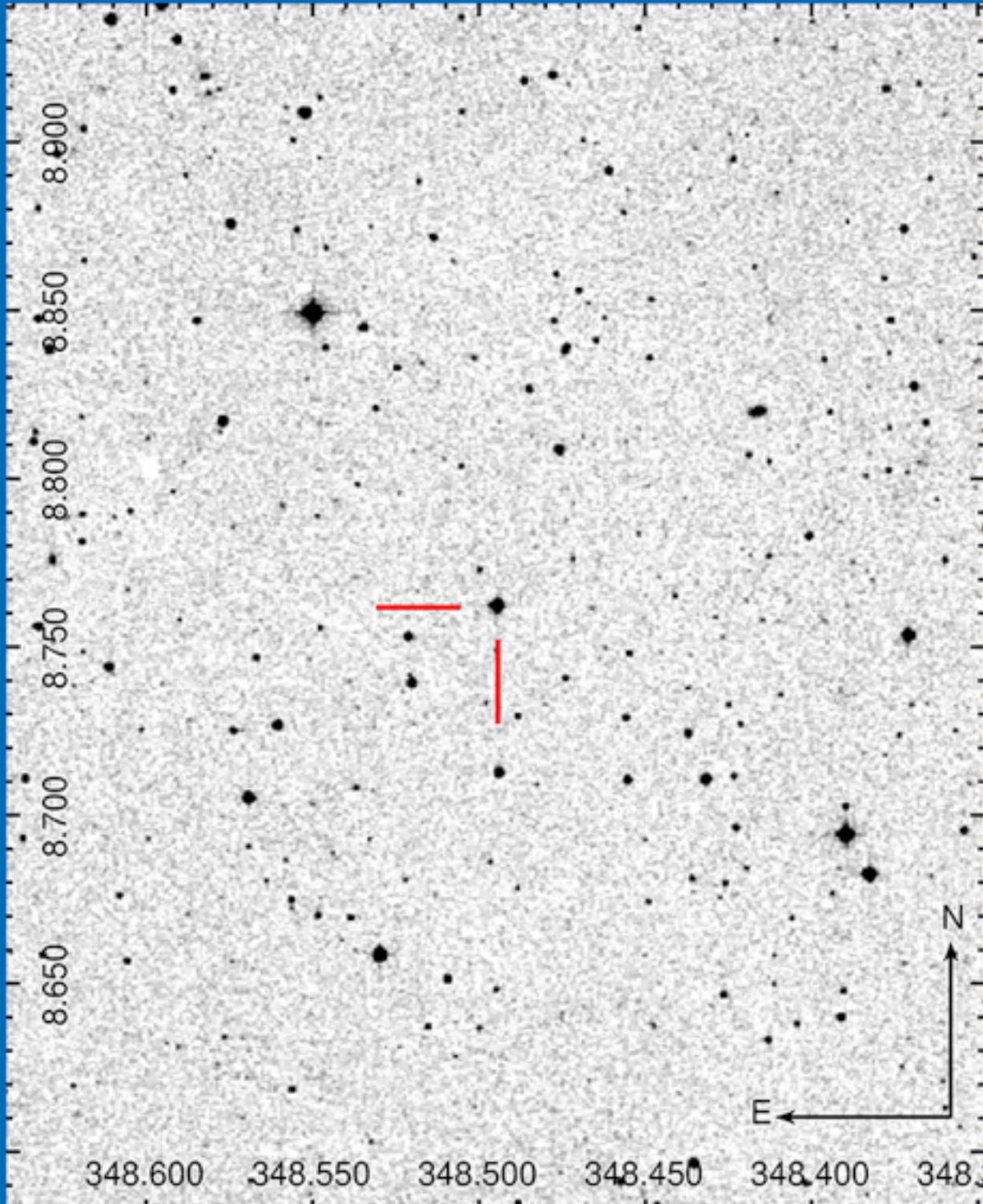


TJAA

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: 2022, Volume: 3, 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 3, 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

© 2022 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

Astrofizikte Güncel Lisansüstü Çalışmalar Çalıştayı
22 Ekim, 26 Kasım 2021, İzmir, Ege Üniversitesi

Research Article

- 1 Makine Öğrenmesi Yöntemiyle Keşfedilen Seçilmiş Açık Kümelerin Detaylı Analizi
Akbulut ve diğ.
- 6 RTT-150 TFOSC Tayfsal Gözlemleri ile Keşfedilen Kuazarlar
Hökelek ve Filiz Ak
- 10 OPEA Modeli ile Güneş Aktivitesinde X-ışın Flare Davranışının Belirlenmesi
Yoldaş ve Dal
- 15 Güney Galaktik Diskin Milimetre Dalgaboyunda Haritalandırılması
Çubuk ve diğ.
- 19 Kepler Uzay Teleskobu ve ASAS Görüş Alanındaki Sefeid Türü Değişen Yıldızların Frekans Analizi
Erturan ve Ak
- 27 Kuazarlarda Kırmızıya Kaymanın Belirlenmesi: zFinder
Kaçan ve diğ.
- 33 Cüce Eliptik Galaksilerin Doğası ve Yıldız Popülasyon Çalışmaları
Şen ve diğ.
- 43 GALAH ve Gaia Verileriyle Samanyolu'nda Metal Bolluğu Gradyent Araştırması
Akbaba ve diğ.
- 52 Ay Çarpma Parlamalarının Gözlenmesi
Acar ve Evren
- 57 NARX Sınır Ağları Yöntemiyle 25. Güneş Aktivite Çevrimi Tahmini
Kalkan ve diğ.
- 61 Evrende Moleküler Bölgeler ve Astrokimya
Yalgın, Ş.
- 68 Güneş Civarındaki Anakol Yıldızlarının Işıma Gücü Fonksiyonunun Gaia Verileriyle Belirlenmesi
Bulut ve Güçtekin
- 72 Astronomi Eğitiminde Bazı Doğru Bilinen Yanlışlar
Koçak ve Akkaya Oralhan

Yıldız İç Yapı ve Evriminde Güncel Gelişmeler Çalıştayı
29-30 Kasım 2021, İzmir, Ege Üniversitesi

Conference Paper

- 103 Yıldız İç Yapı Modelleri için Yüzey Yama Modelleri
Özel, N.
- 120 Kataklimik Değişen Yıldızlarda Madde Transferinin Bileşen Yıldızların Evrimine Etkisi
Çamurdan, D.Z.

Research Article

- 81 Yıldızlarda Neler Oluyor? Kırmızı Budak Yıldızların Evrimine İlişkin Çıkarımlar

Yıldız, Mutlu

- 88 A More Powerful Approach For Studying the Abundances of Chemically Peculiar Stars
Yüce et al.
- 93 NGC 6811 Kümesindeki Evrimleşmiş Yıldızların Küçük Ayrılmalarının İncelenmesi
Çelik Orhan, Z.
- 100 Sefidlerin Evrimini İzlemek
Sipahi, E.
- 108 Magnetarların Parlama Sırasındaki Gürültü Genlikleri
Serim D.
- 113 Oymaklardaki Yıldızların Fiziksel Özellikleri Üzerine: Yukarı Akrep Örneği
Bakış, V.



Astrofizikte Güncel Lisansüstü Çalışmalar Çalıştayı

BİLDİRİ KİTABI

22 Ekim 2021, 26 Kasım 2021
Ege Üniversitesi, İzmir

Misafir Editörler

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

İzmir 2022

Astrofizikte Güncel Lisansüstü Çalışmalar Çalıştayı

22 Ekim 2021, 26 Kasım 2021

Ege Üniversitesi, İzmir

EGE ÜNİVERSİTESİ GÖZLEMEVİ

ÇALIŞTAY SERİSİ #11



ASTROFİZİKTE GÜNCEL LİSANSÜSTÜ ÇALIŞMALAR

Astronomi ve Astrofizik Alanında Çalışmalar Yapan Genç Bilim İnsanlarının,
Çalışmalarını Sunacakları Çevrimiçi Çalıştay

22 Ekim 2021 Tarihinde, Çevrimiçi Konferans Olarak Düzenlenecektir

Bilim Kurulu:

Prof. Dr. Ömer Lütfi DEĞİRMENCI
Prof. Dr. Ahmet ERDEM
Prof. Dr. Selçuk BİLİR
Doç. Dr. Ahmet DERViŞOĞLU
Doç. Dr. Hasan Ali DAL
Doç. Dr. Esin SiPAHi

Düzenleme Kurulu:

Doç. Dr. Hasan Ali DAL
Doç. Dr. Esin SiPAHi
Dr. Öğr. Ezgi YOLDAŞ

Çalıştay Detayları ve Başvuru Formu →

<https://gozlemevi.ege.edu.tr/tr-13517/.html>



Çalıştaya izleyici olarak katılmak için, başvuru formunun doldurulması zorunludur.
Başvuru yapan katılımcılar, kendilerine gönderilecek linke tıklayarak çalıştaya katılabileceklerdir.

Önsöz

Astrofizikçiler olarak binlerce yıldır evrenin sırlarını çözebilmek adına gözlemlerinde uykusuz geceler geçirdik. James Webb Uzay Teleskobunun fırlatılmasını beklediğimiz şu günlerde nefesimizi tuttuk evrenin sır perdesinin biraz daha aralanması için gelecek ilk gözlemleri bekliyoruz. Tüm bu gelişmeler devam ederken yaşadığımız pandemi süreci bilimin ve bilimsel çalışmaların ne kadar önemli olduğunu bir kez daha göstermiş oldu.

Pandemi süreci eğitim ve araştırmada sürekliliği olumsuz etkilediği gibi bilimsel çalışmalarımızda ulaştığımız bulgularımızı paylaşma ortamı olan yüz yüze toplantılarımızı da yapmamıza engel oldu. Ege Üniversitesi Gözlemevi kurulduğundan bu yana hem Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümlerinin bir laboratuvarı olarak hem de lisans ve lisansüstü öğrencilerimize eğitim-öğretim hizmeti vermek üzere çalışmalarını sürdürmektedir. Hala etkisi devam etmekte olan pandemi sürecinde gerek lisans gerekse de lisansüstü öğrencilerimizi astronomi alanında çalışan bilim insanları ile biraraya getirmek için farklı çalışma alanlarında bilimsel bulguların tartışıldığı bir dizi çalıştay gerçekleştirdik.

Ege Üniversitesi Gözlemevi olarak gerçekleştirdiğimiz çalıştayların son ikisi yüksek lisans ve doktora eğitimi devam eden öğrencilerimiz ile doktora sonrası araştırmacı konumundaki genç bilim insanlarının çalışmalarını sunmasına imkan verecek şekilde düzenlenmiş ve geniş bir katılımı gerçekleştirilmiştir. Çalıştaylarda sunulan sözlü bildirilerde lisansüstü öğrencilerimizin çok farklı çalışma konularında hazırlamış oldukları sunumlarını ilgiyle takip ettik.

Çalıştaylarımıza bildiri ile katılan değerli katılımcılarımızın çalışmalarını ve bulgularını hazırlanan bu bildiri kitabında bulacaksınız. Bildiri kitabı *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics (TJAA)*'nın özel bir sayısı olarak yayınlanmasında büyük mutluluk duyduk. Çalıştay bildirilerinin basımı için verdikleri destek için Gözlemevimize adına tüm *Turkish Journal of Astronomy and Astrophysics (TJAA)* ekibine teşekkürlerimizi sunarız.

Çalıştay Düzenleme Kurulu

Bilim Kurulu

Prof. Dr. Ömer Lütfi Değirmenci
Prof. Dr. Ahmet Erdem
Prof. Dr. Selçuk Bilir
Doç. Dr. Ahmet Dervişoğlu
Doç. Dr. Hasan Ali Dal
Doç. Dr. Esin Sipahi

Ege Üniversitesi
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
İstanbul Üniversitesi
Erciyes Üniversitesi
Ege Üniversitesi
Ege Üniversitesi

Yerel Düzenleme Kurulu

Doç. Dr. Hasan Ali Dal (Başkan)
Doç. Dr. Esin Sipahi
Ezgi Yoldaş

Ege Üniversitesi
Ege Üniversitesi
Ege Üniversitesi

Çalıştay Programı

22 Ekim 2021	
09:45	Açılış
10:00	<i>Makine öğrenmesi yöntemiyle keşfedilen seçilmiş açık kümelerin detaylı analizi</i> Burcu Akbulut (40 dk)
10:50	<i>RTT150 Gözlemleri ile Keşfedilen Dört Kuazar</i> Seyit Hökelek (30 dk)
11:30	<i>Milaniye Pulsarların X-Işını Gözlemleriyle R-Modu Salınımları</i> Tuğba Boztepe (30 dk)
12:00	Öğle Arası
13:00	<i>OPEA Modeli ile Güneş Aktivitesinde X-Işın Flare Davranışının Belirlenmesi</i> Ezgi Yoldaş (40 dk)
13:50	<i>III-V Grubu Yarıiletkenlere Dayalı Aygıt Üretimi ve Karakterizasyonu</i> Burak Kay (30 dk)
14:30	<i>Güney Galaktik Diskin Milimetre Dalgaboyunda Haritalandırılması</i> Kerem Osman Çubuk (40 dk)
15:20	<i>Kepler Uzay Teleskopu ve ASAS Görüş Alanındaki Sefid Türü Değişen Yıldızların Frekans Analizleri</i> Mehmet Oğuzhan Erturan (30 dk)
16:00	<i>Kuasarlarda Kırmızıya Kaymanın Belirlenmesi: zFinder</i> Enes Selam Kaçan (30 dk)
26 Kasım 2021	
10:15	Açılış
10:30	<i>Cüce Eliptik Galaksilerin Doğası ve Yıldızlararası Popülasyon Çalışmaları</i> Şeyda Aydemir (60 dk)
11:30	<i>GALAH ve Gaia Verileriyle Metal Bolluğu Gradyent Araştırması</i> Furkan Akbaba (30 dk)
12:00	Öğle Arası
13:00	<i>Ay Çarpma Parlamalarının Gözlenmesi</i> Mert Acar (40 dk)
13:45	<i>NARX Sinir Ağları Yöntemiyle 25. Güneş Aktivite Çevrimi Tahmini</i> Mirkan Yusuf Kalkan (30 dk)
14:20	<i>Evrende Moleküler Bölgeler ve Astrokimya</i> Şengül Yalçın (30 dk)
14:55	<i>Güneş Civarındaki Anakol Yıldızlarının Işıma Gücü Fonksiyonunun Gaia Verileriyle Belirlenmesi</i> Doğu Deniz Bulut (30 dk)
15:30	<i>Astronomi Eğitiminde Doğru Bilinen Yanlışlar</i> Sinan Koçak (30 dk)
16:05	<i>NGC 1316'da Yeni Bir Aşırı Parlak X-ışın Kaynağının (ULXs) Tanımlanması</i> Sinan ALLAK (40 dk)

Makine Öğrenmesi Yöntemiyle Keşfedilen Seçilmiş Açık Kümelerin Detaylı Analizi

Burcu Akbulut,¹★ Eyüp Kaan Ülgen,¹ Tansel Ak²

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

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

Accepted: January 20, 2022. Revised: January 5, 2022. Received: December 20, 2021.

Özet

Bu çalışmada *Gaia* uydusunun erken üçüncü veri sürümü (*Gaia* EDR3) kataloğundaki astrometrik ve fotometrik verilerden itibaren makine öğrenmesi yöntemiyle keşfedilen ve literatürde detaylı çalışması bulunmayan UPK 51, UPK 350, UPK 579 ve UPK 599 açık kümelerinin *Gaia* EDR3 ve 2MASS verileri kullanılarak astrometrik ve astrofizik parametreleri tayin edilmiştir. Çalışmada, küme doğrultusundaki yıldızların öz hareket bileşenleri ve trigonometrik paralaksı Gaussian Mixture Modeli (GMM) kullanılarak kümeye üyelik olasılıkları hesaplanmıştır. Kümeye üyelik olasılıkları $P \geq 0.5$ olan yıldızlardan itibaren UPK 51, UPK 350, UPK 579 ve UPK 599 açık kümelerinin, sırasıyla, sönmlemeleri (A_G ; 0.12, 0.10, 0.35, 0.10 kadir), uzaklıkları (d ; 576, 450, 690, 645 pc), ağır element bollukları (Z ; 0.015, 0.005, 0.008, 0.010) ve yaşları ($\log t$; 8.20, 8.50, 8.60, 7.30 dex) tayin edilmiştir.

Abstract

In this study astrometric and astrophysical parameters were determined using *Gaia* and 2MASS data of UPK 51, UPK 350, UPK 579 and UPK 599 open clusters, which were discovered by machine learning method starting from the astrometric and photometric data in the *Gaia* Early Data Release 3 (*Gaia* EDR3). In the study, the cluster membership probabilities were calculated using the Gaussian Mixture Model (GMM) for the proper motion components and trigonometric parallaxes of the stars in the open cluster direction. Beginning from stars with cluster membership probability $P \geq 0.5$, the extinction (A_G ; 0.12, 0.10, 0.35, 0.10 magnitude), distances (d ; 576, 450, 690, 645) of open clusters UPK 51, UPK 350, UPK 579 and UPK 599, respectively. parsec), metallicity (Z ; 0.015, 0.005, 0.008, 0.010) and ages ($\log t$; 8.20, 8.50, 8.60, 7.30 dex) were determined.

Anahtar Kelimeler: Open Clusters: UPK51 UPK350 UPK579 UPK599 – Stars: H-R Diagram – Milky Way Galaxy

1 Giriş

Açık kümeler Galaksi diskinin özelliklerinin araştırılmasında uzun zamandan beri birçok araştırmacı tarafından kullanılmaktadır (Friel et al. 1995; Lada & Lada 2003). Galaktik düzlem civarında bulunan açık kümeler, büyüklüklerine bağlı olarak onlarca ya da binlerce yıldız içermekle birlikte aynı molekül bulutunda eş zamanlı doğan ve kütleçekimsel olarak birbirlerine zayıf bağlı bulunan yıldız gruplarıdır. Bir açık kümedeki yıldızların renk artıkları, metal bollukları, uzaklıkları ve yaşları hemen hemen aynı kabul edilir. Bununla birlikte, kümedeki yıldızların kütleleri geniş bir aralıkta yer alır. Kümenin temel astrofizik parametrelerinin bilinmesi açık kümeleri yıldız evrimi modellerinin sınanmasında, başlangıç kütle fonksiyonlarının belirlenmesinde, Samanyolu'nun yapısı, oluşumu ve evriminin anlaşılmasında kullanışlı nesnelere yarar. Galaksi diskinde kümeler yaş bakımından; genç ($\log t < 8.5$), orta ($8.5 \leq \log t \leq 9$) ve yaşlı ($\log t \geq 9$) olarak sınıflanırlar (Frinchaboy et al. 2013). Genç kümeler başlangıç kütle fonksiyonunun elde edilmesi, orta ve yaşlı açık kümeler ise Galaksi diskinin evrimini belirleyen süreçlerin anlaşılmasını sağlar.

Açık kümeler iyi bir uzaklık göstergesi olan Galaktik

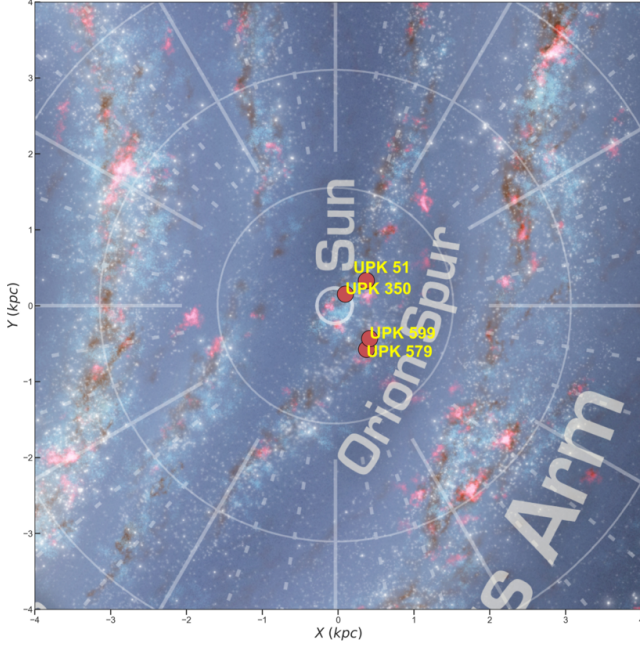
nesnelere olduklarından, Samanyolu'nun spiral kollarının yapısının ortaya çıkartılmasında kullanılır. Galaktik kümeler olarak da bilinen bu nesnelere, gaz ve toz bakımından zengin olmakla birlikte tozun ilk yıldız oluşum döneminden kalan madde olduğu anlaşılmıştır (Lada & Lada 2003). Morfolojiler kümeden küme-ye değişir. Açık kümeler seyrek yıldız dağılımları olarak ve alan yıldızlarıyla düzensiz bir şekilde karışmış halde veya birkaç bin yıldız içeren kalabalık, yoğun ve nispeten küresel formlar olarak görünebilirler. Küme boyutundaki farklılıklar bu nesnelere dinamik evrimlerini de etkilediğinden, dinamik evrim sürecini anlamak ve hassas astrofizik parametreleri belirlemek için küme merkezlerinden farklı uzaklıklardaki yıldız yoğunluklarını incelemek gerekir. Sonuç olarak, açık küme gözlemlerinden elde edilen yapısal ve astrofizik parametrelerin duyarlı ve iyi bilinen yöntemlerle tayin edilmesi, kümelerdeki dinamik evrim süreçlerinin yanısıra yıldız oluşum ve evrimi modellerinin tutarlı hale getirilmesinde önemlidir.

2 Veri

Dört açık kümenin astrometrik olarak, ekvatorial koordinat (α , δ), trigonometrik paralaks (ϖ) ve öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ), fotometrik olarak da *Gaia* parlaklık ve renk indeksi (G , $G_{BP} - G_{RP}$) verileri *Gaia* EDR3 (Gaia Collaboration et al. 2021) veri sürümünden ADQL sorgu

★ burcu.akbulut@ogr.iu.edu.tr

2 Akbulut ve diğ.



Şekil 1. Dört açık kümenin Galaktik düzlem üzerindeki konumları.

dili kullanılarak indirilmiştir¹. Küme alanlarındaki yıldızların *Gaia* EDR3 kata-loğundaki ekvatorial koordinatları yakın kızıl ötesine ait fotometrik verileri içeren 2MASS katalogundaki (Cutri et al. 2003) nesnelere eşleştirilerek dört kümenin astrometrik ve fotometrik verilerini içeren geniş kapsamlı katalogları oluşturulmuş ve analizlere hazır hale getirilmiştir.

Bu çalışma kapsamında, makine öğrenmesi yöntemiyle keşfedilmiş olan UPK 51, UPK 350, UPK 579 ve UPK 599 açık kümelerinin (Sim et al. 2019) detaylı analizleri yapılmış olup astrofiziksel parametreleri belirlenmiştir. Seçilmiş dört açık kümenin galaksi düzlemindeki konumları Şekil 1'de gösterilmiştir.

3 Analizler

Kümenin yapısal parametrelerinin tayininde her bir açık küme için oluşturulan radyal yıldız yoğunluk profillerine yapılan King (1962) modeli kullanılmıştır. Yıldız yoğunluk profilinde, kümelerin yıldız yoğunluğu ile alan yıldızlarının yoğunluğunun birleştiği nokta, kümenin etkin yarıçapı olarak kabul edilmiştir. Analizler sonucunda UPK 51, UPK 350, UPK 579 ve UPK 599 kümelerinin etkin yarıçapları, sırasıyla, 18, 30, 35 ve 20 yay dakikası olarak belirlenmiştir. Kümelerin etkin yarıçaplarının hesaplanmasıyla küme üyeliklerinin belirlenmesine yönelik ilk aşama tamamlanmıştır.

Kümenin üye yıldızlarını tespit edebilmek için denetimsiz makine öğrenmesi yöntemlerinden biri olan Gaussian Mixture Model (GMM; Pedregosa et al. 2011) uygulanmıştır. GMM, küme doğrultusundaki yıldızların astrometrik ve fotometrik verilerini dikkate alarak kümeye üyelik olasılıklarını hesaplamaktadır. UPK 51, UPK 350, UPK 579 ve UPK 599 açık kümeleri için GMM ile kümeye üyelik olasılığı $P \geq 0.5$ hesaplanan yıldızların sayısı, sırasıyla, 46, 35, 130 ve 90'dır.

¹ <https://gea.esac.esa.int/archive/>

Her bir kümede üyelik olasılığı yüksek yıldızların ($P \geq 0.5$) öz hareket bileşenlerinin ortalama değerleri alınarak UPK 51, UPK 350, UPK 579 ve UPK 599 için ortalama öz hareket bileşenleri, sırasıyla,

$$\begin{aligned}(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)_{\text{UPK51}} &= (+5.10 \pm 0.05, +1.98 \pm 0.04), \\(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)_{\text{UPK350}} &= (-4.85 \pm 0.06, -6.32 \pm 0.05), \\(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)_{\text{UPK579}} &= (-10.72 \pm 0.04, -3.23 \pm 0.03), \\(\mu_\alpha \cos \delta, \mu_\delta)_{\text{UPK599}} &= (-9.96 \pm 0.09, +0.22 \pm 0.08)\end{aligned}$$

mas yıl⁻¹ hesaplanmıştır. Kümedeki yıldızların *Gaia* astrometrik verilerinden (α , δ , $\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ , ϖ) hesaplanan kümeye üyelik olasılıkları, radyal hızı bilinen yıldızlar ile birlikte ele alınarak bu çalışmada verilen kümeye üyelikler sınanmıştır. Bu amaç doğrultusunda, dört açık kümedeki yıldızların ekvatorial koordinatları ve trigonometrik paralaks verileri üç boyutlu uzayda (α , δ , ϖ) işaretlenmiş ve her bir yıldızın öz hareket verisi ile yönelme açısına göre mavi renkli vektör ile gösterilmiştir (Şekil 3). Aynı diyagramda radyal hızı bilinen az sayıda yıldız da kırmızı renkli ok ile belirtilmiştir. Her bir küme için oluşturulan üç boyutlu diyagramlarda, GMM ile küme üyeliği belirlenmiş yıldızlar ile radyal hız verileri bilinenlerin uyumlu olduğu tespit edilmiştir. Bu da yıldızların küme üyeliklerinin duyarlı belirlendiğini göstermektedir.

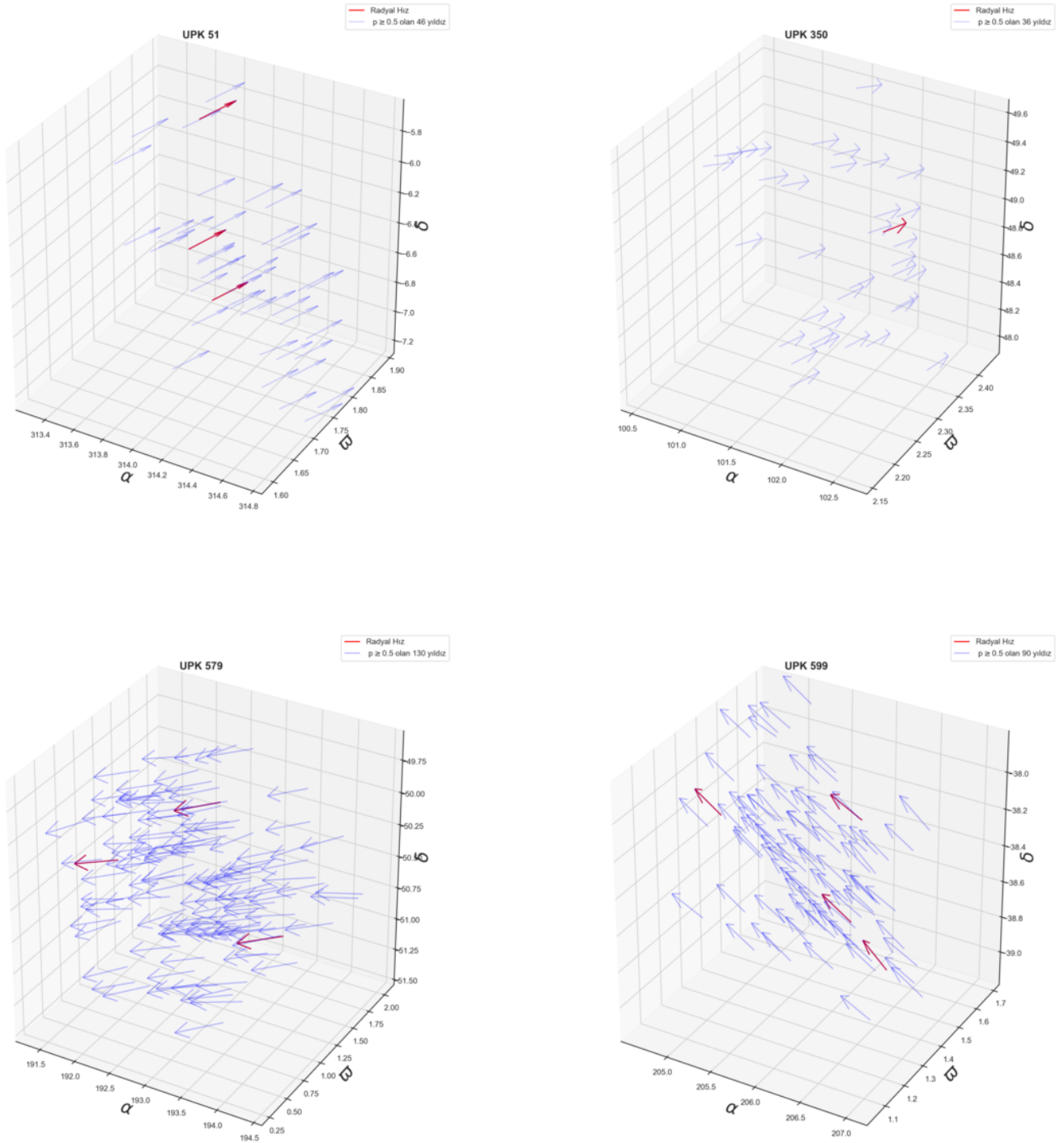
4 Kümelerin Astrofizik Parametrelerinin Belirlenmesi

Kümelerin astrofizik parametreleri tayin edilirken Bressan et al. (2012)'in PARSEC eş-yaş eğrileri kullanılmıştır. Küme üyeliği yüksek yıldızlar ($P \geq 0.5$) 2MASS ve *Gaia* fotometrik verilerinden oluşturulan, sırasıyla, $J - (J - H)$ ve $G - (G_{BP} - G_{RP})$ renk-parlaklık diyagramlarına işaretlenmiştir (Şekil 3). Farklı yaş ve element bolluklarında seçilen PARSEC eş-yaş eğrileri diyagramlar üzerinde küme üyesi yıldızları temsil edecek şekilde kaydırılmıştır. Çalışmada küme üyesi yıldızlar ile en iyi uyumu sağlayan PARSEC modelleri dikkate alınarak kümelerin yaş (t), uzaklık modülü (μ) uzaklık d_{mod} ve sönümleme değerleri (A_G) belirlenmiştir. Bu yöntem ile temel astrofizik parametreleri tayin edilen dört açık kümenin yaş ve uzaklık modülünü en iyi temsil eden PARSEC eş-yaş eğrileri Şekil 3'te gösterilmiş ve sonuçlar Çizelge 1'de listelenmiştir.

5 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, makine öğrenmesi yöntemiyle keşfedilmiş dört açık kümenin yakın kızılötesi fotometrik verileriyle birlikte *Gaia* EDR3 katalogundan (Gaia Collaboration et al. 2021) sağlanan astrometrik ve fotometrik verileri kullanılarak kümelerin astrofizik parametreleri tayin edilmiştir. Küme doğrultusundaki yıldızların kümeye üyelik olasılıkları GMM ile tayin edilmiş olup, üyelik olasılığı yüksek yıldızlardan ($P \geq 0.5$) kümelerin sönümleme (A_G), uzaklık (d), ağır element bolluğu (Z) ve yaşları ($\log t$) hesaplanarak Çizelge 1'de listelenmiştir. İncelenen açık kümelerin Güneş'ten 450 ile 690 pc uzaklık içinde yer aldığı, yaşlarının da 20 ile 320 Myıl aralığında bulunduğu tespit edilmiştir.

Bu çalışmada incelenen dört açık küme *Gaia* çağında keşfedilmiştir. Sim et al. (2019) ve Cantat-Gaudin et al. (2020) dört kümenin astrofizik parametrelerini *Gaia* DR2 astrometrik ve fotometrik verilerini kullanarak elde etmiştir (bakınız, Çizelge 1). Bu çalışmada küme üyesi olarak belirlenen yıldız sayıları Cantat-Gaudin et al. (2020)'in çalışmasıyla uyumlu iken, Sim et al. (2019)'in belirlediği üye sayısından daha fazladır.



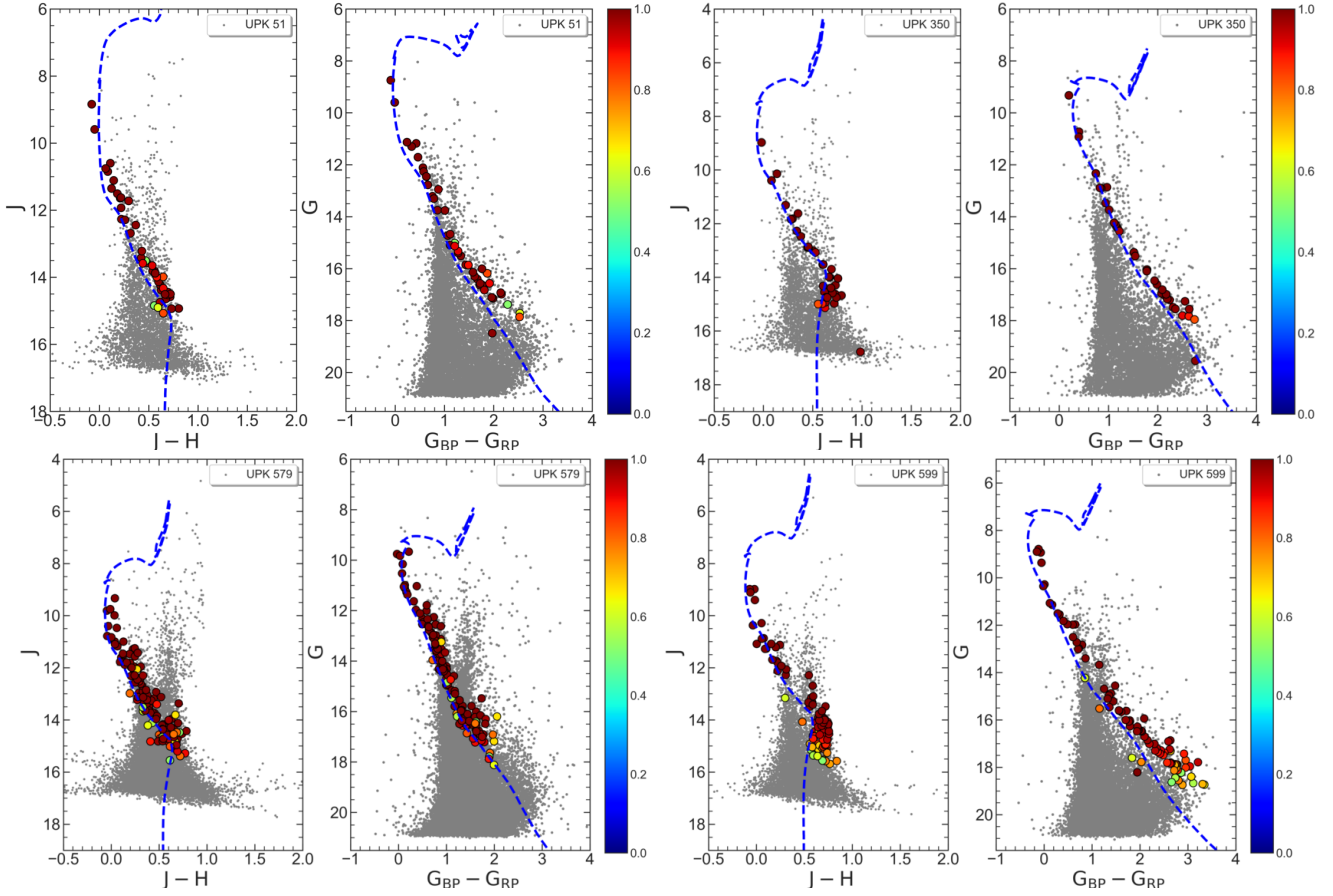
Şekil 2. Açık kümeler doğrultusunda küme üyelik olasılığı yüksek yıldızların ekvatorial koordinat ve trigonometrik paralaks verileri kullanılarak oluşturulan üç boyutlu uzaydaki konumları. Diyagramdaki yıldızlar öz hareket vektörlerine göre renklendirilmiştir. Kırmızı ve mavi renkler, sırasıyla, radyal hızı bilinen ve bilinmeyen yıldızları göstermektedir.

Gaia ve 2MASS fotometrisine ait renk-parlaklık diyagramlarından (Şekil 3) elde edilen sönmüleme (A_G) UPK 51, UPK 350, UPK 579 ve UPK 599 açık kümeleri için, sırasıyla, 0.12, 0.10, 0.35, 0.10 kadirdir. Bu değerler [Cantat-Gaudin et al. \(2020\)](#)'un çalışmasıyla karşılaştırıldığında, yalnızca UPK 599 kümesi için uyumlu olduğu görülmüştür.

Bu farklılığın temel sebebi, [Cantat-Gaudin et al. \(2020\)](#) çalışmasında dikkate alınan kümeleme algoritmasının, tüm kümeler için aynı anda bir sonuç elde etmesidir.

Bu çalışmada, $J - (J - H)$ ve $G - (G_{BP} - G_{RP})$ renk-parlaklık diyagramlarından, uzaklık modülü ve trigonometrik paralaks kullanılarak elde edilen uzaklıklar UPK 51, UPK 350,

4 Akbulut ve diğ.



Şekil 3. Dört açık kümedeki küme üyelik olasılığı yüksek yıldızların $J - (J - H)$ ve $G - (G_{BP} - G_{RP})$ renk-parlaklık diyagramları üzerindeki konumları ve bu yıldızları en iyi temsil eden PARSEC eş-yaş eğrileri. Renkli ve gri daireler, sırasıyla, kümeye üyelik olasılığı yüksek ($P \geq 0.5$) ve küme doğrultusundaki alan yıldızlarını göstermektedir.

Çizelge 1. Bu çalışmada hesaplanan ve literatürdeki çalışmalardan derlenen dört kümenin astrometrik ve temel astrofizik parametreleri. Literatür Kısaltmaları: [1]: Bu çalışma, [2]: [Cantat-Gaudin et al. \(2020\)](#), [3]: [Sim et al. \(2019\)](#).

Literatür	Küme	Üye Sayısı	$\mu_{\alpha} \cos \delta$ (mas yıl $^{-1}$)	μ_{δ} (mas yıl $^{-1}$)	ϖ (mas)	A_G (kadir)	d (pc)	Z	$\log t$ (dex)
[1]	UPK 51	46	$+5.10 \pm 0.05$	$+1.98 \pm 0.04$	1.75 ± 0.06	0.12	576	0.015	8.20
	UPK 350	35	-4.85 ± 0.06	-6.32 ± 0.05	2.31 ± 0.06	0.10	450	0.005	8.50
	UPK 579	130	-10.72 ± 0.04	-3.23 ± 0.03	1.30 ± 0.01	0.35	690	0.008	8.60
	UPK 599	90	-9.96 ± 0.09	-0.22 ± 0.08	1.47 ± 0.09	0.10	645	0.010	7.30
[2]	UPK 51	52	$+5.07 \pm 0.25$	$+2.02 \pm 0.22$	1.77 ± 0.10	0.06	581	0.015	8.03
	UPK 350	48	-4.85 ± 0.16	-6.35 ± 0.16	2.24 ± 0.11	0.19	463	0.015	8.11
	UPK 579	110	-10.71 ± 0.29	-3.23 ± 0.25	1.37 ± 0.08	0.11	702	0.015	8.08
	UPK 599	87	-9.95 ± 0.35	$+0.29 \pm 0.25$	1.46 ± 0.07	0.10	652	0.015	7.29
[3]	UPK 51	21	$+5.06 \pm 0.16$	$+2.07 \pm 0.11$	1.76 ± 0.07	0.12	567	0.02	8.00
	UPK 350	37	-4.88 ± 0.17	-6.39 ± 0.17	2.25 ± 0.12	0.15	444	0.02	8.00
	UPK 579	76	-10.73 ± 0.21	-3.20 ± 0.18	1.39 ± 0.08	0.35	717	0.02	7.90
	UPK 599	56	-9.95 ± 0.27	$+0.30 \pm 0.22$	1.49 ± 0.08	0.10	670	0.02	7.30

UPK 579 ve UPK 599 açık kümeleri için, sırasıyla, d_{mod} ; 571, 433, 772, 680 pc ve d_{ϖ} ; 576, 450, 690, 645 pc'dir. Bu sonuçlar [Cantat-Gaudin et al. \(2020\)](#)'un çalışmasıyla karşılaştırıldığında UPK 51, UPK 350 ve UPK 599 kümeleri için uyumlu iken UPK 579'un uzaklığı bu çalışmada Güneş'e daha yakın tayin edilmiştir.

için yaşlar, sırasıyla, $\log t$; 8.20, 8.50, 8.60, 7.30 olarak tayin edilmiştir. [Cantat-Gaudin et al. \(2020\)](#)'un çalışmasıyla karşılaştırıldığında, bu çalışmada, UPK 51, UPK 350 ve UPK 579 kümelerinin yaşları daha büyük tayin edilirken, UPK 599 için elde edilen yaşın [Cantat-Gaudin et al. \(2020\)](#) verdiği değer ile uyumlu olduğu belirlenmiştir. Ayrıca UPK 51 açık kümesinin ağır element bolluğu Güneş bolluğunda tayin edilmiş olmasına

UPK 51, UPK 350, UPK 579 ve UPK 599 açık kümeleri

karşın diğer üç kümenin ağır element bolluğu (Z) Güneş'e göre metalce daha fakir tayin edilmiştir.

Sonuç olarak, bu çalışmada optik ve yakın kızılötesi 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* uydu verilerinin ileriki dönemlerde literatüre kazandırılması ve uzay tabanlı çalışmaların yer tabanlı tayfsal gözlemler ile desteklenmesi, bu çalışmada belirlenen küme parametrelerinin daha duyarlı tayin edilmesine fırsat verecektir.

Kaynaklar

- Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
Cantat-Gaudin T., et al., 2020, *A&A*, 640, A1
Cutri R. M., et al., 2003, 2MASS All Sky Catalog of point sources.. NASA/IPAC Infrared Science Archive
Friel E. D., Janes K. A., Hong L., Lotz J., Tavares M., 1995, in The Formation of the Milky Way. pp 189–190
Frinchaboy P. M., et al., 2013, *ApJ*, 777, L1
Gaia Collaboration et al., 2021, *A&A*, 649, A1
King I., 1962, *AJ*, 67, 471
Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
Pedregosa F., et al., 2011, *Journal of Machine Learning Research*, 12, 2825
Sim G., Lee S. H., Ann H. B., Kim S., 2019, *Journal of Korean Astronomical Society*, 52, 145

Access:

M22-0311: *Turkish J.A&A* — Vol.3, Issue 3.

RTT-150 TFOSC Tayfsal Gözlemleri ile Keşfedilen Kuazarlar

S. Hökelek,¹  N. Filiz Ak¹ 

¹Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri

Accepted: January 11, 2021. Revised: December 28, 2021. Received: December 15, 2021.

Özet

Bu çalışma; dört kuazar adayının ilk spektroskopik gözlemlerini sunmaktadır. Kuazar adayları, SDSS ve *WISE* fotometrik renklerinden hesaplanan yüksek adaylık olasılıkları göz önünde bulundurularak seçilmiştir. Seçilen kaynakların tayfsal verileri, RTT150 teleskobu ve *TFOSC* tayfçekeri ile elde edilmiştir. Seçilen adaylardan dört tanesinin, Ocak ve Şubat 2021'de toplam 2 gece yapılan gözlemlerle ilk kez uzun-yarık tayfsal verileri elde edilmiştir. Bu verilerin indirgenmesi sonucunda elde ettiğimiz ön sonuçlar, kaynakların tayflarında, kuazar tayflarının karakteristiği olan geniş ve dar salma çizgilerinin varlığına işaret ederek adayların kuazar olduğunu doğrulamıştır. Bu dört kuazara ait z , d_L ve $M_i(z = 2)$ parametreleri hesaplanmıştır.

Abstract

This study presents the first spectroscopic observations of four quasar candidates. We select the quasar candidates considering the high candidacy probabilities calculated from the SDSS and *WISE* photometric colors. We obtained the long-slit spectrum of each candidate with RTT-150 telescope and *TFOSC* spectrometer in two nights of January and February 2021. The reduced spectra show characteristic broad and narrow emission features confirming that all four of the candidates are members of quasar class. We present the calculation results of z , d_L , and $M_i(z = 2)$ parameters for four quasars.

Anahtar Kelimeler: Galaxies; Active Galaxies; Quasars, Quasar Spectrum

1 Giriş

Kuazarlar, radyo bölgeden x-ışın bölgeye kadar elektromanyetik tayfın her bölgesinde çok güçlü ışımaya yapmaktadır. Bu özellikleri ile normal galaksilerden ve yıldızlardan kolaylıkla ayırt edilebilirler. Kuazarlar çok güçlü ışınım yapmaları sebebiyle çok uzak olsalar dahi ışınimleri bize ulaşabilmektedir. Ancak, uzaklıkları sebebiyle gökyüzünde galaksiler gibi yaygın cisim olarak değil, yıldızlar gibi noktasal kaynak olarak gözlenirler.

Kuazarların sahip oldukları güçlü ışınım büyük oranda kuazarların merkezlerinde yer alan çekirdek bölgesinden kaynaklanmaktadır. Bu çekirdek bölgesi Aktif Galaksi Çekirdeği (AGÇ) olarak tanımlanmaktadır. Aktif galaksi çekirdeği, galaksinin merkezinde yer alan bir süper kütleli kara delik, kara deliğin etrafında yığılma diski ve yığılma diskini çevrelemiş olan toz torustan oluşmaktadır (Peterson 1997).

Schmidt (1963); Hazard et al. (1963) tarafından yapılan gözlemlerle keşfedilen kuazarlar ile ilgili çalışmalar her geçen yıl giderek artmıştır. Haziran 1971'e kadar keşfedilen tüm kuazarları içeren Kitt Peak Kuazar Listesi optik olarak doğrulanmış 261 kuazar içermektedir (Share 1996). Keşfedilen kuazar sayısı, özellikle Sloan Digital Sky Survey (SDSS) gibi gökyüzü tarama çalışmalarının hayata geçmesi ile hızla artmıştır. SDSS'in son yayınladığı kuazar kataloğu, tayfsal olarak doğrulanmış kuazar sayısını 750 414 olarak bildirmektedir (Lyke et al. 2020).

SDSS gibi gökyüzünün büyük bir kısmını gözlemleyerek çok sayıda kuazar keşfetmeyi hedefleyen gözlemsel çalışmalar, kaynakların tayfsal gözlemleri elde edilmeye başlamadan

önce fotometrik veriler kullanarak kuazar adayı olabilecek kaynakları belirlemektedir (Richards et al. 2002; Bovy et al. 2011). Özellikle farklı filtrelerde alınmış fotometrik parlaklıklardan hesaplanan renk değerleri, kuazarları yıldızlardan ve galaksilerden ayırt etmek için kullanılmaktadır. Kuazar adayları, yıldızlara benzer olarak nokta kaynak şeklinde görüldüğünden, yıldızlardan ayırt edebilmek önemlidir. Richards et al. (2009) çalışmasına göre yıldızlar ve kuazarlar SDSS filtrelerinde renk-renk diyagramlarında ve renk-parlaklık diyagramlarında farklı noktalara yığılmaktadır. Güncel olarak Heintz et al. (2020) çalışmasında SDSS fotometrik verilerinin yanı sıra yakın-kızılötede ve kızılötede veri toplayan Two Micron All Sky Survey (2MASS) ve Wide Field Infrared Survey Explorer (*WISE*) teleskopları ile alınan fotometrik ölçümlerin de dahil edildiği renk-renk diyagramlarında kuazarların diğer kaynaklardan farklı bölgelerde yığıldıkları görülmektedir (Skrutskie et al. 2006; Wright et al. 2010). Çok boyutlu düzlemler dikkate alınarak, bu yığılmalar makine öğrenmesi algoritmaları ile modellenenmektedir. Oluşturulan modeller, fotometrik verileri elde edilmiş başka kaynakların kuazar sınıfına dahil olma ihtimalini hesaplamaktadır (Bovy et al. 2011).

Çok sayıda kuazar adayının belirlenmesinde elektromanyetik tayfın farklı bölgelerinden alınan gözlemler de kullanılmaktadır. Bu konu üzerinde kapsamlı bir çalışma Mushotzky (2004) tarafından derlenmiştir. Ancak bu yöntemler içerisinde fotometrik veriler ile aday olarak belirlenen kaynakların tayfsal gözlemlerle doğrulanması gözlemsel olanakların genişliği ve uygunluğu bakımından kolay ve güvenilir bir yöntemdir.

Bu çalışmada, SDSS ve *WISE* fotometrik gözlemleri kullanılarak kuazar adayı olarak belirlenen kaynakların

* sthokelek@gmail.com

Çizelge 1. Seçilen kuazar adaylarına ait gözlem bilgileri

Kaynak Adı	Sağaçıklık (Derece)	Dikaçıklık (Derece)	i Parlaklığı (kadir)	Gözlem Zamanı	Poz süresi (sn)	Grizm
WISEA J082447.71 + 675136.3	126.198586	67.860140	18.213	14 Şubat 2021	3600	15
WISEA J084705.45 + 813401.7	131.772720	81.567140	17.530	14 Şubat 2021	3600	15
WISEA J091936.04 + 753944.3	139.900050	75.662330	16.267	20 Ocak 2021	4000	15
WISEA J091355.88 + 791116.1	138.482800	79.187836	16.680	20 Ocak 2021	5400	15

RTT-150 teleskobu ve TFOSC tayfçeki ile alınan tayfsal verileri incelenmiştir (Bölüm 2). Tayfların analizleri sonucunda, gözlenen dört kaynağın her birinin kuazar olduğu doğrulanmıştır. Kaynakların kırmızıya kayma parametreleri ve mutlak parlaklıkları belirlenmiştir (Bölüm 3).

2 Kuazar Adaylarının Belirlenmesi ve Gözlenmesi

Bu bölümde kuazar adaylarının seçimi için dikkate alınan kriterler, gözlenen adayların gözlem bilgileri ve tayfsal verilerin indirgenmesi ile ilgili ayrıntılar sunulmuştur.

2.1 Aday Kuazarların Belirlenmesi

Bu çalışma için seçilen kuazarlar, fotometrik verileri dikkate alınarak kuazar olma ihtimali yüksek adaylar arasından seçilmiştir. Filiz Ak vd. (hazırlanıyor) çalışmasında, yapay sinir ağı modellemesi kullanılarak SDSS ve WISE tarafından gözlenen kaynakların parlaklık ve renk değerlerine göre sınıflama tahmini yapılmaktadır. Bu sınıflama sonucunda, her bir kaynağın kuazar olma ihtimali hesaplanmaktadır. Bu çalışmada seçilen kaynakların kuazar olma ihtimalinin %90 ve üzerinde olması ilk kriter olarak dikkate alınmıştır.

Seçilen kuazar adayları arasından, kaynakların RTT150 teleskobu ve TFOSC tayfçeki ile gözlenebilir olması ve yıl içerisinde gözlenebildiği sürelerin görece uzun olması şartı aranmıştır. Buna göre, kaynakların koordinatları ve parlaklıkları dikkate alınarak kriterler oluşturulmuştur.

Ocak ve Şubat 2021 tarihlerinde gözlenmeye uygun olan kaynaklar arasından dört tanesinin tayfsal verisi elde edilebilmiştir. Gözlenen kaynakların WISE isimleri şunlardır:

WISEA J082447.71+675136.3,
 WISEA J084705.45+813401.7,
 WISEA J091936.04+753944.3 ve
 WISEA J091355.88+791116.1.

2.2 Gözlemler

Çalışma kapsamında belirlenen aday kuazarların tayfsal verileri RTT150 teleskobu ve TFOSC tayfçeki ile elde edilmiştir. Aday kaynakların kuazar olup olmadıklarını doğrulamak için dalgaboyu aralığı 3650 Å ila 8750 Å ve tayfsal çözünürlüğü 12 Å olan Grizm 15 seçilmiştir. Kaynakların tayfsal verilerinin indirgeme işlemlerinde kullanılmak üzere Fe-Ar lambda tayfları ve tayfsal standart yıldız tayfları elde edilmiştir.

Gözlenen kaynaklara ait gözlem bilgileri Çizelge 1'de sunulmaktadır. Kaynakların poz süreleri, parlaklıkları dikkate alınarak belirlenmiştir. Bu gözlemlerdeki temel amaç, kaynakların kuazar olup olmadıklarını belirlemek olduğu için, baskın salma çizgilerinin görülmesini sağlayacak bir sinyal gürültü oranının S/N yeterli olacağı varsayılmıştır.

2.3 Tayfsal Verilerin İndirgenmesi

Belirlenen dört kuazar adayına ait gözlenen tayfsal verilerin analizlere hazır hale getirilebilmesi için standart ön indirgeme adımları uygulanmıştır. Ön indirgeme işlemleri için Python programlama dilinde, tarafımızdan yazılan kodlar kullanılmıştır.

Standart ön indirgeme adımları olan bias ve flat düzeltmesi gibi işlemler öncesinde kozmik ışınlar, *ccdproc-CosmicRay* modülü ile ayıklanmıştır. Dalgaboyu kalibrasyonu işlemleri için gözlenen Fe-Ar lambda tayfları için atlas üretilmiştir. Tayfların akı kalibrasyonu işlemleri için gözlenen tayfsal standart yıldızlar kullanılmıştır.

3 Ön Sonuçlar ve Analiz

Bu bölümde ön indirgeme işlemleri tamamlanmış tayfsal verilerin analizleri sonucunda kaynakların kırmızıya kayma değerlerinin, parlaklık uzaklıklarının ve mutlak parlaklıklarının belirlenmesi ile ilgili ayrıntılar sunulmuştur.

3.1 Kırmızıya Kaymanın Belirlenmesi

Kuazarların kırmızıya kayma değerlerini belirlemek için gözlenen ve süreklilik normalizasyonu uygulanan tayf verileri Kacan et al. (2021) tarafından hazırlanan *zFinder* programına girdi olarak kullanılmıştır. *zFinder* programı, Vanden Berk et al. (2001) çalışmasında 2000'den fazla kuazarın tayfsal verilerinin bir ortalaması olarak hazırlanan şablon tayf ile gözlenen tayfları kıyaslamaktadır. Kıyaslamaları küçük z adım aralıkları için tekrar ederek her bir adımda uyumluluk parametresi hesaplayan algoritma, en yüksek uyumluluk parametresinin elde edildiği z değerini kaynağın kırmızıya kayması olarak tanımlamaktadır.

Şekil 1'de gözlenen tayfların şablon tayfla kıyaslaması sunulmuştur. Şekildeki panellerin üzerinde en yüksek uyumluluğu sağlayan z değerleri gösterilmiştir.

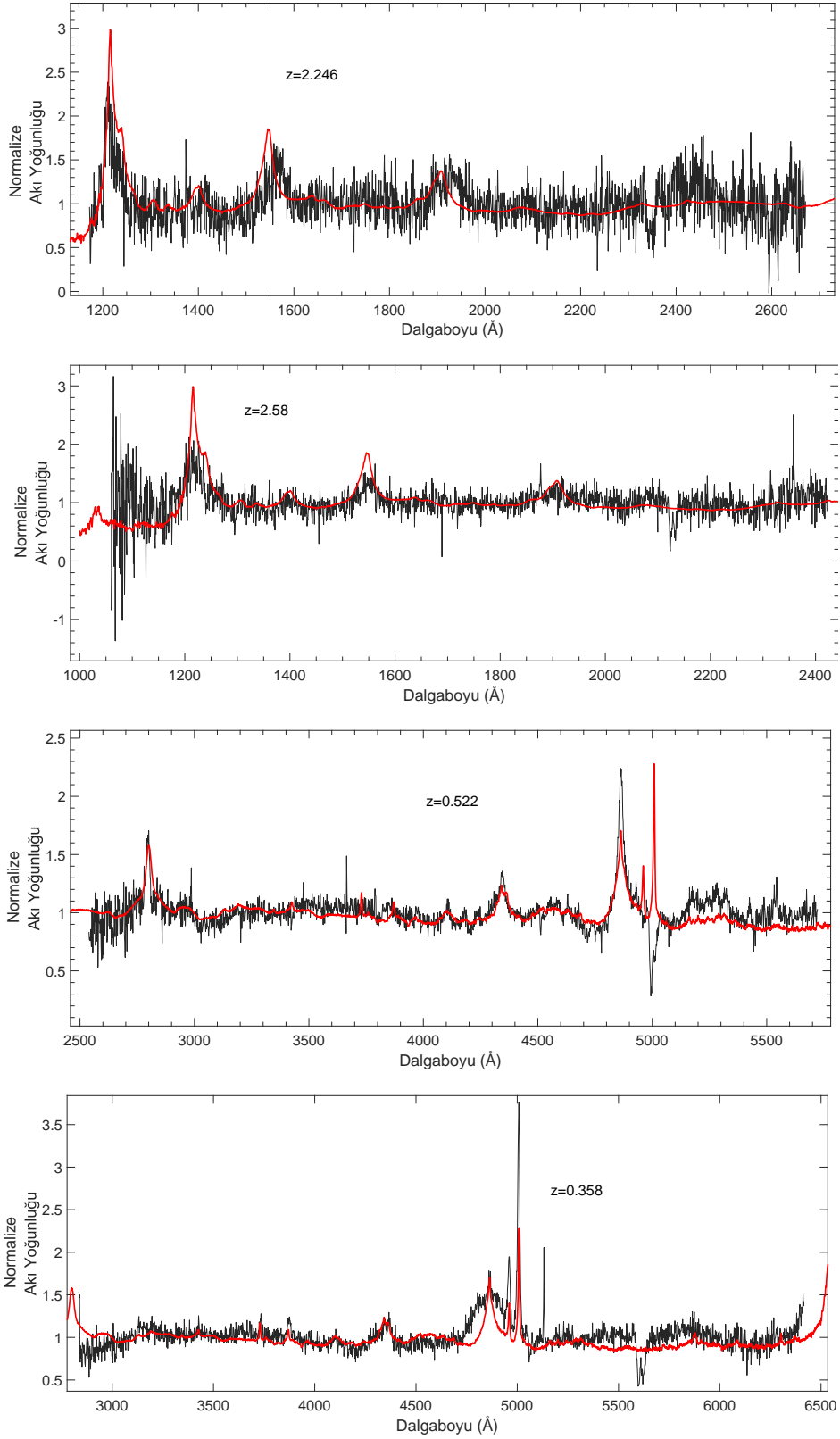
3.2 Mutlak Parlaklık ve Parlaklık Uzaklığı Hesabı

Gözlenen kaynakların kırmızıya kayma değerleri belirlendikten sonra parlaklık uzaklıklarının ve mutlak parlaklıklarının belirlenmesi için kozmolojik sabitler; $\Omega_m = 0.3$, $\Omega_\Lambda = 0.7$ ve $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ şeklinde dikkate alınmıştır.

Mutlak parlaklıkların hesaplanması için

$$M_i - m_i = 5 - 5 \log d_L(z) + A_i + K(z) \quad (1)$$

dikkate alınmıştır. Bu denklemde M_i ve m_i SDSS i bandındaki mutlak ve görünür parlaklıkları, d_L parlaklık uzaklığını, z *zFinder* ile hesaplanan kırmızıya kayma miktarını, A_i Samanyolu Galaksisinden kaynaklanan sönmülemeyi ve $K(z)$ ise K düzeltme parametresini temsil etmektedir. SDSS i bandı için A_i sönmüleme katsayısı, Schlafly & Finkbeiner (2011) çalışmasından alınmıştır. K düzeltme parametresi, Richards et al. (2006) çalışmasında $z = 2$ değerlerine göre modellenmiştir



Şekil 1. Panellerde sırasıyla QSO4, QSO5, QSO9 ve QSO12 tayfları (siyah) ve kuazar Şablon tayfı (kırmızı) yer almaktadır. Yatay eksen de kuazar uzayındaki dalgaboyları, dikey eksen de ise normalize akı yoğunluğu verilmiştir. Keşfedilen kuazarların z değerleri [Kacan et al. \(2021\)](#) tarafından hazırlanan zFinder programı kullanılarak sırasıyla 2.246, 2.58, 0.522 ve 0.358 bulunmuştur.

Çizelge 2. Kuazarların hesaplanan parametreleri

Kırmızıya Kayma	Parlaklık Uzaklığı (Mpc)	Galaktik Sönümlenme (kadir)	K- düzeltmesi (kadir)	M_i ($z=2$) (kadir)
2.246	18 232.6	0.069	-0.207	-28.229
2.580	21 385.3	0.045	-0.230	-29.306
0.522	2 969.5	0.042	0.232	-25.823
0.358	1 919.1	0.035	0.416	-24.284

verilerden elde edilmiştir. Kaynakların hesaplanan z , d_L , A_i , $K(z)$ ve M_i değerleri Çizelge 2'de verilmiştir.

4 Tartışma ve Sonuç

SDSS ve WISE fotometrik verilerini dikkate alarak yapay sınır ağı modellemesi ile kuazar adayı olma ihtimali yüksek kaynaklar arasından seçilen dört kaynağın RTT-150 teleskobu ve TFOSC tayfçekeri ile uzun-yarık tayfsal verileri ilk kez elde edilmiştir. Kaynak tayflarının her birinde hem geniş hem de dar salma çizgilerinin açıkça belirlenmesi sonucunda, dört kaynağın her birinin kuazar olduğu doğrulanmıştır. Bu kaynakların kuazar adayı olduklarına dair daha önce bir çalışma bulunmadığından ve tayfsal verileri ilk kez bu çalışma ile doğrulandığından bu dört kuazar çalışmamızda keşfedilmiştir.

Gözlenen kuazarların tayflarından z kırmızıya kayma değerleri z Finder programı ile belirlenmiştir (Kacan et al. 2021). Artan sağ açıklığa göre sıralandığında, kaynakların z değerleri sırasıyla 2.246, 2.58, 0.522, 0.358 olarak elde edilmiştir. Hesaplanan z değerleri dikkate alınarak, her bir kaynağın parlaklık uzaklığı ve mutlak parlaklığı belirlenmiştir.

SDSS DR16 kuazar kataloğunda (Lyke et al. 2020) yer alan tüm kuazarların z ve M_i dağılımları ile kıyaslandığında, keşfedilen bu dört kuazarın konumları Şekil 3'de verilmektedir.

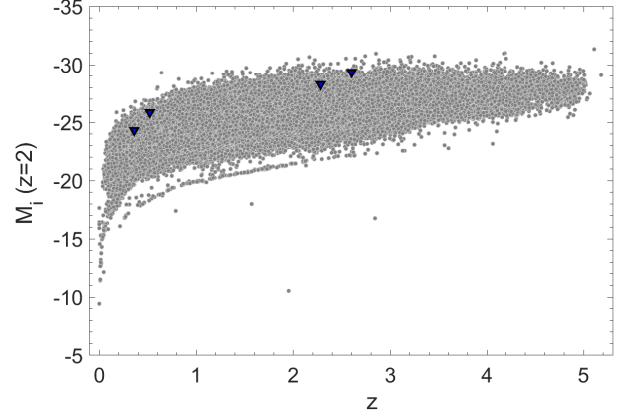
Çalışmanın bundan sonraki adımlarında, her bir kuazarın ışımaya gücü değerlerinin ve merkezi kara delik kütlelerinin hesaplanması planlanmaktadır. Kaynaklara ait tüm veriler dikkate alınarak tayfsal enerji dağılımlarının var olan modellerle kıyaslanması planlanmaktadır. Bu çalışmadaki kaynaklara benzer şekilde kuazar olma adaylık durumunu belirlediğimiz başka kaynakların gözlemlerine devam edilmesi için planlamalar yapılmaktadır.

Teşekkür

Hakemlere, değerli katkıları nedeniyle teşekkür ederiz. 1370 numaralı proje ile RTT150'nin (Antalya'daki Rus-Türk 1.5-m teleskobu) kullanımına kısmi destek veren TÜBİTAK Ulusal Gözlemevine teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Bovy J., et al., 2011, *ApJ*, 729, 141
 Hazard C., Mackey M. B., Shimmins A. J., 1963, *Nature*, 197, 1037
 Heintz K. E., et al., 2020, *A&A*, 644, A17
 Kacan E. S., Hökelek S., Filiz Ak N., 2021, *Turkish J of AA*, yayına hazırlanıyor
 Lyke B. W., et al., 2020, *ApJS*, 250, 8
 Mushotzky R., 2004, in Barger A. J., ed., *Astrophysics and Space Science Library Vol. 308, Supermassive Black Holes in the Distant Universe*. p. 53 ([arXiv:astro-ph/0405144](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0405144)), [doi:10.1007/978-1-4020-2471-9_2](https://doi.org/10.1007/978-1-4020-2471-9_2)
 Peterson B. M., 1997, *An Introduction to Active Galactic Nuclei*. Cambridge University Press, ISBN 9780521479110



Şekil 2. SDSS DR16 kuazar kataloğunda yer alan tüm kuazarların kırmızıya kayma (z) ve mutlak i bandı parlaklık (M_i) dağılımları (gri noktalar) ve keşfedilen 4 kuazarın bu dağılımdaki konumları (mavi üçgen) gösterilmiştir. Mutlak parlaklık hesaplamalarına $z = 2$ değerine göre modellenen K düzeltmeleri dikkate alınmıştır.

- Richards G. T., et al., 2002, *AJ*, 123, 2945
 Richards G. T., et al., 2006, *AJ*, 131, 2766
 Richards G. T., et al., 2009, *ApJS*, 180, 67
 Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., 2011, *ApJ*, 737, 103
 Schmidt M., 1963, *Nature*, 197, 1040
 Share G., 1996, *VizieR Online Data Catalog*, p. VII/11, *ADS*
 Skrutskie M. F., et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
 Vanden Berk D. E., et al., 2001, *AJ*, 122, 549
 Wright E. L., et al., 2010, *AJ*, 140, 1868

Access:

M22-0305: [Turkish J.A&A — Vol.3, Issue 3](https://doi.org/10.3906/JAA-2203-0305).

OPEA Modeli ile Güneş Aktivitesinde X-ışın Flare Davranışının Belirlenmesi

Ezgi Yoldaş¹*, Hasan Ali Dal¹

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

Accepted: February 8, 2022. Revised: January 6, 2022. Received: December 16, 2021.

Özet

Bu çalışmada, GOES uydularının X-ışın verileri kullanılarak oluşturulan "OPEA Modeli ile Güneş Aktivitesinde X-ışın Flare Davranışının Belirlenmesi" konulu doktora tezinde ulaşılan ön sonuçlar sunulacaktır. Bir yıldızda tespit edilen her bir flare için flare toplam sürelerine karşılık eşdeğer süre dağılımı OPEA fonksiyonu ile modellenir. Bu fonksiyonu önemli kılan, sahip olduğu Plateau parametresidir ve bu parametre ilgili kaynak için flare aktivitesinin doyma seviyesini tanımlar. Güneş'in sergilediği aktivite çevrimi boyunca Plateau düzeyinin değişip değişmeyeceği, merak konusu olup çalışmanın esas sorusunu oluşturmaktadır. Bu amaç doğrultusunda literatürde ilk kez Güneş'in OPEA modeli oluşturulacak ve ilk kez X-ışın veri kullanılarak OPEA modeli elde edilecektir.

Abstract

This study is presented the initial results obtained from the Ph.D. thesis entitled 'Determination of x-ray Flare Behavior in Solar Activity with The OPEA Model', which contains some analyses of the X-ray data of the GOES satellites. For the flares detected on a star, the equivalent duration distribution versus the flare total times is modeled by the OPEA function. The matter of the curiosity is whether the Plateau level will change or not during a period of the Solar activity cycle. For this purpose, the OPEA model of the Sun will be derived, and also the OPEA model will be derived by using X-ray data for the first time in the literature.

Anahtar Kelimeler: techniques: photometric – methods: data analysis – methods: statistical – Sun: activity – stars: Sun

1 Giriş

Flareler, dış konvektif zarfa sahip olan yıldızlarda meydana gelen manyetik alan ve plazmanın etkileşimi sonucu oluşan yapılardır. Bu yapılar ilk kez Güneş üzerinde, 1 Eylül 1959 yılında Carrington (1859) ve Hodgson (1859) tarafından tespit edilmiştir. Flare olayının Güneş dışında ilk görüldüğü yıldız UV Ceti'dir. Bu yıldızlar anakola yeni gelen genç yıldızlardır ve kromosferik aktivite düzeyleri yüksektir. Çünkü yıldızlar ne kadar genç ise dönme hızı o kadar yüksektir ve yüksek dönme hızı kromosferik aktivite düzeylerini artırır. Bu durum Skumanich yasasının beklenen bir sonucudur (Skumanich 1972; Pettersen 1991; Stauffer 1991; Marcy & Chen 1992).

Yıldızlara ilişkin ilk dönem flare gözlemlerine göre tespit edilmiş flare enerji aralığının, UV Ceti yıldızlarında $10^{28} - 10^{36}$ erg (Gershberg 2005), kromosferik aktif çift yıldızlar olan RS CVn yıldızlarında $10^{28} - 10^{34}$ erg (Haisch et al. 1991), Plaides Kümesi ve Orion Oymağındaki çok genç flare yıldızları için ise $10^{28} - 10^{36}$ erg olduğu hesaplanmaktaydı (Gershberg & Shakhovskaia 1983). Oysa Güneş benzeri aktif yıldızlara ilişkin son dönem flare gözlemleri, yavaş dönen yıldızlarda bile süper flarelerin ortaya çıkabileceğini göstermiştir (Schaefer et al. 2000; Maehara et al. 2012). Enerjileri $10^{33} - 10^{36}$ erg arasında hesaplanan bu tür flarelerin, Güneş'te ortaya çıkıp çıkamayacağı, hala belirsizliğini korumaktadır, çünkü süper flare gözlenen yıldızlardan bazıları Güneş yaşındaki G ve K tayf türü anakol yıldızlardır (Berdugina 2005; Strassmeier 2009; Aulanier et al. 2013).

* ezgiyoldas@gmail.com

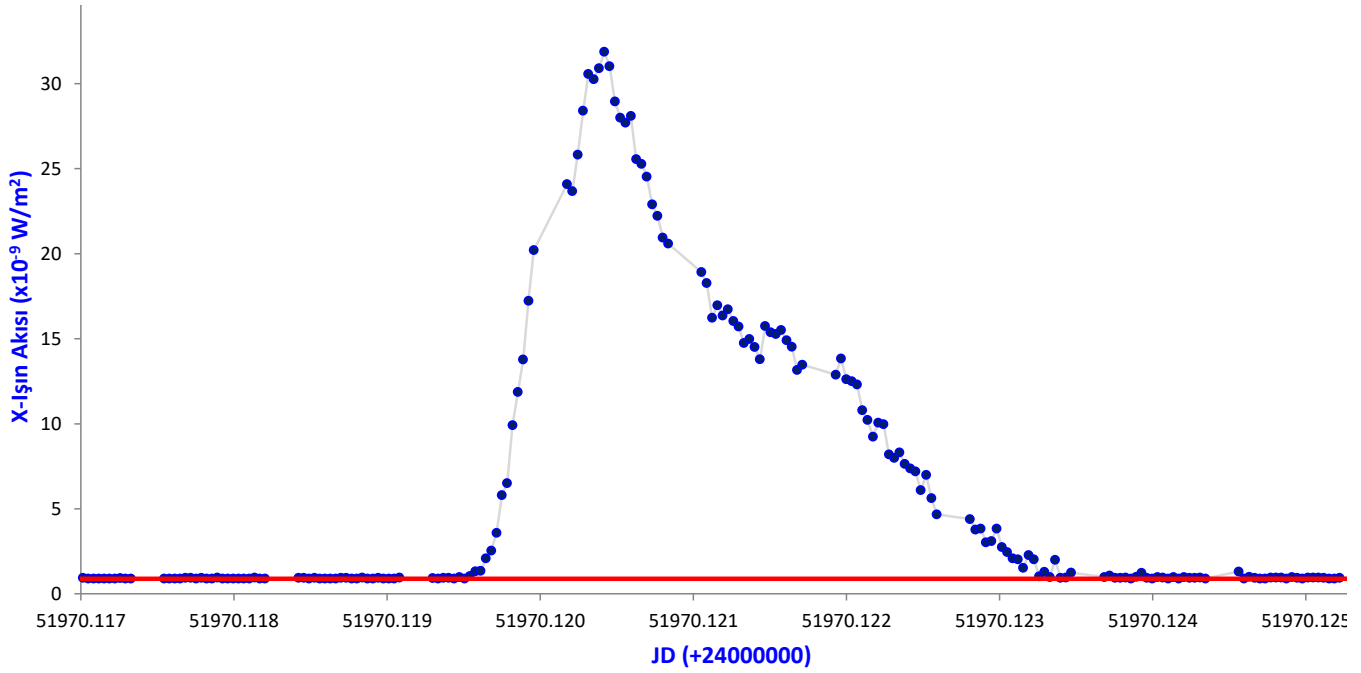
Manyetik aktivitenin, özellikle Güneş ve Güneş benzeri yıldızlarda çevrimsel davranış sergilediği uzun yıllardır bilinmektedir. Flare aktivite çevrimlerinde net ortaya çıkmayan uzun dönemli değişimlerin, farklı bir formda ortaya çıkıp çıkmadığı ise, cevap bekleyen bir sorudur. Örneğin, Güneş aktivite çevrimlerinde gözlenen yıllık flare sayılarında belirgin bir değişim gözlenmezken, ortaya çıkan flarelerin enerji doymu (satürasyon) seviyelerinde çevrimsel bir değişim olup olmadığı henüz incelenmemiştir. Bu çalışmada, Güneş'in X-ışın verileri kullanılarak tespit edilen flareler ile Dal & Evren (2010, 2011) tarafından tanımlanan OPEA modelleri Güneş için de oluşturulmuş ve birbirleriyle karşılaştırılmıştır.

2 Data ve Analizler

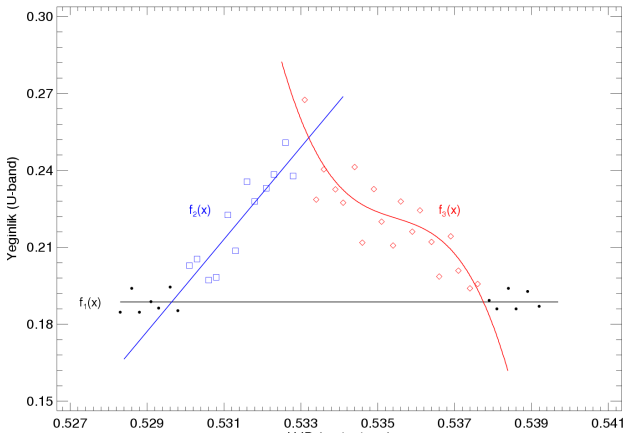
1974'te jeosenkron meteorolojik uydularının ilk serisi olan Senkron Meteorolojik Uydu'ların ilki SMS-1 (ve ardından SMS-2) fırlatılmıştır. İlk uyduların başarılı bir şekilde başlatılmasından sonra, 1975 yılında NOAA ve NASA'nın işbirliği ile "Geostationary Operational Environmental Satellite" (GOES) programı resmen başlatılmıştır. Bu uydular bugün halen veri sağlamaktadır ve bu veriler yüksek duyarlılığa sahip eş zamanlı hava tahminlerinin yanı sıra uzun vadedeki iklim koşullarının daha iyi anlaşılmasına imkan vermektedir.

Her GOES uydusunda, 0.5 ile 4.0 Å (kısa kanal) ve 1.0 ile 8.0 Å (uzun kanal) dalgaboyları için güneş X-ışın akısı sağlayan iki sensörü (XRS) vardır. Bu sensörler 1974'ten bugüne neredeyse eş denebilecek tasarımlara sahiptir. Bu uyduların topladığı veriler yaklaşık beş Güneş çevriminin incelenmesine olanak sağlamaktadır.

Bu çalışma kapsamında kullanılan veriler 0.5-4.0 Å (kısa



Şekil 1. GOES-8 uydusunun Mart 2001 ayında alınan verinde tespit edilen flare ışık eğrisi örneği. Mavi noktalar verileri kırmızı sürekli çizgi de temel düzeyi temsil etmektedir.



Şekil 2. Temsili flare ışık eğrisinde birinci fonksiyon temel (sakin) düzeyi, ikinci fonksiyon flare çıkış kolunu, üçüncü fonksiyonu ise flare iniş kolunu temsil etmektedir.

kanal) dalgaboyu aralığında alınan gözlem verileridir. 20., 21., 22. ve 23. Güneş aktivite Çevrimi'nin farklı çevrim evrelerine denk gelecek şekilde seçilen tarihlerdeki verilerde tespit edilen flareler analiz edilmiştir.

2.1 Flare Analizi

GOES uydusundan alınan verilerden flareler tespit edilmiştir. Örnek bir flare ışık eğrisi, Şekil 1'de verilmiştir. Tespit edilen bu flareler için enerji hesabı Şekil 2'de verilen fonksiyonlar kullanılarak yapılmıştır. Flare ışık eğrisini üç fonksiyon ile temsil edilmiştir. Birinci fonksiyon temel (sakin) düzeyi, ikinci fonksiyon flarenin çıkış kolunu ve üçüncü fonksiyon flarenin iniş

kolunu temsil etmektedir. Bu üç fonksiyonun kesişim noktaları flare başlangıç, maksimum ve bitiş anını vermektedir. Bu fonksiyonların altında kalan alan ise flare eşdeğer süresini verir.

Tüm flarelerin eşdeğer süreleri Gershberg (1972) tarafından tanımlanan Eşitlik (1) ile hesaplanmıştır.

$$P = \int \frac{I_{flare} - I_0}{I_0} dt \quad (1)$$

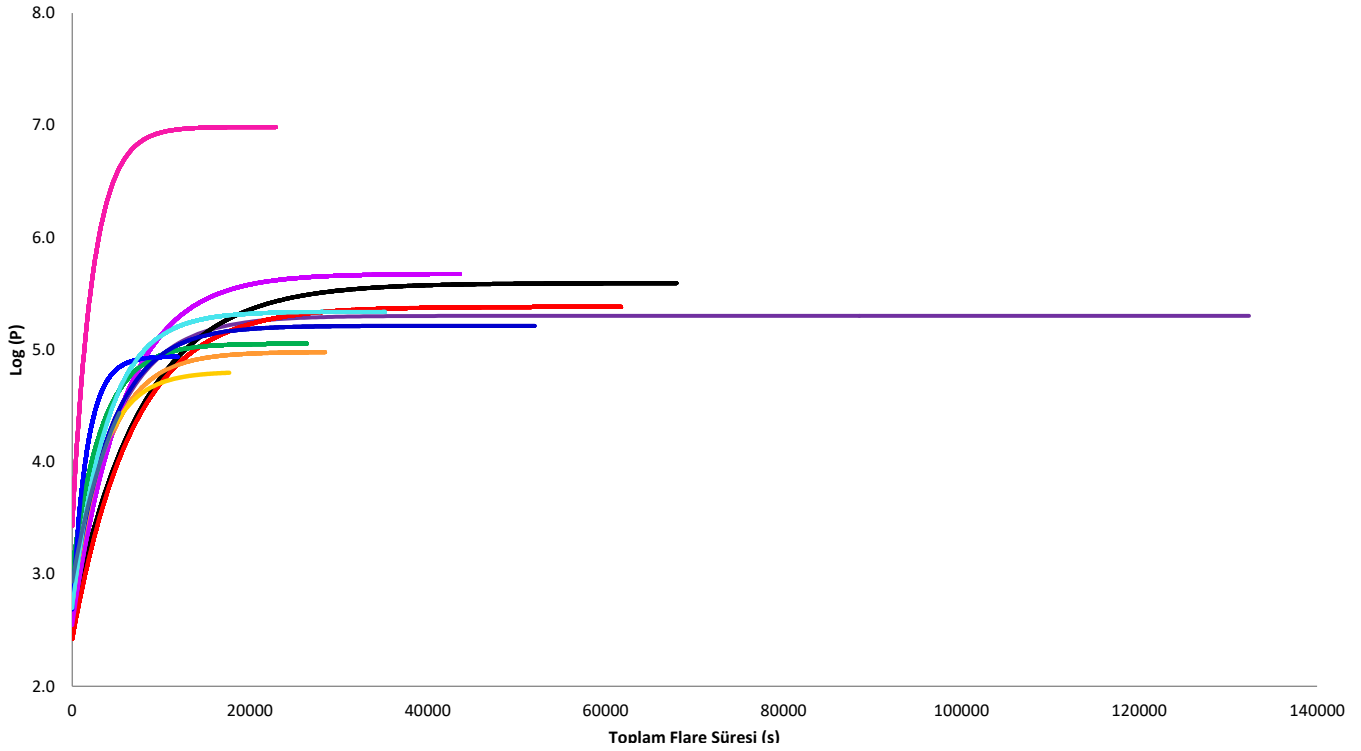
Burada P , saniye biriminde flare eşdeğer süresi, I_{flare} anındaki akı, I_0 ise flare dışı sakin düzey akısıdır. Dal & Evren (2010, 2011) tarafından açıklanan nedenlerle sonraki modellerde flare enerji parametresi yerine eşdeğer süre parametresi kullanılacağı için flare enerjileri hesaplanmamıştır.

2.2 OPEA Modeli ve Model Parametrelerinin Hesaplanması

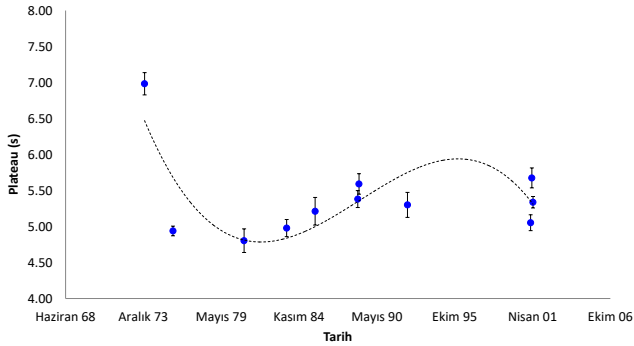
Hesaplanan flare parametrelerinin birbirleriyle ilişkileri incelendiğinde, flare eşdeğer süresinin flare toplam süresine göre rastgele değil, belirli bir kural çerçevesinde değiştiği görülür. Dal & Evren (2010, 2011) tarafından yapılan çalışmalarda, the SPSS V17.0 (Green et al. 1996) ve Grahpad Prism V5.02 (Dawson & Trapp 2004) programları ile yapılan regression hesaplamaları, flare eşdeğer sürelerinin dağılımı için en iyi fonksiyonun the 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:

$$y = y_0 + (Plateau - y_0) \times (1 - e^{-kx}) \quad (2)$$

Dal & Evren (2010) tarafından yapılan tanımlarda buradaki y , logaritmik ölçekte eşdeğer süredir, x flare toplam süresi, and



Şekil 3. Elde edilen tüm OPEA modellerinin birbirleriyle karşılaştırılması.



Şekil 4. Güneş'in Plateau düzeyinin zamana göre değişimi.

y_0 ise minimum toplam flare süresi için logaritmik ölçekte flare eşdeğer süresidir. Diğer bir deyişle 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).

Bugüne kadar yapılan çalışmalarda, bir yıldız üzerinde tespit edilen flare aktivitesinin tek bir OPEA modeli ile modellenemediği görülmüştür. Ancak, uydu verilerinin kullanılmasıyla birlikte artan hassasiyetle birlikte bazı yıldızlarda flare gruplarının birden fazla modelle modellenmesi gerektiği görülmüştür (Kamil & Dal 2017; Dal & Özdarcan 2018). Özellikle Yoldaş & Dal (2021) çalışmasında V461 Lyr

sistemi için elde edilen flare grupları üç adet OPEA modeli ile modellenmiştir. Sözü edilen birden fazla OPEA modeli ile modellenen sistemlerin bileşenleri incelendiğinde, üçüncü bileşen varlığı, sistem yakınında ardalan ya da önalan yıldızlarının olmadığı görülmektedir. Plateau düzeyinin ve OPEA modellerinin ayrışmasına aktif bileşenin aktivite çevriminden kaynaklı düzey değişiminin neden olabileceği düşünülmüştür. Bu noktada tek yıldız olması ve ulaşılabilir uzun soluklu gözlem verisinin bulunması nedeniyle Güneş flarelerinin analizi önem kazanmıştır.

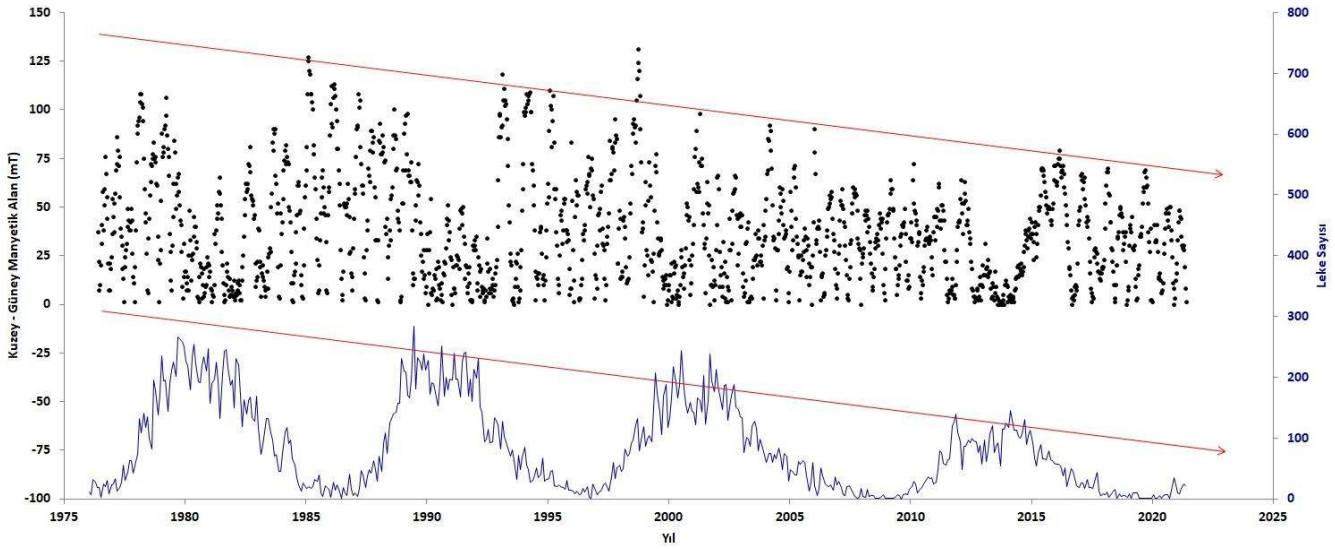
Şekil 3'te Güneş için oluşturulan OPEA modelleri gösterilirken, Çizelge 1'de bu modellerden elde edilen model parametreleri listelenmektedir. Listelenen değerler incelendiğinde farklı çevrim evrelerine karşılık gelen tarihlere ait verilerden elde edilen Plateau değerlerinin zamana göre değiştiği açıkça görülmektedir.

Plateau değişimi için öngörülen 11 yıllık leke çevrimini takip etmesidir. Leke sayılarının arttığı dönemlerde Plateau düzeyinin yüksek, leke sayılarının azaldığı dönemlerde ise Plateau düzeyinin düşük olması beklenmektedir. Ancak Şekil 4'te görüldüğü gibi elde edilen ilk sonuçlar, 20-25 yıl gibi bir sürede değişim olduğunu ortaya koymaktadır.

Bu dönem, Güneş'te gerçekleşen yaklaşık 22 yıllık döneme sahip olan manyetik çevrim ile benzerdir. Yıldız yüzeyinde oluşup kaybolan lekeler buldukları yarı kürenin manyetik kutbunun işaretini değiştirir. Bulunan bu süre, yarı kürenin tekrar aynı işarete sahip olması için geçen süredir.

2.3 Manyetik Alan Değişimi

Wilcox Güneş Gözlemevi'nde kutupsal alan ölçümleri düzenli olarak ölçülmektedir ve bu ölçümler incelendiğinde manyetik alan şiddetinin zamanla değiştiği görülmektedir (Svalgaard



Şekil 5. Güneş'in coğrafi kutup noktalarındaki dipol momentinin ve leke sayılarının yıllara göre değişimi.

Çizelge 1. Güneş'e ait OPEA modellerinden elde edilen parametreler.

Tarih	Çevrimdeki Yeri	Flare Sayısı	Y_0 (s)	Plateau (s)	K	Tau	Yarılanma zamanı (s)	Span (s)
1.1974	20. Çevrim İniş Kolu	135	3.4284	6.9838	0.0004	2331.32	1615.95	3.5555
1.1976	20. Çevrim Sonu	71	2.6846	4.9391	0.0006	1676.10	1161.78	2.2545
1.1981	21. Çevrim Maksimumu	192	2.7384	4.8040	0.0003	3297.70	2285.79	2.0656
1.1984	21. Çevrim İniş Kolu	360	2.7015	4.9792	0.0003	3976.24	2756.12	2.2778
1.1986	21. Çevrim Sonu	69	2.7907	5.2123	0.0002	4488.54	3111.22	2.4216
1.1989	22.Çevrim Çıkış Kolu	338	2.4230	5.3816	0.0001	6762.94	4687.71	2.9586
2.1989	22.Çevrim Çıkış Kolu	340	2.6096	5.5924	0.0001	7868.31	5453.90	2.9829
7.1992	22. Çevrim Maksimum	237	2.9328	5.3012	0.0002	5265.39	3649.69	2.3684
3.2001	23.Çevrim Maksimumu	225	3.0262	5.0535	0.0003	3341.46	2316.12	2.0273
4.2001	23.Çevrim Maksimumu	401	2.5451	5.6756	0.0002	5724.02	3967.59	3.1305
5.2001	23.Çevrim Maksimumu	337	2.6974	5.3377	0.0003	3975.57	2755.66	2.6403

et al. 1978; Hoeksema 1995). Güneş'in coğrafi kuzey kutup noktasında ölçülen manyetik alan şiddetinin mutlak değeri ile coğrafi güney kutup noktasında ölçülen manyetik alan şiddetinin mutlak değeri toplamı dipol momentini verir.

Manyetik dipol momentinin büyük olması, manyetik alanın aktivite yapıları tarafından az kullanıldığı, manyetik dipol momentinin küçük olması, manyetik alanının aktivite yapıları tarafından çok kullanıldığını ifade eder. Şekil 5'te görüldüğü üzere leke aktivitesinin minimum olduğu evreler dipol momentinin genliğinin büyük olduğu, leke aktivitesinin maksimum olduğu evreler dipol moment genliğinin küçük olduğu bölgelere karşılık gelmektedir. İki yarı küre arasındaki manyetik alan şiddet farkının ve leke sayılarının yıllara göre değişimi incelendiğinde, yine Şekil 5'te görüldüğü üzere her iki parametrenin genliğinin zamanla azalma eğiliminde olduğu görülmektedir.

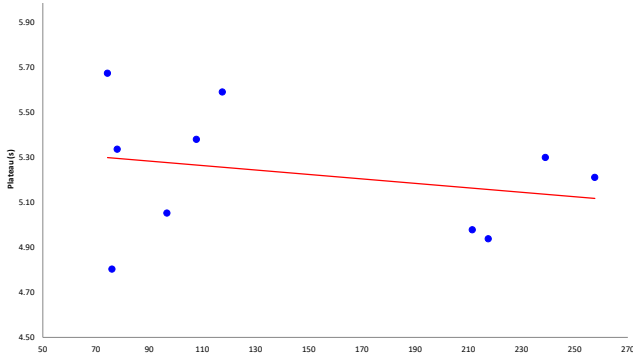
3 Tartışma

Literatüre baktığımızda, Kepler verileri kullanılarak yapılan çalışmalarda bazı örten çift sistemlerin sergilediği flare aktivitesi için oluşturulan OPEA modellerinin birden fazla model gerektirdiği görülmüştür (Kamil & Dal 2017; Dal & Özdarcan 2018; Yoldaş & Dal 2021). Ancak birden fazla model

gerektirecek flare gruplarının kaynağı hakkında tartışmalar hala belirsizliğini korumaktadır. Bu durumdan hareketle, Güneş'in flareleri tespit edilerek oluşturulacak Güneş OPEA modelleri bu tartışmalı durumu anlamamıza yardımcı olacaktır.

