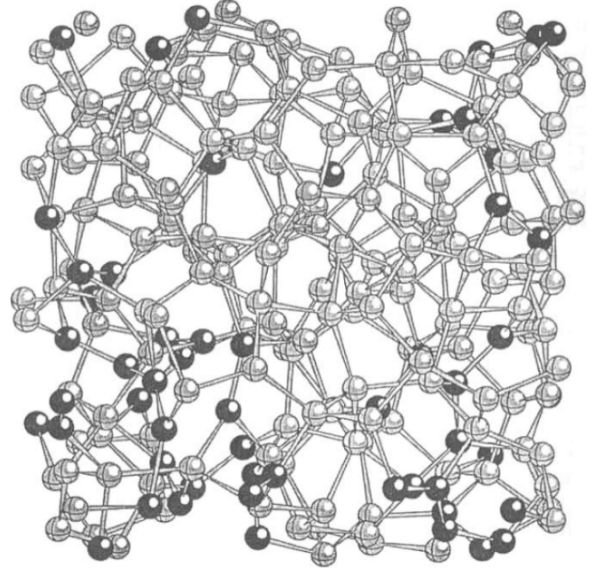
Şekil 14. C₆₀ fullerene oligomer yapıları; dimer (üst) ve trimer (alt). Oligomerizasyon, yapılar arasında oluşan bağlarla meydana gelir, örneğin; fullerene kafesleri arasında zincir benzeri bir yapı ile fullerene kafeslerini birbirine bağlar (Cataldo ve diğ. 2009).

6 Fullerenin Kozmik Ortamdaki Kararlılığı

En kararlı fullerene olan C₆₀ bir kere sentezlendikten sonra kozmik ortamda milyarlarca yıl yaşayabilmektedir. Cataldo ve diğ. (2009), yıldızlararası ortamda toz yüzeyinde biriken ya da asteroid ve kuyruklu yıldızlar içinde gömülü olan C₆₀ ve C₇₀ fullerene lerinin kararlılığını ölçmek için, gama ışınımı, alfa ve proton bombardımanı kullanarak laboratuvar deneyleri gerçekleştirmiştir. 2,6 Mgy (1 Gy = kilogram başına soğurulan 1 joule enerji) gama radyasyon dozu uygulanmış moleküller kısmi olarak oligomerleşmiştir (Şekil 14). Oligomerleşmiş fullerene ler, ortamda ısı artışı meydana geldiğinde eski hallerine geri dönebilmektedir. Radyasyonun kimyasal yıkım etkisi açısından 2,6 Mgy gamma radyasyonu, aynı dozdaki alfa parçacıklarının ürettiği miktara eşdeğerdir (Charlesby 1996). Asteroid ve kuyruklu yıldız gibi nesnelere, 20 m'den büyük derinliklerde kozmik ışınların etkileri önemsiz hale gelir ve maruz kalan radyasyon sadece atomların doğal çekirdek bozunmasından kaynaklanır, bu durumda ortama iletilen doz, 1 Gyr (1 milyar yıl) için 3 Mgy olarak sınırlıdır ve bu miktar fullerene nin oldukça kararlı yapısı için fazla küçüktür. Bununla birlikte, yüksek enerji ışınlarına doğrudan maruz kalan toz yüzeylerindeki fullerene lerin ömrü, tanecikler tarafından soğurulan daha yüksek radyasyon dozu nedeniyle nispeten kısadır ve bu değer her bir milyar yıl için 30-65 Mgy'ye denk gelmektedir. Cataldo ve diğ. (2009)'in, C₆₀ ve C₇₀ fullerene leri için, kozmik ışın bombardımanı ile elde edilen laboratuvar bulguları göstermiştir ki, fullerene lerin tam amorfizasyonu (Şekil 15) 250 Mgy kozmik radyasyon dozunda meydana gelir ki bu miktar yaklaşık 4 Gyr (4×10^4) kozmik radyasyona doğrudan maruz kalmaya eşdeğerdir. C₆₀ ve C₇₀ fullerene leri, büyük cisimlerin içinde >20 m gömülü olduğu durumlarda ise en az 5 Gyr yaşayabilmektedir.

7 Tartışma

Cami ve diğ. (2010), PN tayfı Tc 1'den elde edilen bilgiler doğrultusunda, fullerene ni oluşturabilecek ara mekanizma ürünleri olan büyük karbonlu PAH'ların yeterli miktarda olmadığını söylemiştir. Otsuka ve diğ. (2014)'nin Spitzer/IRS verilerini kullanarak tespit ettiği 11 tane fullerene barındıran PN tayflarında C₆₀ sentezinde olması gereken ürün olan



Şekil 15. Yıkılmış (amorf) fullerene kafesleri. Koyu renkli bölgeler sp¹ olarak hibritleşmiş karbon atomlarını temsil eder, açık renkli bölgeler sp² olarak hibritleşmiş karbon atomlarını temsil eder (Cataldo ve diğ. 2009).

PAH'lardan 80 karbonludan (Şekil 5'de gösterilen şemada, "bPAHs" olarak temsil edilmiş fincan şeklindeki koranülen PAH'ları) büyük olanların miktarının az olması, fullerene lerin kozmik ortamdaki sentezlenme mekanizmasına dair olan soru işaretlerini arttırmıştır. Fullerene sentezini başlatan mekanizma için karbon buharının gerçek öncüler olduğu astronomi çevresinde çok uzun yıllar kabul görmüştür. Sıcaklık ve basınç koşullarının değişkenliği içinde UV ışınım ve şok dalgaları süreçlerinde <1700 K yoğunlaşma sıcaklığında oluşan PAH'ların (Jäger ve diğ. 2009) fullerene dönüşebilmesi için, bu sıcaklığın iki katından daha fazla değerlerde yoğunlaşma sıcaklığı (>3500 K (Jäger ve diğ. 2008)) gereklidir. Ya da kütlesi 8 güneş kütlesinden küçük yıldız çevresi zarfları ortamında şoklarla oluşan basınç değerlerinden daha yüksek basınç ortamına ihtiyaç duyar. Ancak farklı bir senaryoda, örneğin Bernal ve diğ. (2019)'ın yaptığı laboratuvar çalışmalarında, taneciklerin şok veya yüksek enerjili iyonlarla SiC yüzeylerinde sentezlenerek fullerene ni oluşturması durumunda ihtiyaç duyulan ekstrem koşullar yerini, fullerene nin halihazırda gözlemlenmiş olduğu koşullara bırakabilecektir. Fullerene gözlemlenmiş olduğu koşullarda yoğunlaşma sıcaklığı koşullarının yetersizliği, bu konularda çalışan bilim insanlarını fullerene nin kozmik ortamdaki sentez mekanizmasını anlamak için çeşitli senaryolar üretmeye yönlendirmektedir. Evrimleşmiş yıldız ortamdaki gaz fazı kimyasını taklit etmek için laboratuvarında özel Stardust (yıldız tozu) makinesini kullanarak deneyler yapılmıştır (Santoro ve diğ. 2020). Ancak, bu geliştirilmiş yöntemlerle bile, bir karbon buharının (C/C₂) H₂ ve C₂H₂ ile reaktivitesinden, yeterli yoğunlaşma sıcaklığı/basınç koşulları oluşturulmadıkça, hiç bir fullerene oluşumu gözlemlenmemiştir. Laboratuvarında fullerene oluşumu, gaz fazı yoğunlaşma deneylerinde 3500 K'nin üzerinde sıcaklıklar gerektirir (Jager ve diğ. 1998). 1-5 GPa arasında bir değer için, uygulanan basınç değeri arttıkça ihtiyaç duyulan sıcaklık azalmaktadır. Yıldız

çevresi zarfları, geç tip yıldızların ve ön gezegen disklerinin kabuklarında, karbon tozlarından PAH oluşumu, çok düşük basınçlarda gerçekleşebilmektedir. Oksijen ve karbonca zengin yıldızların rüzgarları için bu değer 10^{-6} mbar olurken, birikim diskleri için 0,01 ile 10 mbar arasındadır, diğer yandan AGB (asimtotik dev kolu) yıldızlarında 0,8 mbar'a kadar olan değerlerde, yoğunlaşma meydana gelebilmektedir (Nowotny ve diğ. 2005). Ancak PAH'ları fullere dönüştürebilecek yetersiz basınç koşullarından dolayı, fulleren oluşum bölgeleri, WR gibi karbonca zengin büyük kütleli yıldızların 3500 K'dan daha sıcak olan şok dalgaları bölgeleri olarak modellenmiştir (Cherchneff ve diğ. (2000);(Jager ve diğ. 1998).

Keszler ve diğ. (2022) normal ve hetero fullerenlerin laboratuvar sentezi süreçlerinde uygulanan basıncı 50-92 kPa değerlerine düşürülebilmiş olsa da bu miktar fullerenleri oluşturacak astrofiziksel ortamlardaki değerlerle kıyaslanamayacak kadar büyüktür. Yine de yıldızlararası ortamının moleküllere sağladığı özgürlük alanı, dinamik koşulların çeşitliliği ve çok uzun zaman ölçekleri hesaba katıldığında sentez için gereken sıcaklık/basınç koşulları arasında lineer bir ilişki kurmak doğru olmaz. 1997 yılından itibaren (Becker ve diğ. 2000) günümüze kadar (Sabbah ve diğ. 2022) yapılan bazı meteor ve meteoritlerin analizinde ve aynı zamanda bazı karbonlu kayaç ve denizlerin altındaki bazı tabakalarda (Becker ve diğ. 2000) fulleren tespit edilmiştir. Güneş sistemi dışındaki mikrometeorların keşfinden sonra gezegen sistemleri arasında malzeme taşınması konusu daha iyi anlaşılmasına başlandı. Tabii ki mesafeler büyük olduğundan dolayı zaman ölçekleri de uzun olmaktadır. Asteroid ve kuyruklu yıldızlar, yıldızlararası uzayda teorik olarak bir milyar yıl ya da daha uzun süreler içinde, birkaç on ışık yılına kadar mesafelere yolculuk yapabilirler (Meisel ve diğ. 2003). Ancak matematiksel simülasyonlar göstermektedir ki bir meteor ya da asteroidin bir yıldız sisteminden atılma olasılığı, göz ardı edilebilecek kadar küçüktür (Dones ve diğ. 1999). Diğer yandan Lopez ve diğ. (2005)'in yapmış olduğu hesaplamalar göstermektedir ki iki farklı gezegen arasında meteorik materyalin yıldızlararası transferinin olasılığı tek yıldızlar için son derece küçüktür. Heymann (1997), bazı meteorlarda (Allende Meteoru) rastlanan fullerenlerin, cisim atmosferde düşerken ısınan yüzeyinin üzerindeki karbon tabakalarından oluşmuş olabileceğini iddia etmiştir. Taskaev ve diğ. (2022) ise Sibirya bölgesine düşen Chelyabinsk meteorunun dünya atmosferinde süzülürken etrafa saçılmış toz parçalarının analizinde rastlanan fullerenlerin kaynağını, süzülme ve düşme sırasında ortaya çıkan yüksek basınç ve sıcaklık etkisiyle sentezlenmiş moleküller olarak belirtmiştir. Tüm bu bulgular fullerenlerin hidrojen, helyum gibi, gezegenimizdeki nitrojen gibi kolayca reaksiyona girmeyen atmosfer taşıyan karasal gezegenlerde de sentezlenebildiğini söyleyebilmektedir. Bir karasal gezegen, karbonca zengin ortam taşıyan büyük bir çarpışma deneyimlediğinde, yüksek miktarlarda fulleren sentezi meydana gelebilir.

Bu moleküllerin yıldızlararası ortamdaki milyarlarca yıl sürebilen ömürleri hesaba katıldığında, güneş sisteminde gözlenen fullerenler başka sistemlerden gelmiş olabilir, ya da erken güneş döneminden kalmış olabilir. Ancak dünyada ve güneş sisteminde bulunmuş ve dağılmış farklı bir ortamda sentezlenmiş olabileceği de bir araştırma konusu olmalıdır. PN bölgelerinde gözlenen fullerenlerin bir kısmı, yıldız anakol evresindeyken karasal bir gezegeninde sentezlendikten sonra, yıldız anakoldan çıktıktan sonra parçalanarak ve yüksek

hızlarla uzaklara dağılan parçalarının tozları da olabilir. Bu senaryonun geçerli olabilmesi için, fullerenlerin ömürleri gözönüne alındığında, PN'nin merkezindeki yıldızın anakol evresi kütesinin, güneş kütesinden çok daha büyük olması gerekir. Burada bahsedilen senaryolar uzun ve ayrıntılı çalışmalar gerektirmektedir.

8 Sonuç

Astronomik kaynaklarda C_{60} 'ün tespiti, yıldızlararası ortamın (ISM) kimyasal karmaşıklığı ve gaz fazındaki karbon depoları ile ilgili fikirleri değiştirmiştir. ISM'de 40'dan fazla bölgede gözlenmiş olmasına rağmen, C_{60} 'ün oluşum mekanizması spekülasyon konusu olmaya devam etmektedir. En başta PAHlar olmak üzere, karbon buharları, SiC yüzeyleri gibi ara mekanizma ürünleri önerilmiştir. Fulleren gözlemleri yapmak için herhangi bir astronomik kaynak belirlemek zordur çünkü sentez mekanizması tam olarak anlaşılmış değildir. Gözlemsel, teorik, bilişimsel ve deneysel teknikler günümüzde fulleren sentez hipotezini yeniden gözden geçirmek için en önemli araçlardır. Yüksek kızılöte hassasiyeti ile birlikte, yüksek açısız çözünürlüğe sahip James Webb Uzay Teleskobundan elde edilecek veriler sayesinde astronomik fullerenler daha iyi anlaşılmasına başlanacak ve sentez mekanizmasına dair daha iyi ipuçları elde edilebilecektir.

Kaynaklar

- Becker L., Poreda R. J., Bunch T. E., 2000, in Lunar and Planetary Science Conference. Lunar and Planetary Science Conference. p. 1832
- Bernal J. J., Haenecour P., Howe J., Zega T. J., Amari S., Ziurys L. M., 2019, *ApJ*, 883, L43
- Bibikov A. V., Nikolaev A. V., Bodrenko I. V., Borisyuk P. V., Tkalya E. V., 2022, *Phys. Rev. A*, 105, 022813
- Bille A., Buchstaber V., Spodarev E., 2019, preprint, ([arXiv:1910.00846](https://arxiv.org/abs/1910.00846)), ADS
- Cami J., Bernard-Salas J., Peeters E., Malek S. E., 2010, *Science*, 329, 1180
- Campbell E. K., 2020, *Molecular Physics*, 118, e1797918
- Campbell E. K., Maier J. P., 2018, *ApJ*, 858, 36
- Campbell E. K., Holz M., Maier J. P., Gerlich D., Walker G. A. H., Bohlender D., 2016, *ApJ*, 822, 17
- Campbell E. K., Reedy E. S., Rademacher J., Whitby R. J., Hoffman G., 2020, *ApJ*, 897, 88
- Cataldo F., Strazzulla G., Iglesias-Groth S., 2009, *MNRAS*, 394, 615
- Charlesby A., 1996, *Radiation Physics and Chemistry*, 47, 664
- Cherchneff I., Le Teuff Y. H., Williams P. M., Tielens A. G. G. M., 2000, *A&A*, 357, 572, ADS
- D'Hendecourt L. B., Léger A., Verstraete L., Ehren-Ferund P., 1991, in Bussolletti E., Strazzulla G., Papali P., eds, *Solid-State Astrophysics*. p. 91
- Dones L., Gladman B., Melosh H. J., Tonks W. B., Levison H. F., Duncan M., 1999, *Icarus*, 142, 509
- Ehrenfreund P., Foing B. H., 1997, *Advances in Space Research*, 19, 1033
- Foing B. H., Ehrenfreund P., 1994, *Nature*, 369, 296
- García-Hernández D. A., Manchado A., García-Lario P., Stanghellini L., Villaver E., Shaw R. A., Szczerba R., Perea-Calderón J. V., 2010, *ApJ*, 724, L39
- Gillet F. C., Forrest W. J., Merrill K. M., 1973, *ApJ*, 183, 87
- Heymann D., 1997, *ApJ*, 489, L111
- Hou G.-L., Lushchikova O. V., Bakker J. M., Lievens P., Decin L., Janssens E., 2022, preprint, ([arXiv:2207.10311](https://arxiv.org/abs/2207.10311)), ADS
- Jager C., Mutschke H., Henning T., 1998, *A&A*, 332, 291, ADS
- Jäger C., Mutschke H., Henning T., Huisken F., 2008, *ApJ*, 689, 249

- Jäger C., Mutschke H., Henning T., Huisken F., 2009, in Henning T., Grün E., Steinacker J., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 414, Cosmic Dust - Near and Far*. p. 319
- Keszler A. M., Kovács É., Bódis E., Károly Z., Szépvölgyi J., 2022, *Condensed Matter*, 7, 44
- Kroto H. W., Heath J. R., O'Brien S. C., Curl R. F., Smalley R. E., 1985, *Nature*, 318, 162
- Kroto H. W., Heath J. R., O'Brien S. C., Curl R. F., Smalley R. E., 1987, *ApJ*, 314, 352
- Lopez B., Schneider J., Danchi W. C., 2005, *ApJ*, 627, 974
- Meisel D. D., Janches D., Mathews J. D., 2003, in Witt A. N., ed., *Astrophysics of Dust*. p. 96
- Murga M. S., Akimkin V. V., Wiebe D. S., 2022, *MNRAS*, 517, 3732
- Nowotny W., Aringer B., Höfner S., Gautschi-Loidl R., Windsteig W., 2005, *A&A*, 437, 273
- Oganov A. R., Hemley R. J., Hazen R. M., Jones A. P., 2013, *Reviews in Mineralogy and Geochemistry*, 75, 47
- Otsuka M., Kemper F., Cami J., Peeters E., Bernard-Salas J., 2014, *MNRAS*, 437, 2577
- Sabbah H., Carlos M., Jenniskens P., Shaddad M. H., Duprat J., Goodrich C. A., Joblin C., 2022, *ApJ*, 931, 91
- Santoro G., ve diğ., 2020, *Review of Scientific Instruments*, 91, 124101
- Taskaev S., ve diğ., 2022, *European Physical Journal Plus*, 137, 562
- Walker G. A. H., Campbell E. K., Maier J. P., Bohlender D., Malo L., 2016, *ApJ*, 831, 130

Access:

M23-0393: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

DAG 4 Metre Teleskobuyla Yakın Kızılötede Ötegezegen Atmosferi Gözlemleri

Selçuk Yalçinkaya¹  , Özgür Baştürk¹ 

¹ Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 06100, Türkiye

Accepted: December 7, 2022. Revised: December 7, 2022. Received: November 3, 2022.

Özet

Doğu Anadolu Gözlemevi'nde (DAG) kurulmakta olan 4 metrelik teleskop, kızılöte dalgaboylarında yapabileceği gezegen örtülme gözlemleri ile ötegezegen atmosferlerini anlamaya yönelik çalışmalara önemli katkı yapabilecek potansiyele sahiptir. Bu potansiyele yönelik bir ön-değerlendirme yapabilmek amacıyla bu çalışmada öncelikle geçiş yapan ötegezegenlerin gece-gündüz arası ısı transferinin mükemmel olduğu ve yakın kızılötede yansıtma güçlerinin sıfır olduğu varsayımlarıyla denge sıcaklıkları hesaplanmıştır. Ayrıca, denge sıcaklıklarında birer karacisim olduğu varsayılan geçiş yapan ötegezegenlerin J, H ve K bantlarında örtülme derinlikleri hesaplanmıştır. `signal` kodu ile 4 metre sınıfında bir teleskop ve DAG'da kurulmakta olan 4 metrelik teleskobun kızılöte kamerasına benzer özelliklere sahip bir dedektör ile 6-15.5 kadir aralığında 0.5 kadirlik adımlarla J, H ve K bandında ulaşılabilecek Sinyal/Gürültü değerleri hesaplanmıştır. Bu değerler örtülme derinlikleri ile karşılaştırılarak birçok sıcak-Jüpiter türü gezegenin örtülmelerinin gözlenmesi için yeterli fotometrik hassasiyete ulaşılabileceği sonucuna varılmıştır. Ayrıca kızılöte dedektörün gökyüzünde gördüğü alanın küçük olması sebebiyle oluşabilecek kırmızı gürültü kaynaklarının neler olabileceği tartışılmıştır. Hedef ve mukayese yıldızın peş peşe gözlenerek diferansiyel fotometri tekniği ile bu gürültünün azaltılabileceği ve yüksek hassasiyetli geçiş gözlemlerinden elde edilebilecek bilgilerin Gaussyen Süreçler tekniğinde kullanılarak geriye kalan kırmızı gürültünün modellenilebileceği önerilmiştir.

Abstract

We present the potential of currently installing 4 meter telescope of DAG for the exoplanet atmosphere studies with the occultation observations. In order, equilibrium temperatures (T_{eq}) of transiting exoplanets are calculated assuming perfect heat redistribution between the day and night sides and no reflection. Using T_{eq} values, occultation depths in the near-infrared J, H and K bands are calculated with the assumption that the host star and the exoplanets were blackbodies. Then, the hypothetical Signal-to-Noise ratios are calculated for the J, H, and K bands employing the `signal` code for a 4 meter class telescope with a similar infrared camera to that planned to be used with the 4 meter telescope Doğu Anadolu Gözlemevi. The calculations are performed in the 6 - 15.5 magnitude range for each band with 0.5 magnitude steps. We compare the signal-to-noise ratio values with the hypothetical occultation depths and conclude that photometric precision requirements for accultation observations can be satisfied for many hot-Jupiters especially in the K band. We discuss the potential sources of correlated noise due to the small field of view provided by the infrared camera and suggest that the simultaneous observations of the target and comparison star can mitigate the correlated noise, the remains of which can be modelled by employing Gaussian Processes and then removed with the prior knowledge from high precision transit observations.

Anahtar Kelimeler: infrared: planetary systems – atmospheric effects – techniques: photometric

1 Giriş

Barınak yıldızlarına yakın yörüngelerde dolanan dev gaz gezegenler (sıcak Jüpiterler), maruz kaldıkları güçlü tedirginlik etkileri sebebiyle yıldızlarıyla kısa zaman ölçeklerinde dönme dolanma kilitlenmesine girmektedirler. Bu nedenle bu türden gezegenlerin bir yarı-küreleri her zaman gece, diğer yarı-küreleri ise her zaman gündüz olmaktadır. Bu durumda eğer gezegenin gündüz tarafından gece tarafına ısı transferi etkin bir biçimde gerçekleşmiyorsa, gece-gündüz arası sıcaklık farkı çok yüksek olmakta ve gezegenin gündüz yarı-küresinin sıcaklığı, beklenen denge sıcaklığından yüksek olmaktadır. Gece-gündüz

yarı-küreleri arası ısı transferinin miktarı gezegenin atmosfer dinamikleriyle ilgilidir.

Yıldızından gelen enerji ile ısınan sıcak Jüpiterlerin termal ışınımı yakın-orta kızılöte bölgede maksimuma ulaşmaktadır. Bu nedengezegen örtülmesi sırasındaki fotometrik değişim de bu dalgaboyu bölgesinde maksimumdur. Bu durum, kızılötede yapılan gözlemlerin gezegen atmosferi çalışmaları açısından daha avantajlı olmasını sağlamaktadır. Örtülme derinliği, gözlem yapılan dalgaboyu aralığında gezegenden gelen akının yıldızınkine oranını (δ_d) vermektedir. Yakın-orta kızılötede elde edilen δ_d değeri, yıldızın etkin sıcaklığı ve bileşenlerin mutlak parametreleriyle birleştirilerek gezegenin sıcaklığı hesaplanabilir. Gezegenin stratosferinin altındaki katmanlardan sıcak olabilmesi (sıcaklık terselmesi) nedeniyle bu dalgaboylarında beklenenden yüksek örtülme derinlikleri

* yalcinkayas@ankara.edu.tr

gözlenebilir. Bu olgu şimdiye kadar sadece bazı ultra Sıcak Jüpiterlerde ($T > 2200$ K) gözlenmiştir (Johnson ve diğ. 2022).

Görsel bölgede ise gezegenden gelen akının yıldızinkine oranı genellikle ihmal edilebilecek kadar küçük olmaktadır. Ancak görsel bölgede de bir çok ötegezegenin örtülme derinliği ölçülebilmektedir (Wong ve diğ. 2021). Bu durum, görsel bölgede gezegenden alınan ışının yansıma tarafından domine edilmesinden kaynaklanmaktadır. Her ne kadar sıcak Jüpiterlerin teorik yansıtma güçleri (albedo), yüksek sıcaklıklarda yansıtıcı bulutların yoğunlaşmasından dolayı (Sudarsky ve diğ. 2000), çok küçük olsa da bazı sıcak Jüpiterlerin görsel bölgede yapılan örtülme gözlemleri sonucunda albedolarının teorik değerlerinden daha yüksek bulunduğu sonucuna varılmıştır. Bu durum sıcak Jüpiter atmosferlerinde, yüksek irtifada yansıtıcı bulutların olmasına bağlanmaktadır (Wong ve diğ. 2021). Kızılöte dalgaboylarında yapılacak örtülme gözlemlerinden gezegenin gündüz tarafının sıcaklığının belirlenebilmesi durumunda, ilgili sıcaklıkta ve çeşitli basınç değerlerinde yoğunlaşarak bulut oluşturabilecek ve elde edilen yüksek albedo değerlerini açıklayabilecek element veya bileşiklerin varlığı ortaya konulabilir.

Sıcak Jüpiterler'in yörünge çemberselleşme süreleri, genellikle 1-2 yüz milyon yıl mertebesindedir. Sıcak Jüpiter barındırdığı bilinen neredeyse tüm sistemlerin yaşları, bu süreden çok daha fazladır. Ancak birçok sıcak Jüpiter'in yörüngesinin istatistiksel anlamlı bir yörünge dışmerkezliliğine (e) sahip olduğu gözlenmiştir. Bu durum genellikle dışarda bulunan bir ilave cismin yaratacağı tedirginlik etkileriyle açıklanmaktadır (Holman ve diğ. 1997). Pek çok gezegen için yörünge basıncı sadece dikine hız gözlemleri kullanılarak hesaplanmıştır. Ancak bir evre boyunca yeteri sayı ve duyarlılıkta dikine hız (RV) verisinin alınamaması, gezegen kaynaklı RV değişim genliğinin çok küçük olması ve dışmerkezlilikle enberinin boylamı (ω) arasındaki dejenerasyon sebebiyle çoğu gezegenin yörüngesi çembersel yörünge kabülüyle modellenmektedir. Dışmerkezliliğin serbest bırakıldığı modellerde ise e 'nin doğası gereği pozitif olması gerektiğinden sıfırdan farklı ancak genellikle istatistiksel olarak anlamlı olmayan dışmerkezlilik değerleri elde edilebilmektedir. Örtülme gözlemlerinden elde edilen örtülme ortası zaman kullanılarak e ve ω arasındaki dejenerasyon giderilebilir (Charbonneau ve diğ. 2005) ve sonuç olarak daha hassas ve doğru e değerlerine ulaşılabilir.

Tüm bu nedenlerle kızılöte dalgaboylarında yapılacak ötegezegen örtülmesi gözlemleri önem taşımaktadır. Ancak doğası gereği örtülme derinliği küçük olduğundan örtülme sinyali beyaz gürültü içerisinde kaybolabilir veya kırmızı gürültüyle karışabilir. Bu çalışmada geçiş yapan ötegezegenlerin J, H ve K bandındaki örtülme derinlikleri hesaplanmış ve Doğu Anadolu Gözlemevindeki (DAG) 4 metrelik teleskopla (Yeşilyaprak & Keskin 2020) ulaşılacak beyaz gürültü miktarlarıyla karşılaştırılmıştır. Özellikle kullanılması planlanan dedektörün gördüğü alanın küçük olması sebebiyle karşılaşılabilecek kırmızı (korele) gürültü kaynakları tahmin edilmiş ve bu gürültünün hangi tekniklerle giderilebileceği tartışılmıştır.

2 Örtülme Derinliği Hesabı

Geçiş yapan tüm ötegezegenlerin ve barınak yıldızlarının parametreleri NASA Exoplanet Archive'dan alınarak denge sıcaklıkları hesaplanmıştır. Bu hesaplamada gezegenlerin, yıldızlarından gelen tüm ışınımı soğurduğu (albedolarının

sıfır olduğu) ve gezegenlerin gece-gündüz yarı-küreleri arası ısı transferinin mükemmel şekilde gerçekleştiği kabülleri yapılmıştır. Bu kabüllere göre denge sıcaklıkları (T_{eq}) Hansen & Barman (2007) tarafından verilen ifade ile hesaplanmıştır.

$$T_{eq} = T_{eff} \sqrt{R_p/2a} \quad (1)$$

Buradaki T_{eff} yıldızın etkin sıcaklığı, R_p gezegenin yarıçapı, a ise gezegenin yarıbüyük eksen uzunluğunu göstermektedir. Gezegen ve yıldız denge ve etkin sıcaklıklarında karacisim ışıması yapıyor olmaları varsayımıyla örtülme derinlikleri Wong ve diğ. (2021) verilen formülle hesaplanabilir.

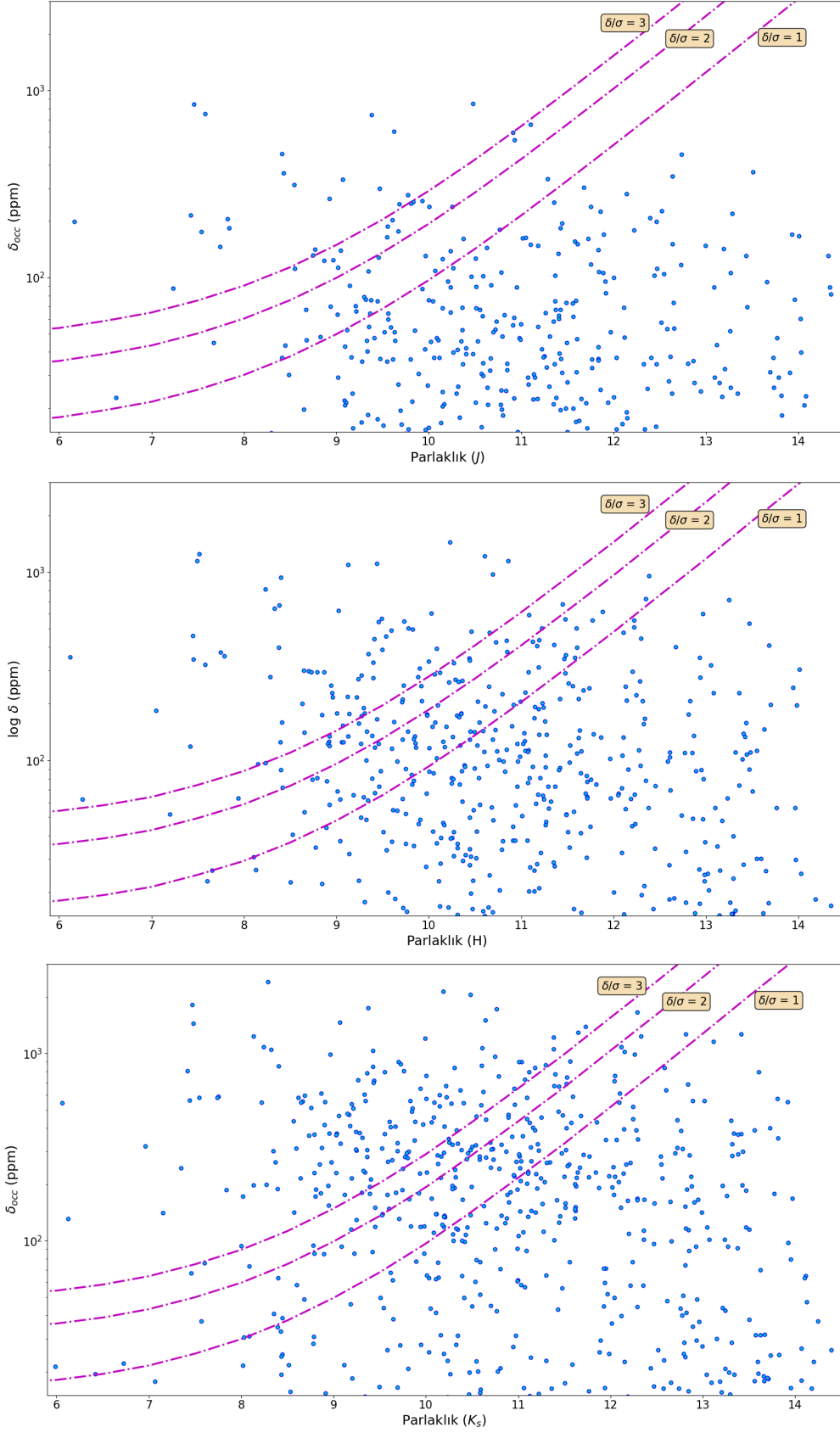
$$T_{eq} = \left(\frac{R_p}{R_s} \right)^2 \frac{\int B_\lambda(T_{eq})t(\lambda)d(\lambda)}{\int B_\lambda(T_{eff})t(\lambda)d(\lambda)} \quad (2)$$

Buradaki R_s yıldızın yarıçapı, B_λ karacisim fonksiyonu, $t(\lambda)$ filtrenin geçirgenlik fonksiyonunu göstermektedir. Filtrelerin geçirgenlik fonksiyonu Spanish Virtual Observatory (SVO) Filter Profile Service'den alınmıştır. Denklem 2 kullanılarak yakın kızılöte filtrelerinde (J, H ve K) tüm geçiş yapan ötegezegenlerin örtülme derinlikleri hesaplanmıştır.

3 Beyaz Gürültü Hesabı

Farklı parlaklığa sahip yıldızların J, H ve K filtreleriyle yapılacak gözlemlerinde ulaşılacak Sinyal/Gürültü Oranı (SNR) **signal** kodu kullanılarak, DAG teleskobu ve kızılöte kamerasına benzer özelliklere sahip olması nedeniyle 4.2 metrelik William Herschel Teleskobu'na (WHT) bağlı Long-slit Intermediate Resolution Infrared Spectrograph (LIRIS) dedektörü için yapılmıştır. Bu özellikler; yakın kızılötedeki gökyüzü parlaklığı (13 kadir/"), teleskobun geçirgenliği (0.79), optik elemanların geçirgenliği (0.79) ve dedektörün kuantum etkinliğidir (J bandında %80, K bandında %90). DAG 4 metrelik teleskopta kullanılması planlanan Diffraction-limited Infra Red Adaptive optics Camera (DIRAC, Yeşilyaprak & Keskin 2020) ile LIRIS dedektörü, benzer dalgaboyu aralığına duyarlıdır. Bu iki dedektör benzer piksel çözünürlüğüne de sahip olmalarına karşın gökyüzünde gördükleri alan DIRAC ve LIRIS için sırasıyla $33'' \times 33'' \times 2$ (1016×1016 piksel) ve $4.27'' \times 4.27''$ (1024×1024 piksel) olarak verilmiştir.

Bu amaçlarla **signal** kodu kullanılarak 6-15.5 kadir arasında yarım kadirlik aralıklarla SNR hesabı yapılmıştır. Bu hesaplar için optimum poz süresi olarak, dedektörün satüre olacağı minimum poz süresinin yarısı seçilmiştir. Bu seçim yapılırken dedektör cevabının lineerlik yüzdesinin maksimum olduğu değer, Analog-to-Digital Unit (ADU) biriminde pikselin alabileceği maksimum akı değerinin yarısı olacağı varsayılmıştır. Fotometrik hassasiyeti arttırmak ve parlak yıldızlar gözlenirken dedektörün izin vereceği minimum poz süresinin altında kalmamak için gözlemlerin odak dışı gözlem tekniği (Baştürk ve diğ. 2014) ile yapılacağı düşünüldüğü için yıldızın FWHM değeri $5''$ olacak şekilde odağın bozulacağı durum için SNR hesaplanmıştır. **signal** kodunda LIRIS için sürekli gözlem modu (ing: stare mode) olmadığından her bir gözlem sekansında ilgili poz süresinde alınacak iki görüntünün ortalamasının kullanılacağı varsayılmıştır. İlgili poz süresi dahilinde örtülme boyunca elde edilebilecek nokta sayısı, örtülmeyi örnekleyebilmek için gerekli nokta sayısından fazla olmalıdır. Bu nedenle tipik bir sıcak Jüpiter'in ortalama örtülme süresinin 3 saat olduğu ve örtülmenin 50 nokta (3.6 dakikada bir nokta) ile örneklenebileceği varsayımlarıyla ilgili poz süresinde ulaşılacak SNR miktarı, 3.6 dakikalık ortalamalara göre



Şekil 1. Geçiş yapan ötegezegenlerin J (üst panel), H (orta panel) ve K (alt panel) bantlarının parlaklıklarına (x-ekseni) karşılık milyonda bir (ppm) cinsinden örtülme derinlikleri (y-ekseni). Pembe noktalı kesikli çizgiler beyaz gürültü kaynaklı saçılma cinsinden örtülme derinliklerini göstermektedir.

Çizelge 1. K_s Parlaklığına göre SNR miktarları

K_s (kadir)	Poz Süresi (saniye)	SNR -	SNR (3.6 dk ortalama)
6	2.4	7870	55339
6.5	3.7	7334	51413
7	4.6	6627	46358
7.5	8.4	5578	40054
8	13	4888	33507
8.5	17	3926	26646
9	22.6	3016	20180
9.5	28.6	2238	14740
10	35.4	1600	10345
10.5	40	1091	6964
11	44	730	4606
11.5	48	485	3025
12	48.8	310	1929
12.5	51	200	1236
13	51	127	782
13.5	52	80	493
14	52	51	314
14.5	52	32	197
15	52	20	123
15.5	52	13	80

tekrar hesaplanmıştır. Şekil 1'de sırasıyla J, H ve K filtreleri için ayrı ayrı parlaklık değerlerine göre ötegezegenlerin örtülme derinlikleri gösterilmiştir. Bu görselde ayrıca örtülme derinlikleri beyaz gürültü cinsinden de ifade edilmektedir.

4 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, geçiş yapan ötegezegenlerin teorik örtülme derinlikleriyle, 4 metre sınıfında bir teleskop ve bir kızılöte dedektör kullanılarak yapılan gözlemlerle J, H ve K bantlarındaki parlaklıklara göre elde edilebilecek SNR değerleri karşılaştırılmıştır. Şekil 1 alt panelden görüleceği üzere özellikle K_s bandında birçok ötegezegen için ulaşılabilecek SNR miktarı, örtülme derinliğini gözleyebilmek için yeterlidir (Çizelge 1). Örtülme derinliklerinin hesaplanmasında kullanılan T_{eq} değeri hesaplanırken gezegenin gece-gündüz arası ısı dağılımının tekdüze olduğu varsayılmıştır. Şimdiye kadar yapılan gözlemlerin hiçbirinde böyle bir sonuca ulaşılamamıştır. Ötegezegenlerin şimdiye kadar yapılan evre-eğrisi gözlemlerinin tümünde, özellikle sıcak Jüpiterlerin gündüz yarı-kürelerinin gece yarı-kürelerine göre çok daha sıcak olduğu ortaya çıkmıştır. Bu nedenle ötegezegenlerin örtülme derinliklerinin, hesaplanandan çok daha derin olması gerekmektedir ki yapılan gözlemler de bunu göstermektedir (Garhart ve diğ. 2020).

DAG 4 metrelik teleskobuyla yapılacak gözlemlerde foton gürültüsüne atfedilebilecek beyaz gürültü ($1/SNR$) miktarının, birçok ötegezegen için örtülmenin başarılı bir şekilde gözlenmesine engel olmayacağı sonucuna varılmıştır. Ancak DIRAC dedektörünün gördüğü alanın görece küçük olması, gözlem sırasında mukayese yıldızının hedef yıldız ile aynı anda gözlenememesine neden olabilecektir. Bu durumda gözlem boyunca hava kütlesi, atmosferdeki dinamik değişimler, teleskobun takibi ve dedektör pisellerindeki hassasiyetin zamana bağlı değişiminden dolayı elde edilecek ışık eğrisinde örtülme derinliğinden çok daha yüksek mertebede korele (kırmızı) gürültü olabilecektir. Gece boyunca hedef yıldız ile mukayese yıldızı peş peşe gözlenerek ve mukayese yıldızının aletsel akı değeri, hedef yıldız gözleminin yapıldığı zamana interpolate

edilerek diferansiyel fotometri yapılabilir. Bu durumda kırmızı gürültü miktarı azaltılabilir; ancak yine de elde edilecek ışık eğrisindeki örtülme sinyali, kırmızı gürültünün içerisinde kaybolabilir.

Çembersel veya düşük yörünge dışmerkezliliğine sahip ötegezegenlerin, toplam geçiş süreleri, örtülme sürelerine eşit veya yakın olacaktır. Yine aynı şekilde geçiş başlangıcı (ingress) ve geçiş sonu (egress) zaman ölçekleri de birbirine eşit veya çok yakın olacaktır. Geçiş gözlemlerinden elde edilebilecek bu parametrelere ek olarak yörünge eğim açısı da geçiş gözlemlerinden hesaplanabilir. Bu parametreler kullanılarak Gaussyen Süreçler (ing: Gaussian Processes, kısaca GP) yardımıyla korele gürültü modellenilebilir ve geriye kalan örtülme derinliği ile örtülme ortası zamanı hesaplanabilir (Evans ve diğ. 2015). Kepler, TESS, Spitzer, CHEOPS ve Hubble uzay teleskoplarıyla alınmış evre-eğrisi gözlemleri ve yer-tabanlı teleskoplarla elde edilen dikine hız gözlemleri kullanılarak yörüngesinin çembersel olduğu bilinen ötegezegenler için GP uyumlamak çok isabetli sonuçlar verecektir. Zira bu tür sistemlerde tek bilinmeyen parametre geçiş derinliğidir.





Kaynaklar

- Baştürk Ö., ve diğ., 2014, Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, 43, 402, [ADS](#)
Charbonneau D., ve diğ., 2005, [ApJ](#), 626, 523
Evans T. M., Aigrain S., Gibson N., Barstow J. K., Amundsen D. S., Tremblin P., Mourier P., 2015, [MNRAS](#), 451, 680
Garhart E., ve diğ., 2020, [AJ](#), 159, 137
Hansen B. M. S., Barman T., 2007, [ApJ](#), 671, 861
Holman M., Touma J., Tremaine S., 1997, [Nature](#), 386, 254
Johnson M. C., ve diğ., 2022, preprint, ([arXiv:2205.12162](#)), [ADS](#)
Sudarsky D., Burrows A., Pinto P., 2000, [ApJ](#), 538, 885
Wong I., ve diğ., 2021, [AJ](#), 162, 127
Yeşilyaprak C., Keskin O., 2020, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series. p. 1144515, [doi:10.1117/12.2560942](#)

Access:

M23-0318: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

IST40 Teleskobu ile Yürütülen Işıkolçüm Gözlemlerinin İlk Sonuçları

Meryem Çördük¹ *, Sinan Alish¹ , M.Turan Sağlam² , Görkem Özgül¹ 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34116 İstanbul, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, 34116 İstanbul, Türkiye

Accepted: December 30, 2022. Revised: December 5, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

2017 yılında İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi tarafından desteklenen bir GÜdümlü Proje ile eksiklikleri giderilen, fotometrik filtreler ve CCD kamera ile donatılan IST40 teleskobu, öncelikle lisans öğrencileri tarafından eğitim ve araştırma amaçları ile kullanılmaya başlanmıştır. Kasım 2017'den beri 100'den fazla gecelik gözlem verisi elde edilmiştir. Bu gözlemlerde 70 farklı cisim gözlenmiştir. Gözlenen cisimlerin %78'i değişen yıldız olup, öte gezegen geçişleri, asteroid ve kuyruklu yıldızlar ile AGN ve benzeri kaynaklar da gözlenmiştir. Bu çalışmada şimdiye kadar yapılan gözlemlere ait temel istatistikler, elde edilen ilk sonuçlar ve teleskobun performansı ışık eğrileri ile birlikte sunulacaktır.