Bu çalışma kapsamında çevrimsel aktivite davranışı sergileyen bir yıldızın farklı aktivite dönemlerinde tespit edilecek Plateau düzeylerinin birbirinden farklı olması ve bu Plateau düzeylerinin çevrimsel bir davranış göstermesi beklenmektedir. Bu davranışı inceleyebilmek için ise uzun soluklu gözlem verisine ihtiyaç duyulmaktadır. Yaklaşık 45 yıllık veri arşivine sahip GOES uydusunun verileri kullanılarak, 20., 21., 22. ve 23. Güneş çevriminin farklı evrelerine denk gelen çeşitli tarihler seçilmiş ve bu tarihlere ait verilerdeki flareler tespit edilmiştir. Tespit edilen flare grupları kullanarak ilgili aylar için OPEA modelleri oluşturulmuştur. Oluşturulan modeller ve model parametreleri birbirleriyle karşılaştırılarak ilişkileri incelenmiştir.

OPEA modellerini birbirleriyle karşılaştırıldığında modellerin Şekil 3'te de görüleceği üzere belirgin bir şekilde birbirlerinden ayrıştığı görülmektedir. Böylece, tek bir yıldızda farklı flare gruplarının olabileceği ve bu gruplardan elde edilecek OPEA modellerinin ayrışma gösterebileceği ispatlanmıştır. Ancak, bu ayrışma rastlantısal mı yoksa sistematik bir değişimin sonucu mudur? Bu sorunun cevabını



Şekil 6. Güneş çevrimlerindeki Dipol momentinin ilgili çevrimlerden hesaplanan Plateau değerine göre değişimi.

verebilmek için diğer OPEA model parametrelerinin de sistematik değişim göstermesi gerekmektedir.

İlk olarak, Plateau'ya göre Span değerinin değişimi incelenmiştir. Span değeri, bir yıldız üzerinde gözlenebilecek en yüksek enerjili flarelerin seviyesi ile o en düşük enerjili flarelerin enerji seviyeleri arasındaki farktır. M cücelerinde elde edilen sonuçlar bir yıldızın Plateau seviyesi artarsa γ_0 seviyesinin de arttığını aradaki fark olan Span değerinin genellikle sabit kaldığını göstermektedir (Dal & Evren 2011). Oysa Güneş'te Span değerinin değiştiği görülmektedir. Yıldızın üzerinde flare üreten mekanizma daha güçlü flareler ürettiğinde, mekanizmanın ürettiği en güçsüz flarelerin de enerjilerinde ciddi bir değişimin olmadığı anlaşılmaktadır. M cücelerinde elde edilen sonuç, gözlenen kaynağa, gözlem aracına ve flare mekanizmasına bağlıdır. Oysa Güneş söz konusu olduğunda, gözlenen cisim aynı cisim, gözlem yapan araç aynı araç olduğu için bu değişimin tek nedeni flare mekanizması olduğu ortadadır.

Plateau'ya karşı Half-Time (daha sonrasında 'Yarılanma Zamanı' olarak bahsedilecektir) değişimi Plateau seviyesinin yükseldikçe Yarılanma zamanı parametresinin de yükseldiğini göstermektedir. Bunun anlamı, Plateau seviyesi yükseldikçe Yarılanma zamanı parametresi yavaşça yükselse de aktivitenin çok çok şiddetli olduğu dönemlerde yüzeyde oluşan neredeyse tüm flareler Plateau düzeyinde enerji salınımı yaptığı için Yarılanma zamanı parametresi düşüktür.

Plateau'ya karşılık K değerinin değişimine bakıldığında da Yarılanma zamanı değişimine benzer şekilde bir değişim olduğu görülmektedir. K parametresi, modelin dönüm noktasındaki eğriseliktir ve bu eğrisellik artan Plateau seviyelerine gidildikçe azalmaktadır, yani modelin dönüm noktası yayvan hale gelmektedir. Ancak aktivite düzeyi çok çok arttığı durumlarda modelin dönüm noktası keskinleşir.

Son olarak, Plateau'nun zamana göre değişimi ise bu çalışma kapsamında bulunması beklenen bir değişimdir. Ancak elde edilen değişime bakıldığında, Plateau'nun zamana göre değişimi yaklaşık 11 yıllık leke çevriminden ziyade Güneş'in manyetik çevrimine göre değişim sergilemektedir. Şekil 4'te görüldüğü üzere, ilk bulgular 20-25 yıl gibi bir sürede değişim olduğunu ortaya koymaktadır. Bu dönem, Güneş'te yaklaşık 22 yıllık döneme sahip olan manyetik çevrim ile benzerdir.

Bunlara ek olarak, Şekil 6'da gösterildiği gibi Dipol momentine göre Plateau değeri değişimine bakıldığında artan dipol moment değerlerine gidildikçe Plateau düzeyinin azaldığı görülmektedir. Çünkü manyetik aktivite düşük olacağı için

manyetik alan kaybı azalmaktadır. Sonuç olarak bu çalışma kapsamında bulunması hedeflenen değişim olan Plateau düzeyinin zamanla değişiminin sebebi Güneş'in manyetik yapısındaki değişimdir ki bu, tespit edilen Plateau düzeyleri ilgili tarihleri için Güneş'in yüzeyindeki manyetik alan topolojisi hakkında bilgi edinmeyi sağlar. Ayrıca, bazı çift sistemlerde OPEA modelleri ayrıştırırken M cüceleri içeren sistemlerde tek modelin yeterli olması da ayrışmanın manyetik dipol momentine sahip G ve K tayf türü bileşenler olması Güneş için bulunan bu sonuçları doğrulamaktadır.

Teşekkür

Bu çalışmayı düzenleyen Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi'ne teşekkür ederiz.


Kaynaklar

- Alanier G., Démoulin P., Schrijver C. J., Janvier M., Pariat E., Schmieder B., 2013, *A&A*, 549, A66
- Berdugina S. V., 2005, *Living Reviews in Solar Physics*, 2, 8
- 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
- Dal H. A., Özdarcan O., 2018, *MNRAS*, 474, 326
- 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>
- Gershberg R. E., 1972, *Ap&SS*, 19, 75
- Gershberg R. E., 2005, *Solar-Type Activity in Main-Sequence Stars*. Springer, doi:10.1007/3-540-28243-2
- Gershberg R. E., Shakhovskaya 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
- Haisch B., Strong K. T., Rodono M., 1991, *ARA&A*, 29, 275
- Hodgson R., 1859, *MNRAS*, 20, 15
- Hoeksema J. T., 1995, *Space Sci. Rev.*, 72, 137
- Kamil C., Dal H. A., 2017, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 34, e029
- Maehara H., et al., 2012, *Nature*, 485, 478
- Marcy G. W., Chen G. H., 1992, *ApJ*, 390, 550
- Motulsky H., 2007, *GraphPad Software*, 31, 39
- Pettersen B. R., 1991, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 62, 217, *ADS*
- Schaefer B. E., King J. R., Deliyannis C. P., 2000, *ApJ*, 529, 1026
- Skumanich A., 1972, *ApJ*, 171, 565
- 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
- Strassmeier K. G., 2009, *A&ARv*, 17, 251
- Svalgaard L., Duvall T. L. J., Scherrer P. H., 1978, *Sol. Phys.*, 58, 225
- Yoldaş E., Dal H. A., 2021, *Rev. Mex. Astron. Astrofis.*, 57, 335

Access:

M22-0306: *Turkish J.A&A* — Vol.3, Issue 3.

Güney Galaktik Diskin Milimetre Dalgaboyunda Haritalandırılması

K. O. Çubuk,^{1,2}  M. G. Burton,^{1,3} C. Braiding,³ G. F. Wong,³ G. Rowell,⁴ N. F. H. Tohill⁵

¹ Armagh Observatory and Planetarium, Armagh, BT61 7HT, Northern Ireland, United Kingdom

² Queen's University Belfast, School of Mathematics and Physics, University Road, Belfast, BT7 1NN, Northern Ireland, United Kingdom

³ School of Physics, University of New South Wales, Sydney, NSW 2052, Australia

⁴ School of Physical Sciences, University of Adelaide, Adelaide, SA 5005, Australia

⁵ School of Science, Western Sydney University, Locked Bag 1797, Penrith, NSW 2751, Australia

Accepted: February 20, 2022. Revised: January 7, 2022. Received: December 15, 2021.

Özet

Bu çalıştay konuşmasında, on yıllık projemizi kısaca sunduk: Mopra Güney Galaktik CO Araştırması. ^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O ve C^{17}O çizgileri, 22 metrelik tek çanak Mopra Teleskobu kullanılarak haritalandı. Mopra CO Tarama Çalışması, Galaktik boylamda 355° 'den 250° 'ye ve Galaktik enlemde -1° 'den $+1^\circ$ 'ye kadar olan bir bölgeyi kapsar. Bu makalede, CO'nun moleküler bulutları araştırmak için neden en önemli moleküllerden biri olduğunu ve bu çalışmayı yapmak için kullandığımız yöntemleri kısaca tartışıyoruz.

Abstract

In this workshop talk, we presented our decade-long project briefly: The Mopra Southern Galactic CO Survey. ^{12}CO , ^{13}CO , C^{18}O and C^{17}O lines are mapped using the 22m single dish Mopra Telescope. The Mopra CO Survey covers a region from 355° to 250° in Galactic longitude and from -1° to $+1^\circ$ in Galactic latitude. In this paper, we briefly discuss why CO is one of the most important molecules to probe molecular clouds and the methods we have used to conduct this survey.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: kinematics and dynamics – Galaxy: structure – ISM: clouds – ISM: molecules – radio lines: ISM – surveys

1 Giriş

Bir galaksideki yıldızlar arası uzayda bulunan maddenin tamamına yıldızlararası ortam denir. Yıldızlararası ortamı oluşturan bileşenlere örnek olarak atomik, moleküler veya iyonlaşmış halde bulunan gazlar ile toz ve kozmik ışınlar verilebilir.

Tüm yıldızlar yıldızlararası ortamdaki gaz ve tozdan oluşurlar. Düşük sıcaklığa ve yüksek yoğunluğa sahip olan gaz bulutları, moleküler bulutlar, evrendeki yıldız oluşum bölgeleridir. Evrende hiçbir şey durağan olmadığı gibi, yıldızlar da oluşumlarından ölümlerine kadar olan tüm evrimsel süreçlerinde doğrudan veya dolaylı olarak çevrelerini saran yıldızlararası ortama etkileşmekte ve onu değiştirmektedir. Yıldız evrimi doğrudan yıldızlararası ortamı etkilediği gibi yıldızlararası ortamın evrimi de gelecek nesil yıldızları ve galaksinin evrimini doğrudan etkilemektedir. Bu sebeplerle yıldızların geldiği ve geri döndüğü yer olan moleküler bulutlar yıldız evriminden galaksi evrimine kadar pek çok önemli alanın temellerini oluşturmaktadır. Moleküler bulutları daha detaylı incelemek pek çok farklı alanı daha iyi anlamamız konusunda kıt bir öneme sahiptir.

Bu çalışmada Güney Galaktik Disk'te bulunan karbonmonoksit moleküllerinin dağılımı, dolayısıyla da moleküler bulutlar haritalandırılmaktadır.

1.1 Moleküler Bulutlar

Moleküler bulutlar, yıldızların hammaddesi olan atomik ve moleküler gazlar ile toz bakımından oldukça zengindir. Bir başka deyişle moleküler bulutlar yıldız doğumhaneleridir. Moleküler bulutların çapları bir parsekten yüzlerce parseğe çıkabildiği gibi, kütleleri de birkaç Güneş kütlesinden (M_\odot) milyonlarca Güneş kütlesine çıkabilir.

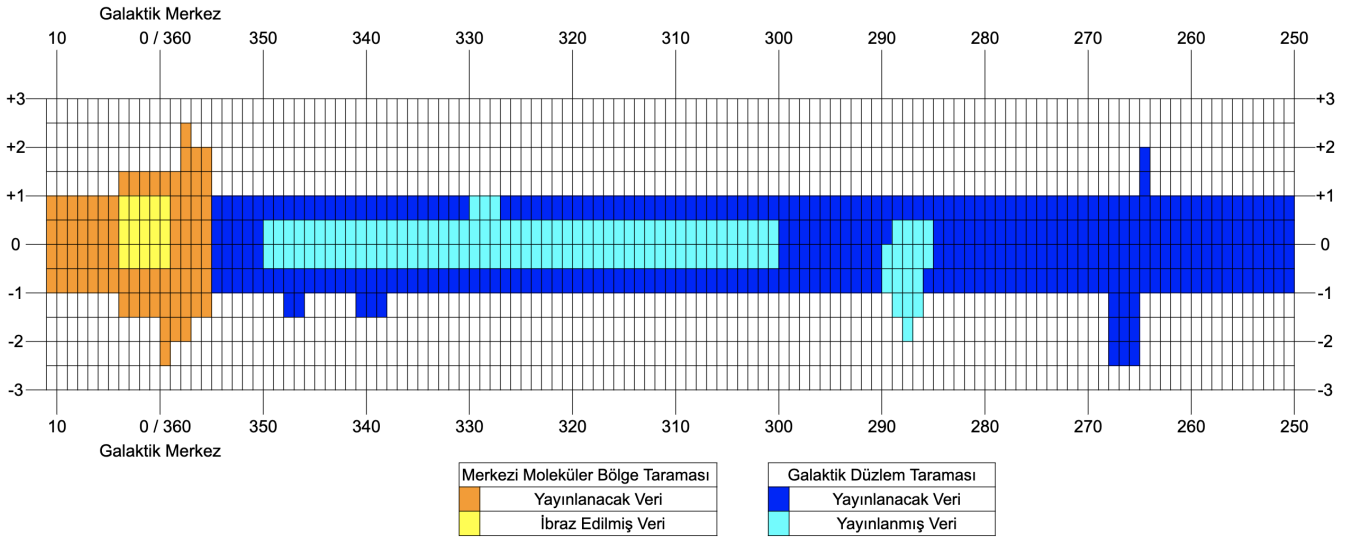
Yıldız oluşumunun gerçekleştiği moleküler bulutlar oldukça soğuk ve yoğundur. Sıcaklıkları genel olarak sadece 10–50 K arasında değişmekle birlikte yoğunlukları ise 10^6 molekül/ cm^3 mertebesindedir (Williams 2000). Bu yoğunluk gezegenimizin atmosferiyle karşılaştırıldığında son derece düşük kalmasının yanında yıldızlararası ortam için son derece yüksek bir yoğunluktur. Örneğin en iyi laboratuvarlarda oluşturulan vakum ortamda $10^9/\text{cm}^3$ molekül yoğunluğuna kadar ulaşılabilirken, deniz seviyesinde atmosferde bulunan molekül miktarı $10^{19}/\text{cm}^3$ mertebesindedir. Bir başka deyişle, yıldızların oluştuğu "yoğun" moleküler bulutlar, insanlığın henüz üretebildiği vakum ortamlarından daha az yoğundur.

Moleküler hidrojen (H_2) yıldız oluşturan moleküler bulutların ana bileşenidir. Dolayısıyla moleküler hidrojenin gözlenmesi moleküler bulutları anlamak için kritik bir öneme sahiptir.

1.2 Moleküler Hidrojen ve Karbonmonoksit

H_2 moleküler bulutlarda bulunan en bol molekül olmasına rağmen, genel olarak, H_2 'yi doğrudan gözlemek neredeyse

* kerem.cubuk@armagh.ac.uk



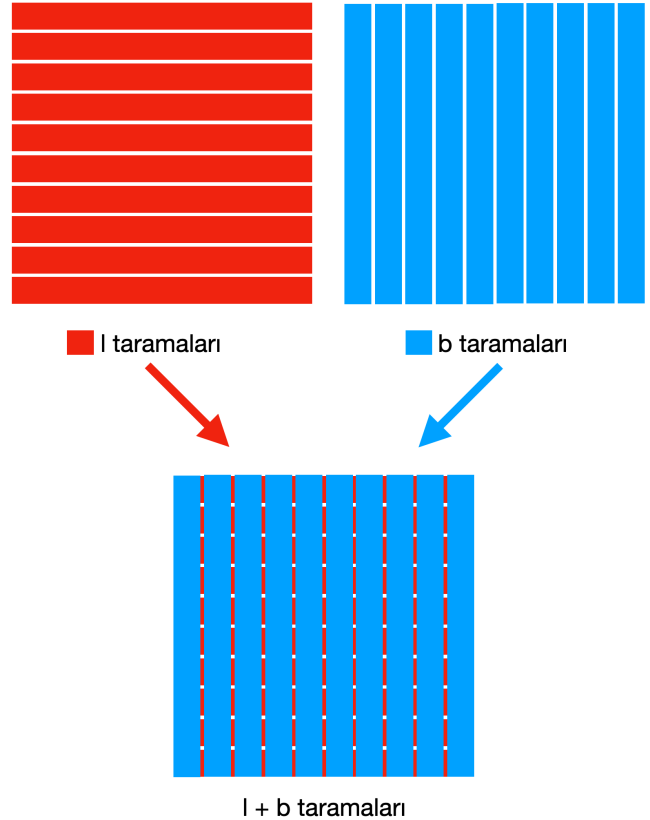
Şekil 3. Mopra Güney Galaktik Disk CO Taraması'nın kapsadığı Galaktik koordinatlar. Her bir kutu Galaktik boylamda 1° ve Galaktik enlemden 0.5° alan kaplar. Koyu mavi ile gösterilen alan veri indirgemesinin tamamlandığı fakat henüz yayınlanmayan verileri gösterirken açık mavi ile gösterilen alan halihazırda yayınlanmış verileri göstermektedir. Sarı ve turuncuyla gösterilen alanlar aynı çalışma grubuna ait olan fakat veri indirgemesi adımlarının farklı ele alındığı paralel bir projeye aittir.

olarak, bir kaynak ne kadar uzun süre pozlanabilirse o kadar yüksek sinyal/gürültü (S/G) oranına ulaşılabilir. Fakat tarama çalışmalarında genelde geniş alanların gözlenmesi istenildiğinden uzun pozlama yapıp en iyi S/G oranına ulaşmak yerine kaynağın parlaklığına göre seçilebilen en kısa pozlama süresi seçilir. Bazen bu pozlama süresi o kadar kısadır ki teleskobun belli bir konumda sabit kalması gerekmez, hareket halindeyken yeterince yüksek S/G oranına erişilebilir. İşte teleskobun durmadan hareket ederek gökyüzünü taradığı bu yöntem "Hareket Halinde Haritalandırma" adı verilir (On-the-Fly Mapping). Mopra Teleskobu CO ve onun moleküler izotoplarını gözlemek için yeterince hassas olduğundan bu çalışmada HHH metodunu bir adım daha öteye taşıyarak Hızlı Hareket Halinde Haritalandırma (Fast On-the-Fly Mapping) metodu kullanılmıştır.

Radyo astronomi verileri diğer dalga boylarına kıyasla atmosferik olaylar ve yapay kaynaklardan daha az etkilenir de uzun yıllara yayılan gözlemlerde farklı pek çok etken sebebiyle gözlem verileri bozulabilmektedir. Özellikle kuvvetli rüzgar ve kalın bulut katmanları tek çanakla yapılan milimetre gözlemlerini doğrudan etkilemektedir. Gözlem sırasında oluşan bariz problemler sebebiyle o günün gözlem takvimi sonradan tekrarlanabilir. Fakat gözden kaçabilecek problemleri ortadan kaldırmak ve S/G oranını arttırmak için aynı bölgenin birden fazla kez gözlemini yapmak son derece önemlidir. Bu sebeple Mopra Tarama Çalışması sırasında tarama alanı içerisinde kalan her bölge en az iki kere gözlenmiştir (Şekil 4).

3 Sonuçlar ve Gelecek Çalışmalar

Radyo astronomide veriler optik astronomi verilerine kıyasla oldukça büyüktür ve dolayısıyla bu verilerin işlenmesi çok daha uzun zaman gerektirdiği gibi saklanması da çok daha büyük sabit diskler veya sunucular gerektirir. Mopra teleskobu kullanılarak yapılan sekiz yılı aşkın gözlemlerin sonucunda CO'nun dört farklı moleküler izotopunun verileri elde edilmiştir. Bu veriler gözlemler devam ederken indirgenmeye başlanmıştır.



Şekil 4. Kırmızı çizgiler Galaktik boylam (l) taramalarını, mavi çizgiler Galaktik enlem (b) taramalarını göstermektedir. Her bir tarama $1^\circ \times 0,1^\circ$ alan kaplar. Dolayısıyla her $1^\circ \times 1^\circ$ alan için toplamda 20 farklı tarama yapılır. Her bir tarama yaklaşık 1.5 saat sürer. Sonuçta l ve b taramaları üst üste bindirilerek daha iyi bir S/G oranı elde edilir.

Buna rağmen tüm veri setinin indirgenmesi 2021 yılının ikinci yarısına kadar sürmüştür.

2022'nin ilk yarısında yayınlanacak olan projeye ait son veri seti ve makaleyle on yılı aşkın süredir devam eden Mopra Güney Galaktik Disk CO Taraması sona ermiş olacaktır. Bununla birlikte, şu anda veri setleri üzerinde yürütülen başka çalışmalar da vardır. Bu çalışmalar şu şekilde listelenebilir:

- C¹⁸O Kümelerinin Belirlenmesi
- CO'nun Moleküler İzotoplarının Çizgi Oranlarının Hesaplanması
- Galaksi Ölçeğinde Üç Boyutlu Moleküler Bulut Haritasının Oluşturulması



Kaynaklar

- Burton, M. G. ve diğ., The Mopra Southern Galactic Plane CO Survey. Publications of the Astronomical Society of Australia **30** (2013) 28
- Burton, M. G., Excitation of molecular clouds and the emission from molecular hydrogen. Australian Journal of Physics **45** (1992) 463–486
- Dame, T. M. ve diğ., The Milky Way in Molecular Clouds: A New Complete CO Survey. The Astrophysical Journal **547** (2001) 792–813
- van Dishoeck, E. F., Panel Discussion: The Co/H₂ Abundance Ratio. Proceedings of the 150th Symposium of the International Astronomical Union (1992) 285
- Heyer, M. ve Dame, T. M., Molecular Clouds in the Milky Way. Annual Review of Astronomy and Astrophysics **53** (2015) 583
- Ward-Thomson, D. ve Whitworth, A. P., An Introduction to Star Formation. Cambridge University Press (2011) ISBN: 9780521630306
- Williams, J. P., The Structure and Evolution Of Molecular Clouds: from Clumps to Cores to the IMF. Invited Review for Protostars and Planets IV, University of Arizona Press (2000) ISBN: 9780816520596
- Wilson, R. W. ve diğ., Carbon Monoxide in the Orion Nebula. The Astrophysical Journal **161** (1970) 43

Access:

M22-0303: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

Kepler Uzay Teleskobu ve ASAS Görüş Alanındaki Sefeid Türü Değişen Yıldızların Frekans Analizi

Mehmet Oğuzhan Erturan,^{1,2}★ Hasan Ak² 

¹Konya Bilim Merkezi, Konya, 42160, Türkiye

²Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Erciyes Üniversitesi, Kayseri, 38039, Türkiye

Accepted: January 13, 2022. Revised: January 11, 2022. Received: December 14, 2021.

Özet

Bu çalışmada, The All-Sky Automated Survey (ASAS) kataloğunda bulunan ve sefeid türü değişen olarak sınıflandırılan yıldızlar arasından seçilen KIC 6269092 (ASAS ID: 190254+4139.5), KIC 7899428 (ASAS ID: 193836+4341.5) nesnelerinin zonklama frekanslarının analizleri yapıldı. Zonklama frekansı analizleri yapılan bu nesnelerin önceden ASAS araştırmasında V ve I filtrelerinde fotometrik gözlemlerinin yapıldığı bilinmektedir. Ardından 2010 yılında *Kepler* uzay teleskobunun da bilimsel göreve başlamasıyla değişen yıldızların fiziği üzerine yapılan araştırmalar ivme kazanmıştır.

Bu çalışmada incelenen kaynaklar ASAS ve *Kepler* uzay teleskobunun ortak görüş alanındaki (FoV) yıldızlar arasından seçilmiştir. Bu seçimdeki temel bilimsel hedef, gökyüzündeki bir kaynağın (yıldız) yer ve uzay tabanlı gözlem verilerini kullanarak bir incelemesini sunmaktır. Frekans analizinde kullanılan fotometrik veriler *Kepler* uzay teleskobunun veri tabanından alındı. Frekans analizinde kullanılan yöntem ise Fourier analizi tekniğidir. Analiz sonucunda, KIC 6269092 yıldızının ana zonklama frekansının $f = 0.06091\text{gün}^{-1}$ ve KIC 7899428 yıldızının ana zonklama frekansının $f = 0.08761\text{gün}^{-1}$ yöresinde olduğu bulunmuştur. Ana zonklama frekanslarından hesaplanan dönem değerleri ise, sırasıyla, 16.4176 gün ve 11.4142 gün yöresindedir. *Kepler* fotometrik veri setleri kullanılarak hesaplanan zonklama dönemleri ASAS veri tabanından okunan değerlere oldukça yakındır. ASAS araştırması yıldızların zonklama dönemlerini KIC 6269092 için $P_{ASAS} = 16.510$ gün ve KIC 7899428 için $P_{ASAS} = 11.573$ gün olarak vermiştir.

Abstract

In this study, the pulsating frequencies of KIC 6269092 (ASAS ID: 190254+4139.5), KIC 7899428 (ASAS ID: 193836+4341.5) objects selected among the stars classified as Cepheid type variable and included in The All-Sky Automated Survey (ASAS) catalog were analyzed. It is known that photometric observations of these objects, whose pulsating frequency analyzes were performed, were made in V and I filters in the ASAS research. Then, with the launch of the *Kepler* space telescope in 2010, research on the physics of variable stars accelerated.

The sources examined in this study were selected among the stars in the common field of view (FoV) of the ASAS and *Kepler* space telescope. The main scientific goal in this selection is to present an investigation of a source (star) in the sky using ground and space-based observation data. Photometric data used in frequency analysis were obtained from the *Kepler* space telescope database. The method used in frequency analysis is the Fourier analysis technique. As a result of the analysis, the main pulsating frequency of the star KIC 6269092 $f = 0.06091\text{day}^{-1}$ and the main pulsating frequency of the star KIC 7899428 $f = 0.08761\text{day}^{-1}$ found in the area. The period values calculated from the main pulsating frequencies were found to be 16.4176 days and 11.4142 days, respectively. The pulsating periods calculated using *Kepler* photometric data sets are very close to the values read from the ASAS database. The ASAS survey gave the pulsating periods of the stars as $P_{ASAS} = 16.510$ days for KIC 6269092 and $P_{ASAS} = 11.573$ days for KIC 7899428.

Anahtar Kelimeler: techniques: photometric – methods: data analysis – individual: KIC 6269092, KIC 7899428 – stars: variables: Cepheids

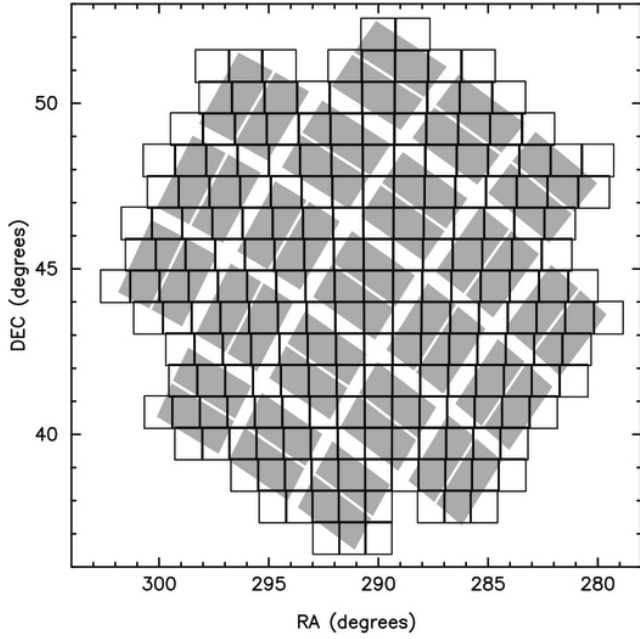
1 Giriş

Kepler uzay teleskobu 2009-2013 yılları arası yaklaşık dört yıl boyunca gökyüzünün belli bir bölgesinin aralıksız fotometrik gözlemini gerçekleştirdi. Gözlenen gökyüzü bölgesi 115 derecekarelik bir alanı kaplamaktadır. Şekil 1'de bu gökyüzü alanının ekvatorial koordinatları ve Şekil 2'de de ASAS *Kepler* FoV'daki değişen yıldızların türleri ve toplam sayıları görülmektedir. *Kepler* ile gözlenen bölge Kuğu ve Çalgı takımı yıldızları bölgesinin içindedir. *Kepler*'in birincil bilimsel görevi fotometrisini yaptığı yıldızların etrafında geçiş (transit)

yöntemiyle öte-gezegen(ler) bulmak olsa da, *Kepler* gözlemleri, yeni keşfedilen değişen yıldızlar ve yüksek duyarlılıklı fotometrik gözlemler sayesinde, astronominin fotometri alanında yeni bir sıçrama yapmasına da neden oldu. Özellikle zonklayan değişen yıldızların mili-kadir seviyelerinden daha duyarlı gözlemleri asterosismoloji araştırmalarında daha hassas sonuçların ortaya çıkmasını getirdi. *Kepler* teleskobu ve misyonun bilimsel amaçları konusundaki ayrıntılı bilgilere Borucki et al. (2010), Haas et al. (2010) ve Koch et al. (2010) çalışmalarından ulaşılabilir. *Kepler* uzay teleskobunun veri arşivine ise MAST bağlantısı üzerinden erişim sağlanmaktadır.

All-Sky Automated Survey (ASAS) projesi, küçük ve nispeten ucuz bir donanım ile tüm gökyüzünün, belli bir

★ mehmetoguzhanerturan@gmail.com



Şekil 1. *Kepler* uzay teleskobunun gökyüzündeki 115.6 derecekarelik görüş alanının haritası. Şekildeki gri renkli bölgeler *Kepler* uzay teleskobunun 42 tane CCD modülünü göstermektedir.

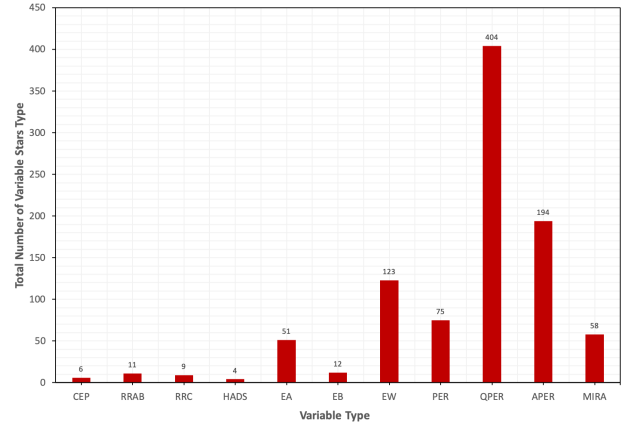
parlaklık limitine kadar (≈ 14 kadir), uzun yılları kapsayan fotometrik bir taramasını amaçlayan bir projedir. Hem kuzey (Hawai'de) hem de güney (Şili'de) yarı-kürede olmak üzere iki farklı sitede projeye adanmış teleskoplar vardır. Projede V ve I bantlarında gözlenebilen tüm gökyüzü her iki günde bir tam bir taraması yapılacak şekilde gözlenmektedir. Böylece belli bir yıldızın her yıl birkaç yüz fotometrik verisi birikmiş olmaktadır. Bu fotometrik gözlemlerin zaman analizi yapılarak onbinlerce yeni değişen yıldız keşfedildi. ASAS gözlemleri ve donanımla ilgili ayrıntılı bilgiye Paczyński et al. (2006) çalışmasından ulaşılabilir.

ASAS tüm gökyüzü taraması yaparken, doğal olarak, *Kepler* gözlem bölgesini de gözledi. Bu alan ASAS *Kepler* Görüş Alanı (ASAS *Kepler* Field of View, ASAS *Kepler* FoV) olarak bilinir ve Pigulski et al. (2009) çalışmasında her iki taramadaki değişen yıldızların türlerine göre sayı dağılımı Şekil 2'de verilmiştir. ASAS *Kepler* FoV'da sefeid olarak sınıflandırılan altı yıldız vardır. Bu çalışmada, ASAS gözlemlerine göre sefeid olarak sınıflanan ve dört yıla yakın bir süre boyunca *Kepler* tarafından kesintisiz uzay gözlemi yapılan KIC 6269092 (ASASID:190254+4139.5) ve KIC 7899428 (ASASID:193836+4341.5) yıldızları incelendi.

1.1 *Kepler* Gözlemlerinin Akı Kalibrasyonu

Fotometrik veri iletim hattından gelen veriler, teleskopta çekilen her görüntü için bir ASCII dosyasından oluşur. Bu dosyalar bir başlık ve iki veri tablosu içerir. Başlık, bir bütün olarak görüntü hakkında bilgi içerir: Jülyen tarihi, teleskop koordinatları, filtre, pozlama süresi vb. *Kepler* teleskobunun görüş alanında bulunan ve yörüngesinde bir ötegezegen bulunması muhtemel olan hedef yıldız için ölçülen yıldızın parlaklığı *Kepler* fotometresi (K_P) olarak tanımlanır.

Kepler uzay teleskobunun önceden ayarlanmış bir açıklığı vardır ve hedef yıldızların fotometrik gözlemleri bu açıklıktan



Şekil 2. ASAS *Kepler* FoV'daki farklı türden değişen yıldızların histogramı. Histogram, ASAS *Kepler* FoV'dan alınan verilere göre oluşturuldu.

gerçekleştirilir. Açıklık da piksel sayısı ve dizi olarak tanımlanır. Her kaynak, bir hedef açıklık maskesi ve uygun fotometrik açıklık ile ifade edilir. Uygun açıklık, maskedeki toplam piksellerin bir alt kümesini içerir. İdeal olarak, gözlemlenen kaynak sayısını en üst düzeye çıkarmak için kaydedilen ekstra piksel sayısının küçük olması gerekir. Akı, arka plan radyasyonunu çıkardıktan sonra uygun açıklıktaki piksellerin ağırlıksız toplamıdır. Buna, basit açıklık fotometrisi (*Simple Aperture Photometry: SAP*) denir. Bu açıklık, Poission gürültüsünü, okuma gürültüsünü kaynak ve arka plan için nicelendirme gürültüsünü hesaba katan en büyük türetilmiş sinyal-gürültü oranına sahip piksel seti olarak tanımlanır (Farmer et al. 2013).

Kepler bilim ekibi teleskobun fırlatılmasından önce teleskobun görüş alanındaki yıldızları sınıflandırmak için kapsamlı bir gözlem programı yürütmüştür (Gilliland et al. 2010a). Burada esas amaç, ötegezegen tespiti için birincil kaynak hedefleri olan F, G, K, M tayf sınıfından yıldızların istatistiğini gerçekleştirmektir. Hedef nesnelerin gözlemleri SDSS filtreleri kullanılarak yapılmıştır. Bu gözlemler, 2MASS verileriyle birlikte *Kepler* Girdi Kataloğu'nun (KIC) temelini oluşturur.

Proje araştırmacıları tarafından etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, metal bolluğu, türetilmiş parlaklıklar g , r , i , K_P 'yi kapsayan bir dizi yıldız tayf modeli oluşturmak için filtre yanıt fonksiyonlarını bir dizi modelle birleştirilmiştir. Bu değerler arasındaki korelasyonlar kullanılarak *Kepler* parlaklıkları, deneysel formüller kullanılarak, gözlemlenen SDSS parlaklıklarından tahmin edilir. Yaklaşık tahmini K_P değeri, *Kepler* Yıldız Sınıflandırma Programı (*Kepler* Stellar Classification Program: KASC) Blomme et al. (2010) ve Brown et al. (2011) tarafından verilen fotometrik dönüşüm bağıntılarına dayanmaktadır. Bu ilişkiler (1), (2), (3) ve (4) numaralı bağıntılar ile verilmiştir.

$$g = 0.54B + 0.46V - 0.07 \quad (1)$$

$$r = -0.44B + 1.44V + 0.12 \quad (2)$$

$$(g - r) < 0.8 \Rightarrow K_P = 0.2g + 0.8r \quad (3)$$

$$(g - r) \leq 0.8 \Rightarrow K_P = 0.1g + 0.9r \quad (4)$$

Çizelge 1. *Kepler* bilim ekibinin anakol yıldızları için verdiği mutlak parlaklık ve renk indeksi değerleri.

Tayf Sınıfı	M_V (kadir)	$(B - V)$ (kadir)	$(K_P - V)$ (kadir)
O3	-5.50	-0.33	0.16
B0	-4.00	-0.28	0.15
B5	-1.10	-0.16	0.12
A0	0.70	0.10	0.08
A5	1.80	0.13	0.05
F0	2.50	0.28	0.01
F5	3.40	0.46	-0.03
G0	4.50	0.60	-0.06
G5	5.20	0.67	-0.08
K0	6.00	0.85	-0.13
K5	7.20	1.15	-0.29
M0	9.00	1.55	-0.46

B ve V filtrelerinde ölçülen parlaklıklar, SDSS g, r filtrelerine (1) ve (2) numaralı bağıntılar kullanılarak dönüştürülür. Yıldızların SDSS sistemindeki g ve r parlaklıkları biliniyorsa, (3) ve (4) numaralı bağıntılar kullanılır.

Kepler bilim ekibinin Smith et al. (2002) çalışmasında, farklı tayf türündeki anakol yıldızlarının mutlak parlaklıkları ve renklerini dikkate alarak elde ettikleri fotometrik dönüşüm formülleri kullanılarak, $(K_P - V)$ renk indeksleri hesaplanmış ve elde edilen bulguları Çizelge 1'de listelenmiştir.

Çalışmada yıldızların etkin sıcaklıklarının (T_{eff}) hesaplanmasında Çizelge 1'deki veriler dikkate alınmıştır.

2 Yıldızlar Hakkında Bireysel Açıklamalar

Bu çalışmada incelenen hedef nesnelere, hem ASAS projesinin hem de *Kepler* uzay teleskobunun görüş alanındaki sefeid türü değişen yıldızlardır. Program yıldızlarla ilgili literatürden derlenen bilgiler aşağıda verilmiştir.

2.1 KIC 6269092

KIC 6269092 yıldızının ($\alpha_{2000} = 19^{\text{h}}02^{\text{m}}53^{\text{s}}.970$, $\delta_{2000} = +41^{\circ}39'31''.26$) ilk fotometrik gözlemi ROTSE1 taramasında Akerlof et al. (2000) tarafından yapılmıştır. Ardından bu yıldızın V ve I filtrelerinde de fotometrik gözlemleri ASAS projesinde yapılmıştır (Pigulski et al. 2009). Yıldızın ASAS kataloğundan alınan bilgileri Çizelge 2'de listelenmiştir. ASAS taramasında yıldızın değişen türü PER/CEP olarak etiketlenmiştir. SIMBAD veri tabanında ise değişen türü δ Cep olarak tanımlanmıştır. Ayrıca yıldızın SIMBAD veri tabanında B filtresinde ölçülen parlaklık verisi bulunmamaktadır, V filtresinde ölçülen parlaklığı da 12.787 kadir verilmiştir.

KIC 6269092 yıldızının uzay tabanlı fotometrik gözlemi ilk defa *Kepler* uzay teleskobuyla yapılmıştır (Davenport 2016). Bu fotometrik gözlem teleskobun LC (Long Cadance) modunda ve Q1-Q16 sezonlarında gözlenmiş fakat Q5 ve Q9 sezonlarına ait verilerinin bulunmadığı tespit edilmiştir.

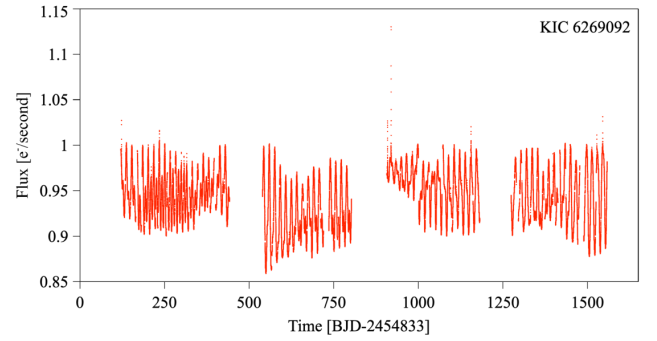
Kepler bilim ekibi tarafından verilen SDSS gri ve 2MASS JHK_s parlaklık bilgileri Çizelge 3 sol panelde ve *Kepler* Stellar 17 arşivinden alınan sıcaklık, kütle, yapıçap ve yüzey çekim ivmesi verileri Çizelge 3 sağ panelde verilmiştir. KIC 6269092 sisteminin *Kepler* ve ASAS ışık eğrileri, sırasıyla, Şekil 3 ve 4'te gösterilmiştir.

Çizelge 2. KIC 6269092 yıldızı için ASAS kataloğundan alınan verileri.

Parametre	Değer	Birim
ASAS Kodu	190254 + 4139.5	
2MASS Kodu	19025396 + 4139313	
RA	285.72487	derece
DEC	41.6587	derece
V (ASAS)	12.787	kadir
I (ASAS)	11.465	kadir
$V - I$	1.322	kadir
J (2MASS)	10.614	kadir
$J - H$	0.584	kadir
$H - K_s$	0.184	kadir
Değişen Türü	QPER/CEP	
Periyot	16.51	gün
V_{amp}	0.26	kadir
I_{amp}	0.20	kadir
Diğer İsim	ROTSE1 J190253.93+413931.1	

Çizelge 3. KIC 6269092 sisteminin SDSS gri, 2MASS JHK_s ve *Kepler* K_P filtrelerindeki parlaklıkları (sol panel) ve *Kepler* Stellar 17 arşivinden alınan temel astrofizik parametreler (sağ panel).

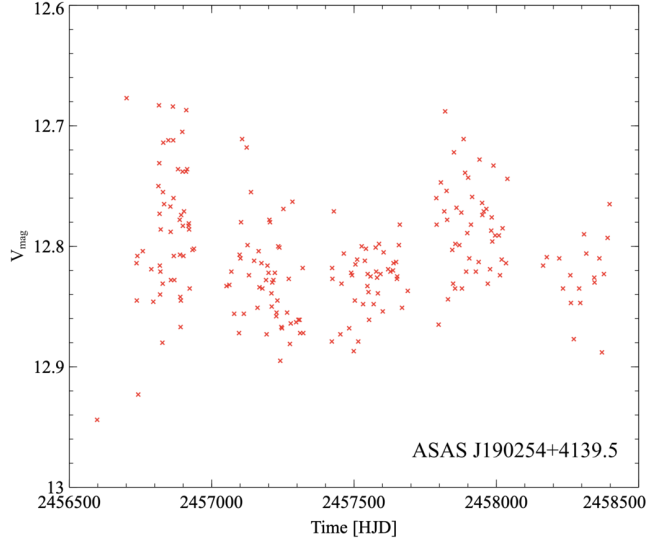
Filtre	Parlaklık (kadir)	Parametre	Değer	Birim
g	13.594	T_{eff}	4518	K
r	12.754	M	0.621	M_{\odot}
i	12.452	R	0.635	R_{\odot}
J	10.614	$\log g$	4.625	cm s^{-2}
H	10.030			
K_s	9.846			
K_P	12.795			



Şekil 3. *Kepler* uzay teleskobunun sağladığı 1437.419878 gün uzunluğundaki fotometrik veriden oluşturulan ham ışık eğrisi.

2.2 KIC 7899428

KIC 7899428 yıldızının ($\alpha_{2000} = 19^{\text{h}}38^{\text{m}}35^{\text{s}}.892$, $\delta_{2000} = +43^{\circ}41'31''.54$) ilk fotometrik gözlemi ROTSE1 gökyüzü taramasında Akerlof et al. (2000) tarafından yapılmıştır. ASAS V ve I fotometrik gözlemleri de Pigulski et al. (2009) tarafından gerçekleştirilmiş ve elde edilen bulgular Çizelge 4'te listelenmiştir. ASAS araştırmasında yıldızın değişen türü PER/CEP olarak belirlenmiştir. Sistem SIMBAD veri tabanında δ Cep olarak tanımlanmıştır. KIC 7899428 sisteminin SIMBAD veri tabanındaki V filtre parlaklığı 11.40 kadir



Şekil 4. KIC 6269092 yıldızının ASAS fotometrik verilerinden elde edilen ışık eğrisi.

B filtresinde de 12.02 kadir olarak verilmiştir. Sistemin ASAS veri tabanında V filtresinde ölçülen parlaklık verisi 11.503 kadir iken, B parlaklığına ait bir ölçüm bulunamamıştır. SIMBAD veri tabanından ulaşılan parlaklık verilerinden de renk indeksi $(B - V) = 0.62$ kadir hesaplanmıştır. KIC 7899428 yıldızının uzay tabanlı fotometrik gözlemi ilk olarak *Kepler* uzay teleskobuyla yapılmıştır (Davenport 2016). KIC 7899428 yıldızının fotometrik gözlemleri, *Kepler* uzay teleskobuyla yalnızca uzun poz süresi (≈ 30 dk) modunda ve Q0–Q17 sezonlarında yapılmıştır.

Kepler bilim ekibi tarafından verilen SDSS gri ve 2MASS JHK_s fotometrik verileri Çizelge 5 sol panelde, sistemin temel astrofizik parametreleri Çizelge 5 sağ panelde listelenmiştir. KIC 7899428 sisteminin *Kepler* ve ASAS ışık eğrileri, sırasıyla, Şekil 5 ve 6'te gösterilmiştir.

3 Yöntem

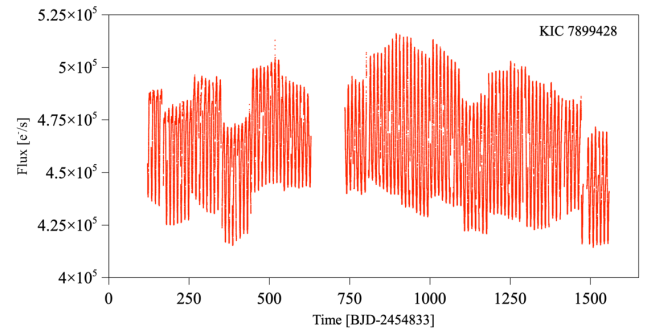
Kepler uzay teleskobunun veri arşivinde fotometrik veriler FITS dosyası olarak sunulmuştur. Yıldızların çeyreklerden (Quarter : Q) oluşan veri setleri ayrı ayrı Fits Viewer yazılımı kullanılarak görüntülendi ve TIME, SAP FLUX, SAP FLUX ERR sayısal değerleri bu dosyalardan alındı. Frekans analizine geçilmeden önce *Kepler* verilerinin normalize edilmesi gerekir. Bu işlem, her bir veri çeyreğine ayrı ayrı polinom fiti uygulanarak gerçekleştirildi. *Kepler* verileri, yer-tabanlı fotometrik gözlem verileriyle karşılaştırıldığında açık ara yüksek hassasiyette sahip ve süreklidir. Ancak aletsel etkilerden kaynaklanan hatalar ve genlik seviyesi farklılıkları da ortaya çıkmaktadır. Veriler üzerindeki tüm olumsuzluklar giderildikten sonra artık normalize edilmiş veriler analizlere hazır hale getirilmiştir. Veri indirgeme ve işleme süreçleri hakkında daha ayrıntılı çalışmalar García et al. (2011) ve Kinemuchi et al. (2012) tarafından verilmiştir.

Çizelge 4. KIC 7899428 yıldızının ASAS kataloğundan alınan verileri.

Parametre	Değer	Birim
ASAS Kodu	193836 + 4341.5	
2MASS Kodu	19383589 + 4341314	
RA	294.64956	derece
DEC	43.69206	derece
V (ASAS)	11.503	kadir
I (ASAS)	10.506	kadir
$V - I$	0.997	kadir
J (2MASS)	9.731	kadir
$J - H$	0.471	kadir
$H - K_s$	0.137	kadir
Değişen Türü	PER/CEP	
Periyot	11.573	gün
V_{amp}	0.09	kadir
I_{amp}	0.08	kadir
Diğer İsim	ROTSE1 J193835.80+434130.6	

Çizelge 5. KIC 7899428 sisteminin SDSS gri, 2MASS JHK_s ve *Kepler* K_P filtrelerindeki parlaklıkları (sol panel) ve *Kepler* Stellar 17 arşivinden alınan temel astrofizik parametreler (sağ panel).

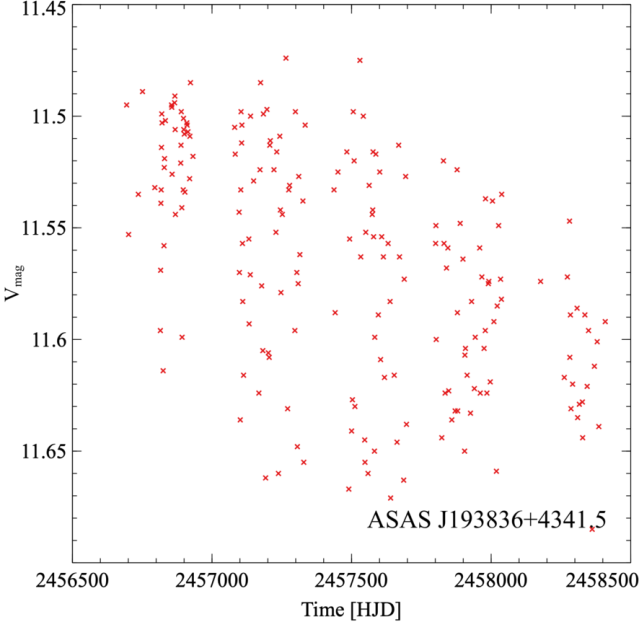
Filtre	Parlaklık (kadir)	Parametre	Değer	Birim
g	11.988	T_{eff}	4914	K
r	11.404	M	0.729	M_{\odot}
i		R	0.6747	R_{\odot}
J	9.731	$\log g$	4.554	cm s^{-2}
H				
K_s	9.123			
K_P	11.343			



Şekil 5. *Kepler* uzay teleskobunun sağladığı 1459.506014 gün uzunluğundaki fotometrik veriden oluşturulan ham ışık eğrisi.

3.1 Fourier Analiz Yöntemi ve Sefeid Yıldızlarının Frekans Analizi

Klasik sefeid türü değişen yıldızların ışık eğrilerinin önemli derecede yapısal düzene sahip olduğu uzun zamandır bilinmektedir. Hertzsprung dizisi olarak bilinen yıldızın dönemi ile ışık eğrisi biçiminin devamlılığı, literatürde geniş çapta tartışılmış bir konudur (Simon & Lee 1981). Son zamanlarda, değişen yıldızların ışık eğrisinin yapısına ve özelliklerine olan ilgi, OGLE, MACHO, ASAS, NSVS gibi değişen yıldız araştırma projelerinden elde edilen gözlemsel verilerin çoğalması nedeniyle artmıştır. Bunların dışında CoRoT, Kepler, GAIA, TESS ve



Şekil 6. KIC 7899428 yıldızının ASAS fotometrik verilerinden elde edilen ışık eğrisi.

ardından gelecek diğer uzay tabanlı gözlem görevlerinden tespit edilmesi beklenen çok sayıda farklı türden değişen yıldızın güvenilir ve otomatik olarak etiketlenmesi için de yeni teknikler araştırılmaktadır (Debosscher et al. 2007; Sarro et al. 2009). Fourier ayrıştırma tekniği, değişen yıldızların ışık eğrilerinin yapısını tanımlamanın en güvenilir ve etkili yoludur (Schaltenbrand & Tammann 1971). Yöntem, çeşitli araştırmacılar tarafından ışık eğrisi rekonstrüksiyonu, mod ayrımı ve zonklayan yıldızların sınıflandırılması için yaygın olarak kullanılan bir teknik olmuştur (Antonello et al. 1986; Mantegazza & Poretti 1992; Hendry et al. 1999; Poretti 2001; Ngeow et al. 2003; Moskalik & Poretti 2003; Jin et al. 2004; Deb & Singh 2009).

3.2 PERIOD04 Analiz Programı

PERIOD04 programı, değişen yıldızların frekans analizlerini gerçekleştirmek için kullanılan bir yazılımdır (Lenz & Breger 2005). PERIOD04, Period98 (Sperl 1998) yazılımının genişletilmiş bir sürümüdür ve çok yönlü, gelişmiş zaman serisi analizi için tasarlanmış bir yazılım paketidir. Süreksizliğe sahip çok miktarda zaman bağımlı verinin istatistiksel analizi için özel olarak geliştirilmiştir. PERIOD04, temel olarak aşağıda açıklanan üç modülden oluşur:

- Zaman Serisi Modülü:** Bu modül içerisinde kullanıcı, zaman serisi verilerini yönetme olanağına sahiptir. Modül, bir veri kümesinin alt dizilere ayrılmasına veya birleştirilmesine izin verir. Ayrıca süreçleri yönetmek için gerekli araçları içerir.
- Fit Modülü:** Bu modülü sayesinde, bir dizi frekans için en küçük kareler yöntemi kullanılarak fit(ler) gerçekleştirilir. Ayrıca, Monte Carlo simülasyonları gibi uyumlama parametrelerinin belirsizliklerini hesaplamak için de çeşitli araçlar bulunur.
- Fourier Modülü:** Bu modül, mevcut verilerden yeni

frekans değerleri bulmak için kullanılır. Fourier analizinin çeşitleri vardır ve PERIOD04 programında ayrıştırılmış Fourier dönüşümü algoritması kullanılır. Astronomik zaman serilerinden oluşan veri kümeleri genellikle eşit aralıklı olmadığından hızlı Fourier dönüşümü algoritması kullanılmaz.

3.3 Kepler Işık Eğrilerinin Asterosismik Analiz için Hazırlanması

Kepler uzay teleskobu, farklı tür zonklayan yıldızların asterosismik çalışmaları için benzersiz doğruluk ve kalitede fotometrik veri sağlar. Kepler teleskobu her 90 günde bir optik eksenini etrafında güneş panellerinin verimliliğini arttırmak için döndürülür. Bu nedenle bir yıldızın verisi sürekli aynı CCD üzerine düşmez. Bu tür etkileri analiz öncesinde düzeltmek için verinin ön işleme tabi tutulması gerekir. Bu veri ön işleme aşamaları, Kepler Asterosismik Bilim Konsorsiyumu (KASC) tarafından açıklanmıştır.

Kepler teleskobunun iki farklı gözlem modu vardır. Bu modlar, kısa pozlama (Short Cadence: SC) ve uzun pozlamadır (Long Cadence: LC). Kepler teleskobunun LC modu her 29.4244 dakikada (Nyquist Frequency = $283.45\mu\text{Hz}$) ve SC modu her 58.84876 saniyede (Nyquist Frequency = $8.5\mu\text{Hz}$) verileri örnekler. Parlak yıldızlar için (Kepler'in parlaklık sınırına kadar, $K_P \simeq 12$) kısa poz modunda yapılan gözlemler daha hassas geçiş zamanlaması sağlar. Her iki durumda da, biriktirme süresi, 0.52 saniye okuma süresiyle 6.02 saniye olarak ayarlanır. Zaman, her pozun ortalama süresi 0.050 saniyelik doğrulukla belirlenir (Gilliland et al. 2010b). Kepler uzay teleskobunun ham ışık eğrilerindeki üç tür etkiyi (aykırı değerler, sıçramalar, eğilimler) düzeltmek için bazı yaklaşımlar izlenir. Bununla birlikte, ışık eğrileri üzerinde bazı termal veya diğer uzun vadeli aletsel etkilerin kalabileceği dikkate alınarak, verilerde bulunan düşük frekanslı sinyallerin mümkün olduğu kadar korunması gerektiği ifade edilmiştir (García et al. 2011).

3.4 Aykırı Değerler

İki nokta fark fonksiyonunda kısa pozlama için 3σ 'dan ve uzun pozlama için 5σ 'dan daha büyük bir noktadan noktaya sapma gösteren ışık eğrisinin ayrı ölçümleri, veri setlerinde aykırı değer olarak kabul edilmelidir. Burada σ ile gösterilen standart sapmadır. Bu kırpmadan etkilenen noktaların çoğu, momentum desatürasyon manevraları sırasında ve tepki motorlarının açılma hızlarının sıfıra yaklaştığı zamanlarda gözlemlenen noktalardır. Bu noktalar, ortalamanın üzerinde birçok standart sapma genişliğine sahiptir ve kaynakları henüz tam olarak anlaşılmamıştır (Van Cleve et al. 2010).

3.5 Sıçramalar

Sıçramalar, piksel duyarlılığındaki ani azalmalar nedeniyle ışık eğrisinin ortalama değerindeki beklenmedik değişiklikler olarak tanımlanır. Işık eğrilerindeki bu ani değişiklikler için, her pozda bir günlük bölümlerin ortalama akıları, belirli bir eşikten daha büyük olacak şekilde karşılaştırılarak kontrol edilir. Işık eğrisinin ilk kısmına göre eğri bölümleri eklenir veya çıkarılır.

Alt sınır (eşik) değer, bir biri ardına gelen bölümlerin ortalama akı değerleri arasındaki farkın beş katı olarak tanımlanır. Sıçramalardaki bir günlük bölümlerin tanımı, yalnızca ölçümlerin ikinci gününden çalışmanın bitiminden önceki güne kadar ışık eğrisindeki düzeltmelere imkan verir. Bu sıçramaları tespit etmek ve düzeltmek için otomatik bir

Çizelge 6. KIC 6269092 (sol) ve KIC 7899428 (sağ) yıldızları için hesaplanan ilk 10 frekans değeri.

Frekans Sırası	Frekans (gün ⁻¹)	Genlik (kadir)	Frekans Sırası	Frekans (gün ⁻¹)	Genlik (kadir)
f_1	0.06191791	0.022633	f_1	0.08702591	1.053254
f_2	0.12264826	0.012481	f_2	0.00076468	0.017158
f_3	0.06059832	0.016062	f_3	0.08701685	1.010509
f_4	0.12317569	0.011456	f_4	0.17392572	0.009668
f_5	0.06429302	0.498463	f_5	0.00297937	0.00939
f_6	0.05983597	0.006732	f_6	0.17521432	0.005261
f_7	0.06253131	0.006354	f_7	0.00233810	0.004954
f_8	0.120616775	0.005339	f_8	0.08982896	0.004260
f_9	0.00180428	0.008416	f_9	0.08607952	0.012298
f_{10}	0.12154644	0.00505747	f_{10}	0.17461234	0.006315

algoritma bulunmamaktadır. Zaman serilerinin bu kısımları incelenir ve gerekirse elle düzeltilmesi yapılır (Van Cleve et al. 2010).

3.6 Eğilimler

Eğilimler, genellikle sıcaklık değişikliklerinden kaynaklanan ve birkaç gün süren küçük, düşük frekanslı bozulmalar olarak tanımlanır. Analiz öncesinde bu tür eğilim bozulmalarının da düzeltilmesi gerekir (García et al. 2005).

4 Sonuç ve Tartışma

Bu çalışmada, sefeid türü değişen yıldızlar olarak bilinen KIC 6269092 ve KIC 7899428 yıldızlarının *Kepler* uzay teleskobu tarafından sağlanan fotometrik verilerinin frekans analizleri yapılmıştır (Table 6). Frekans analizinde PERIOD04 programı ve Fourier analizi tekniği kullanılmıştır.

Yıldızların hesaplanan zonklama frekansları, Joshi & Joshi (2014) tarafından verilen Bağntı (5) ve (6) ile ifade edilen matematiksel ölçütler dikkate alınarak yorumlanmıştır. Bu ifadelerde P yıldızların gün biriminde zonklama dönemlerini, FMCC Fundamental Mode Classical Cepheid ve CC Classical Cepheid yıldızlarını ifade etmektedir.

$$0.01 < \log P < 2.31 \Rightarrow \text{FMCC} \quad (5)$$

$$-0.60 < \log P < 0.77 \Rightarrow \text{CC} \quad (6)$$

4.1 KIC 6269092

KIC 6269092 yıldızının frekans analizinde, *Kepler* uzay teleskobunun LC modunda sağladığı fotometrik veri seti kullanılmıştır. Frekans analizinde 142 frekans değerine ulaşılmış ve frekans tayfı da Şekil 7'de gösterilmiştir. Yıldızın ana zonklama frekansının değeri $f = 0.06091\text{gün}^{-1}$ 'dir. Bu frekans değerine karşılık gelen zonklama dönemi ise $P = 16.417\text{gün}$ 'dür. Yıldızın ana zonklama frekansına karşılık gelen zonklama döneminin logaritması $\log P = 1.215$ gün olarak hesaplanmıştır. Hesaplanan $\log P$ değerine dayanarak, KIC 6269092 yıldızının, klasik sefeid türü değişen yıldız olabileceği sonucuna varılmıştır. Ayrıca, yıldızın Şekil 8'de verilen normalize ışık eğrisi incelendiğinde de sinüsoidal olmadığı görülmektedir. Işık eğrisinin hem azalan hem de artan kollarında çıkıntılar görülmektedir. Işık eğrisinin biçimine bakılarak yapılacak bir başka yorum ise yıldızın maksimum parlaklığına hızla ulaştığı ve daha sonra parlaklığının giderek azaldığıdır. KIC 6269092 yıldızının normalize ışık eğrisi dört eş parçaya bölünerek daha detaylı olarak Şekil 9'de gösterilmiştir.

KIC 6269092 yıldızı için $(K_P - V) = 0.008$ kadir hesaplanmıştır. Burada V ASAS veri tabanındaki görünen parlaklıktır. Çizelge 1'de sunulan verilere göre hesaplanan $(K_P - V)$ renk indeksinden, yıldızın tayf türünün F0 ile F2 aralığında olabileceğini sonucuna varılmıştır. Bu tayf aralığı yıldızın Çizelge 3'te verilen etkin sıcaklık değeriyle uyumlu değildir.

4.2 KIC 7899428

KIC 7899428 yıldızının frekans analizi, *Kepler* uzay teleskobunun uzun poz (LC) modunda yapılan fotometrik gözlem verileri kullanılarak yapıldı. Analiz sonucunda 151 frekans değerine ulaşılmıştır ve frekans tayfı Şekil 10'da gösterilmiştir. Yıldızın hesaplanan ana zonklama frekansı $f = 0.08761\text{gün}^{-1}$ 'dir ve bu frekansa karşılık gelen zonklama dönemi de $P = 11.414$ gündür. Yıldızın zonklama döneminin logaritması $\log P = 1.057$ gün hesaplanmıştır. Hesaplanan $\log P$ değerine dayanarak, KIC 7899428 yıldızının klasik sefeid türü değişen yıldız olabileceği sonucuna varılmıştır. Ayrıca yıldızın Şekil 11'de verilen normalize ışık eğrisi incelendiğinde sinüsoidal bir biçime sahip olmadığı görülmektedir.

Hesaplanan $\log P$ değerinin Bağntı (5) ile verilen matematiksel ölçüte göre yorumundan hareketle, KIC 7899428 yıldızının temel mod klasik sefeid olabileceği sonucuna varılmıştır. Yıldızın Şekil 11'de verilen ışık eğrisi incelendiğinde, ışık eğrisinin hem azalan hem de artan kollarında asimetrik yapılar ve çıkıntılar olduğu görülmektedir. KIC 7899428 yıldızının normalize ışık eğrisi dört eş parçaya bölünerek daha detaylı olarak Şekil 12'de gösterilmiştir.

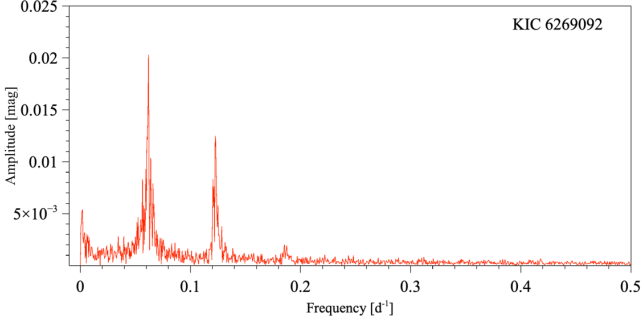
KIC 7899428 yıldızı için $(K_P - V) = -0.16$ kadir hesaplanmıştır. Burada V yıldızın ASAS veri tabanından okunan parlaklık verisidir. Çizelge 1'de sunulan verilere göre hesaplanan $(K_P - V)$ renk indeksinden yıldızın tayf türünün K0 ile K5 aralığında olabileceği sonucuna varılmıştır. Bu tayf aralığı yıldızın Çizelge 5'de verilen etkin sıcaklık değeri ile uyumludur.

5 Teşekkür

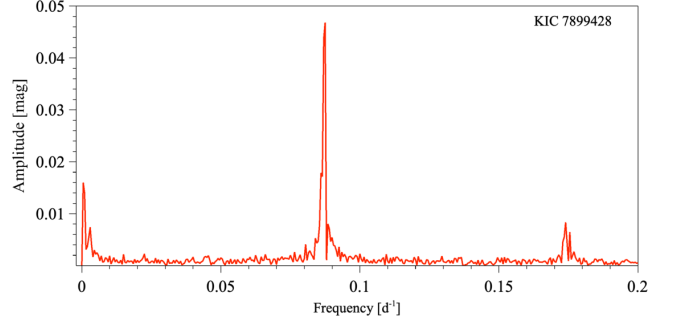
Bu çalışmanın hazırlanmasında çalışma ortamı sağlayan Konya Bilim Merkezi'ne ve \LaTeX yazımlarında yardımları için Sayın Dr. Nurten FLİZ AK'a teşekkür ederiz. Burada anlatılanlar ilk olarak 22 Ekim 2021 tarihinde çevrimiçi olarak Ege Üniversitesi Gözlemevi tarafından düzenlenen çalıştayda sunulmuştur.

Kaynaklar

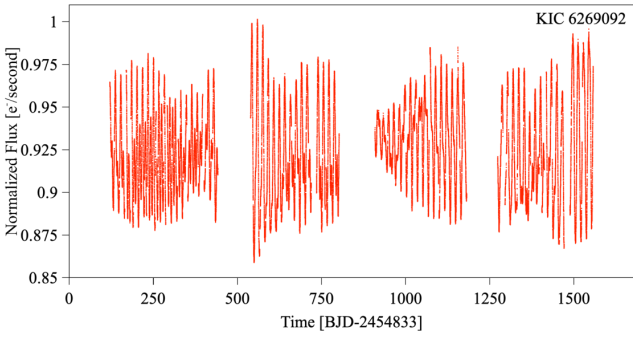
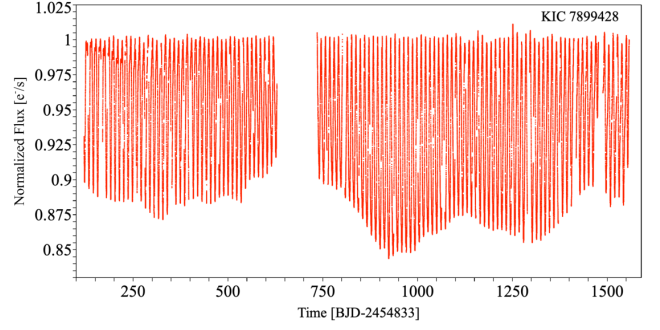
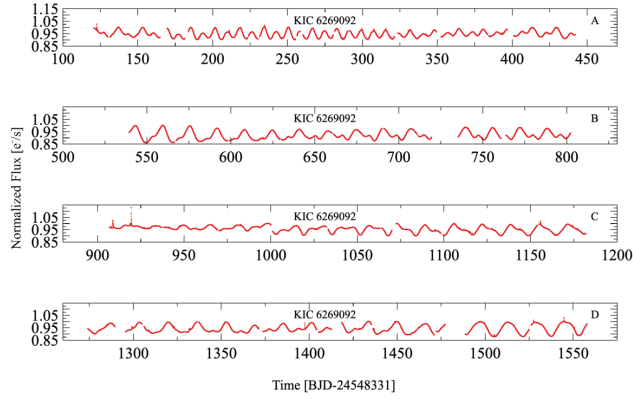
Akerlof C., et al., 2000, The Astronomical Journal, 119, 1901



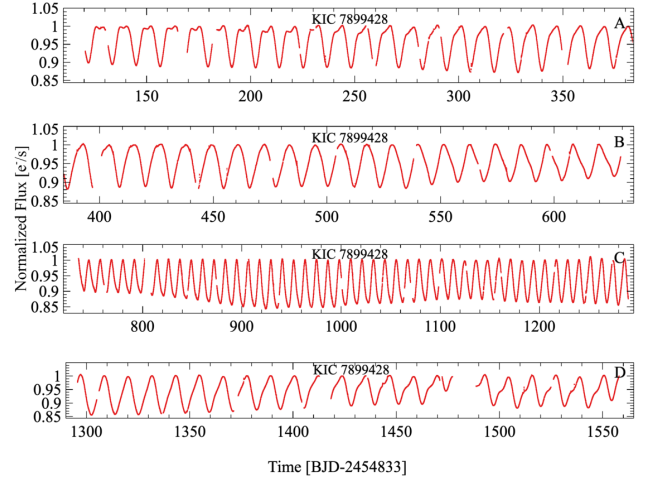
Şekil 7. KIC 6269092 yıldızının frekans tayfı.



Şekil 10. KIC 7899428 yıldızının frekans tayfı.

Şekil 8. KIC 6269092 yıldızının normalize edilmiş *Kepler* fotometrik veri setini temsil eden ışık eğrisi.Şekil 11. KIC 7899428 yıldızının normalize edilmiş *Kepler* fotometrik veri setini temsil eden ışık eğrisi.

Şekil 9. KIC 6269092 yıldızının normalize ışık eğrisinin daha detaylı olarak gösterimi. Tüm gözlem süresi dört parçaya bölünerek A, B, C, D panellerinde verilmiştir.



Şekil 12. KIC 7899428 yıldızının normalize ışık eğrisinin daha detaylı olarak gösterimi. Tüm gözlem süresi dört parçaya bölünerek A, B, C, D panellerinde verilmiştir.

- Antonello E., Broglia P., Conconi P., Mantegazza L., 1986, *Astronomy & Astrophysics*, 169, 122, [ADS](#)
- Blomme J., et al., 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 713, L204
- Borucki W. J., et al., 2010, *Science*, 327, 977
- Brown T. M., Latham D. W., Everett M. E., Esquerdo G. A., 2011, *The Astronomical Journal*, 142, 112
- Davenport J. R., 2016, *The Astrophysical Journal*, 829, 23
- Deb S., Singh H. P., 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 507, 1729
- Debosscher J., Sarro L., Aerts C., Cuypers J., Vandebussche B.,

- Garrido R., Solano E., 2007, *Astronomy & Astrophysics*, 475, 1159
- Farmer R., Kolb U., Norton A., 2013, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 433, 1133
- García R., et al., 2005, *Astronomy & Astrophysics*, 442, 385
- García R., et al., 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society Letters*, 414, L6

- Gilliland R. L., et al., 2010a, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 122, 131
- Gilliland R. L., et al., 2010b, *The Astrophysical Journal Letters*, 713, L160
- Haas M. R., et al., 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 713, L115
- Hendry M. A., Tanvir N. R., Kanbur S. M., 1999, in Egret D., Heck A., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 167, Harmonizing Cosmic Distance Scales in a Post-HIPPARCOS Era*. pp 192–197
- Jin H., Kim S.-L., Lee C.-U., Lee D.-J., Kim K.-S., 2004, *The Astronomical Journal*, 128, 1847
- Joshi Y. C., Joshi S., 2014, *New Astronomy*, 28, 27
- Kinemuchi K., Barclay T., Fanelli M., Pepper J., Still M., Howell S. B., 2012, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 124, 963
- Koch D. G., et al., 2010, *The Astrophysical Journal Letters*, 713, L79
- Lenz P., Breger M., 2005, *Communications in Asteroseismology*, 146, 53
- Mantegazza L., Poretti E., 1992, *Astronomy & Astrophysics*, 261, 137, [ADS](#)
- Moskalik P., Poretti E., 2003, *Astronomy & Astrophysics*, 398, 213
- Ngeow C.-C., Kanbur S. M., Nikolaev S., Tanvir N. R., Hendry M. A., 2003, *The Astrophysical Journal*, 586, 959
- Paczyński B., Szczygieł D., Pilecki B., Pojmański G., 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 368, 1311
- Pigulski A., Pojmanski G., Pilecki B., Szczygieł D., 2009, *Acta Astronomica*, 59, 33
- Poretti E., 2001, *Astronomy & Astrophysics*, 371, 986
- Sarro L., Debosscher J., Aerts C., López M., 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 506, 535
- Schaltenbrand R., Tammann G. A., 1971, *Astronomy & Astrophysics Supplement*, 4, 265, [ADS](#)
- Simon N. R., Lee A. S., 1981, *Astrophysical Journal*, 248, 291
- Smith J. A., et al., 2002, *The Astronomical Journal*, 123, 2121
- Sperl M., 1998, *University of Vienna*, 111, 1
- Van Cleve J., Jenkins J., Caldwell D., et al., 2010, *NASA Ames Research Center, Moffett Field, CA*

Access:M22-0301: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

Kuazarlarda Kırmızıya Kaymanın Belirlenmesi: zFinder

E. Selam Kaçan,¹ S. Hökelek,¹ N. Filiz Ak¹

¹Erciyes Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Kayseri

Accepted: January 11, 2022. Revised: January 10, 2022. Received: December 15, 2021.

Özet

Bu çalışmada, kuazarlarda kırmızıya kaymanın (z) belirlenmesi amacıyla geliştirilen *zFinder* otomatik program dizgesinin algoritması ve sonuçları sunulmuştur. Literatürdeki birçok çalışmada z değerleri, çapraz korelasyon metoduyla belirlenmektedir. Bu çalışmada Spearman korelasyonu (ρ) ve ki-kare (χ^2) hesaplamalarından yararlanılarak yeni bir uyumluluk parametresi geliştirilmiştir. Geliştirilen uyumluluk parametresi, tayfın süreklilik ve salma çizgilerinin uyumluluklarını birlikte gözeterek olası korelasyon hatalarını önlemektedir. *zFinder* programının test edilmesi amacıyla SDSS DR16Q kataloğundan 150 kuazar seçilmiştir. Kuazarlara *zFinder* ile hesaplanan z değerleriyle SDSS'in otomatik program dizgesi *spec1d* ile ölçülen değerler kıyaslanmıştır. İki farklı programla elde edilen z değerlerinden farkların mutlak ortalaması 0.0018 olarak ölçülmüştür. Sonuçlar genel olarak uyumlu olmakla birlikte, bir kuazarın aynı tayfı için *zFinder* ve *spec1d* ile ölçülen z değerleri, sırasıyla, 0.38 ve 6.48 olduğu görülmüştür. Bu kuazara ait tayf verisi ayrıntılı incelendiğinde, *zFinder* ölçümünün daha doğru sonuç verdiği ve *spec1d*'nin tayftaki salma çizgilerini yanlış tanımladığı görülmüştür.

Abstract

This study presents the algorithm and the test results for the *zFinder* pipeline code that is developed to measure the redshift (z) of the quasar spectra. The methodological approach of the *zFinder* code considers both the chi-square (χ^2) and Spearman (ρ) parameters to define the accordance parameter where majority of the existing studies adopt the cross-correlation. The approach of comparing the entire observed spectra with a quasar template increases the precision of the measured z value by examining both the continuum and the strong lines on each spectra. We test the *zFinder* results for 150 quasars selected from SDSS DR16 quasar catalog of which z values are measured by *spec1d* pipeline of SDSS. We show that the z values are in a general agreement with and the mean difference between *zFinder* and *spec1d* is 0.0018. There is one quasar spectra with measurements of $z = 6.48$ from *spec1d* and $z = 0.38$ from *zFinder*. Further investigations of the spectra showed that the *zFinder* gives the more accurate value of z and the *spec1d* misclassified the strong emission lines of the quasar.

Anahtar Kelimeler: Galaxies: Active Galaxies: Quasars – Quasar Spectrum – Redshift

1 Giriş

Merkezinde aktif bir süper kütleli kara delik bulunduran kuazarlara, Yer'e çok uzak olmaları nedeniyle, galaksiler gibi yaygın kaynak olarak değil, yıldızlar gibi noktasal kaynak olarak görülmektedir. Merkezde süper kütleli kara delik, etrafındaki sıcak ve yoğun yığılma diski, diske dik doğrultulardaki jet yapıları ve tüm bu bileşenleri simit şeklinde saran toz (Torus) nedeniyle, kuazarlara tüm dalga boylarında güçlü ışınım yayarlar (Padovani et al. 2017). Bu sayede çok uzakta olmalarına rağmen orta/büyük ölçeklerdeki teleskoplar ile gözlemlenebilmektedirler.

Aktif galaksilerin ürettiği toplam ışınımın çok büyük bir kısmı, galaksinin merkezinde yer alan çekirdek bölgesinden yayınlanır. Kütle yığılması devam etmekte olan süper kütleli kara delik ve etrafındaki bileşenlerden oluşan bu çekirdek, Aktif Galaksi Çekirdeği (AGÇ) olarak tanımlanır. Aktif galaksilerin en parlak sınıfı olan kuazarlarda, çekirdeğe ev sahipliği yapan galaksinin ışınım katkısı göz ardı edilebilecek kadar azdır (Padovani et al. 2017).

Aktif galaksiler, Seyfert galaksiler ve kuazarlara olmak üzere iki ana sınıfta incelenir. Seyfert galaksileri görece daha düşük ışınımına sahip ve tayflarında sadece dar salma çizgisi

gösteren, daha yakın AGÇ'lerdir. Kuazarlara ise disk kaynaklı geniş salma çizgilerine sahip ve büyük ışınım güçleriyle büyük uzaklıklarda bile gözlemlenebilen kaynaklardır. Aktif galaksilerin güncel literatürde 50'den fazla alt sınıfı bulunmaktadır. Literatürde yer alan birçok çalışma, tayflarında en az bir geniş salma çizgisi gösteren tüm AGÇ'leri "kuazar" adı altında sınıflamaktadır (örneğin; Schneider et al. 2010). Bu çalışmada Sloan Sayısal Gökyüzü Taraması (Sloan Digital Sky Survey; SDSS) tarafından da kabul gören bu taksonomi dikkate alınmaktadır.

Kuazarlara temel fiziksel parametrelerinin hesaplanmasında uzaklık parametresinin baskın bir etkisi olduğundan, kaynağın uzaklığının hassas bir şekilde belirlenmesi gerekir. Yakın yıldızların uzaklıkları trigonometrik paralaks yöntemi ile hassas olarak tayin edilmektedir. Yakın galaksilerin uzaklıkları ise standart kandil gibi yöntemlerin kullanılması ile belirlenir. Ancak kuazarlara gibi çok uzak kaynakların uzaklıklarını belirlemek için bu yöntemler yetersiz kalmaktadır. Bunun yerine tayfsal gözlemlerden yapılan ölçümler ve Hubble-Lemaitre Yasasından faydalanılmaktadır (Bağıntı 1). Hubble-Lemaitre Yasası, galaksilerin evrenin genişlemesinden kaynaklanan uzaklaşma hızının; (v) uzaklık (d) ve Hubble sabiti (H_0) ile doğru orantılı olduğunu belirtmektedir (Hubble 1929). Güncel Hubble sabiti, *Gaia* Early Data Release 3'ten alınan verilerle, ω Centauri yıldız kümesinde bulunan yıldızların

* enesselamkcn@gmail.com

parlaklıkları kalibre edilerek $H_0 = 72.1 \pm 2 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ şeklinde ölçülmüştür (Soltis et al. 2021).

$$v = H_0 d \quad (1)$$

Evrenin genişlemesine bağlı olarak, d uzaklığında bulunan kaynakların tayf çizgilerinin v uzaklaşma hızına orantılı olarak kırmızıya kaydığı gözlenir. Hubble ve Doppler yasalarını kullanarak, gözlenen tayf çizgilerinin (λ_g) laboratuvar dalgaboylarına (λ_0) göre kaymak miktarı (z) hesaplanabilmektedir (Bağıntı 2). Burada ölçülen z , evrenin genişlemesinden kaynaklanan kozmolojik kırmızıya kaymadır.

$$z = \frac{\lambda_g}{\lambda_0} - 1 = \sqrt{\frac{c+v}{c-v}} - 1 \quad (2)$$

Kuazarların optik tayflarından, z parametresini belirlemek için yaygın olarak kullanılan bir yöntem, çok sayıda kuazarın ortalama tayfları ile oluşturulan ve herhangi bir kayma içermeyen ($z = 0$) bir şablon tayf ile gözlenen tayf arasında çapraz korelasyon uygulamaktır. Şablon tayf ve gözlenen tayfin çapraz korelasyon yöntemiyle ardışık eşleşmeleri yapılarak en iyi eşleşmeyi sağlayan değer, kaynağın z parametresi olarak belirlenmektedir (örneğin, Bolton et al. 2012).

SDSS gibi gökyüzü taramaları, kısa sürede çok sayıda kaynağın optik tayf gözlemini elde edilebilmektedir. Bu verilerin hızlıca analiz edilebilmesi ve kullanıma sunulabilmesi için gözlenen kaynakların kırmızıya kayma miktarını kullanıcı müdahalesi olmadan belirleyebilecek, otomatikleştirilmiş ardışık program dizgelerine ihtiyaç duymuştur. SDSS ile gözlenen kuazar tayflarının z değerleri, "spec1d" isimli ardışık program dizgesiyle ölçülmektedir. spec1d, optik tayflarının ortalama alınarak hesaplanan şablon kuazar tayfi kullanarak, Tonry & Davis (1979) tarafından geliştirilen çapraz korelasyon yöntemini uygulamaktadır (Bolton et al. 2012).

Kırmızıya kaymayı belirlemek için sıklıkla kullanılan bir başka yöntem ise seçilen bir salma çizgisinin üzerine yapılan Gauss profil modellemesiyle z belirlemektir. Yukarıdaki iki yöntemden de faydalanan Hewett & Wild (2010) çalışmasında yeni bir şablon tayf oluşturmuş ve z değerleri ölçülmüştür. Bunun yanı sıra, O II, O III, Mg II, C III ve C IV salma çizgilerinin ayrıntılı incelenmesiyle ölçülen z değerleri de dikkate alınarak ölçülen z parametresi için sistematik sapma hesaplamışlardır. Hewett & Wild (2010) çalışmasında sistematik sapmayı $\Delta z / (z + 1) \leq 10^{-4}$ belirlenmiştir.

SDSS gözlemleri ile keşfedilen 750,000'den fazla kuazara ait verilerin yer aldığı SDSS DR16 kuazar kataloğunda (Lyke et al. 2020, bundan sonra DR16Q olarak anılacaktır), program dizgesiyle hesaplanmış z değerleri farklı kaynaklardan alınan z değerleriyle kıyaslanmaktadır. Kıyaslamalarda daha önceki kuazar katalogları, gözle yapılan denetlemeler ve Hewett & Wild (2010) yöntemi ile hesaplanan z değerleri kıyaslanmıştır. Kıyaslamalar sonucunda, spec1d dizgesinin ölçümlerinin güvenilir kaynak olduğu sonucuna varmışlardır (Lyke et al. 2020).

Bu çalışmada, kuazarların z değerlerini hesaplamak için yazılmış olan ve otomatik dizge şeklinde de kullanılabilen zFinder programı tanıtılmaktadır. zFinder programı içerisinde, gözlenen kuazar tayflarının şablon tayfla kıyaslanması için klasik çapraz korelasyon yöntemi yerine Spearman korelasyonu (ρ) kullanılmıştır. Elde edilen sonuçlar, Spearman korelasyonunun düşük sinyal oranına sahip tayflarda daha başarılı sonuçlar verdiğini göstermektedir. Korelasyona ek olarak ortalama fark

kareler (χ^2) yöntemi de zFinder algoritması içerisinde yer almaktadır. Programın algoritmasıyla ilgili ayrıntılar Ş2'de sunulmuştur. Ş3'de zFinder programıyla hesaplanan z değerleri, SDSS spec1d dizgesi sonuçlarıyla kıyaslanarak test edilmiştir.

2 zFinder Algoritması

zFinder programında, Vanden Berk et al. (2001) tarafından hazırlanan kuazar tayf şablonu kullanılarak, gözlenen kuazar tayflarının z değeri hesaplanmaktadır. Bu şablon, SDSS veri tabanından alınmış 2200'den fazla kuazarın tayfsal gözlemlerinin kuazar uzayına çevrildikten sonra dalgaboyuna bağlı ortalaması alınarak hazırlanmıştır (Vanden Berk et al. 2001). Çalışmada kullanılan örneklem sayısının geniş z değerlerine dağılımı dikkate alınarak, kuazarların genel tayfsal özelliklerini 800 Å ila 8555 Å dalgaboyu aralığında ortaya koyan şablon tayf elde edilmiştir.

Gözlenen tayfları şablon tayf ile kıyaslamak için temelde iki yöntem dikkate alınmaktadır; bunlardan ilki, belirli bir miktar kırmızıya kayma düzeltmesi yapılmış gözlenen tayf ve şablon tayf arasındaki farkların kareleri toplamını hesaplayarak en küçük fark değerini bulan χ^2 yöntemidir. Bu yöntem, gözlenen ve modellenen dağılımların test edilmesinde yaygın olarak kullanılan tek parametrelilik bir model değerlendirme testidir (Wall 1996). Diğer yöntem ise düşük sinyal seviyesine sahip tayflarda daha iyi sonuçlar veren Spearman korelasyonudur (Spearman 1987). Spearman korelasyonu, uyumluluk katsayısı belirlemek için normal dağılım gözetmeyen bir rank korelasyonu çeşididir.

zFinder, ön işlemleri tamamlanmış tayfsal veriler üzerinde hesaplama yapmaktadır. Kullanılan yöntemler ile uyumluluk parametresi hesaplanarak en olası z değeri belirlenmektedir. Tayflara uygulanan ön işlemlere ilişkin ayrıntılar ve uyumluluk parametresinin hesabı aşağıdaki bölümlerde sunulmuştur.

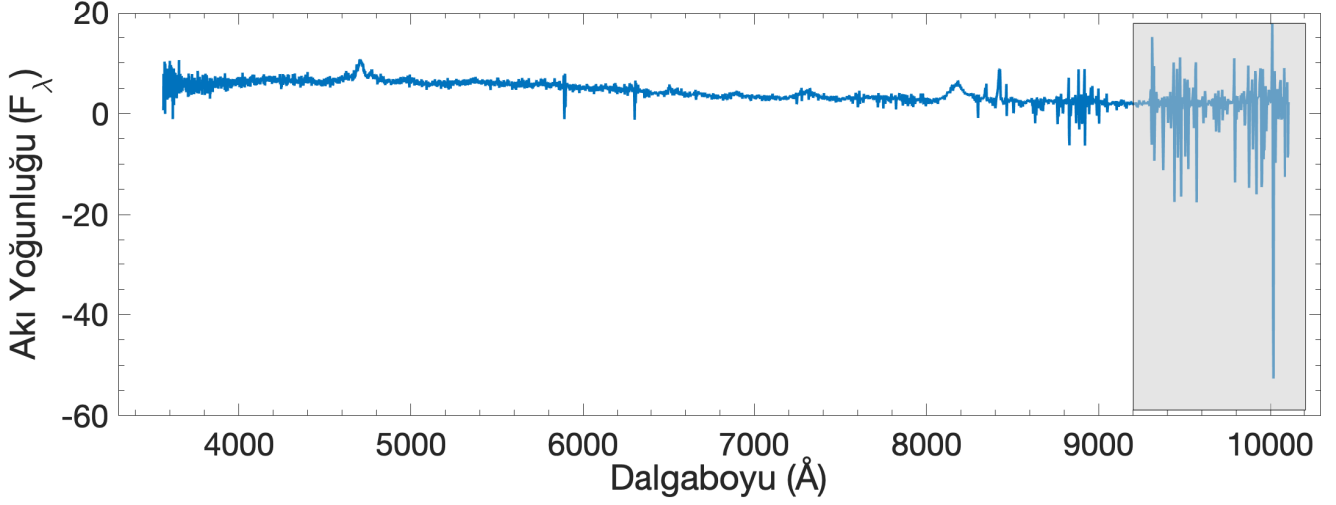
2.1 Tayfsal Verinin Hazırlanması

zFinder programı tayfsal indirgeme işlemleri (bias ve flat düzeltmeleri, dalgaboyu kalibrasyonu vb.) tamamlanmış verileri girdi olarak kullanmaktadır. Tayfsal indirgeme işlemleri çoğunlukla kaynağa ait olmayan sinyallerin ayıklanmasında başarılı sonuçlar verir. Buna karşılık artık-gök ışınımı, kozmik ışınlar ve aletsel etkiler gibi etkiler nedeniyle tayfin bazı bölgelerinde yüksek gürültüler oluşabilmektedir. Şekil 1'de bozuk verilerin yer aldığı bölgeye bir örnek olarak, SDSS'in spec-4379-55881-490 referanslı tayfi gösterilmektedir.

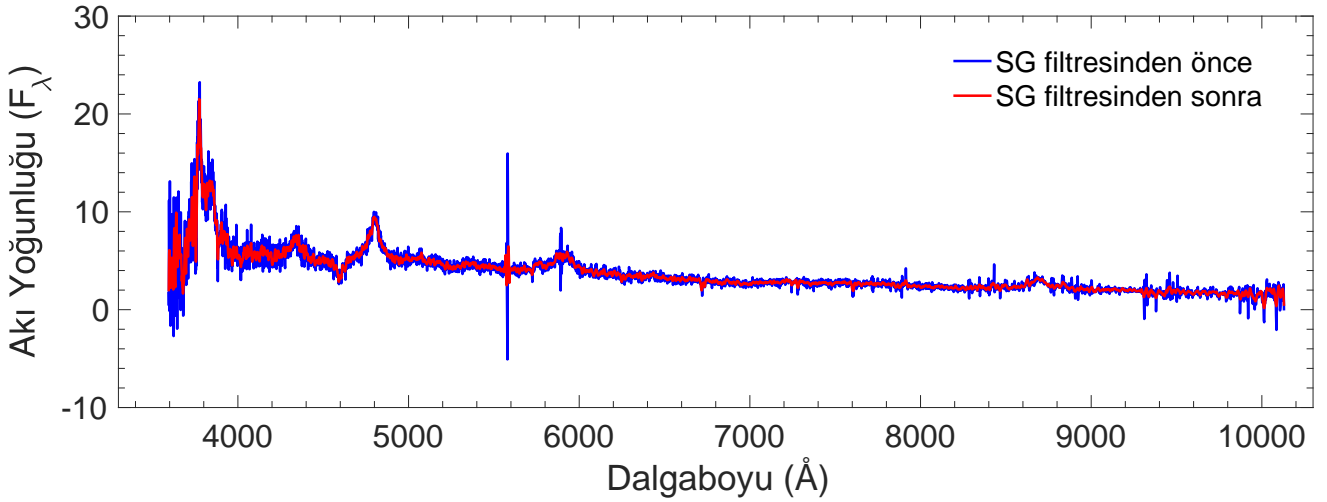
Tayfsal verilerin hazırlanması için ilk adımda, tayf üzerinde yüksek gürültülü veya uç değer barındıran bölgeler belirlenip ayıklanmaktadır. Bu bölgeler tayfin geri kalanından daha baskın olması nedeniyle, χ^2 ve korelasyon yöntemlerinin hesaplamalarını yanlış yönlendirmektedir. Bu bölgeler, genellikle tayfin ilk başında ve en sonunda yoğunlaşmış olarak bulunduğundan, herhangi bir salma çizgisinin olmadığı kısımlar sonraki işlem adımlarına dahil edilmemektedir.

Tayfta bulunabilecek eksik veya hatalı bölgeler de tayfin analizini olumsuz etkilemektedir. Bu problemler aletsel hata veya eksiklikler ve görüntü işlemenin hatalı veya eksik yapılmasından kaynaklı olabilmektedir. Kuazara ait veri içermeyen eksik veya hatalı veriler de yine herhangi bir salma çizgisi dahil edilmeyecek şekilde tayftan çıkarılmaktadır.

Fotonların doğası, kullanılan aletlerin hassaslığı veya uzun pozlama süresi tayfta gürültü oluşumuna neden olmaktadır. Sinyaller cismin yapısı hakkında bilgi içerir, ancak



Şekil 1. SDSS DR16Q kataloğundan alınmış *spec-4379-55881-490* referanslı kuazar tayfı. Tayfın 9000 Å'den sonraki kısmı, aşırı gürültülü bölge olarak belirlenmiş ve sonraki işlem adımlarına dahil edilmemiştir.



Şekil 2. SDSS DR16Q kataloğundan alınmış *spec-11055-58429-0995* referanslı kuazarın tayfının orijinali (kırmızı) ve SG filtresi uygulanmış hali (mavi). SG filtresi baskın sinyalleri olduğu gibi korurken gürültünün azaltılmasını sağlamaktadır.

gürültünün fazla olması sinyal-gürültü oranını (S/N) düşürür ve sinyallerden oluşan salma ve soğurma yapılarını anlaşılmasını zorlaştırır. Yüksek gürültüye sahip tayf verilerinde, S/N oranını artırmak için yumuşatma filtreleri kullanılmaktadır (Savitzky & Golay 1964). *zFinder* programında sinyal yapılarını bozmayacak şekilde filtreleme ile veriler yumuşatılmaktadır. Bu işlem için Signal modülünde hazır fonksiyon olarak bulunan Savitzky-Golay (SG) Filtresi tercih edilmiştir. Şekil 2'de bir kuazar tayfının SG filtresi uygulaması öncesi ve sonrası kıyaslanmaktadır.

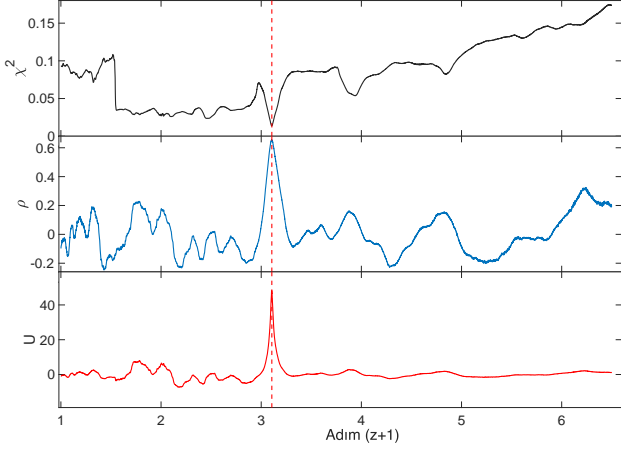
Farklı akı yoğunluğu etkilerinden kurtulup şablon tayf ile kuazar tayfını karşılaştırmak için, normalize değerler dikkate alınmaktadır. Normalizasyon işlemiyle tayfların süreklilikleri 1 değerine indirmektedir. Bunun için gözlenen tayfın sürekliliği üzerine ikinci ya da üçüncü dereceden bir polinom fiti uygulanır. Polinom fiti, sigma kırma iterasyonu içerisinde tüm verilerin standart sapma değerinden en az iki kat daha büyük

değere sahip olan veriler hesaplama dışında bırakılır. Böylece, tayfın sürekliliğine aykırı veri noktalarının etkisi iteratif olarak azaltılmış olur.

Tayfsal verilerin hazırlanması aşamalarından sonra şablon tayf ve gözlenen tayf, sayısal metotlar ile kıyaslanarak uyumluluk parametresi hesaplamak için hazır hale getirilmiş olmaktadır.

2.2 zFinder Uyumluluk Parametreleri

zFinder, girdi olarak kullanılan veriler üzerinde temizleme işlemini tamamladıktan sonra, en iyi kırmızıya kayma (z) parametresini belirlemek için iki farklı yöntemin birleşkesi kullanılmaktadır. Kuazar tayfının gözlenen dalgalı boyları (λ_{obs}), $n + 1$ 'den başlayıp N 'e kadar küçük adım aralıklarında doğrusal olarak arttırılarak bölünmektedir. Bu şekilde kuazar tayfı üzerindeki kozmolojik kırmızıya kayma adım adım azaltılarak,



Şekil 3. SDSS'in *spec-11055-58429-0995* referanslı kuazar tayfı için *zFinder* ile elde edilen χ^2 (siyah, üst panel) ve ρ (mavi, orta panel) parametrelerinin ve bu ikisinin oranından hesaplanan U uyumluluk parametresinin (kırmızı, alt panel), $z+1$ adımlarına göre değişimi. Uyumluluk parametresinin en büyük olduğu $z+1$ adımı (dikey kırmızı kesikli çizgi), kuazar tayfına en uygun olan z değerini vermektedir. Bu tayf için en iyi değer $z = 2.106$ bulunmuştur.

$z = 0$ için hazırlanmış olan [Vanden Berk et al. \(2001\)](#) şablon tayflarıyla örtüşür hale getirilmektedir. Şablon tayf ve gözlenen tayfın en iyi uyum gösterdiği z değerini belirlemek için her adımda hem χ^2 (Bağıntı 3) hem de korelasyon katsayısı olan ρ (Bağıntı 4) hesaplanarak uyumluluk parametresi elde edilmektedir.

$$\chi^2 = \frac{1}{N} \sqrt{\sum_{i=1}^N \frac{(T_i - \mathcal{S}_i)^2}{\mathcal{S}_i}} \quad (3)$$

Bağıntı 3'de verilen T_i ve \mathcal{S}_i sırasıyla gözlenen ve şablon tayfı temsil etmektedir ve $T_i - \mathcal{S}_i$ işlemi tek bir dalgaboyuna karşılık gelen i . veri noktası için yapılır. N , işleme dahil edilen veri noktalarının sayısını vermektedir.

$$\rho = 1 - \frac{6 \sum_{i=1}^N (T_i - \mathcal{S}_i)^2}{N(N^2 - 1)} \quad (4)$$

Bağıntı 4'de N , hesaplamaya dahil edilen toplam veri sayısı, T_i ve \mathcal{S}_i sırasıyla gözlenen ve şablon tayflarındaki her bir veri noktasını temsil etmektedir.

Gözlenen tayf ve şablon tayf arasındaki uyumluluğun en iyi olduğu durumda, χ^2 değerinin en küçük ve ρ değerinin en büyük olması beklenir. Bu nedenle uyumluluk katsayısı (U); χ^2 ile ters, ρ ile doğru orantılı olmalıdır; $U = \rho/\chi^2$. U 'nun en yüksek değeri verdiği adım, tayfı incelenen kaynağın z parametresini belirlemek için kullanılır:

$$z + 1 = \text{step}_{\max} \left(\frac{\rho}{\chi^2} \right) \quad (5)$$

Adımlar ($z + 1$) şeklinde tanımlandığından, kaynağın z değeri doğrudan hesaplanabilmektedir.

Şekil 3'de uyumluluk parametresinin $z+1$ adım değerlerine göre değişimi bir örnek kuazar tayfı için verilmiştir. Şeklin üst panelinde χ^2 ve ρ değerlerinin adımlara göre değişimi gösterilmektedir. Uyumluluk parametresinin $z + 1 = 3.106$ için en yüksek değeri verdiği görülmektedir.

3 *zFinder* Programın Test Edilmesi

Programı test etmek amacıyla, *zFinder* ile ölçülen z değerleriyle *spec1d* ile ölçülen z değerleri, seçilen 150 kuazar tayfı için kıyaslanmıştır. Kıyaslamalar için SDSS DR16 Kuazar Kataloğunda ([Lyke et al. 2020](#)) yer alan toplam 750,414 kuazar içerisinde, tanımlı kırmızıya kayma değeri *spec1d* ile ölçülmüş ve $S/N \geq 10$ şartını sağlayan 33831 kuazar dikkate alınmıştır. Bunların içerisinde rastgele seçilen 150 örneklem için *spec1d* ile ölçülen z değerleriyle ($z(\text{PIPE})$) karşılaştırmalar yapılmıştır. Karşılaştırma sonucunda, iki ölçüm arasındaki farkların ($z(\text{zFinder}) - z(\text{PIPE})$) dağılımı ve dağılımın, ölçülen $z(\text{zFinder})$ değerine göre değişimi Şekil 4'de sunulmuştur. Ancak, $z(\text{zFinder}) - z(\text{PIPE}) = -6.104$ bulunan bir kuazar şeklin dışında bırakılmıştır.

Test sonuçları, örneklemin %90'lık bir kısmında iki ölçüm arasındaki farkların 0.005'den daha küçük olduğunu göstermektedir. Ölçüm farkları $|z(\text{zFinder}) - z(\text{PIPE})| \geq 0.01$ olan toplam beş kuazar tespit edilmiştir. Beş kuazarın ölçülen $z(\text{PIPE})$ değerleri, [Busca & Balland \(2018\)](#) çalışmasından makine öğrenme yöntemine dayalı olarak ölçülen kırmızıya kayma değerleriyle kıyaslandığında, farkların ≤ 0.001 olduğu görülmüştür.

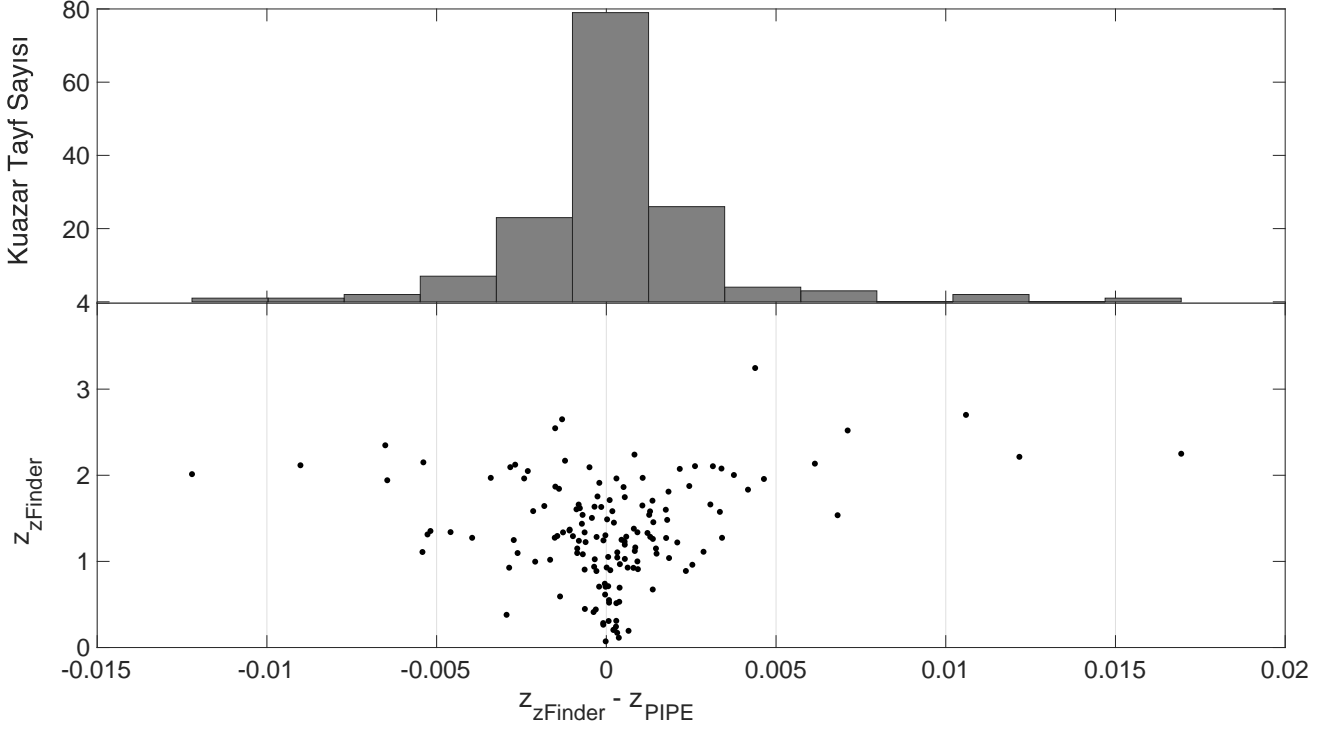
4 Tartışma ve Sonuç

Ş2'de algoritması tanımlanan *zFinder* programı, çok sayıda tayfsal verinin kullanıcı müdahalesine gerek olmadan kırmızıya kayma ölçümü yapabilecek bir program dizgesi olarak tasarlanmıştır. Program içerisinde en iyi kırmızıya kayma parametresini belirlemek için kullanılan uyumluluk parametresi, χ^2 ve ρ parametrelerinin bir bileşimi olarak ele alınmıştır.

Programın test edilmesi amacıyla, seçilen 150 kuazar tayfı için SDSS *spec1d* dizgesinden elde edilen $z(\text{PIPE})$ ölçümleri ve *zFinder* ile hesaplanan $z(\text{zFinder})$ değerleri kıyaslanmıştır. Kıyaslamalar sonucunda, farkların yani $z(\text{zFinder}) - z(\text{PIPE})$ değerlerinin sıfır etrafında bir dağılım gösterdiği görülmüş ve mutlak ortalama fark $|z(\text{zFinder}) - z(\text{PIPE})| = 0.42$ şeklinde hesaplanmıştır (Şekil 4). Ancak, $z(\text{zFinder}) - z(\text{PIPE}) = -6.104$ bulunan bir kuazarın bu dağılımda aykırı veri olduğu görülmüştür. Bu kuazar istatistik hesaplamaların dışında bırakıldığında, mutlak ortalama fark $|z(\text{zFinder}) - z(\text{PIPE})| = 0.018$ değerine kadar küçülmüştür. Buna göre, $z(\text{zFinder})$ sonuçlarının $z(\text{PIPE})$ sonuçlarıyla büyük oranda uyumlu olduğu sonucuna varılmıştır.

Genel dağılıma aykırı davranış gösteren ve $z(\text{zFinder}) - z(\text{PIPE}) = -6.104$ elde edilen *spec-9174-58070-0876* referanslı tayf Şekil 5'de gösterilmektedir. Bu tayf için sonuçlar, $z(\text{zFinder}) = 0.384$ ve $z(\text{PIPE}) = 6.488$ şeklindedir. Gözlenen tayf, her iki değer için de şablon tayf ile karşılaştırılmıştır. Buna göre tayfta 8700 – 9400 Å arasında gözlenen salma çizgisinin SDSS tarafından Ly α olarak ve *zFinder* tarafından H α olarak tanımlandığı görülmektedir (Şekil 5).

zFinder, tayfta bulunan salma çizgilerini sırasıyla Mg II, H γ , H β ve O III olarak tanımlamıştır. Kuazarın kırmızıya kaymasının $z(\text{zFinder}) = 0.384$ alındığı durumda çok sayıda salma çizginin şablon tayf ile birebir örtüşmesi, *zFinder* ile elde edilen değerlerin doğru olduğunu ve *spec1d*'nin bu tayf çizgilerini hatalı tanımladığını göstermektedir. Kuazarların tayfsal gözlemlerini inceleyen [Busca & Balland \(2018\)](#) çalışması, kırmızıya kayma değerini makine öğrenmesi algoritması kullanarak belirlemektedir. [Busca & Balland \(2018\)](#)



Şekil 4. Seçilen 150 kuazar tayfı için *zFinder* programında ölçülen ($z(z\text{Finder})$) ve SDSS DR16Q katoloğunda yer alan ($z(\text{PIPE})$) ölçümlerinin farklarının ($z(z\text{Finder}) - z(\text{PIPE})$) dağılımı (üst panel). Alt panelde, $z(z\text{Finder}) - z(\text{PIPE})$ değerlerinin $z(z\text{Finder})$ 'a göre değişimi gösterilmektedir. $z(z\text{Finder}) - z(\text{PIPE}) = -6.104$ bulunan bir kuazar panellerin dışında bırakılmıştır.

çalışmasında bu tayf için elde edilen değeri ($z = 0.386$), *zFinder* ile belirlenen sonucu doğrulamaktadır.

4.1 Sonuç

Algoritması içerisinde hem Spearman korelasyon sonuçlarını hem de χ^2 test sonuçlarını birleştirerek bir uyumluluk parametresi tanımlayan *zFinder* programı, çok sayıda tayfsal gözlemin z değerini kullanıcı müdahalesine ihtiyaç duymadan belirleyebilecek bir program dizgesi formunda hazırlanmıştır. Programın algoritması, tayfsal verilerden önceden bir z tahmini yapılmasını ya da baskın çizgilerin önceden tanımlanmasını gerektirmediğinden, otomatik bir dizge olarak kullanılabilme avantajına sahiptir. Ayrıca, yalnızca belirli çizgilerin değil gözlenen dalgaboyu aralıklarındaki tüm tayf yapısının dikkate alındığı programda, sistematik hatalara sebep olan yanlış çizgi tanımlaması en aza indirgenmiştir. Hazırlanan *zFinder* algoritması, SDSS kuazar kataloğundan rastgele seçilen kuazar tayflarına uygulanmış ve elde edilen sonuçlar, *spec1d* algoritmasından belirlenen z değerleriyle kıyaslanmıştır. Sonuçların genel olarak uyumlu olduğu görülmüştür. Örneklem içerisinde yer alan bir kuazar tayfı için iki farklı yöntemle elde edilen z değerleri çok farklı bulunmuştur. Bu farkın temelinde yatan sebepler araştırıldığında, *spec1d*'nin $H\alpha$ çizgisini hatalı olarak $Ly\alpha$ çizgisi olarak tanımladığı görülmüştür. Bu durum sadece çizgileri dikkate alan algoritmaların, yüksek sistematik hataya sahip olma durumlarına belirgin bir örnektir. Aynı kuazara ait tayf için *zFinder* programı, tüm tayfı dikkate aldığından doğru çizgi tanımlaması yapabilmektedir.

Literatürde yaygın olarak kullanılan çapraz korelasyon testlerine kıyasla, sıralanmış verilerin görelî değişimini dikkate

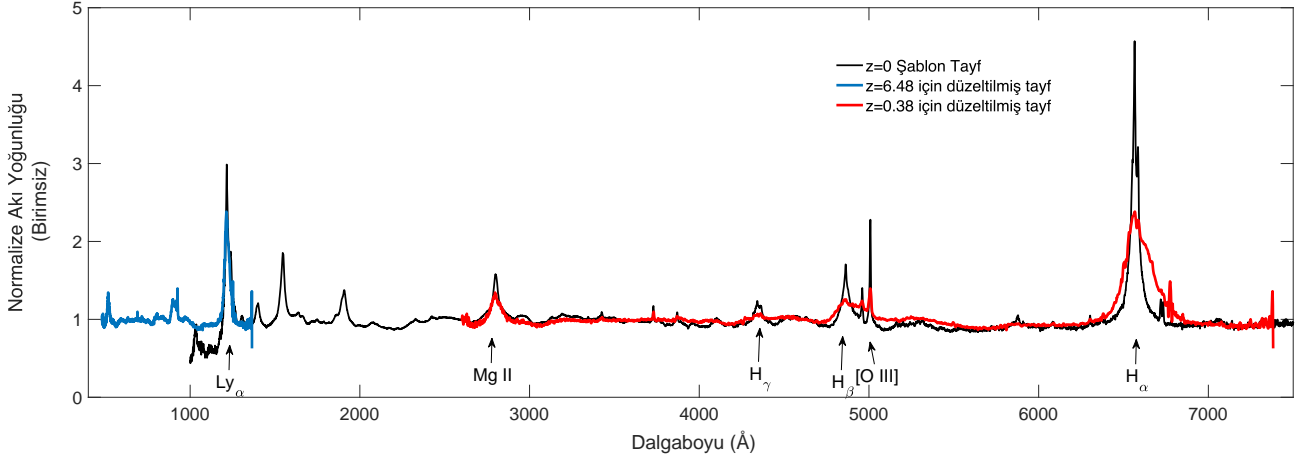
alan Spearman korelasyonunun yüksek gürültülü ve düşük çözünürlüklü verilerde avantaj sağlayacağı öngörülmüştür. Bu yönde araştırmaların yapılması için *zFinder* programıyla yapılan ölçümlerin farklı S/N değerleri için test edilmesi planlanmaktadır. Program, daha hassas sonuçlar elde edebilmek için belirli salma çizgilerinin profillerini dikkate alacak şekilde geliştirilecektir. *zFinder* programının kapsamlılığının ve güvenilirliğinin değerlendirilmesi için daha geniş bir z aralığına yayılmış, daha fazla örneklem ile ayrıntılı analizler yapılması bu çalışmanın bir devamı olarak görülmektedir.

Teşekkür

Çalışmaya verdikleri değerli katkılar için hakemlere teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Bolton A. S., et al., 2012, *AJ*, 144, 144
- Busca N., Balland C., 2018, preprint, ([arXiv:1808.09955](https://arxiv.org/abs/1808.09955)), *ADS*
- Hewett P. C., Wild V., 2010, *MNRAS*, 405, 2302
- Hubble E., 1929, *Proceedings of the National Academy of Science*, 15, 168
- Lyke B. W., et al., 2020, *ApJS*, 250, 8
- Padovani P., et al., 2017, *A&ARv*, 25, 2
- Savitzky A., Golay M. J. E., 1964, *Analytical Chemistry*, 36, 1627, *ADS*
- Schneider D. P., et al., 2010, *AJ*, 139, 2360
- Soltis J., Casertano S., Riess A. G., 2021, *The Astrophysical Journal Letters*, 908, L5
- Spearman C., 1987, *The American Journal of Psychology*, 100, 441
- Tonry J., Davis M., 1979, *AJ*, 84, 1511
- Vanden Berk D. E., et al., 2001, *AJ*, 122, 549



Şekil 5. Vanden Berk et al. (2001) çalışmasında oluşturulan kompozit kuazar tayfı (siyah), SDSS *spec-9174-58070-0876* referanslı gözleminin $z(z\text{Finder}) = 0.384$ (kırmızı) ve $z(\text{PIPE}) = 6.488$ (mavi) için kırmızıya kaymadan arındırılmış tayfları. *spec1d* ile ölçülen z değeri dikkate alındığında, şablon tayf ve gözlenen tayfin yalnızca $\text{Ly}\alpha$ çizgisi için eşleştiği görülmektedir. *zFinder*'in ölçtüğü z değeri dikkate alındığında ise şablon tayfin Mg II , $\text{H}\gamma$, $\text{H}\beta$ ve O III salma çizgileri, gözlenen tayf ile uyumlu eşleşme sağlamaktadır.

Wall J. V., 1996, QJRAS, 37, 519, ADS

Access:

M22-0304: Turkish J.A&A — Vol.3, Issue 3.

Cüce Eliptik Galaksilerin Doğası ve Yıldız Popülasyon Çalışmaları

Şeyda Şen,¹★^{ORCID} Reynier F. Peletier,²^{ORCID} Cahit Yeşilyaprak³

¹Sabancı University, Faculty of Engineering and Natural Sciences, İstanbul 34956, Turkey

²Kapteyn Astronomical Institute, University of Groningen, P. O. Box 800, 9700 AV Groningen, Netherlands

³Dept. of Astronomy and Astrophysics, Faculty of Science, Atatürk University, 25030, Erzurum, Turkey

Accepted: February 20, 2022. Revised: February 1, 2022. Received: January 21, 2022.

Özet

Cüce Eliptik Galaksiler (dwarf elliptical galaxies, dEs) galaksi küme evrimini anlamak için anahtar rol oynarlar. Bu çalışmada SMAKCED (Stellar content, MASS and Kinematics of Cluster Early-type Dwarf galaxies) projesinin bir parçası olarak Virgo galaksi kümesinde salt parlaklığı $-19.0 < M_r < -16.0$ aralığında bulunan 37 dEs'nin yıldız popülasyon ve element bolluğu hesaplanmıştır. Yıldız popülasyon analizi, yüksek çözünürlüklü tayfsal veriler ışığında soğurma çizgi genişlik indekslerin ölçülmesi, indeks-indeks diyagramları, temel parametre bağıntıları ve yıldız popülasyon modellerinin kullanılması ile elde edilmiştir. Bu galaksilere ait yaş, metalik ve element bolluğu $R_e/8$ açıklığı içerisinde saptanmıştır. Bolluk analizinde [Na/Fe] NaD, [Ca/Fe] Ca4227 ve [Mg/Fe] Mgb çizgi indeksleri kullanılarak hesaplanmıştır. Bu hesaplamaların ışığında α elementi olan [Mg/Fe] güneş bolluğunda iken [Na/Fe] in daha az bollukta olduğu tespit edilmiştir. Bu durum dev eliptiklerde bulunan durumun tamamen zıttır, ama bu trend NGC1396 Fornax cücesinin önceki çalışmaları ile uyum içerisindedir. Bu tür bolluk düzenlerine neden olabilecek olası senaryolar tartışılmış ve dE'lerin geç tip cüceler veya küçük spirallerden oluşabileceği disk benzeri yıldız oluşum tarihçelerine (Star Formation History, SFH) sahip olabileceği öngörüsünde bulunulmuştur. Na-verimliliği yıldızlardaki nötron fazlalığından dolayı metalliğe bağımlıdır. dEs önemli ölçüde kimyasal evrim geçirdikleri ve bu nedenle tek düze, yaşlı olmadıkları ancak Yerel Grup galaksilerin çoğuna benzer şekilde genişletilmiş SFH sahip olduğu sonucuna varılmıştır.

Abstract

We define abundance ratios of 37 dwarf ellipticals (dEs) in the nearby Virgo cluster. This sample is representative of the early-type population of galaxies in the absolute magnitude range $-19.0 < M_r < -16.0$. We analyze their absorption line-strength indices by means of index-index diagrams and scaling relations and use the stellar population models to interpret them. We present ages, metallicities and abundance ratios obtained from these dEs within an aperture size of $R_e/8$. We calculate [Na/Fe] from NaD, [Ca/Fe] from Ca4227 and [Mg/Fe] from Mgb. We find that [Na/Fe] is under-abundant with respect to solar while [Mg/Fe] is around solar. This is exactly opposite to what is found for giant ellipticals, but follows the trend with metallicity found previously for the Fornax dwarf NGC 1396. We discuss possible formation scenarios that can result in such elemental abundance patterns and we speculate that dEs have disk-like SFH favouring them to originate from late-type dwarfs or small spirals. Na-yields appear to be very metal-dependent, in agreement with studies of giant ellipticals, probably due to the large dependence on the neutron-excess in stars. We conclude that dEs have undergone a considerable amount of chemical evolution, they are therefore not uniformly old, but have extended SFH, similar to many of the Local Group galaxies.

Anahtar Kelimeler: Galaxies: dwarf ellipticals – Galaxies: individual(Virgo) – Galaxies: stellar population – Galaxy Evolution – Spectral Analysis

1 Giriş

Galaksiler yıldızlar, yıldızlararası madde (gaz ve toz), yıldız kalıntıları (beyaz cüceler, nötron yıldızları ve karadelikler) ve karanlık maddeyi içeren çekimsel olarak bağlı sistemlerdir. Bu sistemler çok çeşitli yapılarda, özelliklerde ve izole halde ki galaksilerden, yoğun galaksi kümelerinde bulunma durumlarına kadar çeşitli ortamlarda ortaya çıkan, evrenin oluşumunu anlamak için önemli nesnelere sahiptir.

Galaksilerin ilk ayrıştırıcı özelliği morfolojileridir. Morfolojilerine bağlı optik banttaki ilk sınıflandırma Hubble (1929) tarafından yapılan “diyapazon (çatal)” şema çalışmasıdır.

Orjinal sınıflama şemasında galaksiler “Spiraller” ve “Eliptikler” olarak ikiye ayrılır. Eliptik galaksiler erken tür galaksiler (ETG) olarak adlandırılmışlardır. Yıllar içinde gözlemsel kapasitelerin artmasıyla Hubble'ın bu sınıflaması revize edilmiş, alt sınıflar, ek ısıtma sınıfları, cüce galaksi sınıflandırılmasının eklenmesi gibi değişiklikler yapılmıştır.

Galaksi evrimini incelemek için gereken önemli bir araç yıldız popülasyon çalışmalarıdır. Yıldız popülasyon analizi, galaksinin oluşumunun fosil kayıtlarını araştırır. Oluşumu ve gelişimi sırasında bir galakside meydana gelen nüfus birikimine (popülasyon dağılımına) dair ipuçları sağlar. Yerel Gruptaki çoğu galaksiden farklı olarak, daha uzak galaksilerin yıldız popülasyonları tek tek yıldızları çözümleyebilecek şekilde

★ seyda.aydemir@sabanciuniv.edu

görülmez. Bu durumda, tayfsal analizler, bir popülasyondaki bütün yıldızların katkısıyla toplam tayf kullanılarak yapılmalıdır.

1.1 Cüce Eliptik Galaksiler

Cüce Eliptik Galaksiler (dEs), düşük ışımalı eliptik galaksiler olup, düzgün yüzey-parlaklık profilleri nedeniyle geç tip galaksilerden (spiraller ve düzensizler) ayırt edilirler. Diğer galaksi türlerine göre evrende en fazla sayıda bulunan galaksi türleridir. [Binggeli et al. \(1988\)](#) herhangi bir spesifik Hubble türü galaksilerin olasılık dağılım fonksiyonu olan, dEs'nin optik parlaklık fonksiyonunu (LF) inceleyerek dEs'nin küme ortamında sayıca daha baskın olarak bulunduğunu göstermiştir.

dEs'nin yüzey parlaklık profilleri, eliptik galaksilerdeki gibi Vancouleurs profilleri (Sérsic ~ 4) yerine neredeyse üstel yasaları takip ederler (Sérsic ~ 1). Ayrıca bunlar yaşlı ve metalce zengin yıldız popülasyonundan olmayıp geniş bir yaş aralığında bulunan metalce fakir yıldızları da barındırır ([Michielsen et al. 2008](#); [Paudel et al. 2010](#); [Koleva et al. 2009, 2011](#); [Ryś et al. 2015](#)).

Gözlemsel kanıtlar dEs'nin basit sistemler olmadığını, özelliklerinin geniş bir yelpazede olduğunu göstermiştir, bazıları E/S0 popülasyonu içinde yaygın değildir. Virgo kümesinde yapılan bazı fotometrik çalışmalarda bu galaksilerde disk, spiral kollar, çubuklar, lensler ve düzensiz özellikler gibi alt sınıflamaları bulunmuştur ([Lisker et al. 2006a,b](#); [Janz et al. 2012](#)). Bunun yanı sıra dEs ayrıca karmaşık bir iç kinematik ve dinamik çeşitliliği de gösterirler. Benzer fotometrik özelliklere sahip dEs, farklı yıldız popülasyona ve farklı dönme hızlarına sahip olabilirler ([Jerjen et al. 2000](#); [Barazza et al. 2002](#); [Geha et al. 2003](#); [Graham & Guzmán 2003](#); [De Rijcke et al. 2003](#); [Lisker et al. 2006a](#); [Ferrarese et al. 2006](#); [Janz et al. 2012, 2014](#)).

[Kormendy \(1985\)](#), bu galaksilerin bir kümeye düşen geri tür galaksilerden dönüşümü sırasında muhtemelen görünüşünü oldukça düzleşmiş ve yıldız oluşturmayan küresel yapıya dönüştürdüğünü ileri sürmüştür, morfoloji-yoğunluk ilişkisi büyük ölçüde çevreye bağlı olduğu için bu dönüşümün çevre tarafından tetiklendiği düşünülmektedir ([Boselli & Gavazzi 2014](#)).

Özelliklerin dönüşümü için önerilen iki mekanizma vardır. Birincisi "Zorlama (harassment)" örneğin yakın komşuları arasındaki çekimsel etkileşim, ikincisi "Sıyırma (ram pressure stripping)" galaksiler arası ortam ile galaksi etkileşimleridir ([Boselli & Gavazzi 2006](#)). Dönüştürülmüş galaksilerin öngörülen sonuç özellikleri onları etkileyen mekanizmalara bağlı olarak farklıdır. Sıyırma olayında küme kendi gazını kaybeder ve hızla yıldız oluşumunu durdurur, ama bu süreç doğrudan yıldızları etkilemez ve yıldızların açılal momentumları korunur ([Ryś et al. 2014](#)). Zorlama ise çok daha şiddetli bir süreçtir, yıldızlararası kütlelerin büyük kısmını atabilir, galaksilerin yapısını değiştirebilir ve yıldızların açılal momentumlarında önemli ölçüde kayıplar olabilir ([Boselli & Gavazzi 2006](#)). dEs'nin bu kinematik analizleri kümelerdeki galaksilerin çevreyle etkilenme süreçlerini incelemek için güçlü bir araçtır. Ancak bu iki mekanizmanın da tek tek veya birlikte etkileri tam olarak açıklanabilmiş değildir.

[Ryś et al. \(2013\)](#), bir dönüşüm mekanizmasının yalnızca açılal momentumu düşürmekle kalmayıp, aynı zamanda varsayılan atalarına kıyasla dE'lerin yıldız sayısı yoğunluğunun da artırılması gerektiği sonucuna varmıştır. [Toloba et al. \(2015\)](#), bu iki mekanizmanın kombinasyonunun bile, bazı gözlemleri açıklamak için gerekli olan açılal momentumun

tamamını kolayca kaybedemeyeceğini göstermektedir. Sıyırma kısa zaman ölçeklerinde gerçekleştiğinden dolayı, geç tür yıldız oluşturan galaksileri cüce ETG'ye dönüştürmek için standart bir mekanizma olabilir. Bu galaksiler kümede kaldığı uzun süre içinde birçok kez galaksi merkezinden geçebilirler bu sırada ısınırlar, yıldızları dönüş hızını ve galaksiler disk yapılarını kaybederler.

Galaksilerin evrimini incelemek için yalnızca morfoloji veya kinematiki kullanılmaz: yaş dağılımı, metal bolluğu ve diğer elementlerin bolluk oranları çalışma için kullanılacak önemli bilgiler sağladığından yıldız popülasyonları incelenerek daha ayrıntılı bilgi elde edilebilir. Gazın kimyasal bolluğu oluştuklarında yıldızlara kilitlendiğinden galaksilerin evrimsel tarihi açısından önemlidir.

Galaksilerin kimyasal evrimden temel olarak nükleosentezi sağlayan üç ana ortam vardır. Birincisi Tür II süpernova; α -elementleri, r- (rapid neutron capture), ve bazı s-(slow neutron capture) süreç elementleri (kısa zaman ölçeklerinde) üretilir. İkincisi Tür Ia süpernova; Fe-tepe elementlerini (uzun zaman ölçeklerinde) üretir. Üçüncüsü ise Asimtotik Dev Kolu (AGB) yıldızlarında; bazı hafif elementleri (N) ve bazı s-süreç elementleri üretilir. Eğer akran yıldız popülasyonlarını kapalı bir kutu gibi düşünürsek, yıldızlararası ortamın metal bolluğu ([Fe/H]) süpernova patlamaları ile daha fazla metal püskürtüldükçe zamanla zenginleşir. Erken evrede sadece süpernova II oluşurken [α /Fe] element bolluğu yüksektir, kabaca Tür II süpernovasının zenginleştirdiği materyal tarafından belirlenen sabit değer kadardır. Küçük kütleli yıldızların element bolluğu ve gözlenen metal bollukları tarafından yıldız oluşum tarihçelerini elde etmek için, Tür Ia ve TürII Süpernovaların arasındaki zaman gecikmesi kullanılabilir.

Galaksilerdeki yıldızların ve gazın kimyasal kompozisyonundaki evrimi birçok nedenden dolayı önemlidir. İlk olarak, ısıtma ve yıldız popülasyonun renk indekslerinin sadece yaşa ve başlangıç kütle fonksiyonuna (IMF) değil aynı zamanda yıldızların metal bolluğuna da bağlı olmasıdır. İkinci olarak, metalce daha zengin gazın daha hızlı soğumasından dolayı gazın soğuma etkinliği onun metal içeriğine bağlıdır. Üçüncü, galaksilerdeki gaz ile karışmış olan toz olarak bilinen ağır elementlerin ufak parçacıkları, yıldız ışığını büyük ölçüde soğurur ve kızılöte dalgaboyunda yeniden yayınlanır.

Yıldızlararası ortamdaki toz miktarına bağlı olarak, bu da kabaca onların metal bolluğuyla doğrusal olarak ölçülür. Bu yıldızlararası sönükleştirme galaksilerin parlaklığını önemli ölçüde azaltır. Teoride galaksilerin metal ve element bolluğu gözlemleri onların yıldız oluşum tarihleri ve IMF'i belirlemek için kullanılabilir. Pratikte, gözlemlerin yorumu galaksilerin farklı metal bolluğundaki yeni materyallerle birleşebilmesinden dolayı karışıktır. Bu geri besleme süreci gazı dışarı püskürtür belki tercihli metalleri ve bunlar farklı sistemlerin kimyasal kompozisyonlarıyla karışabilir.

Bu çalışmada Virgo kümesinde bulunan dEs kullanılacaktır. Bu galaksilere ait temel özellikleri Çizelge 1'de verilmiştir. Virgo galaksi kümesi dE'leri incelemek için ideal bir laboratuvardır çünkü yüzlercesini içerir, ayrıntılı yapılarını çözecek kadar yakındır ve bugün hala gelişmekte olan dinamik olarak genç bir kümedir. Bu çalışmada dE'lerin bolluk oranı dağılımına odaklanacağız ve bunları diğer galaksi türleri ile karşılaştıracamız.

Çizelge 1. Bu çalışmada kullanılan SMAKCED dEs'lerin temel özellikleri (Şen et al. 2018). Sütun 1: galaksi adı. Sütun 2 ve 3: sağ açıklık ve dik açıklık değerleri (J2000). Sütun 4 ve 5: r -band parlaklığı (AB sisteminde) and etkin yarıçapı (Janz & Lisker 2008, 2009). Sütun 6: hız dağılımı.

Galaksi	RA (J2000)	DEC (J2000)	M_r (Kadir)	R_e (")	σ_e (km/s)
VCC0009	12:09:22.25	13:59:32.74	-18.2	37.2	26.0±3.9
VCC0021	12:10:23.15	10:11:19.04	-17.1	15.2	28.9±2.9
VCC0033	12:11:07.79	14:16:29.19	-16.9	09.8	20.8±4.9
VCC0170	12:15:56.34	14:26:00.33	-17.6	31.3	26.6±4.6
VCC0308	12:18:50.90	07:51:43.38	-18.0	18.6	24.1±2.4
VCC0389	12:20:03.29	14:57:41.70	-18.1	18.0	30.9±1.2
VCC0397	12:20:12.18	06:37:23.51	-16.8	13.6	35.7±1.9
VCC0437	12:20:48.10	17:29:16.00	-18.0	29.5	40.9±4.0
VCC0523	12:22:04.14	12:47:14.60	-18.7	26.1	42.2±1.0
VCC0543	12:22:19.54	14:45:38.59	-17.8	23.6	35.1±1.4
VCC0634	12:23:20.01	15:49:13.25	-18.5	37.2	31.3±1.6
VCC0750	12:24:49.58	06:45:34.49	-17.0	19.5	43.5±2.9
VCC0751	12:24:48.30	18:11:47.00	-17.5	12.3	32.1±2.4
VCC0781	12:25:15.17	12:42:52.59	-17.2	13.4	38.0±2.8
VCC0794	12:25:22.10	16:25:47.00	-17.3	37.0	29.0±3.9
VCC0856	12:25:57.93	10:03:13.54	-17.8	16.5	31.3±4.1
VCC0917	12:26:32.39	13:34:43.54	-16.6	09.9	28.4±1.4
VCC0940	12:26:47.07	12:27:14.17	-17.4	19.8	40.4±1.3
VCC0990	12:27:16.94	16:01:27.92	-17.5	10.2	38.7±1.3
VCC1010	12:27:27.39	12:17:25.09	-18.4	22.2	44.6±0.9
VCC1087	12:28:14.90	11:47:23.58	-18.6	35.4	42.0±1.5
VCC1122	12:28:41.71	12:54:57.08	-17.2	17.3	32.1±1.7
VCC1183	12:29:22.51	11:26:01.73	-17.9	21.1	44.3±2.4
VCC1261	12:30:10.32	10:46:46.51	-18.5	23.8	44.8±1.4
VCC1304	12:30:39.90	15:07:46.68	-16.9	16.5	25.9±2.7
VCC1355	12:31:20.21	14:06:54.93	-17.6	30.3	20.3±4.7
VCC1407	12:32:02.73	11:53:24.46	-17.0	12.1	31.9±2.1
VCC1431	12:32:23.41	11:15:46.94	-17.8	09.8	52.4±1.6
VCC1453	12:32:44.22	14:11:46.17	-17.9	18.9	35.6±1.4
VCC1528	12:33:51.61	13:19:21.03	-17.5	09.6	47.0±1.4
VCC1549	12:34:14.83	11:04:17.51	-17.3	12.1	36.7±2.3
VCC1695	12:36:54.85	12:31:11.93	-17.7	24.0	24.4±2.2
VCC1861	12:40:58.57	11:11:04.34	-17.9	19.0	31.3±1.5
VCC1895	12:41:51.97	09:24:10.28	-17.0	16.3	23.8±3.0
VCC1910	12:42:08.67	11:45:15.19	-17.9	13.4	37.0±1.2
VCC1912	12:42:09.07	12:35:47.93	-17.9	22.5	36.0±1.5
VCC1947	12:42:56.34	03:40:35.78	-17.6	09.3	48.3±1.3

2 Gözlemler ve Veri Analizi

Cüce eliptik galaksilerin detaylı çalışmaları için, yüksek çözünürlüklü ve yüksek Sinyal/Gürültü (S/G) oranına sahip tayfsal veriye ihtiyacımız vardır. Bu çalışmadaki veriler aynı galaksi kümesinde bulunan 39 cüce eliptik galaksiden oluşur. Gözlemler El Roque de los Muchachos Observatory (ORM, İspanya, La Palma) ve European Southern Observatory (ESO, Şili) gözlemlerinde yürütülmüştür. Bu galaksilere ait veriler üç farklı teleskoptan elde edilmiştir. Bunlar William Herschel Teleskop (William Herschel Telescope, WHT), Isaac Newton Teleskop (Isaac Newton Telescope, INT) ve Very Large Teleskop (Very Large Telescope, VLT) dir. Poz süresi 1 ile 4 saat arasında galaksinin parlaklığına ve hava şartlarına göre değişmektedir.

WHT, ORM gözleminde konuşlandırılmış, üç uzun yarık tayfçeker alıcısı (ISIS, LIRIS ve ACAM) ve iki fotometrik gözlem alıcısı (ACAM, LIRIS) bulunan 4.2 metre ayna çapına

sahiptir. INT, ORM gözleminde konuşlandırılmış, IDS uzun yarık tayfçeker alıcısı ve WFC fotometrik gözlem alıcısı bulunan 2.5 metre ayna çapına sahiptir. VLT Şili'nin Atacama Çölü'nde, 2635 metre yükseklikte Cerro Paranal dağında yerleşik bulunan ve Avrupa Güney Rasathanesi (European Southern Observatory, ESO) tarafından işletilen 8 metre ayna çaplı, 15 alıcısı bulunan bunlardan biri de Cassegrain odağa konuşlandırılmış FORS2 (FOcal Reducer and Spectrograph 2) isimli alıcıya sahip dev teleskoptur.

2.1 Çizgi indeks ölçümleri

Gözlenen tayf verileri tüm tayfı fit ederek ya da seçilen çizgi indekslerine odaklanılarak çalışılabilir. Bu çalışmada seçilmiş çizgi indeksleri çalışılmıştır. Lick indekslerinin (Worthey et al. 1994) LIS-5 Å akı kalibre edilmiş sistemde (Vazdekis et al. 2010) ölçümü yapılmıştır. Yeni LIS sisteminin LICK sistemine göre birçok avantajı var. Bu sistemde üç farklı çözünürlük tanımlanmıştır. Bunlar 5.0 Å, 8.4 Å ve 14.0 Å 'dur. Küçük galaksiler ve küresel küme çalışmalarında, veriyi çözünürlüğü azaltmaksızın ve çözünürlüğü düşürmekten ötürü oluşan çizgi birleşmeleri olmaksızın analiz edebilmek için çok gereklidir. Tüm tayf fit yapılırken ortaya çıkan yaş-metal bolluğu dejenerasyonunu ortadan kaldırır. Aynı zamanda LIS sistemi akı kalibre edilmiş sistemdir bu da tekrar üretebilmeyi kolaylaştırır.

LIS sisteminde çalışabilmek için elde edilen tayflar, her galaksinin hız dağılımı ve bu galakside görülen her çizginin dalgaboyu aralığı hesaba katılarak 5 Å 'a genişletilmiştir. Bu sistem ile çalışmak, gözlemsel veriler üç ayrı tayf çekerden elde edildiği ve bu verilerin karşılaştırılabilmesi için tek bir çözünürlükte olmaları gerektiğinden dolayı ayrıca önemlidir.

Bu çalışmada toplamda 26 Lick/IDS indeksi (Faber et al. 1985; Gorgas et al. 1993; Worthey et al. 1994, Worthey & Ottaviani 1997) ölçülmüştür. Bu çalışmada $H\gamma_F$, $H\beta$, Fe4383, Fe4531, Fe5270, Fe5335, Fe5406, Fe5709, Mgb, Ca4227 ve NaD çizgilerinin sonuçları üzerine odaklanılmıştır. Bu çizgiler uzun slit tayfların indirgeme ve analizi için geliştirilen REDUCEME (Cardiel 1999) paketi kullanılarak hesaplanmıştır. Bu program aralığı verilen Lick indekslerini tayfın kapsadığı dalgaboyu aralığına göre belirler ve hesaplar. Bu programın bir diğer artısı ise hata tayflarıyla indeks hatalarının doğrudan belirlenebiliyor olmasıdır, bu da hata dağılımlarının dikkatli kontrolüne olanak sağlar. Kullanılan üç tayf çeker farklı dalgaboyu aralıklarında olduklarından her çizgi her galaksi için mevcut değildir. Çizelge 2 ve Çizelge 3, her galaksi için ölçülen indekslerin çizgi genişliği hataları ile birlikte verilmiştir.

3 Sonuçlar

3.1 Yaş ve Metal Bolluğunun Belirlenmesi

Galaksilere ait yaş ve metal bolluğu, LIS 5 Å (Vazdekis et al. 2010) sisteminde ölçülen Lick indekslerinin yaşa ve metal bolluğuna hassas çizgilerinden bulunur. Yaşa hassas çizgiler; $H\beta$ ve $H\gamma_F$ gibi balmer çizgileri olup, metalliğe hassas çizgiler ise Fe4383, Fe4531, Fe5709 gibi demir çizgileri ve Mgb çizgisidir. Yaş ve metal bolluğu ($[M/H]$), RMODEL isimli yazılımı kullanarak elde edilmiştir. Bu yazılım, MILES (Vazdekis et al. 2010) yıldız kütüphanesi tabanlı SSP modellerini Kroupa başlangıç kütle fonksiyonu (IMF) (Kroupa 2001) ile kullanır. İndeks-indeks grafikleri Şekil 1, 2 ve 3'de gösterilmiştir. Bu grafiklerde yaş aralığı 1 – 14 Gyl, ve metal bolluk aralığı -2.27'den 0.26'ya olacak şekilde belirlenmiştir, ki bu aralık bizim galaksi örneklerimizi kapsamaktadır. Vazdekis et al. (2010)

Çizelge 2. WHT ile gözlenen galaksilerin LIS-5 Å çözünürlüklü Lick çizgi indeks ölçümleri (Şen et al. 2018).

Galaksi	Ca4227 (Å)	H γ_F (Å)	Fe4383 (Å)	Fe4531 (Å)	Fe5709 (Å)	NaD (Å)
VCC0033	1.25±0.38	1.55 ±0.39	2.62±0.85	3.09±0.65	0.60±0.22	0.83±0.373
VCC0170	0.75±0.21	2.43 ±0.22	1.48±0.51	1.70±0.40	0.48±0.09	1.21±0.173
VCC0308	0.99±0.12	1.69 ±0.14	2.53±0.32	3.02±0.24	0.85±0.09	1.57±0.125
VCC0389	1.17±0.14	0.33 ±0.14	3.90±0.29	2.87±0.21	0.99±0.07	1.68±0.095
VCC0397	1.11±0.12	1.33 ±0.14	3.92±0.31	3.50±0.24	0.94±0.11	1.92±0.136
VCC0437	0.87±0.25	-0.76±0.27	2.49±0.57	2.01±0.41	0.80±0.10	2.08±0.165
VCC0523	1.13±0.07	0.93 ±0.09	3.25±0.19	3.14±0.15	0.91±0.10	1.50±0.177
VCC0543	1.41±0.13	-0.17±0.16	3.96±0.32	3.23±0.23	0.77±0.06	1.95±0.093
VCC0634	1.21±0.15	0.55±0.16	3.70±0.33	3.05±0.25	0.75±0.13	...
VCC0750	1.09±0.20	0.75 ±0.21	3.36±0.44	3.00±0.33	0.80±0.08	1.61±0.122
VCC0751	1.62±0.25	-0.23±0.27	4.80±0.53	3.93±0.40	1.16±0.16	...
VCC0781	0.66±0.22	2.74 ±0.21	1.31±0.49	2.19±0.37
VCC0794	1.06±0.24	0.43 ±0.26	2.84±0.55	2.18±0.41	0.62±0.08	1.45±0.117
VCC0917	0.99±0.10	0.41 ±0.13	3.28±0.27	2.96±0.21	0.65±0.09	1.26±0.129
VCC1010	1.42±0.07	-0.83±0.09	4.49±0.17	3.25±0.13	0.85±0.04	2.33±0.054
VCC1087	1.33±0.10	-0.51±0.12	4.79±0.23	2.98±0.18	0.79±0.08	...
VCC1122	1.11±0.10	0.86 ±0.12	3.20±0.26	2.52±0.21	0.71±0.20	...
VCC1304	0.81±0.13	1.72 ±0.15	2.31±0.34	2.60±0.26	0.52±0.07	1.95±0.097
VCC1355	1.39±0.33	0.59 ±0.35	2.77±0.74	3.06±0.55	0.78±0.10	1.32±0.188
VCC1407	0.83±0.18	0.12 ±0.20	3.35±0.40	2.81±0.30	0.53±0.08	1.55±0.129
VCC1453	1.52±0.13	-0.43±0.14	4.38±0.29	3.40±0.21	0.99±0.06	2.08±0.065
VCC1528	1.27±0.18	-0.40±0.19	4.49±0.38	3.28±0.28	0.96±0.07	2.33±0.093
VCC1695	1.03±0.09	1.47 ±0.10	2.82±0.23	2.75±0.18	0.80±0.08	1.63±0.123
VCC1861	1.43±0.11	-0.66±0.14	3.71±0.29	2.87±0.22	0.70±0.10	...
VCC1895	1.09±0.20	0.83 ±0.23	2.73±0.49	2.75±0.37	0.70±0.10	1.26±0.155

Çizelge 3. INT ve VLT ile gözlenen galaksilerin LIS-5 Å çözünürlüklü Lick çizgi indeks ölçümleri (Şen et al. 2018).

Galaksi	Fe4531 (Å)	H β (Å)	Mgb (Å)	Fe5270 (Å)	Fe5335 (Å)	Fe5406 (Å)	Fe5709 (Å)
VCC0021	1.23±0.40	3.98±0.19	0.96±0.23	1.25±0.25	1.52±0.29	0.51±0.23	0.11±0.20
VCC0856	3.35±0.62	2.30±0.29	2.44±0.33	2.38±0.36	1.87±0.41	0.67±0.32	1.39±0.27
VCC0940	2.33±0.17	2.22±0.09	2.64±0.08	2.45±0.09	1.78±0.10	1.30±0.07	...
VCC0990	3.20±0.30	2.81±0.15	2.49±0.17	2.62±0.19	2.29±0.21	1.58±0.16	0.83±0.15
VCC1183	3.49±0.35	2.61±0.16	2.95±0.18	2.82±0.20	2.23±0.23	1.59±0.17	0.95±0.15
VCC1261	2.33±0.21	2.47±0.11	2.19±0.12	2.52±0.13	2.13±0.15	1.47±0.12	0.94±0.11
VCC1431	3.53±0.33	1.95±0.16	3.17±0.18	2.46±0.19	1.93±0.22	1.41±0.17	0.46±0.15
VCC1549	2.72±0.46	1.73±0.22	3.02±0.25	2.85±0.26	2.48±0.30	1.74±0.22	0.99±0.20
VCC1910	3.24±0.33	1.75±0.15	2.82±0.16	2.50±0.18	2.84±0.19	2.06±0.15	0.30±0.13
VCC1912	2.31±0.24	3.66±0.11	1.32±0.13	2.21±0.14	2.30±0.16	1.15±0.13	0.16±0.11
VCC1947	3.26±0.32	1.82±0.15	3.18±0.17	2.99±0.18	2.69±0.20	1.85±0.16	0.94±0.14

tarafından yayınlanan model gridlerinden güneş-ölçekli teorik eş-yaş eğrileri Şekil 1'de kullanılmıştır. En iyi yaş ve metal bolluğu, her indeks-indeks kombinasyonu için ölçülen değer ile model gridi arasındaki farkın hesaplanmasıyla elde edilir. Belirsizlikler her indeksin gözlemsel hatasını kullanan Monte Carlo simülasyonu ile hesaplanmıştır.

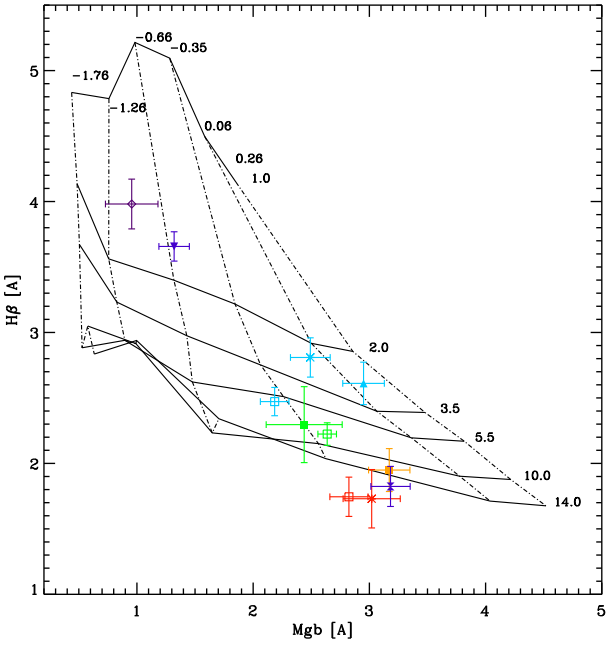
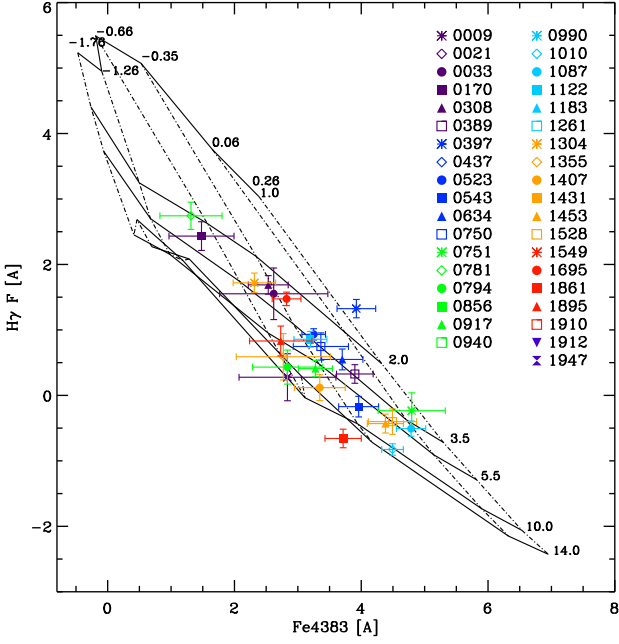
İndeks-indeks diyagramları incelendiğinde sodyum ve kalsiyum çizgilerinde modellerde beklenenden farklı davranış tespit edilmiştir. dEs örneklerimizde, ölçülen NaD değerleri güneş bolluğu modelleri için model tahminlerinden çok daha düşük iken (Şekil 2), Ca4227 değerleri ise modellerden beklenen değerlerden biraz daha yüksektir (Şekil 3).

3.2 Element Bolluğunun Belirlenmesi

Na ve Ca element bolluğunu hesaplamak için öncelikle bir önceki bölümde belirtildiği gibi galaksilerin yaş ve metal bolluğu hesaplanmıştır. Element bolluğu ve çizgi indeksleri arasındaki ilişkiyi bulabilmek için Na-MILES (La Barbera et al. 2017) ve Conroy van Dokkum (CvD, Conroy et al. 2014) modeli kullanılmıştır. Bu modellerin avantajı farklı element bolluklarına ilişkin ayrı ayrı modeller bulundurmasıdır. Bu modeller yardımı ile NaD, Ca4227 ve Mgb indeksinin element bolluğu ilişkisi;

$$[E_i/Fe] = \frac{i_{\text{gözlenen}} - i_{\text{model}}}{\frac{\Delta i_{\text{model}}}{\Delta [E_i/Fe]_{\text{model}}}} \quad (1)$$

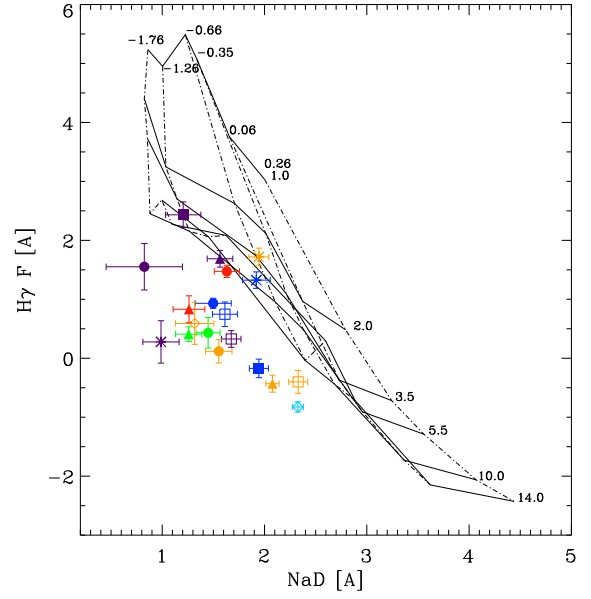
formülü ile saptanmıştır. Burada E hesaplanacak elementi, i elementin hangi çizgi indeksi olacağını, $i_{\text{gözlenen}}$ gözlemlerden



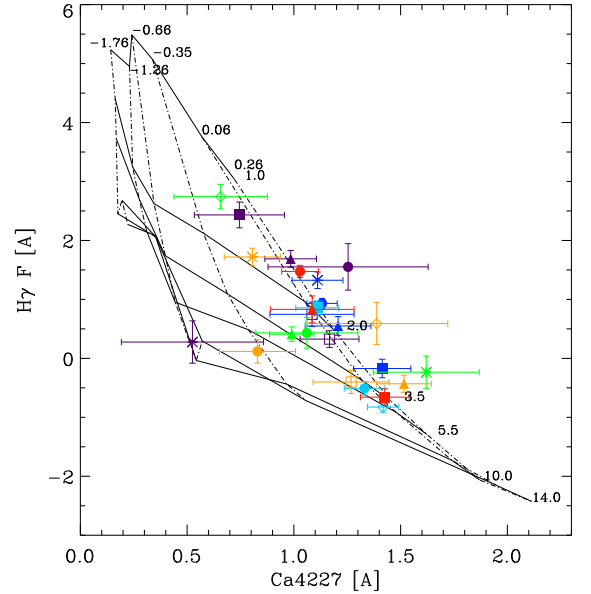
Şekil 1. Yıldız popülasyonu hesaplamak için kullanılan tayfsal indeks-indeks diyagramı. Bu diyagramlarda Güneş-ölçekli (IMF 1.3 ile) yıldız popülasyon eş-yaş eğrileri (Vazdekis et al. 2010) kullanılmıştır. Düz siyah çizgiler sırasıyla 1.0, 2.0, 3.5, 5.5, 10.0 ve 14 Gyr karşılık gelmekte, kesikli çizgiler ise metal bolluğu [M/H], -2.27, -1.26, -0.65, -0.35, +0.06 ve +0.26 değerlerine karşılık gelmektedir. Diyagramların geriye kalan kombinasyonları Şen et al. (2018)'de verilmiştir.

ölçülen indeks değerini, i_{model} modellerden beklenen indeks değerini belirtir.

Çizelge 4'de her galaksi için elde edilen yaş, metal ve element bolluğu verilmiştir.



Şekil 2. $H\gamma_F$ ye karşı Ca4227 indeks-indeks diyagramı. Farklı metal bolluklarındaki yaş eğrileri Şekil 1 ile aynıdır. NaD değeri modelden beklenen değerlerden oldukça düşüktür.



Şekil 3. $H\gamma_F$ ye karşı Ca4227 indeks-indeks diyagramı. Farklı metal bolluklarındaki yaş eğrileri Şekil 1 ile aynıdır. Diyagramda da görüldüğü gibi modeller ile beklenenden biraz yüksektir.

4 Tartışma ve Öneriler

Bu çalışmanın ana sonuçlarından biri, kütleli eliptikler ve Yerel Grup cüceleriyle karşılaştırıldığında, dEs'nin Na bolluklarının olağandışı davranışlarıdır. Hız dağılımı 20–55 km s⁻¹ aralığında olan ve r bandı salt parlaklığı -19 ile -16 arasında bulunan sakin cücelerden oluşan bu örnekler için cüce eliptiklerin Na

Çizelge 4. Gözlenen dEs'inin yaş, metalik ve element bollukları sonuçları. Sütun 1: galaksi adı. Sütun 2 ve 3: WHT ile gözlenen dE'lerin [Ca/Fe] ve [Na/Fe] değerleri. Sütun 4: INT ve VLT ile gözlenen dE'lerin [Mg/Fe] değerleri. Sütun 5 ve 6: sırasıyla, hatalarıyla birlikte metal bolluğu ve yaş değerleri (Şen et al. 2018).

Galaksi	[Ca/Fe] (dex)	[Na/Fe] (dex)	[Mg/Fe] (dex)	[Fe/H] (dex)	log (age) (Gyıl)
VCC0009	0.05	-0.52	...	-1.06 ±0.15	0.94 ±0.03
VCC0021	0.03	-1.17 ±0.18	0.20 ±0.07
VCC0033	0.32	-0.57	...	-1.00 ±0.01	0.83 ±0.17
VCC0170	0.17	-0.32	...	-1.05 ±0.08	0.47 ±0.09
VCC0308	0.14	-0.24	...	-0.40 ±0.24	0.34 ±0.04
VCC0389	0.15	-0.23	...	-0.37 ±0.16	0.70 ±0.04
VCC0397	0.05	-0.20	...	0.06 ±0.35	0.23 ±0.04
VCC0437	0.12	-0.06	...	-0.71 ±0.01	0.98 ±0.07
VCC0523	0.17	-0.33	...	-0.19 ±0.29	0.41 ±0.03
VCC0543	0.21	-0.17	...	-0.44 ±0.07	0.83 ±0.05
VCC0634	0.30	-0.93 ±0.35	0.84 ±0.30
VCC0750	0.13	-0.24	...	-0.47 ±0.10	0.62 ±0.06
VCC0751	0.45	-0.93 ±0.36	0.85 ±0.29
VCC0781	0.11	-0.90 ±0.24	0.84 ±0.30
VCC0794	0.25	-0.31	...	-0.81 ±0.03	0.90 ±0.08
VCC0856	0.05	-0.64 ±0.31	0.92 ±0.16
VCC0917	0.08	-0.43	...	-0.47 ±0.12	0.69 ±0.05
VCC0940	0.40	-0.97 ±0.35	0.84 ±0.29
VCC0990	0.07	-0.23 ±0.12	0.43 ±0.08
VCC1010	0.18	-0.07	...	-0.31 ±0.10	0.94 ±0.03
VCC1087	0.35	-0.94 ±0.25	0.84 ±0.30
VCC1122	0.27	-0.93 ±0.30	0.85 ±0.29
VCC1183	0.15	-0.26 ±0.02	0.67 ±0.11
VCC1261	0.04	-0.33 ±0.13	0.52 ±0.06
VCC1304	0.15	0.06	...	-0.68 ±0.10	0.55 ±0.07
VCC1355	0.34	-0.32	...	-0.64 ±0.01	0.75 ±0.12
VCC1407	0.11	-0.27	...	-0.73 ±0.07	0.95 ±0.05
VCC1431	0.11	-0.49 ±0.02	1.07 ±0.06
VCC1453	0.23	-0.15	...	-0.27 ±0.13	0.76 ±0.05
VCC1528	0.14	-0.05	...	-0.25 ±0.05	0.79 ±0.06
VCC1549	0.08	-0.41 ±0.09	1.04 ±0.09
VCC1695	0.15	-0.21	...	-0.40 ±0.22	0.39 ±0.05
VCC1861	0.38	-0.90 ±0.57	0.85 ±0.29
VCC1895	0.22	-0.37	...	-0.77 ±0.15	0.82 ±0.11
VCC1910	0.05	-0.37 ±0.40	0.93 ±0.11
VCC1912	-0.07	-0.07 ±0.28	0.14 ±0.01
VCC1947	-0.09	-0.93 ±0.47	0.88 ±0.11

bolluklarının güneş bolluğuna kıyasla oldukça az olduğunu görürüz (bkz. Şekil 4). Aynı zamanda Mg bolluğu güneş bolluğu civarındadır. Cüce eliptikler için, bu türden bir analiz daha önce yapılmamıştır, ancak birkaç makale dev eliptiklerde bolluk oranlarını elde etmeye çalışmıştır (ör. Worthey 1998; Thomas et al. 2010; Worthey et al. 2011; Conroy et al. 2014; Spiniello et al. 2014; Smith et al. 2015; Yamada et al. 2006).

Bu çalışmada hafif elementleri analiz ediyoruz. En çok çalışılan ortamlarda düşük [Fe/H] element X'in Fe'e göre bolluğu [X/Fe]'nin, ilk evrelerde sadece aktif olan nükleosentez kanallarından işlenen materyal kaynaklarının bolluğunu temsil ettiğini şu anki bilgi birikimimiz ile biliyoruz. Örneğin, büyük yıldızların çekirdek çöküşünden gelen SNII'nin yıldız oluşumunun en erken dönemlerinin karakteristik özellikleri olması gibi (Cohen & Huang 2009). Bu erken zamanlardan sonra [X/Fe], SNIa, SNII, AGB yıldızları, novalar, vb. gibi diğer kaynaklar tarafından ve aynı zamanda ilk baştaki materyalin birikmesi ve galaktik rüzgarlar ile değişmeye

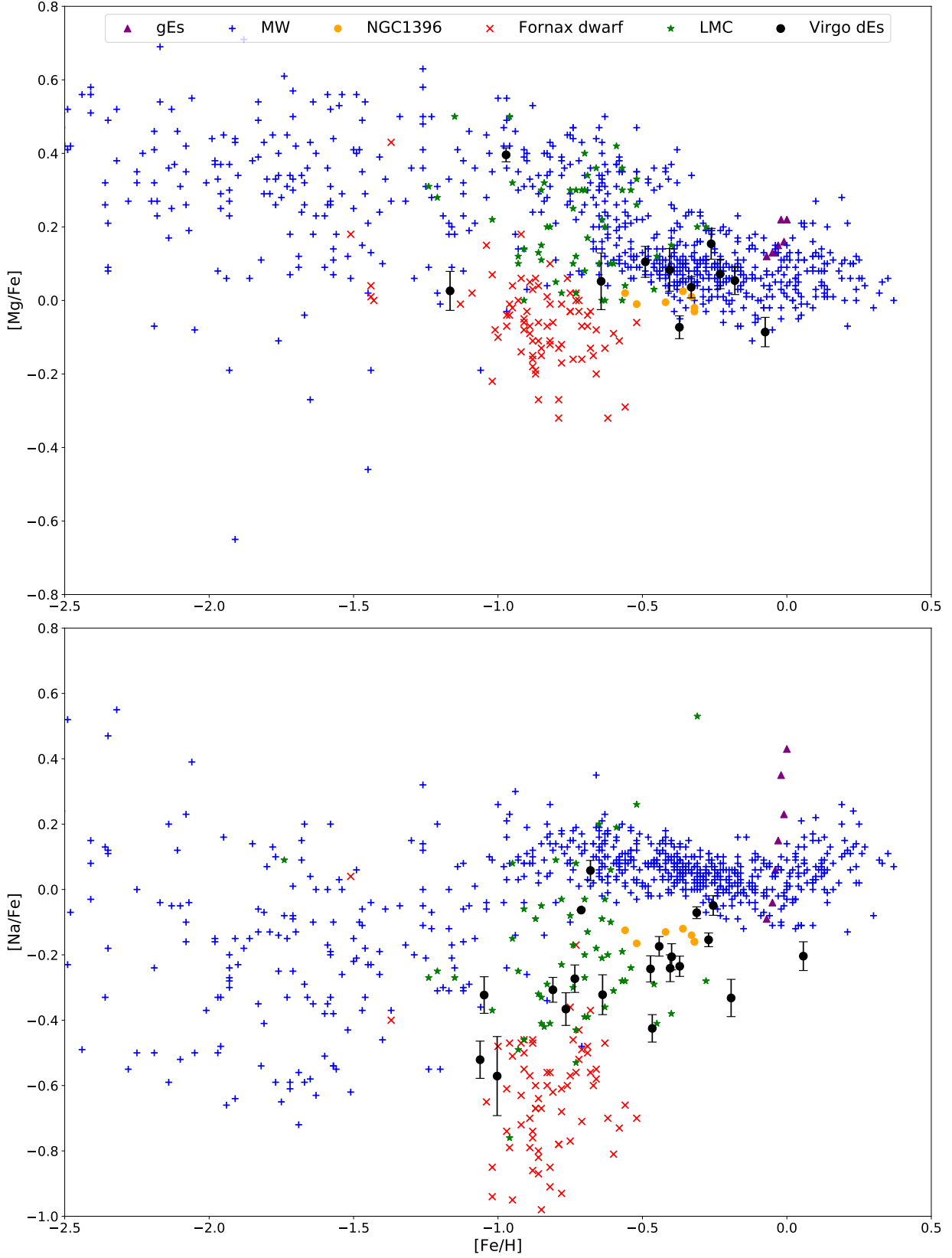
başlar. Bu, [X/Fe] ve [Fe/H] arasındaki ilişkide, eğimin pozisyonunun çekirdek çöküşü SNII ve diğer süreçler arasındaki gecikme süresi tarafından belirlendiği kırık doğru görünümü bir ilişki verir. Bu gecikme, çeşitli parametrelere (IMF, yıldız oluşumu verimliliği, yıldızlarda kütle kaybı oranı ve çoğunlukla H'den oluşan ilkel gazın yığılma oranı) ve aynı zamanda element üretim verimlerine bağlıdır (Greggio et al. 2008). Bu süreç Samanyolunda karakteristik bir kırık doğru görünümüne ulaştırır, burada fakir metal bolluğundaki halo yıldızları için [Mg/Fe] değeri yaklaşık 0.4, güneş kütleindeki disk yıldızları için [Mg/Fe] değeri güneş bolluğundadır. Samanyolunun diskindeki bu güneş bolluk oranlarından, yıldız oluşumunun, haloyla karşılaştırıldığında uzun zaman ölçeklerinde gerçekleştiği sonucuna varılabilir.

Na'nın büyük yıldızların iç kısımlarında üretildiği ve nötron fazlalığına bağlı olduğu bilinmektedir, bu da yıldızdaki ağır element bolluğunun başlangıç değerine bağlıdır. Na'nın hem birincil hem de ikincil bir nükleosentez kanalı vardır (Arnett 1971; Clayton 2003). Ni'nin baskın olarak SNe Ia'dan kaynaklandığı varsayılmaktadır. Bununla birlikte, Ni üretimi de SNe II'de Na üretimi ile bağlantılı olabilir (Thielemann et al. 1990; Timmes et al. 1995). Üretilen Na miktarı, nötron fazlalığı ile kontrol edilir, burada ²³Na, C ve O yanma aşaması sırasında önemli miktarda üretilen tek kararlı nötron açısından zengin izotopur. Ni üretimi, nötron fazlalığına bağlıdır ve nötron fazlası, daha önce üretilen ²³Na miktarına bağlı olacaktır. Dolayısıyla, kimyasal zenginleştirmenin SNe II tarafından baskın olduğu bir Na-Ni korelasyonu beklenir. SNe Ia patlamalarının oluşu, Ni'nin standart olmayan SN Ia modelinde üretildiği gibi (Iwamoto et al. 1999) bu ilişkiyi kırabilir (veya dümdüz edebilir).

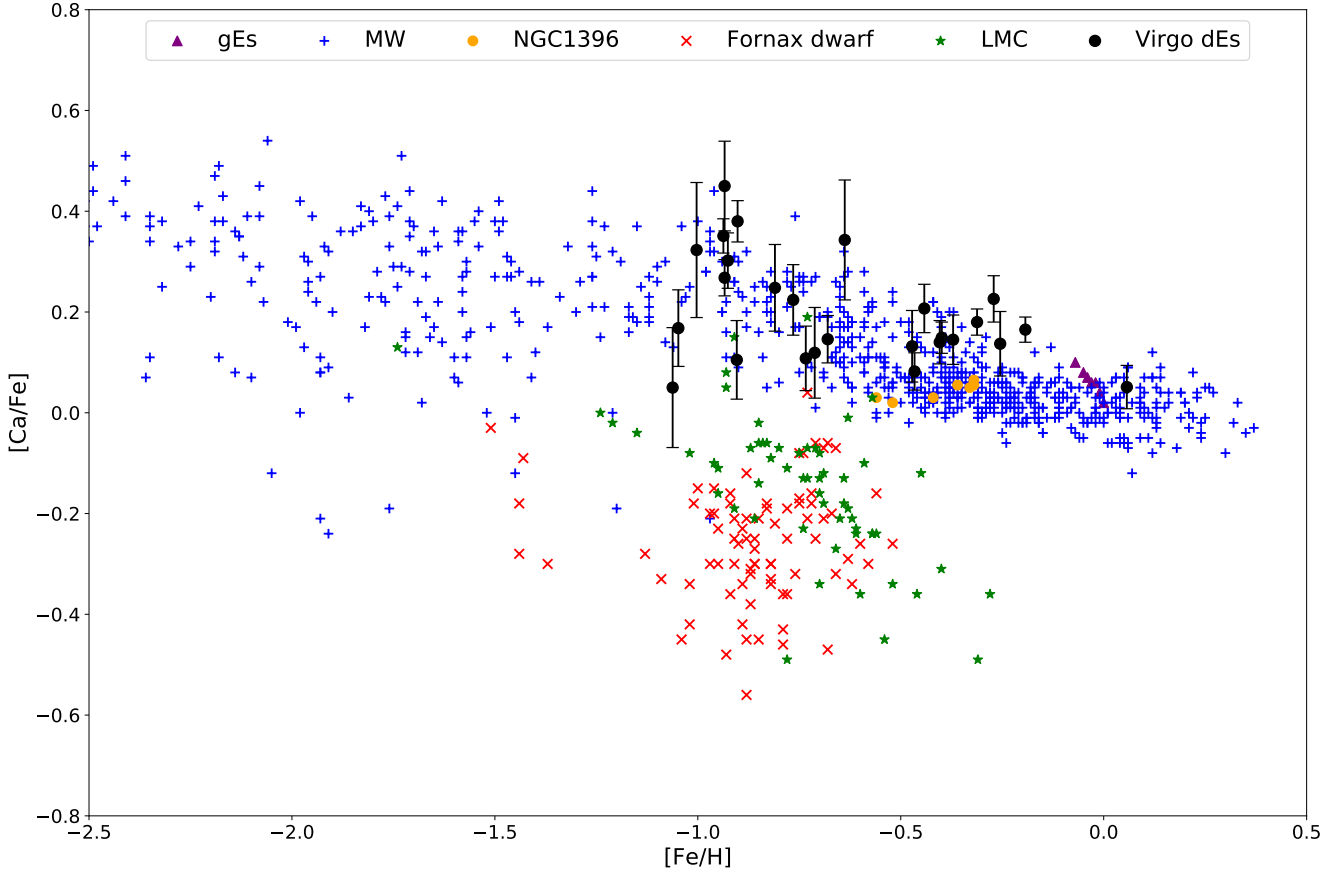
Nötron fazlalığı güçlü bir şekilde metal bolluğuna bağlı olduğundan, Fornax cüce için bulunan düşük [Na/Fe] değeriyale açıklanabilir (Letarte et al. 2010). Aynı zamanda dev eliptiklerde yüksek [Na/Fe] değeriyle açıklanabilir.

Burada bulunan bolluk oranlarının diğer yıldız sistemlerindeki, en büyük kütleli Galaktik küresel kümelerdeki ve dev eliptik galaksilerden çok farklı olduğunu belirtmek önemlidir. Kütleli küresel kümelerdeki kırmızı dev kolu (RGB) yıldızlarında güçlü bir Na-O anti-korelasyonu gözlenir (Kraft 1994, ve bkz. Carretta 2016; Gratton et al. 2001). Bu yıldızlar için oksijen tükenmiş ve Na fazlalaşmıştır, tıpkı N gibi. Bu etki, şu anda gözlemlenen küresel kümelerdeki düşük kütleli yıldızların içinde görülmediğinden, bunun NeNa döngüsü boyunca C-yanması sırasında Na-bolluğunu arttıran büyük yıldızlardan ikinci nesil bir zenginleştirme etkisi olduğu düşünülmektedir (Langer et al. 1993). İkinci nesil (SG) yıldızların, Na ve O gibi bir çok anti-korelasyon yaratarak, farklı miktarlarda işlenmemiş gazla seyreltilmiş, en kütleli birinci nesil (FG) yıldızlarda işlenen nükleer püskürtme tarafından oluşturulduğu düşünülmektedir. Bu süreç, bildiğimiz kadariyle Samanyolu'nun halosunda ve Yerel Grup galaksilerin alan yıldızlarında gerçekleşmez. Bu çalışmada, bunun yakın galaksi kümelerindeki cüce eliptiklerinin yıldızlarında da böyle olmadığını görüyoruz.

NaD değerinin beklenenden daha fazla olduğu bulunmuştur. Daha sonraki çalışmalarda eliptik galaksilerde ve Galaktik şişkin bölgede açık bi şekilde sodyumun (Na) olması gerekenden fazla değerde olduğu bulunmuştur. Belirleyici çalışmalardan olan Spiniello et al. (2015) tarafından NaD indeksinin yaşa, metal bolluğuna ve IMF'ye hassas olmasının yanında [Na/Fe] oranına da hassas olduğunu bulunmuştur.



Şekil 4. Metal bolluğunun bir fonksiyonu olarak Mg ve Na element bolluğu. Mavi artılar, Venn et al. (2004), kırmızı çarpılar Letarte et al. (2010) ve Shetrone et al. (2003)'den Fornax yerel cücesinden gelmektedir. Yeşil yıldızlar Pompéia et al. (2008), mor üçgenler Conroy et al. (2014), turuncu noktalar Mentz et al. (2016) Fornax Kümesinde NGC1396'nın çeşitli radyal uzaklıktaki ölçümleridir. Siyah noktalar ise bu çalışmada analiz edilen Virgo kümesindeki dEs'dir (Şen et al. 2018).



Şekil 4 – devamı. Ca element bolluğunun [Fe/H] ilişkisi.

Bununla birlikte, cüce eliptikler için, IMF-eğiminin bizim Galaksimizden farklı olduğuna dair hiçbir işaret yoktur (Mentz et al. 2016). Burada, [Na/Fe]'nin dev eliptiklerde davranışlarının tersine Güneş'ten fakir bollukta olduğu bulunmuştur.

Dikkat çekici bir önemli sonuç da Mentz et al. (2016) tarafından daha önce bahsedilen cüce eliptikler ve dev eliptikler için [Na/Fe] ve [Fe/H] arasındaki güçlü eğilimdir. Fornax cüceleri için [Fe/H]'in -0.8'lik değerleri için çok düşük [Na/Fe] $\sim [-0.6, -0.8]$ olarak elde edilmiştir. Bu dev eliptiklerde bulunan yüksek, pozitif [Na/Fe] değerleriyle tezat oluşturur. Böyle bir güçlü korelasyon, Na-bolluğun nötron fazlalığına veya eşdeğerde metalliğe güçlü bir şekilde bağlı olması durumunda bekleyebiliriz.

dEs örnekleri için, ölçülen Ca4227 değerleri, Güneş bolluğu modelleri için model tahminlerinden biraz daha yüksektir. Ca'nın dEs'de fazla olduğunu gösterir. 13 Gyl ve Güneş metal bolluğunda CvD modelleri kullanılarak, Ca4227 çizgi indeksinden [Ca/Fe] elde edilmiştir. Bu kalibrasyonu kullanarak, [Ca/Fe]'nin Samanyolu diskinden biraz daha büyük olduğunu, ancak kalın disk ve halodan daha düşük olduğunu gösterir (bkz. Şekil 3). Bu yüksek değerlerin yorumlanması, SN Ia'nın Ca zenginleştirilmesinden kısmen sorumlu olmasıdır (bkz. Travaglio et al. 2004).

4.1 Na, Mg ve Ca Element Bolluğu Değerlendirmesi

Bu çalışmada Virgo kümesinde bulunan 37 dE galaksi için (a) [Mg/Fe] ~ 0 ve (b) [Na/Fe] < 0 ve (c) [Ca/Fe] > 0 sonuçları elde edilmiştir.

- Sonuç (a) yani Mg bolluğunun yaklaşık 0 olması, Samanyolu diskinde olduğu gibi yıldız oluşumunun yavaş olduğu anlamına gelir.
- Sonuç (b), Na bolluğunun 0'dan küçük olması, sonuç (a)'daki aynı oluşum mekanizmasıyla tutarlıdır. Tıpkı Fornax cüce galaksisinin ortasındaki yıldızlar gibi (Letarte et al. 2010), dEs'nin yıldızları da önemli miktarda zenginleşme geçirmiş ve yıldız oluşum tarihlerinin uzamasına neden olmuştur. [Na/Fe]'nin nötron fazlalığına olan bağımlılığı [Na/Fe]'nin sıfırın altında olmasına neden olur çünkü Virgo cüceleri için [Fe/H] (~ -0.5) Güneş bolluğundan daha düşüktür.
- Sonuç (c), uzamış yıldız oluşum geçmişi, daha fazla bozulmaya neden olan Fornax cücelerine kıyasla metal bakımından zengin küme ortamından malzeme topladıkları için dEs'nin daha büyük [Ca/Fe] değerlerine yol açmasına neden olan önemli Ca-bolluk zenginleşmesine neden olabilir. Yerel Grup'ta daha fazla bozulmamış gaz birikir ve bu da, daha düşük [Ca/Fe] oranlarına neden olur.
- Önemli ve güçlü bir ipucu, Fornax ve Büyük Macellan Bulutsusu (LMC) gibi Yerel Grup cüce galaksiler, Samanyolu disk, dev eliptik galaksilerin merkezleri ve cüce eliptik galaksileri karşılaştırıldığında [Na/Fe] ve [Fe/H] arasındaki

güçlü korelasyon görülmektedir, tabii ki bu korelasyonun çalışılması için daha fazla cüce eliptik galaksi gözlemlerine ihtiyaç vardır.

- Bütün bunlar Na-verimlerinin güçlü bir şekilde metal bolluğuna bağlı olması olabilir. Na bolluğu, elektron basıncını etkiler, böylece diğer birçok özelliğin gücü etkilenir. Örneğin, Conroy & van Dokkum (2012) gösterdi ki, büyük kütleli galaksiler için Na bolluğundaki bir artışın, Call'nin bolluğunda bir azalmaya neden olduğunu ve bu, CaT'nin eşdeğer genişliğinde bir azalmaya neden olduğunu göstermektedir. Na bolluğunun arttırılması, daha düşük ağırlıklı bir IMF'nin etkilerini taklit edebilir.
- Bu çalışmadaki dEs için Ca ve Na karşılaştırıldığında farklı bir davranış görüyoruz, ancak IMF'nin burada sorumlu olduğuna dair bir kanıt bulunmamaktadır. Ayrıca LMC için hem [Na/Fe] hem de [Ca/Fe] aynı belirtiye sahiptir. Bu muhtemelen SFH'nin LMC ve dEs arasındaki farklılıktan sorumlu başka bir parametrenin olması gerektiği anlamına gelir. Bununla birlikte, LMC ve dEs arasındaki [Ca/Fe] arasındaki fark (~ 0.2) ile küme ortamında özellikle etkili olan SN Ia tarafından zenginleştirilmedikçe, LMC gibi nesnelere dEs'nin ataları olması gerektiği sadece bir öngördür.
- Burada net bir şekilde görülen dEs'nin element bolluk oranları, yüksek [Na/Fe] bolluğu ve Na-O ters korelasyonu gösteren kütleli Galaktik Küresel Kümelerdeki yıldızlardan çok farklı olmasıdır. Elbette, yıldızların bir kısmının bu etkileri göstermesi hala mümkündür, ancak bu kısım o kadar küçüktür ki, toplam ışıkta tespit edilemeyebilir. Bu fark muhtemelen cüce eliptiklerdeki yıldız oluşum zaman ölçeğinin, Gyl ölçeğine göre uzun olduğunu, çünkü bu küresel kümelerin çok kısa zaman ölçeklerinde oluşması ve yaşlarının çok büyük olması gerektiğini gösterir.
- Bu sonuçlar bize dEs'nin disk benzeri SFH gösterdiği sonucunu verir. Bu da dEs'nin kökeninin yıldız oluşturan cüceler olma teorisini ortaya çıkarır.

4.2 Gelecek Çalışmalar ve Ön Bulgular

Bu çalışma gösterdi ki dEs element bollukları üzerine çalışmalar daha fazla sayıda ve ayrıntılı olarak yapılmalıdır. dEs, genelde yüksek S/N tayfların olmaması ve yüksek çözünürlüklü tayflar olsa da onları analiz etmek için yöntemlerin olmaması nedeniyle çeşitli elementlerin bolluk oranları hakkında çok az bilgi mevcuttur.

Daha fazla çizgiyi analiz etmek için yüksek çözünürlüklü yeni bir çizgi indeksi sistemi oluşturulmuştur. Yüksek çözünürlüklü ELODIE.3 yıldız kütüphanesine dayalı PEGASE.HR (Prugniel & Soubiran 2001) popülasyon modellerini kullanarak 4700–5400 Å dalgaboyu aralığında küçük yıldız sistemleri için Lick sistemine benzer yeni bir yüksek çözünürlüklü tayfsal indeks seti tanımlanmıştır. Bu set 66 yeni soğurma çizgisi ve süreklilik bölgelerinden oluşmaktadır. Her çizgi için, önceden tanımlanmış üç dalgaboyu bandı ve merkezi özelliğin hem mavi hem de kırmızı taraflarında iki geçici süreklilik belirlendi. Tanımı iyileştirmek için indeks değerlerinin çok boyutlu maksimizasyonunu gerçekleştiren otomatik bir program geliştirilerek, her indeksin ilk belirlenen ön tanımını geliştirdi. Çizgi indekslerinin alfa element bolluğu ilişkisi, PEGASE.HR modelleri kullanarak yaş, metal bolluğu ve tayfsal çözünürlüğün fonksiyonu olarak davranışları ve ELODIE kütüphanesi 1503 yıldızla ait tayflar kullanılarak bunların etkin sıcaklık, metal bolluğu ve yüzey çekim ivmesinin fonksiyonu olarak değişimi incelenmiştir.

Yüksek çözünürlüklü çizgi indeks sistemini kullanarak Fornax kümesindeki dE'lerin yıldız popülasyon çalışmasını elde edilmiştir. Gözlemsel veriler, Sidney–Avustralya Astronomik Gözlemevinde (AAO) bulunan 3.9 m Anglo-Avustralya Teleskobu'nun (AAT) ana odağına monte edilen Çok Nesneli İntegral-Alan tayfçekerinden (SAMI; Croom et al. 2012) elde edilmiştir. Bu şekilde, galaksi kütesinin ve kümedeki konumunun bir fonksiyonu olarak, Yerel Grup dışındaki cüce eliptik galaksiler için daha önce hiç çalışılmamış bir dizi elementin bolluk oranlarını elde edebilmiştir (Şen et al. 2022, hazırlanıyor).

Teşekkür

Bu çalışma 1929B012100279 numaralı TÜBİTAK projesi tarafından desteklenmiştir.


Kaynaklar

- Arnett W. D., 1971, *ApJ*, 166, 153
 Barazza F. D., Binggeli B., Jerjen H., 2002, *A&A*, 391, 823
 Binggeli B., Sandage A., Tammann G. A., 1988, *ARA&A*, 26, 509
 Boselli A., Gavazzi G., 2006, *PASP*, 118, 517
 Boselli A., Gavazzi G., 2014, *A&ARv*, 22, 74
 Cardiel N., 1999, PhD thesis, , Universidad Complutense de Madrid, Spain, (1999)
 Carretta E., 2016, ArXiv e-prints, , *ADS* (arXiv:1611.04728)
 Clayton D. D., 2003, *Ap&SS*, 285, 353
 Cohen J. G., Huang W., 2009, *ApJ*, 701, 1053
 Conroy C., van Dokkum P., 2012, *ApJ*, 747, 69
 Conroy C., Graves G. J., van Dokkum P. G., 2014, *ApJ*, 780, 33
 Croom S. M., et al., 2012, *MNRAS*, 421, 872
 De Rijcke S., Dejonghe H., Zeilinger W. W., Hau G. K. T., 2003, *A&A*, 400, 119
 Faber S. M., Friel E. D., Burstein D., Gaskell C. M., 1985, *ApJS*, 57, 711
 Ferrarese L., et al., 2006, *ApJS*, 164, 334
 Geha M., Guhathakurta P., van der Marel R. P., 2003, *AJ*, 126, 1794
 Gorgas J., Faber S. M., Burstein D., Gonzalez J. J., Courteau S., Prosser C., 1993, *ApJS*, 86, 153
 Graham A. W., Guzmán R., 2003, *AJ*, 125, 2936
 Gratton R. G., et al., 2001, *A&A*, 369, 87
 Greggio L., Renzini A., Daddi E., 2008, *MNRAS*, 388, 829
 Hubble E. P., 1929, *ApJ*, 69, 103
 Iwamoto K., Brachwitz F., Nomoto K., Kishimoto N., Umeda H., Hix W. R., Thielemann F.-K., 1999, *ApJS*, 125, 439
 Janz J., Lisker T., 2008, *ApJ*, 689, L25
 Janz J., Lisker T., 2009, *ApJ*, 696, L102
 Janz J., et al., 2012, *ApJ*, 745, L24
 Janz J., et al., 2014, *ApJ*, 786, 105
 Jerjen H., Kalnajs A., Binggeli B., 2000, *A&A*, 358, 845
 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
 Kormendy J., 1985, *ApJ*, 295, 73
 Kraft R. P., 1994, *PASP*, 106, 553
 Kroupa P., 2001, *MNRAS*, 322, 231
 La Barbera F., Vazdekis A., Ferreras I., Pasquali A., Allende Prieto C., Röck B., Aguado D. S., Peletier R. F., 2017, *MNRAS*, 464, 3597
 Langer G. E., Hoffman R., Sneden C., 1993, *PASP*, 105, 301
 Letarte B., et al., 2010, *A&A*, 523, A17
 Lisker T., Grebel E. K., Binggeli B., 2006a, *AJ*, 132, 497
 Lisker T., Glatt K., Westera P., Grebel E. K., 2006b, *AJ*, 132, 2432
 Mentz J. J., et al., 2016, *MNRAS*, 463, 2819
 Michielsen D., et al., 2008, *MNRAS*, 385, 1374

- Paudel S., Lisker T., Kuntschner H., Grebel E. K., Glatt K., 2010, *MNRAS*, 405, 800
- Pompéia L., et al., 2008, *A&A*, 480, 379
- Prugniel P., Soubiran C., 2001, *A&A*, 369, 1048
- Ryś A., Falcón-Barroso J., van de Ven G., 2013, *MNRAS*, 428, 2980
- Ryś A., van de Ven G., Falcón-Barroso J., 2014, *MNRAS*, 439, 284
- Ryś A., Koleva M., Falcón-Barroso J., Vazdekis A., Lisker T., Peletier R., van de Ven G., 2015, *MNRAS*, 452, 1888
- Shetrone M., Venn K. A., Tolstoy E., Primas F., Hill V., Kaufer A., 2003, *AJ*, 125, 684
- Smith R. J., Alton P., Lucey J. R., Conroy C., Carter D., 2015, *MNRAS*, 454, L71
- Spiniello C., Trager S., Koopmans L. V. E., Conroy C., 2014, *MNRAS*, 438, 1483
- Spiniello C., Trager S. C., Koopmans L. V. E., 2015, *ApJ*, 803, 87
- Thielemann F.-K., Hashimoto M.-A., Nomoto K., 1990, *ApJ*, 349, 222
- Thomas D., Maraston C., Schawinski K., Sarzi M., Silk J., 2010, *MNRAS*, 404, 1775
- Timmes F. X., Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, *ApJS*, 98, 617
- Toloba E., et al., 2015, *ApJ*, 799, 172
- Travaglio C., Hillebrandt W., Reinecke M., Thielemann F.-K., 2004, *A&A*, 425, 1029
- Vazdekis A., Sánchez-Blázquez P., Falcón-Barroso J., Cenarro A. J., Beasley M. A., Cardiel N., Gorgas J., Peletier R. F., 2010, *MNRAS*, 404, 1639
- Venn K. A., Irwin M., Shetrone M. D., Tout C. A., Hill V., Tolstoy E., 2004, *AJ*, 128, 1177
- Worthey G., 1998, *PASP*, 110, 888
- Worthey G., Ottaviani D. L., 1997, *ApJS*, 111, 377
- Worthey G., Faber S. M., Gonzalez J. J., Burstein D., 1994, *ApJS*, 94, 687
- Worthey G., Ingermann B. A., Serven J., 2011, *ApJ*, 729, 148
- Yamada Y., Arimoto N., Vazdekis A., Peletier R. F., 2006, *ApJ*, 637, 200
- Şen Ş., et al., 2018, *MNRAS*, 475, 3453

Access:M22-0313: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

GALAH ve Gaia Verileriyle Samanyolu'nda Metal Bolluğu Gradyent Araştırması

Furkan Akbaba,¹★  Tansel Ak,² Olcay Plevne^{1,2}

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

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

Accepted: February 8, 2022. Revised: January 12, 2022. Received: December 22, 2021.