Abstract

The IST40 telescope was started to be used for educational and research purposes, especially by undergraduate students, whose complementary parts are provided by a Guided Project supported by Istanbul University Scientific Research Projects Unit in 2017. More than 100 nights of observational data have been obtained since November 2017. In these observations, 70 different objects were observed. While 78% of the observed objects are variable stars, exoplanet transits, asteroids and comets, AGN and similar sources have also been observed. In this study, the basic statistics of observations made so far, the first results and the performance of the telescope will be presented along with the light curves.

Anahtar Kelimeler: telescopes – stars: variables – techniques: photometric – stars: individual: LR Cam – stars: individual: HW Vir

1 Giriş

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezinin (IUGUAM) Beyazıt Yerleşkesinde bulunan 40 cm açıklıklı ve Schmidt-Cassegrain türü olan IST40 Teleskobu, İÜ Bilimsel Araştırma Projeleri birimi tarafından desteklenen FBG-2017-23943 numaralı ve "İstanbul Üniversitesi Gözlemevinin Teleskoplarının Otomasyonu" başlıklı güdümlü projesi kapsamında temin edilen CCD kamera ve çevre birimleri ile Aralık 2017 yılında ilk bilimsel gözlemlerine başlamıştır.

İlk gözlemler, İstanbul'un ışık kirliliğine rağmen 20 saniyelik poz sürelerinde beyaz ışıkta $m_{\text{clear}}=16$ kadir limit parlaklıklarına ulaşılabildiğini göstermiştir (Alish ve diğ. 2020).

IST40 Teleskobu ile Aralık 2017'den Eylül 2022'ye kadar 100'den fazla gecede gözlem yapılmıştır. Bu gecelerde yaklaşık 70 farklı cismin farklı filtrelerde görüntüleri elde edilmiştir. Tüm cisimler Şekil 1'de gözlenen gece sayısı ile birlikte verilmiştir. Bu cisimlerin yaklaşık %78'i değişen yıldız nesnelere olup, bu nesnelere yaklaşık %45'i W UMA türü örten çift yıldız türüdür. Bunlarla beraber ötegezegen, asteroid, kuyruklu yıldız, X-ışın çifti ardıl ışınımı ve süpernova gibi cisimler de gözlenmiştir. Gözlenen nesnelere türlerine göre dağılımı Şekil 2'te verilmektedir.

IST40 teleskobu ile yürütülen ışıkölçüm gözlemleri sırasında keşfedilen, yaklaşık $P \sim 0.95$ saatlik parlaklık değişimine sahip *delta* Scuti türü bir yıldızın ilk analizleri Sağlam ve diğ. (2022) çalışmasında yayınlanmıştır.

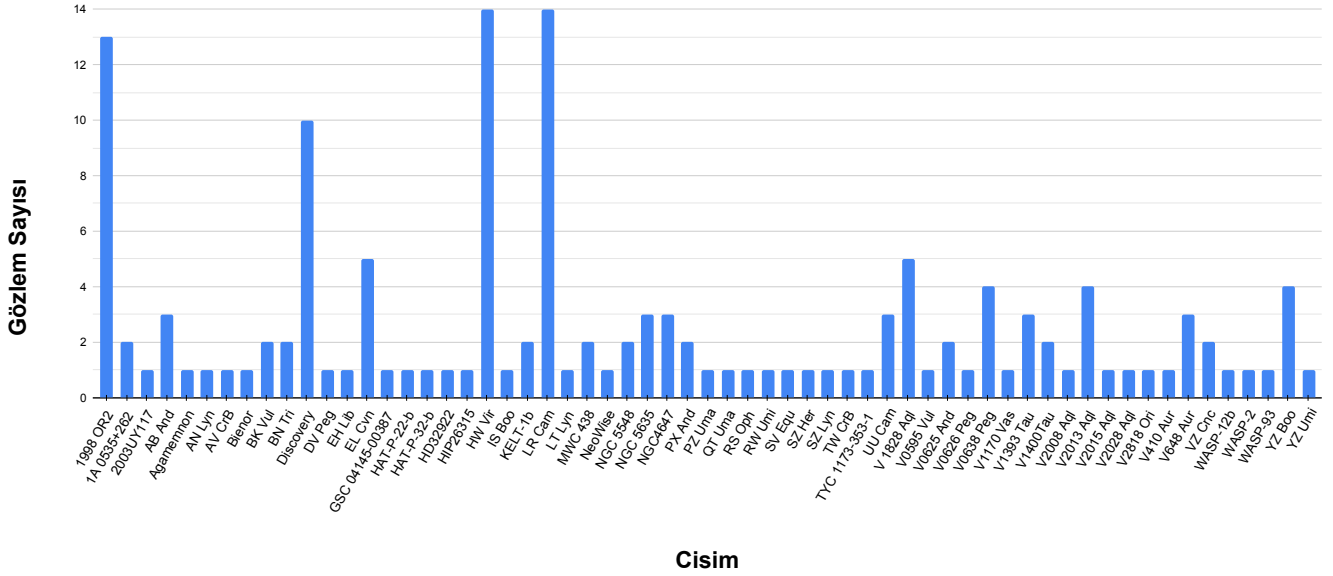
* meryemcordukk@gmail.com

2 Gözlemler ve Veri Analizi

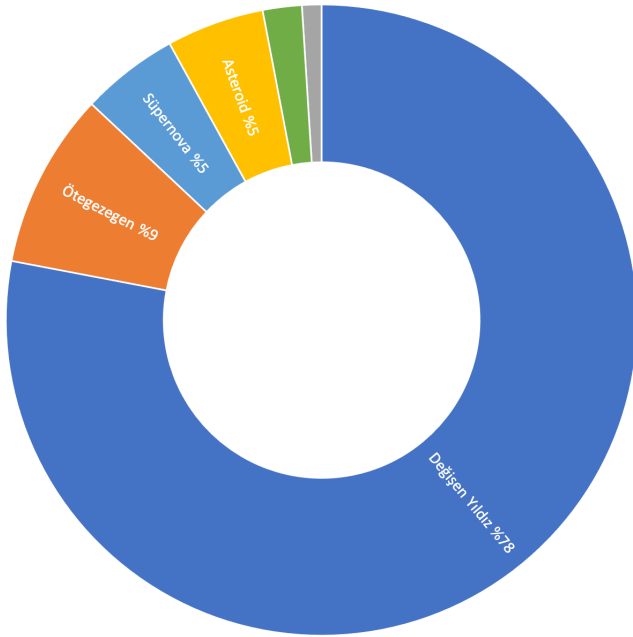
Gözlemler, 3358×2536 çözünürlüğe sahip, KAF-8300 yongası içeren termoelektrik soğutmalı bir CCD kamera ile gerçekleştirilmiştir. 5.4 μm piksel boyutu, odakta 0.27'/piksel çözünürlük sağlamak ve bu çözünürlük 16×12 yaydakikası görüş alanını yakalamaya izin vermektedir. Ayrıca, takip düzeltmelerini otomatik olarak gerçekleştirmek üzere 8 cm açıklıklı apokromatik bir mercekli teleskop ile birlikte 8.6×8.3 piksel boyutuna sahip tekrenk (monochrome) bir CCD kullanılmaktadır.

Gözlemler teleskoba bağlı CCD'nin filtre tekerinde bulunan standart Johnson-Cousins *BVRI* filtreleri ile gerçekleştirilmektedir. IST40 gözlem programına alınan cisimler için genel olarak en az iki filtre ile gözlem yapılmasına çalışılmaktadır. Bununla birlikte bu poster bildiride örnek olarak yalnızca *V* filtresinde elde edilen minimum zamanları sunulmaktadır. CCD ile elde edilen tüm görüntüler standart ön indirgeme aşamalarından geçmekte, sıfır (bias) ve kara (dark) akım ile düz alan (flat) görüntüleri ile aletsel etkilerden arındırılmaktadır. Düz alan görüntüleri için akşam ve sabah tanında elde edilen görüntüler kullanılmaktadır.

Gözlem verilerinin analizi için birkaç farklı program kullanılmaktadır. Ön indirgeme yapılmış görüntülerdeki kaynakların ışıkölçümü *C-Munipack* programı kullanılarak yapılmıştır (Hroch 2014). *C-Munipack* paketinin ışıkölçüm işlemleri, astronomide çok iyi bilinen DAOPHOT (Stetson 1987) paketini temel almaktadır. Şekil 3 ve 4'de örnek olarak



Şekil 1. IST40 Teleskobu ile gözlenen cisimlerin gözlemlendiği gün sayılarının dağılımı.



Şekil 2. IST40 Teleskobuyla gözlenen cisimlerin türlerinin yüzde dağılımı.

belirlediğimiz iki çift yıldız sisteminin IST40 ile elde edilmiş ışık eğrileri verilmektedir.

Işıkkölçüm sonrasında elde edilen ışık eğrileri Peranzo (Pauzen & Vanmunster 2016) programına girdi olarak yüklenerek, ekstremum (minimum veya maksimum) zamanları belirlenmiştir. Ekstremum zamanları belirlenirken, ışık eğrisinde iniş veya çıkış kollarını mümkün olduğunca simetrik biçimde kapsayacak zaman aralıkları seçilmektedir. Program belirlediğimiz bu iki zaman aralığı arasındaki ekstremum zamanını ve hatasını çeşitli yöntemler kullanarak

hesaplamaktadır. Bu yöntemler içerisinde, ışık eğrileri çok asimetrik olmadıkça en sık başvurduğumuz yöntem Kwee & van Woerden yöntemidir (Kwee & van Woerden 1956).

3 Bulgular

Bu çalışmada Şekil 1'de verilen gözlem istatistiklerinde en çok gözlenen iki sistemin ışık eğrilerinden elde edilen minimum zamanları sunulmaktadır. Şekil 3'de ışık eğrisi verilen W UMa türü örten çift olan LR Cam toplamda 13 gece V filtresi ile gözlenmiş olup bu gözlemlerden belirlenen sekiz minimum zamanı Çizelge 1'de; ışık eğrisi Şekil 4'de verilen sdb bileşenli Algol türü bir örten çift olan HW Vir ise toplamda 14 gece V filtresi ile gözlenmiş ve bu gözlemlerden belirlenen 13 minimum zamanı da Çizelge 2'de verilmektedir.

Çizelge 1'de LR Cam ve Çizelge 2'de HW Vir için belirlenen minimum zamanları sırasıyla Yang & Dai (2010) ve Brown-Sevilla ve diğ. (2021) çalışmalarında verilen ışık elemanları (Denklem 1 ve 2) kullanılarak evrelendirilmiş ve baş (MinI) ve yan (MinII) minimumlar tablolarında belirtilmiştir.

LR Cam

$$\text{Min.I} = \text{HJD } 2452500.04380 + 0.4341391 \times E \quad (1)$$

HW Vir

$$\text{Min.I} = \text{HJD } 2455543.98406 + 0.116719555 \times E \quad (2)$$

4 Sonuç

Bu çalışmada İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezinin IST40 Teleskobuyla yürütülen ağırlıklı olarak değişen yıldız gözlem programı ana hatlarıyla tanıtılmış ve seçilen iki örnek çift yıldız sisteminin elde edilen minimum zamanları sunulmuştur.

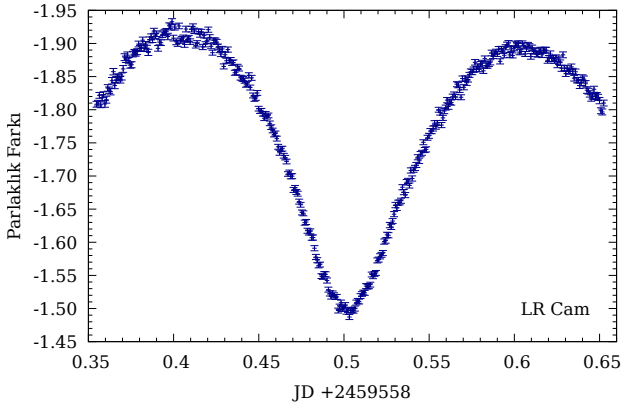
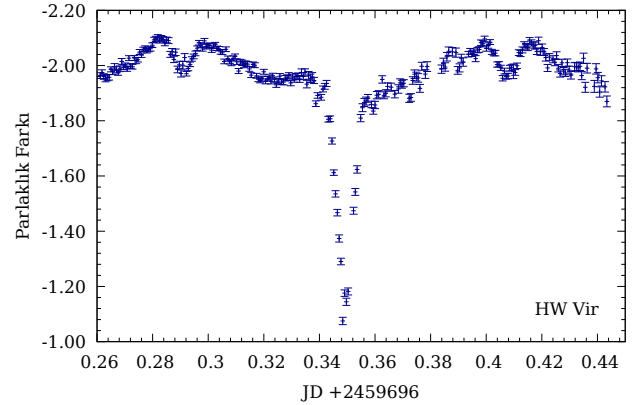
IST40 Teleskobu İstanbul Üniversitesinin Merkez Kampüsünde yer almasına rağmen V filtresinde 14 kadirler kadar cisimlerin ışıkölçümünde verimli bir şekilde kullanılabilir. Teleskobun birincil amacı eğitim olmakla

Çizelge 1. LR Cam örten çift yıldızının IST40 ile gerçekleştirilen gözlemlerine ait temel bilgiler ve elde edilen minimum zamanları.

Tarih	Zaman Aralığı JD 2459000+	Süre (saat)	Görüntü Sayısı	Filtre	Poz Süresi (saniye)	T_{min} HJD 2400000+	$T_{min,err}$ (gün)	Tür
2.12.2021	551.41369 - 551.45963	6.31	303	V	60	59551.56138	0.00015	Min.II
9.12.2021	558.35480 - 558.65243	7.55	364	V	60	59558.50794	0.00036	Min.II
19.12.2021	568.23603 - 568.27509	7.25	343	V	60	59568.27403	0.00019	Min.I
19.12.2021	568.23603 - 568.27509	7.25	343	V	60	59568.49275	0.00026	Min.II
21.12.2021	570.30651 - 570.55899	6.33	290	V	60	59570.44452	0.00030	Min.I
23.12.2021	572.20031 - 572.42194	3.35	277	V	60	59572.39983	0.00057	Min.II
10.02.2022	621.19443 - 621.51574	7.71	359	V	60	59621.23673	0.00201	Min.I
10.02.2022	621.19443 - 621.51574	7.71	359	V	60	59621.45642	0.00030	Min.II

Çizelge 2. HW Vir örten çift yıldızının IST40 ile gerçekleştirilen gözlemlerine ait temel bilgiler ve elde edilen minimum zamanları.

Tarih	Zaman Aralığı JD 2459000+	Süre (saat)	Görüntü Sayısı	Filtre	Poz Süresi (saniye)	T_{min} HJD 2400000+	$T_{min,err}$ (gün)	Tür
15.03.2022	654.40035 - 654.52622	3.01	157	V	60	59654.49309	0.00012	Min.I
22.03.2022	661.32868 - 661.47588	3.55	205	V	60	59661.37949	0.00036	Min.I
26.04.2022	696.26115 - 696.44339	4.41	284	V	45	59696.29682	0.00040	Min.I
26.04.2022	696.26115 - 696.44339	4.41	284	V	45	59696.35460	0.00035	Min.II
26.04.2022	696.26115 - 696.44339	4.41	284	V	45	59696.41282	0.00029	Min.I
28.04.2022	698.27810 - 698.42880	3.46	204	V	40	59698.39759	0.00071	Min.I
9.05.2022	709.30983 - 709.45573	3.5	226	V	45	59709.36890	0.00039	Min.I
9.05.2022	709.30983 - 709.45573	3.5	226	V	45	59709.42693	0.00006	Min.II
10.05.2022	710.27710 - 710.42321	3.6	198	V	45	59710.30256	0.00005	Min.I
10.05.2022	710.27710 - 710.42321	3.6	198	V	45	59710.36060	0.00006	Min.II
17.05.2022	717.28451 - 717.46421	5.05	297	V	40	59717.34767	0.00062	Min.II
17.05.2022	717.28451 - 717.46421	5.05	297	V	40	59717.40546	0.00009	Min.I
7.06.2022	738.39107 - 738.43637	1.11	81	V	40	59738.41534	0.00026	Min.I


Şekil 3. W UMa türü örten çift sistem LR Cam'a ait V filtresinde alınmış örnek bir ışık eğrisi.

Şekil 4. sdB bileşenli bir Algol türü örten çift sistem olan HW Vir'in V filtresinde alınmış örnek bir ışık eğrisi.

birlikte, 2017'nin sonunda başlayan gözlemler bilimsel amaçlar için de kullanılabilirliğini göstermiştir. Ağırlıklı olarak lisans öğrencilerinden oluşan gözlem ekipleri düzenli bir programla gözlemleri sürdürmektedir. IST40 teleskobu Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü öğrencilerinin bilimsel araştırma disiplini ve tecrübesi kazanmalarında önemli bir rol oynamaya başlamıştır (Sağlam ve diğ. 2022).

COVID-19 pandemisi nedeniyle kampüse giriş çıkışların olmadığı uzun bir dönem gözlemlere ara verilmiş olsa

da 2022-2023 eğitim-öğretim yılı güz dönemiyle birlikte kaldığı yerden devam etmektedir. Şekil 1'de dökümü verilen gözlemlerin homojen biçimde analizi, ışık eğrilerinden minimum zamanlarının belirlenmesi çalışmaları devam etmektedir. Elde edilecek minimum zamanları ileriki dönemlerde yayınlanmak üzere düzenli olarak TJAA'ya gönderilecektir.

Teşekkür

Başarılı bir kongre geçirmemizi sağlayan UAK-2022 kurullarına ve Türk Astronomi Derneğine (TAD) teşekkür ederiz. IST40 Teleskobu ve çevre birimleri İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinasyon Birimi tarafından desteklenen BAP-3685 ve FBG-2017-23943 numaralı projeler kapsamında temin edilmiştir.

Kaynaklar

- Aliş S., ve diğ., 2020, *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*, 1, 759
Brown-Sevilla S. B., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 506, 2122
Hoch F., 2014, *Munipack: General astronomical image processing software* (ascl:1402.006)
Kwee K. K., van Woerden H., 1956, *Bull. Astron. Inst. Netherlands*, 12, 327, [ADS](#)
Paunzen E., Vanmunster T., 2016, *Astronomische Nachrichten*, 337, 239
Sağlam M. T., ve diğ., 2022, *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics*, 3, 8
Stetson P. B., 1987, *PASP*, 99, 191
Yang Y.-G., Dai H.-F., 2010, *PASJ*, 62, 1045

Access:

M23-0371: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Kırmızı Süperdev Yıldız Betelgeuse'da Meydana Gelen Büyük Sönme Olayına Yönelik Araştırma

Murat Esendemir¹  , Serdar Evren¹ 

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye

Accepted: January 3, 2023. Revised: December 13, 2022. Received: November 5, 2022.

Özet

The aim of this study is to examination the causes of the Great Extinction event in the red supergiant star Betelgeuse. Photometric observations of the red supergiant star Betelgeuse show the starlight fading from December 2019 to February 2020. Red supergiants are the leading stars of Type II supernovae. Studies of the emission and condensation of dust grains from the eruption of such red supergiants will add to our knowledge and understanding of the phases red supergiants go through before they become supernovae. The fact that Betelgeuse has been observed comprehensively contributes to our work at this point. In addition, in this study, comparative data with another red supergiant star, Aldebaran, will be examined. Data are from The American Association of Variable Star Observers (AAVSO), which includes photometric observations in the V band (AAVSO 2022).

Abstract

Bu çalışmanın amacı, kırmızı süperdev yıldız Betelgeuse'da meydana gelen Büyük Sönme olayının nedenlerine yönelik bir inceleme yapmaktır. Betelgeuse'un fotometrik gözlemleri, yıldız ışığının Aralık 2019 – Şubat 2020 tarihlerinde sönükleştğini göstermektedir. Kırmızı süperdevler Tip II süpernovalarının öncü yıldızlarıdır. Bu tür kırmızı süperdevlerin püskürmesinden kaynaklanan toz taneciklerinin salması ve yoğunlaşması üzerine yapılan çalışmalar, kırmızı süperdevlerin süpernova olmadan önce geçtiği aşamalar hakkında bilgimize ve anlayışımıza katkıda bulunacaktır. Betelgeuse'un gözlemsel olarak kapsamlı bir şekilde incelenmiş olması bu noktada çalışmalarımıza katkı sağlamaktadır. Ayrıca bu çalışmada, bir başka kırmızı süperdev yıldız olan Aldebaran ile karşılaştırmalı veriler incelenmiştir. Veriler, V bandında fotometrik gözlemlerin yer aldığı The American Association of Variable Star Observers (AAVSO)'dan alınmıştır (AAVSO 2022).

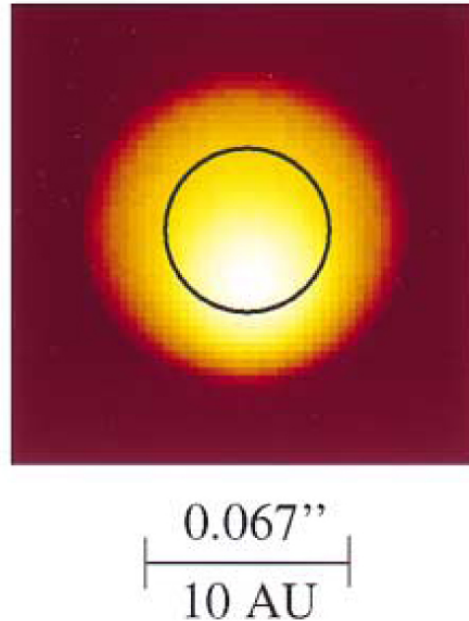
Anahtar Kelimeler: betelgeuse – alpha ori – red super giants – precursor supernovae – light curve

1 Giriş

Betelgeuse, Avcı (Orion) Takımyıldızı'nda bulunmaktadır ve gökyüzündeki en parlak yıldızlardan birisidir. SRc türü yarı düzenli değişen yıldız olarak kabul edilmektedir. Bu değişimi yaklaşık 100 yılı aşkın bir süredir gözlenmekte ve takip edilmektedir. 416 gün ve 2365 gün olarak iki farklı zonklama dönemi tespit edilmiştir (Joyce ve diğ. 2020). Yıldızla ait fiziksel parametreler Çizelge 1'de verilmiştir (Dolan ve diğ. 2016; Joyce ve diğ. 2020; Levesque & Massey 2020; Stothers & Leung 1971).

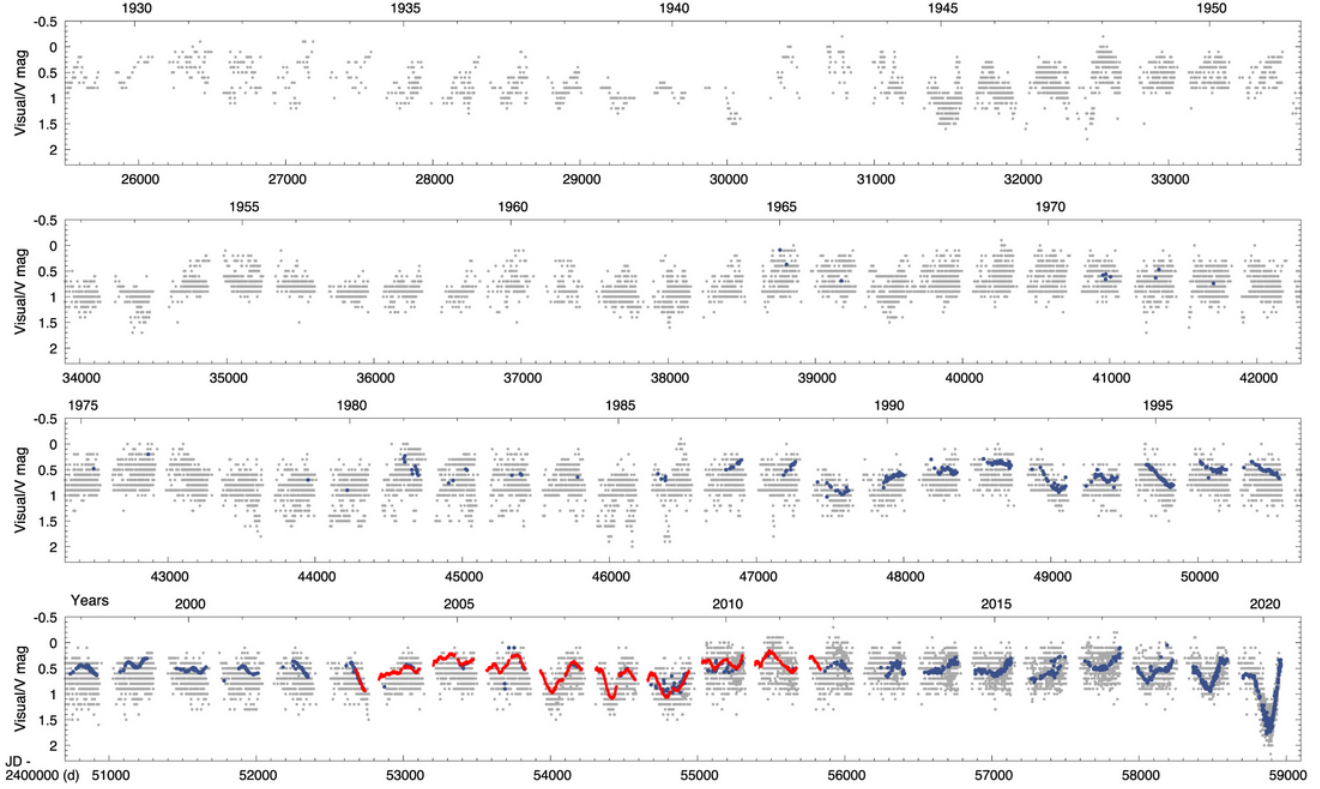
Betelgeuse evrim basamağındaki yeri sebebiyle incelenmesi önem arz eden bir yıldız olmuştur. Tarihte ilk kez bir yıldızın çapsal olarak görüntülenmesi, Şekil 1'de görülüşü üzere, Betelgeuse'da mümkün olabilmiştir (Gilliland & Dupree 1996). Evriminin son aşamalarında olduğu bilinen yıldızın, önümüzdeki yaklaşık 10^5 yıl ölçeğindeki herhangi bir zaman, çekirdeğinde karbon yakmaya başlayacağı ve bunu takiben süpernova olarak patlayacağı düşünülmektedir (Dolan ve diğ. 2016). Tam olarak ne zaman patlayacağına ilişkin yorum yapmak oldukça güçtür. Dolayısıyla yorum yapılabilmesi için kütle atımları neticesinde oluşan toz yapısının, yıldız aktivitesinin ve zonklama dönemlerinin detaylı analizlerinin yapılması gerekmektedir.

Bu çalışma kapsamında toz yapısı, aktivitesi ve zonklama özellikleri incelenmiştir. Benzer özellikte olan diğer yıldızlar



Şekil 1. Betelgeuse'a ait ilk görüntüleme ve açısal çap ölçümü (Gilliland & Dupree 1996).

* mrsndmr@gmail.com



Şekil 2. Betelgeuse'un 1920-2020 yılları arasındaki 100 yıllık ışık eğrisi. 2003 ile 2011 yılları arasında kırmızı ile noktalanmış veriler SMEI (Solar Mass Ejection Imager) uydusu verilerinden elde edilmiştir (Joyce ve diğ. 2020).

Çizelge 1. Betelgeuse'a ait fiziksel parametreler. Kaynaklar: (1): Dolan ve diğ. (2016), (2): Stothers & Leung (1971), (3): Levesque & Massey (2020), (4): Joyce ve diğ. (2020).

Fiziksel Parametre	Değer	Kaynak
Parlaklık (mag)	0.51	(1)
Tayf Türü	M2 Iab	(2)
T_e (K)	3650 ± 25	(3)
Işınım Gücü $\log(L/L_\odot)$	5.10 ± 0.22	(1)
Açısal Çap (mas)	41.9 ± 0.06	(1)
Uzaklık (pc)	197 ± 45	(1)
Değişim Dönemi (gün)	$416 \pm 24 - 2365 \pm 10$	(4)
Yarıçap (R_\odot)	887 ± 203	(1)
Kütle (M_\odot)	19.40	(1)
Kütle Kaybı ($M_\odot \text{yr}^{-1}$)	$2 \pm 1 \times 10^{-6}$	(1)

da belirlenerek kıyaslamalar yapılmıştır. Ayrıca Betelgeuse'un B-V renginde bir değişim olup olmadığı da incelenen veriler arasındadır.

2 Betelgeuse ve Büyük Sönme Olayı

Betelgeuse'a ait V bandı fotometrik verileri AAVSO'dan alınarak, parlaklıkların zamana göre grafikleri oluşturulmuştur.

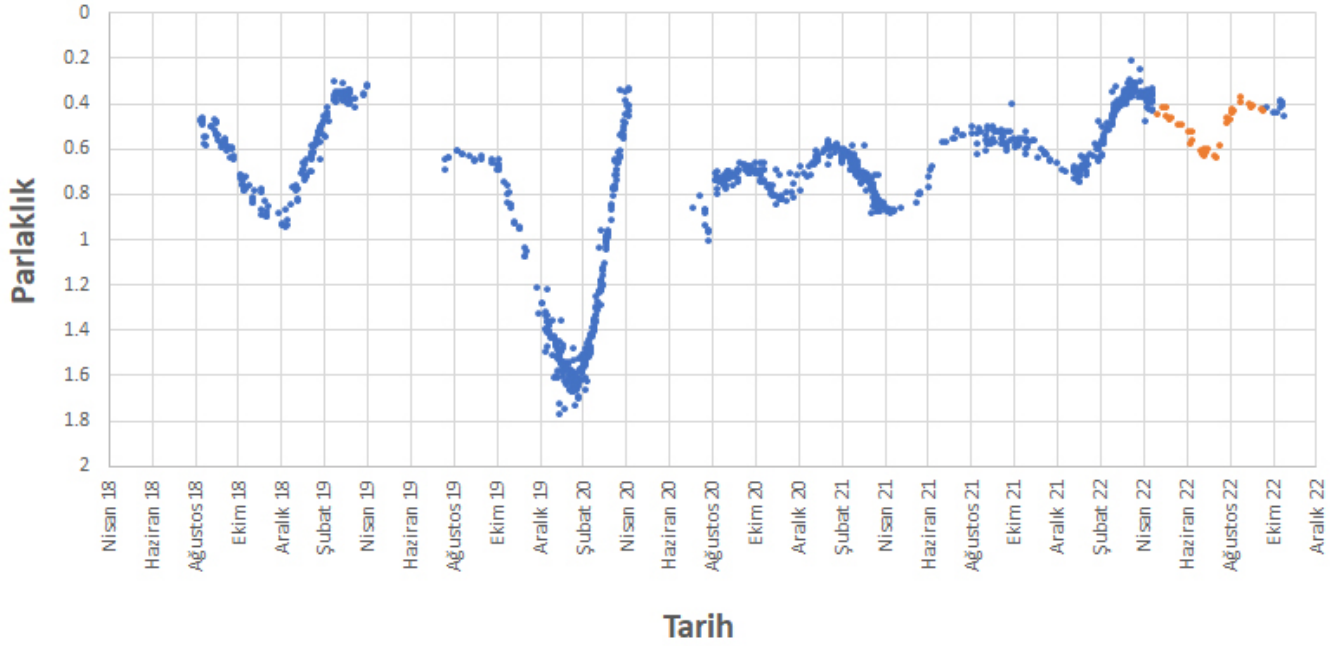
Şekil 2'de ~ 100 yıllık gözlem verisi kullanılarak elde edilen ışık eğrisi, ~ 400 ve 2000 günlük zonklama kaynaklı ışık değişim dönemleri ile göze çarpmaktadır. Betelgeuse'un yıllık hareketi göz önüne alındığında, Mayıs, Haziran, Temmuz,

Ağustos aylarında açısal olarak Güneş'e olan yakınlığından dolayı gözlemleri yapılamamaktadır. Bu durum her gözlem döneminde ortaya çıkan ışık eğrisindeki boşluklar ile kendisini göstermektedir.

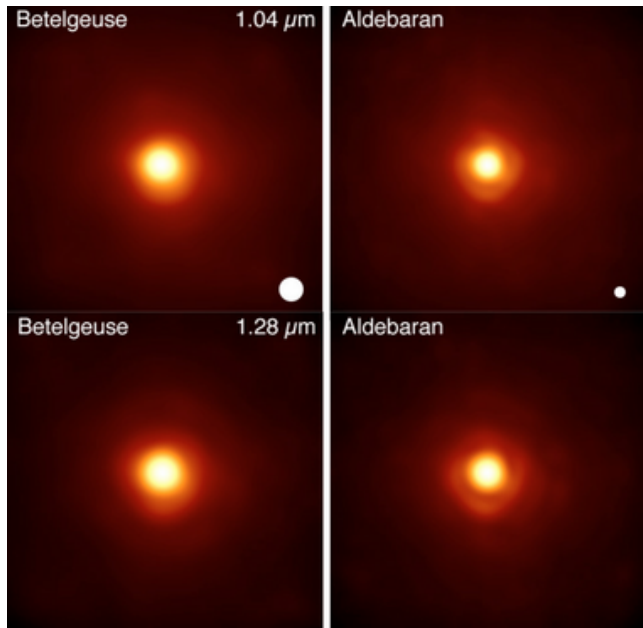
Büyük Sönme olayının yaşandığı dönemi kapsayan 2019-2020 tarihleri arası Şekil 3'te ayrı bir grafik olarak elde edilmiştir. Şekilde Büyük Sönme olayının yaşandığı, Kasım 2019 ile Şubat 2020 tarihleri arasındaki değişim dikkat çekmektedir. Yaz aylarına denk gelen tarihlerin parlaklık değerleri, gündüz gözlemi yapan AAVSO gözlemcisi Nickel & Calderwood (2021) sayesinde mümkün olmuştur. Bu gözlemcinin verileri şekil üzerinde "turuncu" noktalar ile işaretlenmiştir.

Literatürde yer alan verilere göre 0,51 kadir parlaklık değerine sahip yıldız (Dolan ve diğ. 2016), bu olayın yaşandığı dönemde $\sim 1,61$ kadir sönükleşmiştir (Harper ve diğ. 2020b).

Aldebaran, Betelgeuse ile benzer parlaklık değerindedir ve ayrıca Betelgeuse'a benzer şekilde her iki yıldızda da kütle kaybı mekanizmaları görülmektedir. Bu mekanizma yıldızların, yıldızlararası ortama yaymış olduğu toz yapının nedenleri arasında gösterilmektedir. Kırmızı süperdev bir yıldız olan Aldebaran, Kervella ve diğ. (2009) tarafından Betelgeuse'un fotometrik gözlemleri sırasında mukayese yıldızı olarak kullanılmıştır. Sözü edilen bu çalışmada Very Large Telescope'un (VLT) verilerini kullanmışlardır. 1,04-2,17 mikrometre dalgaboyu aralığında 10 adet dar bant filtre kullanılarak gerçekleştirilen gözlemlerin sonucunda Betelgeuse ve Aldebaran yıldızlarına ait çevresel toz yapısı Şekil 4'te gösterildiği üzere oldukça belirgin şekilde ortaya



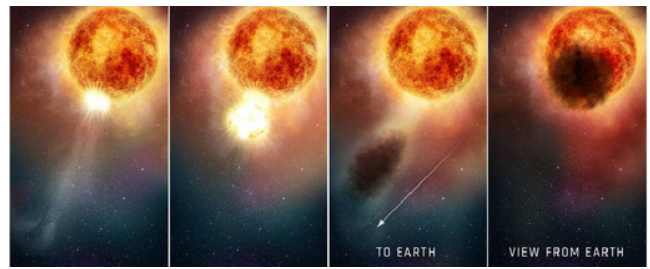
Şekil 3. Betelgeuse'un 2014-2022 yılları arasındaki ışık değişimi. Ayrıca 2021-2022 yıllarının haziran, temmuz, ağustos aylarındaki ışık değişimi gündüz gözlemi yapan AAVSO gözlemcisi tarafından belirlenebilmiştir. (Nickel & Calderwood 2021)



Şekil 4. Betelgeuse ve mukayese yıldızı Aldebaran'ın yakın çevresel toz oluşumuna ilişkin VLT-NACO dar bant gözlemleri. Üst paneldeki görsellerin sağ alt kısmında bulunan beyaz daireler, yıldızların fotosferik çaplarını temsil etmektedir. (Kervella ve diğ. 2009)

çıkılmaktadır. Bu gözlem verileri gösteriyor ki yıldız etrafında, yıldız yarıçapının 6 katına kadar uzanan bir toz yapısı mevcuttur. Betelgeuse ve Aldebaran'ın madde atımı yoluyla kütle kaybetmesine ve etrafında toz oluşturmasına dair kanıt niteliğindedir.

Betelgeuse'da meydana gelen Büyük Sönme olayı bu



Şekil 5. Betelgeuse tarafından püskürtülen maddenin, Yer'den bakış doğrultusunda olup, görüşü engellediği ve Büyük Sönme olayına neden olması. Bu durum hiç beklenmedik bir şekilde meydana gelmiş ve çok büyük miktarda madde çıkışı tespit edilmiştir. (NASA 2022)

çalışma kapsamında 3 ana başlık altında incelenmektedir. Bu başlıklar şu şekildedir:

Toz Yapısı: Betelgeuse aktif bir yıldızdır. Tayf gözlemlerinden Josselin & Plez (2007) konveksiyonun, etkin yüzey kütle çekimini azaltarak, maddeyi fotosferin üzerine kaldırdığını ve ışınımsal basınçla bağlantılı olarak dışarı akışı tetikleyebileceğini öne sürmüştür. Şekil 5'te görselleştirildiği üzere, Büyük Sönme'yi yaratan olgunun bu olabileceği düşünülmektedir. Bununla birlikte Harper ve diğ. (2020b) çalışmasındaki açıklama, yıldızın sönme nedeninin toz olmadığı yönündedir.

Aktivite: Betelgeuse'un fotosfer katmanlarında oluşan büyük bir yıldız lekесinin Büyük Sönme olayını gerçekleştirmiş olabileceği düşünülmektedir (Harper ve diğ. 2020b,a; Kervella ve diğ. 2011).

Zonklama: Betelgeuse zonklama yapan bir yıldızdır. Bu yıldızın farklı modlarda zonkladığı ve dönemlerinin yaklaşık olarak 400 ile 2000 gün olduğu yapılan araştırmalar sonucunda

ortaya konulmuştur. Zonklamanın sonucu olarak meydana gelen toz yapısının Büyük Sönme olayına katkısı olduğu düşünülmektedir (Harper ve diğ. 2020a; Dupree ve diğ. 2020).

3 Tartışma ve Sonuç

Literatür taramaları neticesinde elde edilen veriler, Betelgeuse'un bir toz katmanı ile örtüldüğünü destekler niteliktedir. Evrim sürecinin son aşamalarında olan kırmızı süperdev yıldızlarda kütle kaybının yaşandığı bilinen bir olgudur (Kervella ve diğ. 2011). Bir kırmızı süperdev olarak Betelgeuse da, yüzeyinde yer alan karakteristik yıldız lekeleri ve zonklama mekanizmasından kaynaklı olarak kütle kaybı yaşamaktadır. Büyük Sönme olayında yaşandığı gibi, yıldızın parlaklığında $\sim 1,61$ kadire varan düşüş, ancak bu şekilde açıklanamamaktadır. Bununla birlikte, Betelgeuse'da meydana gelen yüzey aktivitesi sonucunda ortaya çıkan soğuk yıldız lekesinin bu sönmeyi yaratmış olup olmayacağı halen tartışma konusudur.

AAVSO gözlemcileri tarafından gözlemleri sürekli olarak devam eden yıldızın, fotometrik V bant ve B bant verileri düzenli olarak incelenmektedir. Şekil 3'te görüldüğü üzere, Büyük Sönme olayının yaşandığı tarihten itibaren yıldızın parlaklığı, olayın yaşanmadan önceki standart düzeyine (0,51 kadir) yaklaşmaktadır. Bu tarihten sonra tekrar bir sönme olayının yaşanıp yaşanmayacağı bilinmemektedir. Devam edilecek olan incelemeler ile Betelgeuse hakkında daha detaylı bilgiler sağlanabilecektir.




Kaynaklar

- AAVSO 31.10.2022, [AAVSO International Database](#).
- Dolan M. M., Mathews G. J., Lam D. D., Lan N. Q., Herczeg G. J., Dearborn D. S., 2016, *The Astrophysical Journal*, 819, 7
- Dupree A. K., ve diğ., 2020, *The Astrophysical Journal*, 899, 68
- Gilliland R. L., Dupree A., 1996, *The Astrophysical Journal*, 463, L29
- Harper G. M., DeWitt C. N., Richter M. J., Guinan E. F., Wasatonic R., Ryde N., Montiel E. J., Townsend A. J., 2020a, *The Astrophysical Journal Letters*, 893, L23
- Harper G. M., Guinan E. F., Wasatonic R., Ryde N., 2020b, *The Astrophysical Journal*, 905, 34
- Josselin E., Plez B., 2007, *Astronomy & Astrophysics*, 469, 671
- Joyce M., Leung S.-C., Molnár L., Ireland M., Kobayashi C., Nomoto K., 2020, *The Astrophysical Journal*, 902, 63
- Kervella P., Verhoelst T., Ridgway S. T., Perrin G., Lacour S., Cami J., Haubois X., 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 504, 115
- Kervella P., Perrin G., Chiavassa A., Ridgway S., Cami J., Haubois X., Verhoelst T., 2011, *Astronomy and Astrophysics-Les Ulis*, 531, 1210
- Levesque E. M., Massey P., 2020, *The Astrophysical Journal Letters*, 891, L37
- NASA 05.11.2022, Hubble Finds That Betelgeuse's Mysterious Dimming Is Due to a Traumatic Outburst, [URL](#)
- Nickel O., Calderwood T., 2021, arXiv preprint arXiv:2112.12673
- Stothers R., Leung K., 1971, *Astronomy and Astrophysics*, 10, 290

Access:

M23-0332: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Nova Cas 2020'nin Fotometrisi

Gamal M. Hamed^{1,2} , Hasan H. Esenoğlu² *, Hulusi Gülseçen² 

¹ National Research Institute of Astronomy and Geophysics, Stellar Astronomy Lab, Cairo-1142, Egypt

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul-34119, Türkiye

Accepted: January 5, 2023. Revised: December 5, 2022. Received: November 14, 2022.

Özet

Yeni patlamış Nova Cas 2020 (V1391 Cas, Gaia20eld)'nin parlaklık değişim aralığı 10.8V-21.3i kadirdir (AAVSO). 27 Temmuz 2020'de keşfedilmiştir. Bu tarihten kısa süre sonra 10 Ağustos'ta patlamanın maksimum evresine ulaşmıştır. Gaia ışık eğrisinden maksimum ile minimum parlaklıkları arasında 3 ay içerisindeki farkı yaklaşık 7 kadir olmuştur. Bununla birlikte, Gaia bu novayı örneğin Gaia21bpe (Nova Cas 2021) nova patlamasında olduğu gibi maksimumdan öncesine ait uzun süreli (sadece bir yıl hariç kesintisiz yaklaşık 6 yıl) gözlemesini öngörememiştir. Novanın takip gözlemleri yapılmıştır; TUG T100 teleskopu ile maksimum patlamasından yaklaşık 2.5 ay sonra 27 Ekim 2020 tarihinde 9.5 saat süreyle 1653 fotometrik görüntüsü alınmıştır. T100 ile 28 Ağustos 13 Ekim 2021 tarihleri arasında 5 gece yapılan gözlemlerden de patlama evresine ilişkin ışık eğrileri üzerinde ayrıntılı tartışılmıştır. Ayrıca, sistemin yörünge dönemi için de bir ön sonuç olarak 3.15 saat bulunmuştur.