Özet

Bu çalışmada GALAH DR3 ve *Gaia* EDR3 gökyüzü tarama programlarından duyarlılığı yüksek veriler arasından seçilen 66,220 anakol yıldızının metal bollukları, Galaktik yörünge parametreleri ve uzay hızları kullanılarak Samanyolu'nun ince disk popülasyonu için metal bolluğu gradyentleri araştırılmıştır. İnce disk yıldızlarının demir bolluklarına göre R_{GC} , R_{Rehber} , Z_{max} düzlemlerinde hesaplanan metal bolluğu gradyentleri $d[Fe/H]/dR_{GC} = -0.068 \pm 0.014$, $d[Fe/H]/dR_{Rehber} = -0.074 \pm 0.005$ ve $d[Fe/H]/dZ_{max} = -0.160 \pm 0.008$ dex/kpc'dir, alfa element bolluk gradyentleri de $d[\alpha/Fe]/dR_{GC} = +0.001 \pm 0.003$, $d[\alpha/Fe]/dR_{Rehber} = -0.005 \pm 0.001$ dex/kpc ve $d[\alpha/Fe]/dZ_{max} = 0.034 \pm 0.002$ dex/kpc'dir. Bulunan sonuçlar Samanyolu'nun içten dışa çökme senaryoları ile uyum içerisindedir.

Abstract

In this study, metallicity abundance gradients for the thin disk population of the Milky Way were investigated using the metal abundances, Galactic orbital parameters and space velocities of 66,220 main sequence stars selected from the high-sensitivity data from the GALAH DR3 and *Gaia* EDR3 sky survey programs. The metallicity abundance gradients calculated in the R_{GC} , R_{Rehber} , Z_{max} planes according to the iron abundances of thin disk stars are $d[Fe/H]/dR_{GC} = -0.068 \pm 0.014$, $d[Fe/H]/dR_{Rehber} = -0.074 \pm 0.005$ ve $d[Fe/H]/dZ_{max} = -0.160 \pm 0.008$ dex/kpc. Alpha element abundance gradients in the same planes were calculated as $d[\alpha/Fe]/dR_{GC} = +0.001 \pm 0.003$, $d[\alpha/Fe]/dR_{Rehber} = -0.005 \pm 0.001$ dex/kpc ve $d[\alpha/Fe]/dZ_{max} = 0.034 \pm 0.002$ dex/kpc. As a result, the findings obtained in the study support the two-infall model.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: abundances – Galaxy: disc – solar neighbourhood

1 Giriş

Samanyolu'nun modern teleskoplarla araştırılmaya başlandığı 20. yüzyılın başlarında [Shapley \(1917\)](#), küresel kümelerin astrometrik parametrelerini hesaplayarak Samanyolu'nun yaklaşık 100 kpc çapında olduğunu ve Güneş'in Galaksi merkezine uzaklığının da 5 kpc olduğunu belirledi. Daha sonraki yıllarda [Trumpler \(1930\)](#), açık kümelerin uzaklıklarını, onların görünen açısız çaplarından hesapladı, sonuçların fotometrik yöntemle hesaplanan uzaklıklardan daha küçük olduğunu tespit etti ve yıldızlardan gelen ışığın soğurucu bir ortamdan geçerek Dünya'ya ulaştığını keşfetti.

Yıldızların yapısal farklılıklarını inceleyen [Baade \(1944\)](#) Güneş civarında bulunan yıldızlar için Pop I, küresel kümelere bulunan yıldızlar için Pop II isimlendirmelerini kullandı. Böylece yıldız popülasyonlarının araştırılmasının önünü açmış oldu.

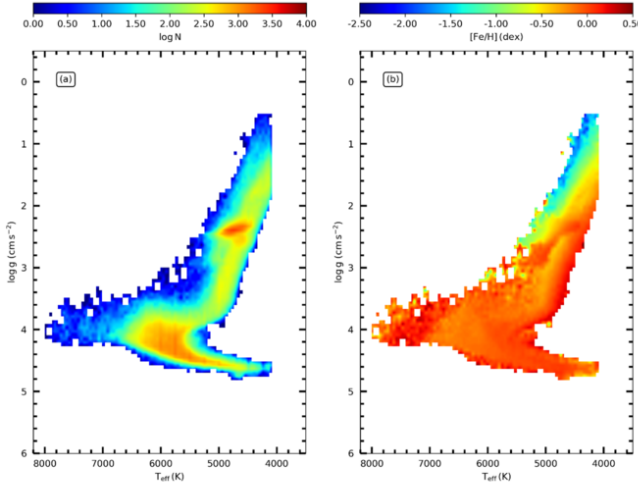
Ardından başka galaksilerin gözlemlerini yapan birçok araştırmacı yıldızların farklı yapılarında olduğunu tespit ederek bu özelliğin sadece Galaksi'mize özgü bir özellik olmadığını keşfetti. Literatüre kazandırılan popülasyon kavramıyla birlikte, Samanyolu'nun yapısı, oluşumu ve evrimine yönelik araştırmaların da başlatılması söz konusu olmuştur. Bu amaçlardan birine yönelik olarak 20. yüzyılın sonlarına doğru Güneş civarındaki yıldızların hassas fotometrik ve astrometrik gözlemlerinin yapılabilmesi için ESA tarafından Hipparcos uydusu tasarlanmıştır ([Beeckmans 1980](#)). Hipparcos uydusu

görev süresi boyunca görünen parlaklığı $V > 8$ kadir olan 120,000 yıldızın fotometrik ve astrometrik verilerinin alınmasını sağlamıştır, bu sayede Güneş civarındaki yıldızların uzaysal sayı yoğunluklarıyla birlikte kinematik özellikleri analiz edilmiştir. Hipparcos uydusundan sağlanan bilgilerin beklenenin üstünde olması ikinci kuşak bir astrometrik uydunun tasarlanmasına yol açmış ve bu yeni uydu *Gaia* ismiyle tanımlanmıştır.

21. yüzyılın başlarında tasarlanmış, farklı dalgaboylarında fotometrik gökyüzü tarama programlarının (WISE, SDSS, CADIS, 2MASS, UKIDSS/VISTA, BATC) kullanılmasıyla birlikte, daha sönük nesnelerin gözlemleri yapılmış ve Samanyolu'nun üç boyutlu haritasının ortaya çıkartılması gündeme alınmıştır. Fotometrik gözlemlerin ardından RAVE, APOGEE, GALAH, LAMOST gibi tayfsal gökyüzü tarama programları oluşturulmuş ve incelenen nesnelerin model atmosfer parametreleri, element bollukları ve radyal hızları tayin edilmiştir. Bu verilerin literatüre kazandırılmasıyla birlikte, yıldızların kinematik ve kimyasal özelliklerinin bir arada analizlerinin yapılabilmesi fırsatı doğmuş, bu sayede Samanyolu'nun oluşumu ve evrimine yönelik daha detaylı çalışmaların sayısı artmıştır.

Çalışmamızda kullanılan GALAH DR3 ([Buder et al. 2021](#)) tayfsal gökyüzü verilerinin *Gaia* uydusunun hassas astrometrik verileriyle birleştirilmesi sonucu elde edilen katalog Galaksi'mizin zamana bağlı kimyasal evrim sürecinin anlaşılmasına katkı verecek bilgileri içermektedir. Bu amaç doğrultusunda çalışmamızda *Gaia* ve GALAH kataloglarından elde edilen verilerden duyarlılığı yüksek olarak seçilen anakol

★ furkan.akbaba@ogr.iu.edu.tr



Şekil 1. GALAH DR3 kataloğundaki 281,143 yıldızın Kiel diyagramları: (a) yıldız sayı yoğunluğuna göre ve (b) demir bolluklarına göre renklendirilmiştir.

yıldızları kullanılarak Galaksi'mizdeki metal bolluğu gradyentleri araştırılmıştır. Galaksi'mizin farklı doğrultuları için metal bolluğu gradyentleri elde edilerek güncel bir kemo-dinamik modele ait sonuçlar çalışmadan elde edilen gözlemsel sonuçlar ile karşılaştırılmış ve Samanyolu'nun evrimine ait ip uçları elde edilmiştir.

2 Veri Seçimi

Bu çalışmada kullanılan GALAH DR3 tayfsal gökyüzü tarama programı kataloğu GALAH konsorsiyumunun Gaia EDR3 verileriyle gözledikleri yıldızların verilerini eşleştirmeleri sonucu tek bir katalogta toplanmıştır. Bu sayede tek bir katalogta yıldızların hem tayfsal hem de astrometrik verileri ve bu verilere ait hatalar kullanıma hazır hale getirilmiştir. Elde edilen verilerin element bollukları, uzay hızları ve Galaktik yörünge parametreleri tayin edilmiştir.

GALAH DR3 tayfsal gözlemleri Kasım 2013 ile Şubat 2019 tarihleri arasında Anglo-Avustralya Teleskobu'na bağlı HERMES tayfçeki gözlenmiş 588,571 yıldıza ait 678,423 tayfsal veriyi kapsamaktadır. HERMES tayfçeki; dört farklı optik dalgaboylarında (mavi: 4715–4900 Å, yeşil: 5649–5873 Å, kırmızı: 6478–6737 Å ve kızılötesi 7585–7887 Å) eş zamanlı, yüksek çözünürlüklü ($R = 28,000$) tayflar elde etmiştir ayrıca yaklaşık 30 farklı elementin (Li, C, O, Na, Al, K, Mg, Si, Ca, Ti, Tl, Sc, V, Cr, Mn, Co, Ni, Cu, Zn, Y, Ba, La, Rb, Mo, Ru, Nd, Sm, Eu) bolluk değerlerini ölçmüştür. Alınan tayflardan yıldızların radyal hızları da tayin edilmiştir. Bununla birlikte GALAH DR3 veri sürümünde element bolluklarına, radyal hız verilerine ait hatalar da bulunmaktadır (Buder et al. 2021). Yıldızların yaş hesapları ise Sharma et al. (2017) tarafından BSTEP adı verilen bir kod yardımıyla yapılmıştır.

GALAH DR3 kataloğunun içinde bulunan Gaia EDR3 (Gaia Collaboration 2020) verileri de yıldızların trigonometrik paralaksları, koordinatları, öz hareket bileşenleri ve bunlara ait hataları içermektedir.

2.1 Kalite Sınırlamaları

GALAH konsorsiyumu ölçüm yapmadığı parametrelere e20 değerlerini atanmıştır, Gaia EDR3 verileri de paralaks değeri negatif atanmış veriler bulunmaktadır bu yüzden toplam veriye i) Model atmosfer parametreleri (T_{eff} , $\log g$, $[\text{Fe}/\text{H}]$, v_{mic}) ve yaşları bilinen, ii) Trigonometrik paralaksı $\sigma_{\pi} > 0$ olan, iii) GALAH konsorsiyumu tarafından en kaliteli tayf verilerini elde etmek için önerilen bazı flag değerleri; $\text{flag_sp} = 0$, $\text{flag_alpha_fe} = 0$, $\text{flag_fe_h} = 0$ iv) Demir bolluğundaki hata oranı $\sigma[\text{Fe}/\text{H}] < 0.10$ kalite sınırlamaları getirilmiştir. Bununla birlikte HERMES tayfçekerinin dört optik dalgaboyunda aldığı gözlemlerden elde edilen S/N oranlarının aritmetik ortalaması alınarak, her bir gözlem için ortalama S/N oranı belirlenmiş ve bu ortalama S/N değerinde medyan değeri olan 35 değerinden büyük seçilerek veri seçim tamamlanmıştır. Bu kalite kriterleri veriye uygulandıktan sonra yıldız sayısı 281,143 olmuştur. Bu veriye ait Kiel diyagramları Şekil 1'de gösterilmiştir.

2.2 Anakol Yıldızlarının Seçimi

Çalışmada anakol yıldızlarının seçimi için Bilir et al. (2020) tarafından önerilen yöntem tercih edilmiştir. Araştırmacılar yaptıkları çalışmada farklı ışına gücüne sahip yıldızları kategorize edebilmek için PARSEC (Padova TRIeste Stellar Evolution Code) yıldız evrim yollarını (Bressan et al. 2012) kullanmıştır. 10 farklı metal bolluğu gruplarına ayırdıkları farklı kütlelerdeki yıldızları $\log g \times T_{\text{eff}}$ diyagramları üzerinde göstermişlerdir.

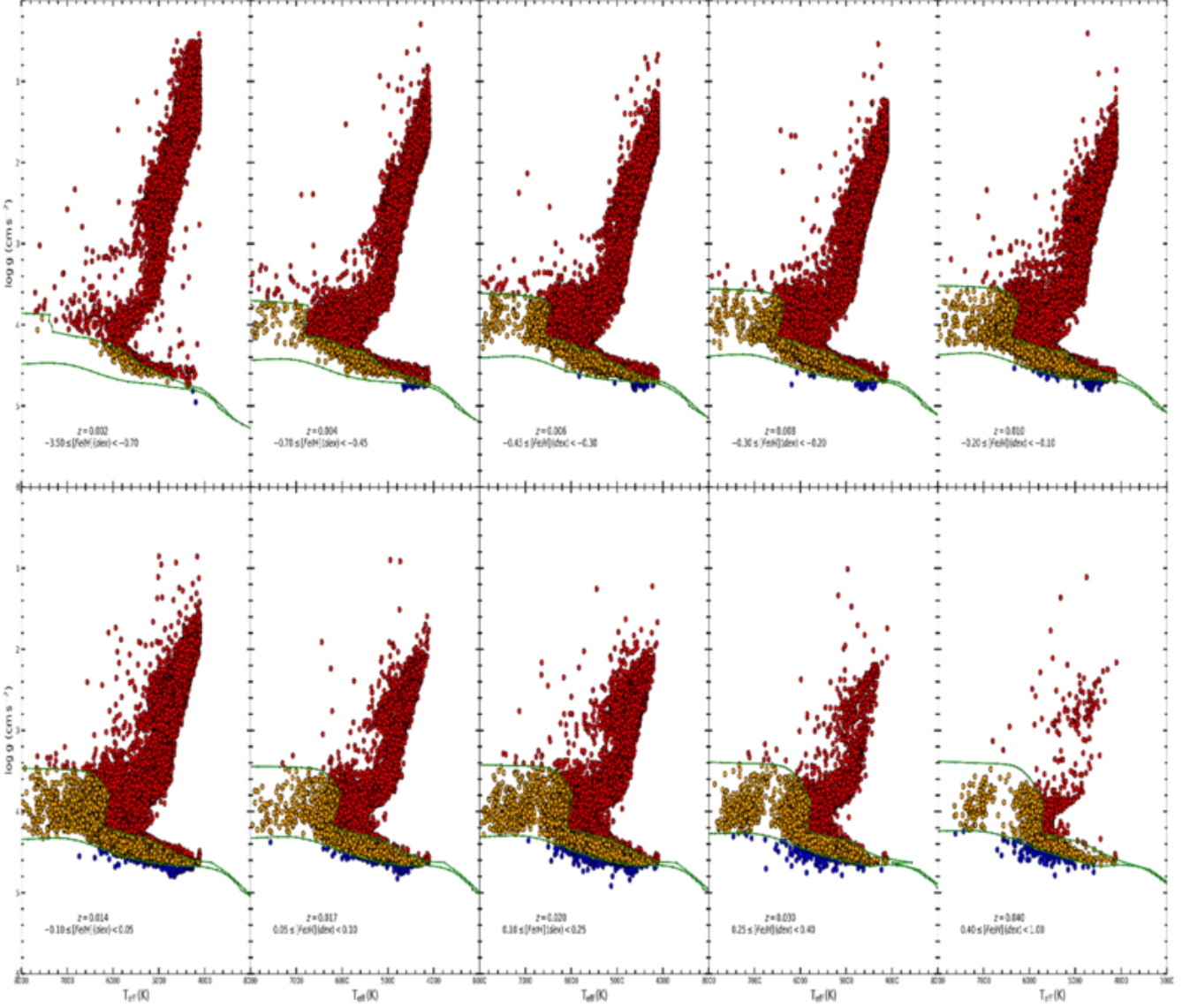
Farklı ışına güçlerindeki 235,202 yıldız için PARSEC yıldız evrim yollarından hesaplanan ZAMS ve TAMS eğrileri $\log g \times T_{\text{eff}}$ diyagramında gösterilmiştir (Şekil 2). ZAMS ve TAMS eğrileri arasında kalan turuncu renkteki veriler anakol yıldızlarını, kırmızı renkteki veriler evrimleşmiş yıldızları ve mavi renkteki veriler istatistik dışı kalan yıldızları göstermektedir. Sonuç olarak 235,202 yıldızın 68,651'i anakol yıldızı, 165,817'si evrimleşmiş yıldız ve 734'ü ışına gücü sınıfı belirlenememiş yıldız olarak gruplandırılmıştır. Bu işlem sonucunda çalışmada kullanılacak anakol yıldızları belirlenmiş olup, anakol örneğinde ki yıldızların sayısı 68,651'dir.

2.3 Yıldızların Uzaklıkları ve Düzlemsel Dağılımları

Örnekteki yıldızların uzaklık ölçüm hatalarını incelemek ve bu hatalardan arındırmak için trigonometrik paralaks değerleri ve bunlara ait hata değerleri Gaia EDR3 (Gaia Collaboration 2020) veri sürümünden alınmıştır. Yıldızların uzaklıklarına ait hata değerleri histogramı Şekil 3'te verilmiştir. Rölatif paralaks hatalarının sınırlandırılması yıldızların kinematik parametrelerinin doğru elde edilmesi dolayısıyla metal bolluğu gradyent hesaplarının doğru yapılabilmesi adına önemlidir. Bu sayede incelenen rölatif paralaks histogramından sonuçla rölatif paralaks hata sınırı $\sigma_{\pi}/\pi \leq 0.2$ alınmıştır. Böylece anakol yıldızlarının %96.5'i seçilerek uzaklıkları ve kinematik özellikleri daha hassas olan yıldız sayısı 66,220 olmuştur.

Anakol yıldızlarının Güneş civarındaki ve Galaksi çeyreklerindeki sayı yoğunluklarını inceleyebilmek için uzaklık hesapları yapılmış ve Güneş merkezli $X \times Y$, $X \times Z$ (Şekil 4) düzlemlerindeki dağılımları incelenmiştir. Çalışmada Güneş'in Galaksi merkezine uzaklığı $R_{\odot} = 8$ kpc olarak alınmıştır (Majewski 1993).

Yıldızların $X \times Y$ düzlemindeki dağılımları incelendiğinde daha çok Galaksi'nin üçüncü ve dördüncü çeyreklerinde sayıca yoğun oldukları, Güneş'e olan uzaklıklarının 1 kpc'e ulaşabildiği,

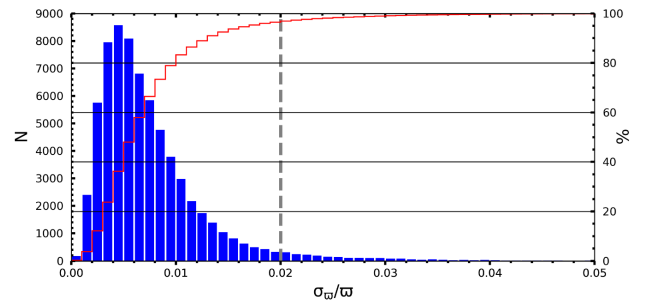


Şekil 2. PARSEC evrim yolları kullanılarak sınıflandırılan yıldızların Kiel diyagramları. Kırmızı noktalar evrimleşmiş yıldızları, turuncu noktalar anakol yıldızlarını ve mavi noktalar ışınma gücü belirlenemeyen yıldızları temsil etmektedir. Şekildeki eğriler ZAMS ve TAMS sınırlarını göstermektedir.

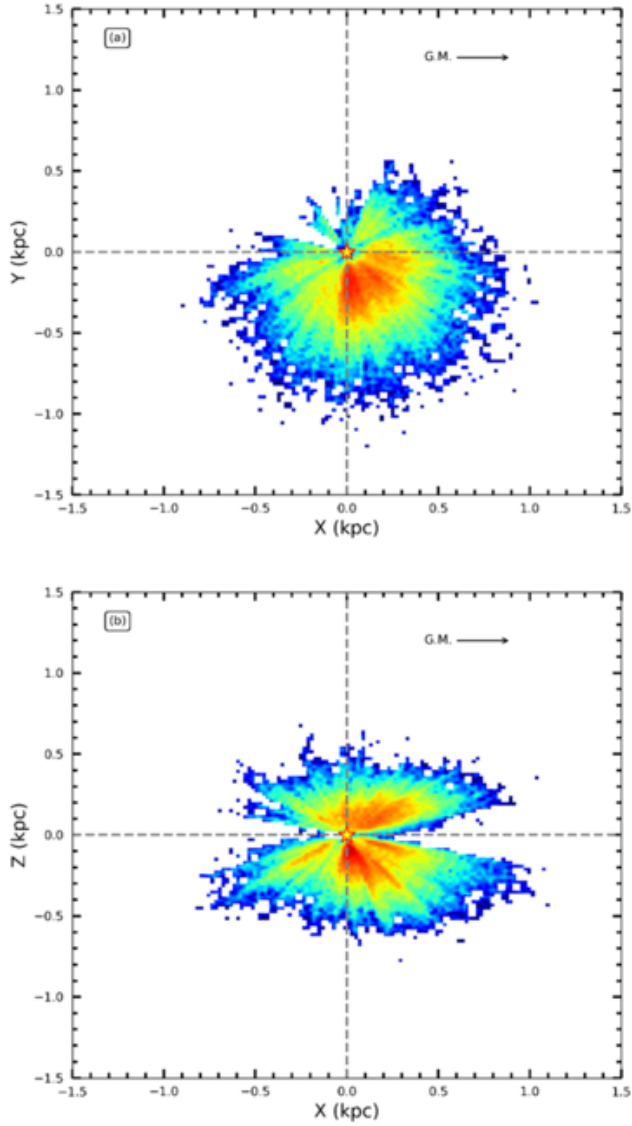
Galaktik düzlemde dik doğrultudaki uzaklıklarının ise 0.5 kpc'e ulaşabildiği anlaşılmıştır. GALAH gökyüzü tarama programı Güney yarıküreden yapılan gözlemleri içerdiği için yıldızların düzlemler üzerindeki dağılımlarının asimetrik olması beklenen bir sonuçtur.

2.4 Yörünge Parametrelerinin Hesaplanması

Ş2.3'de belirtildiği üzere örneğimizdeki yıldızların radyal doğrultuda ve Galaktik düzlemde dik doğrultuda uzaklıkları sınırlıdır. Çalışmamızdaki temel amaç radyal ve dik doğrultularda metal bolluğu gradyent araştırması yapmak olduğu için yörünge parametrelerinin belirlenmesi önemlidir. Yıldızların Galaktik düzlemde maksimum uzaklıklarının, doğum yarıçaplarının, yörünge basınlıklarının bilinmesi ve bu bilgiler dahilinde gradyent değerleri araştırılması Galaksi'nin oluşumu, evrimi konularında ip uçlarının bulunmasını sağlar.



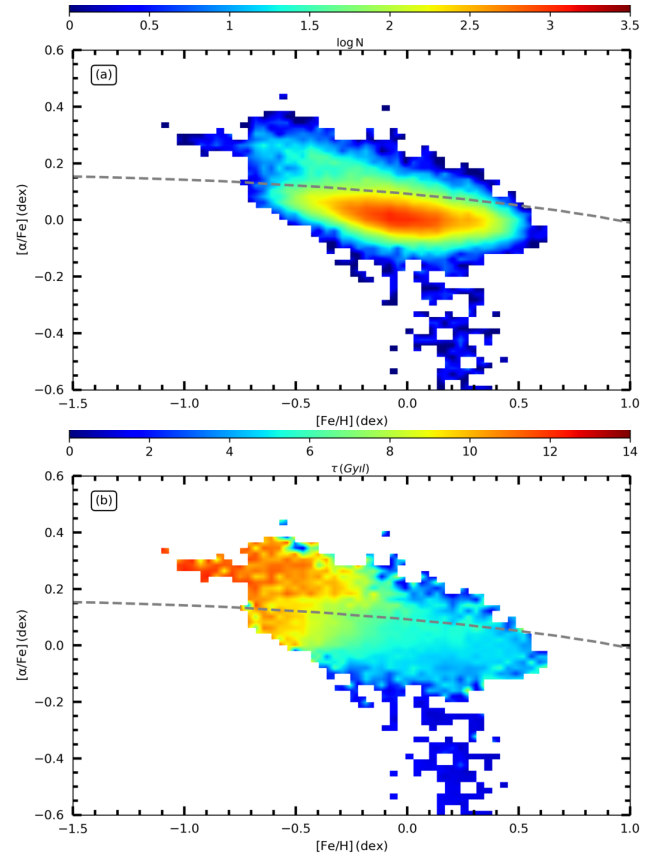
Şekil 3. Anakol yıldızlarının rölative parallax hataları histogramı. Kırmızı çizgi yıldızların birikimli toplamını, gri kesikli çizgi rölative parallax hatalarına getirilen sınır değerini göstermektedir.



Şekil 4. Anadol yıldızlarının (a) X-Y ve (b) X-Z düzlemlerindeki dağılımları. Merkezdeki yıldız simgesi Güneş'i temsil etmektedir. G.M. Galaksi merkezinin yönünü belirtmektedir. Renklendirme sayı yoğunluğuna göre yapılmıştır

Bununla beraber Samanyolu'nun oluşumu ve evrimi konusunda önerilmiş modellerin de gözlemsel verilerle sınanmasına öncülük eder.

Çalışmada Galaktik yörünge parametreleri hesaplanırken galpy (Bovy 2015) kütüphanesi kullanılmıştır. Bu kütüphanede bulunan MWPotential2014 kodu kullanılarak yıldızların Galaksi merkezi etrafındaki yörüngelerinin kapalı bir yörüngeye ulaşması sağlanmıştır, bunun için yıldızlar 5 Gyl'lık bir sürede 0.5 Myıl'lık adımlar kullanılarak yörüngeleri boyunca hareket ettirilmiştir. MWPotential koduna girdi parametreleri olarak anakol yıldızlarının ekvatorial koordinatları, radyal hızları, uzaklıkları ve öz hareket bileşenleri değerleri verilmiştir. Çıktı parametreleri de yıldızların rehber yarıçapı, Galaktik düzlemden ayrılabilirlikleri en büyük dik uzaklıkları, Galaksi merkezine en uzak ve en yakın mesafeleridir. Yıldızların Galaktik yörünge basınlıklarının hesaplanması için $e_p = R_a - R_p / R_a + R_p$



Şekil 5. Anacol yıldızlarının $[\alpha/\text{Fe}] \times [\text{Fe}/\text{H}]$ düzleminde sayı yoğunluklarına göre renklendirilmiş (a), yaşa göre renklendirilmiş (b) popülasyon ayrımı çizgisine göre (kesikli çizgi) ayrımı.

bağıntısı kullanılmıştır. Yıldızların Galaksi merkezine ortalama uzaklıklarının hesaplanması için $R_M = R_a + R_p / 2$ bağıntısı kullanılmıştır. R_p , R_a , R_M , R_{Rehber} , Z_{max} ve e_p yörünge parametrelerinin medyan değerleri, sırasıyla, 7.05 kpc, 8.69 kpc, 7.88 kpc, 7.76 kpc, 0.29 kpc ve 0.13'tür.

3 Yıldızların Galaktik Popülasyonları

Anacol yıldızlarının Galaktik popülasyon sınıfları belirlenirken Plevne et al. (2020) yapmış oldukları çalışmada önerilen Gauss Karışım Modeli kullanılmıştır. Araştırmacılar farklı gökyüzü tarama programlarından elde ettikleri verileri Gauss Karışım Modelini kullanarak makine öğrenmesi yardımıyla $[\alpha/\text{Fe}] \times [\text{Fe}/\text{H}]$ düzleminde Galaktik popülasyon ayırma çizgisi tayin etmişlerdir. Bu çalışmada anakol yıldızlarının popülasyon ayırımı yapmak için Plevne et al. (2020) tarafından önerilen ayırma çizgisi kullanılmıştır.

GALAH DR3'ten elde edilen anakol yıldızları $[\alpha/\text{Fe}] \times [\text{Fe}/\text{H}]$ düzleminde sayı yoğunluklarına (Şekil 5a) ve yaşlarına göre (Şekil 5b) renklendirilerek incelenmiştir. 66,220 anakol yıldızının sayı yoğunluğuna göre oluşturulan diyagramında yıldızların büyük bir kısmının alfa-elementleri bolluğu açısından fakir, demir bolluğu açısından zengin yıldızlardan oluştuğu anlaşılmıştır. Popülasyon ayırma çizgisi (gri kesikli çizgi) dikkate alındığında, çizginin altında kalan yıldızlar ince disk ve çizginin üstünde kalan yıldızlar kalın disk popülasyonu olarak tanımlanmış olup bu popülasyonlara ait yıldız sayısı sırasıyla,

60,461 ve 5,759'dur. Bu bulgu GALAH DR3 veri sürümünden seçilen anakol yıldızların %91.3'in ince disk, %8.7'in de kalın disk/halo popülasyonuna üye olduğunu göstermektedir. İnce disk yıldızlarının kalın disk/halo yıldızlarına göre sayıca daha yoğun bulunmalarının sebebi §2.3'te gösterildiği gibi gözlenen yıldızlarının büyük bir bölümünün Güneş civarı yıldızlar olmasından kaynaklanmaktadır ve bu beklenen bir durumdur. $[\alpha/Fe] \times [Fe/H]$ düzlemindeki ince disk yıldızlarının yaşları incelendiğinde (Şekil 5b) $2 < \tau < 10$ Gyl aralığında yaşlara sahip oldukları görülmektedir. Yaşları $2 < \tau < 6$ değer aralığında bulunan ince disk anakol yıldızlarının demir bolluğu açısından zengin, alfa bolluğu açısından fakir, $\tau > 6$ Gyl olan ince disk anakol yıldızlarının ise demir bolluğu açısından fakir, alfa element bollukları açısından zengin olduğu görülmektedir. Bu bulgu, ince disk popülasyonunu tanımlayan yaş değerleriyle uyumludur (Cox 2000). Galaktik popülasyon ayırımı sınırı civarında bulunan metalce zengin olan 1,231 kalın disk/halo yıldızı tespit edilmiştir. Bu yıldızların geçiş yıldızları oldukları düşünülmektedir. Bensby & Feltzing (2010) ve Nissen (2004) yapmış oldukları çalışmalarda ince disk ile kalın disk popülasyonları arasındaki geçiş yapan yıldızların toplam uzay hızlarını $50 < S_{LSR} < 70$ km/sn aralığında vermektedir. 1,231 yıldızın toplam uzay hız değerleri incelendiğinde %33'ünün bu değer aralığında kaldığı tespit edilmiştir. Geriye kalan %63'lük yıldız grubunun yaşlı ince disk yıldızları oldukları düşünülmektedir. Kalın disk/halo yıldızlarının metalce fakir olanları, alfa element bolluğu açısından zengin olmakla beraber $9 < \tau < 12$ Gyl aralığında yaşlara sahip oldukları tespit edilmiştir.

4 Bolluk Gradyentleri

Anakol yıldızlarının Galaktik düzlemden itibaren radyal ve Galaktik düzlemden dik metal bolluğu gradyentleri hesaplanmıştır. Metal bolluğu gradyent değerleri §2.4'te bahsedilen Galaktik yörünge parametrelerinden yıldızların doğum yarıçaplarına en yakın yarıçap olan rehber yarıçapları (R_{Rehber}) ve Galaktik düzlemden ulaşabilecekleri maksimum yükseklik olan (Z_{max}) kullanılarak tayin edilmiştir.

4.1 Demir Bolluğu Gradyentleri

60,461 ince disk anakol yıldızının $[Fe/H] \times R_{Rehber}$ düzleminde metal bolluğu değişimleri sayı yoğunluklarına ve yaşlarına bağlı olarak sırasıyla Şekil 6a,b'de gösterilmiştir. 60,461 ince disk anakol yıldızının Galaksi merkezine göre uzaklıkları $4.4 < R_{Rehber} < 10.6$ kpc ve demir bollukları $-0.75 < [Fe/H] < 0.60$ dex aralığındadır. $[Fe/H] \times R_{Rehber}$ düzlemi üzerindeki yıldızların duyarlı radyal metal bolluğu gradyent değerini elde edebilmek için yıldızlar 23 uzaklık adımına ayrılmış, yıldızların medyan uzaklık (R_{Rehber}) değerleri ve medyan demir bollukları $[Fe/H]$ hesaplanmış, son olarak hesaplanan değerler Şekil 6'da beyaz daire sembollerine gösterilmiştir. Ağırlıklandırılmış bu 23 noktadan doğrusal bir fit geçirilerek ince disk yıldızları için $d[Fe/H]/dR_{Rehber} = -0.074 \pm 0.005$ dex/kpc'lik bir radyal metal bolluğu gradyenti hesaplanmıştır. Bu yıldızların $[Fe/H] \times R_{Rehber}$ düzlemi üzerinde yaşa bağlı değişimleri de Şekil 6 (b)'de gösterilmiştir. $[Fe/H] \times R_{Rehber}$ düzlemi üzerinde ince disk yıldızlarından metalce zengin olanların yaş aralığı $2 < \tau < 6$ Gyl aralığında değişirken, metalce fakir yıldızların ise yaş değerlerinin $\tau > 6$ Gyl olduğu görülmüştür. Yaş değerlerindeki gözlenen değişim aralıkları literatürde ince disk popülasyonu ifade eden değerler ile oldukça uyumludur (Marsakov et al.

2011). Elde edilmiş bu sonuçlar Galaksi diskinde güçlü bir radyal metal bolluğu gradyentinin bulunduğunu göstermiştir.

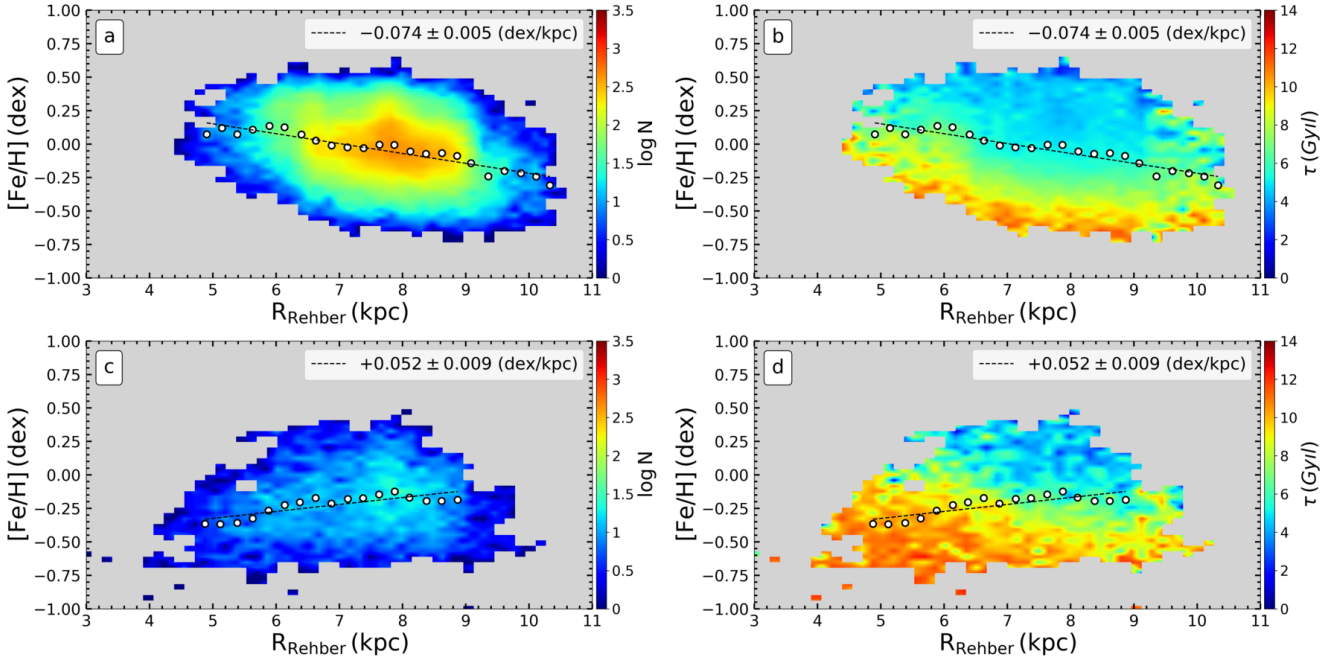
Kalın disk/halo anakol yıldızlarının Rehber yarıçap (R_{Rehber}) uzaklıkları $3 < R_{Rehber} < 10.3$ kpc aralığında değişirken, demir bollukları $-1 < [Fe/H] < 0.5$ dex aralığında değişmektedir (Şekil 6c). Bu yıldızların yaş değerleri de $4 < \tau < 12$ Gyl (Şekil 6d) aralığında değişmektedir. Kalın disk/halo yıldızlarının $[Fe/H] \times R_{Rehber}$ düzleminde 250 pc'lik uzaklık adımları dikkate alınarak medyan uzaklıkları ve demir bollukları hesaplanmıştır. Ağırlıklandırılmış 17 noktadan doğrusal bir fit geçirilerek $d[Fe/H]/dR_{Rehber} = +0.052 \pm 0.009$ dex/kpc'lik bir radyal metal bolluğu gradyent değeri hesaplanmıştır. Aynı düzlemde kalın disk/halo yıldızlarının yaşlarına bağlı değişimleri incelendiğinde (Şekil 6d), demirce zengin yıldızların göreceli olarak genç yaşlarda oldukları ($\tau < 6$ Gyl), demirce fakir yıldızların ise göreceli olarak yaşlı ($\tau > 6$ Gyl) oldukları görülmektedir. Ayrıca metalce fakir kalın disk yıldızların Galaksi merkezine yakın ($R_{Rehber} < 7$ kpc), metalce zengin olanlarının ise Güneş civarında ve Güneş çemberinin dışında yer aldıkları tespit edilmiştir.

İnce disk anakol yıldızlarının Galaktik düzlemden dik doğrultudaki maksimum uzaklıklarıyla (Z_{max}) demir bollukları $[Fe/H]$ arasındaki değişim yıldız sayı yoğunluğuna ve yıldız yaşına bağlı olarak Şekil 7a,b'de gösterilmiştir. İnce disk yıldızlarının Galaktik düzlemden maksimum dik uzaklıkları $0 < (Z_{max}) < 1.75$ kpc ve demir bollukları $-0.75 < [Fe/H] < 0.60$ dex aralığında bulunmaktadır. $[Fe/H] \times Z_{max}$ düzlemindeki ince disk yıldızlarından Galaktik düzleme dik doğrultuda bir metal bolluğu gradyenti elde edebilmek için örnekteki yıldızlar yedi uzaklık aralığına ayrılarak her bir aralıkta yıldızlarının medyan Z_{max} ve medyan $[Fe/H]$ 'leri hesaplanmış ve bu veriler Şekil 7a,b'de beyaz daire sembolüyle gösterilmiştir. Ağırlıklandırılmış bu noktalardan doğrusal bir fit geçirilerek hesaplanan demir bolluğu gradyenti $d[Fe/H]/dZ_{max} = -0.160 \pm 0.008$ dex/kpc'dir. Diyagramda demirce zengin yıldızların $2 < \tau < 6$ Gyl yaş aralığında olduğu, metalce fakir yıldızların ise 6 Gyl'dan daha yaşlı olduğu görülmüştür.

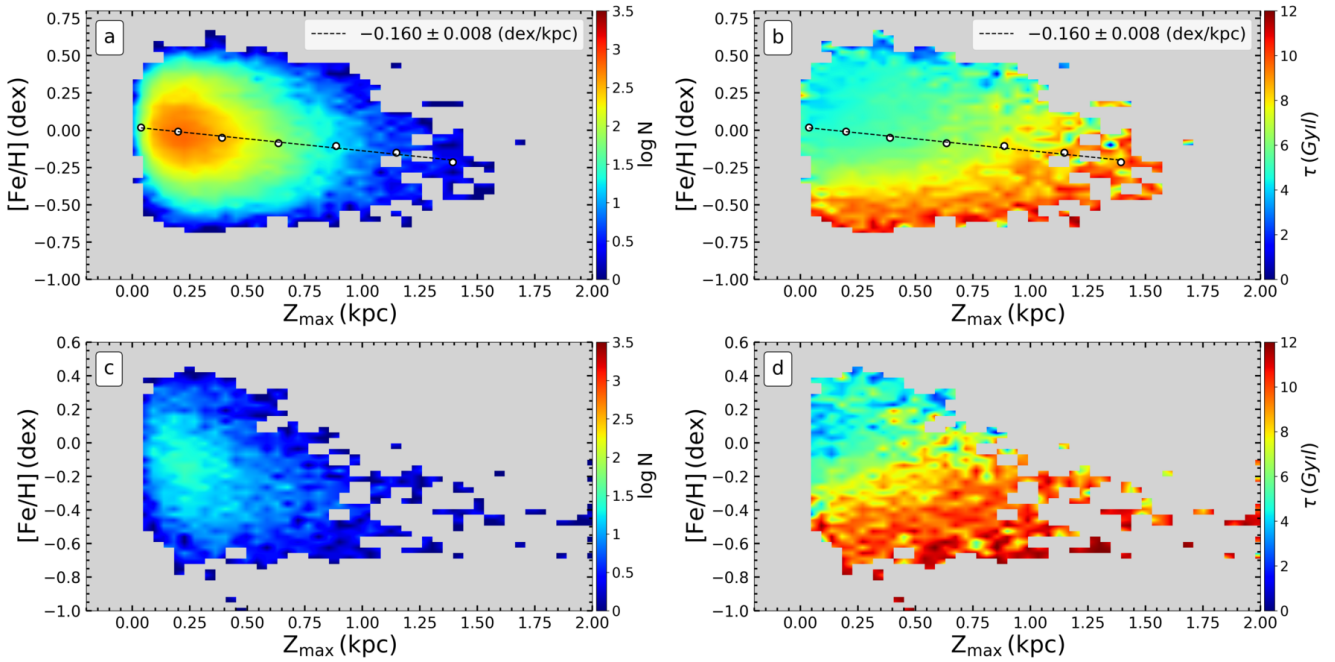
Kalın disk/halo yıldızlarının Galaktik düzlemden dik doğrultudaki maksimum uzaklıkları $0 < Z_{max} < 2$ kpc aralığında değişirken, demir bollukları $-1 < [Fe/H] < 0.5$ dex (Şekil 7a) aralığında ve yaşları da $5 < \tau < 12$ Gyl aralığında (Şekil 7b) bulunduğu tespit edilmiştir. Kalın disk/halo yıldızlarının $[Fe/H] \times Z_{max}$ düzlemindeki yıldız sayı yoğunlukları incelendiğinde, yıldız sayılarının Galaktik düzlemden dik doğrultuda bir demir bolluğu gradyentini hesaplanmasına yetecek miktarda yıldız barındırmadığı görülmüştür.

4.2 α -element Bolluğu Gradyentleri

60,461 ince disk anakol yıldızının Rehber yarıçap (R_{Rehber}) uzaklıklarıyla alfa element bollukları ($[\alpha/Fe]$) arasındaki değişim yıldız sayı yoğunluklarına ve yaşlarına bağlı olarak Şekil 8a,b'de gösterilmiştir. İnce disk anakol yıldızlarının Galaksi merkezine göre uzaklıkları $4.4 < R_{Rehber} < 10.6$ kpc, alfa element bollukları $-0.65 < [\alpha/Fe] < 0.15$ dex aralığında bulunmaktadır. $[\alpha/Fe] \times R_{Rehber}$ düzlemi üzerindeki yıldızlardan hassas radyal metal bolluğu gradyentini elde edebilmek için yıldızlar 23 uzaklık aralığına ayrılarak yıldızların medyan R_{Rehber} ve medyan $[\alpha/Fe]$ değerleri hesaplanmış ve bu veriler Şekil 8a,b'de beyaz daire sembolüyle gösterilmiştir. Ağırlıklandırılmış bu noktalardan doğrusal bir fit geçirilerek $d[\alpha/Fe]/dR_{Rehber} = -0.005 \pm 0.001$ dex/kpc'lik yazıf bir radyal alfa element bolluğu gradyenti hesaplanmıştır. İnce disk



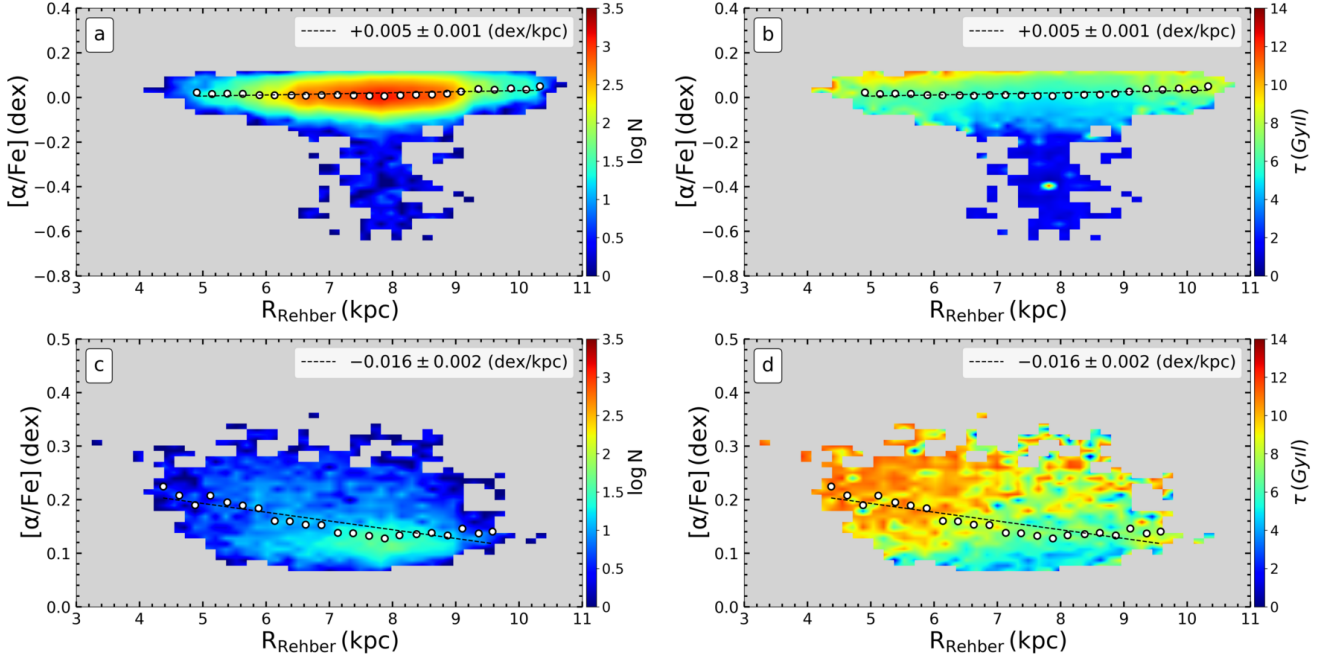
Şekil 6. İnce disk anakol yıldızlarının $[Fe/H] \times R_{\text{Rehber}}$ düzleminde sayı yoğunluklarına ve yaşlarına göre demir bolluğu gradyentleri. Panel a-b: ince disk, Panel c-d: kalın disk/halo yıldızlarını temsil etmektedir.



Şekil 7. Anakol yıldızlarının $[Fe/H] \times Z_{\text{max}}$ düzleminde sayı yoğunluklarına ve yaşlarına göre demir bolluğu gradyentleri. Panel a-b: ince disk, Panel c-d: kalın disk/halo yıldızlarını temsil etmektedir.

anakol yıldızlarının $[\alpha/Fe] \times R_{\text{Rehber}}$ düzlemi üzerinde yaşa bağlı değişimi de Şekil 8b'de gösterilmiştir. Diyagramda alfa elementleri bakımından zengin yıldızların $6 < \tau < 10$ Gyl yaş aralığında olduğu, alfa elementleri bakımından fakir yıldızların ise 6 Gyl'dan daha genç olduğu görülmüştür.

Kalın disk/halo anakol yıldızlarının Rehber yarıçap uzaklıkları $3 < R_{\text{Rehber}} < 10.6$ kpc aralığında, alfa element bollukları $0.08 < [\alpha/Fe] < 0.35$ dex (Şekil 8c) aralığında ve yaşları da $5 < \tau < 12$ Gyl (Şekil 8d) aralığında bulunduğu tespit edilmiştir. Alfa elementleri bakımından zengin yıldızların



Şekil 8. Anakol yıldızlarının $[\alpha/Fe] \times R_{\text{Rehber}}$ düzleminde sayı yoğunluklarına ve yaşlarına göre demir bolluğu gradyentleri. Panel a-b: ince disk, Panel c-d: kalın disk/halo yıldızlarını temsil etmektedir.

$[\alpha/Fe] \times R_{\text{Rehber}}$ düzlemi üzerindeki sayı yoğunlukları incelendiğinde alfa bolluğu gradyent hesaplaması yapılabilecek sayıda oldukları belirlenmiş ve yıldızlar bu düzlem üzerinde 250 pc'lik uzaklık adımları içinde medyan uzaklık ve alfa element bollukları hesaplanmıştır. Ağırlıklandırılmış noktalar üzerinden doğrusal fit geçirilerek $d[\alpha/Fe]/dR_{\text{Rehber}} = -0.016 \pm 0.002$ dex/kpc'lik bir radyal metal bolluğu gradyenti hesaplanmıştır (Şekil 8c,d). $[\alpha/Fe] \times R_{\text{Rehber}}$ düzlemi üzerinde kalın disk/halo yıldızlarının yaşa bağlı değişimleri incelendiğinde (Şekil 8d), zengin alfa element bolluklarında bulunan anakol yıldızlarının göreceli olarak yaşlı ($\tau > 6$ Gyl), alfa elementleri bakımından fakir olanların ise göreceli olarak genç ($\tau < 6$ Gyl) oldukları görülmektedir.

60,461 ince disk anakol yıldızlarının Galaktik düzlemden dik doğrultudaki maksimum uzaklıklarıyla (Z_{max}) alfa element bollukları ($[\alpha/Fe]$) arasındaki değişim yıldız sayı yoğunluklarına ve yaşlarına bağlı olarak Şekil 9a,b'de gösterilmiştir. İnce disk yıldızlarının Galaktik düzlemden dik uzaklıkları $0 < Z_{\text{max}} < 1.75$ kpc, alfa element bollukları $-0.65 < [\alpha/Fe] < 0.15$ dex aralığında bulunmaktadır. $[\alpha/Fe] \times Z_{\text{max}}$ düzlemi üzerindeki ince disk yıldızlarından Galaktik düzleme dik doğrultuda bir metal bolluğu gradyenti elde edebilmek için yıldızlar sekiz uzaklık aralığına ayrılarak her bir aralıkta yıldızlarının medyan Z_{max} ve medyan $[\alpha/Fe]$ 'leri hesaplanmış ve bu veriler Şekil 9a,b'de beyaz daire sembolüyle gösterilmiştir. Ağırlıklandırılmış bu noktalardan doğrusal bir fit geçirilerek $d[\alpha/Fe]/dZ_{\text{max}} = 0.034 \pm 0.002$ dex/kpc'lik bir metal bolluğu gradyenti hesaplanmıştır. Diyagramda alfa elementleri bakımından zengin yıldızların $5 < \tau < 12$ Gyl yaş aralığında olduğu, alfa elementleri bakımından fakir yıldızların ise 5 Gyl'dan daha yaşlı olduğu görülmüştür.

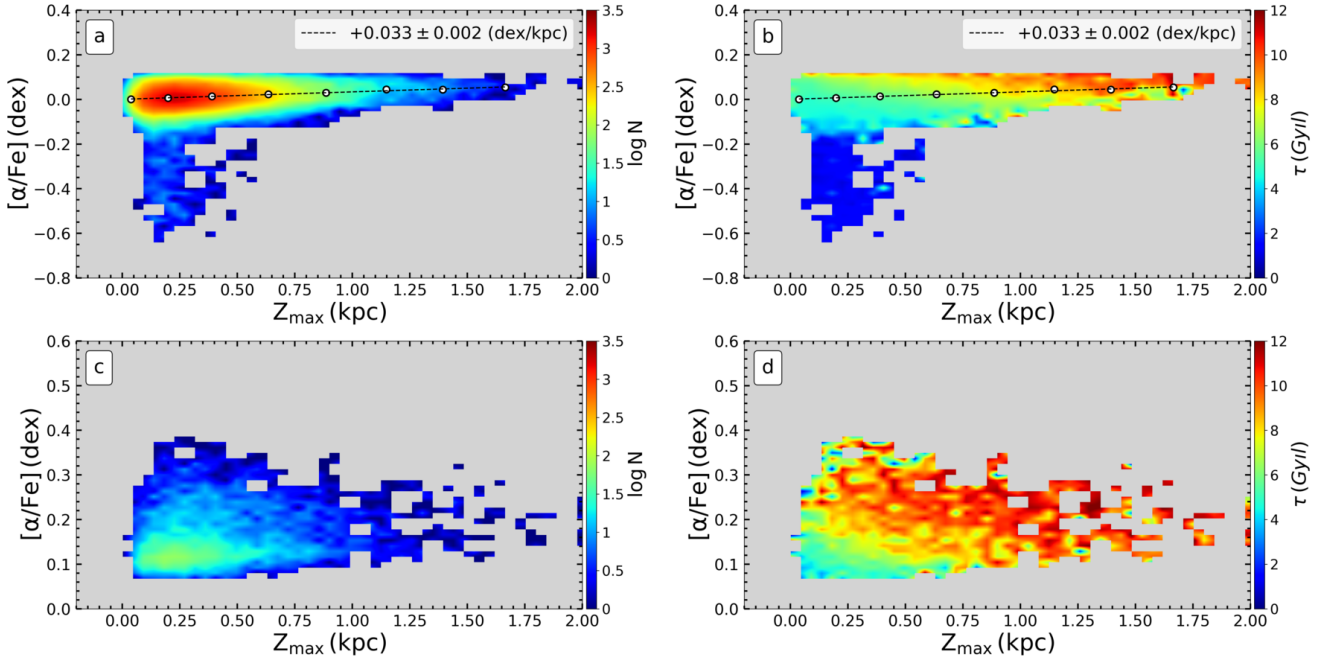
Kalın disk/halo yıldızlarının Galaktik düzlemden dik doğrultudaki uzaklıkları $0 < Z_{\text{max}} < 2$ kpc aralığında değişirken,

alfa element bollukları $0.08 < [\alpha/Fe] < 0.38$ dex (Şekil 9c) aralığında ve yaşları da $5 < \tau < 12$ Gyl (Şekil 9d) aralığında bulunduğu tespit edilmiştir. Kalın disk/halo yıldızlarının $[\alpha/Fe] \times Z_{\text{max}}$ düzlemindeki yıldız sayı yoğunlukları incelendiğinde, yıldız sayılarının Galaktik düzlemden dik doğrultuda bir metal bolluğu gradyentinin hesaplanmasına yetecek miktarda yıldız barındırmadığı görülmüştür. Bu nedenle Galaktik düzleme dik doğrultuda kalın disk/halo yıldızları için bir metal bolluğu gradyent hesaplaması yapılmamıştır.

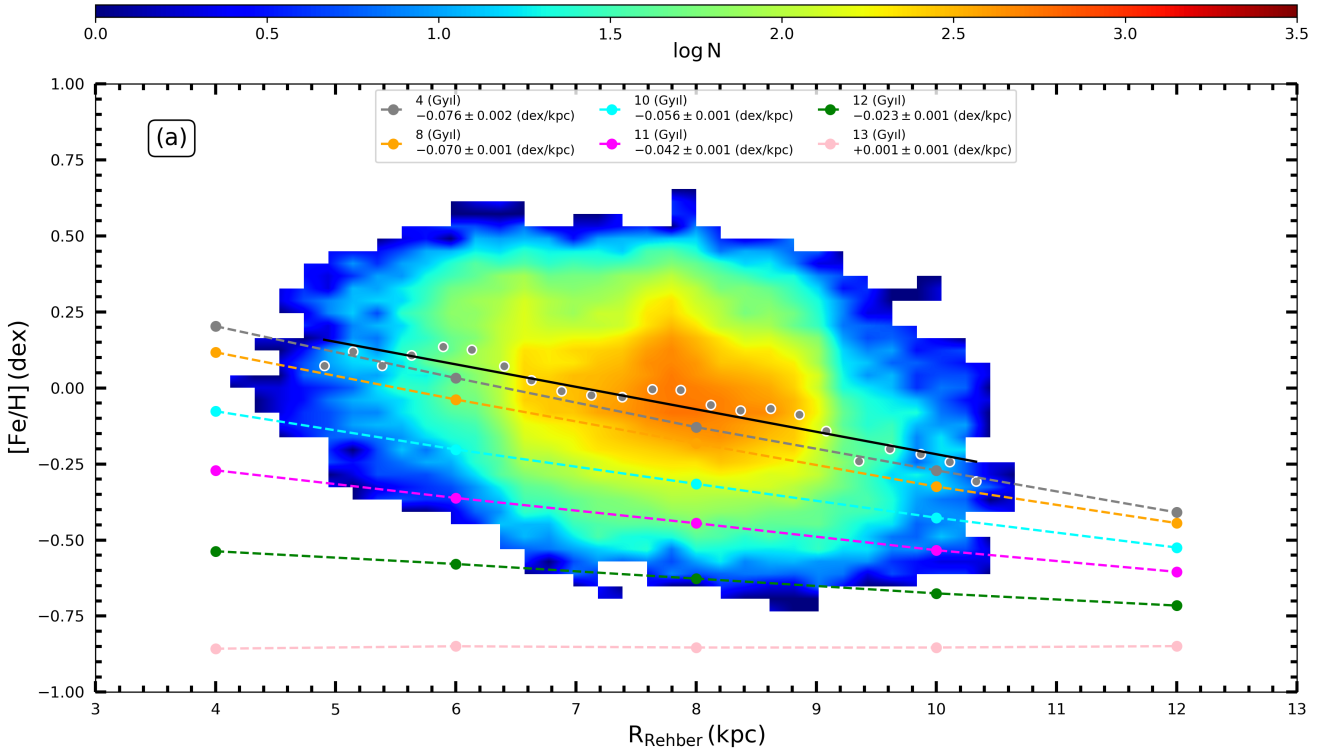
5 Tartışma ve Sonuç

Çalışmada elde edilen radyal metal bolluğu gradyentleri, Sharma et al. (2021)'nin Samanyolu Galaksi'si için üretmiş oldukları kemo-dinamik modellerden ulaşılan metal bolluğu gradyentleriyle karşılaştırılmıştır. Sharma et al. (2021) oluşturdukları kemo-dinamik modele Galaksi merkezinden ve Galaktik düzlemden farklı uzaklıklar için $[\alpha/Fe] \times [Fe/H]$ düzleminde yıldız yaşlarıyla metal bolluğu gradyentlerinin değişimlerini incelemiştir.

Çalışmada Sharma et al. (2021) kemo-dinamik modelinden Güneş çemberini kapsayan ($7 < R < 9$ kpc ve $0 < |Z| < 0.50$ kpc) uzaklık aralığında 4, 8, 10, 11, 12 ve 13 Gyl'a karşılık gelen demir bollukları ve Galaksi merkezine uzaklıklar derlenmiş ve bu veriler $[\alpha/Fe] \times [Fe/H]$ düzlemine yıldız yaşlarının bir fonksiyonu olarak çizilmiştir (Şekil 10). Ayrıca $[Fe/H] \times R_{\text{Rehber}}$ düzlemi üzerinde ince disk anakol yıldızlarının ağırlıklandırılmış verileriyle birlikte, yıldız sayı yoğunluklarına (Şekil 10) göre renklendirilmiş verileri gösterilmiştir. Ağırlıklandırılmış veriler üzerinden doğrusal bir fit geçirilerek ince disk anakol yıldızları için bolluk gradyent, $d[Fe/H]/dR_{\text{Rehber}} = -0.074 \pm 0.005$ dex/kpc olarak hesaplanmıştır. Yıldızların sayı yoğunluğu ve yaşları dikkate alındığında, Sharma et al. (2021) kemo-dinamik modelinden



Şekil 9. Anakol yıldızlarının $[\alpha/Fe] \times Z_{\max}$ düzleminde sayı yoğunluklarına ve yaşlarına göre demir bolluğu gradyentleri. Panel a-b: ince disk, Panel c-d: kalın disk/halo yıldızlarını temsil etmektedir.



Şekil 10. İnce disk anakol yıldızlarından hesaplanan radyal metal bolluğu gradyenti (Sharma et al. 2021)'nin Güneş civarı için yıldız yaşlarının fonksiyonu olarak üretilen kemo-dinamik model sonuçlarına ait gradyent değerleri. Panellerde daire sembolü ağırlıklandırılmış verileri, siyah çizgi tez çalışmasında hesaplanan doğrusal fiti, kesikli çizgiler de farklı yaşlardaki model fitlerini göstermektedir. Renklendirme GALAH DR3'ten seçilen anakol yıldızlarının sayı yoğunluklarına göre yapılmıştır.

$t = 4$ Gyıl için hesaplanan radyal metal bolluğu gradyent değerinin (-0.076 ± 0.002 dex/kpc) bu tez kapsamında hesaplanan değer ile oldukça iyi bir uyum sağladığı görülmüştür.

Sonuç olarak, Güneş civarındaki anakol yıldızlarının güncel ve duyarlı verilerden hesaplanan metal bolluğu gradyentlerinin kuramsal modellerden üretilenler ile uyumlu olduğu bu çalışmada gösterilmiştir. Bu çalışma farklı ışıma gücündeki diğer yıldız gruplarına uygulanarak Güneş civarının ötesindeki bölgeler için üretilen kemo-dinamik modellerin sınanması gerekliliğini ortaya koymaktadır.

Kaynaklar

- Baade W., 1944, *ApJ*, 100, 137
 Beeckmans F., 1980, *ESA Journal*, 4, 15, [ADS](#)
 Bensby T., Feltzing S., 2010, in Cunha K., Spite M., Barbuy B., eds, Vol. 265, *Chemical Abundances in the Universe: Connecting First Stars to Planets*. pp 300–303 ([arXiv:0908.3807](#)), [doi:10.1017/S1743921310000773](#)
 Bilir S., et al., 2020, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 37, e022
 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., et al., 2021, *MNRAS*, 506, 150
 Cox A. N., Pilachowski C. A., 2000, *Physics Today*, 53, 77
 Gaia Collaboration 2020, *VizieR Online Data Catalog*, p. I/350, [ADS](#)
 Majewski S. R., 1993, *ARA&A*, 31, 575
 Marsakov V. A., Koval' V. V., Borkova T. V., Shapovalov M. V., 2011, *Astronomy Reports*, 55, 667
 Nissen P. E., 2004, in McWilliam A., Rauch M., eds, *Origin and Evolution of the Elements*. p. 154 ([arXiv:astro-ph/0310326](#))
 Plevne O., Önal Taş Ö., Bilir S., Seabroke G. M., 2020, *ApJ*, 893, 108
 Shapley H., 1917, *PASP*, 29, 245
 Sharma S., et al., 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 473, 2004
 Sharma S., Hayden M. R., Bland-Hawthorn J., 2021, *MNRAS*, 507, 5882
 Trumpler R. J., 1930, *PASP*, 42, 214

Access:

M22-0312: *Turkish J.A&A* — Vol.3, Issue 3.

Ay Çarpma Parlamalarının Gözlenmesi

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: January 20, 2022. Revised: January 12, 2022. Received: December 20, 2021.

Özet

Ay Çarpma Parlamaları, yüksek hızlarda Ay yüzeyine çarpan göktaşlarının oluşturduğu kısa süreli parlamalardır. Çarpma anında, çarpan cismin kinetik enerjisinin bir kısmının ısısal enerjiye dönüşmesiyle oluşan parlamalar Yer'den teleskoplarla gözlenebilmektedir. Ay çarpma parlamaların gözlemi, çarpan cismin kütlesi, çarpma sonucu oluşan krater boyutları ve çarpma olayının sıcaklığı gibi bilgilere ulaşmayı sağlamaktadır. Bu çalışmada, Ay çarpma parlamalarının gözlem yöntemi, Türkiye'deki teleskoplarla yapılan çalışmalara ait özet bilgi ve ön sonuçlar sunulmaktadır.

Abstract

Lunar Impact Flashes are defined as flashes created by meteorites hitting the Moon surface at high velocities. During the impact events, a fraction of kinetic energy of the impactor is converted to thermal energy and give out an optical signature as flash. This flashes can be observed from the Earth by means of telescopes and observation of lunar impact flashes provides to achieve some information, such as mass of the impactor, size of the crater created by the impact and the impact temperature. In this study, the observation method of lunar impact flashes, the summary information and preliminary results of studies with telescopes in Turkey are presented.

Anahtar Kelimeler: methods:observational – minor planets, asteroids: Moon, planets and satellites:detection – Kuiper belt objects:meteors, meteoroids

1 Giriş

Gezegenler arası ortamda hareket eden çok sayıda katı cisim bulunmaktadır. Bu cisimlerin Güneş Sistemi'nin oluşum zamanından kalan cisimler, katı gezegenler veya uydulardan kopan parçalar ve Güneş Sistemi dışından gelen cisimler olduğu bilinmektedir. Yer'den 1.3 astronomik birim (AB) mesafe içinde bulunanlar Yer Yakını Cisimler (Near Earth Objects – NEOs) olarak isimlendirilmektedir. Bu cisimler yörünge özelliklerine ve yapılarına göre Apollo, Aten, Amor, Atiras gibi Yer Yakını Asteroitler (Near Earth Asteroids – NEAs), yörünge dönemi 200 yıldan küçük olan Yer Yakını KuyrukluYıldızlar (Near Earth Comets – NECs) ve göktaşlarından oluşmaktadır. Genellikle asteroitlerin ve kuyruk yıldızların parçalanması sonucu oluşan bu cisimler 100 µm ile 10 m arasında değişen boyutlardadır (Beech & Steel 1995). Kaya ve metal özelliğe sahip bir metreden küçük boyutlu cisimler göktaşı ya da meteorit olarak adlandırılmaktadır. Güneş Sistemi içinde hareket eden ve ana gövdelerinden ayrılmış bu cisimler, genellikle ilk yörüngelerinde hareketlerine devam etseler de zaman içinde bu yörüngeler gezegenlerin çekim etkisi ve Güneş ışınlarının cisimlere çarpmasıyla değişime uğramaktadır (Burns et al. 1979).

Yörüngeleri, gezegen ve uydu yörüngeleriyle kesişen göktaşları, zaman zaman gezegen ve uydulara çarpmaktadır. Saniyede 11 ile 72 km aralığında hızlara sahip (Jenniskens 2006) göktaşları Yer atmosferine ulaştıklarında atmosferin üst katmanlarındaki moleküllerle çarpışmaya başlarlar. Atmosfer içinde ilerlerken sürtünmeden dolayı sıcaklıkları saniyeler içinde 2000 C derecenin üzerine çıkan meteoritler yanarlar. Yer

atmosferinde yanan bu cisimler meteor olarak isimlendirilir ve atmosfer içindeki hareketleri gözlenebilmektedir.

Amatör gözlemciler ve bilim insanlarının yaptığı gözlemler Yer atmosferine giren göktaşlarının sayıları, yörüngeleri ve yapısal özellikleri hakkında bilgi vermektedir. Her yıl yaklaşık 40 bin ila 80 bin ton aralığında cismin gezegenimize ulaştığı tahmin edilmektedir (Murad & Williams 2002).

Büyük bir kısmı atmosfer içerisinde parçalanarak bu cisimlerin bazıları atmosferi geçerek Yer yüzeyine ulaşmaktadır. Yüzeğe ulaşan cisimler çarptıkları yerde krater denilen izler oluştururlar. Yer'in erken döneminden bugüne kadar oluşan kraterler zaman içinde volkanik ve atmosferik etkiler nedeniyle değişime uğramış veya kaybolmuştur. Yer atmosferine giren göktaşlarının gözlenmesi, Yer Yakını cisimler hakkında bilgi sağlayacak veri sağlasa da atmosfer içinde gerçekleşen olaylar sınırlı bir gözlem alanı içinde kalmaktadır. Küresel ölçekte oluşturulmuş gözlem ağlarıyla Yer atmosferinin belirli alanları gözlem altında tutulmaktadır (IMO).

Ay üzerine çarpan göktaşlarını gözlemek için, Ay yüzeyinin büyük bir alanı gözlenmektedir. Atmosfer içinde yapılan gözlemlerle kıyaslandığında, Ay gözlemlerinde çok daha geniş bir alandan veri alınmaktadır. Göktaşlarıyla sık sık çarpışan Yer ve Ay'da gözlenen süreçler birbirinden farklılık gösterir. Ay, Yer'deki gibi bir atmosfere sahip olmadığından her büyüklükteki göktaşı doğrudan Ay yüzeyine ulaşmaktadır. Atmosferik olayların gerçekleşmediği Ay yüzeyinde, çarpan cisimlerin tamamı iz bırakır ve bu izler neredeyse kaybolmadan dururlar. Yüksek hızlarla Ay yüzeyine çarpan göktaşları tamamen parçalanmaktadır. Çarpışma anında göktaşının sahip olduğu kinetik enerji, ısısal enerjiye dönüştüğünden anlık bir parlama meydana gelmektedir. Bu parlamalar Ay Çarpma Parlamaları (Lunar Impact Flashes) olarak ifade edilmektedir.

* mert.acar@istek.k12.tr

Ay yüzeyine çarpan göktaşlarının Yer'den teleskop ve fotometre kullanılarak gözlenebileceğine dair yapılan ilk teorik değerlendirmenin ardından (Melosh et al. 1993), astronomi gözlemlerinde fotometrelerin yanı sıra CCD (Charged Couple Device) kameraların kullanılmasıyla, Ay çarpma parlamalarının gözlenmesi daha olası hale gelmiştir. CCD kameralara 5 – 10 saniye poz süreleri verilerek, küçük boyutlu (25–30 cm açıklığında) teleskoplarla Ay çarpma parlamalarının gözlemi üzerine çalışılmaya başlanmış (Ortiz et al. 1999) ve birbirinden bağımsız iki araştırma grubu (Dunham et al. 2000; Ortiz et al. 2000), 1999 Leonid göktaşı yağmurları sırasında Ay çarpma parlamalarını gözlemiştir. Bu gözlemler, Ay üzerinde gerçekleşen ilk çarpma parlaması gözlemi olarak kabul edilmektedir.

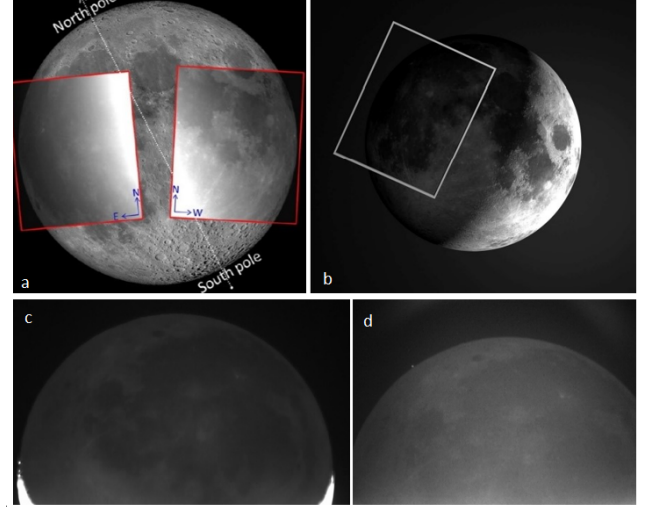
Ay çarpma parlamalarının ilk gözleminin ardından araştırmacılar, göktaşı yağmurlarının en yoğun olduğu dönemlerde çarpma parlamalarını gözlemiştir (Yanagisawa & Kisaichi 2002; Cudnik et al. 2002; Ortiz et al. 2002; Yanagisawa et al. 2006; Cooke et al. 2014; Madiedo et al. 2015b), bilinen göktaşı yağmurlarında gözlenen çarpma parlamalarının dışında, 'ara sıra' gerçekleşen, her hangi bir göktaşı yağmuruna ait olmayan göktaşlarının neden olduğu çarpma parlamalarını da gözlemiştir (Ortiz et al. 2006; Suggs et al. 2008; Madiedo et al. 2014). 2009 yılında sistematik olarak Ay çarpma parlamalarının gözlenmesi amacıyla başlatılan MIDAS (Moon Impact Detection and Analysis System) programında, görsel bölgede yapılan gözlemlerin yanı sıra yakın kızılöte bölgede (NIR) de gözlemler yapılmıştır. 2015 yılında çarpma parlamalarının iki farklı dalgaboyunda yapılan gözlemleri sonucunda, çarpma olayının sıcaklık değeri ilk kez belirlenmiştir (Madiedo et al. 2018). 2015 yılında Ay çarpma parlamalarını gözlemek amacıyla Avrupa Uzay Ajansı (ESA) tarafından başlatılan NELIOTA (NEO Lunar Impacts and Optical Transients) projesiyle Ay çarpma parlamalarının sistematik gözlemlerinin yapılması planlanmıştır. Bu amaçla Yunanistan'da bulunan 1.2 m açıklığındaki Kryoneri teleskobu yeniden yapılandırılmış, tek teleskop üzerinde bulunan iki ayrı kamerada, *I* ve *R* filtreleri kullanılarak çarpma parlamalarının gözlenmesi hedeflenmiştir (Xilouris et al. 2018). 2017 yılında, *I* ve *R* filtreleri kullanılarak yapılan gözlemlerin sonucunda, gözlenen çarpma olaylarının sıcaklık değerleri hesaplanmıştır (Bonanos et al. 2018).

Son 20 yıldır Ay çarpma parlamaları üzerine yapılan çalışmalarda, Ay çarpma parlamalarının gözlenmesiyle, çarpan cismin sahip olduğu kinetik enerji, çarpan cismin kütlesi, çarpan cismin her hangi bir göktaşı yağmuruna ait olup olmadığı, çarpma sonucu oluşan krater boyutları ve çarpma olayının sıcaklığı gibi değerlerin hesaplanabildiği ortaya konulmuştur (Liakos et al. 2020; Avdellidou et al. 2021).

2 Gözlem yöntemi, Analiz ve Hesaplama

2.1 Gözlem yöntemi

Ay çarpma parlamaları, Ay'ın Yer'den görünür karanlık tarafının, başka bir deyişle Ay'ın gece tarafının, yüksek duyarlıklı kameralara sahip teleskoplarla gözlenmesiyle saptanmaktadır. Ay'ın yaklaşık %5'ten %70'e kadar kısmının aydınlandığı zamanlarda, Güneş ışığının doğrudan aydınlatmadığı Ay diskinin gözlenmesi, çarpma parlamalarının saptanmasını mümkün kılmaktadır. Kameranın görüş alanı içinde karanlık Ay diskini oluşturduğu arka alan ile çarpma parlaması arasında oluşan kontrast nedeniyle, çok kısa süreli parlamalar



Şekil 1. Ay çarpma parlamaları gözlemlerinde kullanılan örnek görüş alanları (FoV): (a) NELIOTA, (b) Genellikle kullanılan, (c,d) İSTEK Belde Gözlemevi.

gözlenebilmektedir. Güneş ışığının doğrudan aydınlatıldığı Ay yüzeyinin parlaklığı, gerçekleşen çarpma parlamalarına göre çok daha parlak olduğundan, aydınlık bölgede gerçekleşen çarpma parlamaları fark edilememektedir.

Bu nedenle, Ay çarpma parlamalarının gözlemleri Ay'ın 5 ile 10 yaş arası ve 20 ile 25 yaş arası dönemlerinde yapılmaktadır. Ay'ın beş yaşında olduğu zamanlarda gecelik gözlem süresi oldukça kısadır ve 10 yaş dönemine kadar her geçen gün gecelik gözlem süresi artmaktadır. 10 yaşından sonraki dönemde Ay'ın aydınlık kısmının fazlalığı görüntü içinde saçılmaya neden olduğundan sönük parlamaların saptanması zor hale gelmektedir. Benzer durum 20 yaş içinde geçerlidir ve Ay'ın gözlenebilir karanlık alanı arttıkça, 25 yaş dönemine doğru gecelik gözlem süresi kısalmaktadır.

Ay'ın görünen gece tarafının gözlemlenebilir olduğu dönemlerde, olası en geniş görüş alanına sahip teleskop sistemiyle gözlemler yapılmaktadır. Örnek görüş alanları ve Ay üzerinde gözlenen bölge Şekil 1'de verilmiştir. Kameralara verilen çok kısa poz süreleriyle çarpma parlamaları saptanabileceği parlamaların poz süresinde alınan sinyaller arasında kaybolma olasılığı vardır. Kameraların okuma ve kayıt zamanları düşünüldüğünde, gecelik gözlem süresi içinde kayıp zamanlar oluşmaktadır. Gözlemlerin video kaydıyla yapılması bu tür kayıp zamanları ortadan kaldırdığı gibi, bir saniye içinde alınan görüntü sayısının 20–25 fps (frame per second) değerinde olması zaman çözünürlüğünü arttırmaktadır. Çarpma parlamalarının gerçekleşme sürelerinin çoğunlukla 0.1 saniye ve altındaki sürelerde olduğu düşünüldüğünde, video gözlem yöntemiyle bu parlamaların belirlenmesi çok daha olasıdır. Ayrıca yüksek zaman çözünürlüğü, parlamaların ışık değişiminin ne şekilde olduğunun belirlenmesini, yani parlamaların ışık eğrisinin oluşturulma ihtimalini de arttırmaktadır.

2.2 Analiz

Video gözlemiyle gece boyunca sürekli olarak alınan verilerde herhangi bir çarpma parlamasının olup olmadığının belirlenmesi özel yazılımlar kullanılarak yapılmaktadır. Kullanılan yazılımlar, görüntü içindeki piksellerde meydana gelen değişimleri

belirlemektedir. Sürekli olarak aynı bölgeden alınan video görüntülerinde birkaç önceki ve birkaç sonraki her bir görüntünün (frame) birbiriyle karşılaştırılmasıyla, piksellerdeki değişim belirlenmektedir. Belirlenen değişimler görüntü üzerinde işaretlenerek bir çıktı görüntüsü oluşturulur.

Bu yazılımlardan en bilineni ve erişimi herkese açık olanı Lunar Scan (Gural, 2007) yazılımıdır. Görüntü içinde parlamaları belirleyen bu yazılım aynı zamanda, göktaşı yağmuru verilerini kullanarak Ay üzerinde olası çarpma bölgelerini de göstermektedir. Ay çarpma parlamaları üzerine çalışan araştırmacılar genellikle kendi yazılımlarını oluşturmaktadır ve bu yazılımların temeli piksellerdeki değişimi esas almaktadır (Madiedo et al. 2015a; Xilouris et al. 2018). Kullanılan yazılımlarla elde edilen parlamaların büyük bir kısmı genellikle kozmik ışın kaynaklı ya da elektriksel nedenlerle görüntü içinde oluşan parlamalardır.

Bununla birlikte, Yer yakını yörüngede hareket eden yapay uydular üzerinden yansıyan Güneş ışığının oluşturduğu ani parlamalar da Ay çarpma parlaması gibi görünmektedir. Parlamaların çarpmadan kaynaklanan bir parlama olduğunun anlaşılmasının en kesin yolu, parlamaların farklı bölgelerde bulunan iki ve ya daha fazla teleskopla gözlenmesidir. Paralaks nedeniyle uyduların neden olduğu parlamalar Ay üzerinde aynı noktada görünmemektedir. Her iki teleskopla Ay üzerinde aynı noktada saptanan parlama, Ay çarpma parlaması olarak anılmaktadır.

Parlamanın gerçek bir çarpmadan kaynaklı olduğunun anlaşılmasının bir diğer yolu ise parlamaların, aynı anda iki veya daha farklı dalgaboyunda yapılan gözlemleriyle mümkündür. Bunun dışında tek bir teleskopla yapılan gözlemlerde bile Ay çarpma parlamalarının gerçek bir çarpmadan kaynaklandığı anlaşılabilir. Parlamaların görüntü içindeki konumunun değişiminin kontrol edilmesi, gözlem doğrultusunda herhangi bir uydunun olup olmadığının incelenmesi ve fotometride kullanılan veri indirgeme yöntemlerinin uygulanmasıyla, yapay parlamalar ortaya çıkarılabilmektedir.

Parlamanın çarpmadan kaynaklandığının anlaşılmasının ardından ışık ölçüm için kullanılan MaximDL, IRIS, IRAF gibi yazılımlar kullanılarak çarpmaların parlaklık değeri belirlenmektedir. Ay'ın gece tarafı gözlenirken, Ay yüzeyi bir miktar Yer atmosferinden yansıyan ışık ile aydınlanmaktadır. Ay'ın gece tarafı üzerindeki geniş koyu renkli alanların ve bazı krater yapılarının belirgin olması, çarpma parlamalarının Ay yüzeyindeki konumunu belirlemede yardımcı olmaktadır. NASA'nın LRO (Lunar Reconnaissance Orbiter) uzay aracı verileriyle oluşturulan Quickmap modülü ya da Virtual Moon Atlas gibi detaylı Ay haritaları yardımıyla parlamaların Ay üzerindeki konumu, Ay koordinatlarında (selenografik koordinatlarda) belirlenmektedir.

2.3 Hesaplama

Gözlem gecesi boyunca Ay ile birlikte parlaklığı bilinen referans yıldızların gözlem verileri kullanılarak, gözlenen Ay çarpma parlamasının parlaklığı hesaplanmaktadır. Parlamaların parlaklık değeri m_f , referans yıldızın parlaklık değeri m_s , parlamadan ve referans yıldızından aynı sürede ölçülen sinyaller sırasıyla F ve S olmak üzere denklem 1 yardımıyla çarpma parlamasının parlaklık değeri hesaplanmaktadır.

$$m_f = m_s + 2.5 \log(S/F) \quad (1)$$

Parlamanın görünür parlaklık değeri kullanılarak, çarpma olayının ışına gücü P hesaplanabilir. $Wm^{-2}\mu m^{-1}$ biriminde sıfır büyüklüğündeki kaynağın akı yoğunluğu K (Bessell et al. 1998), zamana bağlı görünen parlaklık değeri m ve μm biriminde salınan enerjinin hesaplanacağı tayf aralığının genişliği $\Delta\lambda$ olmak üzere, $W m^{-2}$ biriminde çarpma ışına gücü, denklem 2 ile yazılmaktadır.

$$P = K \times 10^{-m/2.5} \Delta\lambda \quad (2)$$

P için daha uygun bir ifade, $I(\lambda)$ akı yoğunluğu ve λ_0 tayf aralığının etkin dalga boyunun orta noktası olmak üzere denklem 3 ile yazılabilir. $I(\lambda)$ 'nın fonksiyon formu bilinmediğinden kullanılan tayf aralığında değişmediği kabul edilmektedir (Madiedo et al. 2019).

$$P = \int_{\lambda_0 - \Delta\lambda/2}^{\lambda_0 + \Delta\lambda/2} I(\lambda) d\lambda \quad (3)$$

Parlamanın zamana bağlı görünür parlaklığı kullanılarak verilen ışına gücü P 'nin, parlama süresi boyunca integre edilmesiyle, Yer'den gözlenen enerji akısı E_d elde edilmektedir. Bu akı, belirtilen tayf aralığı içinde Ay yüzeyinden ışık olarak salınan enerji E_r 'nin hesaplanmasına olanak sağlamaktadır. Ay yüzeyinden salınan ısısal enerji E_r , parlamaların gerçekleştiği andaki Yer-Ay arasındaki mesafe R , ışık salınım süreçlerinin yön bağımlılık derecesini belirten katsayı f (Ay yüzeyinde gerçekleşen parlamalar için $f = 2$) (Bellot Rubio et al. 2000) olmak üzere, denklem 4 ile hesaplanmaktadır.

$$E_r = E_d \pi f R^2 \quad (4)$$

Isısal enerjinin belirlenmesinin ardından çarpan cismin sahip olduğu kinetik enerji E_k hesaplanabilmektedir. Kinetik enerjinin ne kadarlık bir kesrinin ısısal enerjiye dönüştüğünün ölçüsü olan 'ısıtma etkinliği' parametresi η olmak üzere, denklem 5 kullanılarak kinetik enerji hesaplanmaktadır.

$$E_k = \frac{E_r}{\eta} \quad (5)$$

Isıtma etkinliği η değeri kesin olarak bilinmemektedir ancak farklı araştırmacıların yaptığı çalışmalar birbirlerine yakın değerler vermiştir. Örneğin Leonid (Bellot Rubio et al. 2000; Ortiz et al. 2002) ve Geminid göktaşı yağmurları (Ortiz et al. 2015) sırasında gözlenen çarpma parlamaları kullanılarak ısıtma etkinliği $\eta = 2 \times 10^{-3}$ olarak hesaplanmıştır. Isıtma etkinliğinin bir başka değeri ise $\eta = 1.5 \times 10^{-3}$ olarak verilmiştir (Swift et al. 2011; Bouley et al. 2012). Çarpan cismin kinetik enerjisi hesaplanırken, genellikle her iki değer de göz önünde bulundurulmaktadır. Ayrıca laboratuvarında gerçekleştirilen yüksek hızlı çarpışma deneyleri sonucunda, ısıtma etkinliğinin cismin hızına bağlı değeri için

$$\eta = 1.5 \times 10^{-3} e^{-\left(\frac{v}{v^*}\right)^2} \quad (6)$$

eşitliği verilmiştir (Swift et al. 2011). Bu eşitlikte, 27 km s^{-1} üzerindeki hızlarda ısıtma etkinliğinin değeri önemli bir değişim göstermemektedir. Ay yüzeyine çarpan göktaşlarının saniyede 11 ile 72 km arasında hızlarda hareket ettiği düşünüldüğünde kullanılacak ısıtma etkinliği değerinin seçimine dikkat edilmelidir.

3 Gözlem ve Sonuçlar

2015 yılında İSTEK Belde Gözlemevi (41°01'48" K, 9°02'32" D), NASA'nın JUNO görevine destek olan Yer gözlem

istasyonlarından biri olarak JUNO projesine gözlem verisi sağlamaya başlamıştır. JUNO aracının Jüpiter'e yakın geçişleri sırasında Jüpiter gözlemleri için, video gözlem yöntemi ve Hızlı Görüntüleme Tekniği (Lucky Imaging) uygulanmaktadır. Video gözlem yönteminin tecrübe edilmesinin ardından 2017 yılında Ay çarpma parlamalarının saptanması için gözlemlere başlanmıştır. Bu gözlemler için, 40 cm açıklığında Meade LX 600 ACF teleskop ve Paramount ME II teleskop kundağıyla birlikte, Celestron Skyriiss 274M kamera ve Meade f/3.3 odak düşürücüden oluşan bir sistem kullanılmıştır. 2021 yılında Celestron 274M kamera, QHY5IIIIM kamera ile değiştirilerek gözlemlere devam edilmiştir.

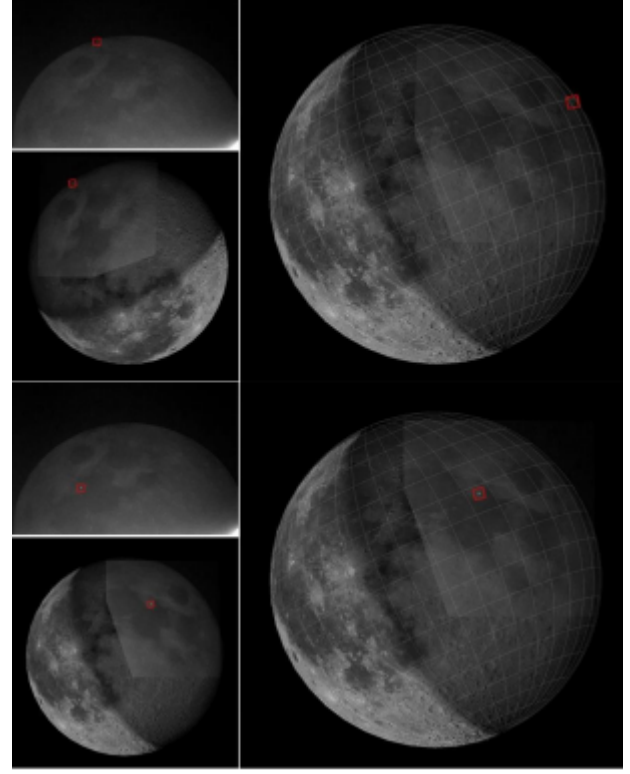
Süreç içerisinde Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi T40 teleskobundan alınan gözlem zamanlarıyla gözlemler yapılmış, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG) T100 teleskobundan alınan gözlem zamanlarıyla, Ay çarpma parlamalarının gözlenmesi üzerine test gözlemleri gerçekleştirilmiştir. 2019 yılında Endülüs Astrofizik Araştırma Enstitüsü'nde (IAA) yapılan çalışmayla, La Sagra Gözlemevi'nde bulunan 50 cm açıklığındaki teleskop ve Sony a7 kameradan oluşan bir sistem, Ay çarpma parlamalarının saptanması için kullanılmaya başlanmıştır. Saniyede 100 görüntü alınarak gerçekleştirilen video gözlemleri, Ay çarpma parlamaları gözleminde ilk kez denenmektedir.

Bu gözlemler sonucunda çarpma parlamalarının ışık eğrilerinin oluşturulması hedeflenmektedir. 2017 yılından beri yapılan gözlemlerde yaklaşık 70 saatlik gözlem verisi elde edilmiştir. Yapılan gözlemlerde parlamaların belirlenmesi için kullanılan LunarScan yazılımının yeterli olmaması üzerine, Sergio Alonso önderliğinde ZEPAZO isimli yeni bir yazılım oluşturulmuştur. Oluşturulan yeni yazılımla gözlem verilerinin analizine devam edilmektedir. Daha önce yapılan çalışmalarda (Suggs et al. 2014; Avdellidou & Vaubaillon 2019) Ay gözlem süreleri, Ay üzerinde gözlenen alan ve gözlenen çarpma sayılarıyla ilgili hesaplamalar göz önünde bulundurulduğunda, yapılan 70 saatlik gözlem verisinin analizi tamamlandığında yaklaşık 20 çarpma parlamasının saptanması beklenmektedir.

Yapılan ilk analizlerde, 12 Aralık 2017 tarihinde 04:19:30.866 UT ve 04:20:04.400 UT anında gerçekleşen iki tane çarpma parlaması saptanmıştır. Saniyede 15 görüntü (fps) alınarak yapılan video gözleminde, parlamaların Ay üzerindeki konumları selenografik koordinatlarda, birinci parlama için 82°8 Doğu ve 8°3 Kuzey, ikinci parlama için 33°7 Doğu ve 16°3 Kuzey olarak belirlenmiştir (Acar & Ateş 2021). Parlamaların Ay üzerindeki konumları Şekil 2'de gösterilmiştir.

4 Sonuç ve Öneri

Ülkemizde Ay çarpma parlamalarının sistematik gözlemleri 2017 yılından beri İSTEK Belde Gözlemevi'nde gerçekleştirilmektedir. Gözlemlerin analiz edilen kısmının ilk sonuçlarında, 12 Aralık 2017 günü gerçekleşen iki çarpma parlaması saptandığı görülmüştür. Ay çarpma parlamalarının gözlemi için küçük boyutlu (20-40 cm açıklığında) teleskoplar ve hızlı görüntü alabilen video kameralar kullanılmaktadır. Gelişen teknoloji sonucunda hızlı görüntü alabilen video kameralara erişim, önceki zamanlara göre daha olasıdır. Ay çarpma parlamalarında kullanılan video görüntüleme tekniği ve video gözlemleri yüksek zaman çözünürlüğü gerektiren astronomi gözlemlerinde de uygulanmaktadır. Ülkemizde video gözlem yönteminin astronomi gözlemlerinde uygulanması ve birden çok gözleminde Ay çarpma parlamalarının gözlenmesi, bu alanda bir gözlem ağı oluşturmasını



Şekil 2. İSTEK Belde Gözlemevi teleskobuyla gözlenen çarpma parlamalarının Ay üzerindeki konumu.

sağlayabilir. Ayrıca örtülme olayları gibi çok kısa sürede gerçekleşen ve yüksek zaman çözünürlüğüne ihtiyaç duyulan gök olaylarının duyarlı bir şekilde çalışılması da bu gözlem yöntemi ile mümkündür. Dünya genelinde, özellikle son yıllarda gerçekleştirilen ve planlanan Ay görevleri, Ay üzerine yapılan çalışmaları popüler hale getirmektedir. Ülkemizin uzay çalışmaları programı içerisinde duyurulan 'Ay'a sert iniş planı', Ay çarpma parlamaları çalışmalarında kullanılan 'ışıtma etkinliği' parametresinin değerini test etmek, ya da bu değeri belirlemek için bir fırsat olabilir. Ay'a sert iniş görevi sırasında, çarpma anının gözlenmesi ve gözlem sonucunda ulaşılması hedeflenen sonuçlar bir öneri olarak hazırlanmaktadır. Güneş Sistemi içinde gerçekleşen çarpma olaylarının gözlenmesi ve gözlemsel astronomide video gözlem yönteminin ihtiyaçlar dahilinde kullanılması, ülkemizdeki astronomi araştırmalarının çeşitlenmesine katkı sağlayacaktır.