Abstract

The brightness variation range of the newly exploded Nova Cas 2020 (V1391 Cas, Gaia20eld) is 10.8V-21.3i in magnitudes (AAVSO). It was discovered on July 27, 2020. Shortly after this date, on August 10, the eruption reached its maximum phase. The difference in brightnesses between the maximum and minimum within 3 months from the Gaia light curve was approximately 7 magnitudes. However, Gaia was not able to predict long-term (approximately 6 years uninterrupted except for only one year) observation of this nova before the maximum such as in the nova outburst of Gaia21bpe (Nova Cas 2021). Follow-up observations of the nova were made; 1653 photometric images with the TUG T100 telescope were taken for 9.5 hours on October 27, 2020, approximately 2.5 months after its maximum explosion. Observations made with T100 on 5 nights between August 28 and October 13, 2021 are also discussed in detail on the light curves for the outburst phase. A preliminary result for the orbital period of the system was also found to be 3.15 hours.

Anahtar Kelimeler: Cataclysmic variables – Nova – Nova Cas 2020 – Photometry – Orbital period

1 Giriş

Klasik Novalar, sistemin nova öncesi durumundan 6-19 kadir kadar parlaklaştığı, kataklizmik değişenlerde ortaya çıkan ani patlamalardır (Warner 2003). Bu patlamaların, beyaz cücenin yüzeyinde biriken maddenin termonükleer tepkimesinden kaynaklandığı kabul edilmektedir (Starrfield ve diğ. 2016). Bu çalışmada kullanılan fotometrik veriler, patlamanın farklı aşamalarında klasik nova zarflarını gözlemek ve incelemek için bir gözlem kampanyasının parçası olarak elde edildi. Devam eden bu kampanya 2020 yılının ortalarında başladı ve şu ana kadar yaklaşık 15 nova gözlemlendi. Bu kongre bildirisi, söz konusu kampanyanın sonuçlarıyla ilgili bir dizi makalenin ilkidir. Sadece Nova Cas 2020 ile ilgili tayf gözlemlerinin ön bulgularını içeren kısa bir rapor yayınlanmıştır (Hamed ve diğ. 2020). Burada ise novanın fotometrik gözlemlerini sunuyoruz.

Nova Cas 2020 (V1391 Cas, Gaia20eld), S. Korotkiy tarafından 2020-07-27.9302 (UT) tarihinde 12.9 kadir parlaklığında iken filtresiz alınan bir gözlemlerde optik geçici TCP J00114297+6611190 olarak keşfedildi ve bir Fe II klasik nova olarak tanımlandı (Sokolovsky 2020). Maksimum parlaklığa 10.8 kadirde ulaştı. Nova, maksimumdan yaklaşık üç ay sonra çoklu ikincil maksimumlar gösterdi (Sokolovsky 2020). Yakın kırmızı ötesindeki takip gözlemleri, novanın keşfinden yaklaşık

150 gün sonra optik olarak kalın toz oluşturduğunu gösterdi (Banerjee ve diğ. 2020). Nova ışık eğrisi sınıflandırmasına göre Nova Cas 2020 D türü nova olarak belirtilmiştir (Strope ve diğ. 2010).

Nova Cas 2020'yi yeni nova olmasından dolayı patlama aşamalarındaki özellikle maksimum parlaklığındaki ışık eğrisi davranışını izlemek ve bir de maksimum ışıkta alınan büyük orandaki veri ile bir ön dönemini belirlemek için TUG'un T100 teleskobunu kullanarak gözledik. Bu gözlem ve bulgularını dönem ve ışık eğrisi başlıkları altında verdik.

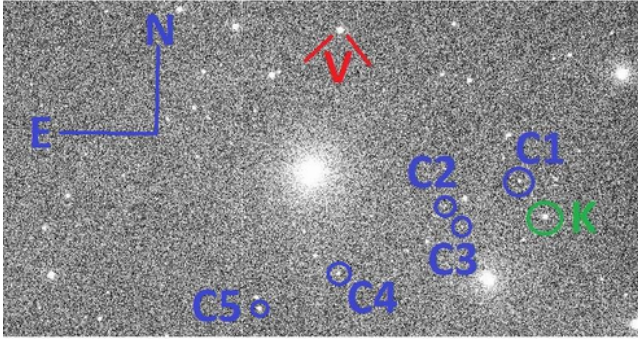
2 Gözlem

Nova Cas 2020'nin patlamada ve sonrasında T100 ile binning 2 ve filtresiz fotometrik gözlemleri gerçekleştirilmiştir. Iraf ve phyton kullanılarak indirgemeleri yapılmıştır. Novanın (V) ve mukayese (C1, C2, C3, C4 ve C5) ile denet (K) yıldızlarını gösteren örnek bir görsel Şekil 1'de verilmiştir. Gözlemler dönem belirleme ve ışık eğrisi analizi şeklinde aşağıda iki alt başlık olarak verilmiştir.

2.1 Gözlem: Dönem Analizi

Sistemin dönem analizi için 27 Ekim 2020 tarihinde parlak olmasından yararlanılarak 1 s poz ile 9.5 saat süreliğine 1653 adet filtresiz fotometrik görüntüsü alınmıştır. Tüm veriler (fotometrik davranış amaçlı) ve güvenilir olmayan bazı

* esenoglu@istanbul.edu.tr



Şekil 1. Nova Cas 2020'nin V ile belirtilmiş görüntüsü.

verilerin dışlanması (dönem analizi amaçlı) şeklinde iki türlü değerlendirilmiştir. Bu veriler Gaia ışık eğrisinde maksimum evreye karşılık gelmiştir. Elde edilen ışık eğrisi Gaia'daki yeri belirtilerek Şekil 2'de gösterilmiştir. İndirgenmiş verilere dönem analizi de yapılmıştır.

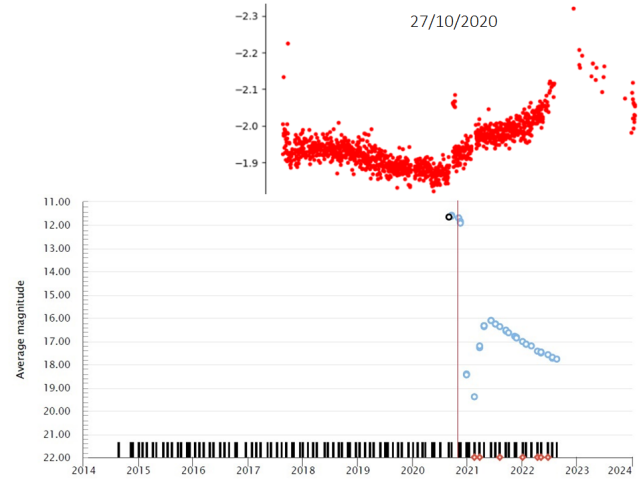
2.2 Gözlem: Işık Eğrisi

Novanın patlama aşamaları için T100 ile farklı tarihlerde bir dizi filtresiz fotometrik verilerini aldık. Çeşitli mukayese yıldızları ile yapılan indirgemelerden ışık eğrileri elde edilmiştir. 27/10/2020 tarihli dönem analizi için olan ışık eğrisi maksimuma karşılık gelirken, diğerleri iniş evresinde (2021 yılında) gerçekleşmiştir. 27/08/2021, 01/09/2021, 17/09/2021, 12/10/2021 ve 13/10/2021 tarihli ışık eğrileri Gaia üzerinde Şekil 3'de gösterilmiştir.

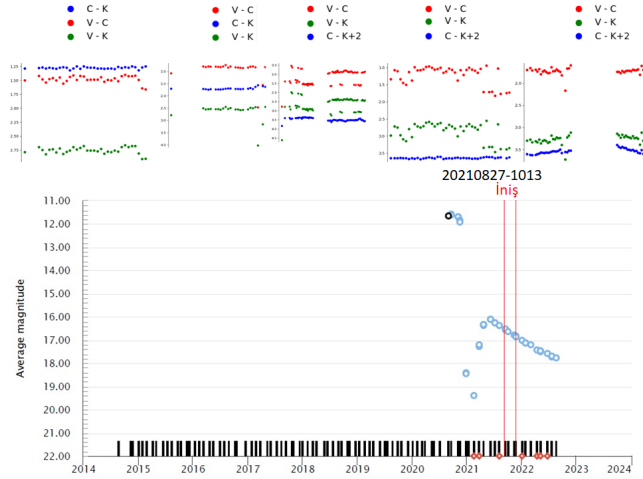
3 Sonuç ve Tartışma

3.1 Dönem Analizi

AAVSO verileri kullanılarak sistemin yörünge dönemi 3.706 saat (veya 0.15442 gün) ve ayrıca 3.8036 saat (veya 0.158482 gün) şeklinde iki değer verilmiştir (Schmidt 2021). Bununla birlikte, bunların dışında bu çalışmada TUG-T100'ün maksimum ışıktaki gözlemlerinden sistemin bir ön yörünge dönemi olarak 3.15 saat (veya 0.1312 gün) bulunmuştur. Buradaki ve diğer başka kaynaklar için yaptığımız dönem analizlerindeki işleyiş şöyledir; Fourier analizinden önce, her gecelik gözlem seti için gecelik ortalamalar belirlenir ve doğrusal eğilimler çıkarılır. Peranso 2.60 yazılımı (Paunzen & Vanmunster 2016) kullanılarak, faz katlama Jurkewich yöntemi, iki Varyans Analizi yöntemi, Tarih Telafi Edilmiş Ayrık Fourier Dönüşümü (DCDFT) ve Fourier/en küçük kareler Lomb-Scargle yöntemi dahil olmak üzere çeşitli dönem analizi teknikleri uygulanarak dönem analizi gerçekleştirilir. Değişen yıldız fotometrisinin Fourier periyodik analizi, genellikle sonuçların yorumlanmasında mevcut zorlukları da ortaya çıkarır. Bunlardan hava koşulları, göyüzü parlaklığı ve sınırlı gözlem süreleri zaman serilerinde boşluklar yaratır. Her gece neredeyse aynı saatte gözlem yapma ihtiyacının bulunduğu Fourier spektrumu dönemi veren belirteç ve dönemin katlarında suni frekanslar üretir. Değişen bir yıldızın ışık eğrisinin bir dizi sinüs fonksiyonuna makul bir şekilde uyabileceği varsayımı yaklaşık olarak doğru kabul edilebilir. Burada verilen sonuç, Fourier spektral analizinin en küçük kareler yöntemi ile birleştirilmesi nedeniyle seçilen Lomb-Scargle (astronomide en bilinen yöntemlerden biridir, VanderPlas 2018) metodundan alınmıştır.

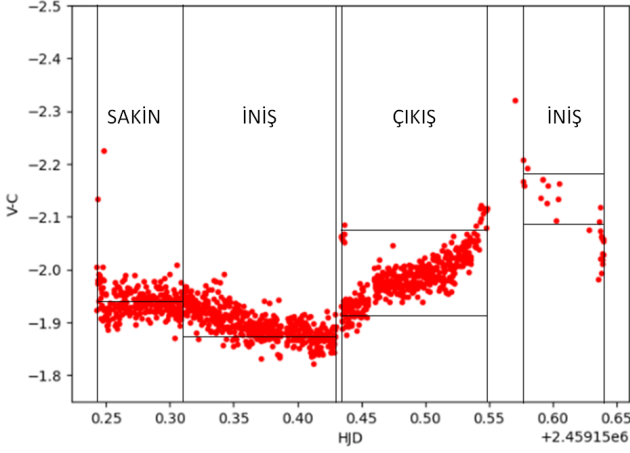


Şekil 2. Nova Cas 2020'nin Gaia (içi boş mavi daireler) ile birlikte T100'ün (içi dolu kırmızı daireler) maksimum evredeki ışık eğrisi. Yatay eksen üzerindeki yedi adet kırmızı baklava şekiller güvenilir olmayan Gaia verilerini belirtir.



Şekil 3. Nova Cas 2020'nin Gaia (içi boş mavi daireler) ile birlikte T100'ün (içi dolu kırmızı-mavi-yeşil daireler) iniş evredeki ışık eğrileri. Maviler mukayese eksi deneti (C-K), kırmızılar değişen eksi mukayeseyi (V-C) ve yeşiller de değişen eksi deneti (V-K) belirtmektedir. C-K ışık eğrisi diğerlerinden aşağıda olması için 2 kadir ekleme yapılmıştır. Gaia ışık eğrisinin yatay eksenindeki yedi adet kırmızı baklava şekiller de Gaia'nın güvenilir olmayan verilerini belirtir.

Nova için bulunan bu üç farklı dönemden güvenilir olan hangisidir? T100 gözlemi ile 189 dakika gibi sistemin hızlı bir dönemi elde edilmiştir. Nova, ilk patlamasından sonra çoklu patlamalar göstermiştir. Dönem analizinin yapıldığı veri de, ilk patlamadan yaklaşık 2.5 sonrasındaki bu çoklu maksimum ışıklara karşılık gelmiştir. Bu çoklu patlamalardan sonra da nova şiddetli bulutsu evresi geçirmiştir (uzaya çok miktarda toz yayılmıştır, bkz. Banerjee ve diğ. 2020 ve Munari ve diğ. 2020). Novanın yaklaşık 3.15 saatlik dönemi 1s pozlarla, maksimum ışıktaki ve tek bir gecelik (toplam 9.5 saat) verisi üzerinden alınmıştır. T100'ün bu dönem bulgusu, literatürdekinden farklı çıkmasında pozun çok kısa, çoklu patlama ve tek gece olmasının



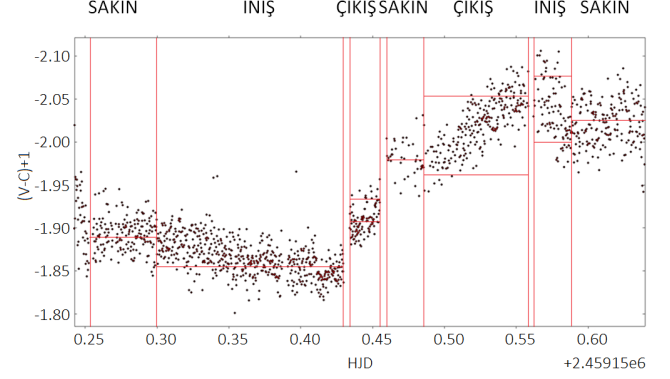
Şekil 4. Nova Cas 2020'nin maksimum evredeki ayrıntılı ışık eğrisi. Yatay eksen HJD olarak zaman ve dikey eksen de kadir olarak değişen eksi mukayese (V-C)'dir.

bir etkisi olmuş olabilir mi? Bu üç gerekçeden sık aralıklı kısa pozlar ve tek gece ile sınırlı gözlem yapılmasından (analize giren veri özelliğinden) muhtemelen novanın dönemini farklı vermiş olabilir. 222 dakika orta hızlı dönem için Schmidt (2021)'e göre (1) periyodiklik 0.0058 kadir genlik limitleri ile eşzamanlı AAVSO verilerinde görünmüyor, (2) periyodiklik 0.0013 kadir genlik limitleri ile patlama öncesi TESS ışık eğrisinde görünmüyorsa ve (3) geçiş aşamasından önceki novalar, tepe noktası da dahil olmak üzere, herhangi bir tutarlı periyodiklik gösteremezler çünkü opak kabuk, içerisindeki çift sistemi gizler. Bu gerekçelerle AAVSO'dan bulunan orta hızlı dönme dönemi doğru olamaz. Bu durumda sistemin 228 dakika ile daha yavaş olan dönemi güvenilir bulunmuştur. Bu değer ile T100'den bulunan arasındaki fark 39 dakikadır.

3.2 Işık Eğrisi: Maksimum Evre

T100 teleskopu ile 27/10/2020 tarihinde yapılan filtresiz gözlemler, novanın maksimum evresinde yaklaşık 9.5 saat sürede 0.4 kadirlik bir parlaklık artışı göstermiştir (bkz. Şekil 2 ve 4). Maksimumdaki bu ışık eğrisinin band genişliği de 0.05 kadirdir. Ayrıca, saat mertebesinde maksimum evredeki bu değişim sakin, iniş, çıkış ve tekrar iniş şeklinde 4 bölgeye ayrılabilir gözükmemektedir (bkz. Şekil 4). Şekil 4'deki ışık eğrisi temizlenmiş veriden çizdirilmiştir. Bu yüzden Şekil 5'e göre daha az sayıda veri içermektedir.

Maksimum ışık eğrisini daha ayrıntılı incelemek amacıyla T100 ile elde edilen tüm veriler dikkate alınarak ışık eğrisi yeniden oluşturulmuştur (bkz. Şekil 5). Şekil 5'ten de görüleceği üzere bu durumda maksimum evredeki söz konusu ışık eğrisinin 4 bölge yerine sakin, iniş, çıkış, tekrar sakin, tekrar çıkış, tekrar iniş ve tekrar sakin şeklinde olmak üzere yedi bölgeye ayrılmaktadır. Şekil 4 ve 5'deki bu aktivitelerin zaman ve parlaklık bilgisi de karşılaştırma amaçlı Çizelge 1'de verilmiştir. Çizelge 1'deki her evreye karşılık gelen parlaklık değerleri grafik olarak çizdirilmiştir ki novanın maksimumdaki 7 farklı fotometrik davranışı daha belirgin görülmüştür (bkz. Şekil 6). Şekil 6, nova patlamasının maksimumunda saat mertebesinde küçük genlikli parlaklık değişimlerini evre temelinde göstermiş olup aynı zamanda Şekil 4 ve 5'deki ışık eğrilerinin de grafik olarak görünümüdür. Novada ilk patlamasından sonraki



Şekil 5. Nova Cas 2020'nin tüm verilerinin kullanıldığı maksimum evredeki ayrıntılı ışık eğrisi. Yatay eksen zaman ve dikey eksen de kadir olarak parlaklık farkıdır.

Çizelge 1. Nova Cas 2020'nin güvenilir olmayan verilerin dışlandığı (Şekil 4) ve tüm verilerinin kullanılarak elde edildiği (Şekil 5) maksimum evredeki 7 aktivite bölgesinin süreleri ve kadir olarak parlaklık değerleri. Şekil 4'deki 4 evrenin Şekil 5'deki karşılıkları olan evreler parantez içinde "ortak" ifadesi ile belirtilmiştir.

Evre	Şekil	Süre (saat)	Parlaklık farkı (kadir)
Sakin	4	1.6	0
(ortak)	5	1.1	0
İniş	4	2.9	0.07
(ortak)	5	3.1	0.03
Çıkış	5	0.5	0.02
Sakin	5	0.6	0
Çıkış	4	2.7	0.16
(ortak)	5	1.7	0.09
İniş	4	1.5	0.09
(ortak)	5	0.6	0.08
Sakin	5	1.2	0
Toplam	-	8.8	-

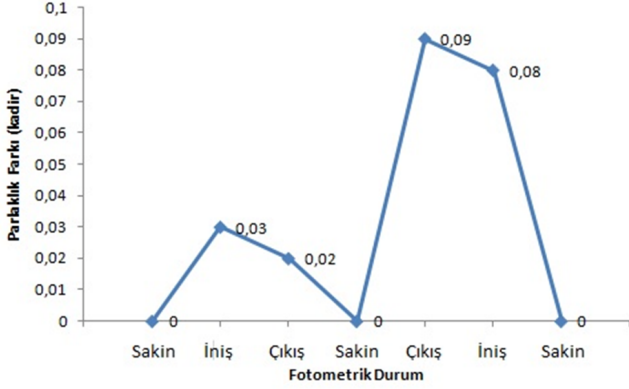
aylarda belirli aralıklarla çok sayıda tekrarlayan patlama olayları meydana geldiğinden maksimumdaki bu davranışının incelenmesinin de önemi artmıştır.

3.3 Işık Eğrisi: İniş Evresi

Novanın Gaia ışık eğrisindeki patlama sonrası iniş evresinde yaklaşık 47 günde (27/08/2021-13/10/2021 tarihleri arasında) parlaklık azalması 0.2 kadirdir (bkz. Şekil 3). Bu tarihlerdeki Gaia gözlemlerini T100 ile karşılaştırdığımızda bir miktar farklı parlaklık değişimi ortaya çıkmıştır. Söz konusu bu parlaklık azalması T100 verisinde 0.1-0.9 kadir gibi geniş bir aralıkta olup ortalaması 0.4 kadirdir. Buna göre nova, iniş evresinde T100 verisi Gaia'ya göre daha "hızlı" iniş göstermiştir.

Nova Cas 2020'nin fotometrik araştırması sonuçları aşağıda özetlenmiştir.

- Maksimum Evre:** Sistemin ön yörünge dönemi 3.15 saat bulunmuştur. Saat mertebesinde küçük genlikli iniş-çıkış-sakin şeklinde 0.4 kadirlik bir parlaklık artışı gözlenmiştir.



Şekil 6. Novanın tüm verilerinin kullanımı ile ortaya çıkan maksimumdaki 7 farklı fotometrik davranış. Yatay eksen evre ve dikey eksen de kadir olarak parlaklık farkıdır. Ayrıca, evrelerin parlaklık farkları şekil üzerinde belirtilmiştir.

- b. **İniş Evresi:** Yaklaşık 1.5 ay süresince 0.8 kadir aralığında bir parlaklık değişimi vermiştir.

Maksimum ve iniş evrelerine ilişkin olarak henüz indirgenmemiş farklı tarihlere ait 1042 adet daha T100 görüntüsü bulunmaktadır. Bu görüntüler ile birlikte toplam 2694 fotometrik görüntüye sahip olacak ve muhtemelen daha doğru bir yörünge dönemi ve fotometrik durum bilgisi elde edebileceğiz.

Teşekkür

21AT100-1799 numaralı proje ile T100'ün kullanımına destek verdiği için TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne (TUG'a) teşekkür ederiz. TJAA hakemlerine makaleyi iyi seviyeye yükselten önerilerine ayrıca teşekkür ederiz. Bu çalışma, İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'nin (BAP) FBA-2020-36956 nolu projesi tarafından desteklenmiştir.




Kaynaklar

- Banerjee, D. P. K., Anupama, G. C., Munari, U. ve diğ., The Astronomer's Telegram **14272** (2020)
 De, K., Kasliwal, M. M., Hankins, M. J. ve diğ. ApJ **912** 19–39 (2021)
 Hamed, G. M., Esenoglu, H. H. Galeev, A. I., The Astronomer's Telegram **13998** (2020)
 Munari, U., Banerjee, D.P.K., Castellani, F., Dallaporta, S., Maitan, A., Vagnozzi, A., The Astronomer's Telegram **14267** (2020)
 Paunzen, E. ve Vanmunster, T., Astron. Nachr. **337** 239–245 (2016)
 Schmidt, R.E., JAAVSO **49** 95–98 (2021)
 Sokolovsky, K., Aydi, E., Chomiuk, L., ve diğ. The Astronomer's Telegram **13903** (2020)
 Starrfield, S., Iliadis, C., Hix, W. R., PASP **128** (2016) 051001
 Stroepe, R. J., Schaefer, B. E., & Henden, A. A., AJ **140** 34–62 (2010)
 VanderPlas, J.T., ApJ Suppl. **236** 16–44 (2018)
 Warner, B., Cataclysmic Variable Stars, Cambridge University Press, doi:10.1017/CB09780511586491 (2003)

Access:

M23-0390: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

24. Çevrim Güneş Parlamaları ile Koronal Kütle Atımları İlişkisi

Hasret Atasoy¹  , Z.Funda Bostancı² 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı, 34116, Beyazıt, İstanbul, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul, Türkiye

Accepted: April 2, 2023. Revised: January 13, 2023. Received: November 13, 2022.

Özet

Güneş parlaması, Güneş atmosferinde plazma ısınmasına bağlı olarak aktif bölgeler ile ilişkili manyetik alanlarda depolanan muazzam bir enerjinin aniden serbest kalması, koronal kütle atımı ise atmosferik plazmanın gezegenler arası boşluğa püskürtülmesi olarak tanımlanır. Her iki olayında Güneş atmosferinde depolanan manyetik enerjiyi serbest bırakan aynı sürecin farklı tezahürleri olduğu düşünülmektedir. Bu nedenle CSHKP (Carmichael 1964; Sturrock 1966; Hirayama 1974; Kopp & Pnevman 1976) parlama modeli manyetik yeniden birleşmeyi temel alarak CME oluşumu parlamasının oluşum sürecine yakın zamanlarda meydana gelebileceği düşünülmektedir. Bu çalışmada 24. Güneş Leke Çevrimi boyunca, GOES uydusuyla gözlenen güneş parlamaları ile SOHO/LASCO uydusuyla gözlenen koronal kütle atımları arasındaki ilişkiler tartışılacaktır.

Abstract

Solar flare is the sudden release of enormous energy stored in magnetic fields associated with active regions due to the heating of plasma in the Sun atmosphere, while coronal mass ejection is the ejection of atmospheric plasma into interplanetary space. Both events are thought to be different manifestations of the same process that releases magnetic energy stored in the Sun's atmosphere. Therefore, CSHKP (Carmichael 1964; Sturrock 1966; Hirayama 1974; Kopp & Pnevman 1976) flare model is based on magnetic reconnection and it is thought that CME formation may occur close to the flare formation process. In this study, the statistical relationship and results between the solar flares observed with the GOES satellite and the coronal mass ejections observed with the SOHO/LASCO satellite during Solar Cycle 24 will be discussed.

Anahtar Kelimeler: Sun – Solar Flares – CME

1 Giriş

Koronal kütle atımları (Coronal Mass Ejection, CME), birkaç saat boyunca Güneş'ten atılan devasa gaz kitleleridir (Brueckner 1974; Mac Queen ve diğ. 1974). Koronagraf görüntülerinde koronadan dışarı doğru genişleyen parlak yapı olarak görülürler. Bu yapıların yeryüzündeki manyetik bozunmaların ana kaynağı olduğu kabul edilir (Youssef ve diğ. 2013). CME'lere eşlik eden parlamalar, manyetik alanının yeniden birleşmesi modeliyle açıklanan patlamalı parlamalar (eruptive flares) olarak bilinmektedirler (Gopalswamy ve diğ. 2008). OSO-7 uydusu ile keşfinden (Tousey 1973) günümüze dek, birçok bilim insanı, güneş lekeleri (Korsós & Ruderman 2016), filamentler (Jing ve diğ. 2003; Alissandrakis ve diğ. 2013; Mawad ve diğ. 2015), güneş parlamaları (Fomin ve diğ. 2005; Mahrous ve diğ. 2009; Aarnio ve diğ. 2011) ve koronal delikler (Gopalswamy ve diğ. 2009; Wood ve diğ. 2012) ile CME'ler arasındaki ilişkiyi anlamak, CME'lerin varış zamanlarını ve Dünya üzerindeki etkilerini tahmin etmek amacıyla CME'lerin kökenini incelemiştir (Rollett ve diğ. 2016; Mawad ve diğ. 2016; Korsós & Ruderman 2016; Xie ve diğ. 2009; Gopalswamy & Xie 2008).

Bu çalışmada 24. Güneş Çevrimi sürecinde meydana gelen güneş parlamalarına eşlik eden CME'ler tespit edilmiş ve parlama parametreleri (parlama sınıfları, süreleri ve akıları) ile

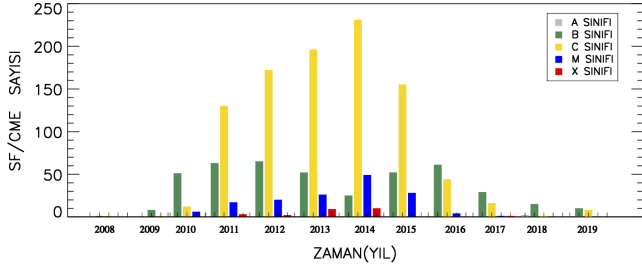
CME parametreleri (genişlik, hız, ivme, kütle, kinetik enerjileri) arasındaki ilişkiler araştırılmıştır.

2 Veri

SOHO (Güneş ve Heliosferik Gözlemevi) üzerindeki hassas koronagraflar sayesinde Güneş'ten 32 Güneş yarıçapına kadar doğrudan gözlem yapmaktadır. LASCO (Büyük Açık ve Spektrometrik Koronagraf) teleskopu ile CME'leri gözleyerek SOHO/LASCO CME kataloğu adında büyük bir arşiv sunmaktadır. Ayrıca SOHO/LASCO CME kataloğu, hem zamansal hem de fizik tabanlı CME modellerini test etmek için CME parametre bilgileri ile gerekli veri setlerini sağlamaktadır. LASCO görüş alanında (FOV)'daki bilgiler sırasıyla; CME tarihi, LASCO CME tespit zamanı, CME merkezi konum açısı (CPA) (360 derece: HALO CME). CME'lerin açıl genişliği öngörülen görünen açıklıkları 2-360 derece arasında değişmektedir. LASCO CME hızları, CME'nin ivmesi pozitif, negatif veya sıfıra yakın olabilir, yani CME'ler LASCO görüş alanı içinde hızlanır, sabit hızla hareket eder veya yavaşlar. Her CME ayrıca bir kütle (gr) ve bir kinetik enerji (erg) ile karakterize edilir. Kinetik enerji lineer hızdan ve temsili kütleden elde edilir. Yükseklik-zaman ölçümlerinin yapıldığı konum açısını (MPA), ideal olarak MPA ve CPA aynı olmalıdır. Bununla birlikte, bazı CME'ler radyal olmayan bir şekilde hareket eder, bu nedenle ikisi her zaman uyumlu olmayabilir.

Asıl görevi Dünya'nın sürekli meteorolojik gözlemlerini yapmak olan GOES (Yer Sabit Yörüngeli Hareket Çevre Uydusu) uydusu serilerinin aynı zamanda üzerine monte edilmiş

* hasretatsy@gmail.com



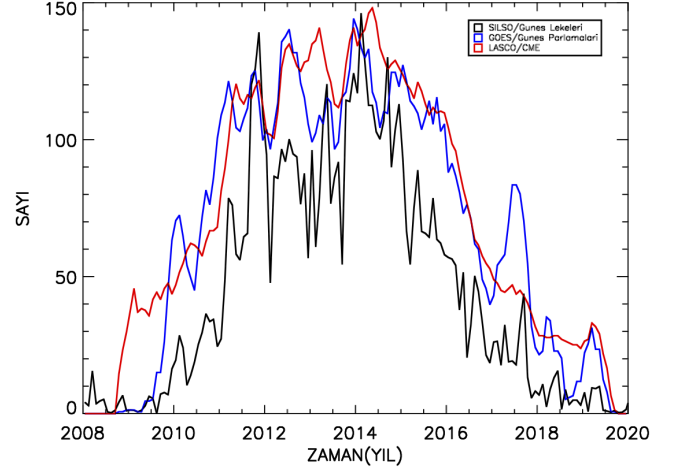
Şekil 1. CME'li parlamaların GOES parlama sınıflarına ve yıllara göre dağılımı göstermektedir. Sütunlarda sadece CME bulunduran parlamalar verilmiştir.

XRS (Solar X-ray Sensor) dedektörü ile 0,5-4 Å ve 1-8 Å dalgaboyu aralıklarında kesintisiz olarak Güneş'in X-ışın akılarını ölçerek parlama verilerini arşivlenmektedir. Ayrıca GOES uydusu tarafından parlamalar 1-8 Å dalgaboyu aralığında ölçülen maksimum akılarına göre A, B, C, M veya X olarak sınıflandırılmaktadır. Ayrıca her kategorinin akı değerine göre sınıflandırılmış dokuz alt grubu (örn. M1-9) bulunur. Örneğin, M6,2 sınıfı bir parlamanın akı değeri $6,2 \times 10^{-5} \text{ W m}^{-2}$ 'dir (Fletcher ve diğ. 2011).

24. Güneş Çevrimi (11 Aralık 2008–08 Temmuz 2019) süresince gözlenen CME'ler ile Güneş parlamaları arasındaki ilişkiyi araştırmak için SOHO/LASCO CME (15.057) ve GOES/XRS parlama (15.975) katalog verilerini kullandık (Şekil 2). CME'nin başlangıç zamanı kesin olarak bilinmediği için CME kataloğunda verilen CME zamanları SOHO/LASCO uydusunun kaydettiği zamanlardır. CME-Parlama tespit zamanı aralığı belirlenmesinde ve CME-Parlama parametre dağılımlarında kullanılmak üzere eşleşme için iki seçim kriteri uygulanmıştır. 1. Kriter (CME Tespiti), Aarnio ve diğ. (2011) çalışmasında CME etkisinin bir parlamada ± 75 dk olabileceği rapor edilmiştir. Bu çalışmada GOES başlangıç zamanına iki saat eklenerek CME tespiti için bir bitiş zamanı tanımlanarak eşleştirme yapılmıştır. Sonuçta 4261 parlama CME ile eşleşmiştir. 2. Kriter (Parametre Dağılımları), aynı aktif bölgeden oluşmuş fakat bir parlamanın birden fazla CME veya tersi durumlarda hangisine ait olacağını belirlemek mümkün değildir. Bu sebeple GOES parlama katalog bitiş zamanı ile başlangıç zamanı arasındaki fark LASCO kataloğu CME zamanı ile GOES katalog başlangıç zamanı arasındaki farkın iki katından az olmalıdır böylelikle aynı aktif bölgede oluşan tutarsız CME'ler elenmiştir. Bu kriterler sonrasında CME'li parlama sayısı 1577 olarak bulunmuştur. Ayrıca CME içeren parlamalar çalışma boyunca CME'li parlamalar, içermeyenler ise CME'siz parlamalar olarak bahsedilmektedir. CME'li parlamaların parlama sınıflarına göre dağılımları Şekil 1'de gösterilmiştir.

3 24. Güneş Çevrimi Süresince Gözlenen Leke, Parlama ve CME İlişkisi

Güneş aktivitesi göstergeleri olan olaylar arasında uyumu görebilmek için 24. Güneş Çevrimi'ne ait SILSO (Güneş Leke Sayıları) GOES (Güneş parlama sayıları) ve LASCO (Koronal kütle atımlarlarının sayıları) karşılaştırılmıştır. Şekil 2'de çevrim süresince gözlenen bu üç olayın aylık ortalamalarının zamana göre değişimleri aynı grafikte gösterilmiştir. Bu olaylar arasındaki ikili korelasyonların anlamlılığı (Spearman'ın sıralama korelasyon katsayısı) ve istatistiksel değerlerin şans olma olasılıkları (chance probability) parantez içerisinde



Şekil 2. 24. Güneş Çevrimi'ne ait SILSO Güneş Lekeleri, GOES Güneş Parlamaları ve LASCO CME sayılarının düzgünleştirilmiş aylık ortalamalarının yıllara göre dağılımı.

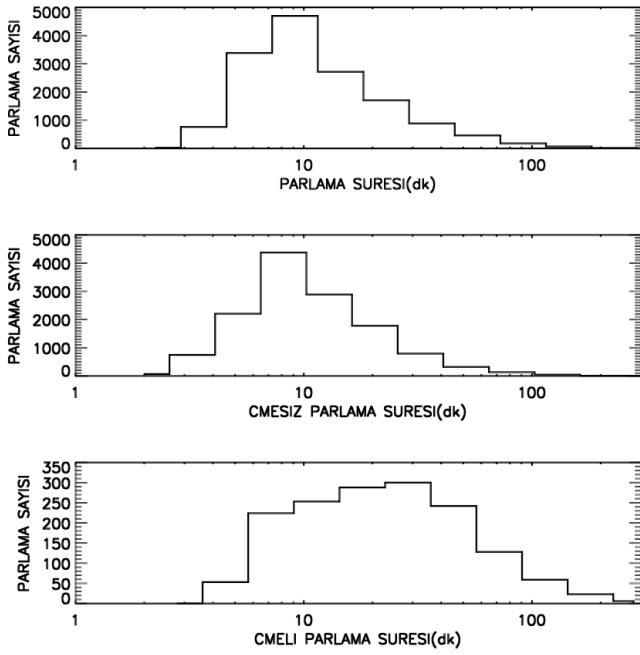
verilmiştir. $P < 10^{-4}$ olması gözönünde bulundurularak bu değerler sırasıyla, CME-Parlama: 0,80 ($1,1 \times 10^{-7}$), Leke-Parlama: 0,80 ($1,5 \times 10^{-7}$), Leke-CME: 0,81 ($1,2 \times 10^{-7}$) olarak bulunmuştur. Üç aylık ortalaması alınan veriler smooth fonksiyonu kullanılarak düzgünleştirildikten sonra korelasyon anlamlılığı (korelasyon katsayısı) CME-Parlama: 0,97 ($1,01 \times 10^{-7}$), Leke-Parlama: 0,94 ($1,05 \times 10^{-7}$), Leke-CME: 0,98 ($1,02 \times 10^{-7}$) olarak bulunmuştur. Hussein ve diğ. (2019) çalışmasında düzgünleştirilmiş veriler üzerinden 24. Güneş Çevrimi CME - Leke ilişkisinin korelasyonun anlamlılığı 0,98 olarak verilmiştir. Bu çalışmada elde edilen sonuç ile uyumludur.

4 CME & Parlama

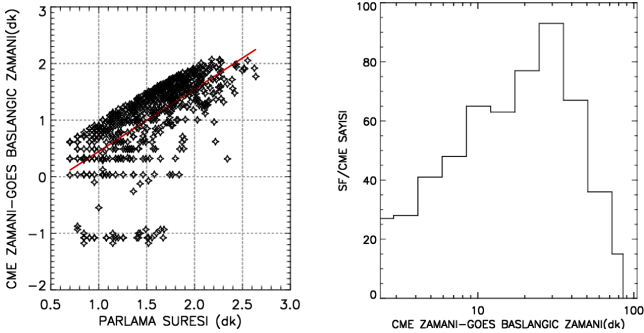
4.1 Süre İlişkileri

24. Güneş Çevrimi süresince GOES ile gözlenen 15.975 parlamaların 1.577'ünde parlamayla ilişkili CME gözlenirken 14.398'inde CME gözlenmemiştir. CME'li ve CME'siz parlamaların süre dağılımları oluşturulmuş ve Şekil 3'de sunulmuştur. Dağılımlardan, CME'li parlamaların CME'siz parlamalardan daha uzun süreli parlamalar olduğu görülmektedir. Sheeley ve diğ. (1983) çalışmasında ilk kez, bir CME'yi yumuşak X-ışını parlaması ile ilişkilendirme olasılığının parlama süresi ile doğrusal olarak arttığını, 6 saat ve daha uzun süren parlama olayları için %100'e ulaştığını göstermiştir. Büyük bir örnek üzerinden elde ettiğimiz sonuçlar Sheeley ve diğ. (1983) ile uyumludur.

Mawad ve diğ. (2021), Fermi/GBM parlamaları (Sert X-ışın) ile CME ilişkisi araştırdıkları çalışmada CME'li parlama sürelerinin ortalamasını 16,5 dk ve korelasyon katsayısının anlamlılığı 0,78 olarak bulmuşlardır. Çalışmamızda LASCO/CME kataloğu CME tespit zamanı ile ilişkili Güneş parlamasının başlangıç zamanı arasındaki farkın log-normal dağılımı temsil eden ortalama değeri 20 dk, parlama süresiyle fark arasındaki korelasyonun anlamlılığı 0,77 olduğunu bulduk (Şekil 4). CME ile ilişkili parlamaların çevrim boyunca GOES Yumuşak X-ışınlarında tespit edilen parlamalarda 20



Şekil 3. Parlama süre dağılımları. Tüm Parlama (üst), CME'siz Parlamalar (orta), CME'li Parlamalar (alt).



Şekil 4. CME zamanı ile Güneş parlamasının başlangıç zamanının farkının log - normal dağılımı (sağ) ve parlama süresiyle ilişkisi (sol) göstermektedir. Kırmızı çizgi verilerle en uygun doğrusal fiti göstermektedir.

dakika olabileceğini ve

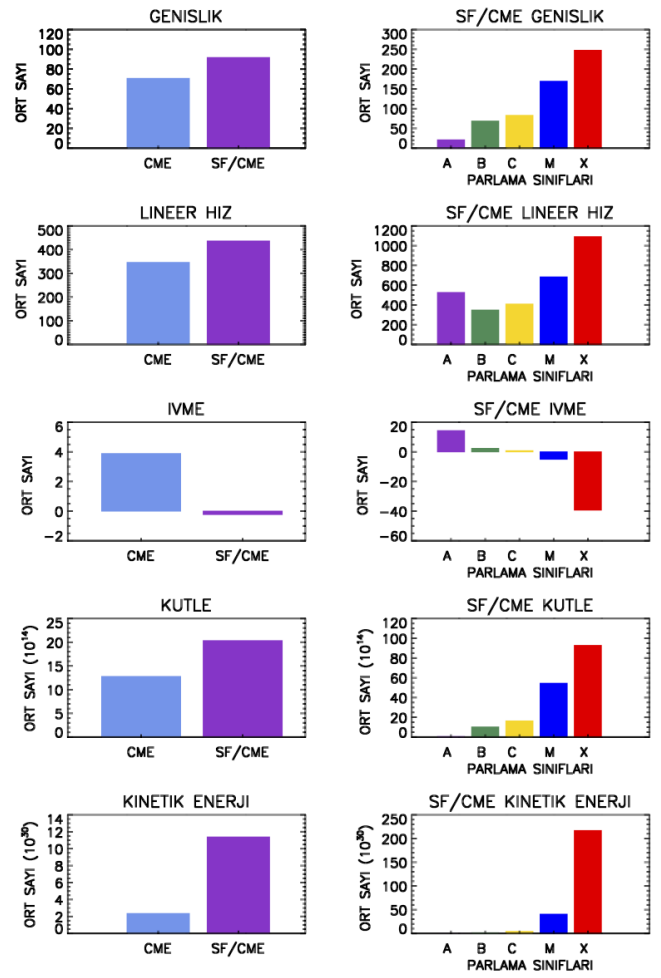
$$\text{aralık} = 1, 10\text{süre} - 0, 65 \quad (1)$$

denklemlerle uyumlu olabileceğini önermekteyiz (Şekil 4).

4.2 CME Parametre İlişkileri

24. Güneş Çevrimi boyunca SOHO/LASCO kataloğunda 15.057 CME rapor edilmiştir. Bu çalışmada 1577 CME'nin parlama ile ilişkili olduğu bulunmuştur. CME'li parlamaların parlama sınıflarına göre sayı dağılımları: A:2, B:672, C:967, M:151 ve X:25. LASCO kataloğunda verilen genişlik, hız, ivme, kütle ve kinetik enerji gibi CME parametreleri ile parlama sınıflarına göre dağılımları oluşturulmuş ve dağılımların ortalama değerleri hesaplanmıştır (Şekil 5, Çizelge 1).