Teşekkür ve Bilgilendirme

Bu çalışmanın yurt dışı araştırmaları, TÜBİTAK 2214-A Yurt Dışı Doktora Sırası Araştırma Burs Programı kapsamında gerçekleştirilmiştir. T40 teleskobuyla yapılan gözlemler için Ege Üniversitesi Uygulama ve Araştırma Merkezi'ne ve 18AT100-1314 proje no'lu T100 teleskobunun kullanımı için TÜBİTAK'a teşekkür ederiz.

Kaynaklar

- Acar M., Ateş A. K., 2021, in European Planetary Science Congress. pp EPSC2021-498
 Avdellidou C., Vaubaillon J., 2019, *MNRAS*, 484, 5212
 Avdellidou C., et al., 2021, *Planet. Space Sci.*, 200, 105201
 Beech M., Steel D., 1995, *QJRAS*, 36, 281, *ADS*

- Bellot Rubio L. R., Ortiz J. L., Sada P. V., 2000, *ApJ*, 542, L65
- Bessell M. S., Castelli F., Plez B., 1998, *A&A*, 333, 231, [ADS](#)
- Bonanos A. Z., et al., 2018, *A&A*, 612, A76
- Bouley S., et al., 2012, *Icarus*, 218, 115
- Burns J. A., Lamy P. L., Soter S., 1979, *Icarus*, 40, 1
- Cooke W., Suggs R., Moser D., Suggs R. J., 2014, in Muinonen K., Penttilä A., Granvik M., Virkki A., Fedorets G., Wilkman O., Kohout T., eds, *Asteroids, Comets, Meteors 2014*. p. 115
- Cudnik B. M., Dunham D. W., Palmer D. M., Cook A. C., Venable R. J., Gural P. S., 2002, in *Lunar and Planetary Science Conference*. Lunar and Planetary Science Conference. p. 1329
- Dunham D. W., et al., 2000, in *Lunar and Planetary Science Conference*. Lunar and Planetary Science Conference. p. 1547
- Jenniskens P., 2006, *Meteor Showers and their Parent Comets*. Cambridge University Press
- Liakos A., et al., 2020, *A&A*, 633, A112
- Madiedo J. M., Ortiz J. L., Morales N., Cabrera-Caño J., 2014, *MNRAS*, 439, 2364
- Madiedo J. M., Ortiz J. L., Morales N., Cabrera-Caño J., 2015a, *Planet. Space Sci.*, 111, 105
- Madiedo J. M., Ortiz J. L., Organero F., Ana-Hernández L., Fonseca F., Morales N., Cabrera-Caño J., 2015b, *A&A*, 577, A118
- Madiedo J. M., Ortiz J. L., Morales N., 2018, *MNRAS*, 480, 5010
- Madiedo J. M., Ortiz J. L., Yanagisawa M., Aceituno J., Aceituno F., 2019, in Ryabova G. O., Asher D. J., Campbell-Brown M. J., eds, *Meteoroids: Sources of Meteors on Earth and Beyond*. Cambridge University Press, p. 136
- 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
- Murad E., Williams I. P., 2002, *Meteors in the Earth's Atmosphere*. Cambridge University Press
- Ortiz J. L., Aceituno F. J., Aceituno J., 1999, *A&A*, 343, L57, [ADS](#)
- Ortiz J. L., Sada P. V., Bellot Rubio L. R., Aceituno F. J., Aceituno J., Gutiérrez P. J., Thiele U., 2000, *Nature*, 405, 921
- Ortiz J. L., Quesada J. A., Aceituno J., Aceituno F. J., Bellot Rubio L. R., 2002, *ApJ*, 576, 567
- Ortiz J. L., et al., 2006, *Icarus*, 184, 319
- Ortiz J. L., Madiedo J. M., Morales N., Santos-Sanz P., Aceituno F. J., 2015, *MNRAS*, 454, 344
- Suggs R. M., Cooke W. J., Suggs R. J., Swift W. R., Hollon N., 2008, *Earth Moon and Planets*, 102, 293
- Suggs R. M., Moser D. E., Cooke W. J., Suggs R. J., 2014, *Icarus*, 238, 23
- Swift W. R., Moser D. E., Suggs R. M., Cooke W. J., 2011, in Cooke W. J., Moser D. E., Hardin B. F., Janches D., eds, *Meteoroids: The Smallest Solar System Bodies*. p. 125
- Xilouris E. M., et al., 2018, *A&A*, 619, A141
- Yanagisawa M., Kisaichi N., 2002, *Icarus*, 159, 31
- Yanagisawa M., Ohnishi K., Takamura Y., Masuda H., Sakai Y., Ida M., Adachi M., Ishida M., 2006, *Icarus*, 182, 489

Access:M22-0309: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

NARX Sınır Ağları Yöntemiyle 25. Güneş Aktivite Çevrimi Tahmini

Mirkan Y. Kalkan,^{1,3} A. Talat Saygıç,^{1,2} Dıaa Fawzy⁴

¹ Department of Astronomy and Space Sciences, Istanbul University, 34134, Istanbul, Türkiye

² Application and Research Center, Istanbul University, 34134, Istanbul, Türkiye

³ Institute of Graduate Studies of Sciences, Istanbul University, 34134, Istanbul, Türkiye

⁴ Faculty of Engineering, Izmir University of Economics, 35330 Izmir, Türkiye

Accepted: December 16, 2021. Revised: January 3, 2022. Received: February 8, 2022.

Özet

Güneş Aktivite Çevrimlerini (GAC) tahmin etmek; Dünya yörüngesindeki uzay araçlarının güvenliği, iletişim ağları ve genel olarak yaşam üzerindeki olumsuz etkileri nedeniyle önemli hale gelmiştir. Bu çalışmada, 25. GAC tahmini için yaklaşık 3246 adet 13 aylık ortalama Güneş Lekesi Sayısı'ndan (GLS) (Temmuz 1749 - Aralık 2019 arasında) oluşan büyük bir veri seti ile Doğrusal Olmayan Otoregresif Eksojen (NARX) sınır ağı tabanlı modeller kullanılmıştır. NARX modelleri veri seti ile Bayesian Regülasyonu kullanılarak eğitilmiştir. NARX modelinin performansı Ortalama Karekök Sapması (RMSE), Korelasyon Katsayısı (r) ve Normalize Nash-Sutcliffe Verimlilik Katsayısı (NNSE) kullanılarak hesaplanmıştır ve modelin performansının "çok iyi" (NNSE > 0.95) olduğu bulunmuştur. Modelimiz diğer benzer çalışmalardan elde edilen sonuçlarla karşılaştırılarak doğrulanmıştır ve 25. GAC için maksimum GLS ($R25_{maks}$) 104,542 ve maksimum ayı Mayıs 2024 olarak tahmin edilmiştir. NARX tabanlı modellerin literatürde bildirilen diğer yöntemlere kıyasla iyi ve uyumlu tahmin sonuçları ortaya çıkardığı görülmüştür.

Abstract

Negative effects on the stability of earth's orbiting spacecrafts, telecommunication networks, and on life in general have been correlated with the solar activity cycles. This work is devoted for the development of a neural network-based models for the prediction and forecasting of forthcoming solar activity cycles. An approach is developed based on the nonlinear autoregressive exogenous (NARX) technique; we consider a long time series of observations. The prediction method is based on the nonlinear autoregressive network with exogenous inputs (NARX) with its ability to derive the underlying complex and nonlinear relationships. A big dataset of about 3246 monthly average sunspot numbers (SSN) (between July 1749 – December 2019) is used for the current study. The NARX model was trained with the data set using the Bayesian Regulation. The performance of the NARX model was evaluated using statistical parameters such as Root Mean Square Error (RMSE), Correlation Coefficient (r), and Normalized Nash-Sutcliffe Efficiency Coefficient (NNSE) and the performance of the model was found to be "very good" (NNSE > 0.95). Our models were compared and verified with other similar studies and show that the current predicted maximum SSN for the Solar Cycle 25 ($R25_{max}$) is 104.542 and date of maxima is May 2024. We conclude that our currently NARX based approaches offer good and accurate prediction results in comparison to other methods reported in the literature.

Anahtar Kelimeler: Sun: activity – Sun: sunspots – Sun: solar-terrestrial relations – Neural networks: nonlinear autoregressive exogenous models

1 Giriş

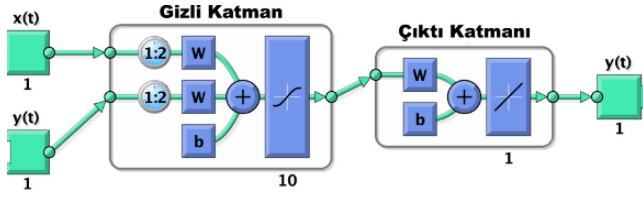
Güneş diski üzerinde gözlemlenen Güneş leke sayılarının (GLS) ölçümleri, Güneş Aktivitesi'nin 11 yıllık çevrimler halinde değiştiğini gösterir (Uwamahoro 2008). Dünya'daki yaşamı etkileyen atmosferik olayların seyri (örneğin, iklim değişiklikleri, küresel ısınma), Dünya'nın yörüngesindeki uzay araçlarının ömürleri ve Dünya'daki iletişim ağı, Güneş Aktivitesi'ndeki değişikliklerden büyük ölçüde etkilenir (Yoshida ve Yamagishi 2010). Güneş Aktivitesi'nin göstergesi olarak GLS'lerin kayıtları *Sunspot Index and Long-Term Solar Observations* (SILSO) tarafından 1749 yılına kadar uzanan ve ücretsiz olarak erişilebilen büyük bir veri seti olarak sunulmuştur. Bu çalışmada 1749 - 2019 arasındaki GLS verileri NARX sınır ağlarıyla tahmin

edilmek üzere kullanılmıştır. Süren çalışmamızın ikinci kısmında 1975 - 2019 arasında Aylık Güneş Parlama Sayısı, 10.7 cm dalgaboyundaki Güneş Radyo Akısı, Toplam Güneş Işınımı (Güneş Sabiti) ve 26. GAC için NARX tahmini yapılmaktadır. Başta Güneş lekesi olmak üzere Güneş Aktivitesi zaman serilerinin analizi ve tahmini birçok çalışmada kullanılmıştır (Balogh vd. 2014; Hathaway 2015; Petrovay 2020; Wu ve Qin 2021; Sarp ve Kılıçık 2018).

Aralık 2019'da başlayan 25. GAC'ın 2030'da bitmesi beklenmektedir. Ancak 25. GAC'ın maksimumdaki rölatif sayı ($R25_{maks}$) değerinin ne kadar olacağı ve bu maksimum değerinin ne zaman gerçekleşeceği bilinmediği için bu çalışmamızda NARX yöntemiyle bu bilinmeyenleri tahmin etmeye odaklandık.

Literatürde, 24. GAC'a kıyasla $R25_{maks}$ değeri için farklı tahminler bulunmuştur. Örneğin Du (2020), Ekim 2024 olarak bulunan 25. GAC maksimum zamanı ve bu zamandaki $R25_{maks}$

* mirkanyusufkalkan@gmail.com



Şekil 1. NARX Sinir Ağı Model Örneği: $x(t)$; giriş verileri $y(t)$ (soldaki); hedef verileri, $1:x$; gecikme değeri, w , ağırlıklar, b ; gürültü değeri, aktivasyon fonksiyonu (matematiksel fonksiyon içeren mavi blok), 10; sinir ağı sayısı, $y(t)$ (sağdaki); çıkış (tahmin sonucu) verileridir (MATLAB).

değerinin 137,8 olacağı; **Sarp vd. (2018)** yaklaşık %16 ve **Li vd. (2018)** yaklaşık %45 oranla, 25. GAC'ın 24. GAC'a kıyasla daha zayıf olacağı öne sürülmüştür. Öte yandan, **Han ve Yin (2019)** tarafından, yaklaşık %45 oranla 25. GAC'ın daha güçlü aktivite davranışı göstereceği öne sürülmüştür. **Svalgaard (2020)** tarafından maksimum anında rölatif sayı 128 olarak tahmin edilmiştir.

Bu çalışmada, 25. GAC'ın maksimum değerinin ve bu değerin gerçekleşeceği zamanı tahmin etmek için NARX modelleri kullanarak bir Yapay Sinir Ağı tekniği geliştirmek amaçlanmıştır. NARX modelinden elde edilen sonuçlar farklı tekniklerden elde edilen diğer sonuçlarla da karşılaştırılmıştır.

2 Yöntem

Bu çalışma için yaklaşık 3246 kayıttan oluşan büyük bir GLS veri seti (Temmuz 1749 – Aralık 2019 arasında) kullanılmıştır. Veri setinin %70'i Bayesian Regülasyonu kapsamında sinir ağı modelinin eğitimi için kullanılmış ve uyumluluk (regresyon) değeri %99.97; test için %30'u kullanılmış ve %99.97 uyumluluk değeri ile NARX tahmin modelleri oluşturulmuştur.

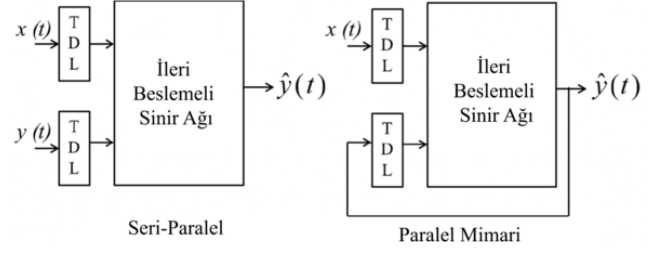
NARX modeli (Şekil 1), zamana bağlı doğrusal olmayan (bire bir tekrar etmeyen) sistemlerin tahmininde kullanılan dinamik bir sinir ağıdır (**Boussada vd. 2018; Wunsch vd. 2018**). NARX modeli, sırasıyla Denklem (1) ve (2) ile verilen yapısına göre seri-parallel (açık-döngü) ve paralel (kapalı-döngü) olmak üzere iki mimari olarak ifade edilmektedir (Şekil 2). Seri-parallel yapı kullanılarak geliştirilen bir modelde, tahmin edilen çıktıyı geri beslemek yerine hedeflenen veri değerleri (\hat{y}_t) kullanılır ve paralel mimari konfigürasyonunda iken eğitim, test ve doğrulama periyodu için uygun hale gelir (Şekil 1), tahmin çıktısı girdiye geri besleme olarak uygulanır, bu da zaman serisinin (\hat{y}_{t+1}) gelecekteki değeri x_t girişinin şimdiki ve geçmiş değerlerinden ve \hat{y}_t değerinden tahmin edildiği anlamına gelir (Şekil 3).

NARX modeli şu şekilde formüle edilmiştir (**Boussada vd. 2018**):

$$\hat{y}_{t+1} = f \left(\begin{matrix} y_t, y_{t-1}, \dots, y_{t-n_y}, x_{t+1}, \\ x_t, x_{t-1}, \dots, x_{t-n_x} \end{matrix} \right) + \varepsilon_{t+1} \quad (1)$$

$$\hat{y}_{t+1} = f \left(\begin{matrix} \hat{y}_t, \hat{y}_{t-1}, \dots, \hat{y}_{t-n_y}, x_{t+1}, \\ x_t, x_{t-1}, \dots, x_{t-n_x} \end{matrix} \right) + \varepsilon_{t+1} \quad (2)$$

Denklem 1 ve 2'de $x_{t+1}, x_t, x_{t-1}, \dots, x_{t-n_x}$ kısmı NARX giriş verilerini, $y_t, y_{t-1}, \dots, y_{t-n_y}$ kısmı tahmin edilecek döneme ait gerçek verilerini, $\hat{y}_t, \hat{y}_{t-1}, \dots, \hat{y}_{t-n_y}$ kısmı Şekil 2'de gösterilen NARX içeriğindeki Seri-Paralel mimari ile yapılan tahminlerin sonuç değerlerini, \hat{y}_{t+1} ise belirtilen zamanda NARX'in tahmin sonuç değerlerini belirtir. ε_{t+1} hata terimi,



Şekil 2. NARX Sinir Ağı'nın Mimarisini (**Boussada vd. (2018)**). (TDL; Tapped Delay Line (Gecikme Uygulanmış Hat)).

n_x ve n_y gecikme mertebelerini ($n_x \geq 0; n_y \geq 0$), f ise modelin doğrusal olmayan haritalama fonksiyonunu belirtir. Haritalama fonksiyonu f bilinmemektedir ve eğitim süreci sırasında normal bir Çok Katmanlı Algılayıcı (MLP) tarafından tahmin edilmektedir (**Ahmed vd. 2019; Menezes ve Baretto 2006; Menezes ve Baretto 2008**).

Eğitim aşamasından sonra model, harici girdi verileri devreye sokularak sonraki dönemleri tahmin etmek için bir model oluşturulur. Çıkış verileri, İleri Beslemeli Sinir Ağlarına (*Feed-Forward Neural Networks*) girdi olarak tanımlanır.

Zaman serilerini analiz etmek için NARX modelini kullanmadan önce, eğitim ve test aşamasında değişen birimleri, aralıkları ve büyüklükleri hesaba katmak için girdi değerlerine bir normalizasyon tekniği uygulanır (**Ahmed vd. 2019; Guzman vd. 2017**). Normalizasyon, aşağıdaki denklemle verileri 0 ile 1 aralığına ölçekler:

$$\hat{x}_t = \frac{x_t - x_{\min}}{x_{\max} - x_{\min}} \quad (3)$$

Burada \hat{x}_t belirli bir zamanda belirli bir x_t değeri için normalleştirilmiş değerdir, x_{\max} ve x_{\min} değerleri ise x_t 'nin en yüksek ve en düşük değerleridir.

Son aşamada, bazı istatistiksel parametreler RMSE, r , NNSE kullanılarak NARX modelinin performansı değerlendirilmiştir.

3 Bulgular

Bu çalışmada, nöron sayısı, geri bildirim sayısı, optimizasyon algoritmaları, eğitim ve test periyotları dikkate alınarak 12 ağ hesaplanmış ve değerlendirilmiştir. Daha sonra en yüksek eğitim ve test performansı doğruluğuna sahip modeller seçilmiştir. Bu ağ modelleri için en uygun parametreler; ağ modelinin fazla ya da az eğitilmesi durumunda bile her zaman daha iyi sonuçların elde edilebilmesi için deneme-yanılma yöntemiyle belirlenmiştir.

Farklı parametre kombinasyonları ile yaklaşık 12 farklı model ile 12 adet GLS değeri hesaplanmıştır. Sinir ağı modellerimiz 5 ile 35 arasında sinir sayısı ve 1'den 45'e kadar gecikme değeri aralıklarıyla oluşturulmuştur. Ayrıca farklı test, eğitim periyotları ve farklı eğitim algoritmaları uygulanmıştır ve farklı NARX modelleri Çizelge 1'de verilmiştir. Sonuçlar, modellerin çoğu için $r = 0.99$ eğitim doğruluğu ve $r = 0.98$ test doğruluğu elde edebileceğimizi göstermektedir.

3.1 Karşılaştırma

Oluşturduğumuz NARX tahmin modellerinin sonuçları ile literatürdeki 13 aylık düzeltilmiş GLS verileriyle oluşturulan tahmin modelleri sonuçlarının karşılaştırılması aşağıdaki gibi yapılmıştır.

Çizelge 1. 25. GAC Maksimum Tahmini için Oluşturulmuş NARX Modellerinin Sonuçları. Model Numarası (Mimari (Giriş sayısı, sınır sayısı, çıkış sayısı ve gecikme değeri)), $R25_{maks}$, RMSE, NNSE, r .

No	Mimari	$R25_{maks}$	RMSE	NNSE	r
1	(1-5-1-16)	203,28	19,09	0,64	0,99
2	(1-5-1-35)	142,50	21,87	0,83	0,94
3	(1-10-1-45)	104,58	18,48	0,93	0,99
4	(1-15-1-45)	93,55	13,08	0,85	0,97
6	(1-25-1-45)	110,71	7,47	0,69	0,98
7	(1-25-1-45)	113,31	5,09	0,67	0,90
10	(1-25-1-50)	106,92	6,65	0,64	0,99
12	(1-35-1-45)	159,54	17,53	0,77	0,99

Çizelge 2. 25. GAC Maksimum Tahmini için Oluşturulmuş NARX Modellerinin Tahmin Ettiği Maksimum Tarihi ve Çevrim Uzunluğu (Ay) Sonuçları. "Ay" sayısı, Aralık 2019 tarihinden itibaren geçen ay sayısı ifade eder.

No	Maks. Tarihi	Çevrim Uzunluğu	$R25_{maks}$	
Ay	Tarih			
1	48	Aralık 2023	132	203,28
2	57	Eylül 2024	132	142,50
3	54	Mayıs 2024	132	104,58
4	61	Şubat 2025	107	93,55
6	71	Kasım 2025	131	110,71
7	76	Nisan 2026	118	113,31
10	84	Aralık 2026	132	106,92
12	47	Aralık 2023	132	159,54

Çizelge 3. NARX Modellerimizle Uyumlu Literatürdeki Çalışmalarla Karşılaştırılması.

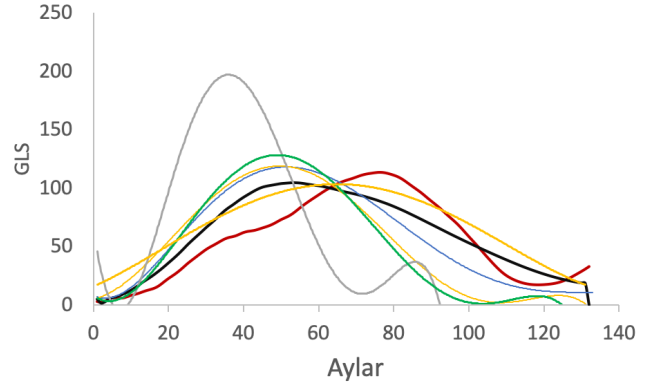
Kaynak	Kaynak $R25_{maks}$	$R25_{maks_NARX}$
Wu ve Qin (2021)	115,1	113,31 (Model7)
Sarp ve Kılçık (2018)	119,6	113,31 (Model7)
Han ve Yin (2019)	228,8	203,28 (Model1)
Helal ve Galal (2013)	118,2	113,31 (Model7)
Yoshida (2014)	115,4	113,31 (Model7)

Çizelge 2, 25. GAC maksimumu, maksimumun tahminen oluşacağı tarihi ve çevrimin tahmin edilen süresini içerir.

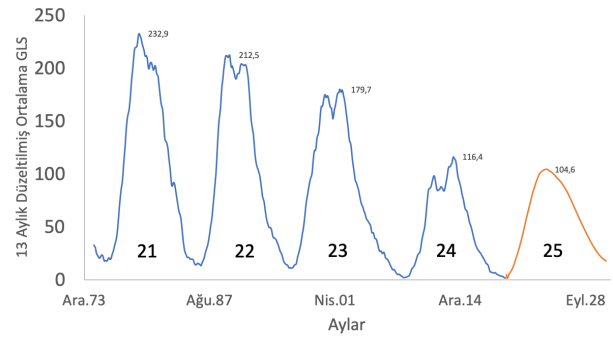
Modellerimizi gerçek veriler ve diğer çalışmalarla doğrulamak için bu verilerle uyumlu modeller Mode11_NARX, Mode12_NARX, Mode13_NARX ve Mode112_NARX olarak belirlenmiştir. Ancak 2019 Aralık'tan çalışmamızın yapıldığı tarihe kadar geçen 16 aylık bir süre, yaklaşık 132 ay süren ortalama bir GAC tahminleriyle karşılaştırmak için çok kısa bir zamandır. Tahminlerimiz Temmuz 1749 - Aralık 2019 arasındaki veriler kullanılarak yapılmış ve tahmin sonuçları Aralık 2019'dan çalışmanın yapıldığı zamana kadar geçen 16 ayın verileriyle de karşılaştırılmıştır.

Gerçek verilerle en uyumlu NARX modeli Mode13_NARX olarak belirlenmiştir. Bunun nedeni Şekil 4'teki son dört çevrimin (21., 22., 23., 24. Çevrimler) giderek azalması ve elde ettiğimiz 3. NARX modeli ile uyumlu olmasıdır.

Çizelge 3'te gösterildiği gibi, modellerimizden ikisi (Mode11_NARX ve Mode17_NARX) yakın zamanda literatürde yayınlanan sonuçlarla uyumludur.



Şekil 3. NARX Modellerimizle Uyumlu Literatürdeki Çalışmalarla Karşılaştırılması: Wu ve Qin (2021): İnce mavi eğri; Sarp ve Kılçık (2018): İnce turuncu eğri; Han ve Yin (2019): Kalın açık mavi eğri; Helal ve Galal (2013): Yeşil eğri; Yoshida (2014): Kalın turuncu eğri; Mode13_NARX: Siyah eğri; Mode17_NARX: Kırmızı eğri.



Şekil 4. 25. GAC için oluşturulan NARX Tahmin Modellerinin Son Dört Çevrim (21 - 24) ile Karşılaştırılması

4 Sonuç ve Tartışma

Bu çalışma, 25. GAC tahmini için NARX algoritmasına dayalı sinir ağları tahmin modellerini içermektedir. 25. GAC'ın gidışatını tahmin etmek için 12 model geliştirmiştir. Sonuçlar ile literatürdeki önceki çalışmalar karşılaştırılarak, Mode16_NARX, Mode17_NARX ve Mode110_NARX modellerimizin Wu ve Qin (2021) ($R25_{maks} = 115.1$ ve 11.06 yıl) tarafından yayınlanan sonuçlarla çok iyi uyumaktadır.

Ayrıca (Wu ve Qin 2021) 25. GAC'ın maksimum değerindeki GLS, 24. GAC'inkinden %10 oranında daha az olacağını belirtmişlerdir. Mode13_NARX'ten elde edilen sonuçlar %10,2'lik bir fark göstererek Wu ve Qin (2021)'in tahmin sonuçlarıyla uyumludur.

$R25_{maks}$ tahmini için elde edilen sonuçların Sarp vd. (2018), Sarp ve Kılçık (2018), Han ve Yin (2019), Helal ve Galal (2013), Yoshida (2014), Svalgaard (2020) belirttiği gibi 90 ile 130 arasında olduğunu belirtilmesi önemlidir. Seçilen en uyumlu model olan Mode13_NARX ile 25. GAC için maksimum GLS ($R25_{maks}$) 104,542 ve maksimumun ayı ise Mayıs 2024 olarak tahmin edilmiştir.

NARX tabanlı modellerden elde edilen değerlerin literatürde çalışılmış diğer yöntemlerle uyumlu tahmin değerleri

verdiğini ve böylece yaptığımız modellerin oldukça isabetli olduğu sonucuna varılmıştır.

Çalışmamızın devamında 25. GAC'in Gnevyshev Boşluğu'nu içerecek daha detaylı çoklu parametre modelleri ve 26. GAC için de bir maksimum rölatif sayı tahmini yapılmaktadır.


Kaynaklar

- Ahmed, U. M. R., Anwar, H., Shah, A. A., vd., 2019, Efficient Water Quality Prediction Using Supervised Machine Learning, *Water*, 11 (11), 2210.
- Balogh, A., Hudson, H., Petrovay, K., von Steiger, R., 2014, Introduction to the Solar Activity Cycle: Overview of Causes and Consequences, *Space Science Reviews*, 186, 1–15.
- Boussaada, Z., Curea, O., Remaci, A., vd., 2018 A Nonlinear Autoregressive Exogenous (NARX) Neural Network Model for the Prediction of the Daily Direct Solar Radiation, *Energies*, 11(3), 620.
- Du, Z. L., 2020, The solar cycle: predicting the peak of solar cycle 25, *Astrophys. Space Sci.*, 365(6), 134.
- Guzman, S.M., Paz, J.O., Tagert, M.L.M., 2017, The Use of NARX Neural Networks to Forecast Daily Groundwater Levels, *Water Resour Manage*, 31, 1591–1603.
- Han, Y. ve Yin, Z.Q., 2019, A Decline Phase Modeling for the Prediction of Solar Cycle 25, *Solar Physics*, 294, 107.
- Hathaway, D. H., 2015, The Solar Cycle, *Living Rev. Solar Phys.*, 12(1), 4.
- Helal, R. ve Galal, A.A., 2013, An early prediction of the maximum amplitude of the solar cycle 25, *Journal of Advanced Research*, 4, 275 – 278.
- Li, F. Y., Kong, D. F., Xie, J. L., vd., 2018, Solar cycle characteristics and their application in the prediction of cycle 25, *Journal of Atmospheric and Solar-Terrestrial Physics*, 181, 110-115.
- Menezes, J. M. P. ve Barreto, G. D. A., 2006, A New Look at Nonlinear Time Series Prediction with NARX Recurrent Neural Network, *2006 Ninth Brazilian Symposium on Neural Networks (SBRN'06)*, 160 – 165.
- Menezes, J. M. P. ve Barreto, G. D. A., 2008, Long-term time series prediction with the NARX network: An empirical evaluation, *Neurocomputing*, 71, 3335 – 3343.
- Petrovay, K., 2020, Solar Cycle Prediction, *Living Rev. Solar Phys.*, 17(1), 2.
- Sarp, V. ve Kılçık, A., 2018, Nonlinear Prediction of Solar Cycle 25, *Poster*.
- Sarp, V., Kılçık, A., Yurchyshyn, V., 2018, Prediction of the solar cycle: a non-linear approach, *Astrophys. Space Sci.*, 365(6), 2981 – 2985.
- Svalgaard, L., 2020, Prediction of Solar Cycle 25.
- Uwamahoro, J., 2008, Forecasting solar cycle 24 using neural networks, *Rhodes University, Yüksek Lisans Tezi*
- Wu, S. S. ve Qin, 2021 Predicting Sunspot Numbers for Solar Cycles 25 and 26 *arXiv, e-print, astro-ph.SR*.
- Wunsch, A., Liesch, T., Broda, S., 2018, Forecasting Groundwater Levels using Nonlinear Autoregressive Networks with Exogenous Input (NARX), *Journal of Hydrology*, 567, 743 – 758.
- Yoshida, A., 2014, Difference between even- and odd-numbered cycles in the predictability of solar activity and prediction of the amplitude of cycle 25, *Annales Geophysicae*, 32 (8), 1035–1042.
- Yoshida, A. ve Yamagishi, H., 2010, Predicting amplitude of solar cycle 24 based on a new precursor method, *Annales Geophysicae*, 28 (2), 417–425.

Access:

M22-0302: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

Evrende Moleküler Bölgeler ve Astrokimya

Şengül Yalgın^{*} 

Ankara University, Astronomy and Space Science Department, Ankara 06100, Turkey

Accepted: January 14, 2022. Revised: January 6, 2022. Received: December 19, 2021.

Özet

1940'lı yıllardan beri yıldızlararası ortamlarda 13 atomlu molekül ve 60 ve 70 karbonlu nano kafesler dahil yüzlerce molekül keşfedilmiştir. Teleskoplarda yüksek çözünürlüğün elde edilmesi, uyarlanmış optik teknolojilerinin kullanımı, IR, mm-altı ve radyo teleskoplarının sayısının artması, moleküllerin bıraktığı parmak izlerini okumaya önemli katkılar sağlamakta ve astrokimya için çok önemli bir çağ başlatmaktadır. Dünya atmosferindeki su çizgilerinin yakın-IR bölgede elde edilen tayflarda çizgi örtüşmelerine sebep olması uzay teleskoplarından elde edilen tayflar sayesinde ortadan kalktığı için, bu bölgedeki çizgi geçişlerini okumak kolaylaşmıştır. Fizik, kimya ve astronomi gibi birkaç disiplinin birlikte çalıştığı disiplinlerarası bir alan olan astrokimya, kozmik ortamda elde edilen gözlem sonuçlarını ilgili koşullardaki laboratuvar modelleriyle tutarlı hale getirmekle ilgilidir. Moleküler reaksiyonların ihtiyaç duyduğu enerjiyi başlatan koşullar, evrendeki madde dokusunun evrim süreçlerindeki dinamikleri ile iç içedir. Yıldızlararası ortam maddesi, yıldızların kütle atımı ile ortama gaz aktarımı ve nükleer yanmaların külleriyle birlikte sürekli yenilenir. Kozmik ortamda moleküler reaksiyonların oluşması, gazları iyonlaştırabilen enerji koşulları sayesinde mümkündür. Moleküler bulutlarda madde yoğunluğu ve sıcaklık düşük değerlerde olmasına rağmen, gözlemlenebilir miktarlarda karmaşık moleküller sentezlenebilmesi uzun ömürlü ve devasa büyüklükleri sayesinde mümkündür. Döteryum bolluğu bulunan ortamlar, moleküllerin elektronik, dönme ve titreşimsel geçişleri, manyetik yarıma ve spin seçim kuralları gibi olgular, moleküler bolluk hesaplamaları için kullanılabilir. Moleküler bolluk hesaplamaları için kullanılabilir.

Abstract

Since the 1940s, hundreds of molecules have been discovered in interstellar mediums, including molecules of 13 atoms and nanolattices of 60 and 70 carbons. Achieving high resolution in telescopes, the use of adapted optical technologies, and the increase in the number of IR, sub-mm and radio telescopes make important contributions to reading the fingerprints left by molecules and start a very important era for astrochemistry. Since the water lines crowding the near-IR region in the Earth's atmosphere are eliminated by the spectra obtained from space telescopes, it is easier to read the line crossings in this region. Astrochemistry, an interdisciplinary field in which physics, chemistry and astronomy work together, is concerned with making observations obtained in the cosmic environment consistent with laboratory models in the relevant conditions. The conditions that initiate the energy needed by molecular reactions are intertwined with the evolutionary processes of the dynamics of the material tissue in the universe. The interstellar medium is constantly replenished, along with the stellar mass ejection, gas transfer to the medium, and the ashes of nuclear combustion. The occurrence of molecular reactions in the cosmic environment is possible only with the energy conditions that can ionize gases. Although the matter density and temperature are low in molecular clouds, their long lifetimes and gigantic sizes make it possible to obtain data for the observable amounts of complex molecules. Environments with deuterium abundance, electronic, rotational and vibrational transitions of molecules, magnetic splitting and spin selection rules can be used for molecular abundance calculations.

Anahtar Kelimeler: interstellar molecules, astrochemistry, molecular spectra

1 Giriş

Samanyolu galaksisinin ortalama özkütlesi $1/\text{cm}^3$ hidrojen atomudur. Bulutsulardaki yıldız oluşumları ancak bu yoğunluğun 10^6 katından büyük olduğu zaman mümkündür. Hatta gezegen oluşumu için madde yoğunluğunun minimum 10^{12}cm^{-3} olması gerekir (Fraser et al. 2002). Yıldızlararası ortama gaz aktarımının oluşması için aktarılan gazın yıldızlararası ortamdan daha yoğun olması gerekir. Yüksek yoğunluğa sahip gazların yüksek çarpışma oranı taşınması, astrokimyacıları gazların kinetiğini çalışmaya teşvik etmiştir. Moleküllerin elektromanyetik ışınım soğurması ya da salması, ortama göre daha yoğun gazların çalışılması için en etkili yoldur. Moleküllerin elektronik geçişleri ultraviyole ya da görünür bölgede gözlemlenir. Titreşimsel, dönme ve spin

geçişleri ise infrared, mikrodalga ve radyo bölgede gözlenir. 3 K ile birkaç bin K sıcaklık aralığında bir bölgeye tanı olmak üzere neredeyse her zaman uygun bir moleküler geçiş vardır. Örneğin, UV ve görünür bölgeye opak olan bölgelerden elde edilen radyo emisyonları yüksek yoğunluk ve toz habercisi olabilmektedir. CO (karbonmonoksit) gibi soğutucu moleküller basıncı düşürerek bulutsuların çökmesini engelleyebilir. Yine soğutucu moleküllerin bol olduğu bir bölgede gazların iyonlaşma seviyeleri düştüğü için manyetik alan değerleri de düşer ve bulutsunun çökme sürecini etkiler. Moleküller her ne kadar evrenin çok küçük bir yüzdesini oluşturuyor olsa da yüksek yoğunluk bölgesine transferleri incelemek için önemli ipuçları oluşturmaktadır (Fraser et al. 2002).

* sengulyalgin@gmail.com

Çizelge 1. Kozmik mekanizma çeşitlerine göre zaman çizelgesi (Fraser et al. 2002).

Oluşum süreci	Mekanizma	Zaman (yıl)
Kimya	Kozmik ışın iyonizasyonu	3×10^5
Donma	Gaz toz çarpışması	3×10^5
Soğutma	Işınımsal salınım	10^6
Çökme	Kütleçekimi	10^6
Ambipolar difüzyon	İyon-nötr sürüklenmesi	4×10^5

2 Kimyasal Reaksiyon Mekanizma Çeşitleri

Benzer ortamlarda aynı atomlarla farklı moleküllerin oluşması, kimyasal reaksiyon tipinin farklı seçilimi ile olur. Moleküler reaksiyonların meydana gelebilmesi için çok çeşitli mekanizmalar olduğunu düşünürsek, günümüzde yıldızlararası ortamda keşfedilen moleküllerin sayısına kıyasla henüz keşfedilmemiş çok fazla molekül olduğunu tahmin edebiliriz. Diğer yandan bazı moleküllerin tayfları doğrudan elde edilemez. Mesela dipol momenti olmayan moleküllerin dönme geçişleri yasaktır. Ancak heterojen bir şekilde döteryumlanmışsa molekülün kozmik döteryumlanma sabitleri kullanılarak bolluğu hesaplanabilir. Radikaller ise kimyasal olarak çok reaktif olup çabuk bozunduğu için gözlenmesi zor olmaktadır. Yine de zamana bağlı kinetik ağ modelleri oluşturularak bolluk hesabı yapılabilmektedir. Çok atomlu karbonların belli bir bölgeye bağlı spektrum aralığı olsa da hangi tür PAH (poli-cyclic-aromatic hydrocarbon) olduğunu belirlemek için modeller kurmak gerekir. Atomlara nazaran moleküllerin spektrumda bıraktıkları imza her zaman keskin değildir.

Bir astrokimyacı, gözlem ve model sonuçlarını karşılaştırabilmek için olası tepkime mekanizmalarını araştırarak, tepkimelerin birbirleri ile kimyasal örgüleri inceleyip, ilgili astrofizik koşullarla uyumlu kimyasal modeller oluşturur. Kimyasal model ve reaksiyon ağlarını kullanarak, birbirine bağlı olan tepkimeleri zamanın fonksiyonu olarak çözebilmek mümkündür. Kozmik kimya için rol alan reaksiyon mekanizma çeşitleri;

- Fotokimyasal birleşme ya da fotokimyasal ayrışma reaksiyonları
- Katalizörlü birleşme ya da parçalanma reaksiyonları
- Yerdeğiştirme reaksiyonları
- İyon-molekül ya da iyon transfer reaksiyonları
- Elektron yakalama reaksiyonları
- Elektron verme reaksiyonları
- Yoğunlaşma reaksiyonları
- Yüzey reaksiyonları
- Karbonlanma reaksiyonları
- Kozmik tozların toplanması ya da parçalanması reaksiyonları

şeklinde listelenebilir (Fraser et al. 2002).

Kozmik çevrede bu reaksiyonların en önemlisi, hidrojen atomunu hidrojen molekülüne çeviren reaksiyonlardır. Bunun sebebi sadece evrende en fazla bolluğa sahip atom olmasından değil, aynı zamanda hidrojenin diğer moleküllerin oluşması için anahtar bir görevi olmasındandır. Günümüz evreninde yıldızlararası ortamda hidrojen atomunun hidrojen moleküllerine dönüşmesi yüzey katalizasyonu ile olur. H_2 (hidrojen molekülü) kozmik ışınlarla bir elektronu kaybettiği zaman (H_2^+) oldukça reaktif olup hemen diğer H_2 ile reaksiyona girerek H_3^+ oluşturur. Meydana gelen bu ürün her ne kadar daha

Çizelge 2. Yıldızlararası ortamda bulutsu tipleri (Millar 2015).

Bulutsu tipi	(pc)	T (K)	n (cm^{-3})	f(e)=n(e)/n
DICs	1-3	70-100	10-100	$10^{-3}-10^{-4}$
DMCs	1-5	8-15	10^4-10^6	$10^{-7}-10^{-8}$
HMCs	0,01-0,1	100-300	10^7-10^9	$<10^{-4}$
GMCs	100-500	30-70	$<10^3>$	-

kararlı olsa da pozitif yükünden kurtulabilmek ve yeni bir molekül oluşturmak için fırsat bekler (Geballe & Oka 1996). Düşük sıcaklık ortamlarında hidrojen molekülü nötr moleküller ile reaktif değildir. Dolayısıyla kozmik ortamda meydana gelen kimya genel olarak iyon-molekül kimyasıdır. İyonlaşma kaynakları ise yıldızlardan gelen UV ışınması ve yüksek enerjili parçacıklar, ya da madde akışlarındaki şok dalgalarından yayılan yüksek enerjili fotonlardır.

Yıldızlararası ortamda CH_3OH (metanol) ve C_2H_5OH (etanol) gibi alkollerin oluşması için su buzlarının ortamda reaksiyon yüzeyi oluşturması gerekir. Çok atomlu hidrokarbonların oluşması için karbondan oluşan tanecikli yapılar sıcak gaz ortamına ihtiyaç duyar. Bu sıcaklık örneğin, yıldızlararası ortama verilmiş şok dalgaları ile oluşabilir. Gaz fazında büyük moleküllerin oluşması sadece yüksek yoğunluk ve yıldız atmosferleri gibi sıcak gaz ortamlarında mümkündür. Aslında karbon yıldızlarının dış zarflarını uzaya açılan bir fabrika bacası gibi düşünebiliriz (Fraser et al. 2002).

3 Enerji Kaynakları

Evrenin herhangi bir yerinde bir reaksiyonun başlaması için o reaksiyonu başlatacak aktivasyon enerjisine ihtiyacı vardır. Evrende nitrojen, oksijen ve karbon bolluğu çok olmasına rağmen nötr hidrojen molekülü ile direk reaksiyona girmezler. Ancak aktivasyon enerjisi bariyerini aştıkları zaman reaksiyon başlayabilir. Tanecikler birbirleri ile yeterince yakın değilse yine reaksiyon başlamaz, taneciklerin birbiri ile çarpışabilmesi sağlayan fiziksel etken yüksek sıcaklık ile oluşur. Bu durumda ortamdaki gaz yüzlerden binlerce Kelvin'e değişen aralıktaki sıcaklığa sahip olmalıdır. Yüksek sıcaklık ortamı elde edilebile kimyasal kinetikler sterik etkilerden dolayı enerji bariyerini aşmak için karmaşık hale gelir. Bu karmaşıklıkta en önemli kriter ortamda yeterince iyon olup olmamasına bağlıdır, çünkü iyonlar tepkimelere, aşması gereken enerji bariyerine ihtiyaç duymadan kolayca girer. Kimyasal mekanizmayı yürüten enerji, iyonlaşma durumu, radikal oluşumu ya da enerji bariyerini aşabilmek şeklinde bu üç koşuldaki birine ihtiyaç duyar. Kozmik ışınlar, foto iyonizasyon, fotoelektrik etki, tepkimelerden salınan elektronlar, egzotermik tepkimeler, parçacık çarpışmaları, süpernova patlamaları, yıldız rüzgarları, türbülans, süpernova patlamaları ile oluşan manyeto-hidrokinamik dalgalar, bulutun kütle çekimsel çökmesi, H II bölgelerinin genişlemeleri, ambipolar difüzyon gibi her bir ortam kendine özel bir karakterde kimya yaratır. Örneğin, sülfürlü bileşikler şok dalgaları ortamlarında oluşur, çünkü yavaş süren kozmik ışın iyonlaşma ortamında oluşamazlar. Yüksek kütleli yıldız oluşum bölgelerinde ise ortamdaki yüksek ısının çevredeki buz tozlarını eritmesi ile çok atomlu karbon kimyası oluşabilmektedir. Diğer yandan fotoelektrik etki ile meydana gelen tepkimeler çoğunlukla toz parçacıkları yüzeylerinde gerçekleşir (Fraser et al. 2002).

Bir astrokimyacı kozmik bir kimyasal mekanizma modelini

oluştururken ortamı domine eden enerji kaynağını dikkate alarak model ve gözlemleri karşılaştırmalıdır. Evrimleşen bir model içindeki kimya da sürekli değişeceği için dinamik durumlar dikkate alınmalıdır. Örneğin bir kimyasal mekanizma bir bulutsu kendi kütlesi içinde çökerken, genişleyen bir akış içerisinde ya da soğuk bir yıldızın rüzgarlarında oluşabilir. Kimyasal reaktivlik güçlü bile olsa sistem yeterince dinamik değilse, evrimsel sürecin her bir aşamasında yarı kararlı yani zamana bağlı kararlılık gösteren moleküller oluşur (quasy-steady state) (Fraser et al. 2002). Yıldızlararası bulutsularda ve yıldız oluşum bölgelerindeki bazı süreçlerin zaman çizelgeleri Çizelge 1'de gösterilmiştir.

4 Moleküler Bölgelerde Astrokimya

Astrokimyanın gelişimi yıldızlararası bulutsuların teorik ve gözlemsel olarak çalışılması ile meydana geldi. İlk başlarda UV fotonları ile dolu olan yaygın bulutsular (diffuse) bulutsular üzerinde duruldu. Daha sonra ise yıldız ışığına geçirmen olmayan karanlık bulutların birer molekül fabrikası olduğu saptandı. Böylece bu bölgelerin dev kütleli yıldız oluşum bölgeleri olduğu ortaya çıktı. Çizelge 2'de yaygın bulutsular, karanlık bulutsular, dev moleküler bulutlar ve yıldız oluşum bölgeleri olan sıcak çekirdeklerin büyüklüğü, sıcaklığı, tanecik yoğunluğu, iyonlaşma dereceleri listelenmiştir.

4.1 Yaygın Bulutsular (DICs)

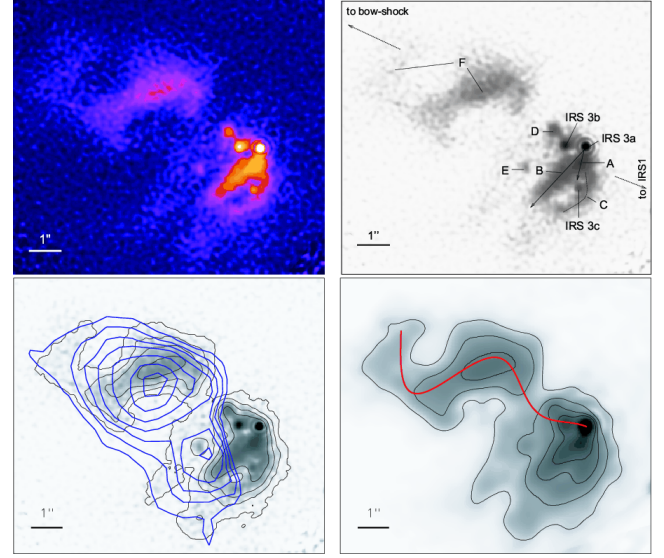
Yaygın bulutsular UV fotonlarına ve optik bölgeye geçirendir. Ortalama molekül yoğunluğunun en düşük olduğu bulutsu tipidir (Çizelge 2). Görünür bölge bandına nazaran uyarılmaların daha geniş bantta gözlemlendiği uzak UV fotonlarına geçirendir. Yaygın bulutsular genel olarak hidrojenin iyonlaşma potansiyelinden (13,6 eV) daha yüksek enerjili fotonlar taşımaz. Bu enerjideki fotonlar sıcak yıldızlar tarafından üretilir ve hemen yakındaki bir bölgede tekrar absorbe edilir, etraftaki bir gazı iyonlaştırır ve Strömgren küresi oluşturur (Millar 2015).

Atomların iyonlaşmasından gelen ve aynı zamanda toz parçacıklarının fotoelektrik etki ile ortaya çıkardıkları elektronlar ortamdaki gazı ısıtır ve kinetik sıcaklık 50-100 K değerlerine çıkar. Sadece karbondan gelen elektronların kısmi oranı 10^{-4} olup, bu oran bir bulutsu için yüksek bir değerdir. CH, CN, H₂, C₂, NH, CO, H₂CO gibi moleküllerden gelen elektronların kısmi oranı ise $f(e) = n(e)/n = 10^{-6} - 10^{-9} \text{ cm}^{-3}$ değerleri arasında değişmektedir (Millar 2015).

³⁶ArH⁺ ve ³⁸ArH⁺ moleküllerinin bakış doğrultusundaki bazı soğurma çizgileri, diğer çok düşük yoğunluklardaki bazı izleyici moleküllerle kıyaslandığında bu bileşiğin çok iyi bir atomik hidrojen tanı molekülü olduğu ortaya çıkmıştır (Schilke et al. 2014). Argon düşük enerji fotonlarıyla iyonlaşamaz, ancak daha yüksek enerjili kozmik ışın parçacıkları olduğunda bir elektron kaybederek ArH⁺ bileşiğini oluşturur.

4.2 Karanlık Bulutsular (DMCs)

Astrokimyasal veritabanında birçok molekül karanlık bulutsulardan teşhis edilmiştir. Karanlık bulutsuların homojen olmayan yapılarında farklı fiziksel ve kimyasal süreçler meydana gelir. Farklı ortamlar kendine has ortalama basınç dengesine sahiptir. Bulutsunun kenar bölgeleri hariç, fotokimyasal ayrışma ve fotokimyasal iyonlaşma reaksiyonları gözardı edilebilir orandadır. Karanlık bulutsulardaki yoğun ve sıcak çekirdekler UV ve görünür bölgede tespit edilemez,



Şekil 1. S140 IRS3 bulutsusunda izlenen yıldız oluşum bölgesi (Preibisch et al. 2001). Mavi konturlu bölgeler (K bandında, 2 μm bölgesinde), H₂ molekülünün salma çizgilerinden sürekliliğin çıkarılmasıyla elde edilmiştir.

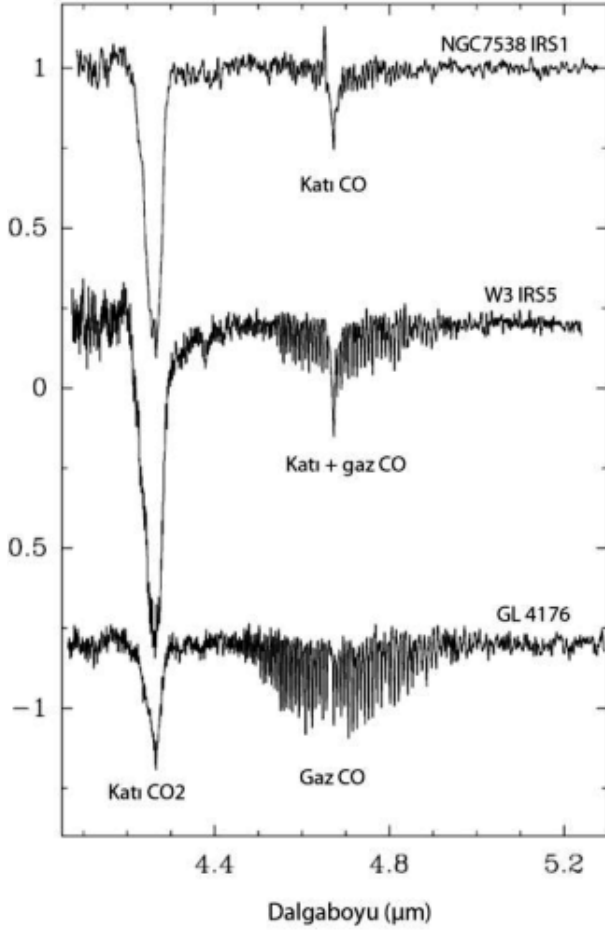
ancak moleküllerin dönme geçişlerindeki bantları mm-altı teleskoplarla izlenebilmektedir. Titreşim enerji düzeyleri arasındaki geçişleri gerçekleştiren fotonlar ise elektromanyetik ışımanın infrared bölgesinde yer alırlar. Yüksek çözünürlüklü bazı gözlemsel veriler, bu bölgelerdeki maddelerin tayfındaki çizgi genişliklerinin termal hareketler ve atomaltı türbülans dereceleriyle uyumlu olduğunu gösterdiği için, karanlık bulutsuların yıldız oluşum bölgeleri olduğu anlaşılmıştır (Şekil 1).

Karanlık bulutsu ortamlarında döteryum bolluğu, döteryumun hidrojene göre istatistiksel kozmik oranından $((D/H)^3 = 10^{-14})$ daha yüksek değerlerde gözlenmektedir. Lis et al. (2002), (HDCO/H₂CO) değerinin yaklaşık olarak 0,3 olduğu bölgeler tespit etmişlerdir. Maret et al. (2004) ve Roberts & Millar (2007), (D₂CO/H₂CO) ve (ND₃/NH₃) değerlerini 10^{-3} olarak hesaplamışlardır. Karanlık bulutsularda hesaplanan yüksek döteryum bolluğu, sıfır noktası enerji farklarının oluşturduğu kinetik etkilerle ilgilidir (Millar 2015). Bu durum döteryumu düşük sıcaklık fiziği ve kimyası için çok iyi bir tanı elementi yapar.

Moleküllerin titreşim seviyeleri arasındaki geçişleri bağların titreşim değişiminden kaynaklanır. İki atomlu bir molekül doğrusal olduğu için bağları uzayıp kısalarak titreşir, geçiş enerjisi 1 eV'nin altında olur ve yakın IR bölgesinde salma ya da soğurma olarak gözlemlenir. Şekil 2'de üç genç yıldız ışığında saptanmış, toz tanecikleri üzerinde birikmiş CO ve CO₂ buzlarına ait çizgiler görülmektedir.

4.3 Dev Moleküler Bulutlar (GMCs)

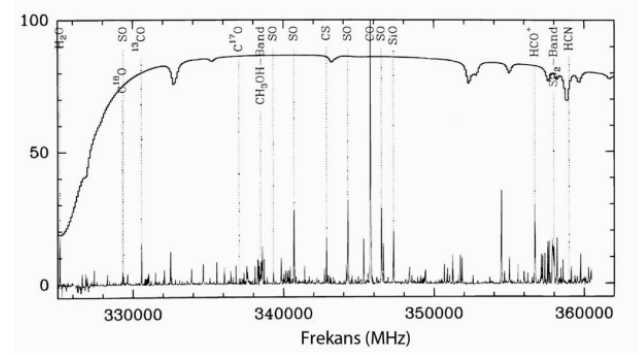
Dev moleküler bulutlar 10^5 - 10^6 güneş kütlelerinde olabilmektedir ve yıldız oluşum bölgeleri olarak zengin ve aktiftirler. Büyüklükleri yüzlerce parsek (pc) olabilmektedir. Manyetik alanın rolü yıldız oluşum bölgelerinde çok önemlidir. Manyetik alanla birlikte hareket eden yüklü parçacıkların, gazların kütle çekimsel çökme özelliklerini kontrol etme yeteneği vardır. Manyetik alan gözlemlerinde kullanılan Zeeman yarılması



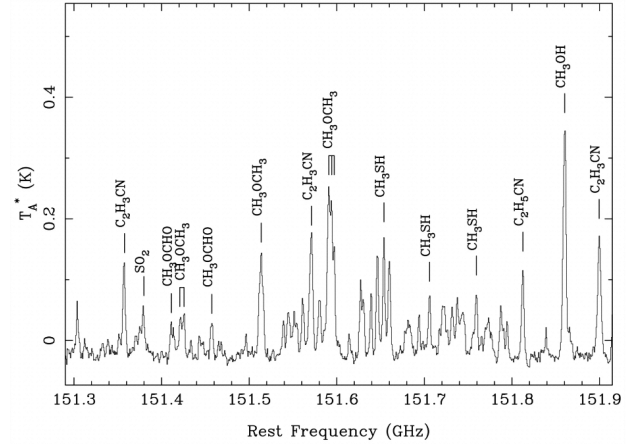
Şekil 2. 3 genç yıldız ışığında saptanmış titreşimsel soğurma bantları (Smith 2004)

yıldız oluşum teorileri için kullanılan önemli bir araçtır. İzleyici moleküller olarak en çok CN (siyanit) ve OH'in (hidroksit) manyetik yarıлма çizgileri kullanılmaktadır. Bu moleküller manyetik alandaki lineer polarizasyon ölçümlerini (B_Z) bakış doğrultusunda vermektedir. GMCs'larda iyonlaşma oranı doğrudan ölçülememektedir, ancak döteryum iyonlaşma oranları ($\text{DCO}^+/\text{HCO}^+$) kullanılabilir (Millar 2015). Moleküler çizgi gözlemleri sadece bölgesel yoğunluk gösteren yerlerde etkilidir, çünkü uyarılmalar ancak moleküler çarpışmalarla meydana gelebilmektedir.

Crutcher et al. (2009) 4 farklı moleküler bulut bölgesinin çekirdek ve zarflarında OH molekülünün Zeeman yarıłmasını kullanarak ambipolar difüzyon modeline göre ters davranan bir model öne sürmüşlerdir. Bu öneri yıldız oluşum teorisine alternatif bir model getirmiştir. Moleküllerin dipol momenti ışığın elektrik alanıyla etkileşir ve molekülün dönme hareketi artıran ya da azaltan bir tork oluşur. Kuantlanmış bu dönme seviyeleri arasındaki geçişler mili-eV düzeyindedir. Düşük enerji seviyeli bu fotonlar molekülün tayfında mm altından cm'ye kadar değişebilen dalgalı boylarında olur (Smith 2004) ve mm-altı (sub-mm) gözlemleriyle elde edilir. Şekil 3'de Orion moleküler bulutunun mm-altı tayfı gösterilmiştir.



Şekil 3. Orion moleküler bulutunun mm-altı tayfı. Atmosferik geçirgenlik tayfın üstünde gösterilmiştir (Loinard et al. 2003).

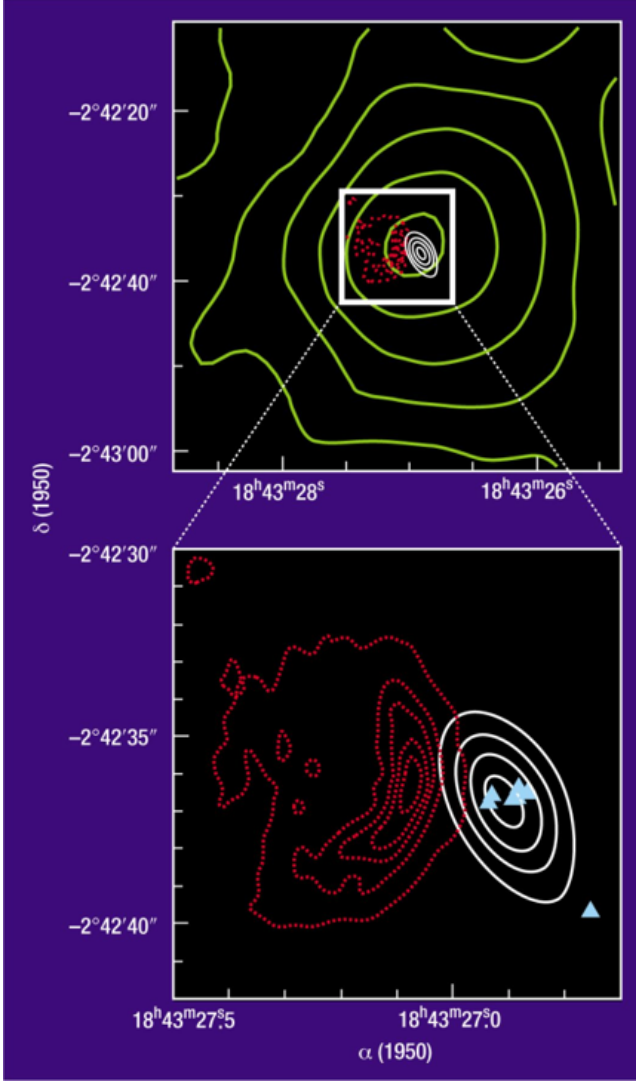


Şekil 4. G327 moleküler bulutunun sıcak çekirdekindeki moleküller (Ehrenfreund 2002)

4.4 Sıcak Moleküler Bulutlar (HMCs)

Sıcak moleküler bulutlar fiziksel ölçü olarak küçük olmalarına rağmen yüksek yoğunluk, sıcaklık, kütle ve büyük moleküllere dair yüksek bolluk oranı gibi değerler taşımaları, mm-altı tayfsal çalışmalarda büyük ve keskin bir çizgi zenginliğinin ortaya çıkmasını sağlar (Şekil 4). O kadar ki moleküllerin çizgi geçişlerinde çok fazla örtüşmeler gözlenmesi bir miktar zorluk yaratır.

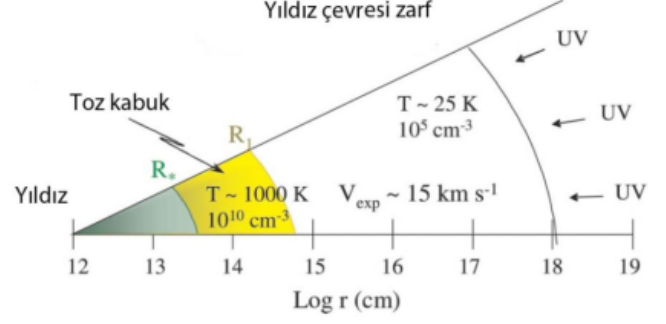
NH_3 (amonyak), CH_4 (metan), H_2S (hidrojen sülfür), CH_3OH (metanol), $\text{C}_2\text{H}_5\text{OH}$ (etanol) gibi nötr formda organik molekülleri HMCs bölgelerinde yakalayabilmek mümkündür (Millar & Hatchell 1998). Moleküler ortam sıcaklığı 20-50 K ile büyük kütleli bir yıldız oluşum bölgesiyse 100-300 K olabilmektedir. Bu yüksek sıcaklık her ne kadar gaz fazındaki reaksiyonlara izin verse de yüksek moleküler bolluğu açıklamaz. Rotasyonel çizgi salmaları ile gözlenen sıcak gazın yüksek bolluğunun sebebinin, oluşmakta olan yıldızdan çıkan ışınların soğuk toz tanecik yüzeylerini eritmesinden kaynaklı olduğu anlaşılmıştır. CH_4 (metan) ve H_2O (su) gibi buharlaşan gazlar, alkoller ve $\text{C}_2\text{H}_5\text{OCH}_3$ (etil-metil eter) gibi daha karmaşık moleküllerin sentezinde yer alır (Millar & Hatchell 1998). Reaksiyona giren, ara ürün olan ve sentezlenmiş moleküllerin bolluk oranları zamanın fonksiyonu olarak çözülerek, büyük



Şekil 5. Yüksek kütleli bir sıcak çekirdek bölgesi (Kurtz et al. 2000). Yeşil konturlar CS (karbon monosülfid) salmalarını, beyaz konturlar CH₃CN (metil siyanür) salmalarını, kırmızı noktali konturlar çok yoğun HII bölgelerini göstermektedir. Yeni oluşmuş yıldızın etrafını saran HII bölgesindeki emisyon konturları, önyıldız döneminde ortamda donmuş kimya vasıtasıyla yıldızın sürecine dair bilgiler taşır.

kütleli bir yıldızın oluşma sürecindeki zaman çizelgesine dair fikir verirken aynı zamanda soğuk buz tanecikleri kimyası için de izleyici moleküller olmaktadır. Sıcak moleküler bulutlarda döteryumlu bileşik oranı kozmik D/H oranından 10-100 kat daha fazladır. Yine de bu değer karanlık bulutsulardaki orandan binlerce kat daha azdır. Elektron bolluğunun $N(e^-) = 10^{-11} - 10^{-12} \text{ cm}^{-3}$ gibi çok az bir değerde olması, nötr bileşiklerin yüksek bolluğu ile uyumludur (Millar 2015).

Büyük kütleli bir yıldız yeni doğduğu süreçte doğum alanını moleküllerden hızla temizleme yeteneğine sahiptir. Bu durum moleküler incelemeyi her ne kadar olanaksızmış gibi gösterse de temizleme süreci, ardında yıldızın radyasyonu ile ısıtılmış bir miktar yoğun gaz ve toz düğümlerinden oluşan geçici bir enkaz bırakır. Sıcak çekirdekler, astrokimyacıların büyük kütleli yıldızların oluşum mekanizmasındaki saklı bilgileri keşfetmesine olanak tanır. Şekil 5'de ısıtılmış buzlardan yayılan CH₃CN



Şekil 6. Yıldız çevresi zarfı kesiti (Ziurys 2006).

Çizelge 3. IRC+10216 için tanımlanmış moleküller (Ziurys 2006).

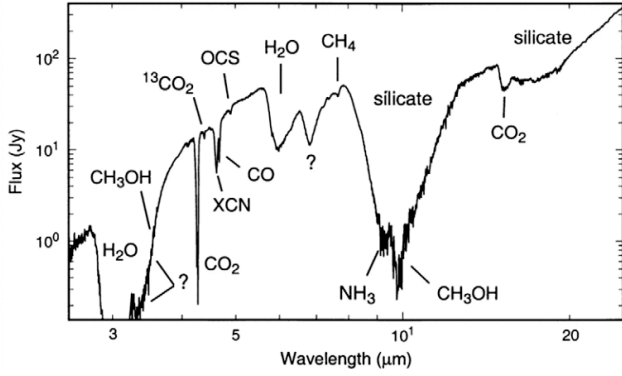
CO	CCH	HC ₃ N	CCS	SiO	NaCl
CS	C ₃ H	HC ₅ N	C ₂ S	SiS	AlCl
CN	C ₃ O	HC ₇ N	C ₃ N	SiC	KCl
HCN	C ₄ H	HC ₉ N	C ₅ N	SiN	AlF
HCCH	C ₅ H	H ₂ C ₄	HC ₄ N	SiC ₂	MgNC
HNC	C ₆ H	H ₂ C ₆	c-C ₃ H ₂	SiC ₃	MgCN
H ₂ CCH ₂	C ₇ H	HC ₂ N	CH ₃ CN	SiCN	AiNC
CH ⁺	C ₈ H	C ₃	CP	SiC ₄	KCN
NH ₃	C ₂	C ₅	PN	SiH ₄	NaCN
H ₂ S					

(metil siyanür) molekülünün salma özellikleri kullanılarak sıcak bir çekirdek bölgesi haritalandırılmıştır (Kurtz et al. 2000).

4.5 Yıldız Çevresi Zarfları (CSEs)

Kütlesi 1-8 güneş kütlesi arasında değişen yıldızların yaşamlarının sonlarına doğru fotosferik yarıçapları güneşe nazaran 200-300 kat artmaktadır. Yüzey sıcaklıkları ise 2000-3000 K civarına düştüğü için etrafındaki bölgeler moleküler olarak oldukça yoğundur. Yıldızın kütle kaybettiği rüzgarlar $10^{25} \text{ km s}^{-1}$ hızla ilerler ve yolculukları onbinlerce yıl sürer. Yıldız çevresi zarfları (Şekil 6) atom ve moleküllerin çarpışmak için gerekli enerjiyi bulabildikleri, kararlı molekülleri üretebilen yerlerdir. Yıldız karbonca zengin ise ortamdaki karbon neredeyse bütün oksijenleri kapıp daha kararlı bir formu olan karbonmonoksit (CO) dönüşür. Geriye kalan karbonlar ise hidrojenlerle birleşip HCN, CS ya da C₂H₂ ve C₂H⁺ gibi basit formlardaki hidrokarbonları meydana getirir. Bu moleküllerin gözlemsel verileri fotosfere yakın bölgelerden elde edilir. Oksijene zengin yıldızlarda oksijen, ortamdaki tüm karbonları kapıp yine CO oluşturur. Kalan oksijenler ise TiO, FeO, AlO ve en çok SiO gibi metal oksitlerini oluşturur (Millar & Hatchell 1998). SiO 'nun yoğunlaşma sıcaklığının 600 K civarında olduğunu düşünürsek, 1000 K sıcaklık ortamında hala yoğun toz formunda kalabilmesini açıklayan koşul, diğer metal oksitlerle birlikte toz parçasının üstünde tutunuyor olmasıdır (Sharp & Huebner 1990). Evrende metaloksit bölgelerini belirlemek teorik olarak daha basittir, çünkü modelleme zamandan bağımsızdır ve moleküllerin bilinen termodinamik özellikleri kullanılarak üretilir. Bu moleküllerin zengin tayfları UV ve görünür pencerede elde edilir. Metaloksitlerin dönme ve titreşimsel bantlarındaki çizgiler de çok zengindir. Bu çok soğuk yıldızların atmosferleri yıldızın yaydığı radyasyona opaktır.

Moleküler olarak oldukça zengin bir CSEs arketipleri olan

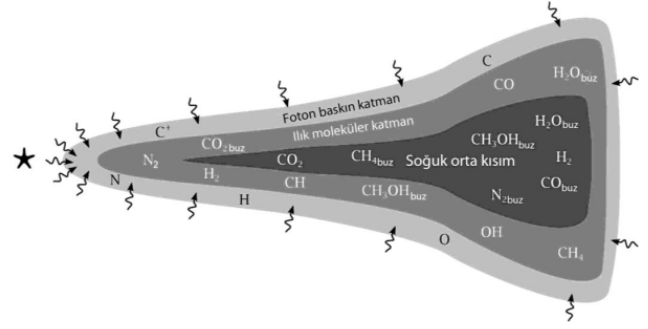


Şekil 7. W33a'nın etrafındaki yıldızlararası buz parçalarından elde edilen moleküler tayfı (Gibb et al. 2000)

IRC+10216 ve CW Leo yıldızları güneşin kütlesinden 2×10^5 kat büyük bir kütle kaybı ile $14,5 \text{ km s}^{-1}$ hızla genişlerken etrafındaki karanlık buluta 80 çeşit molekül salmaktadır (Çizelge 3). Bu moleküller içinde karbon zincirleri dahil olmak üzere NaCl, KCl ve AlCl gibi tuzların çok modelleriyle uyumlu olduğu tespit edilmiştir (Cherchneff 2012). Milimetrealtı uyu gözlemlerinden önce herhangi bir su molekülü bir CSE'de teşhis edilememiştir, ta ki IRC+10216 'da gözlemlenene kadar (Bergin et al. 2001). Cherchneff (2011), Herchel Space Observatory'den elde edilen verilerdeki suyun uyarılma geçiş çizgilerini kullanarak, gözlemlenen suyun sıcaklığının birkaç yüz K olduğunu ve suyun zarfın iç kısımlarında bulunduğunu doğruladı ve bu bilginin çok modelleriyle uyduğunu yayınladı.

Yaşamlarının sonlarına doğru artık yıldızın kütleçekimi bile bu soğuk yıldızın oluşturduğu devasa zarftan uzaya madde kaçışına engel olamaz. Yıldızın atmosferinde ivmelenecek ayrılan bu maddelerin özkütle ve sıcaklıkları ortama göre yüksek olduğundan, reaksiyonlar için zaman çizelgesi yüzbinlerce yıl değil, bu sefer dakikalar mertebesindedir. Bu hızlı meydana gelen kimya, moleküler toz parçalarında oluşmasını sağlamaktadır. Çoğu molekül ve tozlar yoğunluğun 10^{13} cm^{-3} den fazla olduğu ancak sıcaklığın 2500 K'den az olduğu lokal termodinamik dengenin (LTE) bulunduğu durumlarda oluşur (Millar 2015). CSE yıldızının zarfından ardakalan moleküller ya yıldızın merkezinden gelen radyasyona ya da ayrılmış zarfın oluşturduğu hızlı rüzgarlara maruz kalır. Bu süreç yıldız beyaz cüceye dönüşene kadar devam eder. Soğuk yıldızların moleküler zarfları bir süre sonra kısa ömürlü gezegenimsi bulutsu adı verilen yapılarla evrilir. Yıldızından ayrılan bu soğuk zarf büzülerek ısındığında ise ortama şok dalgaları yayar. Cherchneff (2011) şok dalgaları kimyasını çok iyi tarif etmektedir.

Yıldızlararası tozun yüzde 80 oranında kaynağının asimptotik dev kolu yıldızları olduğu düşünülmektedir. Kızılötedeki gözlemlerden elde edilen bilgilere göre, yıldızın zarfı karbonca zengin ise ortamındaki tozlar grafit tozları şeklinde olur. Oksijence zengin bir zarf ise kum tozları oluşur. Boyutları ancak mikron mertebesinde olan bu tozlar, üstündeki ışınımsal basınç sayesinde yıldızın zarfından çok uzaklara fırlayabilirler (Millar 2015). Akış ve yayılma ilerledikçe gaz ve tozun özkütlesi de düşer. Bu nedenle yıldızlararası ortamdaki radyasyon artık gaz ortamının içine ulaşabildiği için molekülleri iyonlaştırmaya başlar. Tüm bu süreç boyunca moleküllerin bazıları parçalanır, bazıları yeniden başka



Şekil 8. Önyıldız diskinin içindeki kimyasal bölgeler (Visser 2009)

molekülleri oluşturmak üzere birleşir. Yıldız çevresi zarflarında meydana gelen bu kimyasal reaksiyonların gözlemlenmesi, astrokimyasal modelleri oluşturan birçok laboratuvar testlerinin yapılmasına olanak tanır. Gözlemsel ve teorik bilgilerin etkileşimi ile astrokimya açısından oldukça önemli belgeler oluşturulmuştur (van Dishoeck 2014).

4.6 Öngezegen Diskleri (PPDs)

Gezegen oluşum sistemleri toz ve gaz depolarıdır. Gezegenler, meteoritler ve kuyruklu yıldızlar, yıldızlararası tozun istiflendiği yerler olmuştur. Gezegen atmosferleri gezegen oluşum bölgelerindeki gazlardan meydana gelir. Kuyruklu yıldız ve asteroit çarpışmalarının erken gezegen dönemlerine etkisi çok büyüktür. Önyıldızın oluşmasına yakın bölgelerde sıcaklık yüksek olduğu için buzlar buharlaşıp tekrar gaz fazına döner ve yeni oluşmakta olan yıldızdan gelen yoğun radyasyon ile önceki yıldızlararası ortamın kimyasındaki moleküller imza büyük ölçüde kaybolur. UV ışınımı foto iyonlaşma ve ayrışma reaksiyonları için çok önemlidir. İyonlaşma; uzak-UV ışınması, başka yıldızın x-ışını fotonları, kozmik ışın parçacıkları ve bazı elementlerin radyoaktif yarılanma sürecinde, örneğin ^{26}Al 'nin ^{26}Mg 'ye dönüşümünde meydana gelir. Allende meteoritinde gözlenen artık ^{26}Mg izotopu güneş sistemimizin önyıldız döneminde ortamda ^{26}Al bulunduğunu göstermektedir (Papanastassiou et al. 1977)

Yıldızlararası buzun kompozisyonunu bulmak için, kızılöte bölgede çok kısa dalgaboyu aralığında çalışan tayfçekerlerle elde edilen veriler, laboratuvar verileriyle kıyaslanır. Teorik ve laboratuvar verileri oluşturulurken, gaz ile toz parçaları arasındaki termal dengeleri de dikkate almak gerekir.

Moleküllerin titreşimsel geçişleri soğuk buzların içindeyken ölçülebilmektedir, fakat moleküllerin dönme modları buzların içindeyken engellenir. Moleküler tozların arka planında bir ışınım kaynağı olduğunda titreşimsel geçişlerindeki soğurmaları yakalayabilmek mümkündür. Bu geçişlerin serbest halde gezen gaz moleküllerinin dönme-titreşimsel tayfindan farkı kolayca ayırılabilir. Şekil 7'de, genç bir yıldız olan W33a'nın etrafındaki yıldızlararası buz parçalarından elde edilen moleküler tayf görülmektedir. Bu kompozisyon güneş sistemindeki bazı kuyruklu yıldızlarla benzerlik göstermektedir (Gibb et al. 2000).

Gazların toz parçaları ile reaksiyonu ile buz mantoları oluşturmaları yaklaşık olarak 10^4 yıl sürer. Dolayısı ile öngezegen disklerinin orta bölgesinde gaz fazında bulunan maddelerin bolluğu zamanla azalır. Bu durum dış bölgeden merkeze doğru radyal olarak toz parçalarının akımını başlatır ve iç kısımlar buz parçaları ile domine olmaya başlar (Şekil 8).

Buzların uzak UV ve kozmik parçacıklara maruz kaldığı yerlerde radikaller, yeni elektron ve iyonlar oluşur. Radikaller ve iyonlar kararlı olmadığı için yine dönüşür ve etan, alkol gibi daha kompleks moleküllerin oluşmasına neden olur. Moleküler buzlar diskten ayrılmadan önce 10^5 yıl yaşayabilmektedir (Blum et al. 2002). Bir buz mantosunu ayrıştıracak reaksiyonun yüzey kimyası mı yoksa hacim kimyası mı olduğunu belirleyebilmek mekanizmayı anlamak için önemlidir. Gezegen disklerinin çok yoğun bölgeleri UV fotonlarına geçirgen olmadığı için, ortamdaki buzlar çarpışmaya bağlı termal ısıtma ya da kozmik parçacıklar vasıtasıyla ısınır. Özellikle son 20 yıldır laboratuvarlarda uygulanan ultra-vakum teknikleri karmaşık yüzey reaksiyonlarını anlamaya yol göstermiştir.

5 Sonuç

Son 20 yıldır laboratuvarlarda uygulanan ultra vakum teknikleri, mutlak sıcaklığa yakın koşulların elde edilebilmesi, uyarlanmış optik teknolojilerinin gelişmesi, çok düşük dalgaboyu aralıklarında yüksek çözünürlük elde edilebilmesi kozmik ortamdaki karmaşık moleküllerin gaz ve yüzey reaksiyonlarını anlamaya yol göstermiştir. Moleküler tayflar ve reaksiyon kinetik mekanizmaları, ortaya çıkan kompleks kimyayı anlamaya yardımcı olur. Laboratuvar astrofiziği özellikle son 20 yıldır astrokimya ile paralel olarak büyümektedir. Teorik modelleme komitelerinin gün geçtikçe artması, yeni nesil uzay teleskopları, uydular ve keşif görevleri sayesinde önümüzdeki dönemlerde moleküler evreni anlamak için elimizde çok daha fazla ipucu olabilecektir.

Kaynaklar

- Bergin E. A., Neufeld D. A., Kleiner S. C., Wang Z., Melnick G. J., 2001, IAU Circ., 7596, 3, [ADS](#)
- Blum J., et al., 2002, in 34th COSPAR Scientific Assembly. p. 2433
- Cherchneff I., 2011, [A&A](#), 526, L11
- Cherchneff I., 2012, [A&A](#), 545, A12
- Crutcher R. M., Hakobian N., Troland T. H., 2009, [ApJ](#), 692, 844
- Ehrenfreund P., 2002, in 34th COSPAR Scientific Assembly. p. 2863
- Fraser H. J., McCoustra M. R. S., Williams D. A., 2002, [Astronomy and Geophysics](#), 43, 2.10
- Geballe T. R., Oka T., 1996, [Nature](#), 384, 334
- Gibb E. L., et al., 2000, [ApJ](#), 536, 347
- Kurtz S., Cesaroni R., Churchwell E., Hofner P., Walmsley C. M., 2000, in Mannings V., Boss A. P., Russell S. S., eds, Protostars and Planets IV. pp 299–326
- Lis D. C., Gerin M., Phillips T. G., Motte F., 2002, [ApJ](#), 569, 322
- Loinard L., Lequeux J., Tilanus R. P. T., Lagage P. O., 2003, in Arthur J., Henney W. J., eds, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series Vol. 15, Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica Conference Series. pp 267–269
- Maret S., et al., 2004, [A&A](#), 416, 577
- Millar T. J., 2015, [Plasma Sources Science Technology](#), 24, 043001
- Millar T. J., Hatchell J., 1998, [Faraday Discussions](#), 109, 15
- Papanastassiou D. A., Lee T., Wasserburg G. J., 1977, in Delsemme A. H., ed., IAU Colloq. 39: Comets, Asteroids, Meteorites: Interrelations, Evolution and Origins. pp 343–349
- Preibisch T., Balega Y. Y., Schertl D., Smith M. D., Weigelt G., 2001, [A&A](#), 378, 539
- Roberts H., Millar T. J., 2007, [A&A](#), 471, 849
- Schilke P., et al., 2014, in 69th International Symposium on Molecular Spectroscopy. p. TF02, [doi:10.15278/isms.2014.TF02](#)
- Sharp C. M., Huebner W. F., 1990, [ApJS](#), 72, 417
- Smith D., 2004, [Angewandte Chemie](#), 116, 5229
- Visser R., 2009, PhD thesis, -
- Ziurys L. M., 2006, [Proceedings of the National Academy of Science](#), 103, 12274

van Dishoeck E. F., 2014, [Faraday Discussions](#), 168, 9

Access:

M22-0307: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

Güneş Civarındaki Anakol Yıldızlarının Işıma Gücü Fonksiyonunun Gaia Verileriyle Belirlenmesi

Doğru Deniz Bulut,[★] S. Tunçel Güçtekin[✉]

İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34119, Beyazıt, İstanbul

Accepted: January 26, 2022. Revised: January 19, 2022. Received: December 20, 2021.

Özet

Bu çalışmada, *Gaia* uydusunun erken üçüncü veri sürümü *Gaia* EDR3 kataloğundan seçilen yaklaşık 39 milyon anakol yıldızından Güneş civarını temsil eden ışımaya gücü fonksiyonları elde edilmiştir. Geniş bir mutlak parlaklık aralığında tanımlı ışımaya gücü fonksiyonlarının elde edilmesinde farklı uzaklıklarda ve üç farklı göreceli paralaks hatasına sahip yıldızlar kullanılmıştır. Bu çalışmadaki bulgular literatürde uzaklığı 100 pc için verilen ışımaya gücü fonksiyonunun, göreceli paralaks hataları $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.10$, mutlak parlaklıkları $2 < M_G \leq 13$ kadir aralığında ve 175 pc'lik uzaklık içindeki anakol yıldızlarından elde edilen ışımaya gücü fonksiyonuyla uyumlu olduğunu göstermiştir.

Abstract

In this study, we obtained luminosity function (LF) of 39 million main sequence (MS) stars in the Solar Neighborhood selected from *Gaia* Early Data Release 3 (*Gaia* EDR3). The LFs are revealed from the stars having different distances and three different relative parallax errors, and are analysed in a broad absolute magnitude range. The findings of our study for the stars located at a 175 pc distance, having relative parallax error of $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.10$, and absolute magnitude $2 < M_G \leq 13$ are compatible with the study in literature which was done with the stars in Solar Neighborhood of 100 pc.

Anahtar Kelimeler: Stars: luminosity function – Hertzsprung-Russell and Color-brightness diagram – Sun neighborhood

1 Giriş

Güneş civarındaki yıldızların uzay dağılımlarına yönelik incelemeler gökbilimcilerin yıldız paralakslarını duyarlı olarak ölçmeye başladığı 20. yüzyılın başından beri önemli ölçüde artmıştır. [Gliese \(1957\)](#)'in 20 pc içinde 915 yıldızın trigonometrik paralaks verilerini literatüre kazandırmasıyla birlikte yıldızların Güneş civarındaki dağılımlarına yönelik ilk çalışma başlatılmıştır. Zaman içerisinde yakın yıldızlar kataloğu, [Gliese & Jahreiß \(1991\)](#) tarafından 25 pc uzaklığa genişletilmiş ve yıldız sayısı 3,803'e çıkartılarak derlenmiştir. 1989 yılında *Hipparcos* uydusunun uzaya atılmasıyla birlikte yakın yıldızların fotometrik ve astrometrik gözlemleri uzaydan yapılabilir hale gelmiştir. Uydunun görevi tamamlaması, verilerin *Hipparcos* konsorsiyumu tarafından analiz edilmesi ve literatüre kazandırılması sonucu 25 pc'lik uzay hacmi içinde yakın yıldızların sayısı 5,835'e ulaşmıştır ([ESA 1997](#)). Yakın yıldızlar kataloğu kullanılarak yapılan çalışmalar farklı mutlak parlaklıkta bulunan yıldızların tamlıkları ve hassas trigonometrik paralaks verileriyle sınırlı kalmıştır. *Gaia* uydusunun 19 Aralık 2013 tarihinde uzaya gönderilmesiyle Güneş civarındaki yıldızların $G = 20.7$ limit parlaklığına kadar duyarlı astrometrik gözlemlerinin yapılabilmesi söz konusu olmuştur. *Gaia* uydusu verilerinin erken üçüncü veri sürümünün ([Gaia Collaboration et al. 2021a](#)) literatüre kazandırılmasıyla mevcut yıldız kataloğu, *Gaia* yakın yıldızlar kataloğu (GYK) ismini almıştır ([Gaia Collaboration et al. 2021b](#)). *Gaia* konsorsiyumundaki araştırmacıların oluşturduğu GYK, 100 pc içinde M8 tayf türüne kadar tüm yıldızları içerecek şekilde derlenmiştir.

★ dogudeniz.bulut@gmail.com

Oluşturulan bu güncel katalogta farklı ışımaya gücü sınıfından 331,312 yıldız yer almaktadır.

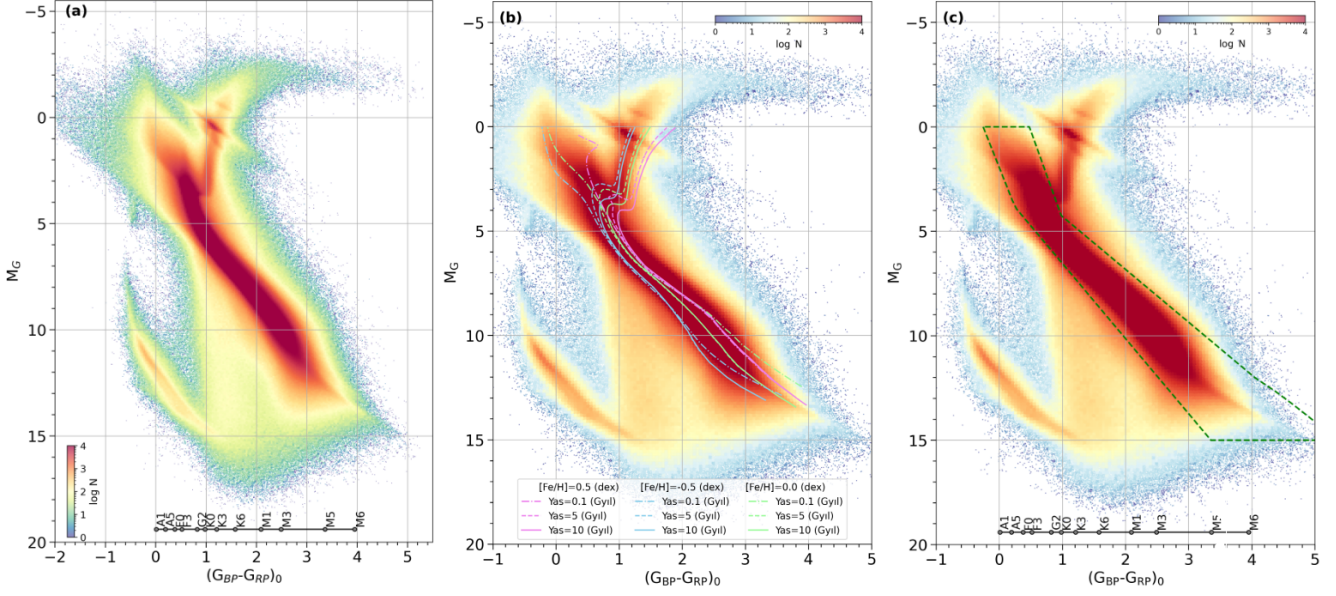
2 Malzeme ve Yöntem

2.1 Gaia EDR3 Veri Seçimi

Gaia EDR3 verileri ([Gaia Collaboration et al. 2021a](#)) 3 Aralık 2020 tarihinde araştırmacıların kullanımına sunulmuştur. Bu çalışmadaki veriler *Gaia* veri merkezindeki web ara yüzüne tarafımızdan hazırlanan bir sql koduyla alınmıştır. Sorgu sonucunda *Gaia* EDR3 `gaiadr3.gaia_source` tablosu içerisinde Güneş merkezli 1 kpc'lik uzay hacmi içinde göreceli paralaks hatası $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.10$ şartına uyan 41,848,305 yıldız ulaşılmıştır.

2.2 Yıldızların Renk Artık Tayini

Yıldızların Güneş'ten uzaklıkları arttıkça fotometrik verileri yıldızlararası ortamın neden olduğu sönmüşleme etkisine maruz kalır. Güneş civarındaki yakın yıldızlar ($d < 100$ pc) yerel kabarcık içinde bulunduğu fotometrik verileri yıldızlararası ortamdan fazla etkilenmez iken, Güneş merkezli $r = 1$ kpc uzaklık içindeki 41,848,305 yıldızın inceleneceği bu çalışmada *Gaia* EDR3 veri tabanındaki G , G_{BP} ve G_{RP} parlaklıkları, yıldızlararası sönmüşlemeye maruz kalır. Yıldızların *Gaia* parlaklıklarına ait sönmüşmelerinin hesaplanmasında literatürde sıklıkla kullanılan [Schlegel et al. \(1998\)](#)'nin toz haritasından faydalanılmıştır. [Schlegel et al. \(1998\)](#)'nin çalışmasında zaman içerisinde ortaya çıkan hatalardan dolayı, toz haritası [Schlafly & Finkbeiner \(2011\)](#) tarafından güncellenmiş olup, bu çalışmada tercih edilmiştir. Yıldızlar doğrultusunda Galaksi sınırına kadar geçerli olan V bandındaki sönmüşleme $A_{\infty}(V)$ değerleri Bovy tarafından hazırlanan



Şekil 1. Çalışmadaki 41,848,305 yıldızın renk-mutlak parlaklık diyagramı (a), farklı demir bolluklarında ve yaşlardaki PARSEC eş-yaş eğrilerini içeren renk-mutlak parlaklık diyagramı (b) ve çift yıldız etkisini içerecek şekilde seçilen anakol yıldız örneği (c). Yeşil kesikli çizgi bu çalışmada seçilen anakol yıldızlarını göstermektedir. Yıldızlar logaritmik sayı yoğunluklarına göre renklendirilmiştir.