Dağılım sonuçlarına göre CME genişlikleri CME'li parlamaların daha geniş açılarda olduğu ve parlama enerjileri



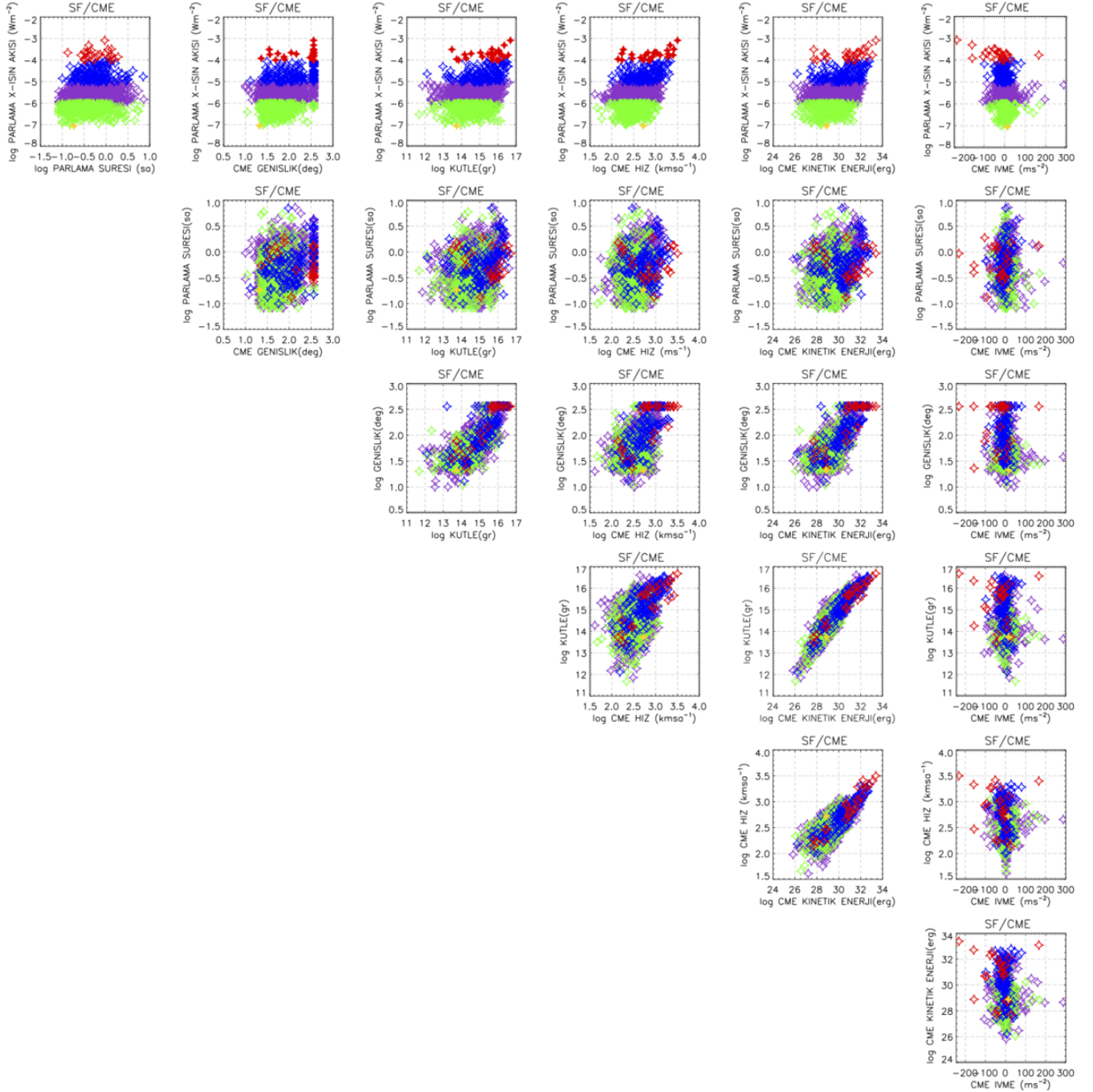
Şekil 5. CME, CME'li parlama ve CME'li parlama sınıflarına göre CME parametrelerinin ortalama değer histogramları.

arttıkça genişlik açısının arttığı görülmektedir. Bu durum, Mawad ve diğ. (2018) ve Youssef ve diğ. (2013) çalışmaları ile uyumludur. CME hızları, CME'li parlamaların daha yüksek hızlarda olduğu ve parlama enerjileri arttıkça CME hızının arttığı görülmektedir. İvmenin parlama enerjisi arttıkça parçacıkların yavaşladığı görülmektedir. Bu bulgu, Mawad ve diğ. (2016) çalışması ile uyumludur. CME'li parlamaların ivmelerinin negatif olmasının hızın muhtemelen onu hapseden manyetik alan ilmeklerin (looplar) yavaşlatıcı etkisinden kaynaklandığı düşünülmektedir (Török & Kliem 2007). Kütle, CME'li parlamaların kütlelerinin daha fazla olduğu ve parlama enerjileri arttıkça CME kütlelerinde artış görülmektedir. Kinetik enerji, CME'li parlamaların kinetik enerjilerinin daha fazla olduğu ve parlama enerjileri arttıkça CME'li kinetik enerjilerinde artış görülmektedir.

CME parametreleri (genişlik, hız, ivme, kütle, kinetik enerjileri) ile parlama sınıfı, süre ve açıları arasında ilişkiler araştırılmıştır (Şekil 6, Çizelge 2). İkili parametreler arasındaki anlamlı korelasyonlar (Çizelge 2), $P < 10^{-4}$ olması gözönünde bulundurularak; Kütle ile Kinetik enerji, Hız ile Kinetik enerji, Genişlik ile Kinetik enerji, Kütle ile Genişlik, Genişlik ile Kinetik enerji ve Kütle ile Hız parametre çiftleri arasında görülmüştür. 24. Güneş Çevrimi'ne ait parametre sonuçlarında tüm dağılımları görebilmek amacıyla herhangi

Çizelge 1. CME, CME'li parlama ve CME'li parlama sınıflarına göre CME parametrelerinin ortalama değer sonuçları. Kalın değerler maksimum ortalama değer sonuçlarını göstermektedir.

Parametre	CME	CME-SF	A	B	C	M	X
Genişlik ($^{\circ}$)	70.570	91.698	21.001	68.564	82.974	169.215	247.625
Hız ($m s^{-1}$)	346.062	436.277	526.030	348.233	408.680	683.176	1090.625
İvme ($m s^{-2}$)	3.882	-0.227	14.300	2.358	0.755	-4.992	-39.291
Kütle (g)	1.2×10^{15}	2.03×10^{15}	5.6×10^{13}	1.02×10^{15}	1.6×10^{15}	5.44×10^{15}	9.28×10^{15}
Kinetik Enerji (erg)	2.34×10^{30}	1.13×10^{31}	7.6×10^{28}	1.31×10^{30}	4.15×10^{30}	4.05×10^{31}	2.16×10^{32}



Şekil 6. CME'li parlamaların CME parametreleri ile Parlama X-ışın akısı, süresi ve sınıfları A (sarı), B (yeşil), C (mor), M (mavi), X (kırmızı) arasındaki korelasyon ilişkileri gösterilmektedir (log-log).

Çizelge 2. CME'li parlamaların CME parametreleri ile Parlama X-ışın akısı, süresi ve sınıfları arasındaki korelasyon sonuçları (ρ : Korelasyon katsayısı, P : Şans olma olasılığı). Kalın değerler anlamlı korelasyon katsayılarıdır.

Parametre	Süre (sa)		KE (erg)		İvme ($m s^{-2}$)		Kütle (g)		Hız ($km sa^{-1}$)		Genişlik ($^{\circ}$)	
	ρ	P	ρ	P	ρ	P	ρ	P	ρ	P	ρ	P
Akı ($W m^{-2}$)	0.01	0.602	0.07	0.018	-0.09	0.001	0.07	0.011	0.25	1.1×10^{19}	0.28	2.5×10^{23}
Süre (sa)	—	—	0.21	1.1×10^{13}	-0.05	0.07	0.21	4.4×10^{14}	0.16	5×10^9	0.22	1.1×10^{14}
KE (erg)	0.21	1.1×10^{13}	—	—	-0.15	1.0×10^7	0.91	1.01×10^7	0.79	1.03×10^7	0.70	1.3×10^7
İvme ($m s^{-2}$)	0.05	0.0675	-0.15	1.0×10^7	—	—	-0.08	0.006	-0.2	4.3×10^{13}	-0.12	1.37×10^5
Kütle (g)	0.21	4.4×10^{14}	0.91	1.01×10^7	-0.08	0.006	—	—	0.50	1.5×10^7	0.75	1.7×10^6
Hız ($m s^{-1}$)	0.20	5×10^9	0.79	1.03×10^7	-0.20	4.3×10^{13}	0.50	1.5×10^7	—	—	0.48	1.2×10^7
Genişlik ($^{\circ}$)	0.22	1.1×10^{14}	0.70	1.3×10^7	-0.12	1.4×10^5	0.75	1.7×10^6	0.48	1.2×10^7	—	—

bir kısıtlamaya gidilmemiştir. Tüm değerler parlama ile ilişkili CME parametreleri, tüm LASCO/CME parametreleri ve GOES/Parlama değerleridir. Bu sebeple aralarında korelasyon bulunmayan bazı parametre çiftleri grafiklerden görülebilir (Şekil 5 ve Şekil 6). Örneğin; Akı ve genişlik arasındaki $\rho=0.28$ olmasına rağmen Şekil 5'de parlamaların akısı arttıkça (yeşilden (B), kırmızıya (X); Şekil 6) CME genişliği artmaktadır artışı saptıran X eksenindeki genişliği 360 derece olan HALO CME'lerdir (24. çevrim Halo CME sayısı: 325). Bu sonuç, Compagnino ve diğ. (2017) ve Mawad ve diğ. (2018) çalışmalarında verilen değerler ile uyumludur.

5 Tartışma ve Sonuç

Güneş parlamaları ve ilişkili CME'ler, Dünya atmosferi üzerinde derin etkileri olabilen uzay havasının ayrılmaz bir parçasıdır. Güçlü CME'ler ve parlamalardan kaynaklanan yüklü parçacıklar ve X-ışını akıları uydulara zarar verebilir, radyo ve GPS sinyallerini bozabilir ve elektrik şebekelerini zorlayabilir. Bu bağlamda, Güneş parlama akılarının CME'lerin büyüklüğünü ve oluşumunu nasıl etkilediğini anlamak, bunlardan kaynaklanabilecek olumsuz etkileri en aza indirmek ve önlemek için çok önemlidir.

Bu amaçla büyük bir örnek üzerinden 24. Güneş Çevrimi süresince belirli seçim kriterleri doğrultusunda 1577 (CME'lerin %10,5, Parlamaların %9,9) parlamaların CME'li parlama olduğunu tespit ettik. Bu oran Mawad ve diğ. (2021) çalışmasında CME ile ilişkili sert X-ışınlarında gözlenen GBM parlaması 492 (%9,6) ile tutarlı fakat önceki çalışmalarla karşılaştırıldığında nispeten küçük olduğu görülmüştür (Youssef ve diğ. 2013; Mahrous ve diğ. 2009; Munro ve diğ. 2021; St. Cyr ve diğ. 1991; Aarnio ve diğ. 2011). Bu oranın küçük olması parlama ve CME olaylarının seçim kriterlerinden kaynaklanabilir.

CME'lerin parlama sınıflarında bulunma durumlarına baktığımızda (Şekil 3) 24. Güneş Çevrimi yıllara göre GOES 1-8 Å 'da gözlenen parlama sınıfları arasında X'de %51, M'de %20, C'de %12, B'de %7 ve A'da %4 oranlarında gözlenmiştir. X-ışını akısı ile CME'ler arasında güçlü bir ilişki olduğu ve Nitta & Akiyama (1999) çalışmasında tespit edilen CME'lerle ilişkili parlamalardan gelen X-ışınları muhtemelen yoğun maddeler olan CME çekirdeklerine karşılık gelebileceğini rapor etmişlerdir. Yashiro (2005) çalışmasında daha düşük istatistik ile önceki sonuçları doğrulayan X-ışını parlamaları ile LASCO/CME ilişkilendirme oranının, maksimum X-ışını akısı ile doğrusal olarak arttığını bulunmuştur. Parlamaların enerjisi arttıkça parlamaların CME ile ilişkili olma olasılığı artar sonucuna varıyoruz.

Çalışmada CME içeren parlamaların genel dağılım ve parametre karşılaştırmalarına bakılmış olup (Şekil 5, Şekil 6) 23. Güneş Çevrimi ve önceki CME-Parlama çalışmaları ile uyumlu sonuçlar elde edilmiştir (Compagnino ve diğ. 2017; Mawad ve diğ. 2018; Yashiro & Gopalswamy 2009; Sheeley ve diğ. 1983; Youssef ve diğ. 2013; Török & Kliem 2007). Bu sebeple ileriki çalışmalarda amaçlar doğrultusunda CME parametrelerine çeşitli kısıtlamalar getirilerek farklı formlarda ilişkilerin uyumu bakılabilir (yüksek hızlı CME'ler ($>1500 km s^{-1}$) araştırılması, halo CME'ler genişlik açısı 360 derece civarındakiler vb.) Ayrıca CME'li parlamaların parlama süreleriyle ilişkili olması, daha uzun süreli ve yüksek X-ışın akılarında görülen Güneş parlamalarının zamansal ve spektral analizleri yapılırken CME'lerden etki olup olmadığı göz ardı edilmemesi gereken bir durum olduğunu belirtmekteyiz.

Teşekkür

Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu'na (TÜBİTAK), BİDEB-2211 programı kapsamında desteğinden dolayı teşekkür ederim.

Kaynaklar







- Aarnio, A.N., Stassun, K.G., Hughes, W.J. et al. Sol Phys 268, 195–212.
- Alissandrakis C. E., Kochanov A. A., Patsourakos S., Altyntsev A. T., Lesovoi S. V., Lesovoya N. N., 2013, PASJ, 65, S8.
- Bazilevskaya G. A., Kalinin M. S., Kvashnin A. N., Krainev M. B., Makhmutov V. S., Svirzhevskaya A. K., Svirzhevsky N. S., et al., 2017, Ge&Ae, 57, 147.
- Brueckner G. E., 1974, IAU, 57, 333
- Carmichael, H. 1964, in Proc. AAS-NASA Symp., The Physics of Solar Flares, ed. W. N. Hess, Vol. 50, 451.
- Compagnino A., Romano P., Zuccarello F., 2017, SoPh, 292, 5.
- Fletcher L., Dennis B. R., Hudson H. S., Krucker S., Phillips K., Veronig A., Battaglia M., et al., 2011, SSRv, 159, 19.
- Fomin B. F., Kachanova T. L., Khodachenko M. L., et al., 2005, ESASP, 588, 381
- Gopalswamy N., Yashiro S., Akiyama S., Mäkelä P., Xie H., Kaiser M. L., Howard R. A., et al., 2008, AnGeo, 26, 3033.
- Gopalswamy N., Xie H., 2008, JGRA, 113, A10105
- Gopalswamy N., Yashiro S., Michalek G., Stenborg G., Vourlidis A., Freeland S., Howard R., 2009, EM&P, 104, 295
- Hirayama, T. 1974, SoPh, 34, 323
- Hussein Zeinab F., Iraqi Journal of Physics, 2019, Volume 17, Issue 42, Pages 56-64
- Jing J., Yang G., Wang H. M., 2003, SPD
- Korsós M. B., Ruderman M. S., 2016, ASPC, 504, 43.
- Kopp, R.A., & Pneuman, G. W. 1976, SoPh, 50, 85
- Mac Queen R. M., Ross C. L., Mattingly T. K., 1974, NASSP, 31

- Mahrous A., Shaltout M., Beheary M. M., Mawad R., Youssef M., 2009, AdSpR, 43, 1032.
- Mawad R., Shaltout M., Ewaida M., Yousef M., Yousef S., 2015, AdSpR, 55, 696.
- Mawad R., Radi A., Saber R., Mahrous A., Youssef M., Abdel-Sattar W., Farid H. M., et al., 2016, JMTPR, 16, 1.
- Mawad R., Youssef M., 2018, AdSpR, 62, 417.
- Mawad R., Abdel-Sattar W., 2020, NewA, 74, 101285.
- Mawad R., Abdel-Sattar W., Farid H. M., 2021, NewA, 82, 101450.
- Munro R. H., Gosling J. T., Hildner E., MacQueen R. M., Poland A. I., Ross C. L., 1979, SoPh, 61, 201.
- Nitta N., Akiyama S., 1999, ApJL, 525, L57.
- Rollett T., Möstl C., Isavnin A., Davies J. A., Kubicka M., Amerstorfer U. V., Harrison R. A., 2016, ApJ, 824, 131.
- Sturrock, P. A. 1966, Natur, 211, 695
- St. Cyr O. C., Webb D. F., 1991, SoPh, 136, 379.
- Sheeley N. R., Howard R. A., Koomen M. J., Michels D. J., 1983, ApJ, 272, 349.
- Török T., Kliem B., 2007, AN, 328, 743.
- Tousey R., 1973, spre.conf, 2, 713
- Wood B. E., Wu C.-C., Rouillard A. P., Howard R. A., Socker D. G., 2012, ApJ, 755, 43.
- Xie H., Gopalswamy N., Cyr O. C. S., 2009, IAUS, 257, 489.
- Yashiro S., Gopalswamy N., 2009, IAUS, 257, 233.
- Yashiro S., Gopalswamy N., Akiyama S., Michalek G., Howard R. A., 2005, JGRA, 110, A12S05.
- Youssef M., Mawad R., shaltout M., 2013, AdSpR, 51, 1221.

Access:

M23-0379: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

21-24. Çevrim Güneş Aktivitesi X-Işın Flare Verilerinin İncelenmesi

Tuğba Yeşilada¹  , Duygu Esendemir¹ , Demet Yiğit¹ , Murat Esendemir¹ ,
Serdar Evren¹ 

¹ Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 35100, İzmir, Türkiye

Accepted: January 13, 2023. Revised: December 30, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Güneş'te gerçekleşen ve X-Işın olarak da adlandırılan patlamalar Güneş aktivitesiyle ilişkili önemli parametrelerden biridir. Bu çalışmanın amacı, Güneş üzerinde gerçekleşen X-Işın flare olaylarını ve bu olayların Güneş aktivitesi ile ilişkili bir diğer parametre olan Güneş lekeleriyle ilişkisini incelemektir. Yapılan bu inceleme ile son 4 tam çevrim (21, 22, 23 ve 24. çevrimler) aylık X-Işın flare olayları ve leke sayıları, X-Işın flare olaylarının süreleri, süre dağılımları ve enlemsel dağılımları bakımından değerlendirilmiştir. X, M, C sınıfı X-Işın flare olayları ve lekeler üzerinde yapılan bu çalışmanın iki olay arasındaki ilişkileri değerlendirmek, "Flarelerin yoğunluğu, süresi ve asimetrisi arasında bir ilişki var mı?" gibi sorulara yanıt aramamız için yol gösterici olacağı düşünülmektedir. Güneş X-Işın flare verileri 1976-2016 yılları için National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA) web sayfasından, 2017-2019 yılları için ise National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA) web sayfasından ve XRT flare kataloğundan alınmıştır. Çalışmada Solar (2022) GOES uydu verileri kullanılmıştır. Güneş leke verileri Sunspot Index and Long-Term Solar Observation (SILSO) web sayfasından alınmıştır.

Abstract

Explosions on the Sun, also called X-Ray flares, are one of the important parameters associated with solar activity. The aim of this study is to examine the X-Ray flare events on the Sun and the relationship of these events with sunspots, another parameter related to solar activity. With this review, the last 4 full cycles (21st, 22nd, 23rd and 24th cycles) were evaluated in terms of monthly X-Ray flare events and number of spots, duration of X-Ray flare events, duration distributions and latitudinal distributions. To evaluate the relationships between the two events of this study on X, M, C class X-Ray flare events and stains, "Is there a relationship between the intensity, duration and asymmetry of the flares?" It is thought that it will guide us to seek answers to questions such as: Solar X-Ray flare data from 1976 to 2016 National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA) and the National Oceanic and Atmospheric Administration (NOAA) web page and XRT flare catalog for the years 2017-2019. Solar (2022) GOES satellite data was used in the study. Sunspot data were obtained from the Sunspot Index and Long-Term Solar Observation (SILSO) website.

Anahtar Kelimeler: sun, solar, x-flare, activity, solar activity

1 Giriş

Güneş aktivitesinin tanımlanmasında kullanılan en önemli göstergelerden biri güneş yüzeyinde yaklaşık 11 yıllık çevrimlerle gözlenen güneş leke sayılarındaki değişimlerdir. Güneş lekelerine ek olarak flare olayları ve koronal kütle atımı gibi birçok olaylar dizisi de güneş aktivitesinin birer parçası durumundadır. Güneşteki flare olayları X-Işın flare ve H α dalgaboylarındaki gözlemlerle elde edilen veriler üzerinden incelenmektedir. Güneş flareleri X-ışınlarındaki maksimum patlama akılarına göre X, M, C, B, ve A şeklindedir (Tranquille ve diğ. 2009). X sınıfı (104 W m⁻²) bir flarenin sahip olduğu enerjinin onda biri enerjiye sahip olan flareler M sınıfı, M sınıfının onda biri enerjiye sahip olan flareler C sınıfı, C sınıfının sahip olduğu enerjinin onda biri kadar bir enerjiye sahip olan flareler B sınıfı flareler, B sınıfının onda biri enerjiye sahip flareler ise A sınıfı flareler olarak adlandırılmaktadır (Borovik & Zhdanov 2020; Hathaway 2022). Bu çalışmada 1976-2019 yılları arasında, son dört tam Güneş çevrimi kapsamında meydana gelen X, M, C sınıfı flare

olaylarının yoğunluğu, süre dağılımları ve asimetrisi arasındaki ilişkiler incelenmiş ve aynı dönemde meydana gelen Güneş lekeleri, flareler ile lekeler arasındaki ilişkileri değerlendirmek amacıyla incelemelere dahil edilmiştir.

2 Yöntem ve Analiz

Güneş üzerinde gerçekleşen X-Işın flare olaylarının Güneş aktivitesindeki farklılıklarının son dört tam çevrim (21, 22, 23 ve 24. çevrimler) kapsamında araştırıldığı ve karşılaştırıldığı bu çalışmada 1976-2019 yılları arasında meydana gelmiş olan 55950 katalog verisinden 10895'i çeşitli sebeplerden dolayı dışlanmıştır. Güneş dışı gama ışını patlamaları, güneş kaynaklı olmayan diğer patlama verileri, zaman bilgisi hatalı olaylar, aletsel kaynaklı hatalı veriler, gürültülü verilerin kaydı sırasında meydana gelen olaylar, Güney Atlantik Anomalisi ile sonlanan olaylar ve veri boşlukları mevcut olan olaylar çalışmaya dahil edilememiştir. Araştırmaya 425'i X sınıfı, 5331'i M sınıfı, 39299'u C sınıfı olmak üzere toplam 45055 X-Işın flare verisi dahil edilmiştir. Aynı dönemde meydana gelen ortalama 45418 leke verisi flare olayları ile lekeler arasındaki ilişkileri değerlendirmek üzere incelemelere dahil

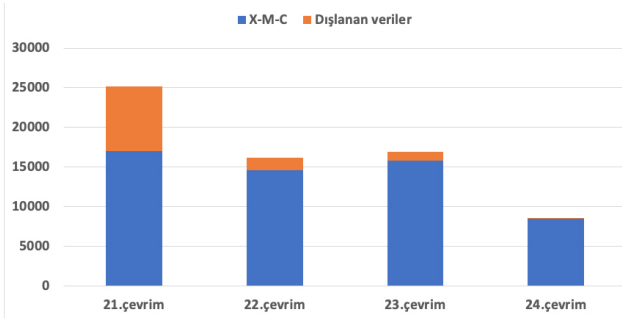
* yesiladatugba@gmail.com

Çizelge 1. Güneş leke çevrimlerinin başlangıç ve bitiş tarihleri

Çevrimler	Başlangıç	Bitiş
21	1976-3.ay	1986-8.ay
22	1986-9.ay	1996-7.ay
23	1996-8.ay	2008-11.ay
24	2008-12.ay	2019-12.ay

Çizelge 2. Çevrimlere göre incelemeye dahil edilen X, M, C sınıfı X-Işın flare sayıları ve güneş leke sayıları.

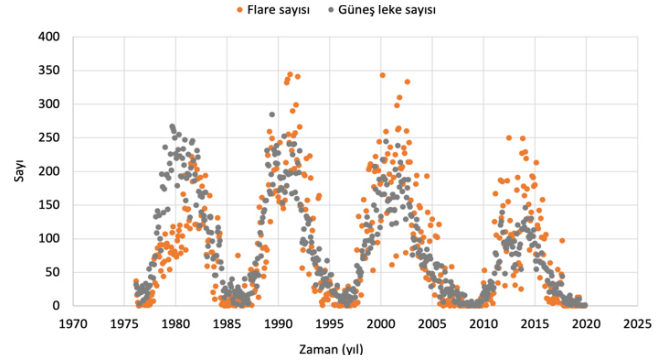
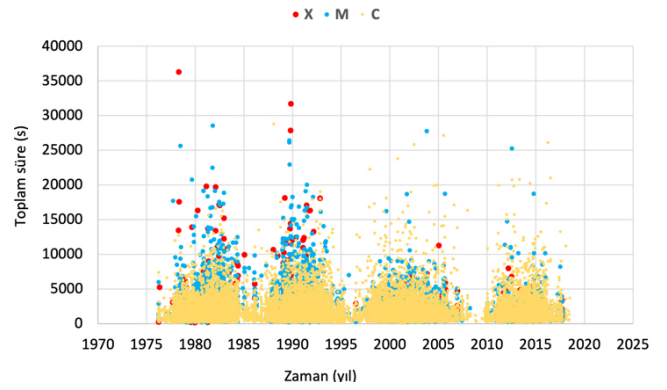
Çevrimler	Toplam flare	Dışlanan veri	Mevcut veri	Güneş lekesi
21	16995	8225	8770	14030
22	14636	1527	13109	12648
23	15797	1096	14701	12209
24	8522	47	8475	6531
Toplam	55950	10895	45055	45418

**Şekil 1.** Çevrimlere göre X-Işın flare sayıları ve dışlanan veriler.

edilmiştir. X-Işın flare verileri National Oceanographic and Atmospheric Administration (NOAA) web sayfasından Solar (2022), Goes (2022), güneş leke verileri ise Sunspot Index and Long-term Solar Observations SILSO (2022) web sayfasından alınmıştır. Güneş leke enlem verilerine 2016 yılından sonrası için ulaşılamamıştır.

Çizelge 1'de son dört tam çevrimin başlangıç ve bitiş tarihleri belirtilmiştir (SILSO 2022). Çizelge 2'de ise çevrimlere göre incelenen toplam veri sayısı, çalışmaya dahil edilen mevcut veri sayısı, dışlanan veri sayısı ve aylık ortalamalar üzerinden belirlenen güneş leke sayıları gösterilmiştir. Çalışmada kullanılan veriler ile dışlanan veriler arasındaki sayısal ilişki Şekil 1'de gösterildiği gibi ayrıca görselleştirilmiştir.

Şekil 2'de aylık ortalama güneş lekeleri ile flare sayılarının zamana göre değişimi verilmiştir. Şekil 2'den de anlaşıldığı gibi 21.çevrimden 24.çevrime gelindiğinde leke sayılarında ve X-Işın flare sayılarında belirgin bir azalma olduğu görülmektedir. Özellikle sayılarının fazla olmasından dolayı C sınıfı X-Işın flare sayılarının güneş lekeleri ile benzer maksimumlar ve minimumlar gösterdiği, diğer X-Işın flare sınıflarının da aynı hareketi izlediği görülmektedir. 21.çevrimin ilk dönemlerinde diğer çevrimlere kıyasla özellikle C sınıfı X-Işın flare olaylarının, güneş leke sayılarıyla uyumsuz seyrettiği görülmektedir. Bunun sebebinin uydu veri setindeki hatalardan veya eksikliklerden dolayı dışlanmak zorunda kalınan verilerden kaynaklandığı düşünülmektedir (Pearce ve diğ. 1993).

**Şekil 2.** Güneş leke sayıları ile X-Işın flare olay sayılarının 21, 22, 23 ve 24. tam çevrimler için zamana göre değişimi.**Şekil 3.** Tüm X-Işın flarelerin çevrimlere göre toplam süreleri. a: çıkış süresi, b: iniş süresi, a+b: Bir flare olayının gerçekleştiği toplam süre

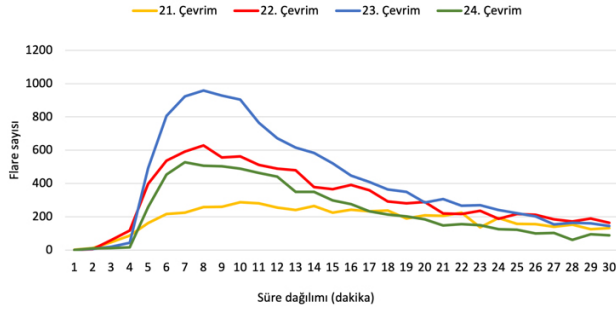
Şekil 3'te tüm X-Işın flare olaylarının çevrimlere göre toplam süreleri, a: çıkış süresi, b: iniş süresi, a+b: bir X-Işın flare olayının toplam oluşum süresi olarak verilmiştir. Çevrimler maximum olay süreleri açısından incelendiğinde, ulaşılan maksimum olay süresinin 21. çevrimde diğer çevrimlere göre daha yüksek olduğu görülmektedir. Maksimum olay süresi 24. çevrime doğru gidildikçe düşmektedir. C sınıfı X-Işın flare olaylarının 0-10000 saniye aralığında yoğunlaştığı görülmektedir. 23. ve 24. çevrimlerde diğer çevrimlere göre X ve M sınıfı X-Işın flare olaylarının sayılarının azlığı dikkat çekmektedir ve bu çevrimlerde 10000 saniyeden fazla süren C sınıfı X-Işın flare olaylarının daha fazla olduğu görülmektedir.

Şekil 4'te $(b - a)/(b + a)$ olarak tanımlanan olay asimetrisine ilişkin bir inceleme yapılmıştır. Bu incelemeye göre 21. ve 22. çevrimlerde asimetri pozitif bölgede baskın görünmektedir ($b > a$). Bunun anlamı iniş süresinin çıkış süresinden uzun olduğu olayların sayısı bu çevrimlerde daha fazladır. Olay asimetrisi 21. ve 22. çevrimlerde belirgin görülürken 23. ve 24. çevrimlerde daha az belirgin görünmektedir. Yani ($b > a$), ($b < a$), ($b = a$) şeklinde gruplandırabileceğimiz olayların dağılımı daha dengeli görülmektedir.

Şekil 5'te 21. çevrim başlangıcından 24. çevrim sonuna kadar yapmış olduğumuz bu incelemede, bir X-Işın flare olayının gerçekleşme süresinin dağılımı detaylı olarak incelenmek istenmiştir. Bu incelemeler, X-Işın flare sınıflarına göre yapıldığı gibi tüm X-Işın flare olayları için çevrim bazında



Şekil 4. Çevrimlere göre olay asimetrisi



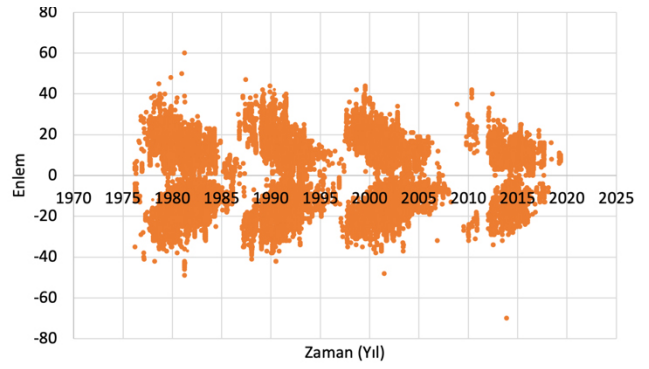
Şekil 5. Çevrimlere göre X-Işın flare olaylarının süre dağılımları

da incelenmiştir. Bu incelemenin yapılma yöntemi dakikalık sayımlar şeklinde olmuştur. Seçmiş olduğumuz veri seti dolayısıyla 1 dakikadan az süren olaylar incelenememiştir. Tüm X-Işın flare olayları (45121 olay) 30 dakikaya kadar 1 dakikalık dilimlerle incelenmiştir.

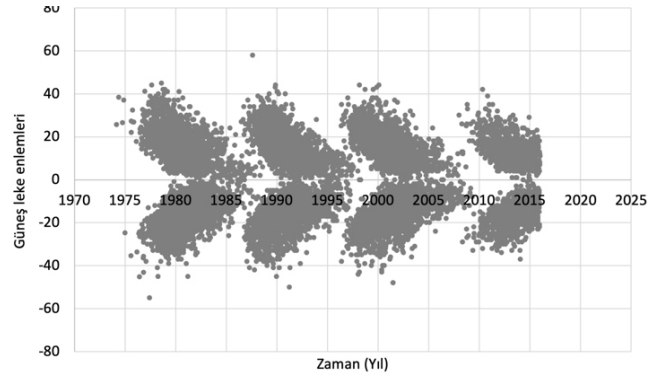
1976-2019 yılları arasındaki tüm X-Işın flare olaylarının enlemsel dağılımı incelendiğinde Şekil 6'da de görüldüğü gibi 21, 22, 23 ve 24. çevrimler açıkça ortaya çıkmakta ve güneş leke çevrimine benzer bir dağılım göstermektedir. Tüm çevrimlerin kelebek diyagramı adı verilen diyagrama benzer bir şekil oluşturduğu ve bu şekillerin yaklaşık olarak +40 ve -40 derece enlemlerinde başlayıp 0 derece enleminde son bulduğu görülmektedir (Helio 2022). Şekil 7'de ise güneş lekelerinin enlemsel dağılımı incelenmiştir. X-Işın flare olaylarının gösterildiği Şekil 6'daki dağılımın Şekil 7 için de benzer olduğu açıkça görülmektedir.

3 Tartışma ve Sonuç

Güneş üzerinde gerçekleşen X-Işın flarelerin güneş aktivitesindeki farklılıklarının 21, 22, 23 ve 24. çevrimler kapsamında araştırıldığı bu çalışmada aylık X-Işın flare olayları ve leke sayıları, X-Işın flare olaylarının süreleri, süre dağılımları ve enlemsel dağılımları incelenmiştir. "X-Işın flare olaylarının yoğunluğu, süresi ve asimetrisi arasında bir ilişki var mıdır?" sorusuna yanıt aranmıştır. Yapılan çalışmalar



Şekil 6. X-Işın flare olaylarının çevrimlere göre enlemsel dağılımı



Şekil 7. Güneş lekelerinin çevrimlere göre enlemsel dağılımı

sonucunda belirtilen parametreler arasında yakın bir ilişki olduğu bulunmuştur. Bundan sonraki çevrim verilerinin bu çalışmaya eklenerek, çalışmanın devamlılığının sağlanması planlanmaktadır.






Kaynaklar

- Borovik A., Zhdanov A., 2020, Solar-Terrestrial Physics, 6, 16
 Goes N., 18.02.2022, NGCD Data, <https://satdat.ngdc.noaa.gov/sem/goes/data/full/>
 Hathaway D. D., 18.02.2022, Sun Facts, <https://solarscience.msfc.nasa.gov/>
 Helio 18.02.2022, Solar Active Regions, http://helio.mssl.ucl.ac.uk/helio-vo/solar_activity/current-location/
 Pearce G., Rowe A., Yeung J., 1993, Astrophysics and space science, 208, 99
 SILSO 18.02.2022, Sunspot Number graphics, <https://www.sidc.be/silso/>
 Solar N., 18.02.2022, Solar Data, <https://www.ngdc.noaa.gov/stp/space-weather/solar-data/solar-features/solar-flares/x-rays/goes/xrs/>
 Tranquille C., Hurley K., Hudson H., 2009, Solar Physics, 258, 141

Access:

M23-0358: Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.

NGC 4490 Galaksisindeki Sıkı Yıldız Kümeleri ve X-ışın Çiftleri Arasındaki İlişkinin Araştırılması

Özge Döner¹ *, Aysun Akyüz^{1,2} , İnci Akkaya Oralhan³ , Sinan Allak¹ ,
Seda Acar³ 

¹ Uzay Bilimleri ve Güneş Enerjisi Araştırma ve Uygulama Merkezi (UZAYMER), Çukurova Üniversitesi, Adana, 01330, Türkiye

² Fen-Edeb Fak. Fizik Böl. Çukurova Üniversitesi, Adana, 01330, Türkiye

³ Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Erciyes Üniversitesi, Kayseri, 38039, Türkiye

Accepted: November 14, 2022. Revised: November 14, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada, yerel küme ötesi galaksilerden biri olan NGC 4490 galaksisinin sıkı yıldız kümeleri ve X-ışın çiftleri (XRB) arasındaki olası bağıntı araştırıldı. 2013 yılına ait çok bantlı HST arşiv verilerinin analizi ve küme belirleme kriterleri uygulamalarından sonra 185 sıkı yıldız kümesi tanımlandı. Bu kümelere en uygun SSP (Simple Stellar Population) modeli ile kümelerin yaş ve kütle değerleri belirlendi. 8 Chandra arşiv verisinin analizi sonucu ışıtmaları $1.5 \times 10^{36} < L_x < 3.5 \times 10^{39}$ erg s⁻² olan 91 XRB kaynağı belirlendi. Bu XRB'ler, optik karşılıklarının olup olmadığına ve oluşturulan renk-renk diyagramlarındaki bilgileri doğrultusunda LMXB veya HMXB olarak sınıflandırıldı. Devam eden tez çalışmamızın sonraki aşamasında, belirlediğimiz kümelerle bu XRB'lerin olası ilişkileri araştırılacak ve bu kaynakların doğası tartışılacaktır.

Abstract

In this study, the possible correlation between compact star clusters and X-ray binaries (XRB) in galaxy NGC 4490, one of the local cluster galaxies, was investigated. 185 tight star clusters were identified after analyzing multi-band HST (Hubble Space Telescope) archive data from 2013 and cluster identification criteria. The clusters' ages and masses were calculated by applying the most appropriate SSP (Simple Stellar Population) model to these clusters. As a result of the analysis of 8 Chandra archive data, 91 XRB sources with radiations of $1.5 \times 10^{36} < L_x < 3.5 \times 10^{39}$ erg s⁻² were identified. Based on their optical counterparts and the information in the color-color diagrams created, these XRBs were classified as LMXB (Low Mass X-Ray Binaries) or HMXB (High Mass X-Ray Binaries). In the next steps of our ongoing thesis work, the possible relationships of these XRBs with the clusters will be investigated and the nature of these sources will be discussed.

Anahtar Kelimeler: galaxies: individual: NGC 4490 – galaxies: star clusters: general – X-rays: binaries

1 Giriş

Yıldız kümelerinde X-ışını yayınının temel kaynağı çift yıldızlardır. Bu yıldızları kütlelerine göre iki sınıfa ayırmak mümkündür: Küçük Kütleli X-ışın Çiftleri (Low Mass X-Ray Binaries, LMXBs), Büyük Kütleli X-ışın Çiftleri (High Mass X-Ray Binaries, HMXBs). X-ışın çiftlerinde birincil yıldız sıkı (compact) bir cisimdir. Dolayısıyla bu cisim bir beyaz cüce, nötron yıldızı veya bir karadelik olabilir. LMXB'lerde ikincil yıldız $< 1 M_{\odot}$ kütleline, HMXB'lerde ise ikincil yıldız $> 10 M_{\odot}$ kütleline sahip olabilir (Casares ve diğ. 2017; Hunt ve diğ. 2021).

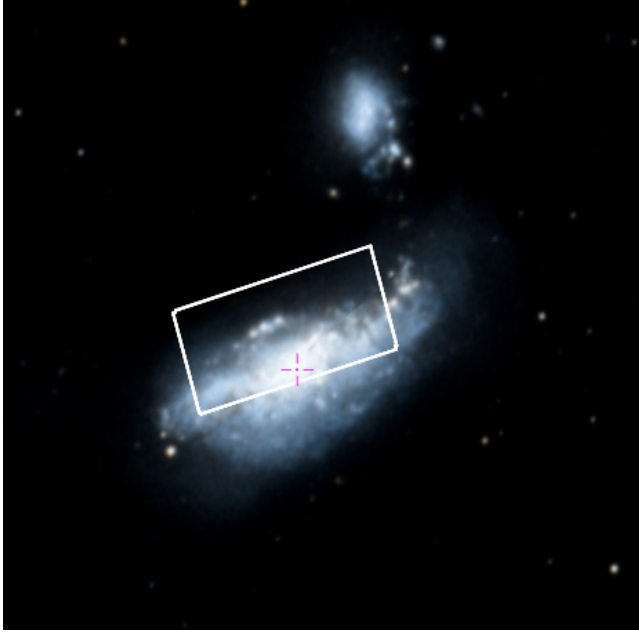
X-ışın çiftinin (XRB) doğası ve yıldız kümelerinin evrimi hakkında daha çok bilgi edinmek amacıyla bu kümelere yada yakın konumda bulunan XRB'lerin araştırılması önemlidir (Verbunt & Lewin 2006). Yıldız oluşumunun devam ettiği galaksilerde birçok XRB'nin, içinde ya da yakınında bulunduğu yıldız kümeleri ile ilişkili olduğuna işaret eden çalışmalar vardır (Zezas ve diğ. 2002; Kaaret ve diğ. 2004; Rangelov ve diğ. 2012).

Bir yıldız kümesinin yaşı, XRB'nin sınıfı ve yaşı hakkında ipucu sağlar. Bunun sebebi büyük kütleli yıldızlara sahip

olan yoğun genç yıldız kümelerinin dinamiksel olarak aktif olmalarıdır. Bu yıldız kümeleri X-ışın kaynaklarının olduğu olası bölgelerdir. Büyük kütleli yıldızlar hidrojeni yaklaşık 10 Myıl'da bitirir. Küçük kütleli bir yıldız için bu süre yaklaşık 300-400 Myıl'dır. Bu ise büyük kütleli yıldızların bulunduğu bir kümenin içinde yada yakınlarında HMXB'lerin bulunabileceğine benzer şekilde Küçük kütleli yıldızların bulunduğu bir kümede ise LMXB'lerin bulunabileceğine işaret eder. Başak Kümesi'ndeki 11 büyük erken tip galakside yapılan çalışmalar LMXB'lerin dinamik etkileşimler sonucu küresel kümelere oluştuğunu göstermiştir (Sivakoff ve diğ. 2007). NGC 4449 galaksisinde yıldız kümeleri ve XRB'ler arasındaki ilişkileri araştıran çalışmada, HMXB'lerin oluşumlarının olası nedeninin genç ve yoğun yıldız kümelerindeki dinamik etkileşimler olduğunu belirtmiştir (Garofali ve diğ. 2012).

NGC 4490, 7.8 Mpc'lik bir uzaklıkta bulunan geç tip sarmal bir galaksidir (Tully 1988). Lineer boyutu 15 kpc'dir. Yıldız oluşum oranı $SFR=1 M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ (Grimm ve diğ. 2003) olan galaksi NGC 4485 ile birlikte etkileşen galaksi çiftlerinden biridir. Galaksi NGC 4490'da bulunan yıldız kümelerinin belirlendiği veya kümelerin katalogları konusunda literatürde bir çalışma bulunmamaktadır. Yalnızca Gusev ve diğ. (2008) çalışmasında, bu galaksi için yer-tabanlı gözlemleri kullanarak NGC 4490 galaksisinin de dahil olduğu beş galakside belirlenen

* dnrozge@gmail.com



Şekil 1. Galaksi NGC 4490'nin DSS görüntüsü ve HST WFC3/UVIS'in görüş alanı beyaz dikdörtgen ile gösterilmiştir.

169 genç yıldız oluşum kompleksleri için bir evrimsel model sistemi kullanarak çok renkli UBV_r ve H α fotometrik verilerinin analizlerinin sonuçlarını karşılaştırmış ve standart belirsizlikler çerçevesinde 102 yıldız oluşum kompleksi için yaş ve yıldızlararası soğurma değerleri tahmin etmişlerdir.

Bu çalışmada, NGC 4490 galaksisi HST verileri yardımıyla sıkı yıldız kümelerinin belirlenmesi ve Chandra X-ışın kaynakları ile olası bağlantıların araştırılması için seçilmiştir.

2 Gözlemler ve Veri Analizi

Bu çalışmada, 2013 yılına ait HST/WFC3 kamerasının UBVI dalgaboylarına karşılık gelen verileri kullanılarak yıldız küme adayları belirlendi. HST gözlem alanının galaksinin DSS görüntüsü üzerinde kapladığı alan Şekil 1'de gösterilmiştir. HST arşiv verilerinin fotometrik analizleri için IRAF ve BAOLAB programları kullanıldı. 2001-2022 yılları arasında alınan 8 Chandra veri seti kullanılarak X-ışın kaynakları belirlendi. Chandra arşiv verilerinin analizi için CIAO v4.12 programı kullanıldı.