`mw dust.py` isimli Python kodu yardımıyla belirlenmiştir. Çalışmadaki yıldızlar Galaksi sınırında bulunmadığı için toz haritalarından elde edilen sönükleşme değerinin Güneş ile yıldız arasındaki mesafe için hesaplanması gerekmektedir. Güneş ile yıldız arasındaki indirgenmiş sönükleşmelerin belirlenebilmesi için Bahcall & 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 ölçeği ($H = 125$ pc; Marshall et al. 2006), $A_\infty(b)$ yıldız doğrultusunda Galaksi sınırına kadar ölçülen sönükleşme değeri (Schlafly & Finkbeiner 2011) ve $A_d(b)$ de Güneş ile yıldız arasındaki uzaklık için hesaplanmış V bandındaki sönükleşmeyi göstermektedir. Yıldızların indirgenmiş sönükleşme değerlerinin, indirgenmiş renk artığına çevrilmesinde aşağıdaki bağıntı kullanılmıştır:

$$E_d(B - V) = \frac{A_d(b)}{3.1} \quad (2)$$

Bu çalışmada *Gaia* EDR3 veri tabanındaki fotometrik veriler kullanıldığından, indirgenmiş $E_d(B - V)$ renk artığı değerini dikkate alarak G , G_{BP} ve G_{RP} bandlarına ait sönükleşme değerlerinin belirlenmesi gerekmektedir. *Gaia* fotometrik verilerinin sönükleşmeden arındırılmasında Weiler (2018)'in *Gaia* fotometrik bandları ve renk indeksi için belirlediği bağıntı ve bağıntılarda kullandığı katsayılar aşağıda verilmiştir:

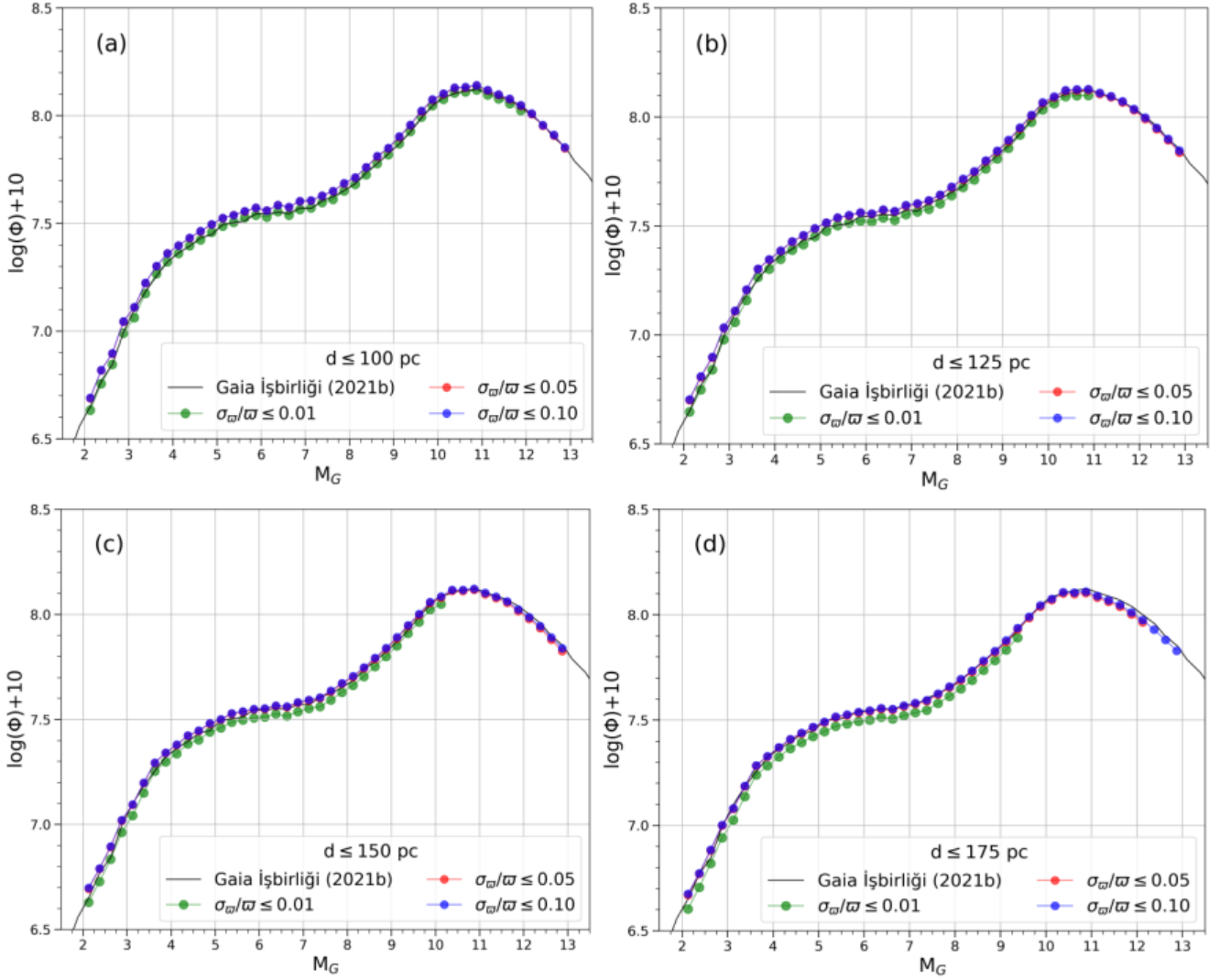
$$G_0 = G - 0.85926 \times E_d(B - V) \quad (3)$$

$$(G_{BP} - G_{RP})_0 = (G_{BP} - G_{RP}) - 0.41595 \times E_d(B - V) \quad (4)$$

Yıldızların M_G mutlak parlaklıklarının hesaplanmasında literatürde iyi bilinen uzaklık bağıntısı kullanılmıştır:

$$M_G = G_0 - 5 \log(1000/\varpi) + 5 \quad (5)$$

Burada ϖ yıldızın *Gaia* EDR3 kataloğundan alınan miliyar saniyesindeki (mas) trigonometrik paralaks değerini göstermektedir. Bağıntı 5 ile hesaplanan mutlak parlaklık ve renk dağılımı Şekil 1a'da gösterilmiştir. *Gaia* uydusundan sağlanan verilerin büyük kısmı ince disk yıldızlarından oluştuğundan renk-parlaklık diyagramı üzerinde ince disk popülasyonunu temsil eden PARSEC yıldız evrim model (Bressan et al. 2012) verilerinden faydalanılmıştır. Bunun için ince disk popülasyonunu ifade eden demir bolluğu $-0.5 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq 0.5$ dex ve yaşı $0 < t \leq 10$ Gyil (Cox 2000) aralığındaki limit eş-yaş eğrileri renk-parlaklık diyagramına (Şekil 1b) eklenerek anakol yıldızlarının diyagram üzerindeki konumları belirlenmiştir. Şekil 1b'de anakol bandındaki yıldız sayı yoğunluğu ile eş-yaş eğrilerinin uyumu incelendiğinde, genel olarak model eğrilerinin gözlemsel verileri desteklediği fakat anakol yıldız bandının teorik sınırlardan daha geniş olduğu görülmektedir. Bunun nedeni çalışmada çift yıldız etkisinin dikkate alınmamış olmasıdır. Bilindiği gibi, çift yıldız etkisi bir yıldızın parlaklığında en fazla 0.75 kadirlik bir artışa sebep olur. Diyagram üzerinde yaş ve metal bolluğu etkisi dışında teorik eş-yaş eğrilerine 0.75 kadirlik fark ilave edilerek anakol bandı çift yıldız etkisini içerecek şekilde oluşturulmuş ve yeşil kesikli çizgiler ile Şekil 1c'de gösterilmiştir. Anakol bandı içindeki yıldızların tayf türü A1 ile M6 ve mutlak parlaklıkları $0 < M_G < 15$ kadir aralığında olup yıldız sayısı 39,131,320'dir.



Şekil 2. Mutlak parlaklıkları $2 < M_G \leq 13$ kadir aralığında, dört farklı uzaklık ($d \leq 100$ pc (a), $d \leq 125$ pc (b), $d \leq 150$ pc (c), $d \leq 175$ pc (d)) ve üç farklı göreceli paralaks hatasına ($\sigma_\pi/\varpi \leq 0.01$, $\sigma_\pi/\varpi \leq 0.05$, $\sigma_\pi/\varpi \leq 0.10$) sahip anadol yıldızlarından oluşturulan Güneş civarındaki ışınma gücü fonksiyonları.

2.3 Yıldızların Tamlık Sınırlarının Belirlenmesi ve Uzak Yoğunluğunun Hesaplanması

Bir popülasyona ait tipik parametrelerin ortaya konmasında kullanılan veri setindeki nesnelerin sayıları önemlidir. Astronomik gözlemlerde nesne sayıları çoğunlukla görünen parlaklığının bir fonksiyonu olarak değerlendirilir. Gözlenen nesnelerin tamlığı söz konusu olduğunda görünen parlaklığa göre oluşturulan histogramda yıldız sayılarının parlak kadirlerden sönük kadirler doğru artması beklenir. Sönük parlaklıklarda nesne sayısının sabit veya azalmaya başlaması sönük limit parlaklığın belirlenmesine olanak sağlar. Yıldız alanlarındaki nesnelerin uzaklık tamlıkları söz konusu olduğunda da yıldızların mutlak parlaklıkları önem kazanır. Araştırmacılar öncelikle yıldız alanındaki görünen parlak ve sönük limit kadirleri belirledikten sonra örnekteki yıldızları ardışık birim mutlak parlaklık aralıklarına ayırırlar. *Gaia* fotometrisinde bir yıldız alanında görünen parlak ve sönük limit parlaklıklar, sırasıyla, G_1 ve G_2 ile, bir ardışık M_{G_1} ve M_{G_2} mutlak

parlaklık aralığındaki yakın ve uzak tamlık sınırları da aşağıdaki bağıntılar ile hesaplanır:

$$d_{\text{yakın}} = 10^{[(G_1 - M_{G_1} + 5 - A_G)/5]} \quad (6)$$

$$d_{\text{uzak}} = 10^{[(G_2 - M_{G_2} + 5 - A_G)/5]} \quad (7)$$

Burada $d_{\text{yakın}}$ ile d_{uzak} , sırasıyla, seçilen mutlak parlaklık aralığındaki yakın ve uzak tamlık sınırlarını, A_G de *Gaia* fotometrisindeki G bandı için sönükleşme değerini göstermektedir. Çalışmada geniş bir tayf türü aralığındaki anadol yıldızları kullanılmıştır. Analizlerde trigonometrik paralaks verilerinden uzaklıklar tayin edildiğinden, yıldızların mutlak parlaklıkları duyarlı bir şekilde belirlenmiştir. Oluşturulan yakın yıldızlar kataloğunda her bir yıldızın trigonometrik paralaks verisi ve buna ait belirsizlikler bilindiğinden, tamlık sınırlarının hesaplanmasında

$$\sigma_\pi/\varpi \leq 0.01, \quad \sigma_\pi/\varpi \leq 0.05 \quad \text{ve} \quad \sigma_\pi/\varpi \leq 0.10$$

aralıklarındaki görelî paralaks hataları dikkate alınmıştır. Bu çalışmada ardışık mutlak parlaklık aralıklarındaki yıldızların uzay yoğunlukları farklı uzaklık aralıklarına göre hesaplanmıştır. Yıldızlar Güneş'ten uzaklaştıkça oluşturdukları küresel hacim büyümektedir. Ardışık uzaklık aralıkları için uzay hacmi ve uzay yoğunluk hesaplamaları, sırasıyla, Bağıntı 8 ve 9'da verilmiştir:

$$\Delta V_{1,2} = \frac{4}{3}\pi(d_2^3 - d_1^3) \quad (8)$$

$$\Phi = N/\Delta V \quad (9)$$

Burada, d_1 ve d_2 ardışık iki uzaklığı, $\Delta V_{1,2}$ bu uzaklık aralıklarına karşılık gelen küresel uzay hacmini, N söz konusu uzay hacminde bulunan yıldız sayısını ve Φ de uzay yoğunluğunu ifade etmektedir. Hesaplanan uzay yoğunlukları çok küçük değerlerde bulunduğundan literatürde ışım gücü değerlerinin gösteriminde $\Phi^* = \log(\Phi) + 10$ bağıntısı kullanılmaktadır (Fenkart & Karaali 1990).

2.4 Işım Gücü Fonksiyonlarının Elde Edilmesi

Çalışmada geniş bir tayf türü aralığındaki anakol yıldızlarının ışım gücü fonksiyonu yukarıda belirtilen yöntem ile hesaplanmıştır. Literatürdeki diğer çalışmalardan farklı olarak, bu çalışmada anakol yıldızları kullanılarak ışım gücü fonksiyonları dört farklı uzaklık ($d \leq 100$, $d \leq 125$, $d \leq 150$ ve $d \leq 175$ pc) ve üç farklı görelî paralaks hata aralığında ($\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.01$, $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.05$ ve $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.10$) oluşturulmuştur (Şekil 2). Farklı uzaklık aralıkları için oluşturulan ışım gücü fonksiyonları incelendiğinde, genel olarak tüm panellerdeki ışım gücü fonksiyonunun Gaia Collaboration et al. (2021b) tarafından 100 pc için verilen ışım gücü fonksiyonuyla uyumlu olduğu görülmektedir (Şekil 2a). Bu çalışmada uzaklığı 175 pc'e kadar olan anakol yıldızlarından oluşturulan ışım gücü fonksiyonu incelendiğinde uzaklıkları duyarlı hesaplanmış örnek için ($\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.01$) belirlenen ışım gücü fonksiyonunun 100 pc için verilen daha küçük değerlerde olduğu görülmüştür (Şekil 2b). Benzer durum, daha uzakta seçilen anakol yıldızları için de geçerlidir. Özellikle görelî paralaks hataları büyük olan yıldız gruplarından oluşturulan ışım gücü fonksiyonları Gaia konsorsiyumunun (Gaia Collaboration et al. 2021b) 100 pc için verdiği ışım gücü fonksiyonundan küçük farklılıklar göstermektedir (Şekil 2c ve 2d). Çalışmada görelî paralaks hatası $\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.10$ ve mutlak parlaklık aralığı $2 < M_G \leq 13$ kadar olan örnekten oluşturulan ışım gücü fonksiyonunun 100 pc için verilen ışım gücü fonksiyonuyla uyumlu olduğu görülmektedir (Şekil 2d). Bu durum, ışım gücü fonksiyonunun görelî paralaks hataları dikkate alınarak incelenmesi gerekliliğinin önemini göstermektedir.

3 Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada, Gaia EDR3'ten (Gaia Collaboration et al. 2021a) alınan fotometrik ve astrometrik verilerden itibaren farklı uzaklık aralıklarında ve görelî paralaks hatalarındaki anakol yıldızlarının ışım gücü fonksiyonları elde edilmiştir. Analizlerde, Güneş merkezli 1 kpc uzaklığa varan Gaia yıldızlarının fotometrik verileri toz haritaları yardımıyla yıldızlararası ortamın neden olduğu sönükleşme etkilerinden arındırılmıştır. Oluşturulan renk-parlaklık diyagramı üzerine, seçilen yıldızlar ile birlikte ince disk popülasyonunu temsil eden PARSEC eş-yaş eğrileri çizilmiş (Bressan et al. 2012) ve çift yıldız etkisini içerecek şekilde anakol bandı belirlenmiştir. Bu yöntem

ile yaklaşık 39 milyon anakol yıldız çalışmada kullanılmıştır. Yıldızlar birim mutlak parlaklık aralıklarına ve bu aralıkları temsil eden tamlık uzaklık sınırlarına uygun bir şekilde ayrılarak sınıflandırılmıştır. Bu aşamadan sonra yıldızlar dört farklı uzaklık aralıklarına ve üç farklı görelî paralaks hata değerlerine göre yeniden gruplandırılarak her bir mutlak parlaklık aralığı için uzay yıldız yoğunlukları hesaplanmış, böylece ışım gücü fonksiyonları belirlenmiştir. Örnekteki en yakın yıldızlar için oluşturulan ışım gücü fonksiyonunun literatüre yeni kazandırılan ışım gücü fonksiyonuyla iyi bir şekilde uyum gösterdiği, görelî paralaks hataları küçük ve uzak olan örneklerden oluşturulan ışım gücü fonksiyonlarının sistematik olarak 100 pc için oluşturulan ışım gücü fonksiyonuna göre küçük değerlerde olduğu tespit edilmiştir. Örnek içindeki en büyük görelî paralaks hatalarına ($\sigma_{\varpi}/\varpi \leq 0.10$) sahip ve 175 pc uzaklığa kadar olan anakol yıldızlarının Gaia konsorsiyumu (Gaia Collaboration et al. 2021b) tarafından belirlenen ışım gücü fonksiyonunu temsil ettiği gösterilmiştir. Sonuç olarak bu çalışma sayesinde Güneş'e uzaklığı 175 pc'yi geçmeyen ve görelî paralaks hataları en fazla % 10 olan örneğin literatürde verilen ışım gücü fonksiyonuyla uyumlu olduğu gösterilmiştir.

Teşekkür

Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinasyon Birimi tarafından desteklenmiştir. Proje numarası 37153.


Kaynaklar

- Bahcall J. N., Soneira R. M., 1980, *ApJS*, 44, 73
 Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
 Cox A. N., 2000, *Allen's astrophysical quantities*. AIP Press
 ESA ., 1997, *VizieR Online Data Catalog*, p. I/239, *ADS*
 Fenkart R., Karaali S., 1990, *A&AS*, 83, 481, *ADS*
 Gaia Collaboration et al., 2021a, *A&A*, 649, A1
 Gaia Collaboration et al., 2021b, *A&A*, 649, A6
 Gliese W., 1957, *Astronomisches Rechen-Institut Heidelberg Mitteilungen Serie A*, 8, 1, *ADS*
 Gliese W., Jahreiß H., 1991, *Preliminary Version of the Third Catalogue of Nearby Stars, On: The Astronomical Data Center CD-ROM: Selected Astronomical Catalogs*
 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
 Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis M., 1998, *ApJ*, 500, 525
 Weiler M., 2018, *A&A*, 617, A138

Access:

M22-0310: *Turkish J.A&A* — Vol.3, Issue 3.

Astronomi Eğitiminde Bazı Doğru Bilinen Yanlışlar

Sinan Koçak,¹  İnci Akkaya Oralhan²

¹Erciyes Üniversitesi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Kayseri 38039, Turkey

²Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Erciyes Üniversitesi, Kayseri 38039, Türkiye

Accepted: January 11, 2022. Revised: January 11, 2022. Received: December 20, 2021.

Özet

MEB (Milli Eğitim Bakanlığı) Talim Terbiye Kurulu (TTK) Başkanlığı tarafından yayınlanan ve 2017-2018 eğitim-öğretim yılı 5, 6, 7 ve 8. sınıflarda uygulamaya giren Fen Bilimleri müfredatlarında, astronomi konuları söz konusu eğitim-öğretim dönemleri içerisinde ilk haftalara alınmıştır. 2017 yılından önce astronomi konuları ise Fen Bilimleri müfredatlarında en son konular olarak yer almaktadır. Müfredat değişikliği ile birlikte hem bu müfredatları veren eğitimciler hem de öğrenciler tarafından bir “Astronomi Farkındalığı” oluşmaya başlamış ve bu konuda daha iyi bir bilgi birikimine sahip olan “Bilim Merkezleri” ve “Üniversite Öğretim Üyeleri”nden birçok eğitimci tarafından astronomi konuları hakkında destek alma ihtiyacı doğmuştur. Bu ihtiyaçtan yola çıkarak, tarafımıza gelen talepler doğrultusunda öğrencilere “Konya Bilim Merkezi” ev sahipliğinde astronomi eğitimleri verilmiştir. Eğitim sırasında müfredatta yer alan konuların anlatımları, materyal destekli atölye içerikleri, teleskop kurulumu-kullanımı ve Güneş gözlemi etkinlikleri bu merkezdeki fiziksel ortamlarda gerçekleştirilmiştir. Araştırmaya katılan her bir öğrenciye ön test ve son test yapılarak, eğitim öncesi ve sonrası astronomi bilgilerine dair değişimler izlenmek istenmiştir. Ön testlerden öğrencilerin bilgi seviyelerini ölçmek ve kavram yanlışlarını tespit etmek amaçlanırken, son testlerden de verdiğimiz eğitimin öğrencilere bu alandaki bilgilerine ne derece katkı sağladığı analiz edilmiştir. Test sonuçları SPSS 22 programı ile analiz edilerek öğrencilerin astronomi konularında geldikleri seviyeleri ölçülmüştür.

Abstract

From the 2017-2018 academic year, astronomy subjects were included in the first weeks of 5th, 6th, 7th and 8th grade curriculum by the Ministry of National Education, Board of Education and Discipline. Before 2017, astronomy subjects are the latest subjects in the Science curriculum. With the curriculum change, an “Astronomy Awareness” has started to be formed by both the educators and the students. There was a need to get support on astronomy from “Science Centers” and “University Faculty Members”. Astronomy educations were given at the “Konya Science Center” based on the needs and demands. The lectures, workshops, telescope setup-usage and Sun observations were carried out in the physical environments of this center. It was aimed to monitoring the changes in astronomy knowledge before and after the education by pre-test and post-test given to each participating student in this research. It is aimed to measure the knowledge of the students from the pre-tests and to detect the misconceptions. From the post-tests, it has been analyzed how the education provided contribution of the students astronomy knowledges. The analyzes are made in the SPSS 22 program to measure the changes of these knowledges.

Anahtar Kelimeler: astronomy – astronomy education – analysis – education – science center – planetarium

1 Giriş

Astronomiye dair her şey eskiden insanlığın geceleri gökyüzünde parıltıyan gök cisimlerini merak etmesiyle başlamıştır. Gökyüzüne olan bu merak, günümüzdeki çoğu teknolojik ürünlerin icat edilmesini ve geliştirilmesini sağlamıştır. Astronomi, evreni ve evren içerisinde bulunan tüm gök cisimlerini inceleyen bir bilim dalıdır. Astronomi en eski bilim dallarından birisi olup sürekli yeni yapılan keşiflerle kendisini güncellemektedir (Tunca 2002).

Tüm temel bilimlerin uygulama alanları ve laboratuvarları bulunmaktadır. Astronomi biliminin sahip olduğu uygulama alanı ve laboratuvarı, uçsuz bucaksız olan gökyüzüdür. Fen Bilimleri ders içeriğinde yer alan Fizik, Kimya, Matematik, Biyoloji, gibi temel bilimler ve diğer bilimlere ait konuların anlatımında astronomi bilimi kullanılabilir. Örneğin; periyodik cetvel ve elementler, kimyasal tepkimeler, sürtünme kuvveti,

destek, hareket, basınç, kuvvet, enerji, ışık, Doppler etkisi, mevsimsel olaylar, yörünge mekaniği, uzaklık, sıcak-soğuk, insan vücudu, gök olayları, evrenin oluşumu, depremlerin oluşumu, kutup ışıklarının oluşumu, manyetik alanlar, uydular, teknolojileri, yön tayini, maddenin dünyası gibi konuları astronomi ile ilişkilendirebiliriz.

1.1 Türkiye’de Astronomi Eğitiminin Tarihsel Süreci

İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri bölümünün internet sayfasında yer alan bilgiler doğrultusunda; Türkiye Büyük Millet Meclisi’nin kabul ettiği 2252 sayılı Kanun’la 31 Temmuz 1933 günü İstanbul Darülfünunu kaldırılmış ve yerine, 1 Ağustos 1933 tarihi itibarıyla hizmete girmek üzere “İstanbul Üniversitesi” adı altında yeni bir yükseköğretim kurumu kurulmuştur. 1 Ağustos 1933 yılında üniversite reformu ile birlikte İstanbul Üniversitesi’nde Prof. Dr. Erwin Finlay Freundlich tarafından Astronomi Enstitüsü kurulmuştur. Bu enstitüde ilk Türk kadrolu astronom olarak Prof. Dr. Nüzhet

* sinan.kocak@kbnm.org.tr

GÖKDOĞAN hoca çalışmıştır. 1973 yılında çıkarılan 1750 Sayılı Üniversiteler Kanunu ile Astronomi Kürsüsü, Bölüm haline getirilmiştir. 1982 yılında Yüksek Öğretim Kurumu'nun Fakültelerdeki Bölümler hakkında yaptığı son düzenlemelerden sonra Bölüm, "Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü" adını almıştır.

Günümüzde Türkiye'deki üniversitelerde astronomi ve uzay bilimleri ile ilgili eğitim veren bölümlerin listesi aşağıda gösterilmektedir.

- İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
- Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
- Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
- Erciyes Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
- Atatürk Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
- Akdeniz Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü
- Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü

Tanzimat'tan sonra, İdadi ve Rüştiye'lerde de okutulan astronomi bilgileri, 1937 yılına kadar bağımsız bir ders olma özelliğini korumuştur. Örneğin, Lise Fen Kolunda bağımsız ders olarak okutulan "Kosmoğrafya" dersi bunlardan birisidir. 1937 den sonra, Matematik dersi içerisinde birkaç haftalık bir bölüm haline getirilmiş, ancak yine de zorunlu olarak öğretilmiştir. 1974 yılına gelindiğinde ise, bu öğretim şekli de terkedilmiş, Astronomi, "seçmeli" bir ders olarak ayrılmıştır. Ancak o tarihten sonra, günümüze kadar, değişik planlama ve program değişikliklerinde hep seçmeli ders olarak kalmıştır (Tunca 2002).

1933 yılında Prof. Dr. Ali YAR tarafından kaleme alınmış Lise III Kosmoğrafya ders kitabında astronomi derslerinin Cumhuriyet'in ilk yıllarında oldukça iyi bir şekilde verildiği gözükmektedir (Unat 2016).

Ders geçme ve Kredi sistemini uygulayan Orta Öğretim Kurumları için Astronomi ve Uzay Bilimleri Ders Kitabının yazılması isteği üzerine, beş Astronomi Profesörü bir araya gelip ders kitabını hazırlamıştır (Aslan ve diğ. 1996). İncelenmesi için TTK'na verilen, biçim ve yazım kuralları açısından düzeltmeler isteği ile geri gönderilen kitap gerekli düzeltmeler yapıldıktan sonra tekrar TTK'na sunulmuştur. Kitap, bu aşamada ilginç bir şekilde bir coğrafyacıya incelettirilmiştir. Yazarlara verilecek telif ücretinden daha fazlası bilirkişi için, yazarlardan istenmiş, telif ücreti yerine MEB'nin basması isteği ise geri çevrilmiştir. Önsözünde 1993 tarihi bulunan kitap bu maceradan sonra 1996-97 öğretim yılından itibaren 5 yıl süre ile Ders Kitabı olarak kabul edilmiştir. Kişisel çabalarla bir yayınevine bastırılmış, ancak ders açılmadığı için satılmamış, genel kültür-bilgi amacıyla çok az sayıda alıcı bulabilmiştir (Tunca 2002).

Liselerde okutulan Seçmeli Astronomi ve Uzay Bilimleri dersinin eğitimde değişen paradigmaya paralel olarak yapılandırmacı anlayışa sahip müfredatı, Editörlüğünü Prof.Dr.Ömer Lütfi Değirmenci'nin yaptığı bir ekip tarafından 2010 yılında hazırlanmış ve bu müfredata uygun bir ders kitabı da yine aynı ekip tarafından 2012 yılında yazılmış ve MEB Talim Terbiye Kurulu tarafından kabul edilmiştir (Ceylan, Dar, Kaya 2012). Halen bu kitabın düzeltilmiş baskısı seçmeli ders kitabı olarak okutulmaya devam etmektedir.

2 Astronomi Eğitiminin Önemi

Astronomiye karşı merakın ilk olarak başladığı faaliyetlerin bir tanesi de tarımdır. Tarım yapabilmek için mevsimlerin zamanını önceden bilmeye yani takvim bilgisine ihtiyaç duyulmaktaydı.

Eski Mısırlılar takvim hazırlamada çok ileriye gitmişlerdir. Gök cisimleri sayesinde önce yönlerini bulan insanlar sonrasında takvimleri hazırlamışlardır.

Astronominin gelişimi ile uygarlıkların gelişimi doğru orantılıdır. Çünkü bilimsel çalışmalar, evrendeki sistemlerden esinlenerek yapılmaktadır. Evren yanlış tanımlanırsa, teorik olarak öne sürülen fikirler de buna göre şekillenmek durumunda kalacaktır. Bu bakımdan somut ve gerçek veriler içermesi ve zaman içerisinde gelişen bir bilim dalı olması nedeniyle astronomi bir kat daha önemli hale gelmektedir (Taşcan 2013).

Astronomi biliminde zamanla meydana gelen gelişmeler hem diğer bilimlerin gelişimine hem de günlük yaşamımıza önemli katkılar sağlamıştır. Coğrafi koordinatların ölçümü ve kullanımı, haritacılık ve zaman tespiti gibi konular, temel olarak astronomik gözlemlere dayanır. Gezegenlerin hareketlerinin anlaşılabilmesi ile Güneş ve diğer yıldızların ışınımını açıklamak üzere yapılan astronomik gözlem ve kuramsal çalışmalar sayesinde fizik ve matematikte önemli gelişmeler sağlanmıştır (Zurnacı 2015).

Astronomi gelişmiş bir matematik, fizik, bilim ve teknoloji alanına sahiptir ve kendi başına insanlığın ilk gününden bu yana süre gelen bir bilimdir. Günümüzün en heyecan verici bilim haberlerinden çoğu astronomi ile ilgilidir. Mesela Mars'ta yaşam, Ay'a gidilmesi, uzay yolculukları, başka gezegenlerde yaşam vb. haberler insanların hep dikkatini çekmiştir (Percy 2006).

Astronomi merak, hayal gücü ve keşfetmek duygusundan yararlanır. Astronomi, gençleri bilim ve teknolojiye çeker. Araştırırken materyallerle öğrenmek öğrencilerin daha çok dikkatini çeker. Mesela çocuklar için dinazorlar en popüler konular arasındadır ama onların yok oluş efsanesi bile astronomi ile ilgilidir. Disiplinlerarası bir bilim olan astronomi müfredat geliştirmede yeni ve önemli kavramlar sunar (Percy 2006).

2.1 Türkiye'de Astronomi Eğitiminde Yapılan Çalışmalar

Türkiye'de verilen astronomi eğitimi ile ilgili farklı yaş gruplarında yapılan çalışmalar incelendiğinde, kavram yanlışları, farklı branşlarda öğretmen ve öğretmen adaylarının astronomi konularındaki bilgi seviyeleri, okul dışı öğrenme ortamlarının eğitim seviyelerine katkısı gibi konularla karşılaşılmaktadır.

Yorgancı (2019), Fen Bilimleri öğretmen adaylarının temel astronomi konularına yönelik bilgi düzeylerinin ve astronomiye yönelik tutumlarının ne düzeyde olduğunu belirlemek, çeşitli demografik değişkenler ve öğrenim gördükleri üniversiteler açısından farklılık gösterip göstermediğini incelemiştir. Ayrıca Fen Bilimleri öğretmen adaylarının astronomiye yönelik tutumları ile temel astronomi konularına yönelik bilgi düzeyleri arasında anlamlı bir ilişkinin olup olmadığını belirlemiştir. Yöntem olarak ilişkisel tarama modeli ve nedensel araştırma modeli kullanılan bu çalışmanın evrenini, 2017-2019 eğitim-öğretim yılları arasında öğrenim gören dört farklı üniversitenin (Akdeniz Üniversitesi, Alanya Alaaddin Keykubat Üniversitesi, Gazi Üniversitesi ve Kilis 7 Aralık Üniversitesi) Eğitim Fakültesi Fen Bilimleri Öğretmenliği programı öğrencileri oluşturmuştur. Çalışma örneklemini ise seçilen üniversitelerin Fen Bilimleri Öğretmenliği programlarında öğrenim görmekte olan ve tüm sınıf düzeylerinden (1. 2. 3. ve 4. sınıf) amaçlı örnekleme yöntemiyle seçilen 453 öğretmen adayını oluşturmuştur.

Başakcı (2018), gezici planetaryumların ortaokul 7. sınıf öğrencilerinin "Güneş Sistemi ve Ötesi: Uzay Bilmece" ünitesindeki astronomi konularını öğrenimine ve astronomiye

yönelik tutumlarına etkisini incelemeyi amaçlamıştır. Araştırmaya Adana'da bir devlet okulunda okuyan 89 ilkokul öğrencisi katılmıştır. Bu öğrencilerden 44'ü kontrol grubu, 45'i deney grubu olarak yer almıştır. Öğrencilere ön test-son test çalışması yapılarak astronomi konularındaki bilgi seviyeleri ölçülmüştür.

Babaoğlu (2016), Konya ili Çumra ilçesinde yer alan bir ortaokuldaki 6. sınıf öğrencilerinin ünite kapsamında gerçekleştirilen etkinlikler öncesinde ve sonrasında zihinlerinde astronomi kavramlarını nasıl betimlediklerini ve bilişsel gösterimlerini ortaya çıkarmak; odak grup görüşmesi sonucunda, astronomi kavramlarına yönelik tecrübe ve deneyimlerine sağladığı katkı konusunda görüşlerini almayı amaçlamıştır.

Zurnacı (2015), öğrencilere bilim öğrenimini sağlayan astronomi atölyeleri ve deneylerinin nasıl aktarılacağı üzerine bir çalışma yapmıştır. Çalışmada, astronomi eğitimi ile gençlerin doğaya ve topluma karşı bilinçlendirilmesi, kullanılan bilimsel yöntemler ile doğanın döngüsü ve evrenin sırları hakkında merak duygusunun uyandırılması, özellikle orta öğretim kurumlarında eğitim görmekte olan gençler üzerinde bilimsel bir farkındalık yaratılması amaçlanmıştır. Eğitim ve atölye etkinlikleri 11. sınıf öğrencileri ile gerçekleştirilmiştir. Etkinlikler, evreni ve doğa olaylarının işleyiş biçimini daha iyi kavramayı sağlayabilecek türden seçilerek eğitim verilmiştir.

Taşcan (2013), fen bilgisi öğretmenlerinin temel astronomi konularındaki bilgi düzeylerini belirlemek için bir araştırma yapmıştır. Çalışmanın ilk basamağında Malatya il merkezinde yer alan ortaokullarda görevli 75 fen bilgisi öğretmeni, ikinci basamağında 100 fen bilgisi öğretmeni yer almıştır. Çalışmada öğretmenlerin bilgi düzeylerinin cinsiyet, mezun olunan fakülte ve bölüm türü, kıdem, lisans hayatları boyunca astronomi dersi alma durumu, özel kurumlarda çalışıp çalışmama ve gökyüzü ve gökbilim ile ilgili herhangi bir etkinliğe katılma durumu gibi özelliklere bağlı olarak nasıl değiştiği incelenmiştir. Çalışmada öğretmenlerin; temel astronomi konularında ve üç boyutlu düşünme yetilerinde eksikliklerin olduğu, astronomi konularına karşı ilgilerinin son derece az olduğu ortaya çıkarılmıştır.

Şensoy (2012), ilköğretim öğretmen adaylarının sahip oldukları temel astronomi kavramlarının birden çok açıda incelenmesini amaçlamıştır. Çalışmanın örnek uzayını, astronominin temel kavramlarını öğretmekle yükümlü Türkiye'den 338 ve Slovenya'dan 38 Fizik öğretmen adayı oluşturmaktadır. Çalışma sonucunda öğretmen adaylarının özellikle mevsimler, tutulma ve Ay'ın evreleri gibi temel astronomi konularında yanlışlarının olduğu belirlenmiştir.

Düşkün (2011), tarafından yapılan çalışmada Güneş-Dünya-Ay modeli geliştirilmesi ve geliştirilen bu modelin fen bilgisi öğretmen adaylarının akademik başarılarına olan etkisi araştırılmıştır. İki bölümde gerçekleştirilen çalışmanın birinci bölümünde Güneş-Dünya-Ay modeli oluşturulmuş ve ikinci aşamada ise astronomi öğrenimindeki başarıya olan etkisi araştırılmıştır. İnönü Üniversitesi Fen Bilgisi Öğretmenliği 4. sınıf öğrencilerinden oluşan 60 öğretmen adayı çalışmada yer almıştır. 30 öğretmen adayı deney grubu olarak yer alırken 30'u kontrol grubu olarak yer almış ve öğretmen adaylarına ön test – son test çalışması uygulanmıştır.

2.2 Okul Dışı Öğrenme Ortamı Olarak Bilim Merkezleri ve Planetaryumlar

Günümüzde teknolojinin gelişmesi ile birlikte bilgiye ulaşmak ve bilgi aktarımı yapmak daha kolay ve hızlı hale gelmiştir (**Dündar**

2017). Eğitim, okullarda planlanarak (formal) ve okul dışında doğal ortamda, programın dışında (informal) olmak üzere iki şekilde gerçekleşir. Günümüzde okullar eğitim sürecinin en önemli kısmını oluşturur. Eğitim yalnız okullarda yapılmaz. Günlük hayattaki eğitim-okul bitişikliği, eğitim denince okulu anımsatır. Oysa okul dışında da gençleri ve yetişkinleri bir mesleğe hazırlamak ve onların hayata uyumlarını kolaylaştırmak için açılmış kısa süreli eğitim veren kurumlar vardır (**Maden ve Dincel 2015**).

Müzeler, bilim merkezleri, planetaryumlar, akvaryumlar, botanik bahçeleri, hayvanat bahçeleri, kütüphaneler gibi yerler okul dışı öğrenme ortamları olarak gösterilmektedir.

2.2.1 Bilim Merkezleri

Bilim merkezleri, farklı yaş gruplarından, farklı birikime sahip bireyleri;

- Bilimle buluşturmayı,
- Bilim ve teknolojiyi anlaşılır ve ulaşılır kılmayı,
- Bilim ve teknolojinin önemini toplum gözünde arttırmayı,
- Deneysel ve uygulamalı etkinlikler ile bilim ve teknoloji alanında farkındalık yaratmayı,
- Bireyleri denemeye ve keşfetmeye teşvik etmeyi amaçlayan, kamu yararı gözetken, kar elde etmek amacıyla kurulmayan, kamu ya da özel sektör kaynakları ile finanse edilen merkezlerdir (**TÜBİTAK, 2021**).

Türkiye'de yer alan bazı önemli bilim merkezlerinin listesi aşağıda gösterilmektedir.

- Konya Bilim Merkezi
- Feza Gürsey Bilim Merkezi
- Kayseri Bilim Merkezi
- Eskişehir Bilim Deney Merkezi
- Bursa Bilim ve Teknoloji Merkezi
- Bursa Gökmen Uzay Havacılık Eğitim Merkezi
- Kocaeli Bilim Merkezi
- Sancaktepe Bilim Merkezi
- Üsküdar Bilim Merkezi
- Elazığ Bilim Merkezi
- Polatlı Alparslan Türkeş Bilim Merkezi ve Uluğ Bey Gökevi
- Sultangazi Belediyesi Bilim Merkezi
- Antalya Expo2016 Çocuk Bilim ve Teknoloji Merkezi
- Antalya Bilim Merkezi
- Aksaray Bilim Merkezi

Bilim merkezleri her yaşa hitap eden sergi düzenekleri ve atölye etkinlikleri ile birlikte bilimi eğlenceli bir hale getirerek öğretmeyi planlar. Özellikle sanayi devrimi ile birlikte bilim ve teknolojideki gelişmeler hızlanmıştır. Toplumlarda bu alanlar üzerinde bir farkındalık oluşturmak amacıyla ilk başlarda bilim müzeleri olarak kurulan bu yerler sonralarında bilim merkezi gibi yeni bir kavram ve kimlik kazanmıştır. Müzeleri ziyarete gelen bireyler çoğu sergi düzenine dokunup inceleyemezken, bilim merkezleri dokunarak öğrenmeyi, araştırmayı ve incelemeyi amaçlar. Bilim merkezleri, Fen Bilimleri ders kitaplarında yer alan astronomi konularını, ilgili sergi düzenekleri ve atölye etkinlikleri ile birlikte öğrencilere anlatma imkânı sağlamaktadır.

Bu çalışmada öğrencilere sunumların, atölye etkinliklerinin ve teleskop ile Güneş gözleminin yapılacağı bilim merkezi olarak Konya Bilim Merkezi seçilmiştir. Fen Bilimleri ders kitaplarında yer alan astronomi konuları ile ilgili bilgiler Konya

Bilim Merkezi Evrenimiz, Dünyamız ve Temel adımlar sergi galerileri içerisindeki sergi düzeneklerinde yer almaktadır.

2.2.2 Planetaryumlar

Planetaryumlar, astronomi ve gökyüzüyle ilgili eğitici ve eğlendirici gösterileri bir seyirci topluluğuna sergileyebilmek için özel olarak tasarlanmış, eğitimi eğlenceli bir şekilde vermeye çalışan sinema salonu benzeri yapılardır (TÜBİTAK, 2021). Türkçede gezegenevi, gökevi, uzay tiyatrosu, uzay küresi ya da uzay çadırı olarak adlandırılır. Ya taşınabilir şekilde çadır planetaryumlar ya da sabit bir şekilde inşa edilmiş planetaryumlar olarak iki şekilde kullanılır.

Planetaryumlar bir simülasyon sisteminin yeri olup içerisinde opto-mekanik sistem, dijital sistem, projektörler ve ses sistemlerinin kullanıldığı yapılardır. Bu sistemler sayesinde Güneş, gezegenler, yıldızlar ya da herhangi bir gök cismi kubbeye yansıtılır ve dünyanın herhangi bir yerinde, içerisinde bulunduğumuz, geçmiş ya da gelecek zamanlardaki gökyüzü ekrana yansıtılabilir.

Planetaryumlarda astronomi eğitiminin yanı sıra, fizik, kimya, biyoloji ve matematik gibi temel bilimlerin eğitimleri de verilmektedir.

Dünya üzerinde sayıları gittikçe artmakta olan planetaryumların sayısı 3500'den fazladır (WPD, 2021). Türkiye'de ki planetaryumların büyük bir kısmı belediyeler tarafından kurulmakta ve finanse edilmektedir. Türkiye'de yer alan bazı önemli planetaryumların listesi;

- Konya Bilim Merkezi Planetaryumu
- Kayseri Bilim Merkezi Planetaryumu
- Eskişehir Bilim Deney Merkezi ve Sabancı Uzay Evi
- Gaziantep Gezegenevi
- Sancaktepe Bilim Merkezi Planetaryumu
- Antalya Expo Planetaryumu
- Samsun 19 Mayıs Üniversitesi Planetaryumu
- Bursa Bilim ve Teknoloji Merkezi Planetaryumu
- Serdivan Belediyesi Planetaryumu
- Çaç Üniversitesi Planetaryumu
- Darüşşafaka Eğitim Kurumları Planetaryumu
- Rahmi M. Koç Müzesi Planetaryumu
- İstanbul Ali Kuşçu Uzay Evi Planetaryumu
- İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Planetaryumu
- Bağcılar Belediyesi Planetaryumu
- Üsküdar Bilim Merkezi Planetaryumu
- Elazığ Bilim Merkezi Planetaryumu
- Yenimahalle Belediyesi Evrensel Değerler Çocuk Müzesi Planetaryumu
- İzmit Planetaryum
- İstek Okulları Astronomi Müzesi Planetaryumu
- Tuzla Belediyesi Planetaryum ve Gözlemevi
- Van Edremit Planetaryum
- Amasya Şehit Ferhat Üneli Bilim ve Sanat Merkezi Planetaryumu
- Manisa Bilim Evi ve Planetaryum

2.3 Türkiye'de Ortaokullarda Verilen Astronomi Eğitiminde Karşılaşılan Zorluklar

MEB Talim Terbiye Kurulu Başkanlığı tarafından yayınlanan 2017-2018 öğretim yılı ile birlikte güncellenen Fen Bilimleri müfredatında, güz dönemi itibarıyla öncelikle 3. sınıflarda ve

peşine 4. 5. 6. 7. ve 8. sınıflarda uygulamaya giren programda astronomi konuları birinci ünite olarak karşımıza çıkmaktadır.

Ülkemizde astronomi eğitimi için yapılan bu müfredat değişikliği önemli bir adımdır. Fakat öğretmenler ve öğrenciler ile yapılan mülakatlarda bu değişiklik ile ilgili sorunlar gün yüzüne çıkmıştır. Karşılaşılan başlıca sorunlar;

- Öğretmenlerimizin astronomi alanındaki bilgi eksikliklerini hissetmelerine ve konuya yönelik ihtiyaçlarını hatırlamasına sebep olmuştur.
- Üniversitelerde Fen Bilgisi Öğretmenliği bölümünde astronomi ve uzay bilimleri ile ilgili verilen eğitim yeterli seviyede değildir.
- 2017 tarihinden önce mezun olan öğrencilerle yapılan görüşmelerde astronomi konularının eğitim-öğretim yılının sonlarına doğru olması ve yetişmemesi nedeniyle ya hiç işlenmediğini ya da hızlıca geçiştirildiğini ifade etmişlerdir. Buna bağlı olarak konuların işlenmesi sırasında hiç etkinlik yapılmadığını ve konuların düz anlatım yoluyla geçiştirildiğini ifade etmişlerdir.
- Liselerde verilen astronomi ve uzay bilimleri seçmeli dersine Fizik ya da Matematik öğretmenleri girmektedir. Fakat bu derse giren öğretmenlerin büyük çoğunluğu astronomi dersinde fizik ve matematik işlemektedir.

Karşılaşılan bu sorunlarla alakalı Konya Bilim Merkezi'nde öğretmenlere astronomi eğitimi uygulanmıştır. Uluslararası Astronomi Birliği (IAU) tarafından düzenlenen, **IAU100 Open Astronomy Schools (OAS)** kapsamında, öğretmenlere yönelik astronomi eğitimi çağrısında Konya Bilim Merkezi adına yapılan başvuruda öğretmen eğitimi projesi IAU tarafından desteklenmiştir. Bu destek kapsamında teşvik amaçlı Konya Bilim Merkezi'ne 8 adet teleskop kiti hediye edilmiştir ve 16 öğretmene eğitim verilmiştir. Bu eğitime ait ilgili sonuçlar Çizelge 1, Şekil 1 ve Şekil 2'de gösterilmektedir.

Çizelge 1 (sol panel)'de sadece 3 farklı branş gösterilmektedir. Gerçekleştirilen eğitime toplamda 9 farklı branştan öğretmenler başvurmuştur. Projede sadece Fen Bilgisi, Sosyal Bilgiler ve Sınıf öğretmenlerine eğitim verilmiştir.

Çizelge 1 (orta panel)'de toplamda 16 öğretmen gözükmektedir. Gerçekleştirilen eğitime toplamda 86 öğretmen başvurmuştur ve bunlar içerisinde 20 öğretmen belirlenmiştir. Eğitime toplamda 16 öğretmen katılmıştır ve eğitime seçilen öğretmenlerin tamamı daha önceden herhangi bir astronomi eğitimi almamış ve hiç gökyüzü gözlemi etkinliğine katılmamıştır.

Öğretmenlere uygulanan eğitimde 20 sorudan oluşan bir ön test çalışması yapılmıştır. Şekil 1'de ön test çalışmasına ait sonuçlar gösterilmiştir. Öğretmenlere başlangıçta temel astronomi konuları ile ilgili eğitimler verilmiştir. Eğitimler esnasında astronomi konularında doğru bilinen yanlışlara değinilmiştir. Devamında atölye etkinlikleri, planetaryum gösterimleri ve teleskoplarla gökyüzü gözlemi gerçekleştirilerek eğitimler desteklenmiştir. Eğitim sonunda aynı sorular üzerinden son test çalışması yapılmıştır. Eğitim sonucundaki öğretmenlerin başarı seviyeleri Şekil 2'de gösterilmiştir.

3 Yöntem

Bu bölümde, araştırmanın modeli, evren ve örneklem, veri toplama araçları ve veri analizleri yer almaktadır.

Çizelge 1. Öğretmenlerin branşlarına göre dağılımı (sol çizelge); Öğretmenlerin daha önceden herhangi bir astronomi eğitimi ya da gece gözlem etkinliğine katılımı (orta çizelge); Öğretmenlerin cinsiyetlerine göre dağılımı (sağ çizelge).

Öğretmen Branşı	Katılımcı Sayısı	Oran %
Fen Bilgisi	8	50
Sınıf	7	43.75
Sosyal Bilgiler	1	6.25
Total	16	100

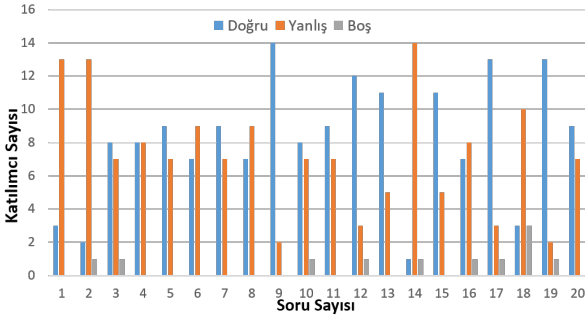
	Katılımcı Sayısı	Oran %
Hayır	16	100
Evet	0	0

Cinsiyet	Katılımcı Sayısı	Oran %
Kadın	7	43.7
Erkek	9	56.3
Total	16	100

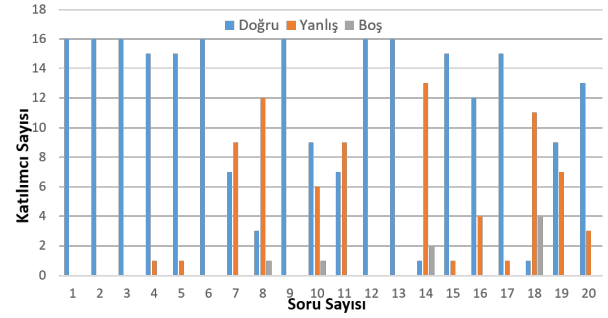
Çizelge 2. Öğrencilerin daha önceden herhangi bir astronomi eğitimi ya da gece gözlem etkinliğine katılımı (sol çizelge); Öğrencilerin cinsiyetlerine göre dağılımı (sağ çizelge).

	Katılımcı Sayısı	Oran %
Hayır	32	91,4
Evet	3	8,6
Total	35	100

Cinsiyet	Katılımcı Sayısı	Oran %
Kız	15	42.9
Erkek	20	57.1
Total	35	100



Şekil 1. Ön Test uygulaması sonucunda öğretmenler tarafından sorulara verilen cevaplar.



Şekil 2. Son Test uygulaması sonucunda öğretmenler tarafından sorulara verilen cevaplar.

3.1 Araştırmanın Modeli

Ortaokul öğrencilerinin Fen Bilimleri dersinde verilen temel astronomi konularındaki bilgi seviyelerini ölçmek için SPSS 22 analiz programı kullanılmıştır. Bu çalışmada gruba *Bağımlı Örneklem t testi* çalışması yapılmıştır. *Bağımlı Örneklem t testinde* aynı öğrenciler veya aynı kişiler üzerindeki değişimler gözlemlenir. Aynı kişilerde meydana gelen değişimlerin istatistiksel olarak anlamlı olup olmadığı ön test son test çalışması ile ortaya konulmaktadır. Araştırma sonucunda;

- Öğrencilere ait Ön Test, Son Test ve Fark Puanları
- Ön Test ve Son Test arasındaki istatistiksel anlamlı fark

hedeflenmiştir.

3.2 Evren ve Örneklem

Pandemi öncesi planlanan bu çalışmada Konya'da üç ortaokul belirlenmiştir. Fakat pandemi sebebiyle okulun bir tanesinde eğitim verilememiş olup bir diğerinde ise yeterli katılım sağlanamamıştır. Çalışmanın evrenini, 2020-2021 eğitim öğretim yılında Konya Selçuklu İlçesi Beyhekim İmam Hatip Ortaokulu 8. sınıf öğrencileri oluşturmuştur. Çalışmada 35 öğrenci yer almıştır. Öğrencilerin cinsiyetlerine göre dağılımı

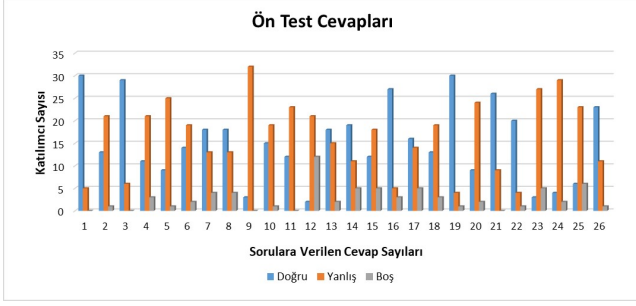
ve herhangi bir astronomi etkinliğine katılımı ile ilgili bilgiler Çizelge 2'te yer almaktadır.

3.3 Veri Toplama Aracı

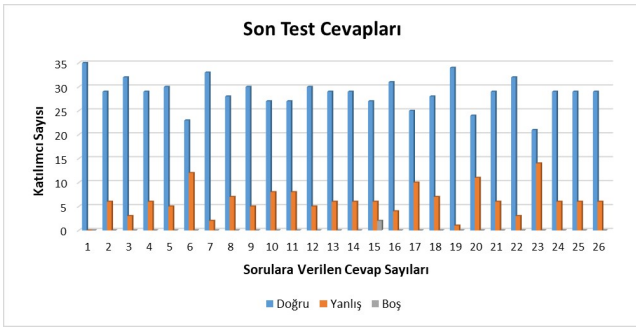
Bu çalışmada, veri toplama aracı olarak aynı öğrenciler üzerinden ön test son test çalışması yapılmıştır. Fen Bilimleri müfredatında anlatılan temel astronomi konuları çalışma öncesi belirlenmiştir. Anlatımlar müfredat içerisinde yer alan konuları baz alarak yapılmıştır. Atölye etkinlikleri, teleskop ile Güneş gözlemi ve planetarium gösterimleri konular ile bağlantılı olup bütün eğitimler ve etkinlikler okul dışı öğrenme ortamı olan Konya Bilim Merkezi'nde verilmiştir. Çalışma öncesi verilerin toplanması için ilgili izinler gerekli kurumlardan alınmıştır.

3.4 Veri Analizleri

Çalışma sonucunda elde edilen veriler SPSS 22 programında analiz edilmiştir. SPSS 22 programında öğrencilere uygulanan testin cronbach's alpha testinde güvenilirlik katsayısı 0,738 bulunmuştur. Eğitime katılan ortaokul öğrencilerinin temel astronomi konularındaki bilgi seviyeleri, cinsiyetleri ve daha önceden herhangi bir astronomi eğitimi ya da gökyüzü gözlem etkinliklerine katılım sağlayıp sağlamadıklarını tespit etmek amacıyla bağımlı örneklem t testi çalışması yapılmıştır.



Şekil 3. Ön Test uygulaması sonucunda öğrenciler tarafından sorulara verilen cevaplar.



Şekil 4. Son Test uygulaması sonucunda öğrenciler tarafından sorulara verilen cevaplar.

4 Bulgular ve Yorumlar

Bu bölümde 8. sınıf öğrencilerinin temel astronomi konularına yönelik doğru bilinen yanlışları belirlemek için yapılan ön test ve son teste ait bulgular yer almaktadır.

Şekil 3 ve 4'te yer alan grafiklerin verileri SPSS 22 programından alınmış olup grafikler Microsoft Office Excel 2016 ile oluşturulmuştur. Gerçekleştirilen eğitimin öncesi ve sonrasında her soruya verilen cevaplar tek tek karşılaştırılmış olup 26 sorudan 21'i arasında istatistiksel olarak anlamlı bir fark vardır. Soru 3, Soru 16, Soru 21, Soru 22 ve Soru 26'da istatistiksel olarak anlamlı bir fark bulunamamıştır.

Çizelge 3 incelendiğinde Soru 22 ve Soru 23 dışında diğer sorularda istatistiksel olarak anlamlı bir fark görülmektedir. Soru 22 ve Soru 23'de testlere uygulanan puanlamada istatistiksel olarak anlamlı bir fark görülmemektedir.

Öğrencilere uygulanan eğitimde 26 sorudan oluşan bir ön test çalışması yapılmıştır. Şekil 3'de ön test çalışmasına ait sonuçlar gösterilmiştir. Öğrencilere ön test çalışmasından sonra temel astronomi konuları ile ilgili eğitimler verilmiştir. Eğitimler esnasında astronomi konularında doğru bilinen yanlışlara değinilmiştir. Devamında atölye etkinlikleri, planetaryum gösterimleri ve teleskoplarla Güneş gözlemi gerçekleştirilerek eğitimler desteklenmiştir. Eğitim sonunda aynı sorular üzerinden son test çalışması yapılmıştır. Eğitim sonucundaki öğrencilerin başarı seviyeleri Şekil 4'de gösterilmiştir.

4.1 Astronomi Eğitiminde Doğru Bilinen Yanlışlar

Bu eğitimde uygulanan çalışmada öğrencilere 26 soru sorulmuştur. Bu sorulara ait cevaplarda astronomi eğitiminde

Çizelge 3. Öğrencilere ait Ön Test, Son Test ve Fark Puanları

Öğrenci	Ön Test	Son Test	Fark
1	69,3	92,4	23,1
2	50,05	92,4	42,35
3	38,5	84,7	46,2
4	38,5	92,4	53,9
5	38,5	80,85	42,35
6	53,9	84,7	30,8
7	42,35	84,7	42,35
8	38,5	84,7	46,2
9	42,35	88,55	46,2
10	61,6	96,25	34,65
11	34,65	84,7	50,05
12	50,05	84,7	34,65
13	34,65	88,55	53,9
14	84,7	96,25	11,55
15	53,9	92,4	38,5
16	38,5	77	38,5
17	53,9	84,7	30,8
18	50,05	80,85	30,8
19	23,1	53,9	30,8
20	15,4	53,9	38,5
21	46,2	88,55	42,35
22	53,9	53,9	0
23	50,05	42,35	-7,7
24	53,9	69,3	15,4
25	42,35	100	57,65
26	46,2	80,85	34,65
27	46,2	65,45	19,25
28	38,5	96,25	57,75
29	38,5	96,25	57,75
30	23,1	88,55	65,45
31	26,95	80,85	53,9
32	30,8	77	46,2
33	23,1	73,15	50,05
34	34,65	84,7	50,05
35	57,75	92,4	34,65

doğru bilinen yanlışlara rastlanmıştır. Çizelge 3 ve 4'de 26 soruya ait ilişkin bulgular görülmektedir. Yapılan çalışmada 26 sorudan 10 tanesine ait analizlerin yorumları aşağıda sıralanmıştır.

4.1.1 İkinci soruya ait analizin sonucu

İkinci soruda öğrencilere *Güneş Sistemi'nde yüzey sıcaklığı en fazla olan gezegen hangisidir?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 13'ü doğru cevap, 22'si ise yanlış cevap vermiştir. Yanlış verilen cevapta ortalama olarak Merkür işaretlenmiştir. Merkür Güneş'e en yakın gezegen olduğundan dolayı yüzey sıcaklığı en fazla gezegen olarak bilinmektedir. Merkür ve Venüs'ün atmosfer durumları öğrenciler tarafından bilinmediğinden öğrencilerin %62,9'u ön testte yanlış cevap vermiştir. Sorunun doğru cevabı ise Venüs'tür. Verilen eğitim sonunda uygulanan son testte öğrencilerin 29'u doğru cevap, 6'sı ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.2 Dördüncü soruya ait analizin sonucu

Dördüncü soruda öğrencilere *Dünya, Güneş ile ortak kütle merkezi etrafında hareket ederken elips bir yörüngede dolanır. Bundan dolayı bazı zamanlarda Güneş'e yaklaşırken bazı zamanlarda uzaklaşmaktadır. Dünya Güneş'e en yakın olduğu konumda kuzey yarım kürede hangi mevsim*

Çizelge 4. Ön Teste ait sorulara verilen cevapların dağılımı (sol çizelge); Son Teste ait sorulara verilen cevapların dağılımı (orta çizelge); Ön Test ve Son Test arasındaki her soruya göre istatistiksel anlamlı fark ($p < 0,05$) - (sağ çizelge).

Soru Sayısı	Doğru		Yanlış		Soru Sayısı	Doğru		Yanlış		Soru Sayısı	p
	f	%	f	%		f	%	f	%		
Soru 1	30	85.7	5	14.3	Soru 1	35	100	0	0	Soru 1	0,023
Soru 2	13	37.1	22	62.9	Soru 2	29	82.9	6	17.1	Soru 2	0,000
Soru 3	29	82.9	6	17.1	Soru 3	32	91.4	3	8.6	Soru 3	0,083
Soru 4	11	31.4	24	68.6	Soru 4	29	82.9	6	17.1	Soru 4	0,000
Soru 5	9	25.7	26	74.3	Soru 5	30	85.7	5	14.3	Soru 5	0,000
Soru 6	14	40	21	60	Soru 6	23	65.7	12	34.3	Soru 6	0,027
Soru 7	18	51.4	17	48.6	Soru 7	33	94.3	2	5.7	Soru 7	0,000
Soru 8	18	51.4	17	48.6	Soru 8	28	80	7	20	Soru 8	0,006
Soru 9	3	8.6	32	91.4	Soru 9	30	85.7	5	14.3	Soru 9	0,000
Soru 10	15	42.9	20	57.1	Soru 10	27	77.1	8	22.9	Soru 10	0,002
Soru 11	12	34.3	23	65.7	Soru 11	27	77.1	8	22.9	Soru 11	0,000
Soru 12	2	5.7	33	94.3	Soru 12	30	85.7	5	14.3	Soru 12	0,000
Soru 13	18	51.4	17	48.6	Soru 13	29	82.9	6	17.1	Soru 13	0,006
Soru 14	19	54.3	16	45.7	Soru 14	29	82.9	6	17.1	Soru 14	0,012
Soru 15	12	34.3	23	65.7	Soru 15	27	77.1	8	22.9	Soru 15	0,000
Soru 16	27	77.1	8	22.9	Soru 16	31	88.6	4	11.4	Soru 16	0,103
Soru 17	16	45.7	19	54.3	Soru 17	25	71.4	10	28.6	Soru 17	0,010
Soru 18	13	37.1	22	62.9	Soru 18	28	80	7	20	Soru 18	0,000
Soru 19	30	85.7	5	14.3	Soru 19	34	97.1	1	2.9	Soru 19	0,044
Soru 20	9	25.7	26	74.3	Soru 20	24	68.6	11	31.4	Soru 20	0,000
Soru 21	26	74.3	9	25.7	Soru 21	29	82.9	6	17.1	Soru 21	0,263
Soru 22	30	85.7	5	14.3	Soru 22	32	91.4	3	8.6	Soru 22	0,324
Soru 23	3	8.6	32	91.4	Soru 23	21	60	14	40	Soru 23	0,000
Soru 24	4	11.4	31	88.6	Soru 24	29	82.9	6	17.1	Soru 24	0,000
Soru 25	6	17.1	29	82.9	Soru 25	26	74.3	9	25.7	Soru 25	0,000
Soru 26	23	65.7	12	34.3	Soru 26	29	82.9	6	17.1	Soru 26	0,083

yaşanmaktadır? sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 11'i doğru cevap, 24'ü ise yanlış cevap vermiştir. Öğrenciler mevsimlerin oluşumunda Dünya'nın Güneş'e olan uzaklığını baz aldıklarından ötürü Dünya Güneş'e en yakın olduğunda yaz mevsimi yaşanır cevabını vermiştir. Oysa ki mevsimlerin oluşumunu, Dünya'nın eksen eğikliğinden dolayı Güneş'ten gelen ışınların açısı belirler. Sorunun doğru cevabı kış mevsimidir. Eksen eğikliği ile ilgili çok fazla bilgiye sahip olmayan öğrencilerin %68,6'sı ön testte yanlış cevap vermiştir. Verilen eğitim sonunda uygulanan son testte öğrencilerin 29'u doğru cevap, 6'sı ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.3 Beşinci soruya ait analizin sonucu

Beşinci soruda öğrencilere *Son yapılan bilimsel gözlemlere göre en fazla uyduya sahip gezegen hangisidir?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 9'u doğru cevap, 26'sı ise yanlış cevap vermiştir. Öğrencilerin çoğunluğu bu soruda cevap olarak Jüpiter gezegenini seçmiştir. Astronomi sürekli yapılan yeni keşiflerle kendisini güncelleyen bir bilim dalıdır. Bundan dolayı da son yapılan bilimsel çalışmalara göre Merkür ve Venüs'ün uydusu bulunmamaktadır. Dünya'nın 1, Mars'ın 2, Jüpiter'in 79, Satürn'ün 82, Uranüs'ün 27, Neptün'ün ise 14 uydusu bulunmaktadır. Sorunun doğru cevabı Satürn'dür. Fakat şu durum unutulmamalıdır ki ilerleyen yıllarda yeni yapılacak gözlemlerle bu uydusu sayılarında yeni değişiklikler gözlemlenebilir. Verilen eğitim sonunda uygulanan son testte öğrencilerin 39'u doğru cevap, 5'i ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.4 Altıncı soruya ait analizin sonucu

Altıncı soruda öğrencilere *Dünya'dan gökyüzüne bakıldığında Güneş ve Ay'dan sonra gökyüzünün en parlak gök cismi hangisidir?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 14'ü doğru cevap, 21'i ise yanlış cevap vermiştir. Yanlış verilen cevaplarda çoğunlukla Kutup Yıldızı işaretlenmiştir. Oysa ki Kutup Yıldızı Dünya'dan gökyüzüne bakıldığında geceleri en parlak yıldız bile değildir. Geceleri gökyüzüne bakıldığında sadece yıldızlar gözükmemektedir. Yıldızların yanında gezegenler de gözükmemektedir. İnsanoğlu gökyüzüne baktığında 5 farklı gezegeni gökyüzünde farklı zamanlarda görmektedir. Bunlar Merkür, Venüs, Mars, Jüpiter ve Satürn'dür. Bu gezegenler içerisinde Venüs geceleri gökyüzündeki yıldızlardan bile daha parlak gözükmemektedir. Soruda da yıldız veya gezegen diye bir ayrım sorulmayıp en parlak gök cismi sorulmuştur. Bu yüzden sorunun doğru cevabı Venüs'tür. Verilen eğitim sonunda uygulanan son testte öğrencilerin 23'ü doğru cevap, 12'si ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.5 Dokuzuncu soruya ait analizin sonucu

Dokuzuncu soruda öğrencilere *Dünya'dan gökyüzüne bakıldığında gece gökyüzünün en parlak yıldızı hangisidir?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 3'ü doğru cevap, 32'si ise yanlış cevap vermiştir. Öğrencilerin çok büyük bir kısmı cevap olarak Kutup Yıldızı'nı işaretlemiştir. Altıncı sorunun analizinde de belirtildiği üzere Kutup Yıldızı gece gökyüzünün en parlak yıldızı değildir. Gece gökyüzünün en parlak yıldızı Sirius adlı yıldızdır. Verilen eğitim sonunda

uygulanan son testte öğrencilerin 30'u doğru cevap, 5'i ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.6 Onuncu soruya ait analizin sonucu

Onuncu soruda öğrencilere *Kutup Yıldızı (Polaris) hangi takımyıldızında yer alır?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 15'i doğru cevap, 20'si ise yanlış cevap vermiştir. Bu soruya en çok yanlış verilen cevap Büyük Ayı takımyıldızıdır. Kutup Yıldızı, Küçük Ayı takımyıldızında yer alırken, gökyüzünde Kutup Yıldızı'nı bulmak için Büyük Ayı takımyıldızı içerisinde yer alan Büyük Keççe referans alınır. Öğrencilere ilköğretimden bu yana Kutup Yıldızı'nın bulunması ezbere dayalı bir eğitim şeklinde verilmektedir. Kutup Yıldızı'nı gökyüzünde bulmak için birkaç takımyıldız referans alınır ama en çok bilinen Büyük Ayı takımyıldızı içerisinde yer alan Büyük Keççe'dir. Sadece Büyük Ayı takımyıldızı ile bulunması öğretildiğinden öğrencilerde Kutup Yıldızı'nın hangi takımyıldızında yer aldığı yanlış bilinmektedir. Verilen eğitim sonunda uygulanan son testte öğrencilerin 27'si doğru cevap, 8'i ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.7 On ikinci soruya ait analizin sonucu

Onikinci soruda öğrencilere *Kuiper Kuşağı, Güneş Sistemi'nde nerede yer almaktadır?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 2'si doğru cevap, 33'ü ise yanlış cevap vermiştir. Ortaokullarda verilen astronomi eğitimlerinde Kuiper Kuşağı ile Asteroit Kuşağı çok karıştırılmaktadır. Öğrencilerde ön testte çoğunlukla Asteroit Kuşağı'nı işaretlemiştir. Güneş Sistemi'nde Asteroit Kuşağı Mars ve Jüpiter arasında yer alırken, Kuiper Kuşağı Neptün gezegeninden sonra yer almaktadır. Verilen eğitim sonunda uygulanan son testte öğrencilerin 30'u doğru cevap, 5'i ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.8 On sekizinci soruya ait analizin sonucu

Onsekizinci soruda öğrencilere *Yıldızların yapısında en çok bulunan element hangisidir?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 13'ü doğru cevap, 22'si ise yanlış cevap vermiştir. Dünya atmosferinin yeryüzüne yakın katmanlarında en çok bulunan element azot, yıldızların yapısında en çok bulunan element hidrojen'dir. Öğrenciler bu soruda en çok azot cevabını işaretlemiştir. Verilen eğitim sonunda yapılan uygulanan son testte öğrencilerin 30'u doğru cevap, 5'i ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.9 Yirmi dördüncü soruya ait analizin sonucu

Yirmi dördüncü soruda öğrencilere *Teleskobu icat eden kişi olarak ilk kim kabul edilir?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 14'ü doğru cevap, 31'i ise yanlış cevap vermiştir. 1609 yılında İtalyan astronom Galileo Galilei kendi teleskobunu gökyüzüne çevirmesi ile modern astronomi devri başlamış oldu. Galileo'nun teleskobu ile gök cisimleri gözlemlemesi ile birlikte teleskobun icadının Galileo olarak anılmasını sağladı. 1500'lü yılların sonuna doğru cam yapımı ve mercekler ile ilgili tekniklerin gelişmesiyle teleskobun icadına doğru yolculuk başlamış oldu. Kayıtlara göre teleskop için ilk patent başvurusu yapan kişi Hollandalı gözlük üreticisi Hans Lippershey'dir. Bu sebepten ötürü Hans Lippershey teleskobu ilk icat eden kişi olarak bilinir. Galileo Galilei teleskobu ilk defa gökyüzü gözlemlerinde kullanmaya başlamıştır. Verilen eğitim sonunda yapılan uygulanan son testte öğrencilerin 29'u doğru cevap, 6'sı ise yanlış cevap vermiştir.

4.1.10 Yirmi beşinci soruya ait analizin sonucu

Yirmi beşinci soruda öğrencilere *Teleskop ile keşfedilen ilk gezegen hangisidir?* sorusu sorulmuştur. Ön testte öğrencilerin 6'sı doğru cevap, 29'u ise yanlış cevap vermiştir. Galileo'nun kendi teleskobu ile Jüpiter, Venüs ve Ay gibi gök cisimleri incelemeye başlamıştır. Öğrenciler çoğunlukla verdiği cevaplarda Jüpiter'i işaretlemiştir. Galileo'nun teleskobu gökyüzüne çevirip gök cisimlerini incelemesiyle astronomi bilimine büyük atılımlar olmuştur. Bazı ülkeler ve önemli kurumlar kendi büyük teleskoplarını yapmaya başlamıştır. Yapılan bu büyük teleskoplarla evren incelenerek yeni keşifler yapılmıştır. Bu keşiflerden bir tanesi 1781 yılında İngiliz astronom William Herschel tarafından Uranüs gezegeninin tespit edilmesidir. Verilen eğitim sonunda yapılan uygulanan son testte öğrencilerin 26'sı doğru cevap, 9'u ise yanlış cevap vermiştir.

5 Sonuç ve Öneriler

Gerçekleştirilen bu çalışma sonucunda eğitime katılan ortaokul öğrencilerinde temel astronomi konuları üzerine olumlu yönde bir etkisinin olup olmadığı tespit edilmeye çalışılmıştır. Ön test çalışmasında öğrencilerin puan ortalaması 43,56'dır. Son test çalışmasında öğrencilerin puan ortalaması 81,95'tir. Ön test ve son test arasındaki fark 38,39 olup p değeri 0,000 ($p < 0,05$) olduğundan istatistiksel olarak anlamlı bir fark bulunmuştur.

5.1 Öneriler

- Liselerde seçmeli ders olarak okutulan Astronomi ve Uzay Bilimleri derslerine Fizik ya da Matematik öğretmenleri girmektedir. Fizik ve matematik öğretmenleri astronomi konusunda çok az bilgiye sahip olduklarından astronomi dersinde fizik ya da matematik konularını işlemektedir. Astronomi ve Uzay Bilimleri bölümünden mezun olan astronomlara formasyon hakkı verilmediğinden astronomlar MEB'de öğretmen olarak çalışma hakkı elde edememektedir. Bu dersin zorunlu bir ders olması ve derse astronomların öğretmen olarak girmeleri ülkemizde uzay bilimleri ve teknolojileri alanlarında farkındalığı oluşturmak ve nitelikli personellerin yetiştirilmesi için önemli bir adım olacaktır.
- İlk ve ortaokullarda astronomi konularını anlatan öğretmenler ve öğretmen adayları astronomi konusunda çok az bilgiye sahiptirler. Öğretmenler ve astronomlar ders öncesinde beraber hareket edebilirler.
- Astronomi eğitimleri öncesinde her okulda bir teleskobun olması gerekmektedir. Bu sayede öğrenciler teleskobun kullanımını, çalışma mantığını ve araştırma yapmayı öğrenebilirler.
- Her okulda bir teleskop bulundurulması günümüz şartlarında biraz zor gözükülebilir. Bu durumda astronomi kulüpleri, bilim merkezleri, gözlemevleri ve planetaryum gibi kurumlarla ortak bir çalışma yapılarak öğrencilere teleskop kurulumu ve kullanımı eğitimi verilebilir.
- Astronomi ile ilgili konuların ilk etapta öğrencilerce anlaşılması zor olabilir. Bu konuların daha rahat anlaşılabilmesi için basit malzemelerle atölye etkinlikleri gerçekleştirilerek eğitimler verilebilir. Özellikle artırılmış gerçeklik teknolojisi ile anlaşılması zor konular anlatılabilir.
- Astronomi eğitimlerinde gece gözlem etkinlikleri çok önemlidir. Okullarda eğitimler gündüz vakti verilmektedir. Astronomi ile ilgili gökyüzü gözlemi etkinliklerinde gerekli izinler alınarak astronomi kulüpleri, bilim merkezleri,

gözlemleri ve planetaryum gibi kurumlarla ortak bir çalışma yapılabilir.

- Özellikle pandemi döneminde çeşitli uygulamalarla internet ortamında dersler verilmeye başlanmıştır. Derslerde astronomi ile ilgili konularda gerekli izinler alınarak astronomlar tarafından anlatımlar yapılabilir.
- Astronomi disiplinler arası bir bilim olduğundan temel bilimler ile ilgili konuların anlatımında da öğretmenler astronomiyi kullanabilir. Ders anlatımı öncesinde öğretmenler ve astronomlar bir araya gelerek konular üzerinde bir çalışma gerçekleştirebilirler.

Kaynaklar

- Aslan, Z., Aydın, C., Demircan, O., Kırbıyık, H. ve Derman, E., (1996). *Astronomi ve Uzay Bilimleri Ders Kitabı*, Tekişik Yayıncılık, Ankara
- Başakçı G., (2018). *Gezici Planetaryumların Ortaokul 7. Sınıf Öğrencilerinin Bazı Astronomi Konularını Öğrenimine Ve Astronomiye Yönelik Tutumlarına Etkisinin İncelenmesi*, Çukurova Üniversitesi Sosyal Bilimler Enstitüsü, Yüksek Lisans, Adana, 84.
- Babaoğlu G., (2016). *6. Sınıf Öğrencilerinin Astronomi Kavramlarına Yönelik Algılarının Belirlenmesi*, Aksaray Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Aksaray, 220.
- Ceylan, H., Dar, Y., Kaya, Y., 2012, *Astronomi ve Uzay Bilimleri Ders Kitabı* (Ed. Değirmenci, Ö. L.), MEB Devlet Kitapları.
- Dündar, Y., (2017). *İnformal öğrenme ortamı olarak bilim merkezleri*, 173-189. Her Yönüyle Bilim Merkezi, A. Güney, Çizgi Kitapevi
- Düşkün İ., (2011). *Güneş-Dünya-Ay Modeli Geliştirilmesi ve Fen Bilgisi Öğretmen Adaylarının Astronomi Eğitimindeki Akademik Başarılarına Etkisi*, İnönü Üniversitesi Eğitim Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Malatya, 121.
- İstanbul Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü **Tarihçesi**, Erişim Tarihi: Mart 2021.
- Maden, S ve Dincel, Ö. (2015). *İnformal öğrenme yaklaşımının yabancı dil olarak Türkçe sözcük öğretimine etkisi*. *Eğitim ve Sosyal Bilimler Dergisi*, 32 (206): 30-53.
- Percy, J. R. (2006). *Teaching Astronomy: Why and How*, JAAVSO Volume 35, 248-254.
- SPSS 22**, Erişim Tarihi: Ağustos 2021.
- Şensoy A., (2012). *Temel Astronomi Kavramlarının Çeşitli Değişkenler Tarafından İncelenmesi*, Ondokuzmayıs Üniversitesi Eğitim Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans, Samsun, 116.
- Taşcan M., (2013). *Fen Bilgisi Öğretmenlerinin Temel Astronomi Konularındaki Bilgi Düzeylerinin Belirlenmesi*, İnönü Üniversitesi Eğitim Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Malatya, 143.
- Tunca Z., (2002). *Türkiye’de ilk ve orta öğretimde astronomi eğitim öğretimini dünü, bugünü*. V. Ulusal Fen Bilimleri ve Matematik Eğitimi Kongresi, Ankara, Bildiriler Kitabı, 16 - 21.
- TÜBİTAK, (2021). **Bilim Merkezi Nedir?**, Erişim Tarihi: Mart 2021.
- TÜBİTAK, (2021). **Planetaryum**, Erişim Tarihi: Mart 2021
- Unat, Y. (2016). *1933 Yılında Ali Yar tarafından yazılmış lise III kozmografya kitabı ve liselerde astronomi dersleri*. *Kastamonu Eğitim Dergisi*, Eylül 2016 Cilt:24 No:4 2073-2088
- WPD, (2021). <http://www.aplf-planetariums.org/en/index.php> , Erişim Tarihi: Mart 2021
- Yorgancı M., (2019). *Fen Bilimleri Öğretmen Adaylarının Temel Astronomi Konularındaki Bilgi Ve Tutum Düzeylerinin Belirlenmesi*, Akdeniz Üniversitesi Eğitim Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, Antalya, 199.
- Zurnacı A., (2015). *Fen Eğitiminde Astronomi Uygulamaları*, Ege Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Yüksek Lisans Tezi, İzmir, 88.

Access:

M22-0308: **Turkish J.A&A** — Vol.3, Issue 3.



Yıldız İç Yapı ve Evriminde Güncel Gelişmeler Çalıştayı

BİLDİRİ KİTABI

29-30 Kasım 2021
Ege Üniversitesi, İzmir

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

İzmir 2022

Yıldız İç Yapı ve Evriminde Güncel Gelişmeler alıştayı

29-30 Kasım 2021

Ege Üniversitesi, İzmir



Yıldız İç Yapı ve Evriminde Güncel Gelişmeler

BİLİM KURULU

Mutlu YILDIZ (Ege Üniversitesi)
Sıtkı Çağdaş İNAM (Başkent Üniversitesi)
Volkan BAKIŞ (Akdeniz Üniversitesi)
Tolga GÜVER (İstanbul Üniversitesi)
Faruk SOYDUGAN (Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi)

DÜZENLEME KURULU

Ömer Lütfi DEĞİRMENCI
Mutlu YILDIZ
Esin SİPAHİ
Zeynep ÇELİK ORHAN
Sibel ÖRTEL
Tuğbanur ÇAKIR



Web sitesi: <https://yiye.ege.edu.tr>



Tarih: 29- 30 Kasım 2021



Saat: 11:00-17:00



Yer: Çalıştay ZOOM üzerinden gerçekleştirilecektir.

Bu çalıştay TÜBİTAK'ın 118F352 nolu projesi tarafından desteklenmektedir.



Önsöz

Özellikle Kepler, TESS ve GAIA uzay görevleri sayesinde elde edilen yüksek duyarlıklı veriler sayesinde astronominin tüm alanlarında olduğu gibi yıldızların iç yapısı ve evrimi konusunda da günümüzde çok önemli gelişmeler yaşanmaktadır. Bir yanda etrafında gezegenli sistemleri barındıran küçük kütleli yıldızlar diğer yanda ise yıldız kaynaklı karadelikleri üreten büyük kütleli yıldızlar... İki uç alan arasındaki oldukça geniş bir kütle aralığında yıldızların birçok yeni özelliği keşfedilmekte ve aynı zamanda temel parametreleri büyük bir hassasiyetle belirlenmektedir. Yeni analiz tekniklerinin gelişimi de bu süreci hızlandırmaktadır.

Tüm bu konuları tartışabilmek ve genç araştırmacılara da katkıda bulunabilmek amacıyla **29-30 Kasım 2021** tarihlerinde iki günlük Yıldız İç Yapı ve Evriminde (**YİYE**) Güncel Gelişmeler başlıklı bir çalıştay düzenledik. Çalıştayda sunulan çalışmaların bir bölümü bu özel sayıyı oluşturan makalelere dönüştü.

Çalıştayın ülkemizdeki araştırmacılara olduğu kadar öğrencilere de yararlı olması için gayret gösterildi. Bu nedenle astronomi alanındaki araştırmacılar ve öğrenciler çalıştayımıza yoğun bir şekilde katıldı (yaklaşık 150 kişi). Konuşmalar ZOOM ortamında çevrim içi olarak yapıldı ve kayıtlı katılımcılar izleyebildi. Çalıştay web sayfası: yiye.ege.edu.tr

Çalıştay tarihi iki önemli nedenden dolayı 29-30 Kasım olarak belirlendi. Yıldız iç yapısı ve evrimi alanında kuramsal çalışmalarıyla bu alanda öncülük yapmış Prof. Dilhan Eryurt Ezer hocamızın doğum günü (29 Kasım) ve ülkemizde gözlemsel astronominin gelişmesi ve kurumsallaşması için eşsiz katkılarda bulunmuş Prof. Abdullah Kızılırmak hocamızın vefat yıldönümü (4 Aralık) bu haftaya denk gelmektedir. Hocalarımızı saygıyla anmak için bir vesile daha olması mutluluk sebebidir.

Bu çalıştay, yürütücülüğünü Doç. Dr. Zeynep ÇELİK ORHAN'ın yaptığı TÜBİTAK 118F352 numaralı proje kapsamında düzenlenmiştir.

Saygılarımızla,

Bilim Kurulu

Mutlu Yıldız

Sıtkı Çağdaş İnam

Volkan Bakış

Tolga Güver

Faruk Soyduğan

Bilim Kurulu

Mutlu Yıldız
Sıtkı Çağdaş İnam
Volkan Bakış
Tolga Güver
Faruk Soyduğan

Ege Üniversitesi
Başkent Üniversitesi
Akdeniz Üniversitesi
İstanbul Üniversitesi
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Yerel Düzenleme Kurulu

Ömer Lütfi Değirmenci
Mutlu Yıldız
Zeynep Çelik Orhan
Sibel Örtel
Tuğbanur Çakır

Ege Üniversitesi
Ege Üniversitesi
Ege Üniversitesi
Ege Üniversitesi
Ege Üniversitesi

Çalıştay Programı

29 Kasım 2021	
Oturum 1	Oturum Başkanı: <i>Prof. Dr. Cafer İbanoğlu</i>
10:30	Açış Konuşmaları
11:00	<i>Yıldızlarda Neler Oluyor?</i> Mutlu Yıldız (30 dk)
11:30	<i>Kimyasal Sıra Dışı Yıldızlara Bir Bakış</i> Kutluay Yüce (30 dk)
12:00	Öğle Arası
Oturum 2	Oturum Başkanı: <i>Prof. Dr. Mutlu Yıldız</i>
13:30	<i>NGC 6811 Kümesindeki Evrimleşmiş Yıldızların Asterosismolojisi</i> Zeynep Çelik Orhan (30 dk)
14:00	<i>Tek Taraflı Zonklayan Yıldızlar</i> Filiz Kahraman Aliçavuş (30 dk)
14:30	<i>Sefidlerin Evrimini İzlemek</i> Esin Sipahi (30 dk)
15:00	Ara
Oturum 3	Oturum Başkanı: <i>Prof. Halil Kırbıyık</i>
15:30	<i>Yıldız İç Yapı Modelleri için Yüzey Yama Modelleri</i> Nesibe Özel (30 dk)
16:00	<i>Çift Yıldız Evrimi ve Yıldız Yapısına Etkileri</i> Fahri Aliçavuş (30 dk)
30 Kasım 2021	
Oturum 4	Oturum Başkanı: <i>Prof. Dr. M. Ali Alpar</i>
11:00	<i>Nötron Yıldızlarının İç Yapısı ve Hal Denklemi Üzerine Kısıtlamalar</i> Erbil Güercinoğlu (30 dk)
11:30	<i>Atarcaların Zamanlama Artıkları ve Nötron Yıldızlarının İç Yapısı</i> Danjela Serim (30 dk)
12:00	Öğle Arası
Oturum 5	Oturum Başkanı: <i>Prof. Dr. Ömer L. Değirmenci</i>
13:30	<i>Oymaklardaki Yıldızların Fiziksel Karakteristikleri Üzerine Örnek Çalışma: Yukarı Akrep (Upper Scorpius)</i> Volkan Bakış (30 dk)
14:00	<i>Gaia Çağında Açık Kümeler</i> Talar Yontan (30 dk)
14:30	<i>Yıldız Kümeleri ve Evrimleri</i> İnci Akkaya Oralhan (30 dk)
15:00	Ara
Oturum 6	Oturum Başkanı: <i>Prof. Dr. İbrahim Küçük</i>
15:30	<i>Kataklismik Değişen Yıldızlarda Madde Transferinin Bileşen Yıldızların Evrimine Etkisi</i> Dicle Zengin Çamurdan (30 dk)
16:00	<i>Beyaz Cücelerin Yapısı ve Evrimi</i> Mükremin Kılıç (30 dk)
16:30	Çalıştay Değerlendirmesi ve Kapanış (30 dk)

Yıldızlarda Neler Oluyor? Kırmızı Budak Yıldızların Evrimine İlişkin Çıkarımlar

Mutlu Yıldız^{*} 

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

Accepted: May 11, 2022. Revised: May 9, 2022. Received: April 4, 2022.

Özet

Astronominin büyük veri çağı bu alandaki tüm araştırmacıları kendilerini şanslı hissettirecek kadar bol ve kaliteli veri sağlamaktadır. Gezegen, gökada ve karadelik araştırmaları yıldız astrofiziği için hem önemli veriler hem de yeni problemler sunmaktadır. Binlerce kırmızı dev (RG) ve kırmızı budak (RC) yıldızın astrometrik, asterosismik, tayf ve fotometrik hassas verileri kullanılarak temel parametreleri hesaplanabilir. Bu çalışmada, RC yıldızlarının asterosismik ve astrometrik yoldan hesapladığımız kütle ve yarıçaplarını hem birbirleriyle hem de önceden hesapladığımız kırmızı devlerin değerleriyle kıyasladık. Bu kıyaslamadan, RG ile RC evreleri arasındaki geçiş sürecinde ortalama $0,1 M_{\odot}$ kadar kütle kaybettiği anlaşıldı. RC yıldızlarının menşei hakkında da çok önemli sonuçlar ortaya çıktı. Kütleleri $1,5 M_{\odot}$ 'ten büyük yıldızların çok az bir kısmının RG bölgesinden geçerek bulunduğu konuma ulaştığı ortaya kondu.

Abstract

The big data age of astronomy provides high quality and huge amount of data that makes all researchers in this field feel lucky. Planet, galaxy, and black hole studies present both data and new problems for stellar astrophysicists. Fundamental parameters of thousands of red giant (RG) and red clump (RC) stars can be calculated using their precise astrometric, asteroseismic, spectral and photometric data. In this study, we compute and compare the masses and radii of the RC stars, which we calculated from the asteroseismic and astrometric methods. We also compare fundamental properties of RCs with the values of RGs we calculated before. From this comparison, we deduce that an average of $0.1 M_{\odot}$ mass is lost during the transition from the RG to the RC phase. There are also very important implications about the origin of RC stars. Few of the stars with a mass greater than $1.5 M_{\odot}$ reach their current location by passing through the RG region.

Anahtar Kelimeler: stars:distance – stars:evolution – stars:fundamental parameters – stars:interiors – stars:late-type – stars:oscillations

1 Giriş

Yıldızlar çok geniş bir araştırma alanı. Bu alan gittikçe de genişliyor. Astronominin büyük veri çağını yaşıyoruz, her bakımdan, her yanıyla, özellikle atmosfer dışı uzay görevleri sayesinde muhteşem bir veri sağanağı var. Bu verilerin hepsini bir potada birleştirmek gerekiyor. Özellikle GAIA paralaks verileri üzerine yapılan çalışmalar örnek çalışmalar olarak gösterilebilir. Bizim de bu kapsamda iki çalışmamız (Birinci Sürüm için Yıldız et al. (2017) ve İkinci Sürüm için Yıldız & Örtel (2021)) oldu ve devam edecek gibi görünüyor (Gaia Üçüncü Veri Sürüm için Yıldız 2022, hazırlanıyor). Bu çalışmada özellikle kırmızı budak (red clump) yıldızlarının temel özelliklerini GAIA DR2 verileri (Brown et al. 2018) ile hesaplayıp kırmızı devler için Yıldız & Örtel (2021) tarafından elde edilen sonuçlarla kıyaslayarak özellikle kütle kaybına ve evrim süreçlerine ilişkin sonuçlar elde etmeyi amaçlıyoruz.

Genel olarak astrofizikte gerçekten baş döndürücü gelişmeler oluyor. Bu gelişmeler yıldız astrofiziğinde de doğal olarak yaşanıyor. Çoklu veri çağı en somut bir şekilde, yıldızların uzaklığı (GAIA, Brown et al. 2018), tayf (APOGEE, Abolfathi et al. 2018), ışıkölçüm (2MASS, Skrutskie et al. 2006) ve asterosismik (Kepler, Borucki et al. 2010; Sullivan et al. 2015) verilerinde kendini gösteriyor. Özellikle yıldızların kütle

ve yarıçaplarının belirlenmesi konusunda çok önemli ilerlemeler sağlandı. Bu konu üzerinde ayrıntılı bir şekilde duracağız.

GAIA'nın paralaksını ölçtüğü APOKASC-2 (Pinsonneault et al. 2018) yıldızlarının arasında uzaklığı 10 kiloparsek'i bulan yıldızlar var, bu gökada ölçeğinde önemli bir derinlik. Kepler verilerine göre Güneş benzeri titreşim yapan kırmızı yıldızların listelendiği APOKASC-2 kataloğunda, ayrıntılı analizi mümkün kılan yeterli veri sunulmaktadır. Bu yıldızların yaklaşık 3500'ü kırmızı dev (RG) ve 2700'ü kırmızı budak (RC, red clump) yıldızlarıdır. Bu çalışmada kırmızı budakların asterosismik, astrometrik, fotometrik ve tayf verilerini kullanarak temel özelliklerini hesaplayacağız.

Kepler verilerinden toplamda yaklaşık 10000 tane yıldızın asterosismik parametreleri (Pinsonneault et al. 2018; Kallinger 2019) elde edilmiş durumda. Bu parametrelerin hangileri olduğu üzerinde duracağız. TESS verilerine dayalı olarak 158000 tane yıldızın asterosismik verileri yayınlandı (Hon et al. 2021). Bunlar muhteşem sonuçlar gerçekten. Bunları analiz edebilecek kabiliyete kavuşmamız gerekiyor ve bu yıldızların tek tek modellerinin yapılması çok zaman alan bir yol olur. Dolayısıyla modellemeyi daha fazlasının yapılması gerekir.

Asterosismoloji konusunda bazı temel bilgileri hatırlamakta yarar var. Eğer geri çağırıcı kuvvet basınç kuvveti ise titreşim p-kipli (p-mod) olarak adlandırılır. Güneş'te gözlenen titreşimler esas olarak p-kipli titreşimlerdir. Eğer geri çağırıcı kuvvet kütleçekim kuvveti ise titreşimin kipine g-kipli denir. Beyaz

* mutlu.yildiz@ege.edu.tr

cücelerde gözlenen titreşimler esas olarak g-kipli titreşimlerdir. Bu iki kiplin karması olan karma kipler (mixed modes) özellikle kırmızı devlerde ve sıcak alt devlerde gözlenmektedir.

Güneş benzeri titreşim yapan yıldızların güç tayfindan başlıca asteroseismik parametreleri belirlemek mümkündür. Frekanslar esas olarak kipleri belirleyen düğüm sayılarına bağlıdır. Basit fiziksel titreşimlerde de bu durum geçerlidir. Örneğin iki ucu sabit sicim için, çeşitli kipler vardır ve bu kipler düğüm sayıları ile betimlenir. Yıldızları, küresel yapılar oldukları için, r , θ ve ϕ küresel koordinatlarında inceleyebiliriz.

Radyal doğrultudaki düğüm sayıları n ; θ yönündeki düğüm sayıları l ; ϕ düzlemindeki düğüm sayıları ise m ile gösterilir. Frekanslar (ν_{nl}) esas olarak l 'nin ve n 'nin fonksiyonudur. $\Delta\nu$ 'yu birim frekans değeri olarak ele alırsak, özellikle n 'nin büyük değerleri için,

$$\nu_{nl} = \left(n + \frac{l}{2} + \alpha_n\right)\Delta\nu \quad (1)$$

α_n yüzey koşulları ile ilgili bir parametredir. $\Delta\nu$ aynı dereceye sahip ardışık mertebeli (n) kiplerin frekansları arasındaki farktır ve titreşim frekansları arasındaki büyük ayrılma olarak adlandırılır. Burada iki önemli nokta üzerinde durmakta yarar var.

- İster fotometrik ister tayf gözlemi olsun, gözlemsel olarak güneş benzer titreşim yapan yıldızlarda ortalama yoğunluğun karekökü ile doğru orantılı (Tassoul 1980; Christensen-Dalsgaard 1993) olan $\Delta\nu$ 'yu saptayabiliyoruz.
- Titreşimlerin genlikleri belli bir frekans (ν_{\max}) değerinde maksimum oluyor.