3 Bulgular

HST verilerinin analizleri sonucu elde ettiğimiz kaynaklara küme seçim kriterleri uygulanı. Bu kriterler :

- 1) Parlaklık sınırı $m_V < 23$ ($M_V \leq -6.5$) kadir olarak seçildi.
- 2) Concentration index (CI) değeri $1.2 < CI < 2$ aralığında alındı.
- 3) $I_{\text{shape}} > 0.2$ pikselden büyük değere sahip kaynaklar küme adayı olarak seçildi.
- 4) Seçilen küme adaylarını merkeze alarak yarıçapı 5 piksel olan alan içerisinde başka kaynağın bulunmaması kriteri de uygulanıp izole olan küme adayları belirlendi. Tüm bu ölçütlere ek olarak kümelerin tek tek gözle de kontrolü sağlandı ve 185 sıkı yıldız kümesi belirlendi. Bu kümelere ait renk-renk diyagramı Şekil 2 sol panelde verilmektedir. Bu diyagramda, Kroupa IMF $Z=0.008$ metalisite değerine göre en uygun SSP (Simple Stellar Population) modeli seçildi (model için $E(B-V)=0.016$ mag değeri kullanıldı;

(Schlegel ve diğ. 1998)). Kümelere ait kütle ve yaş verileri elde edildi. Ayrıca, belirlenen tüm kümeler için oluşturulan kütle-yaş dağılımı Şekil 2 sağ panelde verilmektedir.

Galaksi NGC 4490'nin kümelerinin kütle (Şekil 3 sol panel) ve yaş fonksiyonlarının dağılımı (Şekil 3 sağ panel) elde edilmiştir. Genel olarak evrimleşmiş bir galakside küme yaşları $7 < \log(\tau) < 8$ yıl aralığında olan çok fazla küme olmamasına rağmen bu galakside bu aralıkta (Şekil 3 sol panel) oldukça çok sayıda kümenin yer aldığı görülmektedir. Radyo gözlemleriyle, NGC 4490/4485 etkileşen galakside son 100 milyon yılda yıldız oluşum geçmişinin incelendiği Clemens ve diğ. (1999)'nin çalışmasında belirtildiği gibi bu galaksi halen evrimleşmeye devam eden ve yeni yıldız oluşumlarının tespit edildiği bir galaksidir.

8 Chandra gözleminde 91 X-ışın kaynağı, $1.5 \times 10^{36} < L_x < 3.5 \times 10^{39}$ erg s⁻¹ ışıma aralığında tespit edildi. Tüm kaynakların X-ışın renk-renk grafiği literatürdeki renk aralıkları kullanılarak sınıflandırıldı (Şekil 4 sol panel; (Prestwich ve diğ. 2003; Vulic ve diğ. 2013)).

NGC 4490'da bulunan XRB'lerin optik karşılıklarını belirlemek için Chandra-GAIA ve GAIA-HST görüntüleri karşılaştırılarak yapılan astrometrik hesaplamalarla toplam astrometrik hata yarıçapı 0''23 (1σ) olarak hesaplandı. 28 XRB, Chandra ile HST'nin görüş alanının örtüştüğü alanda bulunmaktadır. 25 optik karşılığı belirlenen XRB'ler HMXB olarak sınıflandırıldı ve bunlardan bazıları Şekil 5 sol panelde gösterildi.

Olası optik adaylarının yaş ve kütle değerlerini belirleyebilmek için renk-kadir diyagramı oluşturuldu (Şekil 4 Sağ panel). Buna göre olası donör kütleleri $>3 M_{\odot}$ belirlendi.

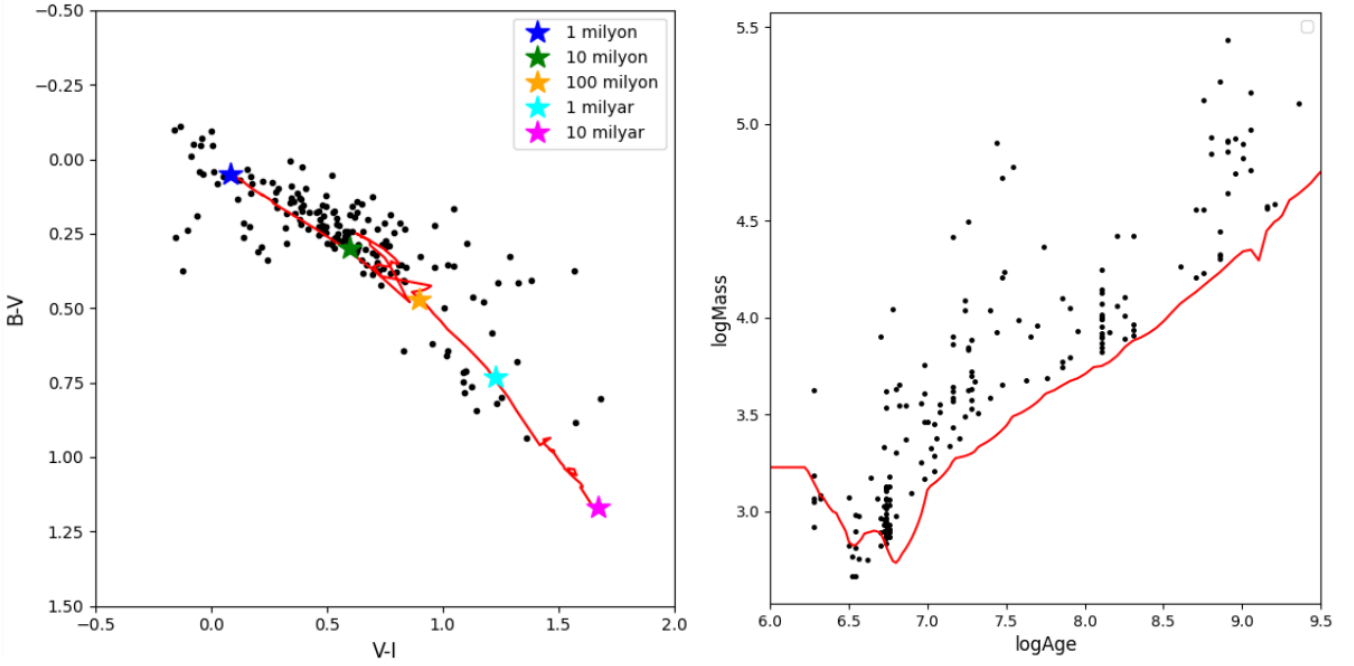
Optik ve X-ışın analizlerinin sonucunda elde edilen kümeler ve X-ışın kaynakları karşılaştırıldığında Chandra ile HST'nin örtüşen alanında 28 XRB bulunmaktadır. Bu kaynakların 14'ünün uzaklığı (d) < 200 pc olan kümeler ile ilişkili olduğu varsayılmaktadır (Çizelge 1). İki XRB (X19 ve X30) ile ilişkili olduğu dikkate alınan kümelerin konumları Şekil 5 sağ panelde gösterilmektedir.

4 Ön Sonuçlar

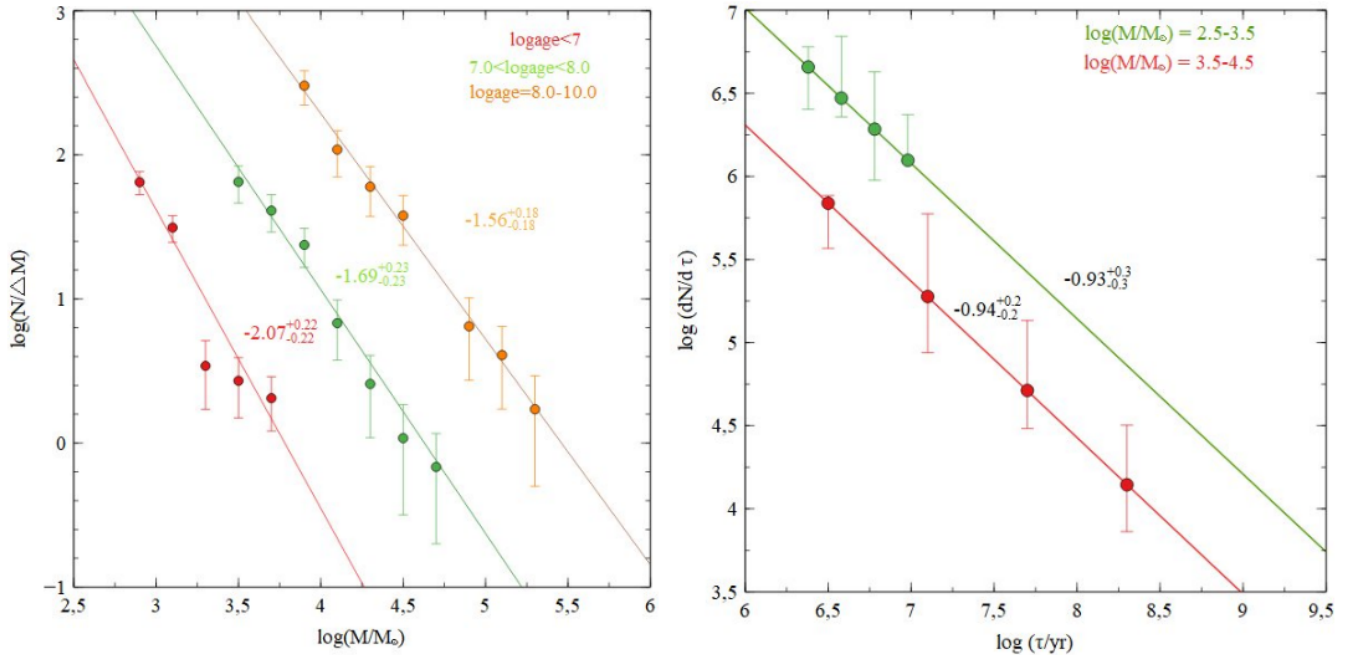
Sürdürdüğümüz çalışmamızda şimdiye kadar elde ettiğimiz başlıca sonuçlarımız şu şekilde özetlenebilir:

- a. Galaksi NGC 4490'a SSP modeli uygulanarak ($<1\sigma$ standart sapmaya sahip) 185 sıkı yıldız kümesi belirlendi.
- b. HST/WFC3 alanında toplam 28 XRB belirlendi. Bunlardan 25'nin optik karşılığı tespit edildi ve bunlar X-ışın özellikleri ve genç kümelerle olan uzaklıkları ($d < 200$ pc) dikkate alınarak HMXB olarak sınıflandırıldı. Geriye kalan 3 XRB'nin HST görüntülerinde optik karşılıklarının olmaması ve yaşlı kümelerle olan uzaklıklarına göre LMXB olarak sınıflandırıldı.
- c. 14 XRB'den 9'u $d < 200$ pc uzaklıkta bulunan çok genç kümelerle ($\tau < 10^7$ yıl), 3'ü $10^7 < \tau < 10^8$ yıl aralığında yaşa sahip kümelerle ilişki iken 2'si $\tau > 10^8$ yıl olan yaşlı kümelerle ilişkilidir.
- d. HMXB'lerin ilişkili olduğu kümelerin büyük bir çoğunluğu genç olduğu ve beklendiği gibi bu çift yıldızların spiral kollarda ve diskte bulunduğu belirlendi.

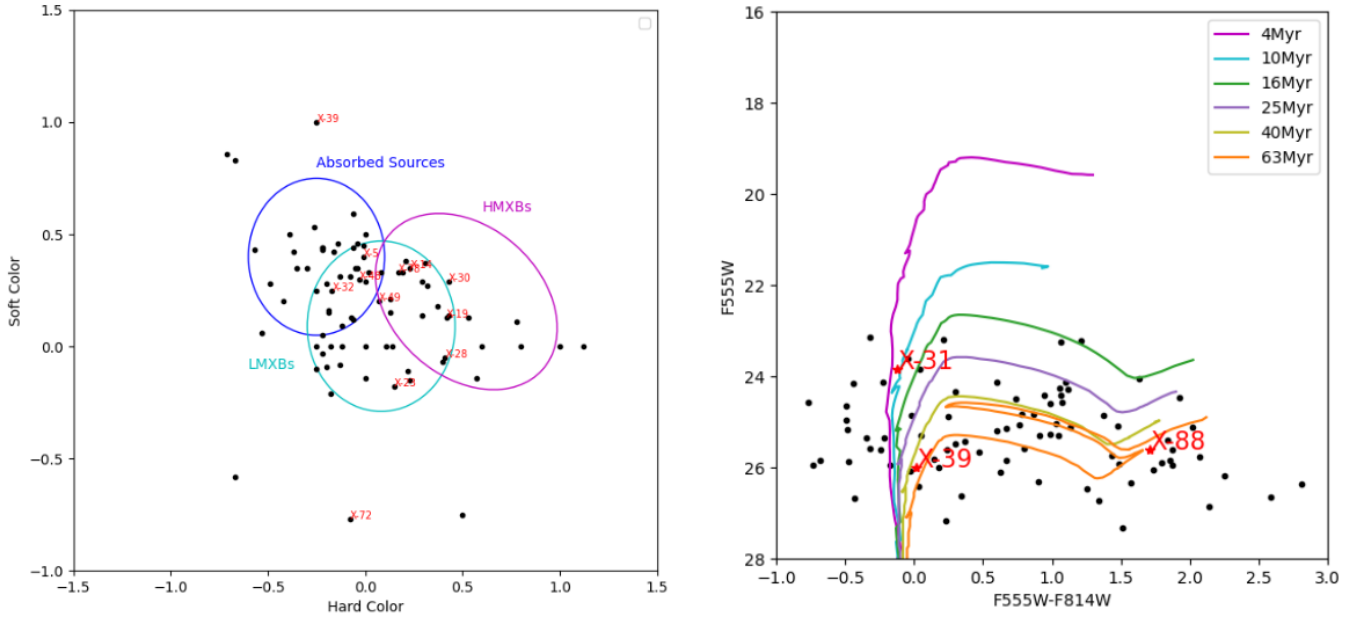
Bu çalışma, devam eden bir tez çalışması kapsamında olup, NGC 4490'da bulunan sıkı yıldız kümeleri ve XRB'lerin arasındaki olası ilişki ve belirlenen çift sistemlerin sınıflandırılması hakkında araştırmamız sürdürülmektedir.



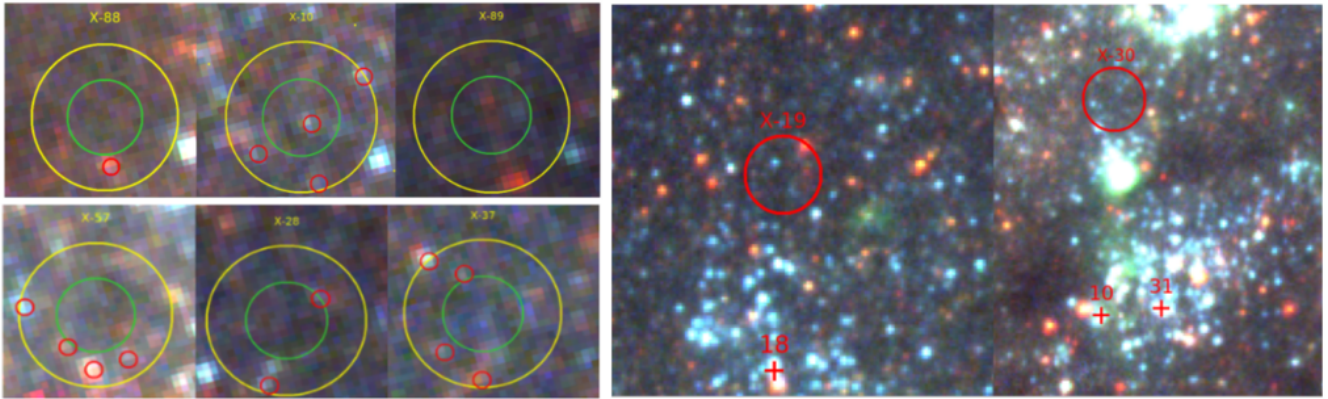
Şekil 2. NGC 4490 galaksisinde belirlenen kümeler için renk-renk diyagramı(Sol). Siyah noktalar yıldız kümelerini temsil etmektedir. Kırmızı sürekli çizgi $E(B-V)=0.016$ kadir kızartılmış $Z=0.008$ değerine göre seçilmiş SSP modelini göstermektedir. Yıldız sembolleri ile modelin yaş aralıkları gösterilmiştir.NGC 4490 için elde edilen kütle-yaş dağılım grafiği (Sağ). Kırmızı sürekli çizgi $M_V \sim -6.8$ kadir sınırını, siyah noktalar ise belirlenen kümeleri temsil etmektedir. Burada x ekseninin birimi yıl, y eksenin ise M_{\odot} 'dir.



Şekil 3. NGC 4490 galaksisinde belirlenen kümelerin kütle fonksiyonları(Sol). Genç, orta ve yaşlı kümeler sırasıyla içi dolu kırmızı, yeşil ve turuncu daireler ile gösterilmiştir ve her biri için aynı renkte olan çizgilerle eğimleri gösterilmiştir. Kütle dağılımları için bulunan eğimler genç kümelerde $\beta = -2.07 \pm 0.22$ iken, orta yaşlı kümelerde $\beta = -1.69 \pm 0.23$ ve yaşlı kümelerde $\beta = -1.56 \pm 0.18$ olarak bulunmuştur.NGC 4490 küme popülasyonunda belirlenen kütle aralıklarında yaş dağılımı (Sağ). Burada küçük kütleli kümeler için $\gamma = -0.94$ ve büyük kütleli için $\gamma = -0.93$ ile en iyi üstel fonksiyon elde edilmiştir.



Şekil 4. Galaksi NGC 4490'da belirlenen X-ışın kaynaklarının renk-renk grafiği(Sol). 8 Chandra gözleminden en yüksek foton sayısına sahip gözlem verisi kullanıldı. LMXB, HMXB ve yüksek soğurmali (absorbed) olarak sınıflandırılan kaynaklar sırasıyla yeşil, mor ve mavi daireler ile temsil edilmektedir. Burada siyah noktalar belirlediğimiz XRB'leri göstermektedir. Optik karşılıkları olan kaynaklar kırmızı numaralar ile gösterilmektedir. NGC 4490 galaksisinin renk-kadir diyagramı(Sağ) (CMD), belirlenen XRB'lerden X31, X39 ve X88'in olası tek optik karşılıkları (kırmızı çarpılar), siyah noktalar birden fazla optik karşılığa sahip X-ışın kaynaklarını temsil etmektedir.



Şekil 5. $1-\sigma$ (yeşil daireler) ve 2σ (sarı daireler) yarıçapı içinde bazı X-ışın kaynaklarının olası optik karşılıkları (Sol) (kırmızı daireler). Tüm filtrelerde (UBVRI) olan kaynaklar optik karşılık olarak belirlenmiştir. X-28'deki sol alttaki mavi kaynak ve X-89'daki kırmızı kaynak V filtresinde algılanmamıştır. Örnek olarak, optik karşılığı olmayan X-89 kaynağı gösterilmiştir. Galaksi NGC 4490'da X19 ve X30 kaynaklarının ve $d < 200$ pc uzaklık içinde ilişkili olduğu varsayılan küme adaylarının (X19 için küme numarası 18; X30 için ise 10 ve 31) HST/ACS F555W görüntüsü üzerinde gösterimi (Sağ). Astrometri düzeltilmesi yapılan XRB'ler kırmızı çember ile gösterilmektedir. Kırmızı artı işareti ise X-ışın kaynakları ile ilişkili olası küme adaylarını temsil etmektedir.

Kaynaklar

- Casares J., Jonker P. G., Israelian G., 2017, in Alsabti A. W., Murdin P., eds, , Handbook of Supernovae. Springer International Publishing AG, p. 1499, doi:10.1007/978-3-319-21846-5_111
- Clemens M. S., Alexander P., Green D. A., 1999, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 307, 481
- Garofali K., Converse J. M., Chandar R., Rangelov B., 2012, *ApJ*, 755, 49
- Grimm H. J., Gilfanov M., Sunyaev R., 2003, *MNRAS*, 339, 793

- Gusev A. S., Myakutin V. I., Piskunov A. E., Sakhibov F. K., Khramtsova M. S., 2008, *Astronomy Reports*, 52, 714
- Hunt Q., Gallo E., Chandar R., Johns Mulia P., Mok A., Prestwich A., Liu S., 2021, *ApJ*, 912, 31
- Kaaret P., Alonso-Herrero A., Gallagher J. S., Fabbiano G., Zezas A., Rieke M. J., 2004, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 348, L28
- Prestwich A. H., Irwin J. A., Kilgard R. E., Krauss M. I., Zezas A., Primini F., Kaaret P., Boroson B., 2003, *The Astrophysical*

Çizelge 1. NGC 4490'da belirlenen X-ışın kaynakları ve yakın kümelerin özellikleri. IMXB, orta kütleli XRB'leri göstermekte olup kütle değerleri LMXB ve HMXB'ler arasında kabul edilmektedir. Not: (1) Birden fazla optik karşılığı olan XRB'ler; (2) $d < 200$ pc'den daha yakın olan birden fazla küme ile eşleşen XRB'ler.

X-ışın ID	Not	Küme ID	log Kütle (M_{\odot})	log Yaş ($\tau \text{ yr}^{-1}$)	X-ışın Küme Uzaklığı (pc)	XRB Sınıfı
X14	1	104	3.8	7.3	87	HMXBs/IMXBs
X19	1	18	2.9	6.3	93	HMXBs/IMXBs
X23	1,2	49	3.1	6.7	80	HMXBs/IMXBs
X28	1	52	3.1	6.7	192	IMXBs
X30	1,2	31	3.1	6.7	128	HMXB
X32	1,2	11	2.8	6.5	23	HMXBs/IMXBs
X39		176	4.3	8.9	161	IMXB
X48	1,2	53	2.9	6.8	75	HMXB
X49	1	180	4.4	8.9	64	HMXBs/IMXBs
X72	1,2	7	2.9	6.5	36	HMXBs
X78	1	60	3.6	6.7	125	IMXBs
X4	1,2	95	3.70	7.28	76	HMXB
X5	1,2	29	3.07	6.72	176	HMXB
X34	1,2	101	3.9	7.6	79	HMXB

[Journal](#), 595, 719

Rangelov B., Chandar R., Prestwich A., Whitmore B. C., 2012, [The Astrophysical Journal](#), 758, 99

Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, [ApJ](#), 500, 525

Sivakoff G. R., ve diğ., 2007, [ApJ](#), 660, 1246

Tully R. B., 1988, *Science*, 242, 310, [ADS](#)

Verbunt F., Lewin W. H. G., 2006, in , Vol. 39, Compact stellar X-ray sources. Cambridge University Press, pp 341–379




Vulic N., Barmby P., Gallagher S. C., 2013, [The Astrophysical Journal](#), 763, 96

Zezas A., Fabbiano G., Rots A. H., Murray S. S., 2002, [ApJ](#), 577, 710

Access:

M23-0366: [Turkish J.A&A](#) — Vol.4, Issue 3.

Orta Kutupsal Manyetik Katakлизмik Değişken IGR J17195-4100 ve IGR J15094-6649 Kaynaklarının Spektral Analizi ve Yansıma Etkileri

Elif Şafak^{1,2}  , Şölen Balman² 

¹ Institute of Graduate Studies in Science, Istanbul University, Beyazıt, 34116, Istanbul, Turkey

² Department of Astronomy and Space Sciences, Faculty of Science, Istanbul University, Beyazıt, 34119, Istanbul, Turkey

Accepted: December 25, 2022. Revised: December 23, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Manyetik katalizmik değişkenlerde x-ışını emisyon bölgesi, sistemin birincil yıldızı olan beyaz cücenin kutuplarında bulunan optik olarak ince şokla ısıtılmış plazmadır. Sürekli sıcaklık dağılımı gösteren bu plazmanın X-ışını emisyonu beyaz cücenin yüzeyi tarafından yansıtılabilir ve/veya yeniden işlenebilir. Bu yansıtmanın X-ışınlarında görülen spektral karakteristikleri, 10-30 keV aralığında bir Compton saçılma kamburu ve 6.4 keV'de bulunan floresan Fe K α emisyon çizgisidir. Bu çalışmada IGR J17195-4100 ve IGR J15094-6649 adlı manyetik katalizmik değişkenlerin bir alt sınıfı olan orta kutupsal kaynakların *NuSTAR* verilerinin plazma ve yansıma modelleriyle detaylı analizi sunulmaktadır. Bu kaynaklarda yansıma etkisinin varlığına ilişkin güvenilirlik testleri 3σ üzerinde sonuçlar vermiştir. X-ışın tayfları XSPEC içinde çoklu-sıcaklıklı ionizasyon dengesinde plazma modeli (CEVMKL) ile yansıma (*reflect*) modeli bileşkeleri kullanılarak analiz edilmiştir. IGR J17195-4100 ve IGR J15094-6649 için soğrulmamış X-ışını öz ışınmaları, sırasıyla, 1.1×10^{32} erg cm⁻² s⁻¹ ve 1.32×10^{32} erg cm⁻² s⁻¹ ve X-ışın plazma sıcaklıkları da, sırasıyla, ~ 29 keV ve ~ 25 keV bulunmuştur. Yansıma genliği "a", birinci kaynak için 0.3-1.6 ve ikinci kaynak için 1.21-8.74 olarak hesaplanmıştır.

Abstract

In magnetic cataclysmic variables, the X-ray emission is generated from optically thin shock-heated plasma at the poles of the binary system's primary star, the white dwarf. The X-ray emission of plasma shows a continuous temperature distribution and can be reflected and/or reprocessed by the surface of the white dwarf. The X-ray spectral result of this reflection is the Compton scattering hump seen in the 10-30 keV range and the Fe K α fluorescent line at 6.4 keV. In this study, we present detailed analysis of the *NuSTAR* mission data of Intermediate Polar sources, IGR J17195-4100 and IGR J15094-6649 using an ionization-equilibrium plasma model with multiple-temperature distribution (CEVMKL) and reflection models (*reflect*) within XSPEC. Our reliability tests for the presence of reflection effect in spectra yield more than 3σ significance. The unabsorbed X-ray luminosity of IGR J17195-4100 and IGR J15094-6649 are 1.1×10^{32} erg cm⁻² s⁻¹ and 1.32×10^{32} erg cm⁻² s⁻¹ and the X-ray plasma temperatures are ~ 29 keV ve ~ 25 keV, respectively. For the two sources, we derive the amplitude "a" for the reflection model in the ranges 0.3-1.6 and 1.21-8.74, respectively.

Anahtar Kelimeler: novae, cataclysmic variables – X-ray: binaries – magnetic fields

1 Giriş

Katakлизмik değişkenler, eş yıldızın Roche Lobundan taşmasıyla birincil yıldız Lagrange 1 noktasından madde aktardığı ikili sistemlerdir. Bu ikili sistemin başlıca üyesi beyaz cüce iken ona madde aktarımı yapan eş yıldız ise geç tip yıldız veya Anakola yakın bir yıldızdır. Katakлизмik değişkenler manyetik alanlarının olup olmasına bağlı olarak iki sınıfa ayrılırlar: Manyetik katalizmik değişkenler ve manyetik olmayan katalizmik değişkenler (Balman 2020). Manyetik katalizmik değişkenler, eş yıldızdan aktarılan materyali, manyetik alan çizgileriyle beyaz cücenin kutuplarına taşımak için güçlü manyetik alan kuvvetine sahiplerdir ve iki alt gruba ayrılır: Kutupsal sistemler ve orta kutupsal sistemler.

Kutupsal sistemlerin manyetik alan gücü $B \sim 10^7$ - 10^9 Gauss aralığındadır ve ikili sistemin yörünge periyodu (P_{orbital}), beyaz cücenin dönüş periyoduna (P_{spin}) eşittir.

Kutupsal sistemlerin sahip olduğu manyetik alan gücü aynı zamanda beyaz cüce etrafında bir yığılma diski oluşturmasını engelleyerek, eş yıldızdan aktarılan maddeyi manyetik kanallama ile doğrudan beyaz cücenin kutuplarına manyetik alan çizgileri boyunca taşır (Mukai 2017). Kutupsal Sistemler ile aynı özellikleri gösteren ama beyaz cücenin dönüş periyodu ile ikili sistemin yörünge periyodu arasında yaklaşık ~ 2 - 3% fark gösteren asenkron kutupsal sistemler de bulunmaktadır. Orta kutupsal sistemlerde ise manyetik alan gücü $B \sim 10^5$ - 10^7 Gauss aralığında bulunur ve P_{orbital} , P_{spin} 'den daha uzundur. Orta kutupsal sistemlerin sahip olduğu manyetik alan gücü aralığı eş yıldızdan gelen materyalin beyaz cüce etrafında yığılma diski oluşturmasına izin verir. Yığılma diskinde kinetik basınç ve manyetik basıncın birbirine eşit olduğu durumda, plazmada manyetik bozulmalar meydana gelir ve diskteki madde, Alfvén yarıçapı olarak adlandırılan yarıçap yakınlarında beyaz cücenin manyetik alan çizgilerine bağlanarak kutuplarına doğru taşınır (Elsner & Lamb 1977; Patterson 1994).

* elifsafak@ogr.iu.edu.tr

Her iki alt grupta da akıştaki madde, süpersonik hızlarda beyaz cüce kutuplarına taşınarak serbest düşüş gerçekleştirir. Fakat maddenin beyaz cücenin üstüne aktarılabilmesi için sahip olduğu süpersonik hızın, subsonik hızlara yavaşlaması gerekmektedir. Bu koşulda beyaz cücenin kutuplarının üzerinde yığılma kolonu olarak adlandırılan bölgede bir kalıcı şok meydana gelir. Maddenin süpersonik hızlardan subsonik hıza geçişinden gelen kinetik enerji farkı ise termal enerjiye dönüşerek beyaz cüce kutuplarının üzerindeki şok-sonrası bölgede $kT \sim 10-50$ keV aralığında bir şokla ısıtılmış plazma oluşturur (Mukai 2017; Patterson 1994; Islam & Mukai 2021). Optik olarak ince olan şokla ısıtılmış plazma, beyaz cüce yüzeyine ulaşana kadar bremsstrahlung veya siklotron soğutma mekanizmalarıyla radyasyon yayar ve soğur (Wu ve diğ. 1995; Done & Magdziarz 1998).

Beyaz cüce fotosfer sıcaklığından şok sıcaklığına kadar sürekli sıcaklık dağılımı gösteren bu plazmanın belirgin özelliği 6.9 ve 6.7 keV'de görülen H ve He benzeri $K\alpha$ çizgileri ve 1.0 keV çevresinde görülen demir L kabuğu çizgisidir. Manyetik kataklizmik değişkenlerde X-ışını alınan bölge, çok sıcaklıklı dağılım ve çarpışmalı iyonizasyon dengesinde, şokla ısıtılmış plazmadır (Aizu 1972). Bu çok sıcaklıklı plazmanın X-ışını parlaklığı birkaç $10^{29} \leq L_X \leq 10^{32}$ erg s^{-1} 'dir.

Şokla ısıtılmış plazmanın, X-ışını emisyon bölgesinin beyaz cüce yüzeyine yakın olması, X-ışınlarının soğuk elektronlar tarafından Compton yansımaya neden olmaktadır (Magdziarz & Zdziarski 1995; Mukai ve diğ. 2015). X-ışının beyaz cüce yüzeyinden yansıtılmasının sonucunda X-ışını spektrumunda 10 keV'nin üstünde karakteristik bir sertleşme meydana gelmektedir (Done & Magdziarz 1998). Yansıtmanın en belirgin özelliği 6.4 keV'da görülen floresan Fe $K\alpha$ emisyon çizgisi ve 10 keV-30 keV aralığında görülen Compton yansıma kamburudur. Bu çalışmada IGR J17195-4100 ve IGR J15094-6649 adlı orta kutupsal kaynaklarının NuSTAR misyonu verileriyle detaylı spektral analizini plazma ve yansıma modelleriyle (XSPEC içinde) ve yansımının varlığına ilişkin spektral güvenilirlik testleri ile sunuyoruz.

2 Gözlemler ve Data İndirgeme

NuSTAR, IGR J17195-4100 kaynağını (OBS ID 30460005002) 25 Ekim 2008 tarihinde toplam 29.5 ks ve IGR J15094-6649 kaynağını (OBS ID 30460013002) 19 Temmuz 2018 tarihinde toplam 41.3 ks gözlemlemiştir. NuSTAR, FPMA ve FPMB'ye adı verilen iki optik düzlemli, iki eş hizalı optik kristal dedektöründen oluşur ve 13 Haziran 2013'te fırlatılarak sert X-ışınlarına (3.0-78.0 keV) odaklanan ve imaj alan ilk teleskoptur (Harrison ve diğ. 2013).

NuSTAR verilerini, HEASOFT v6.30'da NuSTAR Veri Analiz Yazılımı (NuSTARDAS v2.1.2) ve CALDB (20220815) dosyalarını kullanarak indirdik (Arnaud 1996). NuSTARDAS yazılımında nupipeline programı ile her iki Odak Düzlemi Modülü (FPMA ve FPMB) için veriler işlenerek, temizlenmiş ve kalibre edilmiş olay listesi dosyalarını ürettik. Kalibre edilmiş ve temizlenmiş olay dosyalarından yüksek seviyeli veri ürünleri oluşturmak amacıyla NuSTARDAS'ın nuproducts programını kullanarak kaynak ve arka plan enerji tayfı, ışık eğrisi, gökyüzü koordinatlarında alan görüntüsü ve RMF ve ARF dosyalarını elde ettik.

IGR J17195-4100 kaynağı için 70'' ve 100'' çaplı dairesel bölge ve IGR J15094-6649 kaynağı için 50'' ve 80'' çaplı dairesel bölge çıkararak sırasıyla kaynak ve arkaplan bölgeleri için kullandık. grppha komutu kullanarak kaynakların

spektrumlarını bin başına en az 40 sayım olacak şekilde gruplandırdık. Kaynaklar için analizlerde NuSTAR enerjisi aralığını 3.5-78.0 keV olarak belirledik.

3 Veri Analizi

Yansıyan spektrumun analizi için ortalama-açılı yansıma spektrumunun uygun olmadığı, açının yansıma spektrumunun sertleşmesinde önemli olduğu ve artan görüş açısıyla birlikte yansıyan spektrumun güçlü bir şekilde sertleştiği Magdziarz & Zdziarski (1995) makalesinde kanıtlanmıştır. Bu yüzden manyetik kataklizmik değişkenlerin yansıma etkisinin bulunduğu X-ışını spektrumunun analizinde açığa bağlı yansıma kullanmak önemlidir. Yansıtmanın dikkate alınmaması, şokla ısıtılmış plazma sıcaklığının fazla tahmin edilmesine neden olur ve bu durum beyaz cüceye ait niceliklerin yanlış tahmin edilmesine (mesela, kütle) yol açabilmektedir. Aynı zamanda elde edilen yansıma bileşenin spektrumdan çıkarılmasıyla birlikte ışınımsal süreçleri elde etmemizi sağlayan içsel radyasyon spektrumu elde edilebilir (Magdziarz & Zdziarski 1995). Bu nedenle çalışmamızda orta kutupsal sistemlerin X-ışını emisyon bölgesinin spektral analizinde yansıtmanın etkileri incenirken açığa-bağlı yansıma modeli (*reflect*) kullanıldı.

Daha önce Mukai ve diğ. (2015) V709 Cas, NY Lup, V1223 Sgr adlı üç orta kutupsal kaynağın NuSTAR ve XMM – NEWTON verileriyle yapılan X-ışın spektral analizinde yansıtmanın yüksek öneme sahip olduğu F-test analizleriyle birlikte açık bir şekilde tespit edilmişti (3σ güvenilirlik üstünde). Yapılan çalışmada, yansıtmanın spektral özellikleri elde edilmiş ve hatalar %90 güven düzeyinde gösterilmişti. Yaptığımız çalışmada da bu makale ele alınarak INTEGRAL teleskobuyla bulunmuş başka iki IP kaynağına uygulanmıştır.

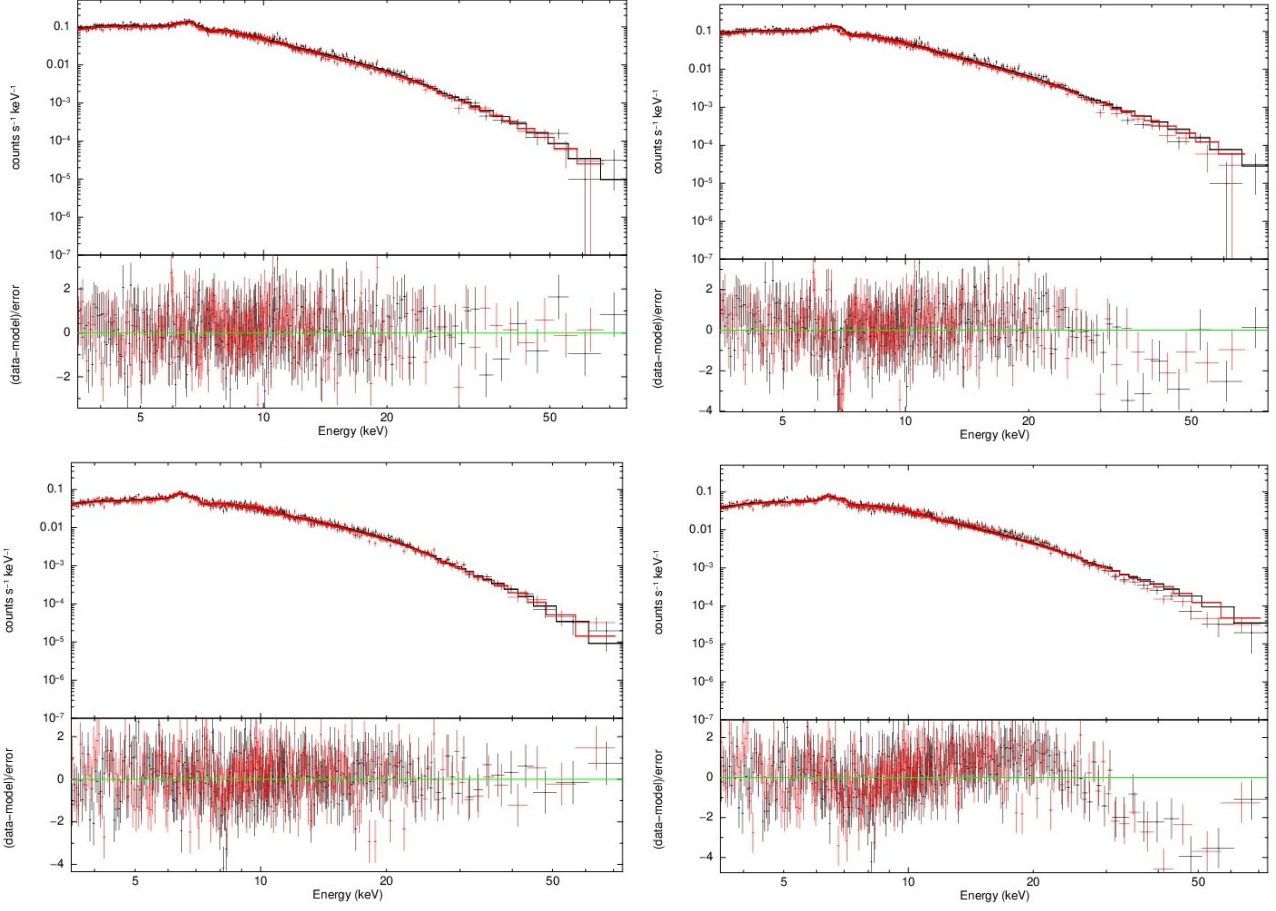
Bu model kullanılırken Mukai ve diğ. (2015) makalesinde olduğu gibi, yansıma açısı, μ , öncelikle 0.45'e sabitlenerek ortalama açılı yansıma olduğu varsayılarak uygulandı. Daha sonra bu parametre serbest bırakılarak yansımının açısı ve Compton kamburunun genliği model parametrelerinden elde edildi. Manyetik kataklizmik değişkenlerin X-ışın spektrumunda dikkate alınması gereken bir diğer etken, X-ışının yeniden işlenmesidir. X-ışın emisyonu, şok-öncesi bölgedeki ve/veya beyaz cüce fotosferindeki neredeyse nötral ortamda yeniden işlenir. Bu durum, yumuşak X-ışını bileşkesini yaratır (Done & Magdziarz 1998; Islam & Mukai 2021).

X-ışın spektrumu modellenirken kısmi kapsayan soğurma pcfabs ve güç yasası dağılımı soğurma özellikli pwab modellerini kullandık. Yıldızlararası soğurma için phabs modelini kullanarak HEASOFT'un nH column density aracı ile elde ettiğimiz 0.6×10^{22} cm^{-2} ve 0.2×10^{22} cm^{-2} değerlerini sırasıyla IGR J17195-4100 ve IGR J15094-6649 kaynakları için kullanarak sabitledik.

Daha önce bahsedilen şokla ısıtılmış plazma için çok sıcaklıklı bir plazma emisyon modeli CEVMKL ve soğuk-akış modeli MKCFLOW programlarını kullandık. Soğuk-akış modelinde düşük sıcaklığı 0.0808 keV'ye sabitledik. Yansımının etkilerinden biri olan 6.4 keV'deki floresan Fe $K\alpha$ emisyon çizgisi için GAUSS modelini ve her iki kaynakta da varlığı belirli olan H-benzeri Fe soğurma çizgileri (Fe XXVI) için GABS modelini kullandık.

4 Sonuçlar

Orta kutupsal manyetik kataklizmik değişken IGR J17195-4100 ve IGR J15094-6649 adlı iki kaynağın X-ışını spektral analizinde



Şekil 1. (Üst sol panel) IGR J17195-4100 kaynağı için M1 modelinin enerji spektrumu (Üst sağ panel) IGR J17195-4100 kaynağı için M1 modelinin gabs modeli olmadan ve reflect modelinin amplitude parametresini 0.0'e eşitlenerek elde edilen enerji spektrumu (Alt sol panel) IGR J15094-6649 kaynağı için M4 modelinin enerji spektrumu (Alt sağ panel) IGR J15094-6649 kaynağı için M4 modelinin gabs modeli olmadan ve reflect modelinin amplitude parametresini 0.0'e eşitlenerek elde edilen enerji spektrumu.

kullandığımız dört bileşke-modeli ve spektral sonuçlarını %90 güven hata aralığı ile Çizelge 1'de sunuyoruz. Bu analizde kullanılan modellerde χ^2 yaklaşık olarak ~ 1 elde edilmiştir. Bu kaynakların soğurmasız X-ışını öz ışımaları, sırasıyla, 1.1×10^{32} erg $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ve 1.32×10^{32} erg $\text{cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ olarak **Bodaghee ve diğ. (2007)** makalesinden elde edilen kaynakların, sırasıyla, 110 pc ve 140 pc uzaklık verileriyle bulunmuştur.

Orta kutupsal sistemlerin X-ışın spektral analizinde yansıma etkisinin önemini görebilmek için açıya-bağlı yansıma modeli olan reflect modelinin amplitude parametresini 0.0'a eşitleyerek F-test analizini gerçekleştirdik. Her iki kaynak için de yansıma etkisinin yüksek öneme sahip olduğu görüldü. F-test sonuçlarına göre yansıma etkisinin IGR J17195-4100 kaynağı için en az 4σ (%99.9997) ve IGR J15094-6649 kaynağı için en az 6σ (%99.999996) öneme sahip olduğu bulunmuştur. Çizelge 1'de görüldüğü gibi yansıma genliği " a ", IGR J17195-4100 kaynağında 0.3-1.6 aralığında ve IGR J15094-6649 adlı kaynağında 1.21-8.74 olarak hesaplanmıştır.

Şekil 1'de IGR J17195-4100 kaynağı için M1 modelinin enerji spektrumu ve M1 modelinin gabs modeli olmadan ve reflect amplitude 0.0'e eşitlenerek elde edilen enerji spektrumu ve IGR J15094-6649 kaynağı için M4 modelinin enerji spektrumu ve M4 modelinin gabs modeli olmadan ve reflect amplitude 0.0'e eşitlenerek elde edilen enerji spektrumu

görülmektedir. Reflect modelinin amplitude parametresinin 0.0'a eşitlendiği, yani yansıma etkisinin olmadığını varsayılan modellerde plazma sıcaklığının yüksek tahmin edildiğini ve bunun veriyi uyuşmadığı görülmektedir.

Çizelge 2'de demir soğurma ve emisyon çizgilerinin uyumlamalardan çıkan parametreleri bulunmaktadır. Görülen floresan Fe $K\alpha$ emisyon çizgisinin ve H-benzeri Fe soğurma çizgisinin (Fe XXVI) modellemeye elde edilen enerjilerinde kayma olduğu görülmektedir. Oluşan bu çizgi kaymalarının yansıma ve çok sıcaklıklı plazma modellerinin etkisi (reflect ve MKCFLOW/CEVMKL) ve/veya bileşke-modeli tayf analizinin bir etkisi olabileceğini düşünüyoruz. Ayrıca yumuşak X-ışını bandlarının, mesela *XMM – Newton*, *NuSTAR* verileriyle birlikte analizi bu soğurma çizgilerinin varlığı ve merkez enerjilerinin daha doğru bulunmasını sağlayacaktır. Bundan sonra analizlerimizi bu doğrultuda yinelemek istemekteyiz.

Kaynaklar

- Aizu K., 1972, Progress of Theoretical Physics, 49, 1184
 Arnaud K. A., 1996, Astronomical Data Analysis Software and Systems V, ed. G. H. Jacoby & J. Barnes (San Francisco, CA:ASP), p. 17
 Balman Ş., 2020, *Advances in Space Research*, 66, 1097
 Bodaghee A., ve diğ., 2007, *Astronomy and Astrophysics*, 467, 585

Çizelge 1. İki ana model tarafından elde edilen en uygun spektral parametreler. Hatalar %90 güven düzeyindedir. Notlar: M-1: $\text{cons} \times \text{phabs} \times \text{gabs} \times \text{pwab} \times (\text{reflect} \times \text{mkcflow} + \text{gauss})$ M-2: $\text{cons} \times \text{phabs} \times \text{gabs} \times \text{pcfabs} \times (\text{reflect} \times \text{mkcflow} + \text{gauss})$ M-3: $\text{cons} \times \text{phabs} \times \text{gabs} \times \text{pwab} \times (\text{reflect} \times \text{cevmkl} + \text{gauss})$ M-4: $\text{cons} \times \text{phabs} \times \text{gabs} \times \text{pcfabs} \times (\text{reflect} \times \text{cevmkl} + \text{gauss})$ (a): pcfabs modelinin eşdeğer hidrojen kolonu yoğunluğu veya pwab modelinin maximum eşdeğer hidrojen kolonu yoğunluğu. (b): mkcflow modelinin maximum sıcaklığı veya cevmkl modelinin maximum sıcaklığı. (c): $1 \times 10^{-8} S_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ biriminde mkcflow normu veya $1 \times 10^{-2} S_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ biriminde cevmkl normu. Tüm cevmkl modelinin bolluk parametreleri Güneş değerlerine sabitlidir. mkcflow modelinin bolluk parametresi angr modeliyle kullanılmaktadır (Anders & Grevesse, 1989). Standart soğuma modeli varsayılarak α 1.0'e sabitlidir. reflect modelinin demir bolluk and bolluk parametreleri 1.0'e sabitlidir.

Model	Amp	cos i	cvf (%)	N_{H} (a) (10^{22} cm^{-2})	kT_{max} (b) (keV)	$N_{\text{mkc,cev}}$	χ^2/dof
Kaynak: IGR J17195-4100							
M-1	$1.21^{+0.40}_{-0.41}$	$0.49^{+0.13}_{-0.21}$		$2.1^{+1.0}_{-0.6}$	$30.0^{+4.85}_{-3.35}$	$1.9^{+0.2}_{-0.2}$	1.03/550
M-2	$0.77^{+0.41}_{-0.37}$	≥ 0.31	$0.22^{+0.07}_{-0.06}$	$34.9^{+24.2}_{-24.8}$	$29.7^{+4.9}_{-3.2}$	$3.1^{+0.5}_{-0.5}$	1.03/550
M-3	$1.42^{+0.77}_{-0.80}$	≥ 0.43		$1.42^{+0.77}_{-0.80}$	$27.7^{+3.0}_{-2.2}$	$3.6^{+0.5}_{-0.5}$	1.03/551
M-4	$0.66^{+0.36}_{-0.33}$	≥ 0.28	$0.12^{+0.09}_{-0.06}$	$28.1^{+44.7}_{-27.1}$	$28.3^{+3.5}_{-2.9}$	$6.0^{+0.8}_{-0.5}$	1.03/550
Kaynak: IGR J15094-6649							
M-1	$8.74^{+1.94}_{-1.97}$	$0.19^{+0.04}_{-0.05}$		$3.1^{+1.5}_{-1.6}$	$25.0^{+1.8}_{-1.1}$	$1.2^{+0.04}_{-0.03}$	0.99/597
M-2	$1.36^{+0.63}_{-0.59}$	≥ 0.33	$0.50^{+0.05}_{-0.05}$	$46.4^{+13.7}_{-12.0}$	$26.0^{+3.2}_{-2.3}$	$2.9^{+0.6}_{-0.4}$	0.98/596
M-3	$5.28^{+0.81}_{-0.23}$	$0.21^{+0.08}_{-0.01}$		$3.5^{+1.3}_{-1.5}$	$24.8^{+1.6}_{-2.9}$	$2.2^{+0.06}_{-0.03}$	099/597
M-4	$1.21^{+0.77}_{-0.45}$	≥ 0.33	$0.46^{+0.05}_{-0.07}$	$44.7^{+13.3}_{-17.6}$	$25.2^{+2.4}_{-2.2}$	$5.0^{+0.7}_{-0.8}$	0.98/596

Çizelge 2. GABS ve GAUSS modellerinin parametreleri. Notlar: (a): Çizgide 1×10^{-5} toplam foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$ biriminde Gauss normu. (b): Parametre üst sınırdan sabitlenmiştir.







Model	E_c (Gabs) (keV)	σ (Gabs) (keV)	depth (Gabs)	E_c (Gauss) (keV)	σ (Gauss) (keV)	N_{Gauss} (a) (foton $\text{cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$)
Kaynak: IGR J17195-4100						
M-1	$6.84^{+0.02}_{-0.01}$	$0.06^{+0.05}_{-0.04}$	$0.38^{+245.03}_{-0.18}$	$6.26^{+0.05}_{-0.05}$	0.1 (b)	$4.0^{+0.8}_{-0.9}$
M-2	$6.84^{+0.02}_{-0.01}$	$0.06^{+0.05}_{-0.04}$	$0.44^{+96601.60}_{-0.25}$	$6.25^{+0.08}_{-0.05}$	0.1 (b)	$5.3^{+1.2}_{-1.1}$
M-3	$6.87^{+0.04}_{-0.03}$	$0.05^{+0.03}_{-0.03}$	≥ 0.2	$6.28^{+0.05}_{-0.05}$	≥ 0.004	$3.38^{+0.06}_{-0.05}$
M-4	$6.87^{+0.05}_{-0.06}$	$0.06^{+0.045}_{-0.004}$	≥ 5.65	$6.28^{+0.05}_{-0.06}$	≥ 0.001	$6.36^{+1.2}_{-1.5}$
Kaynak: IGR J15094-6649						
M-1	$6.80^{+0.02}_{-0.09}$	$0.13^{+0.13}_{-0.05}$	$0.32^{+0.016}_{-0.29}$	$6.36^{+0.05}_{-0.08}$	2.44×10^{-3} (b)	$3.0^{+5.5}_{-0.6}$
M-2	$6.80^{+0.02}_{-0.04}$	$0.13^{+0.06}_{-0.06}$	$0.32^{+0.18}_{-0.03}$	$6.36^{+0.04}_{-0.05}$	2.38×10^{-3} (b)	$5.9^{+3.2}_{-1.4}$
M-3	$6.82^{+0.03}_{-0.02}$	$0.16^{+0.04}_{-0.06}$	$0.28^{+0.02}_{-0.03}$	$6.36^{+0.04}_{-0.04}$	$1.53^{+1.5}_{-1.5} \times 10^{-4}$	$3.2^{+0.5}_{-0.5}$
M-4	$6.83^{+0.02}_{-0.04}$	$0.12^{+0.08}_{-0.05}$	$0.20^{+0.20}_{-0.04}$	$6.34^{+0.07}_{-0.06}$	1.26×10^{-3} (b)	$5.6^{+4.2}_{-0.7}$

Done C., Magdziarz P., 1998, MNRAS, 298, 737
 Elsner R. F., Lamb F. K., 1977, ApJ., 215, 897
 Harrison F., Craig W. W., Christensen F. E., ve diğ., 2013, ApJ.,
 770, 103
 Islam N., Mukai K., 2021, ApJ., 919, 9
 Magdziarz P., Zdziarski A. A., 1995, MNRAS, 273, 837
 Mukai K., 2017, PASP, 129, 062001
 Mukai K., Rana V., Bernardini F., de Martino D., 2015, ApJ, 807,
 L30
 Patterson J., 1994, PASP., 106, 209
 Wu K., Chanmugam G., G. S., 1995, ApJ., 455, 260–268

Access:

M23-0330: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

Abell 3112 Galaksi Kümesinin XMM-Newton ile Kimyasal Zenginleşme Çalışması

İsmet Anıl Baloğlu¹ , Gökhan Şen¹ , Binnur Sökmen Şevik¹ ,
Elif Naz Toktaş¹ , Sinancan Kara¹ , E. Nihal Ercan¹ 

¹ Boğaziçi Üniversitesi Fizik Bölümü, İstanbul, Türkiye

Accepted: January 10, 2023. Revised: December 20, 2022. Received: November 6, 2022.

Özet

Galaksi kümeleri, evrendeki kütle çekimsel olarak bağlı en büyük yapılardır. Her biri milyonlarca yıldızla sahip olan yüzlerce galaksi içeriyor olsalar da, galaksi kümelerini oluşturan baryonik maddenin büyük kısmı kümeye yayılmış olan sıcak, iyonize gaz halindedir (genel olarak "intracluster medium" veya basitçe "ICM" şeklinde bahsedilir). Sıcaklığı milyon kelvin mertebesine ulaşan ICM gazı X-ışını ışıması yapar. ICM gazının X-ışın tayfı, bize gazın kimyasal özellikleri ve ICM'de dağılımını bulmamızı sağlayan metal emisyon çizgileri de barındırır. Bu çalışmada, XMM-Newton European Photon Imaging Camera (EPIC) verilerini kullanarak zengin bir galaksi kümesi olan A3112 ($z=0.07525$)'nin kimyasal yapısını inceliyoruz. Modelimiz, çekirdekte yüksek metal bolluğu ve düşük sıcaklık değeri göstermekte, bu da A3112'nin rahatlamış ve soğuk çekirdekli bir küme olduğuna işaret etmektedir.

Abstract

Galaxy clusters are the largest gravitationally bound structures in the universe. Although they contain hundreds of galaxies each with millions of stars of their own, the majority of the baryonic mass of galaxy clusters is in the form of hot ionized gas pervading the cluster (generally referred to as "intracluster medium" or simply "ICM"). The ICM gas which has temperatures in the order of megakelvins emits X-ray radiation. X-ray spectra of the ICM gas also shows emission lines from metals, which allows us to determine the chemical composition and its distribution throughout the ICM. In this study, we examine the chemical composition of the rich galaxy cluster A3112 ($z=0.07525$) using XMM-Newton European Photon Imaging Camera (EPIC) data. Our model shows higher metal abundance and a lower temperature value in the core, implying that A3112 is a relaxed galaxy cluster with a cool core.

Anahtar Kelimeler: Galaxy – Cluster – X-ray

1 Giriş

Evrendeki kütle çekimsel olarak birbirine bağlı en büyük yapılardan biri galaksi kümeleridir. Galaksi kümeleri, büyük miktarda sıradan (baryonik) ve karanlık madde içerirler. Kümeyi oluşturan baryonik maddenin çoğunluğu, yıldızların aksine, kümeye yayılmış olan sıcak, iyonize gaz halinde bulunur. Bu gaz, küme içi ortam ("intracluster medium", "ICM") olarak da adlandırılır.

Uhuru uydusunun galaksi dışı astronominin en büyük keşiflerinden birisi olan, X-ışını yayan galaktik plazma keşfi (Gursky ve diğ. (1972)) bu gazın dağılımını ve gazdaki element çizgilerinin keşfedilmesine büyük katkı sağlamıştır. Bu keşif sonrasında, demir ışıma çizgileri gözlemlenmiş ve incelenmeye başlanmıştır (Mitchell ve diğ. (1976)). Günümüze kadar da başta EINSTEIN, ROSAT olmak üzere ve yakın tarihli XMM-Newton ve Chandra uyduları ile gözlemlenmiş ve incelenmiştir.

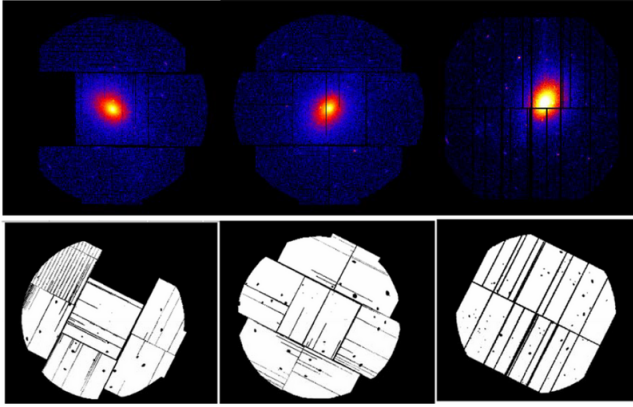
20. yüzyılın ortalarından beri yıldız nükleosentezi teorileri, ağır metallerin yıldız evrimine bağlı çeşitli termonükleer mekanizmaların bir sonucu olarak üretildiklerini açıklamaktadır. Dahası, farklı proton sayısına sahip elementler, kendilerini üreten farklı işlemlere dayandırılabilir. Karbon (C), Azot (N) ve Sodyum (Na) gibi hafif elementler çoğunlukla asimptotik dev kol (AGB) yıldızları tarafından üretilir. Çekirdek çökmesi Süpernovaları (SNcc) ağırlıklı olarak "alfa elementleri"ni üretirler: Oksijen (O), Neon (Ne), Magnezyum (Mg), Silisyum

(Si) ve Kükürt (S), diğer yandan Ia tipi Süpernovalar (SNIa) Argon (Ar), Kalsiyum (Ca), Demir (Fe) and Nikel (Ni) gibi "Demir-tepesi" elementlerini üretirler. Bu elementlerin nispi bolluk oranlarına bakarak, ICM'in zenginleşmesine katkıda bulunan farklı süpernova tiplerinin nispi katkısı hakkında bir fikir sahibi olunabilir.

Bir galaksinin, zenginleşmiş atmosferini küme içi ortama kaybetmesine yol açacak çeşitli mekanizmalar vardır: bunlardan ilki, süpernova patlamalarıdır, bir diğeri küme içi ortamda hareket eden galaksinin, ICM ile galaktik atmosferinin etkileşimi sonucu materyal kaybetmesidir. Buna çarpma basıncı sıyırılması (ram pressure stripping) denir.

Tipik bir ICM plazmasının X-ışın tayfı, belirli dalga boylarında tepe noktaları olan, sürekli bir eğri olarak görünür. Tayf eğrisinin sürekli kısmı, 1 keV üzerindeki sıcaklıklardaki plazmalarda baskın olan termal bremsstrahlung radyasyonuna atfedilir. Yerel tepe noktaları, metalik ışıma çizgileridir. Temel olarak, tamamen iyonize olmamış metaller yaptıkları K ve L kabuğu ışımaları sonucu gözlemlenebilirler. Eğer plazma aşırı ısınmış (30 keV üzeri) ve metallerin neredeyse tamamını iyonize edecek durumda ise, keskin ışıma çizgileri gözlemlenmez.

Düşük yoğunlukta ve çarpışma iyonizasyon dengesinde (collisional ionisation equilibrium, CIE) olduğu kabul edilen tipik bir ICM plazmasında, bir elementin bolluk miktarı CIE ışıma eğrisi ile ışıma çizgisi tepe noktaları arasındaki ilişkiye



Şekil 1. A3112 kümesinin DS9 da oluşturulan, sırasıyla (üstte) MOS1, MOS2 ve pn dedektör görüntüleri ve (altta) bu görüntülerdeki nokta kaynakları görüntüden çıkarılmak için kullanılan "cheese" maskeleri gösterilmektedir.

bakılarak çıkarılabilir. Yani, bir X-ışını tayfindan elementlerin bolluk miktarlarını, verilerimizi CIE ışıması yapan plazma modelleriyle uyarlayarak hesaplayabiliriz.

2 Veri Analizi

XMM-Newton uydusunun Abell 3112 galaksi kümesine ait 119 ks'lik 21 Temmuz 2009 tarihli gözlemi (Obs.ID: 0603050101), ESA Science Archive'dan indirilmiş ve veri olarak kullanılmıştır. Veri indirgenmesi için HEASoft (6.30.1) ve Science Analysis System (SAS) (20.0) programları kullanılmıştır. Analiz ve modelleme işlemleri için XSPEC (12.12.1) kullanılmıştır.

2.1 Verilerin İndirgenmesi

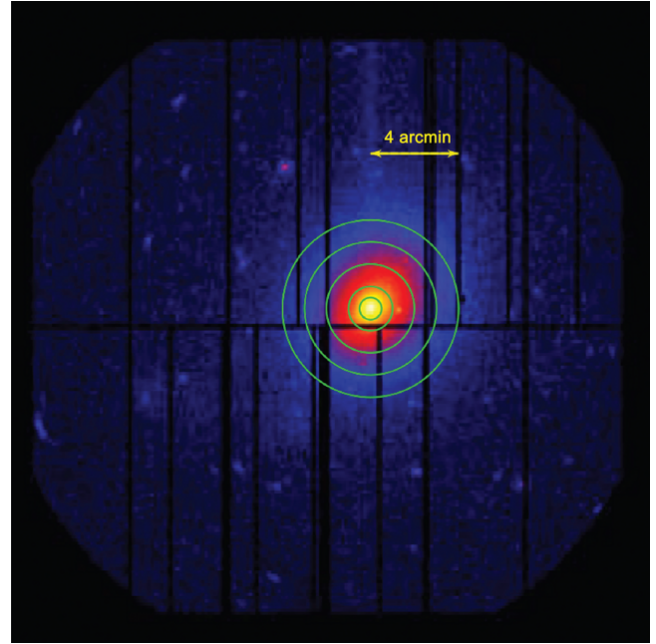
Verilerin indirgenmesi için Kuntz & Snowden (2008) tarafından önerilen metotlar izlenmiştir. Temel filtreleme işlemleri için epochain, emchain, pn-filter ve mos-filter komutları kullanılmıştır. Nokta kaynaklar, 0.4-12.0 keV enerji aralığı için cheese komutu kullanılarak çıkartılmıştır (Şekil 1). MOS ve pn dedektörleri için tayf ve arka plan dosyaları pn-spectra ile mos-spectra, ve pn-back ile mos-back komutları ile 0.4-12.0 keV bandında oluşturulmuştur.

Verilerin indirgenmesinin ardından küme, SAS kullanılarak, koordinatlarına DS9 yardımı ile karar verilmiş eşmerkezli dairesel bölgelere ayrılmıştır (Şekil 2). Tüm beş bölge için de pn-spectra ve mos-spectra komutları yarıçapları 30 (çekirdek bölgesi için), 60, 120, 180 ve 240 yay saniyesi olacak şekilde tekrar çalıştırılmış, ve her bir bölge için tayf dosyaları ile tepki dosyaları (arf ve rmf) oluşturulmuştur. Daha sonra, bu dosyalar XSPEC ile her bölgenin tayfsal analizi için kullanılmıştır.

2.2 Tayfsal Analiz ve Model Uyarlama

Aşağıdaki model XSPEC'te, her bölge için, üç dedektörün verileri birleştirilerek kullanılmıştır:

$$\text{Constant} * [(phabs * vapec)_{ICM} + phabs * (apec_{MWH} + powerlaw_{unresolved}) + apec_{LHB} + gaussian_1 + gaussian_2 + \dots + gaussian_9]$$

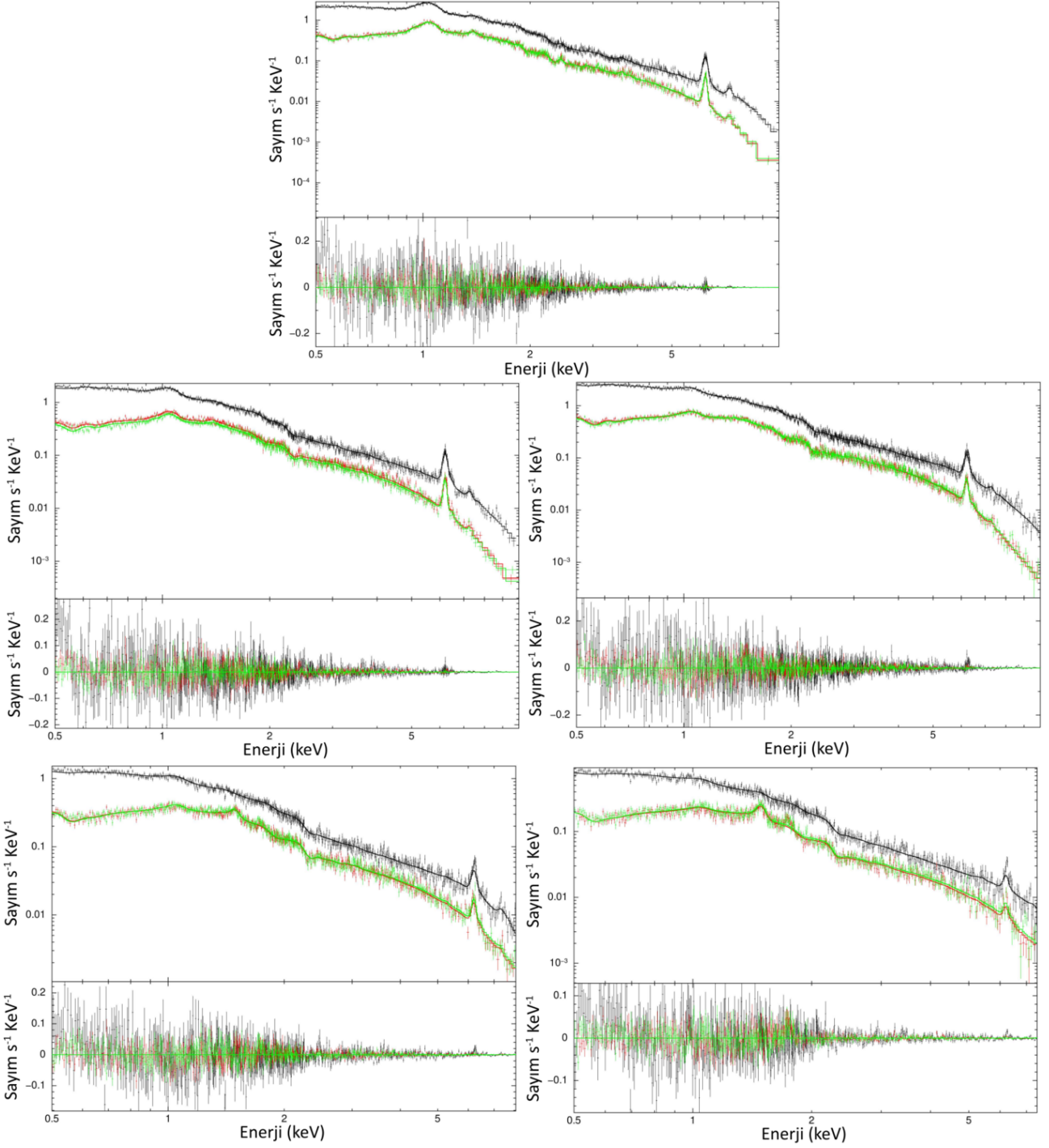


Şekil 2. A3112 kümesinin pn dedektörü görüntüsünün, DS9 yardımıyla oluşturulmuş görseli üzerinden çekirdek etrafında seçilmiş beş bölge gösterilmiştir. Bölgeler sırasıyla; Çekirdek, Bölge 2, Bölge 3, Bölge 4 ve Bölge 5 olarak isimlendirilmiştir.

Bu modelde $phabs \times vapec)_{ICM}$ terimi ICM'i, tek sıcaklıklı, CIE plazması şeklinde modellemektedir. Modelin ikinci kısmı, dedektörlere düşen Samanyolu Halesi, Yerel Kabarcık (Local Hot Bubble) ve diğer çözülmemiş X-ışın kaynaklarından gelen fotonları modellemektedir. Enstrümantal arka planlar da Breuer et al. (hazırlık aşamasında)'dan alınmış olan çeşitli ampirik enerji değerlerindeki 9 adet $gaussian_n$ ile modellenmiştir.

Yerel Kabarcık'tan yumuşak X-ışını fotonları beklediğimiz için $apec_{LHB}$ 'a kT değeri olarak 0.1 keV verilmiştir. Benzer şekilde, $apec_{MWH}$ için belirlenen sıcaklık değeri 0.7 keV'dir. İkisi için de bolluk değeri 1 (Solar)'da sabitlenmiştir. Çözülmemiş X-ışını kaynakları için, powerlaw içindeki Γ parametresine 1.41 değeri verilmiş ve sabitlenmiştir (Mernier, F. ve diğ. 2015). Soğurulmayı temsil eden $phabs$ modelindeki Hidrojen yoğunluğu parametresi (n_H) ICM için $0.017 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ ve galaksi dışı ortam için $0.0133 \times 10^{22} \text{ cm}^{-2}$ de sabitlenmiştir.

Aynı model kullanılarak her bölgeye ait tayf (Şekil 3), ayrı ayrı analiz edilmiştir. İlk olarak, üç dedektöre ait veri XSPEC'e yüklenmiş, pn'e ait olan Constant parametresi 1'e sabitlenirken, MOS1 ve MOS2 için serbest bırakılmıştır. MOS1 ve MOS2'nin $vapec_{icm}$ parametreleri pn'inkilere bağlanmıştır. Dahası, başlangıçta her bir elemente ait bolluk değerleri Fe parametresine bağlanmıştır. C-statistics kullanılarak, model uyarlama aşamasına geçilmiş, rastgele bir bolluk parametresi serbest bırakılıp model uyarlaması tekrar edilerek devam edilmiştir. Eğer model anlamsız bir şekilde büyük bir belirsizlik değeri veya neredeyse sonsuz küçüklükte bir bolluk değeri verdiyse, o parametre demirinkine bağlanıp modellemeye tekrar devam edilmiştir. Sonuç olarak, her bölgede Kükürt (S), Silisyum (Si) ve Demir (Fe) için anlamlı kT ve bolluk değerleri bulunabilmiştir.



Şekil 3. A3112 kümesinin Şekil 2’de seçilen beş bölgesine ait, XSPEC ile oluşturulmuş X-ışın tayfları yukarıda gösterilmiştir. Üst panel: Çekirdek Bölgesi; Orta panel: (sol, sağ) Bölge 2, 3; Alt panel: (sol, sağ) Bölge 4, 5. Siyah, kırmızı ve yeşil renkli çizgiler sırasıyla pn, MOS1 ve MOS2 dedektörlerine ait verileri temsil etmektedir. Üç dedektöre ait bu veriler modellenirken Ş2.2’de açıklanan adımlar uygulanmış ve her bir bölge için X-ışın tayfları modellenmiştir.

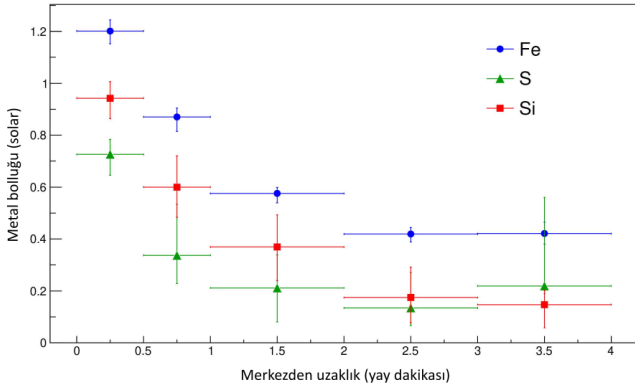
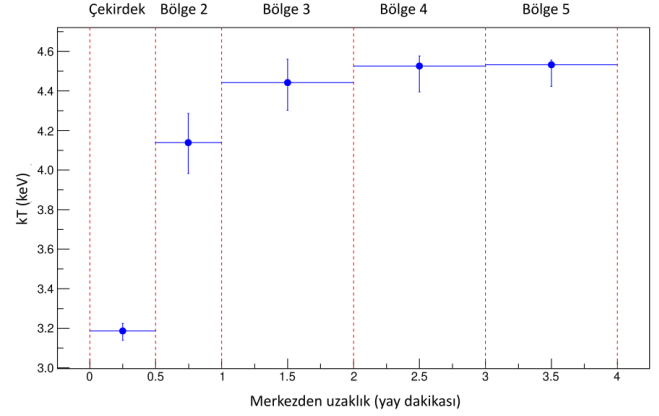
3 Tartışma

Çekirdekten uzaklaştıkça azalan metal bolluğu ve yükselen plazma sıcaklığı, A3112’nin soğuk çekirdekli bir küme olduğunu göstermektedir. Şekil 4’e bakarak Alfa (S, Si) ve Demir-tepesi (Fe) elementlerinin uyumlu bir şekilde değişim gösterdikleri de söylenebilir. Bu uyum, sıcak atmosferlerin kümeleşme öncesi

zenginleşip karıştığını ve dolayısıyla küme içi ortam gazında daha düzgün bir metal dağılımı gözlenmesi gerektiğini söyleyen “Erken Zenginleşme Senaryosu”nu desteklemektedir. Daha geç sentezlenmesi beklenen Demir miktarındaki fazlalık da küme içi ortam gazının erken zenginleşmiş olabileceğine dair işaretlerden bir diğeridir.

Çizelge 1. A3112 kümesinin Şekil 2'de seçilen beş bölgesine ait, sıcaklık (kT), Kükürt (S), Silisyum (Si) ve Demir (Fe) bolluk değerleri.

	Çekirdek	Bölge 2	Bölge 3	Bölge 4	Bölge 5
kT	3.19 ^{+0.05} _{-0.04}	4.14 ^{+0.15} _{-0.16}	4.44 ^{+0.12} _{-0.14}	4.52 ^{+0.05} _{-0.13}	4.53 ^{+0.24} _{-0.11}
Si	0.94 ^{+0.06} _{-0.08}	0.60 ^{+0.12} _{-0.12}	0.37 ^{+0.12} _{-0.13}	0.17 ^{+0.12} _{-0.10}	0.15 ^{+0.05} _{-0.09}
S	0.73 ^{+0.06} _{-0.08}	0.34 ^{+0.20} _{-0.11}	0.21 ^{+0.13} _{-0.13}	0.13 ^{+0.14} _{-0.07}	0.22 ^{+0.34} _{-0.03}
Fe	1.20 ^{+0.04} _{-0.05}	0.87 ^{+0.03} _{-0.06}	0.57 ^{+0.02} _{-0.04}	0.42 ^{+0.02} _{-0.03}	0.42 ^{+0.04} _{-0.04}
χ^2 (dof)	2064.79 (1869)	2023.21 (1958)	2444.26 (2274)	1870.80 (1732)	1554.09 (1421)

**Şekil 4.** Çizelge 1'de metal bolluklarının merkezden uzaklaştıkça değişimi seçilen beş bölge için gösterilmiştir.**Şekil 5.** Çizelge 1'de gösterilen sıcaklık (kT) değerlerinin merkezden uzaklaştıkça değişimi seçilen beş bölge için gösterilmiştir.

4 Sonuçlar

Bu çalışmada, A3112 kümesinin X-ışını emisyonu derin *XMM-Newton EPIC* gözlemi 119ks süreli veriyle analiz edilmiştir. *EPIC* veri indirgenmesi, tayfsal analiz ve model uygulaması için en güncel modeller kullanılmış ve §2.1 ve §2.2'de de açıklanan adımlar uygulanmıştır.

Seçilen beş bölge için kimyasal zenginleşme sonucu olarak Şekil 5'de görüldüğü üzere, plazma sıcaklığının çekirdekte daha düşük olduğu (3 keV), 30 yay saniyelik yarıçaptan itibaren 4 keV'ye çıktığı, 60 yay saniye ötesinde 4.5 keV civarında sabitlendiği gözlemlenmiştir. Öte yandan, metal bolluklarının çekirdekte zirve yaparken eteklere doğru azaldıkları gözlemlenmiştir (Şekil 4). Tüm bölgelere ait sıcaklık ile Silisyum, Kükürt ve Demir değerleri Çizelge 1'de ayrıntılı bir şekilde verilmiştir. *EPIC* kamerasından elde edilen veriler ile A3112'nin merkez bölgeleri için hesapladığımız sıcaklık (kT) ve metal bolluk değerleri Takizawa ve diğ. (2003) (*Chandra*), Bulbul ve diğ. (2012) (*XMM-Newton*) ve Ezer ve diğ. (2017) (*Suzaku*) tarafından hesaplanmış değerler ile tutarlıdır.

Teşekkür

Bu çalışmada E. Nihal Ercan, mali destek için Boğaziçi Üniversitesi BAP'a (Proje no:13760) teşekkür eder.

Kaynaklar








Bulbul G. E., Smith R. K., Foster A., Cottam J., Loewenstein M., Mushotzky R., Shafer R., 2012, *The Astrophysical Journal*, 747, 32
Ezer C., Bulbul E., Ercan E. N., Smith R. K., Bautz M. W.,

Loewenstein M., McDonald M., Miller E. D., 2017, *The Astrophysical Journal*, 836, 110
Gursky H., Solinger A., Kellogg E. M., Murray S., Tananbaum H., Giacconi R., Cavaliere A., 1972, *ApJ*, 173, L99
Kuntz K. D., Snowden S. L., 2008, *A&A*, 478, 575
Mernier, F. de Plaa, J. Lovisari, L. Pinto, C. Zhang, Y.-Y. Kaastra, J. S. Werner, N. Simionescu, A. 2015, *A&A*, 575, A37
Mitchell R. J., Culhane J. L., Davison P. J. N., Ives J. C., 1976, *MNRAS*, 175, 29P
Takizawa M., Sarazin C. L., Blanton E. L., Taylor G. B., 2003, *The Astrophysical Journal*, 595, 142

Access:

M23-0329: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Taşınabilir Kozmik Müon Dedektörü ve İlk Gözlem Sonuçları

Meryem Kübra Dağ¹ *, Tolga Güver^{2,3} , Suat Özkorucuklu⁴ ,
Güray Gürkan⁴ , Z.Funda Bostancı^{2,3} , Ahmet Polatoğlu⁵ ,
Cahit Yeşilyaprak⁵ 

¹ İstanbul Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Beyazıt, 34119, İstanbul, Türkiye

² İstanbul Üniversitesi, Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi, 34119, İstanbul

³ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İstanbul

⁴ İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, İstanbul

⁵ Atatürk Üniversitesi, Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Erzurum, 25000, Turkey

Accepted: December 20, 2022. Revised: December 15, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Kozmik ışınlar, 10^9 eV'dan 10^{21} eV'a ulaşan enerji aralığına sahip temel yüklü parçacıklardan ve çekirdeklerden oluşur. Bazıları Güneş'ten kaynaklanırken, diğerleri yıldızlararası uzayda süpernova patlamaları ve diğer yüksek enerjili olaylar sonucunda bize ulaşır. Bu parçacıklar Dünya'nın üst atmosferiyle etkileşime geçerek ikincil parçacıklara bozunurlar. Burada odaklandığımız ikincil parçacık olan müon, ortalama ömrü 2,5 mikrosaniye kadar kısa olmasına rağmen ışık hızına yakın hızlarda hareket etmesi sebebiyle görelilik etkilerine maruz kalırlar. Görelilik sınırları içerisinde giren müon parçacığının ortalama ömrü, yer tabanlı gözlemcilerin referansından dakika mertebesine çıkar ve böylece tespit edilebilir.

Dedektörlerle tespit edilen müon akısının zamana bağlı değişiminde Güneş'in rolü son derece önemlidir. Kozmik ışın akısı ile güneş aktivitesi arasında bir ilişki olup olmadığına dair birçok çalışma bulunmaktadır. Bu çalışmalar zaman bağlamında ikiye ayrılabilir; Uzun vadeli değişiklikler olarak Güneş'in 11 yıllık aktivite döngüsü boyunca Kozmik Işın akısının takibi ve kısa vadeli (gün, saat mertebesinde) Kozmik Işın akısının ani düşüşünü gözlemleyerek güneş aktivitesi ile korelasyonunun takibi (Forbush Azalması).

Müon akısının zamanla değişiminin takibi için bu çalışmada sunulan bir kozmik ışın dedektörü kurulup çalıştırılmıştır. Dedektör MIT üniversitesinden S.Axani ve arkadaşları tarafından kurulan CosmicWatch Taşınabilir Kozmik Müon Dedektörü esas alınarak kurulmuştur (Axani ve diğ. 2018). CosmicWatch dedektörü, müon dedektasyonu alanına minyatürize edilmiş bir giriş niteliği taşımaktadır. Yapımının kolay ve anlaşılır olması, arka planındaki fiziğin anlaşılır olması, esas alınması açısından önemli bir faktördür. Bu çalışmada kurduğumuz dedektörün temel düzeneği ve alınan ilk 41 saatlik veri paylaşılacaktır.

Abstract

Cosmic rays consist of fundamental charged particles and nuclei with a wide energy range. Some come from the Sun, while others reach us as a result of supernova explosions and other very high-energy events in interstellar space. When these particles come to Earth's upper atmosphere, they collide and decay into secondary particles. Muons, which are the secondary particles we focus on here, are subject to relativistic effects thanks to their speed close to the speed of light, although their lifetimes are as short as 2.5 microseconds, and they can be easily detected by ground-based detectors.

The role of the Sun as the closest influence on the muon flux is extremely important. There are many studies on whether there is a correlation between the cosmic ray flux and solar activity. These studies can be divided into two in the context of time; As long-term changes, examining the correlation with the Solar activity by measuring the Cosmic Ray flux during the 11-year activity cycle of the Sun and observing the short-term (day, hour) Cosmic Ray flux's day-based sudden decrease (Forbush Decrease) with coronal mass ejection events reaching the Earth. The established detector is based on the CosmicWatch Portable Cosmic Muon Detector established by S.Axani from MIT University and his colleagues (Axani ve diğ. 2018). The CosmicWatch detector is a miniaturized entry into the field of Muon detection. It is an important factor in terms of being easy and understandable to make and the physics of the background being comprehensible. In this study, the basic setup of the detector and the first 41 hours of data will be shared.

Anahtar Kelimeler: Cosmic Rays – Muons – Solar activity

1 Giriş

Kozmik ışınlar, ışık hızına yakın hızlarda hareket eden ve enerjileri 10^{21} eV'lara ulaşan yüksek enerjili yüklü parçacıklardır

(Gaisser ve diğ. 2016). Bir kısmı birincil kaynak olarak Güneş'ten gelse de, büyük bir kısmı yıldızlararası uzaydaki süpernova patlamaları gibi diğer yüksek enerjili olaylar sonucu bize ulaşırlar (Gaisser ve diğ. 2016). Kozmik ışınlar, Galaktik veya Ekstra Galaktik uzaklıklardan Dünya'ya ulaşabilirler. Ancak bu parçacıkların doğrultusu tam olarak belirlenemez.

* meryemxan2@gmail.com

Yüklü olmaları sebebiyle uzaydaki yolculukları sırasında manyetik etkilere maruz kalarak doğrultularından saparlar ve bu olay kaynaklarına yönelik kesinliği ortadan kaldırır.

Kozmik ışınların %90'ı atom çekirdeklerinden, %1'lik bir kısmı ise serbest elektronlardan oluşur. Bu birincil parçacıkların atmosferle etkileşimleri sonucunda bir parçacık yağmuru meydana gelir. Kilometre kare başına 10^{10} parçacık düşecek kadar yoğun olan bu nükleonik yağmur, oldukça geniş bir alana uniform biçimde yayılır (Gaisser ve diğ. 2016).

Oluşan parçacık yağmurunun son basamaklarında oluşan ikincil temel parçacık müon, kozmik ışın akı oranının belirlenmesi açısından esas aldığımız parçacıktır. Müonlar, temelde elektronla aynı özelliklere sahip ancak elektrondan 200 kat daha kütleli kararsız parçacıklardır (Axani ve diğ. 2018). Ortalama ömrü 2.5 μ s olması rağmen, ışık hızına yakın hızda hareket etmesi sebebiyle rölativistik etkilere maruz kalır. Böylece zamanda görelilik etkisiyle müonlar yer yüzeyine bozunmadan inebilirler (Gaisser ve diğ. 2016) ve yer tabanlı dedektörler aracılığıyla tespit edilebilirler.

Kozmik ışınların kaynağına ilişkin aklımıza ilk gelen cisim pek çok astronomik olayda olduğu gibi yine güneştir ve dolayısıyla güneş aktivitesi ve müon akı oranı ilişkisi birçok çalışmada ele alınmıştır (bkz. ör. Forbush 1946; Angelov ve diğ. 2009; Colalillo 2018; Papaioannou ve diğ. 2013; Schwenn 2006; Maghrabi ve diğ. 2021). Bu çalışmalar genelde ani ve kısa zaman ölçekli korelasyonlar, (Forbush Azalması, Forbush 1946) ve uzun zaman ölçekli korelasyonlar (Güneş Çevrimine bağlı) olarak iki kategoride incelenmektedir (bkz. ör., Maghrabi ve diğ. 2021).

1.1 Forbush Azalması

Forbush Azalması Galaktik kozmik ışınların akısında ani düşüşler olarak tanımlanır. Forbush (Forbush 1946) tarafından 1937 yılında keşfedilmiş ve jeomanyetik fırtınalardan kaynaklandığı öne sürülmüştür. Dünya manyetosferi, gezegenler arası koronal kütle atımları (Forbush 1946) ve bunlara eşlik eden şoklar gibi Güneş aktivitesinden kaynaklı etkilerin sonucunda önemli değişimler yaşar. Dünya'ya varan koronal kütle atımları manyetik alan etkisini artırır, böylece galaktik ölçekteki kozmik ışın yoğunluğunun önemli ölçüde azalmasına neden olur (Forbush 1946).

1.2 Güneş Çevrimi ve Kozmik Işınlara Korelasyonu

Güneş aktivite çevrimi yaklaşık olarak 11 yıl sürmektedir Schwabe (1844). 11 yıllık süreçte müon akı oranını durmaksızın takip eden bazı çalışmalar Maghrabi ve diğ. (2021) göstermektedir ki güneş aktivitesinin arttığı maksimum dönemde müon akı oranında düşme, güneş aktivitesinin azaldığı minimum dönemde müon akı oranında artma söz konusudur. Bu açıkça bir anti korelasyona işaret etmektedir Maghrabi ve diğ. (2021). Bu korelasyonun gözlenebilmesi için dedektörlerin 11 yıllık çevrimde verimli bir şekilde duyarlılığının bozulmadan çalıştırılması gerekliliğinden, uzun dönemli akı oranı tespiti daha zordur.

Bu çalışmada CosmicWatch Axani ve diğ. (2018) dizaynı baz alınarak yapılmış bir müon dedektörü tanıtılmış, ilk gözlemi hakkında bilgiler verilmiş ve geleceğe dair planlarımız açıklanmıştır.

2 Yöntem

Bu bölümde kozmik ışın tespiti için kullanılan temel dedektör düzenekleri (Axani ve diğ. 2018; Ayuso ve diğ. 2021) ve bu makale kapsamında kurulmuş olan taşınabilir kozmik müon dedektörü düzeneği üzerinde durulacaktır.

2.1 Müon Tespiti

Yer tabanlı dedektörler ile kozmik ışın akısına dair sonuç elde etmek için müon akı oranı bilgisinden faydalanılır (Schwenn 2006). Müonlar daha önce de belirtildiği gibi elektronla aynı yüke sahip ama elektrondan yüzlerce kat daha kütleli parçacıklardır (Gaisser ve diğ. 2016). Müon gibi yüklü parçacıklar sintilatör üzerine çarptığında enerjinin bir kısmı emilir ve sonra tekrar foton olarak yayılır. Oluşan optik/morötesi fotonlar bize müon akı ve enerjisini ölçme şansı verir.