Bu son derece önemli çünkü Brown et al. (1991) Öncü (Procyon) yıldızı için yaptıkları çalışmada, bu frekansın akustik kesme (cut-off) frekansı ile orantılı olduğunu ve oradan kütleçekim ivmesini (g) bulabileceğimizi ifade ediyor:

$$\nu_{\max} \propto \frac{g}{\sqrt{T_{\text{eff}}}} \quad (2)$$

Burada T_{eff} etkin sıcaklıktır.

Uzay projelerinin ana lokomotifleri özellikle gezegen ve gökada (veya ekstra gökada) çalışmalarıdır. CoRoT (Baglin et al. 2006) olsun, Kepler (Borucki et al. 2010) olsun, bu görevler asteroseismolojinin dev adımlar atmasını sağladı ama bunlar aslında gezegen projeleridir. Dolayısıyla, gezegen ile yıldızı çok da ayırt etmek gerekir, iki alanı bir bilmekte yarar var. Gökada çalışmaları da öyle.

Bu makale aşağıdaki gibi düzenlenmiştir. §2'de yıldızların genel özellikleri, yapıları, evrimi ve bunları etkileyen unsurlar irdelenmiştir. §3'te, yıldız astrofizikinde güncel gelişmeler sunulmaktadır. §4'te kırmızı budakların temel özelliklerini belirlemek için kullanılan yöntemler verilmiştir. §5 sonuçlara ve sonuçların karşılaştırılmasına ayrılmıştır. Son olarak, §6'da sonuçlar ve değerlendirmeler yer almaktadır.

2 Yıldızlar Nasıl cisimlerdir?

Yıldızların evrimini anlamak ve anlatmak için Hertzsprung–Russell (HR) diyagramına başvurulur. HR diyagramında çok sayıda değişen yıldız türü var. Son yıllarda muazzam değişen yıldız keşfi söz konusu. Özellikle güneş benzeri titreşim yapan yıldızlar sayıca büyük bir üstünlüğe sahip, en bereketlileri onlar. 10 bine yakın yıldızdan söz ediyoruz ve bunlarda ses hızında hareket eden dalgalar kaydedildiği için en azından ortalama yoğunluğa ilişkin ciddi bir bilgi veriyor ve

ν_{\max} 'ı da eğer elde edebiliyorsak, kütle çekim ivmesiyle orantılı olduğundan, kütle ve yarıçapın belirlenmesi açısından önemli araçlara kavuşmuş oluyoruz.

Yıldızlar HR diyagramına sağ üst köşeden girer, Hayashi izi boyunca çöker ve diyagonal bir hat olan anakola ulaşırlar. Ezer & Cameron (1965, 1967)'un öncü çalışmalarına kadar yıldızların diyagramın alt kısmından yükselerek anakola oturduğu sanılıyordu. Bu bakımdan Ezer ve Cameron'un araştırmaları özel bir öneme sahiptir.

Yıldızlar muazzam enerjinin üretildiği ve nakledildiği muazzam yapılar. Dört yapı denklemi yıldız yapısını tasvir eder:

- En başta, kuvvet dengesini sayabiliriz. Yıldızlar dengede mi değil mi bazen kafa karıştırıcı bir durum oluyor. Güneş dengede diyoruz fakat çok aktif olduğu dönemler oluyor. Bu aktifliğin aslında pek önemi yok. Dengede değilse bile, değişen bir yıldız olduğunu düşünerek, değişimler denge civarında gerçekleşir. Geniş zamanda değişimlerin ortalamasını aldığımızda denge halini elde ederiz. Belki, Sefeyidler gibi yıldızlar için dengeyi neresi olduğunu iyi tespit etmek zor olabilir, onların durumu belki biraz uğraştırıcı. Geriye kalan yıldızlar, güneş benzeri titreşim yapan yıldızlar gibi, söz konusu olduğu zaman milyonda bir değişimden söz ediyoruz. Denge durumundan uzaklaşma adeta yok gibidir. Kuvvet dengesi sağlanıyor, kütle çekimle basınç kuvvetleri birbirini dengeliyor esas olarak.
- Kütlenin sürekliliği bir diğer yapı denklemidir.
- Isıl denge, bir katmanda nükleer yoldan üretilen enerjinin o katmanı terk ettiğini, ısıyı ısıtmadığını ifade eder.
- Sıcaklık gradyeni enerji aktarımına ilişkin bilgi veriyor.

İşimalı (radiative) ortamdaki sıcaklık gradyeni denkleminde saydamsızlık (opasite) dediğimiz parametre var. Saydamsızlık fotonla enerji taşınımına gösterilen direnci ifade eder. Dolayısıyla çok önemli, özellikle işimalı zarfa sahip olan yıldızların yarıçapını esas olarak bu parametre belirler. Bu etki olmasa yıldızlar çok çok küçük cisimler olurlardı. Tabi ki nükleer tepkimelerin hızlarını hesaplamak lazım. Bir de hal denklemi var. Bunlar mikro fiziği ilgilendiren konular ve bunlar için atomik özelliği, fotonu, ışınma süreçlerini çok iyi incelemeliyiz.

Yıldızların yapısı ve evrimine baktığımız zaman bizim en kolay hesapladığımız şeylerden birisi ışınma gücü. Işınma gücü bir çok parametreye bağlı. İşimizi bir bakıma çok zorlaştırıyor bu durum. Bu zorlaştırmaya rağmen, eğer onu çözebilirsek o da başlı başına bir tanı aracı oluyor. Kütle, ağır element bolluğu (Z), He (ya da H), yaş, manyetik alan ve dönme ışınma gücü üzerinde etkilidir. Kütle kaybı miktarı da ışınma gücünü etkileyen faktörler arasında sayılabilir. Elbette, bu faktörler yarıçap üzerinde de etkilidir. Konvektif zarflı yıldızlar için konvektif parametrenin de belirlenmesi gerekir. Konveksiyon basit olarak karışım uzunluğu kuramı yaklaşımıyla hesaplanır. Bu parametreleri ne kadar iyi belirleyebilirsek doğayı, gökleri o kadar iyi anlayabiliriz.

Bir yıldız modeli yaptığımızda gözlemlerle tam bir uyum beklemeyiz. Çünkü, bir niceliği hesaplayabilmek için birçok varsayım yapıyoruz. Hesapladığımızı gözlemlerle kıyasladığımızda farklılıklar olması çok doğaldır. Eğer hesapladığımız nicelikler arasında sistemli farklar var ise, hangisinin neden kaynaklandığını tespit edilebilirsek çözüm üretme şansımız olur. Konveksiyonun hesaplanması hem özek açısından hem zarf açısından çok önemli bir sorun. Dahası, konvektif fırlatma (overshooting), yarı konveksiyon (semi-convection) gibi yan unsurlar da var. Konveksiyon denilince bu etkiler de kastedilir.

Dönme, açısal momentum, başlı başına bir alan (bkz. §3.3.1). Gelişmeler olmasına rağmen, bu alanda maalesef yeterince ilerleme sağlanamadı. Manyetik alan, buna bir şekilde dönme eşlik ediyor, bir başka önemli alan. Karışım işlemlerini son zamanlarda tartışmaya başladık. Yayılmayı ise birkaç on yıldır yıldız modellerinde uyguluyoruz. Difüzyon ve tabii ki saydamsızlık hesabının çok iyi yapılması gerekir ve şu anda o noktada olup olmadığımız biraz tartışma konusu.

Hidrostatik dengedeki büyük kütleli bir yıldızla küçük kütleli bir yıldızı kıyaslayacak olursak, ilkinde basınç esas olarak ideal gaz denkleminin uyarı, ikincisinde parçacıkların birbirinin alanına girmesinden dolayı, ideal gaz denkleminin uzaklaşır. Sıcaklığın yüksek ve yoğunluğun düşük olduğu ideal ortamda, parçacıkların alanı yoktur ve sadece çarpışırlar. Küçük kütleli yıldızlarda, parçacıklar, aralarındaki mesafe kısaldığı için, birbirinin alanından etkilenir. Uç durumdaki karasal gezegenlerde ise parçacıklar alana hapis olarak kafesler oluştururlar.

3 Yıldız astrofizikinde güncel gelişmeler

3.1 Gökada birleşmeleri

Çok hassas ölçümler yaptığımız zaman, yaşı iyi belirleme şansımız var. Yaş, özellikle gökada üzerine yapılan araştırmalar için önemli. GAIA verilerinin analizi çok önemli sonuçlar ortaya çıkardı. Bizim gökadamızın birçok birleşmiş cüce gökadanın olduğu sonucu ortaya çıkıyor (Koppelman et al. 2019). Gaia Sausage ya da Gaia Encaladus gibi yapılar var. Son zamanlarda Kraken, Tamos, Saquoia gibi gökadamızın içerisinde cüce gökadanın izlerini ya da enkazı olduğunu düşündüğümüz yapılardan (streams) söz ediliyor. Bu birleşmelerin ne zaman olduğu önemli. Gaia Sausage 8-11 milyar yıl gibi bir zamana işaret ediyor. Sismik çalışmalar da bunu destekler nitelikte.

3.2 Karadelik üreten yıldızlar

Karadelik adayı yıldızlardan bahsetmeye başladık. Tartışmalı yanları olsa da, özellikle Ligo (Aasi et al. 2015) ve Virgo (Acerese et al. 2015) gözlemlerinden, karadeliklerin birleşmeleri sonucunda üretilen sinyaller tespit ediliyor. Kütleçekim dalgalarından karadeliklerin birleşmeden önceki tahmini kütleleri hesaplanıyor. Yüksek kütle boşluğu denilen bir boşluk var. Bu boşluk kuramsal çalışmalarda tespit edilmiş. Çok büyük kütleli yıldızlar karadelik üretirler ama 50 ile 130 M_{\odot} arasında kütleyle sahip olan yıldızlar karadelik üretmezler (Tagawa et al. 2021). Alt ve üst sınırlar, aşağı yukarı gidip gelebiliyor. Bu boşluğun çok basit bir açıklaması var. Çok sıcak olduğu için ortamda enerjisi çok yüksek fotonlar var. Çok büyük kütleli yıldızlar söz konusu olduğu için bu fotonlardan elektron pozitron çifti üretiliyor. Buradan da nötrino ve karşı nötrino üretiliyor. Nötrinolar üretildiği zaman yıldızı çok kolayca terk ediyorlar. Bu yıldızın çökmesine neden oluyor. Bu çökmenin sonucunda oksijen tutuşuyor. Oksijen yakımı sonucu ortaya çıkan enerji, yıldızı bir bütün olarak dağıtmaya yetecek kadar yüksek bir enerji. Dolayısıyla ortada bir karadelik bırakmaması gerek. O yüzden kütle boşluğu oluşuyor.

Fakat Ligo ve Virgo'ya bakacak olursak bu aralıkta kütleler var, GW190521 için toplam kütle 142 M_{\odot} bulunmuş (Palmese & Conselice 2021). Birleşen yıldızların kütlelerinin nasıl paylaştırılacağı ayrı bir iş ama bileşenlerden en az birisi bu aralığa düşer. Dolayısıyla, bu bakımdan boşluk ihlal edilmiş olur. Bu boşluğa düşen 8-9 tane adaydan bahsediliyor. Dolayısıyla bunlar karadelik adayı yıldızlar, bizim bilmediğimiz

daha önce hiç tartışmadığımız yıldızlar gündeme gelmiş oluyor. Bu karadelikler nasıl oluştu? Karanlık madde, karanlık madde yok oluşu, rastgele birleşmeler, alternatif nükleer tepkimeler ve başka ısıtma sistemleri gibi etkilerle açıklayan alternatif yaklaşımlar var. Dolayısıyla, karadelik çalışmaları da yıldız astrofizikine bir başka alan açmaya başladı.

3.3 Asterosismolojinin yıldız astrofizikine katkıları

Özellikle CoRoT, Kepler ve TESS uzay görevleri hem yeni tür zonklayan yıldızların keşfi hem de çok sayıda yıldızın zonklama verilerinin elde edilmesi bakımından eşsiz roller üstlendi. Sayıları artanlar arasında γ Dor yıldızları da var. Onlar da karma özellikler gösteriyor. İbanoğlu et al. (2018) ile Li et al. (2020) katalogları bu yıldızların başlıca özelliklerini sunmaktadır. Yavaşça zonklayan B yıldızları (SPB) var, çok revaçta. Güneş benzeri titreşim yapan yıldızların bereketinin yanı sıra, bunlar da özellikle β Cep'lerle birlikte ilgi çekmeye başladı. SPB'ler anakol etrafındaki yıldızlardır. Birçok çift yıldızın SPB özelliği gösterdiği bilinmektedir (örneğin DI Her). β Cep'ler de, anakol civarında yer alan ilginç yıldızlar. Kepler verileri onların sayısını artırdı. Hibrit B yıldızları hem p-hem g-kipinde titreşimler gösteriyor. δ Scuti'ler uzay görevleri öncesinde en yaygın gözlenen zonklayan yıldızların başında geliyordu. CoRoT da çok sayıda δ Scuti yıldızı keşfetti ve bazılarında sayıları 200-400'ü bulan frekans tespit etti.

Henüz yeterince araştırılmamış yarı-ayık çift yıldızlardaki zonklayanlar çok özel yıldızlardır. Kütle transferi yaparken zonklamalar görünüyor (Soydugan et al. 2008; Mkrtchian et al. 2018). Bu sistemlerde, titreşim frekanslarından yola çıkarak kütle transferine ilişkin sonuçlar elde etmenin mümkün olup olmadığı merak konusudur. Aktarılan kütle miktarıyla ve kütlelenin kattığı enerji ile zonklamanın frekans ve genliği arasında ilişkiler araştırılabilir. Güneş benzeri titreşim yapan yıldızlarda ise en çığır açıcı şeyler saklı.

3.3.1 Dönme, manyetik alan ve kimyasal tuhaflik

Bizim bilmediğimiz ve merak ettiğimiz sorunlara asterosismik gelişmeler çok güzel yanıtlar veriyor, açıklamalar sağlıyor. Bu yanıtlar arasında dönme de var. Kepler verilerinden, yıldızların derinliğe bağlı diferansiyel dönme yaptığı keşfedildi (Aerts 2021). Hem devlerde hem alt devlerde hem de anakol yıldızlarında katı cismin dışında bir dönme söz konusu. Belki, kırmızı budaklar (red clumps) katı cisim gibi dönmeye biraz daha yakın. Özeği zarfından 10 kat kadar daha hızlı dönen yıldızlar var. Eksen dönmesinden yola çıkarak, PV Cas örten çifti için Yıldız (2005) tarafından elde edilen dönme profili bu sonuçla çok uyumlu. Tüm gözlemsel verileri fit eden modele göre yüzeyin hemen altında çok ince bir katman yavaş dönüyor, yüzeyin biraz altında çok hızlı bir dönme var. PV Cas, fotometrik olarak Ap benzeri değişimler gösteriyor. Dolayısıyla bu diferansiyel dönme, kimyasal tuhaflik, manyetik alan çok iç içe geçmiş gibi görünüyor.

Yeni gelişen alanlardan birisi de, asterosismik yöntemlerle manyetik alan araştırmalarıdır. Asterosismik verilerden radyatif özekte manyetik alan ölçümü için yöntemler ve uygulamalar geliştiriliyor. Bu konuda çok güzel çalışmalar var (bkz. Bugnet et al. 2021).

Kimyasal tuhaf yıldızlar astrofizikinin en güzel araştırma alanlarından birisi. Ap türü tuhaf yıldızlar fotometrik değişimler gösterirken tayf çizgilerinde de değişimler olup olmadığı merak konusu olmuştu. Kızıllık & Wood (1967) bu

konuyu aydınlatma amacıyla 13 kimyasal tuhaf yıldızın Balmer çizgilerini incelemiş ve zamanla çizgilerin değiştiğini keşfetmişler. Bu çalışmayı, olguların farklı gözlem ve tekniklerle incelenmesi açısından örnek bir çalışma olarak nitelendirebiliriz.

3.3.2 Yavaşça dönen B yıldızlarında iç karışım

Son yıllarda, yıldızlarda iç karışım üzerine çok fazla araştırma yapılmaya başladı (Pedersen et al. 2021; Aerts 2021). Yavaşça dönen B yıldızlarının (SPB) içerisinde kimyasal bileşimin nasıl bir profil gösterdiği asterosismik yöntemlerle ortaya çıkarılıyor. Elde edilen profiller birbirine neredeyse hiç benzemiyor, birbirinden çok farklı karışım katsayıları elde ediliyor.

3.3.3 Kabuk yakma

Yakın zamanda kabuk yakma süreciyle ilgili çok güzel bir gelişme ortaya çıktı. Hidrojen kabuk yakma sürecinde, kabuğun üstü ile altı zıt evrede davranıyor. Bu olgu kabuk yakma yasası olarak adlandırılıyor. Üst kısım çöküyorsa alt taraf genişliyor veya tersi. Bir çeşit ayna özelliği gösteriyor. Bu yasanın ihlal edildiği bir durumun olup olmadığı merak ediliyordu. Hekker et al. (2020) yaptıkları çalışmada, kırmızı devler bölgesinde ışımaya gücü çıkıntısının (luminosity bump) olduğu zamanda yasanın işlemediğini gösterdiler.

3.3.4 Kütleleri hassas belirlenmiş 12 Boo bileşenlerinin modelleri

12 Boo çift sistemi yıldızların yapı ve evriminin test edilmesi için çok uygun bir sistemdir. TESS gözlemi yapıldı ve asterosismik verileri elde edildi (Ball ve ark., hazırlanıyor). Biz de bu sistemi henüz inceledik, bileşenlerin modellerini yaptık. Konacki et al. (2010) dikine hız ve girişimölçer verilerinden bileşen kütlelerini çok hassas bir şekilde tespit etmişler. 12 Boo A için, binde 2 seviyesinde bir hatayla, $M = 1,4109 M_{\odot}$ bulunmuş. Güneş de dahil, belki de hiçbir yıldızın modeli gözlemlere bu kadar uyum sağlamamış görünüyor. Aynı şey ikinci bileşenin kütlesi için de söz konusu. Konacki et al. (2010) başka çift yıldızların kütlelerini de benzer hassaslıkla elde etmişler. O sistemlerin de asterosismik verilerinin elde edilip analizlerinin yapılması çok yararlı olacaktır.

4 Kırmızı devlerin ve budakların temel özelliklerini belirlemek için kullanılan yöntemler

4.1 Astrometrik yöntem

Yıldızların astrometrik yoldan (paralaksı kullanarak) yarıçapını belirleyebiliriz. Bunun için gerekli olan gözlemsel nicelikler, parlaklık (V veya K), uzaklık, kütleçekim ivmesi g , T_{eff} . Ayrıca, bolometrik düzeltme (BC) ve yıldızlararası sönmükleştirme etkisinin de (A_V) belirlenmesi gerekir. Yıldızların uzaklığını ve K 'yı kullanarak, mutlak parlaklığını ve ışımaya gücünü (L_{π}) hesaplayabiliriz. Bolometrik düzeltmeyi MESA'nın renk- T_{eff} izokronlar ve yıldız evrim izleri tablolarından (MIST; Paxton et al. 2011, 2013; Choi et al. 2016) elde ediyoruz. Yıldızların yarıçapı (R_{π})

$$R_{\pi} = \frac{L_{\pi}}{\sqrt{4\pi\sigma T_{\text{eff}}^4}} \quad (3)$$

eşitliğinden elde edilebilir, burada σ Stefan-Boltzmann sabitidir. R_{π} ve (daha hassas belirlenen) asterosismik yoldan elde edilen kütleçekim ivmesini kullanarak yıldızların kütlelerini (M_{π}) de

hesaplayabiliriz:

$$\frac{M_{\pi}}{M_{\odot}} = \frac{g/g_{\odot}}{(T_{\text{eff}}/T_{\text{eff}\odot})^4} 10^{-[V-A_V+5(1-\log d_{\pi})+BC-M_{\text{bol}\odot}]/2,5} \quad (4)$$

Altı denklemi birleştirdiğimizde kütle için tek bir açıklama elde ediyoruz. Böylece, iki farklı yoldan kütle hesaplayabiliriz.

V-bandı için yıldızlararası sönmükleştirme, yani A_V , Schlafly & Finkbeiner (2011) tarafından yeniden kalibre edildiği gibi, Schlegel et al. (1998) elde edilen $E(B-V)$ 'den hesaplanır: $A_V = 3,1E(B-V)$. K parlaklığı için sönmükleştirme katsayısı, $A_K = 0,287E(B-V)$ ilişkisinden (Fulton & Petigura 2018) buluyoruz.

4.2 Asterosismik yöntem

Yıldızların asterosismik yoldan da kütle ve yarıçapını hesaplıyoruz. Maksimum genişliğin frekansı ν_{max} , $g/\sqrt{T_{\text{eff}}}$ ile; frekanslar arasındaki büyük ayrılma $\Delta\nu$, yoğunluğun karakökü ile orantılı olduğunu yukarıda belirtmiştik. Bu asterosismik nicelikleri güneş değerleri ile bölersek kalibre etmiş oluruz. Buradan da, kütle ve yarıçap için klasik asterosismik ölçekleme ilişkilerini buluruz (Chaplin et al. 2011):

$$\frac{R_{\text{sca}}}{R_{\odot}} = \frac{(\nu_{\text{max}}/\nu_{\text{max}\odot})}{(\Delta\nu/\Delta\nu_{\odot})^2} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff}\odot}} \right)^{1/2} \quad (5)$$

$$\frac{M_{\text{sca}}}{M_{\odot}} = \frac{(\nu_{\text{max}}/\nu_{\text{max}\odot})^3}{(\Delta\nu/\Delta\nu_{\odot})^4} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff}\odot}} \right)^{3/2} \quad (6)$$

Bu ilişkiler tüm yıldızlar için geçerli mi? Büyük ihtimalle değil çünkü ışık küresi Güneş'ten çok sıcak ve çok soğuk yıldızların atmosferleri çok farklıdır ve bu durum titreşim frekanslarını etkiler. Daha genel ölçekleme ilişkilerini nasıl yazabiliriz? Yıldızdan yıldıza değişen bir $f_{\Delta\nu}$ parametresi (White et al. 2011; Sharma et al. 2016; Yıldız et al. 2016) ve $f_{\nu_{\text{max}}}$ parametresi tanımlayabiliriz. Atmosfer, kimyasal bileşim veya iyonlaşma durumundaki farklılıklardan kaynaklanan belirsizlikleri, bu parametreler temsil eder. Bu durumda yarıçap ve kütle yeniden yazabiliriz. 2016 yılında yaptığımız çalışmada (Yıldız et al. 2016), $f_{\Delta\nu}$ 'nın adyabatik üsse (adiabatic exponent, compressibility) nasıl bağlı olduğunu gösterdik. Daha genel bir sonuç Sharma et al. (2016) tarafından elde edilmiş. Yaptıkları çalışmada çok sayıda modelden $f_{\Delta\nu}$ 'yu veren bir program hazırlamışlar. Bu sonuçlara göre, $f_{\Delta\nu}$, Z ve T_{eff} 'in fonksiyonu. Yarıçap ve kütle için düzeltilmiş ölçekleme ilişkileri aşağıdaki gibi olur:

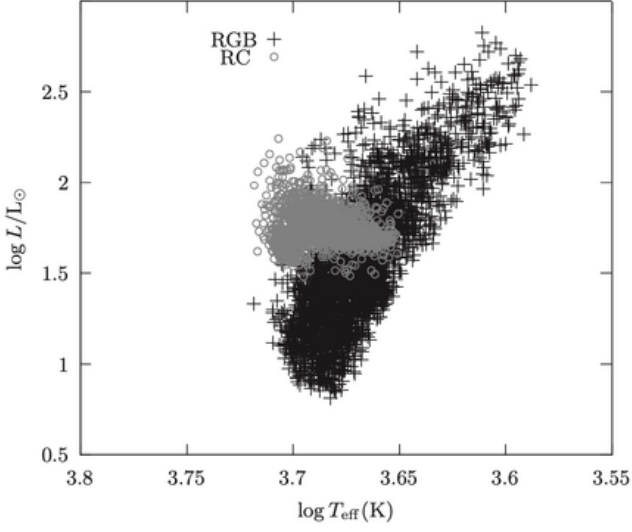
$$\frac{R_{\text{sca}}}{R_{\odot}} = \frac{(\nu_{\text{max}}/\nu_{\text{max}\odot})}{(\Delta\nu/\Delta\nu_{\odot})^2} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff}\odot}} \right)^{1/2} \frac{f_{\Delta\nu}^2}{f_{\nu_{\text{max}}}} \quad (7)$$

$$\frac{M_{\text{sca}}}{M_{\odot}} = \frac{(\nu_{\text{max}}/\nu_{\text{max}\odot})^3}{(\Delta\nu/\Delta\nu_{\odot})^4} \left(\frac{T_{\text{eff}}}{T_{\text{eff}\odot}} \right)^{3/2} \frac{f_{\Delta\nu}^4}{f_{\nu_{\text{max}}}^3} \quad (8)$$

Bir önemli belirsizlik de paralakstan gelir (Lindgren et al. 2018; Leung & Bovy 2019). Brown et al. (2018) astrometrik belirsizliklerin düşük tahmin edilmiş olabileceğini belirtmektedir. $\Delta\pi$ 'yi gerçek paralaksla ölçülen paralaks arasındaki fark olarak alırsak, Yıldız & Örtel (2021) bu üç parametre arasında bir ilişki olduğunu gösterdi:

$$f_{\nu_{\text{max}}} = f_{\Delta\nu}^2 (1 - \Delta\pi d_{\pi}) \frac{R_{\text{sca}}}{R_{\pi}} \quad (9)$$

Bu çok iyi bir fırsat oluşturuyor. $f_{\Delta\nu}$ 'yu Sharma et al. (2016)'nın yöntemiyle hesaplırsak, yukarıdaki denklem $f_{\nu_{\text{max}}}$



Şekil 1. APOKASC-2 kataloğunda verileri sunulan RC'ler (gri çember) ve RG'ler (+) için HR diyagramı. RG'lerin büyük kısmı $\log(L/L_{\odot})=0,8-2,8$ ve $\log(T_{\text{eff}}(K))=3,6-3,7$ aralıklarında yer alırken, RC'ler için aralıklar daralmakta ve $\log(L/L_{\odot})=1,5-2,0$ ve $\log(T_{\text{eff}}(K))=3,65-3,7$ olmaktadır.

ile $\Delta\pi$ arasındaki ilişkiyi ifade eder. İki yoldan yarıçapı hesaplayıp birbiriyle kıyasladığımızda bu belirsizlik parametreleri için açıklamalar elde edebiliriz.

Şekil 1'de, incelediğimiz kırmızı dev ve kırmızı budak yıldızları HR diyagramında gösterilmiştir. APOKASC-2 kataloğunda RG'lerin sayısı yaklaşık 3500, RC'lerinki ise 2700 kadardır.

Işıma gücü çıkıntısının (luminosity bump) doğada karşılığı var mı? Evet var, HR diyagramında o bölgede yıldız yoğunluğu çok daha fazla. Yaklaşık 4570 K'e denk geliyor. Kabuk yakma burada mola veriyor. Işıma gücü maksimum olup, tekrar minimuma gelene kadar burada kabuk yakma yasası çalışmıyor. O sürede, yıldız komple çöküyor. Kabuğun altı ve üstü zit davranışını terk ediyor.

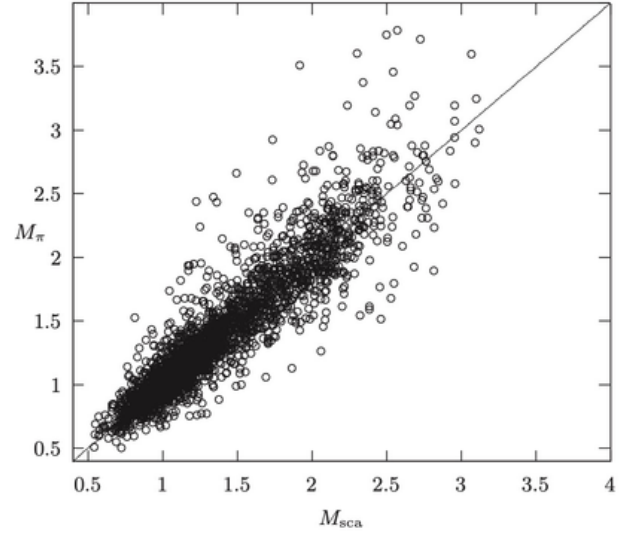
Denklem 7'de verilen R_{sca} 'yı $f_{\nu \text{ max}} = 1$ olarak hesaplayıp R_{π} ile kıyaslayarak, bu iki yarıçap değerinin tüm yıldızlar için birbirine eşit olması gerekir. Bu koşulu sağlayan $f_{\nu \text{ max}}$ ve $\Delta\pi$ 'nin değerlerini bulabiliriz.

Eğer $f_{\nu \text{ max}}$ tüm yıldızlar için tek bir değerli ise, ortalama bir değer olduğunu varsayarsak, RG yıldızlarının GAIA DR2 verileri ve K parlaklığı için $f_{\nu \text{ max}} = 1,003$ ve $\Delta\pi = -0,0473$ mas bulunur (Yıldız & Örtel 2021). Bu değerlerle elde edilen M_{sca} değerleri APOKASC-2'de verilen kütlelerle çok iyi bir uyum içerisindedir.

5 Kırmızı budakların temel özellikleri ve kırmızı devlerle farkları

Aynı yöntemi uygulayarak RC yıldızları için $f_{\nu \text{ max}} = 1,01883$ ve $\Delta\pi = -0,04784$ mas değerlerini buluyoruz. İkinci veri sürümüyle (GAIA DR2), RC'ler için düzeltilmiş M_{sca} ve M_{π} Şekil 2'de çizilmiştir. Bir saçılma olmakla birlikte, çok iyi bir uyum olduğunu, yıldızların büyük çoğunluğunun $M_{\text{sca}} = M_{\pi}$ çizgisi üzerinde toplandığını görüyoruz.

Şekil 3'te RC'lerin M_{sca} 'sı için histogramı çizilmiştir. 0,5 ile 3,0 M_{\odot} aralığında değerler bulunmakla birlikte en fazla



Şekil 2. RC'lerin M_{sca} 'ya karşı M_{π} grafiği. Her iki kütle de düzeltilmiş küttedir. M_{sca} Denklem 8'den, M_{π} ise düzeltilmiş paralkstan hesaplanmıştır. Saçılmalar olmakla birlikte, iki kütle arasında iyi bir uyum vardır. Kütlelerin büyük kısmı 0,7 ile 2,5 M_{\odot} aralığında yer almaktadır.

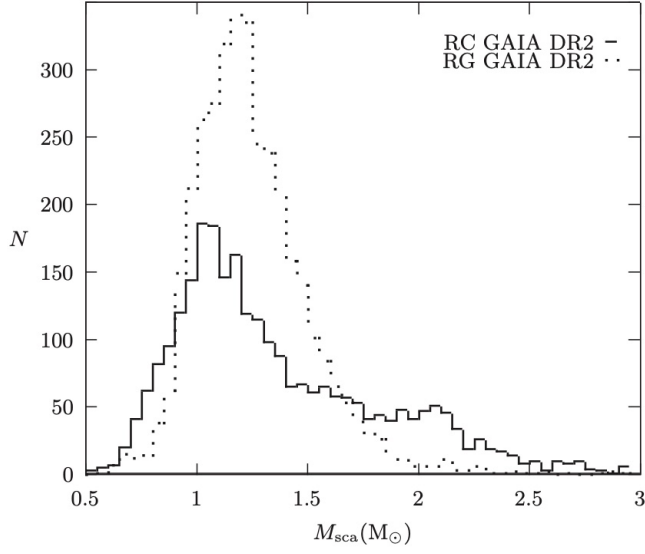
yıldızın bulunduğu aralık 0,9–1,2 M_{\odot} olmakta ve dağılım 1,0 ile 1,1 M_{\odot} civarında maksimuma ulaşmaktadır. İlk baktığımızda iki dağılım birbiriyle pek ilişkili değilmiş gibi görünüyor. Şöyle bir yol izleyebiliriz: 1) bunların yıldız sayıları farklı olduğu için maksimumlarını çakıştırabiliriz, böylece bir çeşit normalize yapmış oluruz. 2) Kırmızı devler çizgisinin daha sağda olması dikkat çekiyor. Demek ki, özellikle merkez kısma bakacak olursak, kırmızı devler daha büyük kütle tarafında yer alıyor. Dolayısıyla, orada da bir kaydırma yapmamız gerekir.

RC ve RG eğrilerini dikey eksende kaydığımızda, karşılaştığımız durum Şekil 4'te çizilmiştir. RG ve RC'lerin maksimum değerlerini eşitlemek için yıldız sayısı (N) sırasıyla 2658 ve 4855'e bölünmüştür. Yatay ekseninde ise sadece RC'lerin eğrisi 0,1 M_{\odot} sağa kaydırılmaktadır. Bu durumda aslında tek bir dağılım ortaya çıkıyor, özellikle $M < 1,5 M_{\odot}$ için. Bu uyumdan, yıldız evrimine ışık tutacak çok net bir kütle kayıp miktarı çıkmaktadır. Kütleli $M < 1,5 M_{\odot}$ olan RC yıldızları, RG evresinden bulunduğu noktaya evrilinceye kadar 0,1 M_{\odot} kadar kütle kaybetmiştir. Şu andaki kütleli, 1,2 M_{\odot} ise RG evresindeki ortalama kütleli 1,3 M_{\odot} kadardır.

Şekil 4, RG evresinden RC'ye geçişte kütle kayıp miktarının yanı sıra, RC'lerin menşei hakkında da çok önemli bir sonuç ortaya koymaktadır. Kütleli 1,8 M_{\odot} 'ten büyük RG'lerin sayısı çok azdır. Aynı kütle aralığında çok sayıda RC var. RC'lerin sayısı $M = 2 M_{\odot}$ civarında yerel maksimuma ulaşmaktadır. Demek ki, bu büyük kütleli RC yıldızları, buldukları konuma ya kırmızı devler bölgesine uğramadan (HR diyagramında sol taraftan ya da yukarıdan olabilir) gelmekte ya da kırmızı devler bölgesini çok hızlıca geçmiş olmalıdır. Kütleli 1,5 < $M < 2 M_{\odot}$ aralığında olan RC yıldızlarının bir kısmı, yaklaşık yarısı, RG bölgesinden gelirken geriye kalanı RG bölgesine uğramadan (veya çok kısa süre bulunmuşlar) gelmişler.

6 Sonuçlar ve Değerlendirmeler

GAIA, Kepler, 2MASS, APOGEE verileri hem yıldızların tek tek yapı ve evrimini hem de binlerce yıldızın dağılım



Şekil 3. RC'lerin M_{sca} 'sı (süreklî çizgi) için histogram. Kıyaslamak için RG'lerin dağılımı da verilmiştir (kesikli çizgi). RC'lerin dağılımı 1,0–1,1 M_{\odot} , RG'lerinki ise 1,15–1,25 M_{\odot} aralığında maksimum olmaktadır.

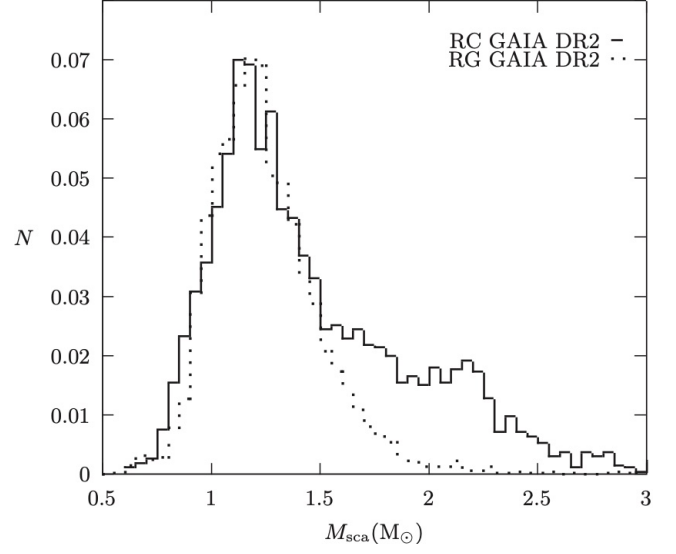
özelliklerini araştırmak için çok uygun. Yıldız astrofiziği büyük veri çağında hem nicel hem de nitel olarak çok büyük bir gelişme göstermektedir. Karadelik, gökada ve gezegen araştırmaları, yıldız astrofiziğinde yeni alanlara kapı aralıyor. Bu alanlar yeni problemler ortaya koymakta ve yeni çözümler bulmamızın önünü açmaktadır.

Asterosismoloji hem çok sayıda yıldız araştırmamıza fırsat sağlamakta hem de elde ettiğimiz yıldız parametrelerinin hassasiyetini çok yükseltmektedir. Özellikle güneş benzeri titreşim yapan yıldızlar bu bakımdan çok önem arz etmektedir. Binlerce RC ve RG yıldızının bu tür titreşimleri kaydedilmiş ve asterosismik parametreleri APOKASC-2 kataloğunda belirlenmiştir. RG ve RC yıldızlarının kütle dahil bir çok parametresini iki farklı yoldan hesaplayabiliyoruz. GAIA DR2 paralaksı kullanılarak RC'lerin özelliklerini hesapladık ve Yıldız & Örtel (2021) tarafından elde edilen RG özellikleri ile kıyasladık.

Bu kıyaslamadan çok önemli iki sonuç çıkarıyoruz: 1) Kütle 1,5 M_{\odot} 'ten daha küçük kütleli yıldızlar için, RG evresi ile RC evresi arasında 0,1 M_{\odot} kadar ortalama bir kütle farkı var. Bu kayıp kütle miktarı, bu aralıkta hemen hemen kütlede bağımsızdır ve kütle kayıp teorilerinin test edilmesinde çok yararlı olabilir. 2) Kütle 1,5 < M < 2 M_{\odot} arasında olan RC'lerin yarısı RG bölgesinden gelirken geriye kalanı RG bölgesine uğramadan bulunduğu noktaya gelmiş olmalıdır. Kütle 1,5 < M < 2 M_{\odot} olan RC'lerin ise tamamı RG bölgesine hiç uğramamışlar gibi görünür.

Kaynaklar

- Aasi J. ve ark. 2015, *Class. Quantum Grav.*, 32, 074001
 Abolfathi B., Aguado D. S., Aguilar G., et al. 2018, *ApJS*, 235, 42
 Acernese F. ve ark. 2015, *Class. Quantum Grav.*, 32, 024001
 Aerts C. 2021, *Rev. Mod. Phys.* 93, 015001
 Baglin A., Michel E., Auvergne M., COROT Team 2006, in Fridlund M., Baglin A., Lochard J., Conroy L., eds, *ESA Special Publication Vol. 1306*, p. 33



Şekil 4. RC (süreklî çizgi) ve RG'ler (kesikli çizgi) için normalize edilmiş kütle dağılımları. RC'lerin kütleleri 0,1 M_{\odot} artırılarak çizilmiştir. $M < 1,5 M_{\odot}$ için iki dağılım mükemmel uyum içindedir. Bu şekilden çıkan çok önemli diğer bir sonuç ise, kütle 1,8 M_{\odot} 'ten büyük RG pek yokken, bu kütle aralığında çok sayıda RC'nin bulunmasıdır (metne bakınız).

- Borucki W. J., Koch D., Basri G. ve ark. 2010, *Science*, 327, 977
 Brown T. M., Gilliland R. L., Noyes R. W., Ramsey L. W. 1991, *ApJ*, 368, 599
 Brown A. G. A., et al. (Gaia Collaboration), 2018, *A&A*, 616, A1
 Bugnet L. ve ark. 2021, *A&A*, 650, 53
 Chaplin W. ve ark. 2011, *Science*, 332, 213
 Choi J., Dotter A., Conroy C., Cantiello M., Paxton B., Johnson B. D. 2016, *ApJ*, 823, 102
 Christensen-Dalsgaard J. 1993, in *ASP Conf. Ser. 42, GONG 1992. Seismic Investigation of the Sun and Stars*, ed. T. M. Brown (San Francisco, CA: ASP), 347
 Ezer D., Cameron A. G. W. 1965, *Can. J. Phys.*, 43, 1497
 Ezer D., Cameron A. G. W. 1967, *Can. J. Phys.*, 45, 3429
 Fulton B. J., Petigura E. A. 2018, *AJ*, 156, 264
 Hekker S. ve ark. 2020, *MNRAS*, 492, 5940
 Hon M. ve ark. 2021, *ApJ*, 919, 131
 İbanoglu C., Çakırlı Ö., Sipahi E. 2018, *NewA*, 62, 70
 Kallinger T. 2019, *arXiv:1906.09428v1*
 Kızıllırmak A., Wood H. J. 1967, *AJ*, 72, 727
 Konacki M. ve ark. 2010, *ApJ*, 719, 1293
 Koppelman H. H. ve ark. 2019, *A&A*, 625, 5
 Leung H. W. and Bovy J. 2019, *MNRAS*, 489, 2079
 Li G. ve ark. 2020, *MNRAS*, 491, 3586
 Lindegren L. et al. 2018, *A&A*, 616, A2
 Mkrtychian, D. E. ve ark. 2018, *MNRAS*, 475, 4745
 Palmese A., Conselice C. J. 2021, *PRvL*, 126, A181103
 Paxton B., Bildsten L., Dotter A., Herwig F., Lesaffre P., Timmes F. 2011, *ApJS*, 192, 39
 Paxton B., Cantiello M., Arras P. ve ark. 2013, *ApJS*, 208, 49
 Pedersen M. G. ve ark. 2021, *NatAs*, 5, 715
 Pinsonneault M. H., Elsworth Y. P., Tayar J. 2018, *ApJS*, 239, 32
 Schlafly E. F., Finkbeiner D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103
 Schlegel D. J., Finkbeiner D. P., Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
 Sharma S., Stello D., Bland-Hawthorn J. ve ark. 2016, *ApJ*, 822, 15
 Skrutskie M. F., Cutri R. M., Stiening, R., et al., 2006, *AJ*, 131, 1163
 Soyduğan E. et al., 2008, *CoAst*, 157, 379
 Sullivan P. W. et al., 2015, *ApJ*, 809, 77

- Tagawa H. ve ark., 2021, ApJ, 908, 194
Tassoul, M., 1980, ApJS, 43, 469
White, T. R. et al., 2011, ApJ, 743, 161
Yıldız M., 2005, MNRAS, 363, 967
Yıldız M., Çelik Orhan Z., Kayhan C., 2016, MNRAS, 462, 1577
Yıldız M., Çelik Orhan Z., Örtel S., Roth M., 2017, MNRAS, 470,
25
Yıldız M., Örtel S., 2021, MNRAS, 489, 1753

Access:

M22-0318: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

A More Powerful Approach For Studying the Abundances of Chemically Peculiar Stars

Kutluay Yüce,¹★  Saul J. Adelman,^{2,3}  Austin F. Gulliver^{3,4} 

¹Department of Astronomy and Space Sciences, Faculty of Science, Ankara University, TR-06100, Tandoğan, Ankara, Turkey

²Department of Physics, The Citadel, 171 Moultrie Street, Charleston, SC 29409, United States of America

³Visiting Astronomer, Dominion Astrophysical Observatory, Herzberg Institute of Astrophysics, National Research Council of Canada,

⁴Department of Physics and Astronomy, Brandon University, Brandon, Canada MB R7A 6A9y

Accepted: May 30, 2022. Revised: May 9, 2022. Submitted: April 4, 2022.

Abstract

We investigate those stars in which convection and then radiation transports energy from their cores to their envelopes and atmospheres. In our previous generation of stellar analyses, we used the spectroscopic technique of fine analysis with optical region spectra mainly from the Dominion Astrophysical Observatory (DAO) with $R = 67000$ and S/N values close to 200 to obtain the elemental abundances of non-magnetic, solar-composition and peculiar B, A, and early F-stars and differential Strömrgren photometry of the magnetic Chemically Peculiar stars from the Four College Automated Telescope. Our new analyses of high-dispersion ($R = 80000$) Chiron échelle spectrograms now being obtained with the 1.5-m telescope at Cerro Tololo Inter-American Observatory in Chile were coadded to achieve high S/N (>500) are beginning to enable us to study in much greater detail many properties of these stars. For example, it should be possible to investigate in greater detail the abundance differences between stars. Studies of peculiar A stars might reveal the effects of non-solar abundances on their stellar evolution. It is important to determine how homogeneous with distance from the stellar centers are the chemical compositions of these stars which might be seen in their photometric variability. We summarize the abundance studies of Chemically Peculiar stars putting their results into the broader context of stellar evolution.

Key words: techniques:spectroscopy – star:chemically peculiar – stars:abundances

1 Introduction

One way to classify stars is to compare the composition of their atmospheres which are found from analyses of spectrograms including lines originating from both ions and neutral atoms of various elements. The chemistry of stellar atmospheres is derived from the spectral lines and stellar parameters. Most stars have compositions similar to that of the Sun. However, the spectra of some stars contain spectral lines that are attributed to heavy elements such as mercury, manganese and the Rare Earth Elements which indicate that these elements are surprisingly abundant in the stellar atmospheres of chemically peculiar stars. The differences in the chemistry of peculiar stars are explained by processes that change the chemistry of the stellar atmospheres. One such process is radiative diffusion from the surface of the core through the upper atmosphere. This process counteracts the gravitational sinking of heavy metals toward the center. Once they reach the surface the atmosphere becomes rich in heavy elements (e.g. [Michaud 1970](#)).

We are interested in the middle B to the early F Main Sequence stars (see e.g. [Yüce & Adelman 2014](#) for spectroscopic aspects; [Yüce et al. 2020](#) for photometric aspects). These stars have some of the most quiet stellar atmospheres. Some basic questions must be answered to achieve a physical understanding of the relations of the various kinds of stars in this important part of the Hertzsprung Russell (HR) Diagram. Our stars have cores in convective equilibrium

and atmospheres in radiative equilibrium. In convection the energy exchange involves atoms and ions. At any given point a slightly hotter particle moves towards outer space while a slightly cooler one move towards the stellar core. In radiative transfer it is more and less energetic photons exchanging places. In the middle F stars, convective processes replace radiative processes as the major means of transporting energy in the stellar atmospheres and envelopes while the cores become radiative.

The study of the spectra of Chemically Peculiar (CP) stars is also important in terms of the stellar evolution. Even CP stars spend most of their lives as a Main Sequence Stars. At this stage, Hydrogen atoms in the core undergoes fusion. Not much differences occur in the composition other than the changes in the abundances of light atoms. However, at some stage, processes like diffusion, convection, and rotation create new conditions under which the chemistry of the stellar atmosphere changes. The spectra of the CP stars provide experimental data that bear some information about the peculiarities.

2 History

About 1900 astronomers realized that some A type stars had peculiar spectra ([Maury 1897](#); [Cannon 1901](#); [Lockyer & Baxandall 1906](#)). Very intense lines belonging to unexpected elements were identified. For example, [Baxandall \(1913\)](#) found spectral lines of the singly ionized Rare Earth Element Eu II in the spectrum of α^2 CVn. The phenomenon of spectrum variability was also found early ([Ludendorff 1906](#); [Belopolsky 1913](#)) as was that of light variability ([Guthnick & Prager 1914](#)).

★ Kutluay.Yuce@ankara.edu.tr

In 1933 Morgan showed that the relatively brighter young stars with spectral peculiarities can be regarded as a well-defined group with members showing spectral anomalies apparently correlated with the surface temperature.

Early analyses pertaining to the elemental abundances of peculiar A stars started with the work of Bunker (1941) and continued with Aller (1947). Later, other investigators (e.g. Adelman 1987; Adelman et al. 2001; Yüce et al. 2011) analyzed the spectra of individual non-magnetic CP stars and showed that the overabundances of some heavy elements inferred from the enhanced spectral lines are real. These investigators also added details about the abundances of the elements of which lines could be seen only on high dispersion spectrograms.

The existence of magnetic fields in some CP stars was discovered by Babcock (1947) who observed the Zeeman components of the line profiles of circularly polarized spectra of the Ap star 78 Vir. Babcock (1958) later published a catalogue which he summarized observations of the magnetic fields of CP stars. Many Ap stars were found to possess measurable magnetic fields when their spectral lines are not greatly broadened by rotation. Further all spectral magnetic fields are variable, some being periodic. These magnetic periods are related to the light and spectrum variabilities. To explain the magnetic phenomena several models have been proposed. Among these, the oblique rotator model (Stibbs 1950) has been the most successful and received strong support from the measurements of the line widths of the periodic Ap stars. A series of papers entitled “The FCAPT *uvby* Photometry of the mCP Stars” by Adelman & his collaborators (e.g. Pyper & Adelman 2017; Dukes & Adelman 2018) discuss mCP stars that have spectral types between B2 and A2 and are on or near the Main Sequence of the HR diagram. The magnetic fields and light curves of mCP stars vary periodically within a range from about one-half day to decades. The photometry does not show any significant correlation between the amplitudes of variation in the *uvby* filters and the periods. The amplitudes have a Gaussian distribution, but each band has a slight skewness to large amplitudes (Yüce et al. 2020). Adelman (2002) found some evidence for the expectation that as mCP stars move away from the Zero Age Main Sequence (ZAMS) their rotational velocities decrease. He noticed that many, but not all, of the most rapidly rotating mCP stars are close to the ZAMS and some of the least rapidly rotating are the furthest from the ZAMS.

During the past 60 years several hypotheses have been advanced to account for the spectra of various CP stars. These involve both nuclear and non-nuclear processes. For example, Fowler et al. (1965) proposed that in the central cores of these stars the process of nucleosynthesis could still be operating as a continuation of the main sequence phase of evolution. Guthrie (1967) reviews the possibility of a surface contamination of the normal star by a supernova companion. Michaud (1970) discusses the possibility of an outward diffusion induced by radiation pressure. Another mechanism of a selective magnetic accretion of interstellar matter was suggested by Havnes & Conti (1971). The particulars of the processes involved in all those hypotheses can be extremely complicated. To validate of these hypotheses requires a variety of observational data besides the abundance anomalies themselves.

The light variability of magnetic CP stars have been studied in detail, especially over the last 30 years, based on systematic ground-based observations (e.g. Adelman et al.

1992; Adelman 2004a). The observed changes are accepted as the observational results of the rotational movements of stars with inhomogeneous surface element distributions. The ‘rigid oblique-rotator’ model, proposed by Babcock (1949) and developed by Stibbs (1950), can be used to explain the photometric variability of mCP stars (e.g. Pyper 1969; Pyper & Adelman 2021). The magnetic field is assumed to be locally constant (Adelman et al. 1992). While such variability observed in solar-like stars is due to the activity created by the spots formed as a result of dynamo motion in the stellar interior, the physical nature of the photometric variability observed in mCP-type stars is due to the spotted regions having different sources of opacity compared to other regions (Krtićka et al. 2012).

Space telescopes have become important tools in the processes of determining the rotation periods of stars, as they may produce highly sensitive, uninterrupted, long-term photometric data. For CP stars, studies based on space satellite photometry included those of CoRoT, Kepler, Gaia, TESS) (e.g. Lüftinger et al. 2010; Pauszen et al. 2015; Hümmerich et al. 2018). Recently, Hümmerich et al. (2018) detect observed periods ranging from 0.84 d to 9.6 d, and effective amplitudes ranging from 0.6 mmag to 90.5 mmag based on Kepler observations of 53 confirmed or candidate mCP stars. Their targets populate the whole range from the ZAMS to the TAMS and are distributed in mass interval from 1.5 M_{\odot} to 4 M_{\odot} .

3 Chemical/Spectral Classification

The spectra of CP stars are identified by anomalously strong (or weak) absorption lines corresponding to some elements that are not usual in the spectra of many other stars of the same physical parameters. The classification of these stars started over a hundred years ago and still is in progress with each successive classification tending to be more complicated than the previous one. Cannon (1901) appended a *p* (for peculiar) to the approximate spectral type. Morgan (1933) recognized that these stars, ordered by predominant peculiarity (Mn, Si, Eu, Cr, Sr), formed a luminosity-excitation temperature sequence. Jaschek & Jaschek (1958) added some details to the sequence and showed that the colors of the stars could be correlated with their type.

The main spectral characteristics enables us to distinguish the various classes of the Chemically Peculiar stars. Preston (1974) divided the CP stars into four groups: *Am* stars (CP1), Ap stars (CP2), HgMn stars (CP3), and He-weak stars (CP4). Other studies added other groups such as He-strong stars and λ Bootis stars (Sargent 1967). Kurtz (2000) gave the subgroups of CP stars as a function of temperature. These subgroups are magnetic subgroup (mCP) and non-magnetic subgroup. Adelman et al. (2003) showed that the *Am* and the HgMn stars formed a temperature sequence in the HR diagram with the mercury abundances changing as a function of effective temperature.

Stars without chemical peculiarities are regarded as chemically normal. Adelman (2004b) gave a brief description of normal A stars which have elemental surface abundances close to that of the Sun (supergiants and white dwarfs excepted). Chemically normal stars are also known not to have a detectable magnetic field, usually have an equatorial velocity >120 km/s, lack emission lines in their spectra, are constant photometrically, and do not to participate in a substantial mass exchange event with a companion.

Do the CP stars have other heavy elements, like Hg, in

their atmosphere that with greater than solar abundances? [Yüce & Adelman \(2014\)](#) derived the detailed chemical compositions of non-magnetic B, A, and early F type-stars especially for 32 elements to investigate the relationship between normal and non-magnetic CP stars. The range of the abundance anomalies for a given element tends to be smaller among the *Am* stars than that among the HgMn stars. Chemical peculiarities are visible in the iron group and heavy elements of the Main Sequence *Am* stars and in the light elements of the evolved normal stars of our analyses based on DAO spectra. Most of the observed elemental abundances with $Z > 22$ are overabundant for the *Am* stars ([Yüce & Adelman 2018](#)).

4 The HR Diagram Searching on the Peculiarity

The HR diagram based on that of [Adelman et al. \(2003\)](#) indicates the positions of the HgMn and the *Am* stars analyzed by Adelman and his collaborators. It shows that the coolest HgMn stars and the hottest *Am* stars are on the same stellar evolutionary tracks and hence the former must evolve into the later. The explanation of the dividing line between these two types of non-magnetic chemically peculiar stars where the Hg abundances suddenly change their degree of overabundance is a major test of the theories which try to explain the anomalous abundances of such stars. It most likely is due to diffusion. Some other important relationships are found which can also serve as tests of theories which purport to explain the properties of these stars. Additional stars have been added by [Yüce et al. \(2011\)](#). We add the theoretical evolutionary tracks from [Claret \(2004\)](#) for several stellar masses in the region of 1.5-6 M_{\odot} and the locations of the peculiar stars and the stars we examined in this work (see Figure 1). These tracks were calculated for a solar metallicity ($Y = 0.300$ and $Z = 0.020$) with an overshooting parameter $\alpha_{\text{over}} = 0.20$. The names of individual stars and the corresponding derived effective temperature and surface gravity are given in Table 1 of [Yüce & Adelman \(2014\)](#) along with references to the optical region abundance analyses. Also shown are figure labels for additional stars.

We also compared the evolutionary paths of 11 δ Del (HD 197461, HR 7928) and 20 CVn (HD 115604, HR 5017) which are often considered to be stars whose chemical compositions are similar to those of *Am* star. In this work the atmosphere parameters (T_e , $\log g$) were derived for 11 δ Del (7012 K, 3.4) and for 20 CVn (7294 K, 3.5) from the Strömgren photometry using the UVBYLIST code of [Moon \(1985\)](#) and homogeneous mean $uvby\beta$ data of [Hauck & Mermilliod \(1998\)](#). The synthetic colours were taken from the grid computed for $[M/H] = 0$ and microturbulent velocity $\xi_1 = 2.0$ km/sec ([Castelli & Kurucz 2003, 2006](#)). [Lemke \(1989\)](#) finds that for main-sequence stars the mean accuracy of the atmospheric parameters are ± 150 K in effective temperature and probably not larger than ± 0.2 dex in surface gravity using Strömgren color indices. According to [Napiwotzki et al. \(1993\)](#), errors on effective temperature are of the order of 2% for $T_e < 10000$ K. The accuracy of surface gravity ranges from about 0.1 dex for early A-type stars to about 0.25 dex for hot B stars. To refine the atmosphere parameters for most of stars investigated with DAO and TUG data, Adelman and his collaborators obtained the parameters also from a fit of theoretical and observed $H\gamma$ profiles and fluxes while obtaining ionization equilibrium. In this work for Figure 1 we fix the errors on $\log T_e$ and $\log g$ to be 0.01 and ± 0.15 dex, respectively. We anticipate a decrease in the errors in the

effective temperatures and surface gravities when The Citadel Automated Spectrophotometer (TCAS) becomes operational ([Adelman et al. 1995](#)).

Comparisons with the theoretical evolutionary tracks of [Claret \(2004\)](#) in the $\log g$ and $\log T_e$ diagram lead to the following conclusions:

- Metallic line stars (*Am*) of our DAO series have masses between about 2 and 3.0 M_{\odot} while the HgMn stars have values between 2.5 and 5.0 M_{\odot} . Both HgMn and *Am* stars occur along the same evolutionary tracks for 2.5 to 3 M_{\odot} stars. Most of the *Am* stars evolved from the coolest HgMn stars.
- HR 6455 (A3 III, $\log T_e = 3.94$, $\log g = 3.25$) is the hottest and most highly evolved *Am* star of the sample, its mass near is 3 M_{\odot} . Its abundance pattern shows that it is the most rare earth rich *Am* star ([Yüce et al. 2011](#)).
- [Adelman & Yüce \(2010\)](#) determined the effective temperature and surface gravity of ν Cnc (A0 III) and of 11 Per (B8 IV) using the spectra taken from the Coude Échelle Spectrograph of the 1.5-m Russian-Turkish Telescope of the TÜBİTAK National Observatory (TUG) as (10250 K, 3.60) and (14054 K, 4.15), respectively. The stars exhibit Hg II $\lambda 3984$ lines and somewhat diverse abundance patterns. The observed values obtained from both the DAO series of [Adelman \(1989\)](#) and [Adelman & Yüce \(2010\)](#) show ν Cnc is located between the other HgMn stars and the hottest *Am* stars. Here 11 Per, which is close to the hottest HgMn stars and ZAMS, is the unevolved star of the sample while ν Cnc is most evolved HgMn star.
- θ Aql B (B9.5 III) is near the boundary of the HgMn and *Am* stars. It has not begun to evolve away from the ZAMS which is in agreement with the abundance anomalies obtained from high resolution analyses of θ Aql B and its being a weak metallic line (*Am*) star ([Adelman et al. 2015](#)). Its abundance characteristics are similar to most of hotter *Am* stars in Table 1 of [Yüce & Adelman \(2014\)](#) which are underabundant in Ca, nearly solar in Fe and Si, and overabundant in S, V, Ni, Zr, and Ba.
- The effective temperature and surface gravity estimates indicate that both components for δ Del are evolved from ZAMS, consistent with our HR Diagram result obtained from non-magnetic CP stars and normal stars of DAO series. δ Del, 20 CVn and δ Sct are located on the coolest side of the DAO *Am* stars. The metallicity of prototype δ Sct is greater than the solar value and its abundance pattern is similar to those of *Am-Fm* type stars ([Yushchenko et al. 2005](#)). [Reimers \(1976\)](#) reported that both components of the system have identical peculiarities and are close together in the HR Diagram and hence are in similar evolutionary stages. Recently, [Gardner et al. \(2018\)](#) point out the component stars have evolved to late A- or early F-type positions and were most likely originally late A-type stars.

5 Conclusion

When the effective temperature, surface gravity, and elemental abundance distributions are investigated, some stars have similar positions in the HR Diagram. However, the chemical composition may differ in some stars with similar effective temperatures and surface gravitational fields. The angular momentum/velocity profiles in the interior regions of stars can

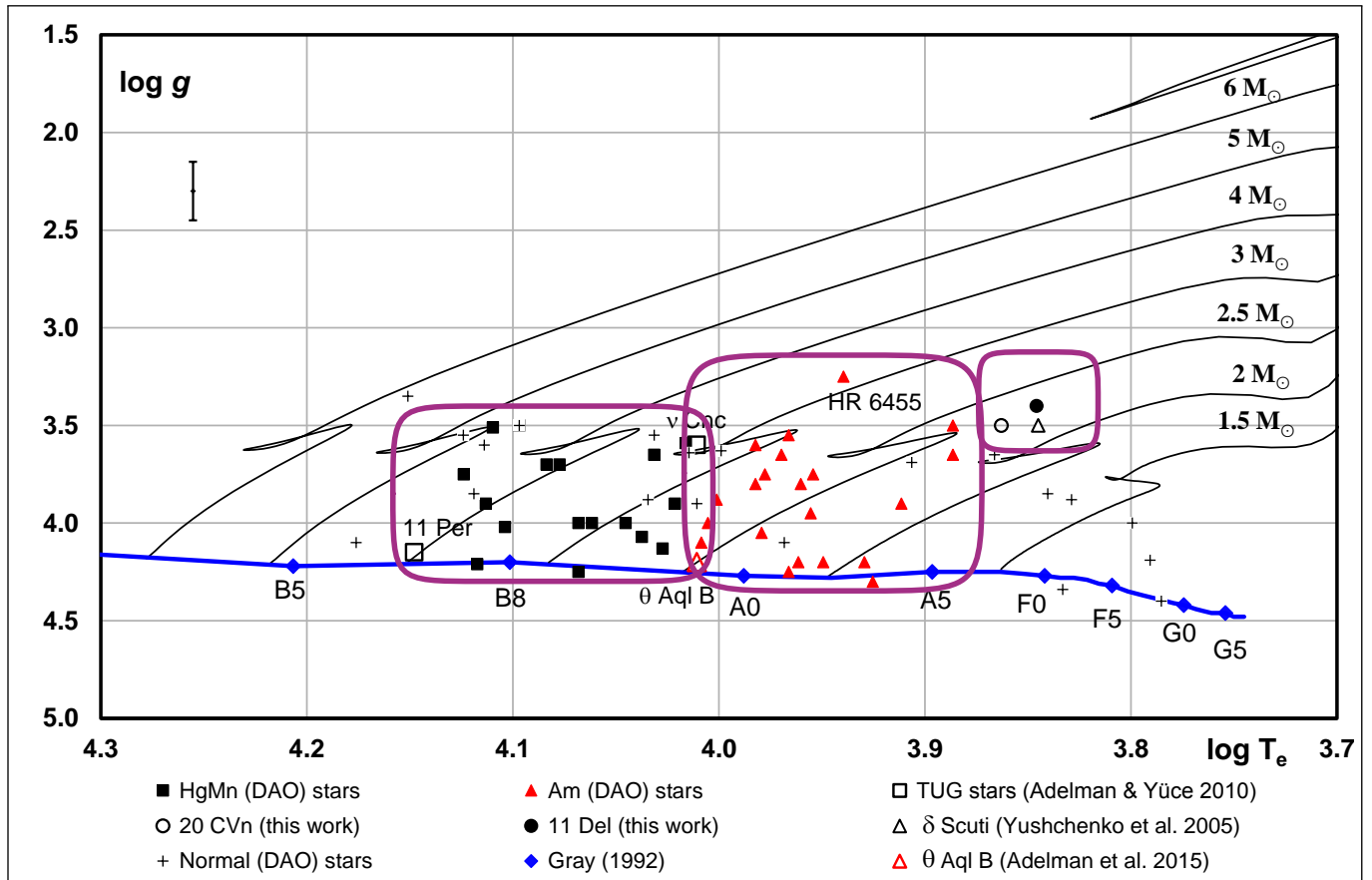


Figure 1. Locations of 11 Del and 20 CVn from this work, along with HgMn and *Am* stars and normal stars from the spectral analyses of our DAO series, on the theoretical evolutionary paths of Claret (2004). The solid line at the bottom represents the empirical Main Sequence stars of Gray (1992).

lead to somewhat different element abundances. We found that the physical properties changes, and chemical structure separation occur close to $\log T_e = 3.88$ and 4.02 K. The theory of CP stars in these regions needs to be modified to predict this important finding.

Adelman et al. (2003) demonstrated that the HgMn and *Am* stars occur on the same evolutionary tracks in the mass range of 2.5 to $2.9 M_\odot$ with the HgMn stars being closer to the ZAMS and the *Am* stars simultaneously populating the same evolutionary tracks. The boundary between the two types of non-magnetic CP stars is the locus on the HR diagram where the Hg abundances changes from greatly overabundant in the HgMn star region to not detectable in the *Am* star region. A possible explanation is this is where on the hot side of the boundary the Hg atoms in the evolving cool *Am* stars are first substantially pushed by diffusion from the stellar interior into the surface layers so that their Hg abundances are greatly increases. Similar loci for other elements should also be found by investigating the spectra of HgMn and *Am* stars if this idea is correct.

Acknowledgment

Prof. Dr. Saul J. ADELMAN and Prof. Dr. Austin F. Gulliver thank Dr. James E. HESSER, Director of the DAO for the observing time on their 1.22 m telescope. SJA's contribution to this paper was supported in part by grants from NASA and

the United States National Science Foundation. This research has made use of the SIMBAD database, operated at CDS, Strasbourg, France.

References

- Adelman S. J., 1987, MNRAS, 228, 573-594
 Adelman S. J., 1989, MNRAS, 239, 487-511
 Adelman S. J., 2002, Balt. Astron., 11, 475-485
 Adelman S. J., Dukes Jr. R. J., & Pyper D. M., 1992, AJ, 104, 314-326
 Adelman S. J., Pyper D. M., Lopez-Garcia Z., & Çalışkan H., 1995, A&A, 296, 467-472
 Adelman S. J., 2004a, MNRAS, 351, 823-825
 Adelman S. J., 2004b, The physical properties of normal A stars. in: J. J. Zverko et al.(eds.), The A Star Puzzle, IAU Symp. 224, UK: Cambridge University Press, p.1-11
 Adelman S. J., Gulliver A. F., & Rayle K. E., 2001, A&A, 367, 597-604
 Adelman S. J., Adelman A. S., & Pintado O. I., 2003, A&A, 397, 267-273
 Adelman S. J., & Yüce K., 2010, Astron. Nachrichten, 331, 785-793
 Adelman S. J., Yüce K., & Gulliver A. F., 2015, PASP, 127, 509-515
 Aller L. H., 1947, ApJ, 106, 76-85
 Babcock H. W., 1947, ApJ, 105, 105-119
 Babcock H. W., 1949, ApJ, 110, 126-142
 Babcock, H. W. 1958, A Catalog of Magnetic Stars, ApJS, 3, 141-210
 Baxandall F. E., 1913, Observatory, 36, 440-441

- Belopolsky A., 1913, *Astron. Nachrichten*, 196, 1
- Bunker A. F., 1941, *David Dunlop Obs. Pub.*, 1, 209-227
- Cannon A. J., 1901, *Harvard Ann.*, 28, 129
- Castelli F., & Kurucz R. L., 2003, in Piskunov N., Weiss W. W., Gray D. F., eds, *Proc. IAU Symp. 210, Modelling of Stellar Atmospheres*. *Astron. Soc. Pac.*, San Francisco, p. A20 (ATLAS9)
- Castelli F., & Kurucz R. L., 2006, *A&A*, 454, 333-340
- Claret, A. 2004, *A&A*, 424, 919-925
- Dukes Jr. R. J., & Adelman S. J., 2018, *PASP*, 130, 044202
- Fowler W. A., Burbidge E. M., Burbidge G. R., & Hoyle F., 1965, *ApJ*, 142, 423-450
- Gardner T., Monnier J. D., Fekel F. C., Williamson M., & et al., 2018, *ApJ*, 855, 1-18
- Gray D. F., 1992, *The Observation and Analysis of Stellar Photospheres*. Cambridge Univ. Press, Cambridge
- Guthnick P., & Prager R., 1914, *Veröff.*, V. *Sternw. Berlin-Babelsberg*, 1, 38
- Guthrie B. N. G., 1967, *Pub. Roy. Obs., Edinburg*, 6, 145
- Hauck B., & Mermilliod M., 1998, *A&ASS*, 129, 431-433
- Havnes O., & Conti P. S., 1971, *A&A*, 14, 1-11
- Hümmerich S., Mikulášek Z., Paunzen E., Bernhard K., & et al., 2018, *A&A*, 619, id.A98
- Jaschek M., & Jaschek C. 1958, *Zeitschrift für Astrophysik*, 45, 35-48
- Krtićka J., Mikulášek Z., Lüftinger T., Shulyak D., & et al., 2012, *A&A*, 537, A17
- Kurtz D. W., 2000, *Delta Scuti and Related Stars, Reference Handbook and Proceedings of the 6th Vienna Workshop in Astrophysics, ASP Conference Series, Vol. 210*. Edited by Michel Breger and Michael Montgomery. San Francisco: ASP Conference Series, 210, 287-308
- Lemke M., 1989, *A&A*, 225, 125-136
- Lockyer, N., & Baxandall, F. E. 1906, *Proc., Roy. Soc. London*, Vol.77, No.520, 550-553
- Ludendorff H., 1906, *Astron. Nachrichten*, 173, 1
- Lüftinger T., Fröhlich H. E., Weiss W. W., Petit P. & et al., 2010, *A&A*, 509, id.A43
- Maury A. C., 1897, *Annals of the Astronomical Observatory of Harvard College*. Cambridge, MA. 28: 1-128
- Michaud G., 1970, *ApJ*, 160, 641-658
- Moon T. T., 1985, *Commun. Univ. London Obs.* 78
- Morgan W. W., 1933, *ApJ*, 77, 330-336
- Napiwotzki R. Schöenberner D., & Wenske V., 1993, *A&A*, 268, 653-666
- Paunzen E., Fröhlich H. E., Netopil M., Weiss W. W., & et al., 2015, *A&A*, 574, id.A57, 5p
- Preston G. W., 1974, *ARA&A*, 12, 257-277
- Pyper D. M., 1969, *ApJS*, 18, 347-378
- Pyper D. M., & Adelman S. J., 2017, *PASP*, 129, 104203
- Pyper D. M., & Adelman S. J., 2021, *PASP*, 133, 084203
- Reimers D., 1976, *A&A*, 53, 377-381
- Sargent W. L. W., 1967, in *The Magnetic and Related Stars, Proceedings of the AAS-NASA Symposium on the Magnetic and other Peculiar and Metallic-Line A Stars*, ed. R. C. Cameron (Baltimore: Mono Book Corp.), p.329
- Stibbs D. W. N., 1950, *MNRAS*, 110, 395-404
- Yushchenko A., Gopka, V., Kim, C., Musaev, F., & et al., 2005, *MNRAS*, 359, 865-873
- Yüce K., & Adelman, S. J., 2014, *PASP*, 126, 345-358
- Yüce K. Adelman S. J., & Gulliver A. F., Hill G., 2011, *Astron. Nachrichten*, 332, 681-689
- Yüce K., & Adelman S. J., 2018, *Astrometry and Astrophysics in the GAIA Sky*, held 24-28 April 2017 in Nice, France. Edited by A. Recio-Blanco, P. de Laverny, A.G.A. Brown & T. Prust, *Proceedings of the International Astronomical Union, Volume 330*, 362-363
- Yüce K., Adelman S. J., Pyper D. M., & Dukes Jr. R. J., 2020, *Solar and Stellar Magnetic Fields: Origins and Manifestations*, held 30 June - 6 July 2019 in Copiapo, Chile. Edited by A. Kosovichev, K. Strassmeier and M. Jardine, *Proceedings of the International Astronomical Union, Volume 354*, 435-438

Access:M22-0319: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

NGC 6811 Kümesindeki Evrimleşmiş Yıldızların Küçük Ayrılmalarının İncelenmesi

Zeynep Çelik Orhan★^{id}

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

Accepted: April 27, 2022. Revised: April 20, 2022. Received: March 22, 2022.

Özet

CoRoT, Kepler ve TESS uzay araçları sayesinde çok sayıda güneş benzeri titreşim yapan yıldız gözlemi yapılmıştır. Bu titreşimlere sahip yıldızların incelenmesiyle yıldız yapı ve evrimi hakkında yeni bilgiler elde edilmiştir. Güneş benzeri titreşim yapan küme üyesi yıldızların asteroseismik yöntemlere başvurularak incelenmesi yıldız iç yapı ve evrimi üzerine yapılan çalışmalar için oldukça önemlidir. Böylece aynı gaz-toz bulutundan aynı zamanda oluşan küme üyesi olan güneş benzeri titreşim yapan yıldızların asteroseismik yöntemler kullanılarak iç yapı modelleri yapılabilir. Bu çalışmada Kepler'in gözlem bölgesinde yer alan ve güneş benzeri titreşim yapan evrimleşmiş yıldızlara sahip olan NGC 6811 kümesine ait sekiz yıldız incelenmiştir. Bu evrimleşmiş sekiz yıldızın Çelik Orhan (2021) tarafından MESA evrim koduyla kütle kayıplı modelleri yapılmıştır. Ayrıca bu yıldızların asteroseismik yöntemlerle kırmızı budak (kırmızı yığın, red-clump) olduğu tespit edilmiştir. Yıldızların kütle ve yarıçap aralığı sırasıyla $2.23\text{--}2.40 M_{\odot}$ ve $8.47\text{--}12.38 R_{\odot}$ olarak modellerden belirlenmiştir (Çelik Orhan 2021). Bu çalışmada ise güneş benzeri titreşim yapan anakol yıldızları için yaşa duyarlı olan küçük ayrılma değerleri bu yıldızlar için de model titreşim frekanslarından ilk kez hesaplanmıştır. Hesaplanan bu küçük ayrılmalar ile yıldızların model yaşları kıyaslanmıştır. Buradan evrimleşmiş yıldız olan kırmızı budak yıldızlarının model yaşları ile küçük ayrılmaları arasında anakol yıldızlarına benzer ilişki olduğu tespit edilmiştir.

Abstract

Many solar-like oscillating stars have been observed by the CoRoT, Kepler and TESS space telescopes. By examining solar-like oscillating stars, new information has been obtained about stellar structure and evolution. Examination of cluster member stars that show solar-like oscillation by applying asteroseismic methods is very important for studies on stellar internal structure and evolution. Thus, solar-like oscillating stars, which are cluster members formed at the same time from the same gas-dust cloud, can be modeled with internal structure models using asteroseismic methods. In this study, eight stars belonging to the NGC 6811 cluster, which are located in Kepler's region and have evolved stars that solar-like oscillation, have examined. These eight evolved stars are modeled for the first time with the MESA evolution code (Çelik Orhan 2021). In addition, it has been determined that these stars are red-clumps by asteroseismic methods. Therefore, the internal structure models of stars are constructed with mass loss. The mass and radius range of the stars were determined from the model models as $2.23\text{--}2.40 M_{\odot}$ and $8.47\text{--}12.38 M_{\odot}$, respectively (Çelik Orhan 2021). In this study, age-sensitive small separation for solar-like oscillating main sequence stars were calculated for these stars from the model oscillation frequencies. The model ages of the stars were compared with the calculated small separations. It has been determined that there are similar relation with the main sequence stars between the model ages and small separations of the red clump stars.

Anahtar Kelimeler: asteroseismology – open cluster – evolved stars – stellar interiors and evolution – solar-like oscillations

1 Giriş

Yıldız yapı ve evrimini anlamak astrofizikçilerin temel problemlerinden biridir. Yıldızların yapı ve evriminde başrole kütle sahiptir. Öte yandan yıldızlardan alınan tek bilgi kaynağı fotonlardır. Bu fotonlar tayf ya da fotometrik yöntemlerle gözlenmektedir. Ancak sadece örten çift, yakın yıldızlar ve tayfsal çiftler için kütle doğrudan gözlemlerden elde edilebilir. Bunun dışında tek yıldızlar için kütle gözlemlerle elde edilmesi oldukça zordur. Günümüzde ise gelişen teknoloji ile farklı türden titreşim yapan yıldızlara ait çok sayıda gözlem yapılmıştır. Buna örnek olarak ilk başta yer gözlemleriyle sayılabilecek kadar az olan güneş benzeri titreşim yapan yıldız sayısının CoRoT (Baglin et al. 2009), Kepler (Borucki et al.

2010) ve TESS (Sullivan et al. 2015) uzay teleskopları sayesinde hızlı bir şekilde artışı verilebilir.

Güneş benzeri titreşimlerin gözlenmesi için yıldızların yüzeyinde çok ince bir konfektif zarfın olması yeterlidir. Dolayısıyla konvektif zarfa sahip olan evrimleşmiş yıldızlarda da bu tür titreşimler gözlenmektedir. Uzay teleskopları sayesinde çok sayıda anakol ve evrimleşmiş yıldızın güneş benzeri titreşim frekansları yüksek duyarlılıkla elde edilmiştir. Bu tür titreşim yapan anakol yıldızları için gözlenen büyük ayrılma ve maksimum genlik frekansı kullanılarak yıldızların kütle ve yarıçapları oldukça hassas bir şekilde hesaplanmaktadır (Kjeldsen & Bedding 1995).

Bu ilişkilere yıldızda ait ν_{max} ve $\Delta\nu$ değerleri Güneş'e ait olan ν_{max} ve $\Delta\nu$ değerlerine oranlandığı için "ölçeklendirme

★ zeynep.celik@ege.edu.tr

ilişkisi" adı verilmektedir.

$$\frac{M_{sca}}{M_{\odot}} = \left(\frac{\nu_{max}}{\nu_{max\odot}} \right)^3 \left(\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_{\odot}} \right)^{-4} \left(\frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}} \right)^{1.5} \quad (1)$$

ve

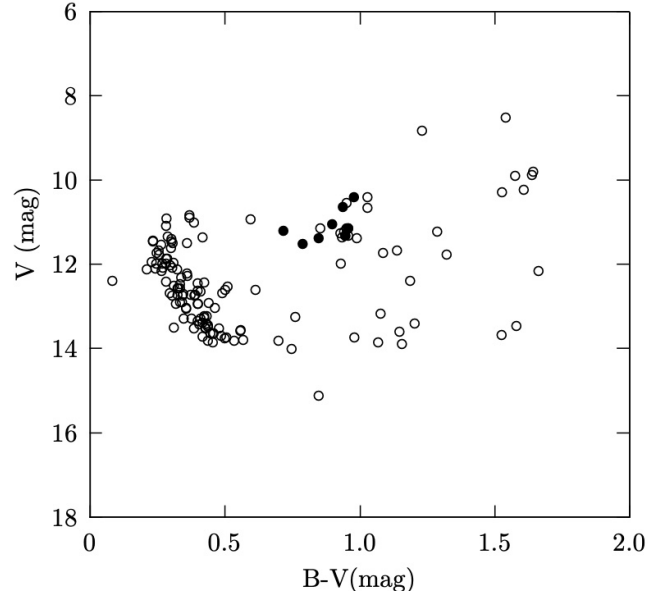
$$\frac{R_{sca}}{R_{\odot}} = \left(\frac{\nu_{max}}{\nu_{max\odot}} \right) \left(\frac{\Delta\nu}{\Delta\nu_{\odot}} \right)^{-2} \left(\frac{T_{eff}}{T_{eff\odot}} \right)^{0.5}, \quad (2)$$

burada $\nu_{max,\odot}$ and $\Delta\nu$ sırasıyla Güneş'in maksimum genlik frekans ve büyük ayrılma değeridir. Bu değerler $\nu_{max,\odot} = 3050\mu\text{Hz}$ (Kjeldsen & Bedding 1995) ve $\Delta\nu_{\odot} = 135.15\mu\text{Hz}$ (Chaplin et al. 2014) olarak alınmıştır.

Bu yöntem sayesinde yıldızların kütle ve yarıçapı sırasıyla %5–6 ve %2–4 duyarlılıkla elde edilmektedir (Mathur et al. 2012; Metcalfe et al. 2014). Anakol için geliştirilen bu ilişkiler literatürde yaygın olarak evrimleşmiş yıldızlar için de kullanılmaktadır. Ancak bu ilişkilerin evrimsel ve yapısal olarak farklı olan evrimleşmiş yıldızlar için de kullanılmasıyla hesaplanan kütle ve yarıçap değerlerinde sistematik hatalara neden olmaktadır. Bu sistematik hataların giderilmesi için yapılan çalışmalar literatürde mevcuttur (Çelik Orhan, Yıldız, & Kayhan 2021; White 2011; Sharma et al. 2016). Bu çalışmalarda genel olarak var olan ölçeklendirme ilişkilerinde iyileştirmeler yapılmıştır (White 2011; Yıldız, Çelik Orhan, & Kayhan 2019). Ayrıca farklı ilişkilerin geliştirildiği çalışmalarda vardır. Yıldız et al. (2014a, 2015) belirlenmesi zor ve gözlem hataları fazla olan ν_{max} yerine büyük ayrılmada görülen düşmelerden faydalanarak yeni ölçeklendirme ilişkileri türetmişlerdir. Bu düşmelere minimum frekansı denir. Bu minimumları kullanarak geliştirilen ölçeklendirme ilişkileriyle elde edilen kütle ve yarıçap değerleri sırasıyla %2–3 ve %1–1.5 duyarlılıkla belirlenmiştir. Bu ilişkiler de yine güneş benzeri titreşim yapan anakol yıldızlar için geliştirilmiştir. Bu yüzden de evrimleşmiş yıldızlar için bu ilişkilerin test edilmesi önemlidir ve gereklidir.

Uzay teleskopları sayesinde çok sayıda güneş benzeri titreşim yapan evrimleşmiş yıldızın gözlemi yapılmıştır. Bu tür titreşim yapan evrimleşmiş yıldızların detaylı olarak incelenmesi çok önemlidir. Bu yüzden NGC 6811 kümesinde yer alan güneş benzeri titreşim yapan sekiz evrimleşmiş yıldız incelenmiştir. Bu çalışmada yer alan yıldızların küme üyesi ve güneş benzeri titreşime sahip olması çok büyük avantajdır, çünkü küme üyesi yıldızlar aynı gaz ve toz bulutundan aynı zamanda oluştukları için yaş ve kimyasal kompozisyon açısından modelleme yaparken kısıtlama kolaylığı sağlamaktadır. Bu da yıldızların iç yapı ve evrimi üzerine yapılan çalışmalar için oldukça değerlidir. Ayrıca seçilen güneş benzeri titreşim yapan yıldızların büyük ayrılma, maksimum genlik frekansı ve referans frekansları kullanılarak hesaplanan modellerler asterosismik olarak incelenebilir.

Yıldızların temel parametreleri MESA evrim koduyla (Paxton et al. 2011, 2013) hesaplanmıştır. Gözlemsel veri ile en iyi uyum sağlayan modellerin güneş benzeri titreşim frekansları ADIPLS paketiyle (Christensen 2008) hesaplanmıştır. $\Delta\nu$, ν_{max} , referans frekansları olan minimumlar ve diğer asterosismik olmayan gözlem parametreleri bu modellerin kalibrasyonunda kullanılmıştır. Bu çalışmada özellikle karma modun etkisinden dolayı yaş belirteci olarak kullanılması zor olan frekanslar arasındaki küçük ayrılma modellerin adyabatik titreşim frekanslarından hesaplanmıştır. Bu kırmızı budak yıldızları için $l = 2$ frekanslarının g-



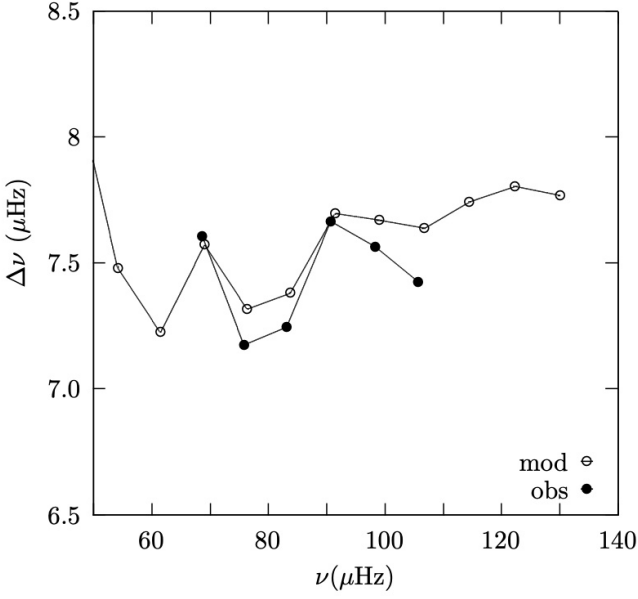
Şekil 1. NGC 6811 kümesinde yer alan yıldızların renk-parlaklık diyagramı. Koyu renk daireler seçilen güneş benzeri titreşim yapan sekiz evrimleşmiş yıldız temsil etmektedir (Çelik Orhan 2021).

modundan etkilenmediği ve karma modun etkisinin zayıf olduğu ortaya çıkmıştır. Bu yıldızlar için küçük ayrılmaların hem gözlem hem de model frekanslarından hesaplanmıştır. Model ve gözlem titreşim frekanslarından belirlenen küçük ayrılmalar birbiriyle kıyaslanmıştır. Bu sayede yaş ile küçük ayrılma arasında ters orantılı bir ilişkinin bu tür yıldızlar içinde geçerli olduğu ortaya çıkmıştır.

Bu çalışmada Ş2'de NGC 6811 kümesine ait olan sekiz yıldızın asterosismik ve asterosismik olmayan gözlem parametrelerine yer verilmiştir. Ş3'te MESA model özelliklerine ve modelleme teknikleri anlatılmıştır. Ş4'te yıldız modellerinin asterosismik incelemelerine değinilmiştir. Ş5'te de bu çalışmaya ait sonuçlara yer verilmiştir.

2 NGC 6811 kümesine ait yıldızların gözlemsel parametreleri

Şekil 1'de yer alan güneş benzeri titreşim yapan NGC 6811 kümesindeki sekiz evrimleşmiş yıldızın hepsi kırmızı budak (red-clump, Pinsonneault et al. 2018) evresindedir. Bu yıldızların güneş benzeri titreşim frekansları Kepler gözlem verilerinden elde edilmiştir (Arentoft et al. 2017). Bu çalışmada kullanılan asterosismik ve asterosismik olmayan yıldızlara ait gözlem parametreleri Çizelge 1'de yer almaktadır. Yıldızların gözlenen $\Delta\nu$ ve ν_{max} parametreleri Arentoft et al. (2017) tarafından elde edilmiştir. Referans frekansları olan minimum frekansları Yıldız et al. (2014a) geliştirdikleri yöntemle belirlenmiştir. Minimumları belirlemek için Şekil 2'deki büyük ayrılmaya karşı frekans grafiği kullanılmıştır. Büyük ayrılmaya karşı frekanslarda görülen düşmeler yüksek frekanstan düşük frekansa göre sırasıyla ν_{min0} , ν_{min1} ve ν_{min2} olarak adlandırılmıştır. Bu çalışmada yer alan yıldızlar evrimleşmiştir ve düşük sıcaklıktadırlar. Dolayısıyla bu tür yıldızlarda gözlenen titreşim frekanslarında ν_{min2} gözlenmesi zordur. Minimumların belirlenmesindeki hassasiyet gözlenen



Şekil 2. KIC 9532930 yıldızının MESA modelleri (içi boş daireler) ve gözlemlerden belirlenen (içi dolu daireler) frekansların $\Delta\nu-\nu$ grafiği.

büyük ayrılmanın yarısı kadar olarak kabul edilmiştir (Yıldız et al. 2014a, 2015).

Şekil 1'deki NGC 6811'in renk-parlaklık değerleri WEBDA veri tabanından alınmıştır. Bu kümenin uzaklığı Gaia uzay teleskobunun yaptığı gözlemlerle 1215 parsec olarak belirlenmiştir (Gaia veritabanı). Şekil 1'deki içi dolu daireler ile bu çalışmada incelenen güneş benzeri titreşim yapan evrimleşmiş yıldızlar temsil edilmiştir. Bu yıldızların B-V ve V değerleri SIMBAD veritabanından alınmıştır. Yıldızların tayfsal parametreleri (logg, [Fe/H], and Teff) Frasca et al. (2016) tarafından hazırlanan çalışmadan alınmıştır.

3 MESA evrim kodunun özellikleri

Çelik Orhan (2021) çalışmasında modellenen güneş benzeri titreşim yapan sekiz evrimleşmiş yıldızın iç yapı modelleri MESA evrim kodu kullanılarak yapılmıştır (v15140, Paxton et al. 2011, 2013). Kullanılan MESA versiyonu için Güneş modelini kalibre eden değerler helyum bolluğu (Y), metal bolluğu (Z) ve konvektif parametre (α) sırasıyla 0.2745, 0.0172 and 1.8125'dir. Konveksiyon için Böhm-Vitense (1958) tarafından geliştirilen standart ölçek uzunluğu kullanılmıştır. Yapılan iç yapı modelleri konvektif sınır aşımını (overshooting) ve mikroskopik difüzyon etkisini içermemektedir. MESA'da kullanılan yüksek sıcaklıkta saydamsızlık tabloları OPAL saydamsızlık ve düşük sıcaklıklarda Ferguson et al. (2005) tabloları önerilmektedir.

Bu çalışmada yer alan yıldızlar için yapılan modellerde anakol öncesine de yer verilmiştir. Yıldızların güneş benzeri titreşimleri incelendiği için yapılan modellerde ince de olsa bir atmosferin eklenmesine ihtiyaç vardır. Bu yüzden de yapılan iç yapı modellerine simple_photosphere eklenmiştir. Nükleer reaksiyon hızı Angulo et al. (1999) and Caughlan & Fowler (1988) çalışmalarından alınmıştır.

NGC 6811 kümesinde ait olan bu yıldızlar kırmızı budak (red-clump) evresinde yer almaktadırlar. Dolayısıyla bu yıldızların iç yapı modellerini yaparken kütle kaybı

modellere ihtiyaç duyulmuştur. Bu yüzden de Reimers (1975)'in geliştirdiği kütle kaybı yasası (mass-loss law) tercih edilmiştir.

Son olarak yıldızları en iyi temsil edilen modellerin frekansları ADIPLS paketi (Christensen 2008) kullanılarak hesaplanmıştır. Bu çalışmada ADIPLS paketiyle yıldızların $l = 2$ titreşim frekansları tespit edilmiştir.

3.1 Yapılan MESA modellerinin özellikleri ve sonuçları

MESA evrim koduyla yapılan modellerde girdi parametreleri M , Y , Z ve α 'dır. Yıldızların modellerini yaparken Çizelge 1'de yer alan tüm asterosismik ve asterosismik olmayan gözlem parametreleri kullanılmıştır.

Yapılan modellerde en önemli girdi parametresi yıldız yapı ve evriminde en önemli role sahip olan küledir. Ancak kütle gözlemsel olarak örten çiftler dışında belirlenmesi en güç parametredir. Bu yüzden kütlelerin nasıl belirleneceği çok önemlidir. Bu çalışmada asterosismik yöntemler kullanarak üç farklı kütle hesabı yapılmıştır. Ölçeklendirme ilişkilerinden elde edilen kütle başlangıç kütlesi alınarak asterosismik ve asterosismik olmayan parametreler modellenmiştir. Bu şekilde M ve α değerleri değiştirilerek gözlem parametreleri modellerle temsil edilmeye çalışılmıştır.

Kütleden sonra yıldızların yapı ve evriminde en etkili diğer parametre de kimyasal kompozisyonudur (Z). Z'nin gözlemlerle belirlenmesi oldukça zordur. Genel olarak Z değeri tayftan gözlenen [Fe/H] değerinden hesaplanır. Bu şekilde yıldızın tüm metal kaynağının gözlemlerle daha kolay belirlenen [Fe/H]'ten geldiği kabul edilmektedir. Ancak Fe elementi yıldızda oksijen, karbon ve azottan sonra en fazla bulunan elementtir. Bunun yerine [O/H] değerinin kullanılması daha faydalı olabilir. Ancak yıldızlarda oksijen çizgisinin gözlenmesi oldukça zordur. Bunun için Yıldız et al. (2014b) çalışmasından faydalanılmıştır. Bu çalışmada yıldızların [Fe/H] ile [O/H] arasındaki ilişki Edvardsson et al. (1993) çalışmasından faydalanarak elde edilmiştir. Bu şekilde yıldızların kimyasal kompozisyonu $Y=0.2745$ (güneş değeri) ve $Z=0.0126$ olarak alınmıştır. Başka bir çalışmada ise 36 Kepler'in gözlemlendiği Rodríguez et al. (2020) tarafından bu kümeye ait yıldızların Z değeri 0.0120 olarak belirlenmiştir. Bu çalışmada kullanılan Z değeri ile Rodríguez et al. (2020) elde ettiği Z değeri birbirine oldukça yakındır.