Sintilatörden yayılan ışığın anlamlı bir veriye dönüşmesi için elektronik bir sinyale ihtiyaç vardır. Bu sinyal silikon fotoçoğaltıcılar (SiPM) veya foto katlandırıcı tüpler aracılığıyla sağlanır (PMT) (Ayuso ve diğ. 2021). Bu bileşenler ışığı toplayarak anlamlı bir sinyale dönüştürür ve bu sinyali sistemde bulunan okuma (Readout) devresine göndererek veriye dönüşmesine izin verir.

Tespit sistemlerinin önemli bir diğer kısmı da Elektronik Okuma Entegre devreleridir. Dedektörün modellenmesine bağlı olarak bu devrelerin işlem kapasiteleri birbirinden farklı olabilir ama temelde hepsi üretilen darbenin genliğini hesaplayarak çıkıtdaki mekanizmaya veri üretme şansı sunar.

3 CosmicWatch

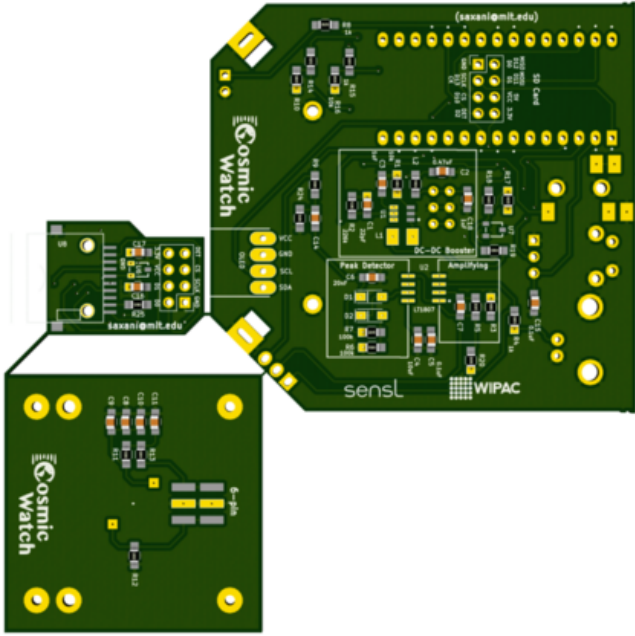
Kendi ölçümlerimizde esas aldığımız tasarım, ilk defa MIT'den Spencer Axani tarafından geliştirilmiş CosmicWatch (Axani ve diğ. 2018) müon dedektörüdür. CosmicWatch Müon Dedektörü oldukça kompakt yapıda ve düşük maliyetli bir müon dedektörüdür (Axani ve diğ. 2018). Diğer müon dedektörü çalışmalarının aksine kullanılan sintilatörün yüzey alanı sebebiyle sadece çok yüksek enerjili müonları tespit ederek düşük enerjili olanları kaçırabilir ve daha minimal veriler sunar. Bu sebeple büyük çaplı müon dedektörlerinin minyatürize edilmiş bir hali olarak düşünülebilir (Şekil 1) ve daha küçük çaplı projeler için kolaylıkla kurulabilir.

CosmicWatch SiPM BDK (Baskı Devre Kartı) (Şekil 1) üzerinde $5 \times 5 \times 1$ cm boyutlarında bir sintilatör ve buna bağlı 6×6 mm² boyutlarında bir SensL Silikon fotokatlandırıcı kullanılmaktadır. Dedektör temelde iki kısma ayrılır; Optik düzenek ve elektronik düzenek.

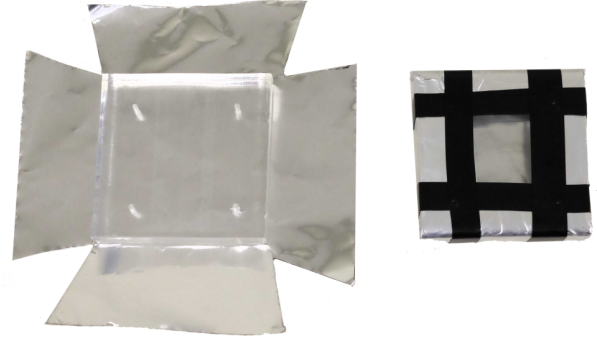
3.1 Optik Düzenek

Optik düzeneğin çalışma esası daha önce ifade edildiği gibi, yüklü parçacığın sintilatör (Şekil 3) üzerine düşerek sintilasyon yaratması ve yayılan morötesi/optik fotonun SiPM üzerinde fotoelektrik etkiyle elektron üreterek anlamlı bir sinyale dönüşmesine dayanır. Burada sintilatör dedektör üzerinde kullanımı sırasında reflektif bir kaplamayla kaplanır, arkaplan sinyali üretecek etkenlerden korumak için de siyah bir ek kaplama kullanılır. Bu çalışma bazında kurulmuş olan dedektörde (Şekil 2) kullanılan sintilatörde de aynı yöntem izlenmiştir (Şekil 3).

İkinci önemli optik bileşen ise -CosmicWatch dedektörü bazında- Silikon Fotoçoğaltıcı (SiPM)'dir (Şekil 4). Daha büyük çaplı projelerde Fotokatlandırıcı Tüpler (PMT) daha



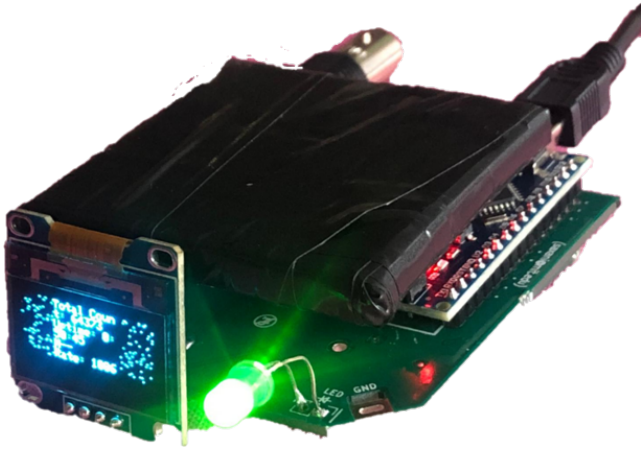
Şekil 1. MIT CosmicWatch devresine ait BDK önyüz tasarımı.



Şekil 3. 5×5×1 cm plastik sintilatör levhası.



Şekil 4. ASD SiPM 3×3 mm.



Şekil 2. Bu çalışmada yapılmış olan dedektörün fotoğrafı.

fazla tercih edilse de (Ayuso ve diğ. 2021), müon tespitinde SiPM'ler de çok önemli yer tutmaktadır. SiPM'lerin en büyük avantajı bir PMT'den onlarca kat daha düşük besleme voltajıyla çalışabilmesidir. Çalışma prensibi fotoelektrik etkiye dayanır, topladığı fotonla orantılı olarak elektron ve dolayısıyla elektrik sinyali yaratır.

Burada orijinal MIT tasarımından farklı olarak kullandığımız 2 önemli komponent bulunmaktadır. SensL SiPM (6×6 mm²) ve LT1807 Transimpedance Amplifier amaçlı kullanılmış Opamp yerine, Advansid Single SiPM (3×3 mm²) (Şekil 4) ve AD8602 opamp kullanılmıştır. Bu değişiklik mevcut bulunabilecek komponentlerle tasarlanmak istendiği için yapılmıştır.

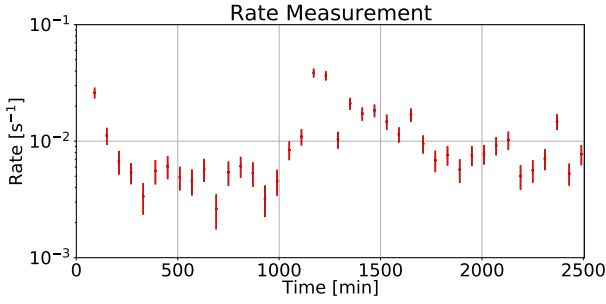
3.2 Elektronik Düzenek

Elektronik düzenekte, dedektörün kompakt yapısına ve düşük maliyetine oldukça iyi uyum sağlayan Arduino Nano kullanılmıştır. Arduino Nano ATmega328, basit ve açık kaynaklı bir mikrodenetleyici karttır. SiPM sinyali, Arduino Nano'nun sinyalin zamanını ve genliğini ölçebileceği şekilde özel olarak tasarlanmış bir baskılı devre kartı (BDK) (Şekil 1) aracılığıyla gönderilir. Arduino Nano darbe genliğini, sayım sayısını, olayın zamanını ve dedektörün ölü zamanını kaydeder. SiPM'den veri alımını tetikleyecek sinyalin eşik değeri de Arduino yazılımında ayarlanabilir.

4 Bulgular ve Sonuç

Bu çalışma kapsamında CosmicWatch dizaynı (Axani ve diğ. 2018) kullanılarak yeni bir müon dedektörü yapılmış ve bu dedektörden alınan ilk veriler sunulmuştur. Dedektör İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Laboratuvarı bünyesinde kurulmuş ve bu konumdan veri alınmıştır (41:00:49 Kuzey, 28:56:58 Doğu). Dedektörün bulunduğu konumun yüksekliği de, kozmik ışınların yüksekliğe bağlı akısının değiştiği bilindiğinden (Hess 1929) akıyı yorumlamak için ayrıca önemli bir parametredir. Kurulan dedektör 65 metrede çalışmıştır ve gelecekte yüksekliğe bağlı durumu incelemek için bu yükseklik ile kıyaslanabilecek lokasyonlara dedektör konulması ve veri alınması planlanmaktadır.

Çalışmamız sonunda elde ettiğimiz ilk dedektörün fotoğrafı Şekil 2'de verilmiştir. Kurduğumuz dedektörden alınan yaklaşık 2 günlük ölçüm Şekil 5'te gösterilmiştir (41 saat). İlk ölçümlerimiz, dedektörümüzün büyüklüğü ile orantılı stabil



Şekil 5. Dedektörümüzce gözlenen müon akısının zamanla değişimi.

bir şekilde kozmik ışın akısı gözleyebildiğimizi göstermektedir. Veriler bir saatlik ortalamalar alınarak sunulmuştur. Ancak elbette bu verilere dayanarak uzun vadeli yorumlar yapmak mümkün değildir. Önümüzdeki 3 yıllık süreçte Güneş'in 11 yıllık çevriminin maksimumuna ulaşacağını biliyoruz. Taşınabilir Kozmik Müon dedektörü ile ileriye dönük planımız, çok sayıda dedektörle sürekli olarak kozmik ışın takibi yapmak olacaktır. Daha önce ifade edildiği gibi bu dedektörlerin farklı yükseklikteki lokasyonlarda çalıştırılması da geleceğe yönelik planlarımızdan biridir.

Ancak her ne kadar kurulan bu dedektörle yüksekliğe bağlı akının ölçümü mümkün olsa da Güneş'in etkilerinin ve müon akısıyla korelasyonunun doğrudan bu çapta ekipmanlar ile gözlenebilmesi çok zordur. Bu sebeple gelecekte, daha büyük çapta müon dedektasyonu verisi sağlayabilecek bir sistem üzerinde de ayrıca çalışmalara başlanmıştır.

5 Gelecek

Daha önce ifade edildiği gibi, Güneş aktivitesinin kozmik ışın akısı üzerindeki etkilerini gözleyebilmek için donanımsal açıdan daha büyük boyutlarda bir dedektöre ihtiyaç vardır. Taşınabilir Müon Dedektörü projesinden sonraki motivasyonla, önümüzdeki 3 yıllık süreçte Güneş aktivitesinin Kozmik ışın akısıyla korelasyonuna yönelik daha büyük bir proje planlanmaktadır. Hedefimiz Ayuso ve diğ. (2021) tarafından gerçekleştirilen MITO projesiyle aynı büyüklükte ve kapsamda bir müon dedektörünün ekibimizce üretilmesi ve Doğu Anadolu Gözlemevi sitesine yerleştirilmesidir. Bu bağlamda Dr. Ayuso ve ekibi ile işbirliği yapılmış ve projeye yönelik finansal destek için de özel bir şirket olan Assemcorp Elektronik A.Ş. ile görüşme sağlanmıştır. Proje giderlerinin karşılanması şirket tarafından olumlu karşılanmış ve projeye yönelik ilk siparişler verilmiştir.

5.1 MITO (Muon Impact Tracer and Observer) Nedir?

MITO, düşük enerjili zemin gürültüsünün filtrelenmesini sağlayan bir kurşun tabaka ile iki sintilatörden (1 m²) oluşan bir Müon dedektörüdür. Sekiz fotoçoğaltıcı tüp (PMT), sintilatörlerin dört yan tarafından çıkan ışığı toplar. MITO, yalnızca kozmik ışın akısını elde etmek için değil, aynı zamanda çoklu PMT atım verilerinin yakalanması ve analizi yoluyla müon varış yönünü kaydetmek için de tasarlanmıştır. Makul performans-maliyet oranı MITO'yu uygulanabilir kılmaktadır Ayuso ve diğ. (2021).

Teşekkür

Bu çalışma kısmen 2016K121370 numaralı proje ile T.C. Cumhurbaşkanlığı Strateji ve Bütçe Başkanlığı tarafından desteklenmiştir.



Kaynaklar

- Angelov I., Malamova E., Stamenov J., 2009, *Advances in Space Research*, 43, 504
- Axani S. N., Frankiewicz K., Conrad J. M., 2018, *Journal of Instrumentation*, 13, P03019
- Ayuso S., Blanco J. J., García Tejedor J. I., Gómez Herrero R., Vrublevskyy I., García Población Ó., Medina J., 2021, *Journal of Space Weather and Space Climate*, 11, 13
- Colalillo R., 2018, in *Ultra-High Energy Cosmic Rays (UHECR2016)*. p. 011024, doi:10.7566/JPSCP.19.011024
- Forbush S. E., 1946, *Physical Review*, 70, 771
- Gaisser T. K., Engel R., Resconi E., 2016, *Cosmic Rays and Particle Physics*, 2 edn. Cambridge University Press, doi:10.1017/CBO9781139192194
- Hess V., 1929, *Quarterly Journal of the Royal Meteorological Society*, 55, 320
- Maghrabi A., Almutairi M., Aldosari A., Altilasi M., Alshehri A., 2021, *Journal of King Saud University - Science*, 33, 101495
- Papaoiannou A., Belov A., Mavromichalaki H., Eroshenko E., Yanke V., Asvestari E., Abunin A., Abunina M., 2013, in *Journal of Physics Conference Series*. p. 012202, doi:10.1088/1742-6596/409/1/012202
- Schwabe H., 1844, *Astronomische Nachrichten*, 21, 233
- Schwenn R., 2006, *Living Reviews in Solar Physics*, 3, 2

Access:

M23-0373: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)

TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde Bulunan RTT150 Rus-Türk Teleskobu Kubbe Otomasyon Sisteminin Modernizasyonu

Ekrem Kandemir¹  

¹ TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi, 07058, Türkiye

Accepted: December 21, 2022. Revised: December 14, 2022. Received: November 1, 2022.

Özet

RTT150 teleskobu, Antalya'da Bakırlıtepe yerleşkesinde bulunan 1,5 m'lik birincil ayna çapına sahip bir teleskoptur. Bu teleskopta, ABD'de Observa Dome firması tarafından üretilen 10.5 m çapında çift cidarlı bir kubbe ile kullanılmaktadır. Kubbede kullanılan eski otomasyon sistemi, eski ve tedarik edilmesi zor elektronik bileşenler içermekte ve bu otomasyon sistemine ait herhangi bir kılavuzun olmaması nedeniyle sistem arızalarının giderilmesi zor bir işlem haline gelmiştir. Bu nedenle, bu çalışmada olası darbe etkilerini önlemek için daha dayanıklı, yeni, tedariki kolay elektronik bileşenlerden oluşan ve ayrıca fiber bağlantılara sahip yeni bir basit kubbe otomasyon kontrol sistemi geliştirilmiştir. Gerçekleştirilen sistem ile RS232 seri portu ve tak-çalıştır özelliği sayesinde kubbe kontrolünde hem basit elle kullanım hem de uzaktan kontrolü sağlanmaktadır. Önerilen yeni sistemin etkinliği ve çalışma testleri, test gözlem sonuçları ile doğrulanmıştır.

Abstract

RTT150 telescope is a large 1.5 m telescope, which is located on the Bakırlıtepe mountain in Antalya. This telescope uses 10.5m diameter double-skin dome, which was manufactured by Observa Dome in USA. The automation system of the dome includes old, hard-to-supply electronic components and it is difficult to solve system faults due to absence of the dome automation manuals. Therefore, this study proposes a new simple dome automation control system, which has new, easy-to-supply electronic components and also fiber connections in order to prevent possible surges effects. The proposed system provides both remote and on-site manual control over its RS232 serial communication and plug-play feature. Effectiveness and running tests of the proposed new system has been verified through test observation results.

Anahtar Kelimeler: Rus-Türk teleskobu – kubbe kontrol modernizasyonu – otomasyon sistemi –uzaktan kontrol–fiber dönüştürücü

1 Giriş

Yüksek rakıma sahip gözlemevi yerleşkeleri genel olarak sıcaklık, nem ve rüzgar açısından aşırı durumların çok sıklıkta yaşandığı ve oldukça kuvvetli ve sert çalışma koşullarının bulunduğu bir çalışma sahasına sahiptir. Bu sebeple kötü hava koşullarında bile çalışabilen ve doğrudan insan müdahalesine gerek kalmaksızın uzaktan erişime sahip kontrol sistemleri bu tür çalışma alanları için gerekli ve vazgeçilmez konumdadır. Hem uzaktan kontrol sistemleri konusundaki gelişmeler hem de metre sınıfı eski teleskopların yenilenmesi göz önüne alındığında, geri bildirim özelliğine sahip güvenilir kontrol sistemleri, uzaktan otonom gözlemlerde önemli ve gerekli bir konuma gelmiştir.

Rus-Türk Teleskobu (RTT150) 1.5 m çapında birincil aynaya sahiptir ve Haziran 1997'de TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne (TUG) kurulmuştur. (Yükseklik: 2457 m, Boylam: 02^h01^m20^s Doğu, Enlem: 36°49'30" Kuzey) (Koçak ve diğ. 2004a). RTT150, manuel kontrol edilebilen 10.5 m çapında çift cidarlı kubbeye sahiptir ve Aztclient programı olarak adlandırılan bir teleskop kontrol yazılımı (TKY) tarafından kontrol edilebilmektedir. Aztclient, teleskopun Rus ortakları tarafından gerçek zamanlı bir işletim sistemi üzerinde geliştirilmiştir. Ayrıca RTT150'de daha önce gerçekleştirilen,

mikrodenetleyici tabanlı kubbe otomasyon sistemi kullanılmış olup, sistem kubbe kapağının açılıp kapanması, kubbenin saat yönünde ve saat yönünün tersine dönmesi gibi temel kubbe fonksiyonlarının kontrol edilebilmesi sağlanmaktadır (Koçak ve diğ. 2004b). Bu kubbe otomasyon sistemi, kullanıcının kubbe hareketlerini uzaktan kontrol etmesine olanak tanımakta ve teleskobun otomatik olarak kontrol edilmesi için Aztclient yazılımı ile birlikte çalışmaktadır. Ancak, 2004 yılından beri kullanılan bu kubbe otomasyon sistemi eski elektronik bileşenler bulundurması nedeniyle sistem arızaları sık sık görülmeye başlanmıştır. Sistemin herhangi bir kullanım kılavuzu veya devre şemasının da olmaması ve değiştirilmesi zor eski elektronik bileşenlerin teminin zorluğu nedeniyle sistem arızaları kolayca çözülememektedir. Dolayısıyla, bu olumsuzluklar, hataların giderilmesi için çok çaba sarf edilmesine ve gözlemler için zaman kaybı yaşanmasına da neden olmaktadır.

Bu çalışmanın amacı, kullanılan eski otomasyon sistemini yenilemek ve daha güvenilir bir otomasyon sistemini devreye almak için yeni bir kubbe otomasyon sistemi geliştirmektir. Önerilen sistem, elektronik cihazlarda anlık yüksek gerilim ve yıldırım etkilerini önlemek için elektronik kontrol kartları arasında fiber kablolar kullanmakta ve TKY ana bilgisayar ile fiber kablolar üzerinden haberleşmektedir. Ayrıca sistem, kolayca değiştirilebilen elektronik bileşenler içermekte ve kubbe hareketlerini kontrol etmek için tak-çalıştır özelliği sağlamaktadır. Ayrıca gerçekleştirilen yeni sistemde, olası herhangi bir arıza olması durumunda eski otomasyon sistemini

* ekremkandemir@gmail.com



Şekil 1. RTT150 teleskobunun kubbe içinden önden çekilmiş görüntüsü.

aktif hale getirmek için kontrol seçim panosu da içermektedir. Bu seçim panosu, herhangi bir kablo veya bileşen değiştirmeye veya sökmeye gerek olmadan kubbe sisteminin kontrol edilmesi için eski otomasyon sisteminin aktif hale getirilmesini sağlamaktadır. Bu sayede sistem, kubbe kontrol işlemi için yeni ve eski otomasyon sistemi arasında çok basit bir şekilde geçiş yapılabilmesini sağlar.

Bu bağlamda, bu makalenin organizasyonu şu şekildedir: Ş2'de, RTT150 teleskobunu ve Aztclient olarak adlandırılan TKY programını tanıtmaktadır. Ş3'de ise RTT150 için geliştirilmiş olan yeni kubbe otomasyon sisteminin genel işleyişi anlatılmaktadır. Son olarak, bu çalışmanın sonucu Ş4'de sunulmaktadır.

2 RTT150 Teleskobu ve Aztclient Teleskop Kontrol Yazılımı

2.1 RTT150 Teleskobu

RTT150, Türkiye ile Rusya arasında 1995 yılında imzalanan protokol çerçevesinde 1998 yılında TUG gözlemevi yerleşkesine kurulmuş ve ilk ışık Eylül 2001 döneminde alınmıştır. İşbirliği protokolününün paydaşları Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK), Kazan Federal Üniversitesi (KFU) ve Rusya Bilimler Akademisi Uzay Araştırmaları Enstitüsü'dür (IKI RAS). RTT150 teleskopu Ritchey-Chretien optik tasarımına sahiptir ve Cassegrain ve Coude odak düzlemi modları vardır. Şekil 1'de, kubbe içindeki yapıda RTT150

Çizelge 1. RTT150 teleskobu ve kubbesinin teknik özellikleri.

Teleskop	Optik Tasarımı	Ritchey-Chretien
	Kurgu Tipi	Ekvatoryal
	Tüp Uzunluğu	4970 mm
	Birinci Ayna Çapı	1500 mm
	Odak Uzunluğu	11611 mm (Cassegrain) 72257 mm (Coude)
Odak Oranı	f/7.7 (Cassegrain)	
	f/48 (Coude)	
Görüntü Ölçeği	18' mm ⁻¹ (Cassegrain)	
	3' mm ⁻¹ (Coude)	
Kubbe	Çap	10.5 mm
	Yarıçap Genişliği	3.35 mm

teleskobunun önden görüntüsü gösterilmektedir. RTT150'nin teknik özellikleri ise Çizelge 1'de verilmiştir.

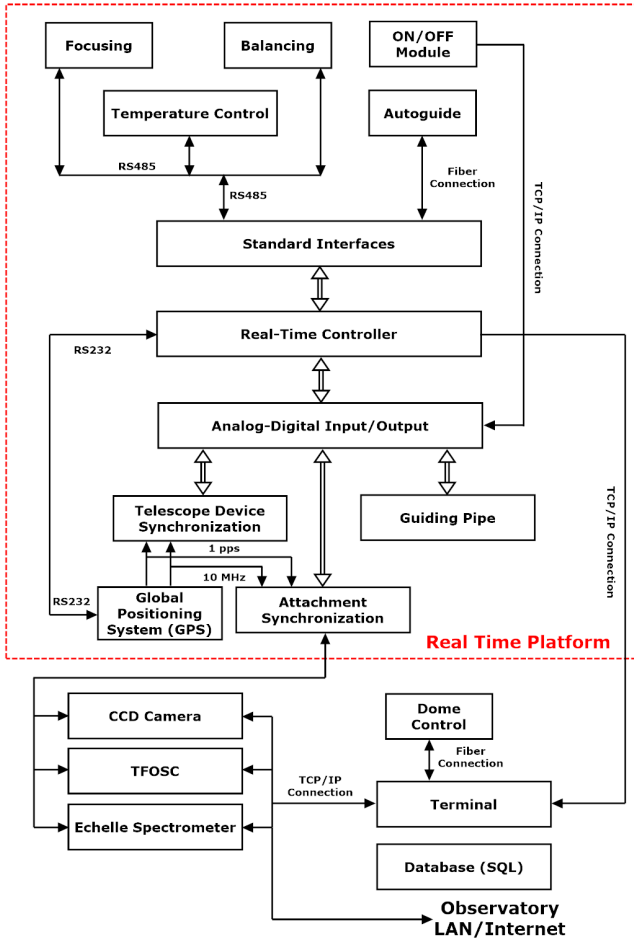
Mevcut kurulumda f/7.7 Cassegrain (görüntüleme/taf) ve f/48 Coude (taf) odaklarında kullanılabilen RTT150 teleskopunda gözlemler Bakırlitepe'deki Merkez Bina'da bulunan Teleskop Kontrol Odası'ndan veya Antalya Yönetim Binası'nda bulunan Teleskop Kontrol Merkezi'nden uzak bağlantı yoluyla yapılabilmektedir.

2.2 RTT150 Kontrol Sistemi ve Teleskop Kontrol Yazılımı

RTT150, teleskoba güç sağlayan, ana eksen sürücülerinin saat ve sapma koordinatlarına göre çalışmasını sağlayan ayrıca odaklama ve dengeleme sürücülerinin kontrolünü de sağlayan tek standart röle mantık yapısına sahip kontrol sistemi içermektedir. RTT150 kontrol sistemi (RKS), donanım-yazılım bileşenlerinin beraber çalıştığı ve mevcut haliylede gerçek zamanlı (real-time) olarak çalışabilen bir sistemdir. Ek olarak, RKS, bilimsel araçların kontrolü, veritabanlarına etkin erişim, gözlemcinin çalışmasının uygun çok işlevli bir terminalinin uygulanması vb. gibi yazılım araçları arasında çoklu görev gerçekleştirebilmektedir. RTT150 kontrol sistemine ait blok diyagramı Şekil 2'de ayrıntılı olarak verilmiştir.

Şekil 2'de gösterildiği gibi, RKS gerçek zamanlı ve genel platformlar olmak üzere iki bölümden oluşmaktadır. Bu platformlar, istemci-sunucu yapısında TCP/IP ağ protokolü üzerinde sürekli haberleşerek birbirleriyle çalışırlar. Gerçek zamanlı platform, Disk İşletim Sistemi (DOS) altında gerçekleştirilen endüstriyel bir bilgisayarın kullanımına dayanmaktadır. Gerçek zamanlı platform PCA-6186 işlemciyi kullanır ve RKS'de sunucu tarafı olarak çalışır. Böylece bu endüstriyel bilgisayar kontrol sisteminde AZT-server olarak adlandırılmıştır. AZT-Server, teleskop ana eksen sürücülerini, odaklama sistemini kontrol eder, teleskobun koordinatlarını ve konumlarını alır.

İkinci olarak, RKS'nin istemci tarafı, çoğu gözlemci için en bilinen ortam olan Windows tabanlı kontrol programını kullanır. Teleskopun gözlemcisi, AZT-Server ile haberleşen ve gözlemcinin istediği kontrol görevlerini yerine getirmek için AZT-Client adlı bir grafik kullanıcı arayüzü (GUI) programı kullanarak teleskop hareketlerini, diğer teleskop gözlem cihazlarını kontrol edebilir ve gözlem yapabilir. Ayrıca AZT-Client, kubbe kontrol görevlerini yerine getirmekte ve gözlemciye bir kubbe kontrol arayüzü sağlamaktadır. Şekil 3'te, AZT-Client kontrol GUI'sinin ve kubbe kontrol penceresinin bir ekran görüntüsü gösterilmektedir. AZT-Client'in kubbe



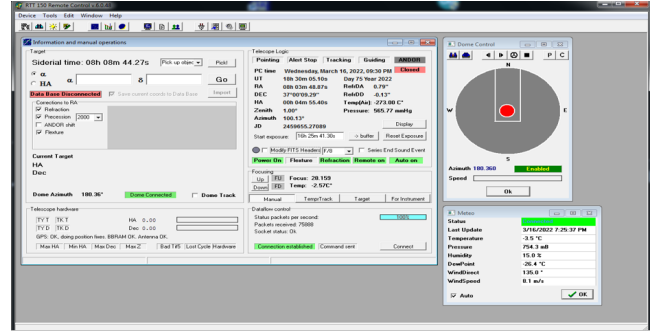
Şekil 2. RTT150'nin kontrol sisteminin blok diyagramı.

kontrol arayüzü, kubbe dönme hareketini kontrol etme olanağı sağlar ve otomatik ve/veya manuel modlarda kubbe kapaklarını kontrol edebilmektedir. Ayrıca kubbe azimut pozisyonu anlık olarak okunmakta ve kontrol arayüzünde derece biriminde görüntülenmektedir.

3 Kubbe Otomasyon Sistem Tasarımı ve Geliştirme Aşamaları

Bu çalışmanın ana amaçlarından biri, kolayca değiştirilebilen elektronik bileşenlere sahip otonom bir kubbe kontrol sistemi yapmaktır. RTT150'nin 10.5 m çapındaki çift cidarlı kubbesi için Arduino ve fiber tabanlı dönele kodlayıcı (encoder) kullanılarak tam otomatik kontrol gerçekleştirilmiştir. Tasarlanan sistem, kubbe kapaklarının açılıp kapanması, kubbenin saat yönünde veya tersine hareket ederek teleskopu takip edebilmesi gibi kubbe işlevlerini sağlar. Ayrıca, kubbe konumunun kaydını tutar ve AZT-Client programını çalıştıran Windows tabanlı bir bilgisayar tarafından kontrol edilebilir. Dönele kodlayıcı, kubbe eteğinin iç çevresinde çalışan bir lastik tekerleğe bağlıdır. Kubbe eteğinin aynı çevresine monte edilmiş delikli bir plaka referans noktası tespiti sağlar ve ışık algılamaya kesme prensibi ile çalışır. Tasarlanan kubbe otomasyon sisteminin genel yapısı Şekil 4'te sunulmuştur.

Şekil 4'te gösterildiği gibi, RTT150 kubbe kontrol sistemi iki ana panelden oluşmaktadır. Bunlardan birisi RTT150



Şekil 3. AZT-Client kontrol arayüzü ve kubbe kontrol ekranının anlık görüntüsü.

kubbe kontrol paneli (RTT150-KKP) ve RTT150 kubbe değiştirme paneli (RTT150-KDP) olarak adlandırılır. RTT150-KDP, panelin ön kapağının ön yüzünde bulunan bir paket anahtarı tarafından kontrol edilen röle bileşenlerini içerir. Böylece RTT150-KKP ile kubbe manuel kontrol paneli arasında bağlantı sağlar. Ayrıca RTT150-KDP, harici bağlantının kontrol edilmesini sağlamak için harici girişler içerir. Tasarlanan RTT150-KDP, Şekil 5(a)'da sunulmuştur.

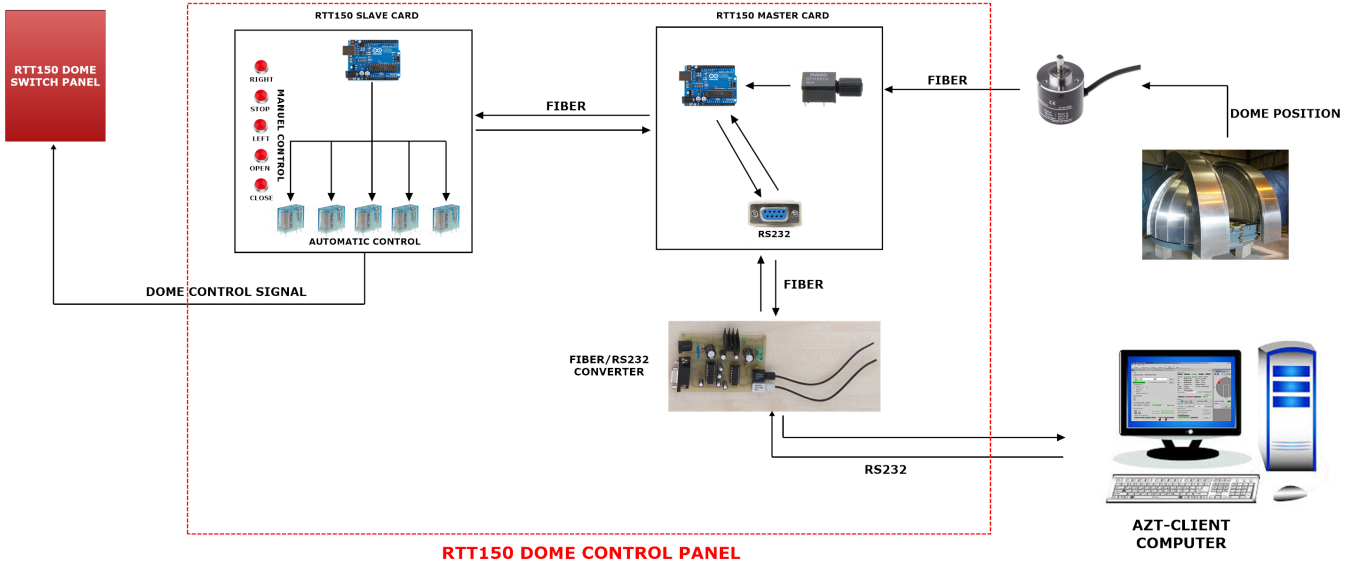
Kubbe kontrol sisteminin kontrol mekanizması olarak RTT150-KKP isimli bir diğer kontrol paneli görev yapmaktadır. RTT150-KKP, Arduino tabanlı master ve slave kontrol kartlarını içerir ve kubbe hareketlerinden ve kubbenin gerçek konumunu fiber iletişimli kodlayıcı aracılığıyla okumaktan sorumludur. Ayrıca AZT-Client ile fiber kablolar üzerinden haberleşerek kontrol mekanizmasının uzaktan kontrolünü de sağlar. Tasarlanan RTT150-KKP, Şekil 5(b)'de sunulmuştur.

Master ve slave kartlar, çalışma platformu ile Arduino Entegre Geliştirme Ortamı kullanılarak programlanabilmektedir. Her iki kart da fiber kablolar aracılığıyla birbirleriyle iletişim kurmaktadır. Ayrıca kodlayıcı sinyalleri fiber kablolar üzerinden okunur. RTT150-KKP'deki ana kart, kodlayıcı fiber sinyallerini de algılayabilir ve kubbe konumunu anında okuyabilmektedir. Kubbe kontrol mekanizmasında kodlayıcı hareketini ve konumunu algılamak için arttırılmış tip dönele kodlayıcı kullanılmaktadır. Slave kart, AZT-Client'ten master kartına fiber kablolar aracılığıyla gelen kontrol komutlarına göre master karttan gelen komutlara bağlı olarak kubbe dönme hareketini gerçekleştirmek için RTT150-KDP'yi kontrol eder. Ayrıca slave kart, kubbe kapaklarının durumlarını da algılar ve bu bilgileri master karta göndermekle sorumludur.

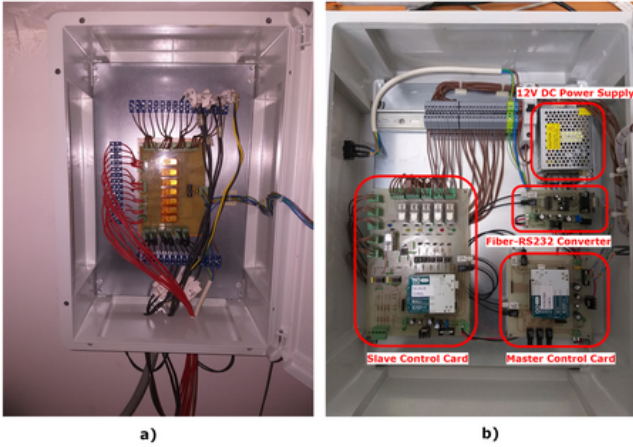
Ayrıca RTT150-KKP, bu sistem için özel olarak tasarlanmış Fiber-RS232 dönüştürücü kartı içermektedir. Özel tasarlanmış Fiber-RS232 dönüştürücü, RS232 iletişim sinyallerini fiber ışık sinyallerine dönüştürerek olası yıldırımlardan kaynaklanan elektrik hasarlarına karşı AZT-Client ile RTT150-KKP arasında elektriksel izolasyon sağlamaktadır. Fiber-RS232 dönüştürücü ve baskılı devre kartı (PCB) görünümü Şekil 6'da sunulmuştur.

Bu çalışmada, geliştirme aşaması farklı bölümlere ayrılmış ve her bölümün süreci tek tek elde gerçekleştirilmiş ve son olarak kubbe hareketlerinin kontrolünü sağlamak için hepsi birbirleriyle bütünleştirilmiştir. Bu bölümler şunlardır:

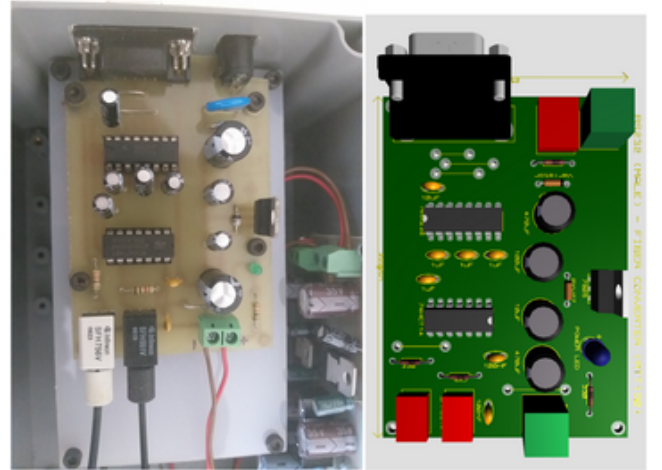
a. RTT150-KKP'nin slave kontrol kartının tasarlanması



Şekil 4. Tasarlanan yeni kubbe otomasyon sisteminin genel sistem yapısı.



Şekil 5. a) RTT150-KDP panelinin ön yüzünün görüntüsü, b) RTT150-KKP panelinin ön yüzünün görüntüsü.



Şekil 6. Tasarlanan Fiber-RS232 dönüştürücü kartı ve baskı devre modeli.

- ve gerçekleştirilmesi: Kubbenin kapaklarının kontrolü ve dönme hareketinin gerçekleştirilmesi için.
- RTT150-KKP master kontrol kartının tasarlanması ve gerçekleştirilmesi: Slave kartın kontrolünün fiber kablo üzerinden yapılabilmesi için fiber kablolardan gelen kodlayıcı darbelerinin algılanması ve AZT-Client bilgisayar ile iletişim kurulması.
 - Fiber-RS232 dönüştürücünün tasarlanması ve gerçekleştirilmesi: RTT150-KKP ile AZT-Client bilgisayar arasında fiber kablolar üzerinden haberleşmesini sağlamak için.
 - RTT150-KDP'nin tasarlanması ve gerçekleştirilmesi: RTT150 kubbe manuel kontrol panelinin kontrolünü gerçekleştirmek ve RTT150-KDP ile manuel kontrol paneli arasındaki bağlantıyı sağlamak için.
 - Yeni RTT150 kubbe kontrol sisteminin entegrasyonu: Teleskoba yeni kubbe kontrol sistemini kurmak ve kontrol

bilgisayarı üzerinden AZT-Client programı ile son çalışma testlerini gerçekleştirmek için.

İlk olarak, kubbenin kapaklarının hareketlerinin açma/kapama kontrolü gerçekleştirilmiş ve çalışma testi yapılmıştır. Daha sonra slave kart tabanlı Arduino tasarımı ve uygulaması gerçekleştirilmiş ve kubbe kapaklarının açma, kapama ve yarı açma için gerekli kontrol kodları geliştirilmiş ve test işlemleri tamamlanmıştır. Eş zamanlı olarak, saat yönünde ve saat yönünün tersine hareketinin sağlanması ve kubbenin ana konumunu belirlemek için referans pozisyon sensörünü tespit etmek için kubbe dönüş kontrol kodları geliştirilmiştir. Ardından Arduino tabanlı master kart tasarımı ve uygulaması gerçekleştirilmiştir. Gerçekleştirilen master kartı fiber kablolar ile iletilen kodlayıcı pozisyonu darbe sinyallerini algılayabilme özelliğine sahip olacak şekilde tasarımı yapılmıştır. Master kartın kontrol kodları, kubbe dönme hareketi için ve

kodlayıcı darbe sinyalerinin okunabilmesi için geliştirilmiştir. Tasarlanan master kart ile AZT-Client bilgisayar arasındaki iletişimi gerçekleştirmek için özel Fiber-RS232 dönüştürücü kartı yapılmıştır. Son olarak, eski kubbe kontrol sistemi ile yeni tasarlanmış kubbe kontrol sistemi arasında geçiş yapılmasını sağlayan RTT150-KDP panelinin montajı yapılmış ve çalışma testleri başarılı şekilde gerçekleştirilmiştir.

Tasarlanan kubbe kontrol sistemi için gerçekleştirilen tüm elektronik devre ve kartlar gözleminde test edilmiş ve kubbe yöneliminin teleskopla işaret edilen azimut ile senkronize edilmesi için yazılım kodlaması geliştirilmiştir. Tasarlanan kubbe kontrol sistemi teleskop binasına kurulmuş ve kubbe kontrol mekanizmasına uygun şekilde bağlanmıştır. Son testler ve gözlemler de başarılı şekilde tamamlanmıştır. Bu nedenle, RTT150'nin kubbe otomasyonu, yeni, temini kolay ve hızlı şekilde değiştirilebilir bileşenlerle güncellenmiş ve geliştirilmiştir. Ayrıca, önerilen otomasyon sistemi, yeni otomasyon kontrol sisteminde herhangi bir arıza olması durumunda eski kullanılan hızlı ve basit bir şekilde geçiş yapabilmeye özelliğine de sahiptir.

4 Sonuç

Bu çalışma, olası anlık yüksek gerilim veya yıldırım darbe etkilerini önlemek için yeni, tedariki kolay elektronik bileşenlere ve ayrıca fiber bağlantılara sahip yeni ve basit bir kubbe otomasyon kontrol sistemi önermektedir. Önerilen sistem, RS232 seri portu ve tak-çalıştır özelliği üzerinde elle kullanım kontrolü de sağlamaktadır. Tasarlanan elektronik devre ve kartların her birinin çalışma testi gözleminde gerçekleştirilmiş ve kubbe yöneliminin teleskopla işaret edilen azimut ile senkronize edilmesi için yazılım kodlaması geliştirilmiştir. Tasarlanan otomasyon sistemi, yeni model, kolay tedarik edilebilen ve hızlı değiştirilebilir parçalar ve bileşenler kullanılarak geliştirilmiş ve gerçekleştirilmiştir. Ayrıca, önerilen otomasyon sistemi, yeni otomasyon kontrol sisteminde herhangi bir arıza olması durumunda eski kullanılan ve yeni tasarlanmış kubbe kontrol sistemi arasında geçiş yapabilmeye özelliğine sahiptir. Önerilen yeni sistemin etkinliği ve çalışma testleri, test gözlem sonuçları ile doğrulanmıştır.

Kaynaklar






Koçak M., Selam S. O., Keskin V., 2004a, *Astronomische Nachrichten*, 325, 652

Koçak M., Keskin V., Selam S. O., 2004b, *Astronomische Nachrichten*, 325, 655

Access:

M23-0312: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

DAG Teleskobu için Potansiyel Görüntüleme Aygıtı Ön Optik Tasarımı

Görkem Varol¹  , Tarık Sipahi¹ , Sinan Kaan Yerli¹ , Tenay Saguner Rambaldi¹ , Ege Tunç¹ 

¹ Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Astronomi Optiği Laboratuvarı (AOL), 06800 Ankara, Türkiye

Accepted: January 9, 2023. Revised: December 11, 2022. Received: November 13, 2022.

Özet

Bu çalışmada OpticStudio/ZEMAX kataloglarındaki Kullanıma Hazır Ticari (COTS – Commercial Off-the-shelf) merceklerle DAG için potansiyel bir görüntüleme sistemi tasarlanmıştır. Önce paraaksiyel tasarım tanıtılmış uygun mercek düzeni seçilip kalın mercek tasarımı yapılmıştır. Ardından gerçek mercek tasarımı için sistem optimizasyonu gerçekleştirilmiştir. Daha sonra en yüksek görüntüleme performansı elde etmek için COTS ve ZEMAX'ın Stock Mercek Eşleştirme (Stock Lens Matching) aracı kullanılmıştır. Kullanılan iki çift mercek DAG teleskobunun optik özelliklerinin yanısıra MTF, en iyi spot diyagramı ve seçilen dedektörün özelliklerine uygun çevrelenmiş enerji değeri göz önüne alınarak seçilmiştir.

Abstract

In this study, a potential imaging system for DAG is designed with Commercial Off-the-shelf (COTS) lenses using lens catalog library inside OpticStudio/ZEMAX. First, the paraxial design was introduced, the appropriate lens assembly was selected, and the thick lens design was made. Then, system optimization was carried out for real lens design. After finding the best imaging system, ZEMAX's Stock Lens Matching tool was used to achieve the highest imaging performance using COTS. Two doublet lenses are chosen according to optical specifications of DAG telescope and best spot diagram, MTF, proper encircled energy for detector pixel diameter.

Anahtar Kelimeler: telescopes, instrumentation: miscellaneous, software: simulations

1 Giriş

DAG Teleskobu 4 metre çaplı, iki Nasmyth odaklı, görünür ve yakın kızılötesi bölgelerde çalışan, Cassegrain odaklı bir Ritchey-Chretien (RC) teleskoptur (Jolissaint ve diğ. 2016). RC bir teleskopta birincil ve ikincil aynalar hiperboliktir (Abdulkadyrov ve diğ. 2018). Çift hiperbolik ayna üçüncü dereceden komatik ve küresel sapmaları gidermekte başarılıdır (Keskin ve diğ. 2014). Böylece DAG teleskop daha geniş görüş alanına sahip olmaktadır.

Işık tüm aynaları içeren teleskop optiğinden geçip "Odak Düzlemi Aygıt(lar)ına" (ODA) ulaşmadan önce bir tür düzeltmeden geçmek durumundadır. Bu düzeltme görüntü kalitesini artırıp teleskop aynalarından doğan sapmaları (astigmatizma, alan eğriliği v.b.) gidermek ve odak düzleminin sonundaki dedektörün niteliklerine uygun olmalıdır. Bu amaç için de ODA içine ya da öncesine ek optik düzenek ve/veya optik sistemler tasarlanmaktadır.

Bu çalışma, bu amaç doğrultusunda, DAG teleskop optiğine uyan potansiyel bir görüntüleme aygıtı ön tasarımını içermektedir. Optik tasarım için görünür ışık ve yakın-kızılötesi bantları hedeflendiğinden tasarımda 0.4–1.1 μm dalgaboyu aralığı kullanılmıştır. Atmosfer geçirgenliği 1.1 μm dalgaboyunun üzerinde hızla azalmaktadır (Gates 1960).

2 Optik Tasarım

Optik tasarıma görüntü uzayında istenen dalgaboyu aralığında duyarlılığı yüksek uygun bir dedektör seçerek başlamak gerekmektedir. Seçilecek dedektörün özelliklerinden bağımsız tasarım yapılamayacağı için de optik tasarım süreci başlamadan önce dedektör seçilmelidir. Işığı teleskoptan dedektörün çipine kadar yönlendirmek için bir dizi optik eleman veya yüzey kullanılmalıdır. Optik tasarımını sınırlandıran etmenlerden birisi kırınımıdır. Kırınım-sınırlı Airy disk çapını dedektör piksel boyu kadar tanımlarsak optik sistem doğru biçimde "kırınım-sınırlı" olarak çalışacaktır (Bentley & Olson 2012). Airy disk boyu şu şekilde tanımlanmaktadır (Holst 2007):

$$D_{\text{airy disk}} = 2.44 \lambda f/\# \quad (1)$$

Burada λ dalgaboyunu, $f/\#$ odak oranını belirtmektedir.

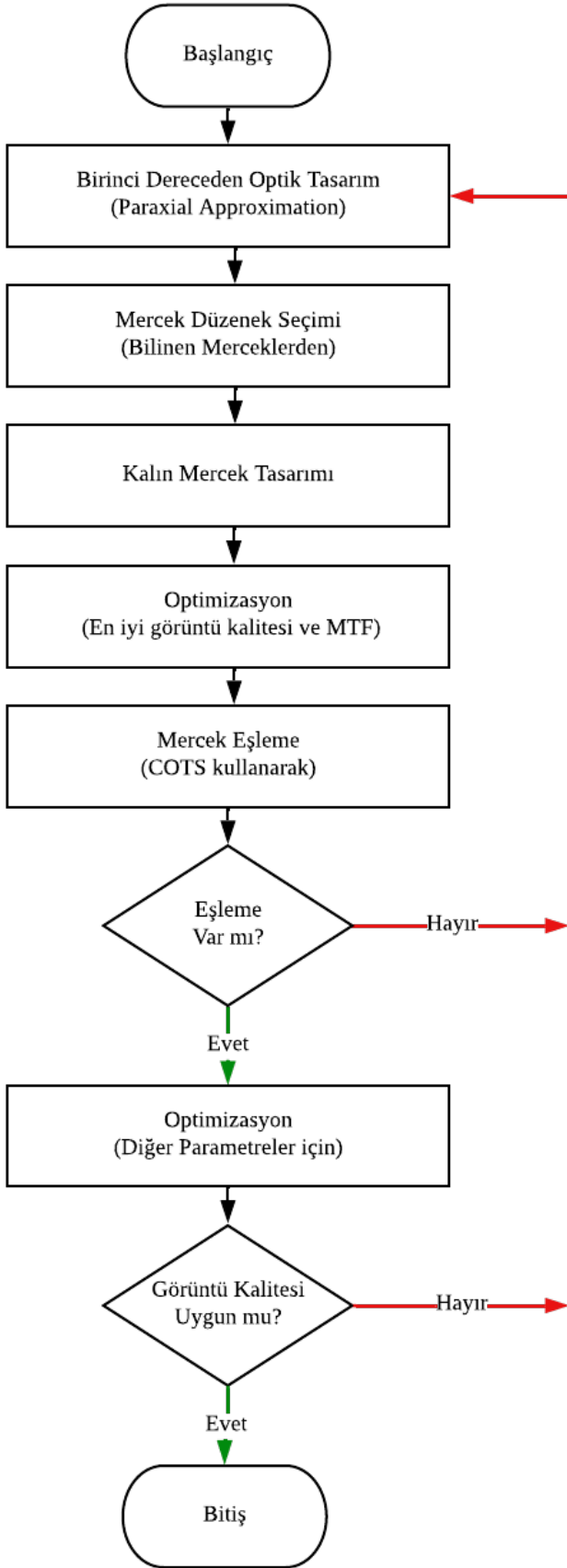
Bu çalışmada dedektör için ANDOR, iKon-M 934 modeli seçilmiştir. Dedektör görünür ve yakın-kızılötesi dalgaboylarında çalışmaktadır. Görünür dalgaboyundaki kuantum verimliliği %90 civarında olup yakın-kızılötesinde ise 1.0 μm 'de %50'ye kadar düşmektedir.

Çalışma kapsamında üretilen ön optik tasarım için izlenen algoritma Şekil 1'de verilmiş ve izlenen aşamalar aşağıda alt bölümlerde açıklanmıştır.

2.1 Paraaksiyel Tasarım

Optik tasarımın ilk aşaması paraaksiyel yaklaşımlar kullanarak geometrik parametrelerin hesaplanmasıdır. En uygun mercek

* gorkemvarol2@gmail.com



Şekil 1. Optik tasarım için kullanılan algoritma.

Çizelge 1. Birinci derece paraksiyel tasarım özellikleri.

Merceklerin Odak Uzaklığı	50 mm
Kırınım-Sınırlı Nokta Yarıçapı (RMS)	10.41 μm
CCD Kamera	ANDOR iKon-M 934
CCD Yonga Boyutu	13.3×13.3 mm
CCD Görüntü Boyutu	1024×1024
Piksel Boyutu	13 μm
Görüş Alanı (FoV)	10'
Odak Oranı (f/#)	f/7
Dalgaboyu Aralığı	VIS-NIR (0.4–1.1 μm)
Merkezi Dalgaboyu	0.8 μm

kombinasyonlarını hesaplamak için MATLAB kullanılmıştır. Uygun nihai kamera sistemi için odak düzlemine M4 düz aynası eklenmiştir.

Ara durağın (stop) birinci merceğin arka odak düzleminde ve ikinci merceğin ön odak düzleminde olduğundan bu ilk tasarım tele-merkezli olmuştur. Tele-merkezli merceklerde giriş ya da çıkış açıklığından en az biri sonsuzda yer almalıdır.

Mercekler hangi açıklığın sonsuzda yer aldığına göre “görüntü uzayı tele-merkezli” ve “nesne uzayı tele-merkezli” olarak adlandırılır. İki aralık da sonsuzda ise çift-merkezli mercek olarak adlandırılır. Bu çalışmada, birinci merceğin arka odak düzlemini ikinci merceğin ön odak düzlemine tam olarak ara durakta (stop) keşitirerek birinci derece optik tasarımın “çift tele-merkezli” olması sağlanmıştır. Böylece dedektör mesafesindeki değişime bağlı bozulmalar en aza indirilir. Görüntü uzayı ve nesne uzayı sonsuza gittiği için Lambert kosinüs yasasına uymaz ve tekdüze bir aydınlatma gerçekleşir, optik bozulmalar azalır ve sabit açısal büyütme gözlenir (Pate 1998).

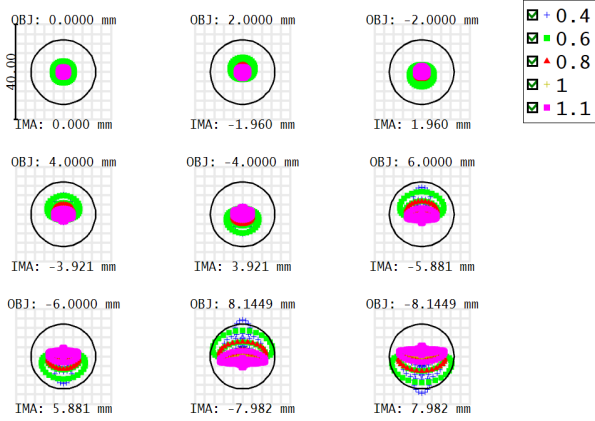
Bu şekilde hazırlanan optik tasarımda Görüş Alanı'nın tüm noktalarında benzer açısal büyütme olacaktır. İlk hesaplama sonuçları Çizelge 1'de verilmiştir.

2.2 Mercek Düzenek Seçimi

Optik sistem için farklı mercek düzenekleri denenerek tüm düzeneğin performansına göre seçim yapılmıştır (bkz. §2.5). Cooke Üçlüsü (Cooke Triplet), Çift-Gauss (Double-Gauss) ve Petzval gibi mercek düzenekleri bu yöntemle denenmiştir. Bu denemeler sonucunda Petzval mercek düzeneklerinin daha verimli olacağına karar verilmiştir.

Petzval mercek tasarımı temelde iki akromatik çift mercekten ve çiftler arasındaki ışık açıklığından oluşur. Arka çift, negatif komatik sapma yaratırken ön çift positif komatik sapmaya sebep olarak toplam sapmayı sönmümler. Küresel sapmalar ise iki çiftte özgün olarak düzeltilir. Işık açıklığının konumu astigmatizmayı gidermeye ve alanı düzeltirmeye yarar.

Optik tasarımın performansı için Spot Diyagramı Şekil 2'de ve Görüş Alanı nokta değerleri Çizelge 2'de verilmiştir. Kuantum verimliliğinin altında kalan parlaklık değerlerinde dedektörde ve görüntüde gürültü gözlenir. Yeterince parlak ışık toplanabilirse bu gürültü de azalacaktır (Beenakker & Schönberger 2003). Bunun yanında odak oranını değiştirilerek dedektörde 3 kata kadar daha fazla aydınlanma sağlanabilmektedir (Courtès 1988). Bu nedenle tasarımda odak oranını f/12.2'den f/7'e düşürdük.



Şekil 2. Tasarlanan sistemin “Spot Diyagramı”. Diyagram, kırınım-sınırlı Airy Diskin içine giren farklı Görüş Alanı (FoV) noktalarındaki, farklı bozunumları 5 farklı dalgaboyuna göre gösterir. 9 farklı noktanın yarıçapları Çizelge 2’de verilmiştir.

2.3 Kalın mercek tasarımı

Mercek çapı, f-stop, ön ve arka odak uzaklığı gibi tasarım gereksinimlerini sabitledikten sonra Mercekçi Denkleminde (2) yararlanarak ve BK7 cam kullanarak ilk gerçek optik tasarım oluşturuldu. Uygun cam seçildikten sonra mercek kalınlığı ve eğrilikleri hesaplanarak kalın mercek uygulamasına geçilmiştir.

$$\frac{1}{f} = (n - 1) \left[\frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} + \frac{(n - 1) \times d}{n \times R_1 \times R_2} \right] \quad (2)$$

Burada f odak uzunluğunu, n kırılma indisini, R yüzey eğrilik yarıçapını (her bir optik eleman için bir indis) ve d mercek kalınlığını vermektedir.

2.4 Optimizasyon

En iyi görüntü kalitesi ve en düşük sapmaları optimize etmek için Zemax/OpticStudio (bundan sonra **ZEMAX** olarak anılacak) kullanılmıştır. ZEMAX, yüksek görüntü kalitesi, düşük yüksek sıralı sapma, kırınım-sınırlı nokta, en yüksek çevrelenmiş enerji oranı v.b. gibi hesaplamalar için birçok optimizasyon tekniği sunar. Optimizasyon yapılırken düşük mertebeli sapmaların yanı sıra astigmatizm, komatik sapmalar ve küresel sapmalar gibi yüksek mertebeli sapmalar da göz önüne alınmıştır.

Bu tasarım sürecinin ana amacı en iyi görüntü kalitesini elde etmektir. DAG teleskobunun odak düzleminde, görünür ve yakın-kızılötesi bölgelerde görüntüleme aygıtı tasarlayabilmek için iki çift camlı mercek seçilmiştir. Mercek seçimi için ZEMAX yazılımının **Stock Lens Matching** aracı kullanıldı. En iyi mercek kombinasyonu Çizelge 3’de verilmiştir. Tasarımın toplam boyutu 85 mm olarak hesaplanmıştır. Optik tasarım VIS-NIR (0.4–1.1 μm) dalgaboyu bölgesinde çalışmaktadır.

Bu aşamalar sonrasında oluşturulan birinci derece optik ön tasarım Şekil 3’de ve kalın mercek tasarımını içeren optik düzenek Şekil 4’de verilmiştir.

2.5 Tasarımda “COTS” Kullanımı

Sürecin en zorlu kısmı kullanıma hazır ticari mercek kataloglarından (COTS) mercek kombinasyonu bulmaktır.

Çizelge 2. Şekil 2’de verilen Spot Diyagramı için Görüş Alanı (FoV) noktalarının değerleri.

Görüş Alanı noktası	RMS Spot Yarıçapı (μm)
1	2.095
2	2.261
3	2.261
4	2.822
5	2.822
6	3.854
7	3.854
8	5.473
9	5.473

Çizelge 3. ZEMAX’ta yapılan COTS araması sonuçları. Bu aramada EFL ve EFD toleransları %25, en düşük kriter değeri de 0.011697 olarak seçilerek tüm yüzeyler ve tedarikçiler arasında arama yapılmıştır.

Bileşen	Yüzey	Marka	Model	MF	
				Değer	Değişim
1	1-3	ROSS OPTICAL	L-AOC085	1.561862	1.550165
2	5-7	THORLABS	AC127-050-C	1.668607	1.656909
Kombinasyon:				3.698161	3.686464

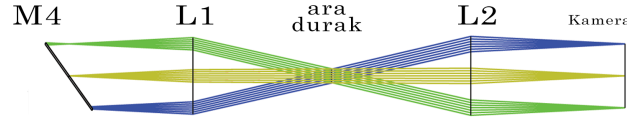
Optik sistemlerin üretim ve montaj maliyetini düşürüp proje süresini azaltabilmek için *ticari kullanıma hazır mercekler* (Commercial Off-the-Shelf Lenses - COTS) kullanmak optik tasarımda rağbet gören bir yöntemdir (**Prentice ve diğ. 2021**). Bu süreçteki önemli zorluklardan birisi bilinen firmalardan *uygun* mercek bulup tedarik sürecini hızlandırmaktır. Dolayısıyla, önce Edmund Optics ya da Thorlabs gibi üreticilerin merceklerinin uygunluğu kontrol edilir. Mercek seçimini bu yolla kolaylaştırmak için ZEMAX, COTS mercek performanslarını karşılaştıran ve performans farklarını artık fonksiyonu (*merit function*) ile ölçen bir araç geliştirdi.

Bu çalışmada, ZEMAX’ın adı geçen aracı kullanılarak bir görüntüleme sisteminin hızlı biçimde nasıl tasarlanabileceği gösterilmiş ve sonuçlar tartışılmıştır. COTS kullanılarak oluşturulan Petzval düzeneğinde başarılı bir optik performans gösterirken artık fonksiyonunun değerinin de istenilen düzeye düştüğü gözlemlendi.

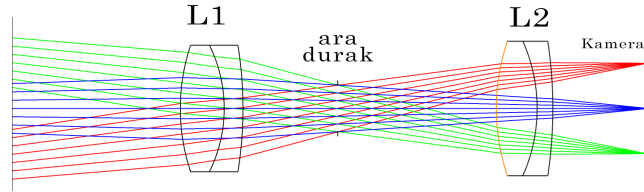
2.6 Diğer Analizler

Modülasyon transfer fonksiyonu (MTF) görüntüleme sistemlerinin temel değerlendirme aracıdır. MTF, uzamsal çözünürlüğün bir fonksiyonudur (**Zhang ve diğ. 2012**). MTF analizinde uzamsal frekans ve normalizasyon faktörününün değişimine bakılır ve MTF verisi optik kontrastı iletme becerisini belirler. Siyah beyaz çizgilerden oluşan bir görüntüye bakarken belirli bir sıklıktan (uzamsal frekans) sonra çizgiler birbirine girerek netlik kaybolur. Dolayısıyla kontrast kayıplarını en aza indirerek görüntüyü tekrar üretmek gerekir. Optik sistemlerde görüntü ayırt edilemediğinde kontrast sıfıra doğru azalır ve bu değer gerçekleştiği özel uzamsal frekansa *kesme frekansı* denir (**Tan ve diğ. 2021**).

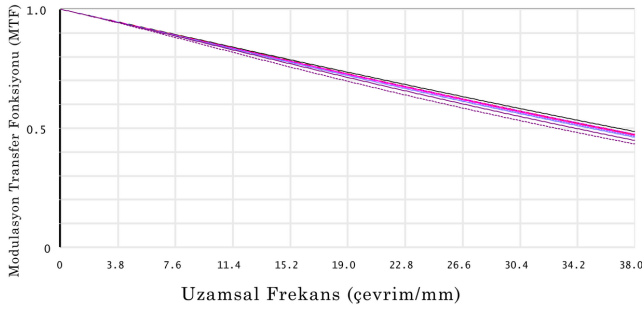
Nyquist frekansı piksel boyutunun iki katının tersine eşittir. Bir optik sistemin iyi bir görüntüleme performansı sağlaması için Nyquist frekansının MTF değerinin $\sim 50\%$ si kadar olması gerekmektedir (**Fischer & Tadic 2000**). Azalan



Şekil 3. Birinci derece optik ön tasarımı. M4: DAG teleskop optiğinin odak düzlemine yönlendiren düz ayna, L1 ve L2: tasarımın iki mercek bileşeni, ara durak: L1 ve L2'nin odaklarının paylaştığı yüzey, kamera: odak düzlemi aygıtı.



Şekil 4. COTS mercekleri kullanılarak oluşturulan optik düzenek. Sistemin eksen uzunluğu 85 mm'dir.



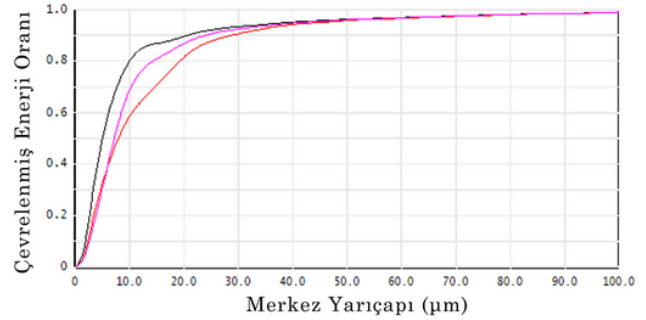
Şekil 5. Modülasyon Transfer Fonksiyonu (MTF). Beklenen performans Nyquist frekansında görülür ve kırınım-sınırlı MTF değerlerine yakınsar (siyah çizgi). Diğer alan noktalarındaki MTF'ler renkli çizgilerle gösterilmiştir.

piksel boyutu uzamsal örneklem frekansını düşürür ve sistemin MTF değerlerini yükseltme potansiyeline sahiptir. Nyquist frekansının üzerindeki görüntü değerleri sensor tarafından doğru bir şekilde üretilemez ve ayırt edilemez. MTF grafiği, sistemin Nyquist frekansı üzerinde kalan uzamsal frekans değerlerindeki yapıları ne kadar keskin bir şekilde ilettiğini gösterir (Chen ve diğ. 2000). Bu çalışma sonucu Nyquist frekansı için 38 çevrim/mm değeri bulunmuş ve oluşturulan MTF grafiği Şekil 5'te verilmiştir.

Kırınım sonucu eşmerkezli parlak ve sönük dairelerin merkezdeki parlak noktayı çevrelediği (Airy diski) kırınım modeli gözlenir. Airy diski toplam ışığın ~%84'ünü içerir (Rivera-Ortega & Pico-Gonzalez 2016). Çözünürlüğün ancak gerçekleşebilmesi için iki Airy diskinin merkezi en az Airy diskinin yarıçapı kadar ayırık durumda olmalıdır; yoksa disklerin merkezleri birbirine çok yakınlaşacağı için fark edilemez. Uygun çözünürlüğün sağlanması için bir Airy diskinin merkezi yanındaki Airy diskinin en yakın birinci karanlık noktasına denk gelmelidir.

2.7 Optik Tasarım Sonuçları

COTS yardımıyla yapılan bu tasarımda ulaşılan nihai düzenek 85 mm eksen uzunluğuna sahiptir (bkz. Şekil 4). Tasarımın Nyquist frekansında ulaştığı MTF değeri ~%50 olduğu gözlenmiştir (bkz. Şekil 5). Şekil 6'de bir piksel çapta



Şekil 6. Farklı Görüş Alanı noktaları için çevrelenmiş enerji analizi.

toplam enerjinin ~%80'nin çevrelenmiş olduğu görülmektedir. Kullanılacak merceklerin kaçak ışık analizinde uygun değerler vermesi adına merceklerin kullanılacağı dalgaboyu aralığına uygun kaplamaya sahip olmaları gerekmektedir.

3 Sonuç

Ön optik tasarımında yüksek dereceli sapmaları gidermek için Petzval tasarımı kullanıldı. Bunun yanında görüntü düzleminde odak oranını f/12.2'den f/7'ye düşürdük. Odak oranındaki küçülmenin görüntü düzeltici etkisi astronomi için çok önemlidir. Odak uzunluğunun kısalmasıyla ışık dedektöre daha hızlı düşeceği için kısa pozlama ve daha iyi görüntüleme yapılabilmektedir. Petzval mercekleriyle küresel ve komatik sapmalar düzeldiği ışık açıklığının konumu astigmatizmde azalmaya sebep olur.

Görüş Alanı (FoV) noktaları odak düzleminde 10' görüşü kapsayacak biçimde eklenmiştir. Daha fazla alan noktası eklemek optimizasyon sonuçlarını iyileştirmiş ve optik eksen etrafında simetrik bir tasarım sergilemiştir (bkz. Şekil 4). Alan noktalarındaki Spot Diyagramı yarı kırınım-sınırlı performans sergiler (bkz. Şekil 2).

MTF, merkezi dalgaboyunda kırınım sınırlamasına yakındır. Çevrelenmiş enerji analizi (bkz. Şekil 6) dedektör özelliklerine yakındır.

COTS ile elde ettiğimiz görüntü kalitesi yüksek olmasına rağmen hem görüntü sensör boyutunun tamamını

kaplamamakta hem de optimizasyon sonucunda tasarım telesentrikten uzaklaşmaktadır. Hedeflediğimiz paraksiyele yakınlaşmak için özgün tasarım yapılmalıdır (bkz. Çizelge 1).



Kaynaklar

- Abdulkadyrov M. A., ve diğ., 2018, in Navarro R., Geyl R., eds, Vol. 10706, *Advances in Optical and Mechanical Technologies for Telescopes and Instrumentation III*. SPIE, p. 1070631, doi:10.1117/12.2311637
- Beenakker C., Schönerberger C., 2003, *Physics Today*, 56, 37
- Bentley J., Olson C., 2012, *Field Guide to Lens Design*. Field Guides, SPIE
- Chen T., Catrysse P. B., Gamal A. E., Wandell B. A., 2000, in Sampat N., Yeh T., Blouke M. M., Sampat N., Jr. G. M. W., Yeh T., eds, Vol. 3965, *Sensors and Camera Systems for Scientific, Industrial, and Digital Photography Applications*. SPIE, pp 451–459, doi:10.1117/12.385463
- Courtès G., 1988, in *Very Large Telescopes and their Instrumentation*, Vol. 2. p. 1141
- Fischer R., Tadic B., 2000, *Optical System Design*. McGraw-Hill's accessEngineering, McGraw-Hill Education
- Gates D. M., 1960, *J. Opt. Soc. Am.*, 50, 1299
- Holst G. C., 2007, in Holst G. C., ed., Vol. 6543, *Infrared Imaging Systems: Design, Analysis, Modeling, and Testing XVIII*. SPIE, p. 65430A, doi:10.1117/12.724481
- Jolissaint L., Keskin O., Zago L., Yerli S. K., Yesilyaprak C., Mudry E., Lousberg G., 2016, in Hall H. J., Gilmozzi R., Marshall H. K., eds, Vol. 9906, *Ground-based and Airborne Telescopes VI*. SPIE, p. 99063J, doi:10.1117/12.2233297
- Keskin O., Yesilyaprak C., Yerli S. K., Zago L., Jolissaint L., 2014, in Stepp L. M., Gilmozzi R., Hall H. J., eds, Vol. 9145, *Ground-based and Airborne Telescopes V*. SPIE, p. 914547, doi:10.1117/12.2067599
- Pate M. A., 1998, in Gardner L. R., Thompson K. P., eds, Vol. 3482, *International Optical Design Conference 1998*. SPIE, pp 877–886, doi:10.1117/12.322029
- Prentice E. F., Grøtte M. E., Sigernes F., Johansen T. A., 2021, in Cugny B., Sodnik Z., Karafolas N., eds, Vol. 11852, *International Conference on Space Optics — ICSO 2020*. SPIE, p. 1185258, doi:10.1117/12.2599937
- Rivera-Ortega U., Pico-Gonzalez B., 2016, *Physics Education*, 51, 015012
- Tan N. D., Bui T. T. Q., Pham T.-M., Thai H. T. B., Nguyen G. L., Nguyen T. N., 2021, *J. Real Time Image Process.*, 18, 1697
- Zhang X., Kashti T., Kella D., Frank T., Shaked D., Ulichney R., Fischer M., Allebach J. P., 2012, in Gaykema F., Burns P. D., eds, Vol. 8293, *Image Quality and System Performance IX*. SPIE, p. 829307, doi:10.1117/12.912989

Access:

M23-0351: *Turkish J.A&A* — Vol.4, Issue 3.

Konya Bilim Merkezinde Astronomi Eğitimi ve Etkinlikleri

Sinan Koçak¹  

¹ Konya Bilim Merkezi, Konya 42250, Türkiye

Accepted: November 24, 2022. Revised: November 22, 2022. Received: November 3, 2022.

Özet

Bu çalışmada Konya Bilim Merkezinde gerçekleştirilen astronomi eğitimi ve etkinliklerinden bahsedilmiştir. Konya Bilim Merkezi, 26 Nisan 2014 tarihinde Türkiye'nin TÜBİTAK tarafından desteklenen ilk bilim merkezi olarak açılmıştır. Farklı bir mimari yapıya sahip olan Bilim Merkezi, Gözlem Kulesi, Planetaryum ve Bahçede Bilim adlı kapalı alanlar yaklaşık 100.000 m²'lik bir arazi içerisine kurulmuştur. Bilim merkezinde astronomi, matematik, fizik, kimya, biyoloji, robotik kodlama gibi temel bilimler ve teknoloji alanlarında eğitimler verilmektedir. Astronomi alanında farkındalık oluşturmak üzere teleskoplar ile Güneş gözlemi, gece gökyüzü gözlem etkinlikleri, astronomi festivalleri ve söyleşiler düzenlenmektedir. Sergi galerilerinde, atölye alanlarında ve planetaryumda astronomi ile ilgili eğitimler verilmektedir.

Abstract

In this study, astronomy education and activities carried out in Konya Science Center are mentioned. Konya Science Center was opened on April 26, 2014 as Turkey's first science center supported by TÜBİTAK. The Science Center, Observatory, Planetarium and Science in the Garden, which have a different architectural structure, were established on a land of approximately 100.000 m². In the science center, education is given in basic sciences and technology fields such as astronomy, mathematics, physics, chemistry, biology, robotic coding. In order to raise awareness in the field of astronomy, solar observations with telescopes, night sky observation events, astronomy festivals and conversations are organized. Astronomy trainings are given in the exhibition galleries, workshop areas and planetarium.

Anahtar Kelimeler: astronomy – astronomy education – education – science center – planetarium – observatory

1 Giriş

Günümüzde okullar eğitim sürecinin en önemli kısmını oluşturur. Bununla birlikte eğitim sadece okullarda verilmez. Okul dışında gençleri ve yetişkinleri bir mesleğe hazırlamak ve onların hayata uyumlarını kolaylaştırmak için açılmış kısa süreli eğitim veren kurumlar vardır (Maden ve Dincel 2015). Bilim merkezleri, müzeler, planetaryumlar, akvaryumlar, botanik bahçeleri, kütüphaneler, hayvanat bahçeleri gibi yerler okul dışı öğrenme ortamları olarak gösterilmektedir. Bilim merkezleri, her yaşa hitap eden sergi düzenekleri ve atölye etkinlikleri ile birlikte bilimi eğlenceli bir hale getirerek öğrenmeyi planlar. Özellikle sanayi devrimi ile birlikte bilim ve teknolojiye gelişmeler hızlanmıştır. Toplumlar bu alanlar üzerinde bir farkındalık oluşturmak amacıyla ilk başlarda bilim müzeleri olarak kurulan bu yerler sonralarından bilim merkezi gibi yeni bir kavram ve kimlik kazanmıştır. Konya Bilim Merkezi de okul dışı öğrenme ortamlarından biri olup astronomi eğitimine ve etkinliklerine gerekli önemi vermektedir.

2 Konya Bilim Merkezi Ana Binası

Bilim merkezleri, farklı yaş gruplarından, farklı birikime sahip bireyleri; bilimle buluşturmayı, bilim ve teknolojiyi anlaşılır ve ulaşılır kılmayı, deneysel ve uygulamalı etkinlikler ile bilim ve teknoloji alanında farkındalık yaratmayı, bireyleri denemeye ve keşfetmeye teşvik etmeyi amaçlayan, kâr elde etmek amacıyla kurulmayan, kamu ya da özel sektör kaynakları ile finanse edilen merkezlerdir (TÜBİTAK 2022a).

* sinan.kocak@kbm.org.tr



Şekil 1. Konya Bilim Merkezi.

Konya Bilim Merkezi, 26 Nisan 2014 tarihinde açılmış, Türkiye'nin TÜBİTAK destekli ilk bilim merkezidir (Şekil 1). Açıldığı tarihten günümüze kadar üç milyondan fazla kişi tarafından ziyaret edilmiştir. Konya Bilim Merkezi dört ana bölümden oluşmaktadır. Ana binasında altı farklı temalı sergi galerileri ve atölye alanları, çocuk kütüphanesi, konferans salonları, bilim gösterilerinin yapıldığı amfi salonu, bilimsel eşya satış dükkânı ve kafeteryası mevcuttur. Diğer binalar ise "Gözlem Kulesi", "Planetaryum" ve "Bahçede Bilim" gibi kapalı alanlardır.

Evrenimiz ve Dünyamız adlı sergi galerileri içerisinde yer alan, astronomi konuları ve uzay teknolojileri ile ilgili sergi düzenekleri ziyaretçiler ve öğrenciler tarafından dikkat çekmektedir (Şekil 2). Evrenimiz sergi galerisi içerisinde



Şekil 2. Konya Bilim Merkezi "Evrenimiz" sergi galerisi.



Şekil 5. Konya Bilim Merkezi gözlem kulesi.



Şekil 3. Konya Bilim Merkezi "Astrosanat" atölye alanı.



Şekil 4. Konya Bilim Merkezi planetaryumu.

22 sergi düzeneği yer almaktadır. Bu galeride Güneş Sistemi, takımyıldızlar, galaksiler, ışık kirliliği, ötegezegenler, karadelikler gibi temel astronomi konuları; Ay'da yürüyüş, paraşüt simülasyonu, roket fırlatımı, uzay istasyonu, uzay mekiği, uzay teleskopları ve yapay uydular gibi uzay teknolojileri ve havacılık alanı ile ilgili sergi düzenekleri yer almaktadır.

Bilim merkezinin içerisinde yer alan Astrosanat atölye alanında öğrencilere astronomi içerikli atölye etkinlikleri ile ilgili eğitimler verilmektedir (Şekil 3). 40'dan fazla atölye etkinliği ile her yaş grubuna yönelik astronomi eğitimleri Astrosanat ve diğer atölye alanlarında verilmektedir.

3 Konya Bilim Merkezi Planetaryumu

Planetaryumlar, astronomi ve gökyüzüyle ilgili eğitici ve eğlendirici gösterilerinin yanında fizik, kimya, matematik, biyoloji gibi temel bilimlerinin de eğitimlerinin verildiği, özel olarak tasarlanmış, eğitimi eğlenceli bir şekilde vermeye çalışan sinema salonu benzeri yapıdır (TÜBİTAK 2022b). Türkçe'de gezegenevi, gökevi, uzay tiyatrosu, uzay küresi ya da uzay çadırı olarak adlandırılmaktadır. Ya taşınabilir şekilde çadır planetaryumlar ya da sabit bir şekilde inşa edilmiş planetaryumlar olarak iki şekilde kullanılır.

Konya Bilim Merkezi Planetaryumu; 14 metre kubbe çapına sahip, içerisinde 100 koltuğun bulunduğu, dijital sistem (DIGISTAR5) ve opto-mekanik sistem (MEGASTAR IIA) olarak iki farklı sistemin yer aldığı bir yapıdır (Şekil 4). Dijital sistem içerisinde 17 film, beş şov ve görevli astronom tarafından hazırlanan astronomi içerikli sunumlar yer almaktadır. Randevu ile gelen her yaşta öğrenci grubuna astronomi içerikli sunumlar yapılmaktadır. Gece gökyüzü gözlem etkinlikleri gerçekleştirildiğinde gelen ziyaretçilere öncelikle planetaryumda astronomi eğitimleri verilmektedir. Verilen eğitimden sonra bilim merkezi bahçesinde gökyüzü gözlem etkinliği yapılmaktadır.

4 Konya Bilim Merkezi Gözlem Kulesi

2014 yılında açılan bilim merkezinin gözlem kulesi teknik sorunlardan dolayı açılmamıştı. Yapılan çalışmalar sonucunda 2022 yılı Haziran ayı içerisinde gözlem kulesi açılmıştır. Kule 42 metre yüksekliğine sahip, giriş katında "Teleskobun Serüveni" adlı sergi galerisi yer almaktadır (Şekil 5). Bu sergi galerisi içerisinde gözlemevleri ve teleskoplar ile ilgili etkileşimli sergi düzenekleri yer almaktadır. Gözlem kulesinin içerisinde Meade 14" LX200-ACF teleskop bulunmaktadır. Gözlem etkinlikleri ve eğitimlerde kullanılmak üzere bilim merkezine ait; beş adet Celestron PowerSeeker 127EQ teleskop, üç adet Celestron Cosmos 90GT WiFi teleskop, iki adet Celestron Omni XLT 150 teleskop, iki adet Celestron Omni XLT 127 teleskop, bir adet Meade ETX-90 teleskop ve gözlem kulesindeki teleskop ile toplamda 14 adet teleskop bulunmaktadır.

IAU100 Global Project Open Astronomy Schools 2020 Teacher Training çağrısı kapsamında Konya Bilim Merkezi adına yapılan başvuru kabul aldı ve bilim merkezine sekiz adet NAOJ Telescope Kit hediye edildi. Bu kitleler ile hazırlanan programlar kapsamında öğrencilere, öğretmenlere ve ziyaretçilere teleskop hakkında bilgiler verilmektedir.



Şekil 6. Gerçekleştirilen gökyüzü gözlem etkinliklerinden bir kaçına ait fotoğraf.

5 Gerçekleştirilen Gözlem Etkinlikleri ve Astronomi Festivalleri

Açıldığı tarihten itibaren gökyüzü gözlem etkinlikleri Konya Bilim Merkezinin en önemli etkinliklerinden birisi haline gelmiştir. Şu ana kadar 50'den fazla gece gökyüzü gözlem etkinliği, Güneş gözlemleri ve dört Astronomi festivali (AstroFest) gerçekleştirilmiştir (Şekil 6). Gökyüzü gözlem etkinliklerinin bir kısmı bilim merkezi bahçesi ve planetaryumunda, bir kısmı da tarihi yapılarda ve kazı alanlarında yapılmıştır. Kapadokya, Kilistra, Zazadın Hanı, Çatalhöyük bu alanlar için örnek olarak gösterilebilir. Etkinlikler konaklamalı veya konaklamasız olarak yapılmaktadır. Otel ya da çadır konaklamalı olarak AstroFestler gerçekleştirilirken, konaklamasız olarak da birkaç saatlik etkinlikler olarak gerçekleştirilmektedir. Etkinliklerin içeriğinde; söyleşiler, atölye faaliyetleri, teleskoplarla Güneş ve gece gözlemi ve yarışmalar yer almaktadır.

Bilim merkezi gözlem etkinlikleri;

- Şehir dışından ya da şehir içerisinden gelen talepler doğrultusunda sadece randevulu gruplara gözlem etkinliği gerçekleştirme,
- Bilim merkezi tarafından düzenlenen gözlem etkinliklerine başvuru yolu ile katılım sağlanarak halka açık gözlem etkinliği gerçekleştirme,
- Bilim merkezine gelme imkânı zor olan öğrencilerin okuduğu bölgelere gidilerek gözlem etkinliği gerçekleştirme, gibi birkaç farklı şekilde gerçekleştirilmektedir.

6 Konya Bilim Merkezinde Gerçekleştirilen Astronomi Eğitimleri ve Kampları

Milli Eğitim Bakanlığı Talim Terbiye Kurulu Başkanlığı tarafından yayınlanan 2017-2018 öğretim yılı ile birlikte güncellenen Fen Bilimleri müfredatında, güz dönemi itibarıyla uygulamaya giren programda astronomi konuları birinci ünite olarak karşımıza çıkmaktadır. Yapılan bu değişiklik ülkemizdeki astronomi eğitimi için önemli bir adımdır. Fakat bu adımla birlikte öğretmenler ile ilgili bazı sorunlar gün yüzüne çıkmıştır. Karşılaşılan bazı sorunlar şu şekilde sıralanabilir:

- Öğretmenlerin astronomi alanındaki bilgi eksikliklerini hissetmelerine ve konuya yönelik ihtiyaçlarını hatırlamasına sebep olmuştur.
- Üniversitelerin fen bilgisi öğretmenliği bölümünde astronomi ve uzay bilimleri ile ilgili verilen eğitim yeterli seviyede

değildir. Astronomi konusunda yeterli seviyede olmayan öğretmenler, bilim merkezinden randevu alarak astronomi konuları ile ilgili eğitim taleplerinde bulunmaktadır. Bu kapsamda öğretmenlere Evrenimiz sergi galerisinde, atölye alanlarında ve planetaryumda eğitimler verilmektedir.

Okulların kapalı olduğu dönemlerde (yaz ve kış tatillerinde) bilim merkezinde yaş gruplarına göre astronomi kampları düzenlenmektedir. Belirli bir kontenjane sahip olunan bu kamplara başvurular bireysel olmaktadır. Özellikle hafta sonu bilim merkezi bireysel ziyaretçiler tarafından yoğun bir şekilde ziyaret edilmektedir. Belirli dönemlerde gerçekleştirilen farklı temalara sahip gün etkinlikleri yapılmaktadır. Yıldız Günü, Eşyanın Tabiatı Günü, Yapı ve Tasarım Günü, İklim ve Çevre Günü gibi etkinlikler örnek olarak gösterilebilir. Astronomi temalı bir etkinlikte bilim merkezini ziyarete gelen bireysel ziyaretçiler herhangi bir randevu almadan ve ücret ödmeden bu etkinliklere katılmaktadır.

7 Kurum Dışı Etkinlikler

Konya Bilim Merkezi bünyesinde oluşturulan bir astronomi ekibi bulunmaktadır. Belirli dönemlerde gönüllü olarak astronomi bölümlerinde okuyan üniversite öğrencileri de bilim merkezi bünyesinde çalışmaktadır. Hem astronomi ekibindeki çalışan astronomlar hem de diğer personeller kurum dışı etkinliklere destek vermek amacıyla bilim merkezine ait teleskoplar ile katılmaktadır. Ayrıca TÜBİTAK projeleri kapsamında gerçekleştirilen öğretmen eğitimlerine, bilim şenliklerine ve gökyüzü gözlem etkinliklerine de destek vermektedirler.

8 Sonuç

Disiplinler arası bir bilim olan astronomi, insanlığın ilk gününden bu yana gökyüzüne duyulan merak sonucu bütün uygarlıkların ortak çalışma alanı olmuştur. Bilim müzeleri, bilim merkezleri, bilim ve teknoloji merkezleri gibi yerler de öğrencilerin, yetişkinlerin meraklarını en iyi giderici alanların başında gelmektedir. İlgili sergi düzenekleriyle, planetaryumda verilen eğitimlerle, atölye çalışmaları ve STEAM etkinlikleriyle, gece ve gündüz gökyüzü gözlem etkinlikleriyle bilim merkezleri astronomide anlaşılması zor konuların daha kolay anlaşılmasını sağlamaya çalışmaktadır. Açıldığı günden bu yana Konya Bilim Merkezinde bu kapsamda astronomi biliminin anlaşılmasına, doğru bilgilerle yaygınlaşmasına ve gelen ziyaretçileri ve öğrencileri astronomi ve daha genel olarak da bilimsel açıdan bilinçlendirmeye çalışmaktadır.

Kaynaklar

Maden, S., ve Dincel, Ö., (2015), İnfomal öğrenme yaklaşımının yabancı dil olarak Türkçe sözcük öğretimine etkisi. Milli Eğitim Dergisi, 44 (206): 30-53

TÜBİTAK, 2022a, **Bilm Merkezi Nedir?**, Erişim Tarihi: Ağustos 2022

TÜBİTAK, 2022b, **Planetaryum**, Erişim Tarihi: Ağustos 2022

Access:

M23-0314: **Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.**