Girdi parametreleri M , Y , α ve Z değerleriyle modellerden elde edilen sonuçlar gözlem parametreleriyle kıyaslanmıştır. En uygun modeli yaparken χ^2 değerinin 1'den oldukça küçük olmasına dikkat edilmiştir. Bu şekilde hem asterosismik hem de asterosismik olmayan gözlem parametreleri modellenmiştir. Tayftan ve asterosismik gözlemlerden elde edilen χ^2 değerleri Çizelge 2 ve 3'te verilmiştir.

$$\chi_{\text{seis}}^2 = \frac{1}{N_f} \sum_{i=1}^n \left(\frac{\nu_{i,\text{obs}} - \nu_{i,\text{mod}}}{\sigma_{i,\text{obs}}} \right)^2 \quad (3)$$

ve

$$\chi_{\text{spec}}^2 = \frac{1}{N_s} \sum_{i=1}^n \left(\frac{P_{i,\text{obs}} - P_{i,\text{mod}}}{\sigma_{i,\text{obs}}} \right)^2 \quad (4)$$

Denklem 3 ve 4 ile hesaplanan χ^2 değerleri sırasıyla gözlemlerle elde edilen tayfsal ve asterosismik verilerin modellerle kıyaslanmasını sağlar. $\nu_{i,\text{obs}}$ ve $\nu_{i,\text{mod}}$ ile sırasıyla gözlenen ve modellenen elde edilen titreşim frekanslarıdır. N ile de gözlem sayısı verilmektedir. $\sigma_{i,\text{obs}}$ gözlemlerden elde edilen hatalardır. Aynı şekilde Denklem (4)'te tayftan elde

Çizelge 1. Güneş benzeri titreşim yapan sekiz yıldızın gözlemsel parametreleri. Asterosismik ve asterosismik olmayan gözlem parametreleri sırasıyla (π) ve parlaklık (G) *Gaia* veri tabanından alınmıştır. Etkin sıcaklık tayftan (T_{es}), logaritmik yüzey çekimivmesi ($\log g$), $[Fe/H]$, $\Delta\nu$, küçük ayrılma ($\delta\nu_{02}$), ν_{max} , ν_{min0} , and ν_{min1} Bu çizelgedeki veriler Çelik Orhan (2021) çalışmasından alınmıştır.

KIC	π (mas)	G (mag)	T_{es} (K)	$\log g$ (cgs)	[Fe/H] (dex)	$\Delta\nu$ (μ Hz)	$\delta\nu_{02}$ (μ Hz)	ν_{max} (μ Hz)	ν_{min0} (μ Hz)	ν_{min1} (μ Hz)
9409513	0.9866±0.02	10.24±0.03	5051.9±100	2.76±0.02	-0.050±0.050	6.04±0.02	0.63±0.02	69.8±1.0	81.75±0.01	59.87±0.01
9532903	0.8485±0.02	10.91±0.03	4984.0±100	2.88±0.02	-0.007±0.020	7.55±0.04	0.63±0.02	92.0±1.5	105.86±0.02	81.05±0.02
9534041	0.8516±0.02	11.02±0.03	5012.1±100	2.99±0.02	-0.052±0.050	8.35±0.01	0.87±0.04	103.8±1.0	117.64±0.01	87.08±0.01
9655101	0.8658±0.02	10.97±0.03	4963.5±100	2.94±0.02	-0.039±0.050	7.88±0.02	0.88±0.05	98.7±1.0	134.50±0.01	98.10±0.01
9655167	0.8652±0.02	11.04±0.03	4842.9±100	2.93±0.02	-0.006±0.020	8.07±0.01	0.82±0.02	99.4±2.1	105.23±0.01	88.99±0.01
9716090	0.8483±0.02	11.09±0.03	5066.9±100	2.70±0.02	-0.050±0.050	8.54±0.02	0.92±0.05	107.8±1.4	119.78±0.01	94.11±0.01
9716522	0.8124±0.02	10.41±0.05	4848.5±100	2.64±0.03	-0.030±0.020	4.88±0.01	0.56±0.03	53.7±1.0	58.10±0.01	48.21±0.01
9776739	0.8639±0.02	10.90±0.05	4986.8±100	2.92±0.03	0.010±0.020	7.65±0.03	0.96±0.02	92.9±1.0	113.33±0.02	84.29±0.02

Çizelge 2. Güneş benzeri titreşim yapan sekiz evrimleşmiş yıldızın Çelik Orhan (2021) çalışmasından alınan model sonuçlarının listesi. M_{mod} , R_{mod} , T_{mod} , L_{mod} , $\log g_{mod}$, α , t_{mod} , ve χ^2_{spec} , sırasıyla, Güneş biriminde yıldız kütlesi (M_{\odot}), yıldız yarıçapı (R_{\odot} biriminde), K biriminde etkin sıcaklık, L_{\odot} biriminde ışıma, modelin logaritmik yüzey kütle çekim ivmesi ve milyar yıl (Gyr) biriminde yıldız yaşıdır.

KIC	M_{mod} (M_{\odot})	R_{mod} (R_{\odot})	T_{mod} (K)	L_{mod} (L_{\odot})	$\log g_{mod}$ (cgs)	α	t_{mod} (Gyr)	χ^2_{spec}
9409513	2.40±0.10	10.69±0.09	4985±100	55.21±3.41	2.76±0.01	2.07	0.71±0.18	0.25
9532903	2.27±0.11	9.17±0.08	4992±100	42.48±2.07	2.87±0.02	1.55	0.79±0.17	0.23
9534041	2.38±0.10	9.05±0.08	5025±100	53.37±2.34	2.90±0.02	1.95	0.72±0.18	0.13
9655101	2.35±0.11	9.09±0.09	5060±100	51.00±2.92	2.91±0.02	1.95	0.73±0.18	0.15
9655167	2.25±0.11	8.79±0.09	5044±100	45.60±2.90	2.90±0.01	1.80	0.82±0.18	0.25
9716090	2.23±0.12	8.47±0.08	4997±100	37.18±2.45	2.93±0.01	1.60	0.75±0.18	0.13
9716522	2.35±0.12	12.38±0.12	4824±100	83.41±4.80	2.62±0.01	1.95	0.77±0.16	0.05
9776739	2.34±0.14	9.24±0.09	5120±100	49.18±3.74	2.88±0.01	1.75	0.75±0.16	0.07

edilen gözlem değerleri ($\log g$, T_{eff} ve $[Fe/H]$) modellerle kıyaslanmaktadır.

3.2 Modellerde kütle kaybı ve hata hesabı

Kırmızı budak (kırmızı yığın) yıldızlarının evrim kodlarıyla temsil edilirken kütle kayıplı modellere ihtiyaç duyulmaktadır. Bunun için bu çalışmada yaygın olarak kabul edilen Reimers (1975) yöntemine başvurulmuştur. Bu şekilde yapılan modellerde her bir yıldız için kütle kaybı yaklaşık olarak $0.01 M_{\odot}$ civarındadır.

Modellerden elde edilen M , R , $\log g$, L , ve t hata hesaplarında Monte-Carlo simülasyonları kullanılmıştır. Tüm hatalar Çizelge 2'de verilmiştir. Etkin sıcaklığın hatası gözlenen etkin sıcaklığın değeri alınmıştır. Z değerindeki hatada gözlemlerden yola çıkılarak hesaplanmıştır. Buna göre Z ve Y 'deki hatalar sırasıyla $Z=0.0126\pm0.0003$ ve $Y=0.2745\pm0.0824$ olarak elde edilmiştir.

4 Yıldız modellerinin asterosismik olarak incelenmesi

Yıldızların asterosismik olmayan gözlemsel parametreleriyle onları en iyi temsil eden modelleri oluşturduktan sonra ADIPLS paketiyle adyabatik titreşim frekans hesabı yapılmaktadır. Bu hesaplanan frekanslar gözlenen frekanslar ile kıyaslanmaktadır. Bu amaçla her bir yıldız için $\Delta\nu$ - ν grafikleri çizilmiştir. Bu grafiklerden minimum frekanslar ve desenler en iyi şekilde temsil edilmiştir. Minimum titreşim frekansları karma mod göstermeyen $l=0$ frekansları kullanılarak belirlenmiştir. Bu frekansların temsilinin yanında gözlemlerle çok hassas olarak saptanan büyük ayrılmalarda modellerle en iyi şekilde belirlenmesine özen gösterilmiştir. Bunun için modellerin büyük ayrılma değerleri yine $\Delta\nu$ - ν grafiğinde çizilen $l=0$ frekanslarının

doğrusal temsiliyle elde edilmiştir. Bu şekilde hem asterosismik hem de asterosismik olmayan gözlem parametreleri modellerle çok iyi bir şekilde temsil edilmiştir.

Gözlem ve model frekanslarından hesaplanan χ^2 değerlerinden faydalanılarak en iyi temsil eden model tespit edilmiştir. Bu elde edilen model sonuçları Çizelge 2'de verilmektedir.

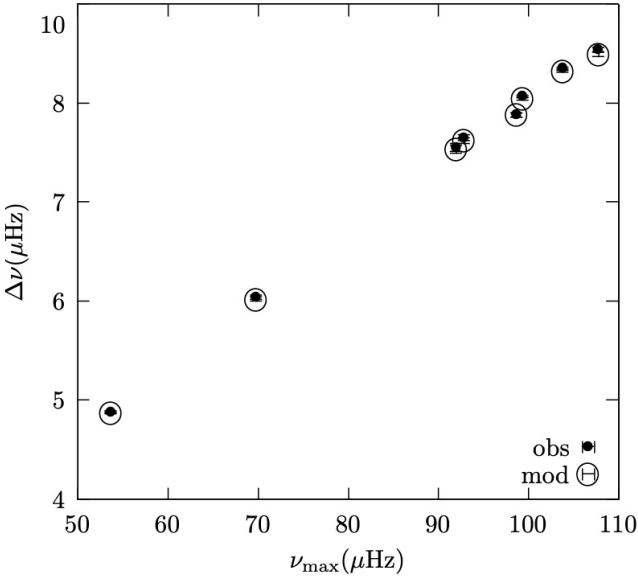
4.1 Yıldızların model frekanslarından büyük ayrılmanın belirlenmesi

Yıldızların asterosismik olmayan gözlemsel parametreleri olan T_{eff} ve $\log g$ ile ölçeklendirme ilişkisinden belirlenen R değerini temsil eden model elde edildikten sonra bu modele ait f_{gong} dosyası kullanılarak yıldızların titreşim frekansları ADIPLS paketiyle hesaplanmıştır. Bu yıldızların hesaplanan frekanslarından da $\Delta\nu$, ν_{max} , minimumlar ve küçük ayrılmanın gözlemlerle uyumuna bakılmıştır.

Gözlemlerle oldukça hassas olarak belirlenen $\Delta\nu$ modellerle en iyi şekilde tespit edilmesine özen gösterilmiştir. Modellerden $\Delta\nu$ hesaplanırken Şekil 2'deki gibi her yıldız için büyük ayrılmaya karşı frekans grafiği çizilmiştir. Bu çizilen grafiklere lineer temsil yapılmıştır. Bu sayede modellerin ortalama $\Delta\nu$ frekansları tespit edilmiştir. Eğer model ile gözlemsel büyük ayrılma değerleri arasındaki fark büyük ayrılmanın gözlenen hata değerinden daha fazlaysa bu durumda modelin kütlesi yeniden hesaplanmıştır. Yeni model kütlesi belirlenirken büyük ayrılma ve yoğunluk arasındaki ilişkiyi faydalanılmıştır. Böylece hesaplanan yeni M ile R değeri aynı kalacak şekilde yeniden modeller elde edilmiştir. Yıldızın yeni modeli için titreşim frekansları hesaplanmıştır. Bu yöntem model $\Delta\nu$ ile

Çizelge 3. Çelik Orhan (2021) çalışmasından alınan asterosismik parametreler için MESA model sonuçları. Sırasıyla frekanslar arasında görülen büyük ayrılma, maksimum frekans genliği, referans frekanslar $\Delta\nu_{\text{mod}}$, $\nu_{\text{max,mod}}$, $\nu_{\text{min0,mod}}$, $\nu_{\text{min1,mod}}$ ve $\nu_{\text{min2,mod}}$ μHz biriminde verilmiştir. $\nu_{\text{max,mod}}$, $T_{\text{eff,mod}}$ 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. Ayrıca bu çizelgede yer alan model $\delta\nu_{02}$ model frekanslarından ilk defa bu çalışmada hesaplanmıştır.

KIC	$\Delta\nu_{\text{mod}}$ (μHz)	$\delta\nu_{02,\text{mod}}$ (μHz)	$\nu_{\text{max,mod}}$ (μHz)	$\nu_{\text{min0,mod}}$ (μHz)	$\nu_{\text{min1,mod}}$ (μHz)	$\nu_{\text{min2,mod}}$ (μHz)	χ^2_{seis}
9409513	6.02	0.55	68.21	79.86	59.04	53.42	0.69
9532903	7.53	0.56	93.17	106.83	81.19	61.65	0.45
9534041	8.32	0.53	114.11	83.86	62.285	61.66	0.47
9655101	7.88	0.68	96.55	103.45	83.74	64.22	0.32
9655167	8.04	0.78	98.256	107.23	85.84	64.71	0.65
9716090	8.49	0.85	116.176	119.45	92.14	69.07	0.43
9716522	4.87	0.48	56.159	57.53	47.45	33.74	0.45
9776739	7.62	0.83	93.168	104.04	77.93	62.70	0.48

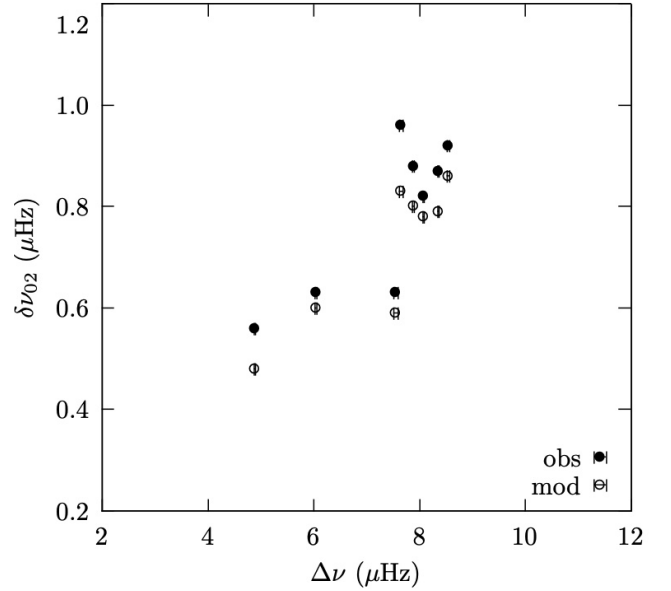


Şekil 3. Güneş benzeri titreşim yapan sekiz yıldızın model (içi boş daireler) ve gözlem (içi dolu daireler) $\Delta\nu$ karşı ν_{max} grafiği. Bu grafikte modelden ve gözlemlerden elde edilen $\Delta\nu$ ve ν_{max} değerleri birbirine oldukça yakındır.

gözlem $\Delta\nu$ arasındaki farkın gözlenen $\Delta\nu$ değerinin ölçülen hatasından küçük oluncaya kadar tekrarlanmıştır. Gözlenen büyük ayrılmanın modellerden hesaplanan değerler büyük ayrılma ile uyumu Şekil 3'te verilmiştir. Görüldüğü üzere gözlenen ve modelden hesaplanan birbirine oldukça yakındır.

4.2 Yıldızların model frekanslarından küçük ayrılmanın belirlenmesi

Anakol yıldızlarında evrime oldukça duyarlı olan küçük ayrılma önemli bir yaş belirteçidir. Özellikle merkezi bölgelerde molekül ağırlığının evrimle yani merkezi nükleer tepkimeler sonucu artmasından dolayı ses hızı hızla azalmaktadır. Dolayısıyla doğrudan ses hızına bağlı olan küçük ayrılmada azalır. Buradan da yıldızların merkezlerindeki ortalama molekül ağırlığıyla ilişkili olan ses hızından yıldızların anakol yaşı hakkında bilgi edinilebilir. Ancak evrimle beraber $l = 1$

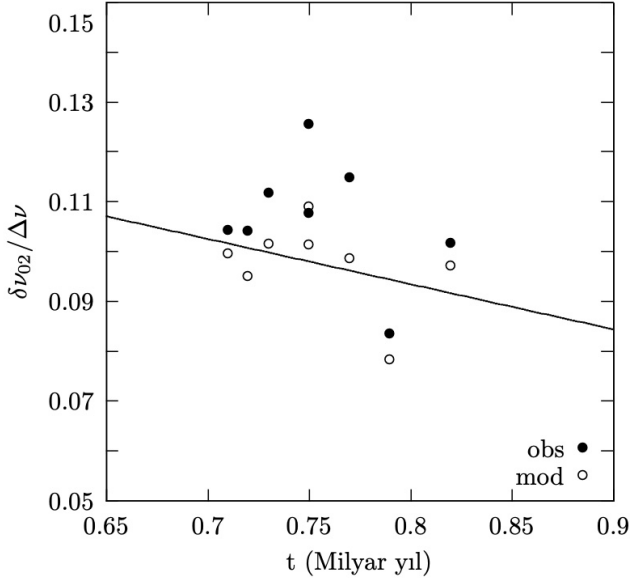


Şekil 4. Güneş benzeri titreşim yapan sekiz yıldızın model (içi boş daireler) ve gözlem (içi dolu daireler) $\delta\nu_{02}$ 'ye karşı $\Delta\nu$ grafiği.

ve $l = 2$ modlarında karma modlar gözlenmektedir. Bu yüzden evrimleşmiş yıldızlarda küçük ayrılmanın tespiti zorlaşır. Ancak kırmızı budak yıldızı olan bu sekiz evrimleşmiş yıldızın gözlenen $l = 2$ titreşim frekanslarında karma modun etkisinin görülmediği Arentoft et al. (2017) çalışmasında tespit edilmiştir.

Bu çalışmada gözlem ve model frekanslarından belirlenen küçük ayrılma değerleri sırasıyla Çizelge 1 ve 3'te verilmiştir. Bu küçük ayrılma değerleri birlikte incelenmiştir ve evrimleşmiş yıldızlar için yaş belirteci olup olmadığına bakılmıştır. Bunun için ilk olarak yine Şekil 2'deki gibi küçük ayrılmaya karşı frekans grafiği çizilmiştir. Yine lineer bir ilişki tanımlanarak modellerin ortalama küçük ayrılma frekansları elde edilmiştir. Model büyük ayrılma ve küçük ayrılma değerleri Çizelge 3'te yer almaktadır. Bu model ve gözlenen küçük ayrılmaların uyumu Şekil 4'te verilmiştir. Hesaplanan model ile gözlenen küçük ayrılmalar birbirleriyle oldukça uyumludur.

Modellerden elde edilen $\delta\nu_{02}$ değerlerinin $\Delta\nu$ değerine



Şekil 5. Güneş benzeri titreşim yapan sekiz yıldızın model (içi boş daireler) ve gözlem (içi dolu daireler) $\delta\nu_{02}/\Delta\nu_M$ ile model yaşı arasındaki ilişki. Buradaki düz çizgi $-0.0907044(\delta\nu_{02}/\Delta\nu_M) + 0.166018$ olan lineer ilişkisini temsil etmektedir.

oranıyla model yaşları Şekil 5'te kıyaslanmıştır. Şekil 5'te $\delta\nu_{02}/\Delta\nu$ ve t arasında bir ilişki vardır. Bu da artan yaş ile $\delta\nu_{02}/\Delta\nu$ değeri azalmaktadır. Modellerden elde edilen yaş ve $\delta\nu_{02}$ değerleri arasında $-0.0907044(\delta\nu_{02}/\Delta\nu_M) + 0.166018$ tanımlı bir lineer ilişki vardır. Buradan karma mod gösteren kırmızı budak yıldızlarda $\delta\nu_{02}$ frekansı, bu yıldızların yaşının belirlenmesinde kullanılabileceği söylenebilir.

5 Sonuçlar ve tartışma

Bu çalışmada NGC 6811 kümesine ait güneş benzeri titreşim yapan sekiz evrimleşmiş yıldız asterosismik yöntemlere başvurulmuş incelenmiştir. Seçilen küme üyesi yıldızlar MESA evrim koduyla Çelik Orhan (2021) çalışmasında modellenmiştir. Bu yıldızlar kırmızı budak yıldızı olduğu için yapılan modeller kütle kayıplıdır. Yıldızların asterosismik verilerinin kıyaslanması için titreşim frekansları, $\Delta\nu$, ν_{max} ve referans frekansları hesaplanmıştır.

Modellerden elde edilen temel yıldız parametreleri asterosismik yöntemler kullanıldığı için oldukça hassastır. Bu yıldızların hesaplanan kütle ve yarıçap aralığı sırasıyla $2.23-2.40 M_{\odot}$ and $8.47-12.38 R_{\odot}$ 'dir. Kütle ve yarıçaptaki belirsizlik sırasıyla %11 ve %9 civarındadır.

Yıldız yapı ve evriminde kütlelen sonra etkili olan kimyasal kompozisyon hesaplamaları yaygın olarak literatürde kabul edilen ilişkiden farklı bir yöntemle hesaplanmıştır. Böylece Yıldız et al. (2014b) geliştirdikleri yöntem kimyasal kompozisyonları aynı olan küme üyesi yıldızlarda test edilmiştir. Böylece küme üyesi yıldızlar için ortalama metal bolluğu 0.01264 ± 0.003 olarak belirlenmiştir.

Yaş yıldızlarda belirlenmesi oldukça zor olan bir parametredir. Asterosismik yöntemler kullanılarak yapılan yıldız modellerinden yıldızların yaşları da oldukça hassas olarak belirlenmiştir. Modellerden hesaplanan yaş aralığı 0.71-0.82 milyar yıldır. Ayrıca bu küme üyesi yıldızların $l = 2$ modundaki titreşim frekanslarında karma modun etkisi çok azdır (Arentoft

et al. 2017). Bu yüzden bu çalışmada yapılan modellerden $\delta\nu_{02}$ da hesaplanmıştır. Hesaplanan bu model $\delta\nu_{02}$ değerleri gözlem $\delta\nu_{02}$ değerleriyle kıyaslanmıştır. Model ve gözlem $\delta\nu_{02}$ değerleri birbirine oldukça uyumludur. Ayrıca modellerden ve gözlemlerden belirlenen $\delta\nu_{02}$ değerleri model yaşlarıyla birlikte incelenmiştir. Burada $\delta\nu_{02}/\Delta\nu$ ile yaş arasında lineer bir ilişki elde edilmiştir. Bu sayede kırmızı budak yıldızlar için $\delta\nu_{02}$ değerlerinin yaş belirlemede kullanılabileceği ortaya çıkmıştır.

Teşekkür

Bu çalışma 118F352 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. et al., 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
 Baglin A., Auvergne M., Barge P., Deleuil M., Michel E., CoRoT Exoplanet Science Team, 2009, IAU, 253, 71. doi:10.1017/S1743921308026252
 Borucki W. J., Koch D., Basri G., Batalha N., Brown T., Caldwell D., Caldwell J., et al., 2010, Sci, 327, 977. doi:10.1126/science.1185402
 Böhm-Vitense E., 1958, Z. Astrophys., 46, 108
 Caughlan G. R., Fowler W. A., 1988, At. Data Nucl. Data Tables, 40, 283
 Çelik Orhan Z., Yıldız M., Kayhan C., 2021, MNRAS, 503, 4529. doi:10.1093/mnras/stab757
 Çelik Orhan Z., 2021, MNRAS, 506, 4413. doi:10.1093/mnras/stab2031
 Chaplin W. J. et al., 2014, ApJS, 210, 1
 Christensen-Dalsgaard J., 2008, Ap&SS, 316, 113
 Edvardsson, B., Andersen, J., Gustafsson, B, et al., 1993, A&A, 275, 101E
 Frasca A., Molenda-Żakowicz J., De Cat P., Catanzaro G., Fu J. N., Ren A. B., Luo A. L., et al., 2016, A&A, 594, A39. doi:10.1051/0004-6361/201628337
 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
 Kjeldsen H., Bedding T. R., 1995, A&A, 293, 87
 Mathur S., Metcalfe T. S., Woitaszek M., Bruntt H., Verner G. A., Christensen-Dalsgaard J., Creevey O. L., et al., 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., et al., 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., et al., 2013, ApJS, 208, 4. doi:10.1088/0067-0049/208/1/4
 Pinsonneault M. H., Elsworth Y. P., Tayar J., Serenelli A., Stello D., Zinn J., Mathur S., et al., 2018, ApJS, 239, 32. doi:10.3847/1538-4365/aebfd
 Reimers D., 1975, MSRSL, 8, 369
 Rodríguez E., Balona L. A., López-González M. J., Ocampo 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., et al., 2015, ApJ, 809, 77. doi:10.1088/0004-637X/809/1/77
- White T. R. et al., 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:

M22-0315: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

Sefeidlerin Evrimini İzlemek

Esin Sipahi^{*} 

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Accepted: May 31, 2022. Revised: May 5, 2022. Received: April 11, 2022.

Özet

Klasik sefeid yıldızları oldukça yüksek ışıtmalara sahip zonklayan yıldızlardır. Düzenli parlaklık değişimleri gösterirler ve uzaklık belirteci olarak astrofizikte önemli bir yer teşkil ederler. Büyük kütleli bu yıldızlar evrim süreçleri içerisinde birçok kez kararsız duruma gelerek çapsal zonklama değişimleri sergilerler. Kararsızlık kuşağı içerisinde buldukları evrimsel aşama sefeidler için dönem değişimlerinden belirlenebilmektedir. Bu yıldızların dönem değişimlerinden büyük kütleli yıldızlar için mevcut yıldız evrim modelleri test edilebilir. Bu çalışmada sefeidler için dönem değişimlerinin evrim süreçlerindeki rolü üzerinde durulacaktır.

Abstract

Classic Cepheids are high luminous pulsating stars. They show regular brightness changes and have an important place in astrophysics as distance indicators. These massive stars have become unstable many times during their evolutionary stages and exhibit radial pulsating changes. Evolutionary stages in the instability strip can be determined by period changes of cepheids. The evolutionary models can be tested from the period changes of these stars. In this study, the role of the period changes of Cepheids in the evolution stages will be emphasized.

Anahtar Kelimeler: Sefeids – Pulsation – Period change

1 Giriş

Astrosismoloji yıldızların iç yapısı ve evrim durumunu belirlemek için oldukça etkili bir alandır. Zonklama ışık değişimi gösteren birçok yıldız vardır ve bu tür değişim gösteren yıldızların sayısı günümüzde uyduların gözlemleriyle artmaktadır. Gözlenen zonklama parametreleri yıldızların kütle, yarıçap, yüzey çekimi, ortalama yoğunluğu gibi birçok temel parametresinin belirlenmesini sağlar. Özellikle sefeid türü değişenler uzaklık belirlemek için astrofiziksel açıdan büyük önem taşır. Klasik sefeidler 3-5 Güneş kütleli, birkaç gün ile birkaç ay mertebesinde dönemi olan, çoğunlukla büyük genlikli zonklayan yıldızlardır. Dönemleri ile salt parlaklıkları arasında dönem-ışıtma (P-L) bağıntısı olarak bilinen belirgin bir ilişki vardır (Leavitt 1912). Dönem parlaklık bağıntısı yardımıyla sefeidler için dönemlerinden itibaren salt parlaklıkları hesaplanabilir.

Sefeid değişenlerin sınıflanmasında metal bolluğu, gökada kinematiki ve ışık eğrisinin biçimi kriter olarak kullanılır (Harris 1981). Bu yıldızlar üzerine yapılmış gözlemsel ve kuramsal çalışmalar birçok alanda önemli bilgiler verir:

- Evrende uzaklık ölçeklerinin belirlenmesi
- Yıldızlarda zonklamanın anlaşılması ve yıldız zonklama teorilerinin sınanması
- Sefeid değişenlerine özgü özelliklerin belirlenmesi
- Gökadamızda yıldız evriminin çalışılması
- Samanyolu, Macellan Bulutları ve diğer gökadalardan karşılaştırılması.

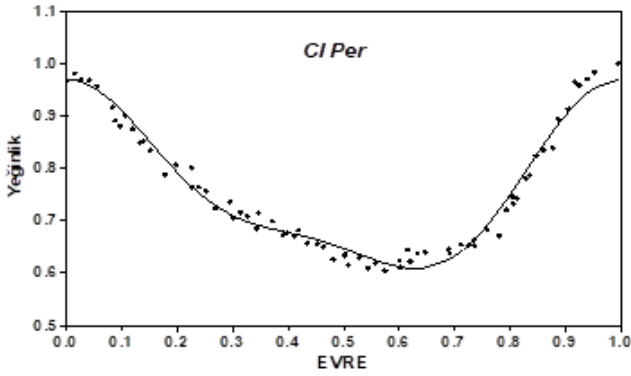
Değişen yıldızlarda zonklamalara neden olan kurgular, zarf iyonlaşma kurgusu, Stellingwerf bump kurgusu, epsilon kurgusu, Kato kararsız konveksiyonu, Shibahashi kararsız

manyetik konveksiyonu, Osaki kararsız konveksiyonu, çekimsel kuvvetli salınımlar ve Kelvin-Helmholtz kararsızlığı olarak bilinir (İbanoğlu & Akan 2009). Sefeid değişenlerindeki zonklamayı açıkladığı kabul edilen kurgu zarf iyonlaşma kurgusudur ve κ -mekanizması olarak bilinir. Sefeid değişenlerinin zonklama kurgularına ilişkin ayrıntılı inceleme için Kippenhahn & Weigert (1994); Maeder (2009); Aerts (2010); Smeyers (2010) çalışmalarına bakılabilir.

Kapa mekanizması donukluk değişimine dayalı bir mekanizmadır. He+ iyonizasyon katmanına sahip yıldızların, bu katmandaki ani donukluk değişimleriyle denge durumlarından saparak kararsız hale gelebileceği Christy (1966) tarafından gösterilmiştir. Kararsızlık nedeniyle yarıçap azalır sıcaklık artar. Saha-Boltzman eşitliğine göre bu durum farklı katmanlar arasındaki iyonizasyon dengesini değiştirir. Yarıçap azalmaya devam ettikçe daha fazla He iyonlaşacaktır. Bu yolla sıkışmaya bağlı enerji iyonizasyon derecesinin artmasına neden olur ve sıcaklık yavaşça artar (de Loore ve Doom 1992). Bu durum donukluğun artmasına ve dolayısıyla basıncın da artmasına neden olur. Bu durumda basınç çekim kuvvetini aşar ve katmanları dışa doğru iter. İç katmanlardaki ısınım kolayca dış katmanlara yayılır ve basınç düşer. Atalet nedeniyle dış katmanlar denge durumunun da ötesine itilir. Artan potansiyel enerji ile iyice genişlemiş olan dış katmanlar tekrar çökmeye başlar ve bu döngü tekrarlar.

Evrimeleşmiş yıldızlar olan Sefeidler HR diyagramında kararsızlık kuşağından kütlelerine ve enerji üretimlerine göre birkaç kez geçiş yaparlar. Orta kütleli sefeidler kabuk hidrojen yanması sırasında kararsız hale gelerek çapsal zonklama değişimi gösterirler. Bu durum yıldızın kararsızlık kuşağından ilk kez geçişine karşılık gelir. Merkez helyum yanması sırasında ikinci ve üçüncü kez kararsızlık kuşağından geçiş yapabilen sefeid yıldızları bazı evrim modellerine göre kabukta helyum

* esin.sipahi@ege.edu.tr



Şekil 1. CI Per yıldızının Fourier temsili.

yanması sırasında dördüncü ve beşinci kez de kararsızlık kuşağından geçebilirler (İben 1965; Becker ve diğ. 1977; Becker 1985; Xu 2004).

Sefeid yıldızlarının evrimleri sürecinde kararsızlık kuşağı içerisindeki durumları çapsal olarak boyut değişimleri ve zonklama dönemleri ile ilişkilidir. Kararsızlık kuşağının soğuk kenarına doğru yıldızın yarıçapı arttığından zonklama dönemi artar. Sıcak kenara doğru ise yıldızın dönemi yarıçapın azalması ile azalır. Sefeid yıldızlarının kararsızlık kuşağı içerisinde gösterdikleri dönem değişimleri yıldızın O-C değişimleri çalışılarak belirlenebilir (Parenago 1958; Struve 1959; Erleksova & Irkaev 1982).

Sefeid yıldızlarının O-C çalışması yapılarak dönem değişimlerinin incelenmesi yıldız evrim teorilerinin test edilebilmesi için oldukça önemlidir. Sefeidlerde gözlenen dönem değişim oranı bu yıldızların kararsızlık kuşağından kaçınıcı kez geçtiği hakkında bilgi verir. Bu çalışmada seçilen sefeid yıldızlarının fotometrik gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde yapılmıştır. Elde edilen ışık eğrileri kullanılarak O-C değişimleri incelenmiş ve dönem değişim oranları belirlenmeye çalışılmıştır. Çalışmanın ilk sonuçları sunulmuştur.

2 O-C Değişimleri

Çalışma için seçilen sefeid yıldızlarının bazılarının NSVS veri tabanında ve Berdnikov (2008)'un kataloğunda belli bir dönem ve tek renkte olsa gözlem verileri mevcuttur. Bu gözlem verileri ve bizim gözlem verilerimiz birleştirilerek dönem değişimi çalışması yapılmıştır. Bu çalışma için kullanılan yöntem, sefeid yıldızının zonklama değişimini temsil edip literatürde bulduğumuz gözlem aralığı içindeki gözlemler üzerine de uygulamak olacaktır. Yöntemin ayrıntısı için Sipahi ve diğ. (2013a,b) çalışmaları incelenebilir. Böylece sefeid yıldızının zonklama döneminde bir değişimin olup olmadığı incelenmiş olacaktır. Çalışmada yer alan yıldızlardan birine ilişkin zonklama değişimi ve fourier temsili Şekil 1'de görülmektedir.

Çalışılan sefeid yıldızlarına ilişkin Fourier temsillerinin katsayıları Çizelge 1'de verilmiştir. Bu çizelgedeki her bir yıldızla ilişkin elde edilen Fourier katsayıları kullanılarak oluşturulan temsiller üzerinden ışık değişimlerinde gözlenen maksimum zamanları okunmuştur. Okunan maksimum zamanları kullanılarak her bir yıldız için O-C diyagramları oluşturulmuştur. CI Per yıldızına ilişkin O-C diyagramı Şekil 2 üst panelde görülmektedir. O-C grafiğinde dönemin azaldığı yönünde bir değişim görülse de belirlenen maksimum

Çizelge 1. Seçilen sefeid yıldızlarının Fourier katsayıları.

Yıldız	A_0	A_1	A_2	B_1	B_2
AA Gem	0.754	0.175	0.01	0.057	0.014
AS Vul	0.656	0.174	0.03	0.152	0.036
CH Cas	0.573	0.200	0.085	0.114	0.010
CI Per	0.760	0.161	0.048	0.031	0.015
CO Aur	0.808	0.125	0.030	0.045	0.015
DW Per	0.716	0.162	0.083	0.122	0.016
GL Cas	0.685	0.146	0.088	0.126	0.046
PW Cas	0.807	0.169	0.046	-0.003	0.066
UX Per	0.616	0.234	0.104	0.063	0.042
V371 Gem	0.822	-0.148	0.006	0.029	0.030
V916 Aql	0.653	0.204	0.062	0.127	0.020
VX Per	0.739	0.179	-0.013	-0.079	0.005
VY Per	0.660	0.192	0.117	0.132	0.041
Y Aur	0.664	-0.023	-0.070	0.228	0.047

zamanlarının az olması nedeniyle dönem değişim miktarı hesaplanmamıştır. Bu durum çalışmadaki diğer yıldızların O-C değişiminde de görülmüştür. Sefeidlerde evrimsel dönem değişimleri uzun süreli gözlemler ile belirlenebilmektedir. Bu nedenle çalışmadaki yıldızların diğer veri arşivlerindeki verileri de çalışmaya dahil edilecektir.

Literatürdeki çalışmalara bakıldığında O-C diyagramlarındaki çevrimsel değişimlerin genliği sürekli ışık değişimlerinin genliğine göre büyük ise, sefeidin evrimden kaynaklı dönemdeki değişimi belirlemek oldukça zordur (Berdnikov 2010). Eğer çevrimsel dönem değişimi, eldeki gözlem verisinin aralığına göre mevcut değişim ile karşılaştırılabilecek genlikte ise dönemdeki parabolik değişim O-C diyagramlarında görülmemektedir.

Yine sefeidler üzerine yapılan bazı dönem değişimleri çalışmaları, O-C diyagramlarının parabolik olmak zorunda olmadığına işaret etmektedir. Büyük kütleli bir yıldız evrimleşirken kararsızlık kuşağından sabit olmayan bir hızla geçmekte ise bu yıldızla ait O – C değişimleri üçüncü ya da dördüncü dereceden bir polinomla da temsil edilebilir.

Sefeid yıldızlarının uzun süreli fotometrik gözlem verileri üzerinden oluşturulan O-C diyagramları bu yıldızların evrim durumu hakkında bilgi edinmemize yardımcı olur. Fakat gerek eldeki verinin azlığı gerekse de O-C diyagramlarında karşılaşılabileceğimiz farklı görüntüler parabolik değişimin belirlenmesine engel olabilir. Bu çalışmada bazı yıldızların O-C değişimlerinde parabolik değişim kendini gösterirken diğer yıldızların O-C değişimlerinde dönem değişimi belirlenemmiştir.

3 İlk Bulgular

O-C değişimleri sefeidlerde evrimsel dönem değişimlerini izlemek için iyi bir yöntemdir. Bu yöntem ile çevrimsel değişimlerin genliği sürekli değişimlerin genliğine göre küçük ise parabolik değişimler kolaylıkla belirlenebilmektedir. Bu parabol değişimlerinin temsilinden parabolün parametreleri rahatlıkla hesaplanabilmektedir. O-C değişimlerinde bir parabolün görülmesi dönemde değişim olduğunu gösterir. Eğer sefeidin

zonklama döneminde bir artış varsa parabolün kolları yukarı doğru, zonklama döneminde azalma var ise parabolün kolları aşağı doğru olmaktadır. Yıldız evrim teorilerine göre zonklama döneminde artış olan sefeidlerin karasızlık kuşağından birinci ya da üçüncü geçişini yaptığını, zonklama döneminde azalma olanların ise ikinci ya da dördüncü geçişini yaptığını söyleyebiliriz.

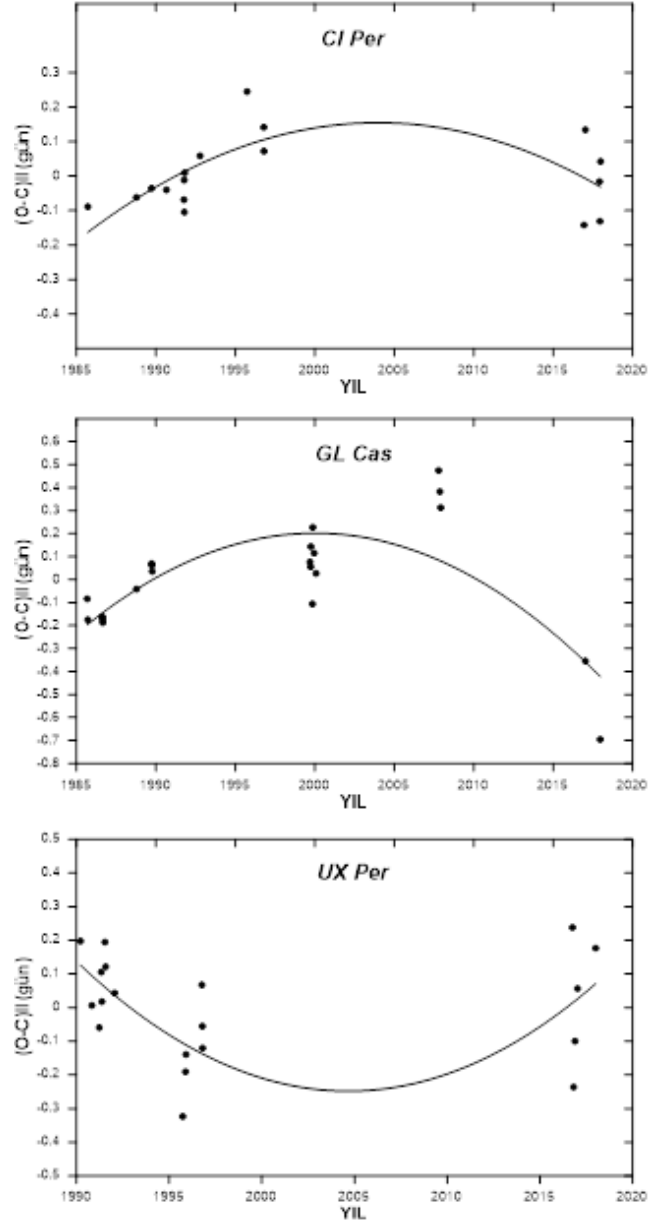
Bu çalışmada seçilen sefeid yıldızlarının O-C diyagramları oluşturularak dönem değişimi gösterip göstermedikleri incelenmiştir. İlk sonuçlara göre seçilen sefeid yıldızlarından AA Gem, CI Per, GL Cas, VX Per'de dönemde azalma görülürken AS Vul, CH Cas, UX Per, VY Per yıldızlarının O-C değişimlerinde dönemde artma görülmektedir. CO Aur, DW Per, PW Cas, V371 Gem, V916 Aql, Y Aur yıldızlarında ise bir dönem değişimi belirlenememiştir. Elde edilen O-C değişimlerinden üç sefeid yıldızına ilişkin olanları Şekil 2'de görülmektedir. Çalışmaya seçilen sefeid yıldızlarının yeni gözlem verileri ya da varsa diğer veri arşivlerindeki verileri eklenerek devam ettirilecektir.

Kaynaklar

- Aerts, C., Christensen-Dalsgaard, J., Kurtz, D.W., 2010, *Asteroseismology*, Astronomy and Astrophysics Library (Springer)
- Becker, S. A., Iben, I., Jr., & Tuggle, R. S. 1977, *ApJ*, 218, 633
- Becker, S. A. 1985, in *IAU Colloq. 82, Cepheids: Theory and Observations*, ed. B. F. Madore (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 104
- Berdnikov, L. N., 2008, *VizieR Online Catalog*, II/285
- Berdnikov, L.N., 2010, *Moscow conference 2009*, 29-36 pp
- Christy, R.F., 1966, *ARA&A*, 4, 353
- de Loore, C., Doom, C., 1992, *Structure and Evolution of Single and Binary Stars*, Astrophysics and space science library (Kluwer Academic Publishers)
- Erleksova, G. E., & Irkaev, B. N. 1982, *Perem. Zvezdy*, 21, 715
- Harris, H.C., 1981, *AJ*, 86, 719
- İbanoğlu, C., Akan, M.C., 2009, *Değişen Yıldızlar*, Ege Üniversitesi Basımevi, İzmir, 316s
- Iben, I., Jr. 1965, *ApJ*, 142, 1447
- Kippenhahn, R., Weigert, A., 1994, *Stellar Structure and Evolution*, Astronomy and Astrophysics Library (Springer)
- Maeder, A., 2009, *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*, Astronomy and Astrophysics Library (Springer)
- Leavitt, H.S., Pickering, E.C., 1912, *Harvard College Observatory Circular*, 173, 1
- Parento, P. P. 1958, *Perem. Zvezdy*, 11, 236
- Sipahi, E., İbanoğlu, C., Çakırlı, Ö., Evren, S., 2013a, *MNRAS*, 429, 757
- Sipahi, E., İbanoğlu, C., Çakırlı, Ö., Dal, H.A., Evren, S., 2013b, *RMxAA*, 49, 239
- Smeyers, P., 2010, *Linear Isentropic Oscillations of Stars*, Astronomy and Astrophysics Library (Springer)
- Struve, O. 1959, *S&T*, 18, 309
- Xu, H. Y., & Li, Y. 2004, *A&A*, 418, 213


Access:

M22-0320: [Turkish J&A](#) — Vol.3, Issue 3.



Şekil 2. CI Per (üst panel), GL Cas (orta panel), UX Per (alt panel) yıldızlarının O-C değişimleri.

Yıldız İç Yapı Modelleri için Yüzey Yama Modelleri

Nesibe Özel^{*} 

Erciyes Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri, 38280 Talas, Türkiye

Accepted: May 13, 2022. Revised: May 12, 2022. Submitted: April 12, 2022.

Özet

In stellar evolution calculations, a well-known problem in comparing observed and model-calculated frequencies comes from the hard-to-model near-surface layers of stars. Models usually employ simplified model atmospheres, and mixing length theory is used to describe convection which leads to errors in the structure of the superadiabatic region. Moreover, model oscillation frequencies calculated in the usual adiabatic approximation neglect the effects of turbulent pressure. Convection in the superadiabatic region is commonly treated with the mixing length theory (MLT). However, as a result of non-local non-linear nature of surface convection, MLT cannot correctly model this complex region. The upper boundary conditions near the optical surface do not agree with asteroseismic observations. This is reflected in asteroseismology as so-called near-surface effects, when stellar structure models are compared with p-mode oscillation frequencies. Therefore, we want also to improve how the outer boundary conditions are determined in stellar structure calculations. We study realistic 3D stellar atmosphere models. We precisely match stellar models to the effective temperature, the gravity at the photosphere, and the temperature at the temporally and horizontally averaged pressure at deepest point of the 3D simulations. We then replace the near-surface structure with that of the averaged simulation and compute the change in the oscillation mode frequencies.

Abstract

Yıldız evrim hesaplamalarında, gözlem ile modelden hesaplanmış teorik frekansların karşılaştırılmasında en iyi bilinen problem yıldızların yüzey-yakın katmanlarının modelleme zorluğundan kaynaklanır. Modeller genelde basitleştirilmiş model atmosferlerini ve, süperadibatik bölge yapısında hatalara sebep olan konveksiyon tanımında, karışım uzunluğu teorisini kullanır. Dahası, genel adyabatik yaklaşımda hesaplanan model salınım frekansları türbülant basınç etkilerini ihmal eder. Süper adyabatik bölgede konveksiyon genelde karışım uzunluğu teorisi (MLT) ile ele alınır. Fakat, yüzey konveksiyonunun lokal-olmayan ve lineer-olmayan doğasının bir sonucu olarak, MLT bu karışık bölgeyi doğru bir şekilde modelleyemez. Optik yüzeye yakın üst sınır koşulları asteroseismik gözlemler ile uyumsuz. Yıldız yapı modelleri p-mod salınımları ile karşılaştırıldığı zaman, bu asteroseismolojiye sözde yüzey-yakın etkileri olarak yansır. Sonuç olarak, yıldız yapı hesaplamalarında üst sınır koşullarının nasıl belirlendiğini iyileştirmek istiyoruz. Biz gerçek 3D yıldız atmosfer modellerini çalışıyoruz. Bunun için hassas bir şekilde yıldız modellerini fotosferik etkin sıcaklık ve çekime ve 3D simülasyonlarının en derin noktasında zamansal ve yataysal olarak ortalanmış basınçtaki sıcaklık değerine eşleştiriyoruz. Daha sonra yakın-yüzey yapısını bu ortalanmış simülasyon ile yer değiştirip mod frekanslarındaki değişimi hesaplıyoruz.

Anahtar Kelimeler: Stars:oscillations – Stars:solar-type – Stars:atmospheres-convection

1 Giriş

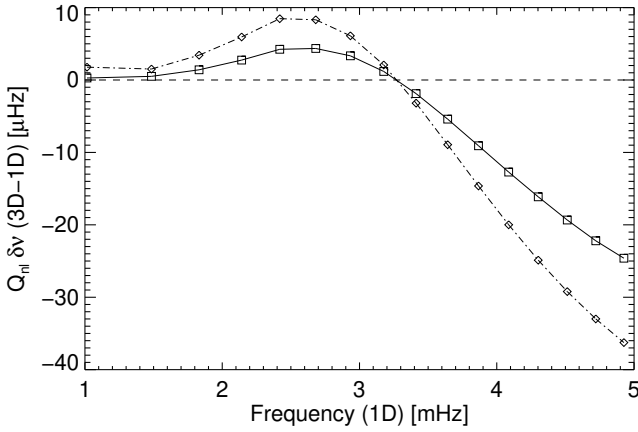
CoRoT (Michel et al. 2008) ve Kepler (Borucki et al. 2010) uzay misyonlarının gösterdiği gibi, güneş-benzeri salınımlar (güneş-benzeri titreşim frekansları) anakoldan kırmızı devlere kadar düşük kütleli konvektif zarfa sahip yıldızlarda bulunur. Bu frekanslar yıldız iç yapısını incelemeye yaygın olarak kullanılmıştır ve yıldız yapı ve evrimi üzerine güçlü belirleyiciler koymakla birlikte yıldız iç yapı fiziği hakkındaki bilgimizi geliştirmeye olanak sağlamıştır.

Diğer taraftan, yıldız evrim teorisinde SAR (super adyabatik region - süper adyabatik bölge) bölgesi temel belirsizlik kaynağıdır. Bu Astrosismoloji'de (Asteroseismoloji) yakın-yüzey etkileri olarak adlandırılır. Bu genel terim, güneş benzeri yıldızların en üst katmanlarına ilişkin yetersiz fiziksel tanımlamamız nedeniyle, gözlemlenen ve model frekansları arasındaki sistematik farklılıkları tanımlar. Bu yakın-yüzey

etkilerinin temel bileşenlerinden biri türbülanslı basınçtır. Bu parametre standart yıldız denge yapısı ve salınım modellerinde, modellenmesi zor olduğu için genellikle ihmal edilir. Yine de bu parametre, yıldız modellerinin doğru frekanslarını elde etmek ve özellikle yüzey katmanlarına çok duyarlı olan p modları için önemli bir faktördür.

Daha doğru yıldız yapı modelleri astrofiziğin bir çok alanı için önemlidir: örn. evrenin yaşının hesaplanması, yıldız kümelerinin kimyasal gradientlerinin belirlenmesi, ve dış gezegenlerin karakterize edilmesi. Dolayısıyla, çok hassas bir analiz teorik modellerdeki çıktı ile gözlemsel frekansların detaylı bir karşılaştırmasını kapsar. Böyle bir karşılaştırmadaki zorluk, belirtildiği gibi gözlemlenen ve hesaplanan salınım frekansları arasında sistematik farklılık olarak ortaya çıkan ve artan frekansla daha da büyüyen, diğer adıyla yüzey etkileridir (surface effects) (Christensen-Dalsgaard & Thompson 1997). Yüzey etkileri öncelikle yıldızda konveksiyonun önemli bir rol aldığı yüzeye yakın katmanların eksik modellenmesinden

* tjaa@tad.org.tr



Şekil 1. Standart ve yama güneş zarf modelleri arasındaki frekans farklılıkları -yama-standart anlamında. Gri eğri $\ell = 100$ modları için farklılıkları gösterir, siyah eğri mod eylemsizliği yardımıyla $\ell = 0$ göre ölçeklendirilmiş farklılığı örneklerdir.

kaynaklanmaktadır, ve en iyi standart güneş modellerinde bile görülmektedir (bkz. Şekil 1).

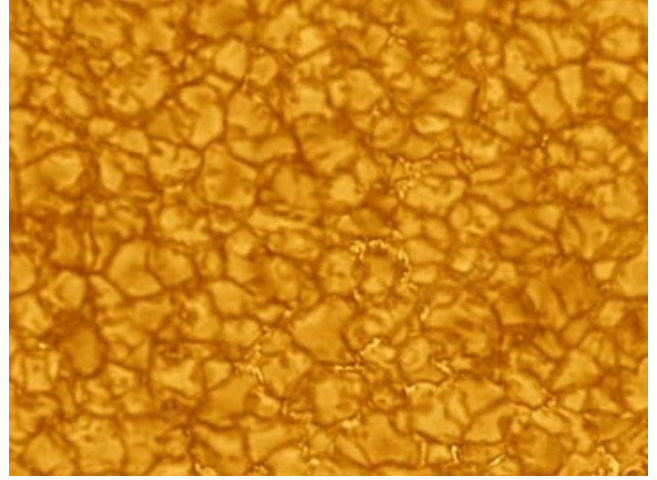
Dolayısıyla, yüzey konveksiyonunun lokal-olmayan ve lineer-olmayan modellemesinin sonucu olarak, karışım uzunluğu teorisiyle ele alınan (MLT, Böhm-Vitense 1958) yıldız yapısının üst kısmındaki konveksiyon (süperadyabatik bölge) yıldız evrim hesaplamalarında önemli bir belirsizlik kaynağıdır. Bu teori (MLT) yıldız yapısını, konveksiyonun etkisiz ve sıcaklık gradientinin güçlü bir şekilde süperadyabatik olduğu sadece aşağı yukarı yüzeye yakın kısmını tahmin eder.

Bizim tek-boyutlu (1D) modellerde bu eksikliğin ele alınması, konveksiyonun karışım uzunluğunun ele alımı için geniş üç-boyutlu (3D) sonuçları atmosfer modellerinde yerine koymamızı gerektirir. Bir çok grup (Magic 2016; Sono et al. 2015; Trampedach et al. 2013; Beeck et al. 2013; Ludwig et al. 2009), 3D simülasyonlarla yıldızların konvektif bölgelerinin dış kısımlarını modelledi. Bu çerçevede, biz güneş-benzeri parlak yıldızların modellerini iyileştirmek için, 3D simülasyonlarla (CIFIST, Ludwig et al. 2009) hesaplanan dış katmanları 1D yıldız iç yapı modellerine (CESTAM Marques et al. 2013) dahil etmek niyetindeyiz. Bu çalışma yıldız modellerinin gerçeğe daha yakın ve astrosismik çalışmalar için daha uygun hale gelmesini sağlayacaktır.

2 Method

Diğer herhangi bir yıldızda olmayan gözlemlerinin kalitesi ve çeşitliliğinden dolayı, Güneş doğal bir başlama noktasıdır. Teorik modeller üzerine sıkı belirleyiciler koyan bütün bu gözlemler konveksiyon simülasyonlarını doğrulamak yada çürütmek için paha biçilmezdir. Güneş yüzey bulgurlanması direkt olarak görülebilen ve zaman içinde takip edilebilen tek yıldızdır ve konveksiyonun Güneş yüzeyindeki manifestosu bulgurlanmadır (bkz. Şekil 2).

Bu çerçevede biz öncelikle Güneş'i referans olarak, yüzey konveksiyonunu 3D hidrodinamik simülasyonlar ve geleneksel 1D MLT tanımıyla ele alıyoruz. Her iki yaklaşımda bize Güneş ve güneş-benzeri yıldızların üst konveksiyon katmanının ortalama dikey yapısını sağlar. 3D simülasyonlarda, ortalama dağılım radyatif ve konvektif enerji taşınımını ve etkileşimini, türbülant basıncı ve magnetik alanı dahil eder. Bu etkiler konvektif



Şekil 2. Güneş bulgurlanması fotosferde gözlemlenen yapılardan birisidir, BBSO'da (Big Bear Solar Observatory) New Solar Telescope tarafından alınmıştır.

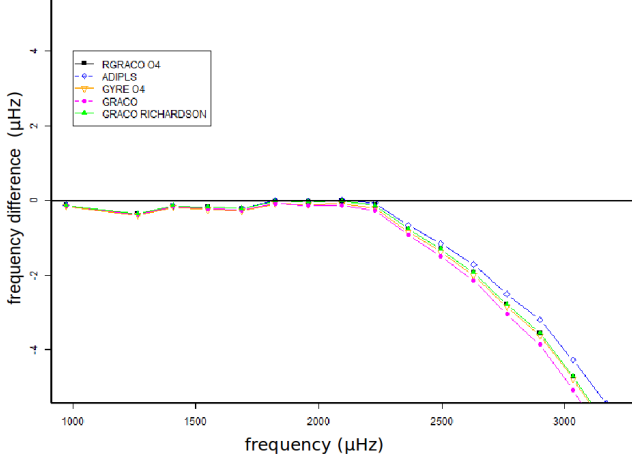
katmanın hemen üstü ve fotosferi diğer bir ifadeyle yıldız sınır değer-koşullarını etkiler. Konveksiyonun ele alınmasının yıldız yapısı ve özgül-frekanslar üzerindeki etkisini ele almak için, yüzey konveksiyonunun geleneksel MLT tanımı çerçevesinde ayrıca 1D güneş modelleri hesaplanır. MLT modellerini iyileştirmek için, ilk olarak 3D simülasyonları ve daha sonra 1D yıldız modellerini ve 3D hidrodinamik simülasyonların nasıl 1D hidrostatik modellere dahil edildiğini tanımlıyoruz.

2.1 3D RHD modelleri

Bir yıldız denge modelinin hesaplanmasında kullanılan yıldız evrim kodları (örn, CESTAM, MESA, ASTEC, vs.) bir-boyutludur. Bu yıldız denge modelinin özgül-frekanslarının hesaplanması için bir salınım koduna (pulsational code) ihtiyaç vardır. Dünya'da genelde bütün bu kodlar bir-boyutludur. MLT teorisi kullanılarak hesaplanan bir denge modeli hesaplandıktan sonra, bir salınım kodu ile bu model analiz edilmektedir. Salınım kodlarının çoğu, konveksiyonun özel ele alınmasına sahip bir yöntemle sahip değildir. Fakat, bazıları salınımlar için MLT'ye eşit metodlara sahiptir, örneğin, Zamana Bağlı Konveksiyon (Time Dependent Convection – TDC). TDC ise MLT'nin tedirgin edilmiş durumudur.

Uzun bir süredir Güneş ve diğer soğuk yıldızların yakın-yüzey konveksiyonu basit bir şekilde tanımlanarak 1D MLT teorisi ile ifade edilmiştir. Bu teori kompleks konvektif hareketleri, " ℓ " radyal uzaklığını gidip gelen gaz kabarcıkları ile tanımlar, öyleki bu " ℓ " den sonra çevresi etrafına çözünerek gaz kabarcığı kimliğini kaybeder ve kabarcık çözünürken fazla enerjisini etrafına yayar (yada aşağı doğru inerken, ısı açığını çevresinden soğurur). Bu karışım uzunluğu " ℓ " bilinmeyen serbest bir parametredir ve basınç yükseklik ölçeğinin (H_p) bir faktörü olduğu varsayılır, yani radyal uzaklık/yükseklik değıştikçe basınç exponansiyel olarak azalır. ($H_p = |dr/d\ln P| = P/\rho g$ ve $\ell = \alpha H_p$ olarak ifade edilir. MLT teorisi içerisinde, gerçek sıcaklık gradienti karışım uzunluğu parametresi α değerine bağlıdır ve pratikte Güneş'in kalibrasyonundan elde edilir.

Diğer taraftan konveksiyon 3D bir fenomendir. Kütlelin hareketidir ve 1D tanım kaba bir yaklaşım sunmaktadır. Şuan,



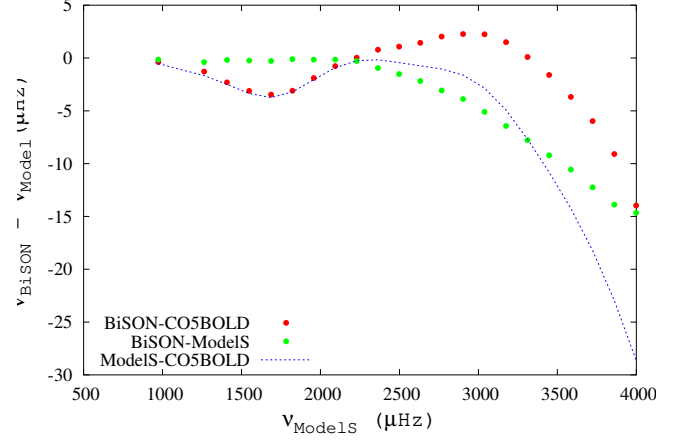
Şekil 3. Güneş'e ait BiSON (Broomhall et al. 2009) gözlemleri ve ModelS (Christensen-Dalsgaard et al. 1996) için farklı kodlardan hesaplanan frekanslar (açısal derece $\ell = 0$) arasındaki farkın mod frekansları ile karşılaştırılması. RGRACO GraCo kodunun yeni versiyonudur, GraCo Richardson Richardson extrapolasyonu kullanılarak düzeltilmiş standart GraCo sonuçlarıdır.

konveksiyonun 3D ele alınması çok daha uygun görülmektedir. Fakat, (bütün bir yıldız için) 3D bir salınım kodu yoktur. Dolayısıyla, biz MLT'ye alternatif olarak, konveksiyonun 3D bir modelini yaparak bu 3D modelin 1D projeksiyonunu ele alıyoruz. Bu 1D projeksiyon (optik derinlik üzerinden yataysal ve zamansal olarak ortalanmış) standart yıldız denge modeline dahil edilir. Buna yama (patched) modelleri denir.

Sonuç olarak, 1D denge modeli elde edilir (burada konvektif katman 3D modelin 1D projeksiyonudur) ve örneğin ADIPLS (Christensen-Dalsgaard 2011), GraCo (Moya & Garrido 2008) gibi standart 1D salınım kodları ile analiz edilebilir. Bütün salınım kodları aşağı-yukarı aynı sonuçları sağlar (bkz. Şekil 3). Farklar, farklı çözünürlük seçenekleri kullanıldığında ortaya çıkar: örn. farklı dış sınır koşulları, integrasyon şeması, integrasyon değişkeni, Eulerian veya Lagrangian yaklaşımları, vd. GraCo'da tüm bu seçenekler uygulanmıştır ve değiştirilebilir. Ayrıca GraCo'nun avantajı adyabatik olmayan hesaplamalardan kaynaklanmaktadır. Ancak adyabatik olanlar için tüm kodlar aynıdır. Bununla birlikte, mevcut seçenekler açısından GraCo kodu en eksiksiz olanıdır. Bu çerçevede çalışmamızda, lineer ve non-lineer adyabatik yıldız salınımları GraCo salınım kodu ile hesaplanmaktadır.

Bu çalışmada, yakın-yüzey konveksiyonun simülasyonları Freytag et al. (2012) tarafından CO5BOLD kodu ile hesaplanmaktadır. CO5BOLD Güneş ve diğer radyatif soğuk yıldızların yakın-yüzey konveksiyonunun üç-boyutlu radyatif hidrodinamik simülasyonlarını sağlayan nümerik bir koddur. Bu simülasyonlar yıldızın dış katmanlarındaki makroskopik gaz akışının ve fiziksel dağılımının "gerçekçi" bir temsiliyi sağlamak için gray-olmayan (non-gray) ve lokal-olmayan radyatif transfer dahil 3D-boyutlu, zamana-bağlı, sıkıştırılabilir hidrodinamik, kısmi iyonizasyon ve molekül oluşum fiziklerini dahil eder. Adapte olunan kimyasal karışım (Asplund et al. 2009) tarafından belirlenen güneş bollukları ile aynıdır.

Burada standart güneş modeli olarak heliyosismik ve astrosismik çalışmalarda oldukça geniş bir şekilde kullanılan ve "MoleS" olarak bilinen güneş modelini referans model olarak



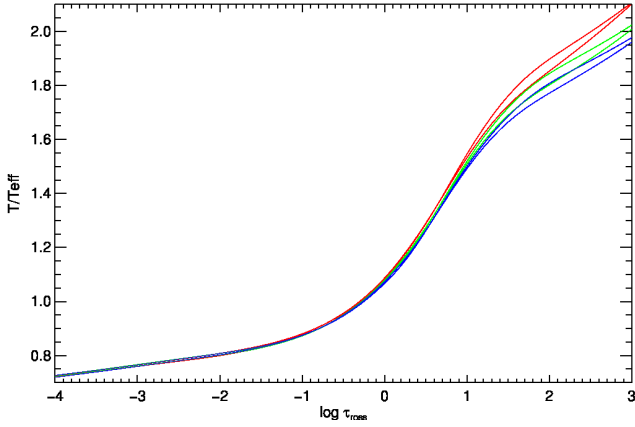
Şekil 4. Güneş'e ait radyal ($\ell = 0$) BiSON gözlemleri ve önce ModelS frekansları (yeşil noktalar) ile sonra CO5BOLD simülasyonu ile yataysal ve zamansal ortalaması alınmış yüzey katmanlarının yer değiştirilmesi sonucu elde edilmiş yama ModelS frekansları (kırmızı noktalar) farklılıkları.

ele aldık. Kısaca, "Standart" güneş modeli, bir dizi basitleştirici varsayıma ve Güneş'teki maddenin fiziksel özelliklerinin bilgisine dayanır. Model OPAL durum ve saydamsızlık (opaklık) denklemlerini kullanır, ve helyum ve ağır elementlerin çekimsel çökmesini (settling) içerir. Verilen fizikte, literatürdeki diğer standart güneş modellerine göre, Model S'deki ses hızı Güneş için %0.5'ten fazla farklı olmadığı ve modelin yoğunluğundaki hatanın %2'nin altında olduğu görülmüştür (Christensen-Dalsgaard et al. 1996). Dolayısıyla, §2.1'de geliştirdiğimiz bütün bilgisayar programlarımız ModelS üzerinde test edilmiştir (bkz. Şekil 4).

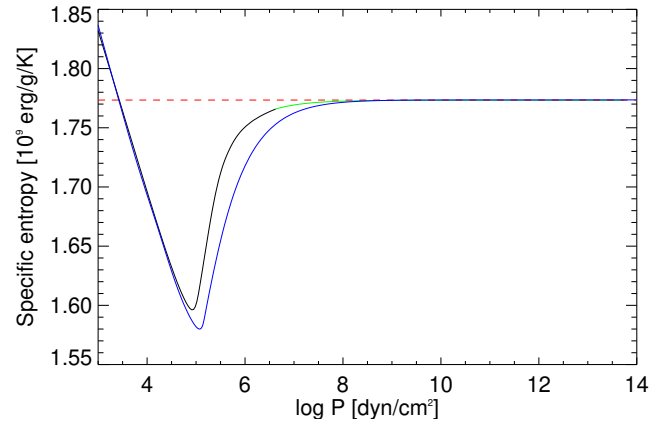
2.2 Eşleştirme metodu

Adyabatik 1D modeli eşleştirmek için, biz bir kaç adım gerçekleştirdik. 1D hidrostatik yıldız iç yapı modeline iyi bir şekilde en iyi 3D radyatif hidrodinamik yıldız atmosfer modelinin eşleştirilmesini ince bir şekilde bulmak için, Güneş'in yama olmamış modellerinin (non-patched models) kalibrasyonunu gerçekleştirdik. Biz CESTAM kodunu kullanarak yama olmamış modeller kümesini (grid) fotosferdeki etkin sıcaklık T_{eff} ve yüzey gravitesine $\log g$ fit ederek hesapladık. Herbir kalibrasyon için, 1.5 ve 2.0 aralığında ve 0.1 artırımlarla sabitlenmiş karışım uzunluğu parametresine (α) sahip modeller için, kütle ve yaşı optimize ettik. Dahası, Güneş'in 3D-1D yıldız yapısı için daha doğru model ve eşleşme noktası belirlenmesinde, α 'yı bu aralıkta 0.01 hassasiyetinde kalibre ettik. Daha sonraki detaylı model hesaplamalarımızı, fotosferdeki etkin sıcaklık, kütleçekim ivmesi (gravite) ve zamansal ve yataysal ortalanmış 3D katmanların alt kısmındaki ($\log P = 9.0$ 'da) sıcaklığı da dahil edip üç belirleyici olarak bir kalibrasyon gerçekleştirdik ($T_{\text{eff}}, \log g, T$). $\log g$ 'deki belirsizlik 0.001 dex, ve sıcaklıklardaki belirsizlik 0.7 K (Beck et al. 2013) olarak alındı.

Şekil 5'te HR diyagramındaki pozisyonlarının etrafında altı 3D model için $T(\tau)$ ilişkisinin değişimini örneklerdir. Söz konusu modelin sıcaklık profilini etkin sıcaklık ile ölçeklendirdikten sonra, optik olarak kalın bölgelerde farkedilebilir bir değişim kalıyor ($\tau 1 - 3$). Bu, düşünülen etkin



Şekil 5. Altı 3D model için $T(\tau)$ -ilişkisi. Güneş metal bolluğu altı 3D model için, $T/T_{\text{eff}} \approx 5000$ K, mavi ≈ 5900 K. Yüzey çekim ivmeleri $\log g=4.0$ and 4.5 . Modeller HR diagramında α Cen A ve B bulunduğu alanı kaplar.



Şekil 6. Güneş test modelleri için basınca karşı entropi. Asimtotik entropi S_{ad} kırmızı kesik çizgilerle gösterilmiştir. Siyah eğri 3D simülasyonunun profilini gösterir ve yeşil çizgi karışım uzunluğu teorisi yardımıyla ekstrapolasyonu temsil etmektedir. Mavi eğri bir standart zarf modelini temsil etmektedir.

sıcaklık ve yüzey çekim aralığı üzerinde model özelliklerinin önemsiz olmayan bir değişimi olduğunu önceden gösterir.

Frekans farklılıklarının hesabı genelde yüzeyi değiştirilmiş tam yıldız modelleri düşünülerek yapılır. Diğer bir açıyla yama olmamış, yani standart model, ve yüzey yapısı yataysal ve zamansal olarak ortalanmış 3D yapıyla yüzey yapısı yer değiştirilmiş yama model düşünülür. Ortaya çıkan tipik bir problem yapılanmada kullanılan iç ve dış modeller arasındaki fizik farklılıklarıdır. Durum eşitliği ve saydamsızlıklar (opasiteler) tutarlı değildir. Bu sebepten dolayı, **Rosenthal et al. (1999)** tarafından öne sürülen bir yaklaşımla başlamaya karar verdik. Konvektif katmanın zarf kısımlarını oluşturduk (bir merkezi sınır koşuluna bağlı olmayan), ve bu bölgeye sıkışmış olan yüksek dereceli salınım modlarını ($\ell = 100$) düşündük. Mikro-fiziği 3D model ile tamamen tutarlı mevcut zarf koduna sahip olmamız rasyoneldi. Kepler tarafından gözlemlenen modların düşük- ℓ modlu frekanslarını elde etmek için, $\ell = 100$ ve $\ell = 0$ modlarının mod eylemsizlik (mode inertia) oranıyla ölçeklendirdik.

Şekil 6 yama prosedürümüzü gösterir. Siyah çizgi yataysal ve zamansal olarak ortalanmış 3D profildir. Ortalama sabit geometrik derinliğin (z) yüzeyleri üzerinden yapıldı. Fakat, bu tip bir ortalamanın şu anda en uygun bir tip olup olmadığı bilinmiyorsa, biz burada yaygın uygulamayı takip ettik. Yüzey katmanlarının ortalama yapısının yanısıra, 3D modeller zarf yapısının diğer bir anahtar özelliğini sağlar: zarfın derin kısımlarının, zarfın neredeyse adyabatik olarak dağılmış/katmanlaşmış kısmın, adyabatik entropisi S_{ad} . Bunun mümkün olmasının sebebi **Steffen (1993)** tarafından bulundu, ve daha sonra **Ludwig et al. (1999)** tarafından karışım uzunluğunun kalibrasyonunda uygulandı. Eşleşme noktasındaki aynı termodinamik koşulların yanısıra, biz ayrıca yama olmuş ve olmamış modellerin aynı adyabatik entropiye S_{ad} sahip olmasını istedik. Bu, modelleri gerçek yıldızın entropisine S_{ad} ve dolayısıyla konvektif zarfın yarıçapa doğru katkısını getirmelidir.

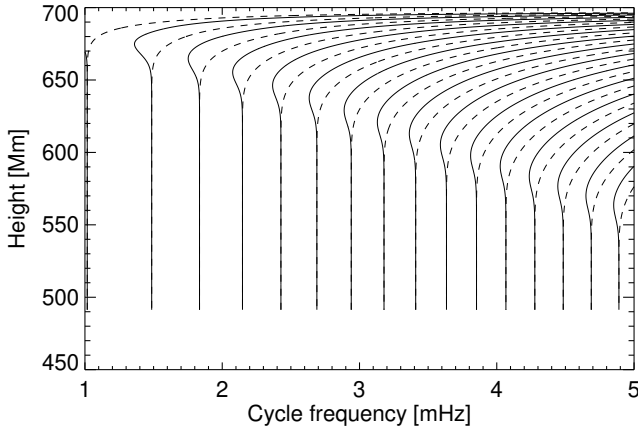
Şekil 6'da gösterildiği gibi, ortalama 3D yapısı alt katmanlarında adyabatige yakın değildir. S_{ad} (şekilde kırmızı kesik çizgiyle gösterilir) için boşluğu köprülemek için, karışım uzunluğu teorisiyle (MLT, yeşil) 3D profilini ekstrapole ettik.

Biz MLT profillerinin 3D yapısının altındaki termodinamik koşullara ve zarfın derin kısımlarındaki asimtotik entropiye karşılık gelmesini istedik. Bu şekilde, interpolasyondan daha ziyade ekstrapolasyondur. Bu eşleşmeyi elde etmek için, 3 ve 4 aralığında daha yüksek bir karışım uzunluğu parametresinin α_{MLT} gerekliliği önemlidir. Bu zarf modelinin (mavi eğri) S_{ad} ile eşleşmesi için gerekli ≈ 1.7 in değeri ile karşılaştırılmalıdır. Bu tüm entropi zıplamaları kalibre edildikten sonra bile 3D'da konveksiyon etkinliğinin MLT ile mükemmel bir şekilde yakalanmadığı gerçeğinin bir sonucudur.

İki zarf modelini oluşturduktan sonra, $\ell = 100$ modları için özgül-frekansları hesapladık. Bu konvektif zarfın derinliği üzerinden 2000 grid noktasıyla (katman sayısı) ince bir ağ üzerinden standart adyabatik salınım eşitlikleri Cowling yaklaşımı yapılarak çözüldü. 3D etkiler yüzünden mod fiziğindeki (frekansların adyabatik yaklaşımı üzerindeki) değişiklikler düşünülmedi. Özellikle, adyabatik index Γ_1 3D profilinin ortalama sıcaklık ve basıncından hesaplandı. Şekil 7 elde edilen mod yapısını göstermektedir. Zarf modelindeki aynı ruhla, salınım eşitliği bir iç sınır koşulu düşünülmeden, dolayısıyla özgül-frekansları sağlamadan, yüzeyden aşağı entegre edildi. Bu ikinci aşamada yapıldı. İç sınır koşulunun ihmal edilmesi şekildeki gibi düğüm noktalarının (nodes) konumlarını frekansın (ve derinliğin) sürekli fonksiyonu olarak grafiklendirmemize olanak sağladı. Burada daha derinlerdeki düğüm çizgilerinin dikey koşusu özgül-modların sönümlenme karakterini gösterir. Bir yan nokta olarak, Şekil 7 artan mod frekansıyla artan yansıma derinliğini (ve buna karşılık modun daha yüksek derecesini) örneklemektedir.

Şekil 1 bizim yama olmuş ve olmamış güneş zarf modelleri arasındaki frekans farklılıklarının ön sonuçlarını göstermektedir. Farklılıkların büyüklükleri literatürde (**Rosenthal et al. 1999**) in sonuçları ile uyumludur. Mevcut olmayan özellik 2.5 mHz etrafındaki küçük pozitif farklılık bölgesidir. Tüm yıldız modelleri düşünüldüğünde bunun kalıp kalmaması görülmeye ihtiyaç duyar. $\ell = 100$ modlarını $\ell = 0$ a ölçeklendirmek için kullanılan mod eylemsizliği, Q_{nl} , (mode inertia) **Christensen-Dalsgaard et al. (1996)**'ın mod S'inden alındı.

Tüm yıldız modelleri hesaba katılarak, adyabatik salınım frekansları GraCo kodu kullanılarak yama-olmuş ve olmamış

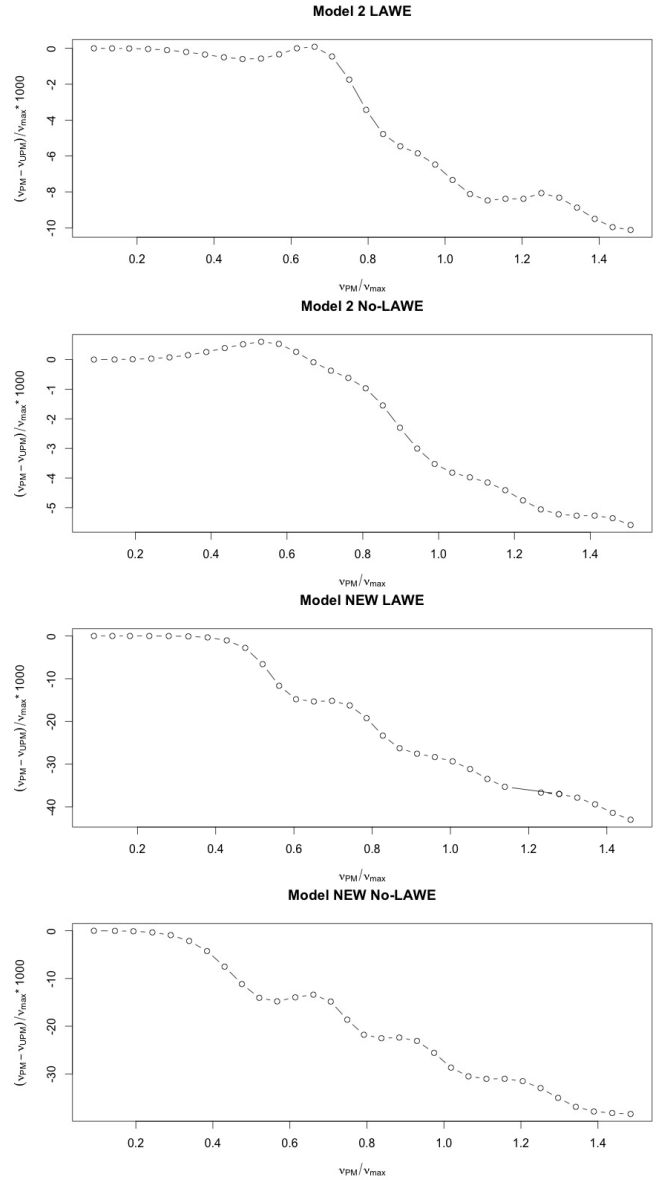


Şekil 7. Güneş zarf modelinde $\ell = 100$ için salınım eşitliklerinin çözümü için düğüm çizgileri. Düz çizgiler yerdeğiştirmenin ($\xi = 0$) düğümlerini gösterir, kesikli çizgiler Eulerian basınç tedirginliğinin ($p_1 = 0$) düğümlerini. Konvektif zarfa sıkışmış özgül-modlar zarfın daha alt kısmındaki düz dikey düğüm çizgilerini sergilemektedir.

modellerin herikisi için hesaplanmış ve Şekil 8 üst iki panelde (Model2) ve alt iki panelde (Model-new) için gösterilmiştir. Diğer taraftan modellerden elde edilen sonuçlar şimdilik literatürde yapılan benzeri çalışmalara göre umut edilen sonuçları tam olarak sağlamamıştır. Bununla birlikte bazı nümerik problemlerle karşılaşmıştır. Şuan ki çalışmalar olası problemleri araştırmaya ve çözüme yöneliktir. Çalışmalarımız yoğun bir şekilde devam etmektedir. Bu çalışmalarımızı bir sonraki makalemizde ele alacağız.

Kaynaklar

- Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, *ARA&A*, 47, 481
- Beecq B., Cameron R. H., Reiners A., Schüssler M., 2013, *A&A*, 558, A48
- Böhm-Vitense E., 1958, *Z. Astrophys.*, 46, 108, *ADS*
- Borucki W. J., et al., 2010, *Science*, 327, 977
- Broomhall A.-M., Chaplin W. J., Davies G. R., Elsworth Y., Fletcher S. T., Hale S. J., Miller B., New R., 2009, *MNRAS*, 396, L100
- Christensen-Dalsgaard J., 2011, ADIPLS: Aarhus Adiabatic Oscillation Package (ADIPACK), Astrophysics Source Code Library (ascl:1109.002)
- Christensen-Dalsgaard J., Thompson M. J., 1997, *MNRAS*, 284, 527
- Christensen-Dalsgaard J., et al., 1996, *Science*, 272, 1286
- Freytag B., Steffen M., Ludwig H.-G., Wedemeyer-Böhm S., Schaffenberger W., Steiner O., 2012, *Journal of Computational Physics*, 231, 919
- Ludwig H.-G., Freytag B., Steffen M., 1999, *A&A*, 346, 111, *ADS*
- Ludwig H.-G., Caffau E., Steffen M., Freytag B., Bonifacio P., Kučinskas A., 2009, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 80, 711, *ADS*
- Magic Z., 2016, *A&A*, 586, A88
- Marques J. P., et al., 2013, *A&A*, 549, A74
- Michel E., et al., 2008, *Science*, 322, 558
- Moya A., Garrido R., 2008, *Ap&SS*, 316, 129
- Rosenthal C. S., Christensen-Dalsgaard J., Nordlund Å., Stein R. F., Trampedach R., 1999, *A&A*, 351, 689, *ADS*
- Sonoi T., Samadi R., Belkacem K., Ludwig H.-G., Caffau E., Mosser B., 2015, *A&A*, 583, A112
- Steffen M., 1993, in Weiss W. W., Baglin A., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 40, IAU Colloq. 137: Inside the Stars*. p. 300





Şekil 8. (Üst iki panel) Model 2 için linear adyabatik dalga eşitliklerine (Linear Adiabatic Wave Equations-LAWE) ve tüm salınım eşitliklerine (No-LAWE) göre hesaplanmış Yama (patched) ve yama-olmamış (unpatched) modeller arasındaki radyal ($\ell = 0$) modlarının v_{max} 'a göre ölçeklendirilmiş frekans farklılıklarının v_{PM}/v_{max} 'in fonksiyonu. (Alt iki panel) Model-new için hesaplanmış frekans farklılıkları.

Trampedach R., Asplund M., Collet R., Nordlund Å., Stein R. F., 2013, *ApJ*, 769, 18

Access:

M22-0321: *Turkish J.A&A* — Vol.3, Issue 3.

Magnetarların Parlama Sırasındaki Gürültü Genlikleri

D. Serim,¹ , M. M. Serim¹ *

¹Atılım University, Faculty of Engineering, 06836, Ankara, Turkey

Accepted: May 17, 2022. Revised: April 12, 2022. Submitted: March 28, 2022.

Özet

Bu çalışmada magnetar kaynaklarının parlama süreçlerindeki gürültü genlikleri incelenmektedir. Gürültü genliği ölçümleri Δ_8 ve S_r olarak iki farklı teknik ile incelenmiştir. Gürültü genliklerinin bağımsız fiziksel parametreler ile olan ilişkileri incelenmiştir ve magnetarların parlama süresinde yaydıkları toplam enerji ile gürültü genlikleri arasında bir bağıntı olduğu ortaya konmuştur. Bu bağıntıdan yola çıkarak magnetarların zamanlama gürültüsü oluşumunun radyo atarcalarla benzerlik gösterdiği ve bu süreçte asıl etkenin yüksek manyetik alan şiddeti olduğu tartışılmaktadır.

Abstract

In this study, the timing noise strengths of magnetars are examined during their outbursts. Noise amplitude measurements were investigated via two different techniques referred to as Δ_8 and S_r . The relationship between the noise amplitudes and the independent physical parameters has been investigated. It has been revealed that there is a correlation between the total energy emitted by magnetars during the outburst period and their noise amplitudes. Based on this correlation, it is argued that the timing noise observed in magnetars stems from their ultra-strong magnetic fields and forms a continuum with pulsar population.

Anahtar Kelimeler: Magnetars – Timing Noise – Methods: observational

1 Giriş

Magnetarlar çok yüksek manyetik alan şiddetine sahip ($B \sim 10^{13} - 10^{15}$ G) izole atarcalarıdır (Kaspi & Beloborodov 2017). Genel olarak sakin evrelerinde sergiledikleri X-ışını akısı $10^{31} - 10^{36}$ erg/s mertebelerindedir (Coti Zelati et al. 2018). Magnetarların çok şiddetli manyetik alanlarının bozunması ve kararsızlığı ile ışınım yaptığı düşünülmektedir (Duncan & Thompson 1992; Turolla et al. 2015; Kaspi & Beloborodov 2017). Magnetarların ana enerji salınımı, genel olarak X-ışını aralığında yer almaktadır. Teyit edilen magnetarların tümü yumuşak X-ışını bandında (< 10 keV) ışınım yapmaktayken, birçoğu aynı zamanda yüksek X-ışını enerji bandında da (bkz. örn. Coti Zelati et al. (2018)) ışınım yapmaktadır. Magnetarların periyotları, 0.3 ila 12 saniye gibi dar bir aralıkta kümelenmiştir, bununla beraber dönme periyotlarındaki yavaşlama oranı mertebeler bazında farklılıklar göstermektedir ($10^{-15} - 10^{-11}$ s/s). Manyetik frenleme varsayımı altında magnetarların çoğunun manyetik alan şiddetleri $B_{qc} \simeq 4.4 \times 10^{13}$ G seviyesinin üzerinde yer almaktadır. Magnetarlar gözlemsel olarak 3 farklı tip parlama göstermektedirler. Bunlar, $\sim 100 - 1000$ ms süren zirvede 10^{41} erg/s parlaklığa ulaşan kısa parlamalar, saniyeler mertebesinde devam eden $10^{41} - 10^{43}$ erg/s X-ışını akısı yayan orta seviyeli parlamalar ve çok nadir sergilenen $10^{44} - 10^{47}$ erg/s gibi çok yüksek seviyelerde ışınım gösteren devasa parlamalardır (Turolla et al. 2015). Bunun yanında SGR 0418+5729 (Rea et al. 2013) ve Swift J1822.3-1606 (Scholz et al. 2014) gibi magnetarlar, manyetik frenleme modeline göre çıkarılan manyetik alan şiddetleri B_{qc} seviyesinin altında kalsalar bile, magnetar sınıfının sergilediği gözlemsel özellikleri (tayfsal özellikler, parlamalar v.b.) göstermektedir. Bu durumunun anlaşılması için yürütülen tayfsal çalışmalar

SGR 0418+5729'un manyetik alanının daha karmaşık bir geometriye sahip olabileceğine ve manyetik alan şiddetinin $\sim 10^{14}$ G mertebelerinde olabileceğine işaret etmektedir (Güver et al. 2011; Tiengo et al. 2013). Manyetik alan şiddetinin B_{qc} 'nin üzerinde olması ise magnetarlardan gözlemlenen ışınım için öne sürülen modeller açısından önem teşkil etmektedir. Temel olarak magnetarların ışınım mekanizmaları için iki farklı model öne sürülmektedir.

Bunlardan ilki Duncan & Thompson (1992) ve Thompson & Duncan (1996) tarafından öne sürülen, özellikle nadir gerçekleşen devasa magnetar parlamalarını (Mazets et al. 1979; Hurley et al. 1999, 2005) açıklamak için oluşturulan magnetar modelidir. Bu modele göre normal atarcalardan farklı olarak magnetarların manyetik alanlarının dinamo etkisi ile güçlenmiş olabileceği öne sürülmektedir (Duncan & Thompson 1992; Thompson & Duncan 1996, 1995). Bunun yanında sahip oldukları manyetik alan çizgileri bükülmüş vaziyette olup ($\nabla \times B \neq 0$), manyetokürede akım oluşumuna olanak sağlamaktadır. Akımın ilerleyişinden kaynaklı Ohmik sürecinde manyetokürenin alan çizgilerindeki bükülmenin çözülmesi ile salınan enerjinin magnetarların sürekli ışınımını sağladığı düşünülmektedir (Thompson et al. 2002). Devasa manyetik alan şiddetleri aynı zamanda nötron yıldızının içerisinde ve yüzeyinde gerilim oluşmasına sebebiyet vermektedir. Sonra çeşitli tetikleme mekanizmalarıyla (manyetohidrokinamik istikrarsızlıklar veya kabuk kırılmaları v.b.) ani ve çok güçlü bir enerji salınımına sebebiyet vermesi mümkün olmaktadır. Bu sürecin magnetarlardan gözlemlenen devasa parlamaların açıklaması olduğu düşünülmektedir.

Magnetarlardan gözlemlenen ışınımın anlaşılması için öne sürülen ikinci mekanizma ise nötron yıldızının oluşumu sırasında etrafında kalan maddenin bir fosil kütle aktarımı diski halinde toplanmasıdır (Chatterjee et al. 2000; Alpar 2001). Bu modele göre bir nötron yıldızının evriminin temelde nötron

* mirac.serim@atilim.edu.tr

yıldızının ilk oluştuğu andaki dönme periyodu, manyetik alan şiddeti ve etrafında kütle aktarımı için madde varlığı olarak üç farklı başlangıç parametresine bağlı olduğu düşünülmektedir. Her ne kadar fosil diski oluşturmak için geri düşen madde miktarı az olsa da ($< 0.1M_{\odot}$ Lin et al. (1991); Chevalier (1989)) birkaç bin yıl süre ile aktif kalarak atarcaya tork sağlayabilir (Menou et al. 2001; Li 2007). Genel olarak bir kütle aktarım diskinin oluşması çeşitli evrelerde atarcanın atım periyodunun hızlanmasına ve yavaşlamasına sebebiyet verir. Magnetarlar aynı izole atarcalar gibi, zamanlama düzensizlikleri ve periyot kaymaları hariç, sürekli yavaşlama eğilimi göstermektedir. Bir fosil diski oluşumu sayesinde kütle aktarımı sırasında veya itki-fazında oluşan şartlarla magnetarların yavaşlamasının mümkün olduğu düşünülmektedir (Chatterjee et al. 2000; Alpar 2001). Magnetarların etrafında fosil diskin varlığına araştırılmasına dair birçok çalışma yürütülmüştür ve özellikle bazı magnetarlarda optik ve kızılötesi bantlarındaki ışınımın algılanması fosil diskin varlığına ilişkin gözlemsel destek sağlamaktadır (Kaplan et al. 2001; Ertan & Çalişkan 2006; Mereghetti 2008; Wang et al. 2006).

Her iki model magnetarların çeşitli gözlemsel özelliklerinin açıklanmasına katkı sağlamaktadır. Örneğin fosil disk modeli, denge periyodu etrafında itki-fazı ve kütle aktarım fazları arasındaki geçişler ile magnetarların dar bir aralıkta kümelenen atım periyodu dağılımlarını açıklayabilmektedir (Alpar 2001). Diğer bir yandan magnetarların en karakteristik özelliklerinden biri olan devasa parlamaların oluşum süreci ise magnetar modeli ile açıklanabilmektedir (Thompson & Duncan 1996). Günümüzde, magnetar modeli ve fosil disk modelini birleştirmeye çalışan hibrit modeller üzerinde çalışmalar yürütülmektedir (örneğin Ekşi & Alpar (2003)).

Atarcalar ve magnetarlar genel itibariyle stabil dönme hareketi sergileyen yıldızlardır. Faz tutarlı zamanlama gibi ölçüm teknikleri ile bu yıldızların dönme periyotlarını nanosaniyeye varan hassasiyetle ölçmek mümkün olmaktadır. Daha önceleri fark edilmeye başlanmasının yanında (Boynton et al. 1972; Cordes & Helfand 1980), gelişen teknolojiyle ve tekniklerle ulaşılan bu ölçüm hassasiyeti aslında atarcaların ve magnetarların dönme hareketlerinin tam anlamıyla kararlı olmadığını göstermiştir (Bildsten et al. 1997; Hobbs et al. 2010; Tsang & Gourgouliatos 2013; Cerri-Serim et al. 2019). Zamanlama düzensizliği olarak da ifade edilen bu kararsızlıklar, genel olarak iki gruba ayrılır. Bunlardan ilki periyot kayması olarak bilinen, atım periyodunda ani olarak gerçekleşen değişimlerdir. Bu sınıftaki ani değişimler, zamanla kendini toplamakta ve atarcanın periyodu yaklaşık olarak periyot kayması olayından önceki değerlerine geri gelmektedir. Periyot kayması olayları atarcalarda (detaylı bilgi için Haskell & Melatos (2015)) ve magnetarlarda (detaylı bilgi için Kaspi & Beloborodov (2017)) sıklıkla gözlemlenirken, son zamanlarda kütle aktarımı yapan sistemlerdeki atarcalarda da (Serim et al. 2017; Ray et al. 2019; Bachetti et al. 2020) gözlenmeye başlanmıştır. İkinci sınıfta yer alan zamanlama düzensizlikleri ise zamanlama gürültüsü olarak adlandırılır. Zamanlama gürültüleri, atarcanın düzenli dönme hareketine ek olarak çoğunlukla küçük genliklerde yaşanan rastlantısal periyot salınımlarıdır.

Keşfedilmelerinden beri, birçok araştırmacı atarcalarda ve magnetarlarda görülen zamanlama gürültüsünü modellemek ve kaynağını anlamak için çalışmıştır (bkz. örn. (Lower et al. 2020; Hobbs et al. 2010; Shannon & Cordes 2010; D'Alessandro et al. 1995; Arzoumanian et al. 1994; Cordes & Downs 1985)) ancak,

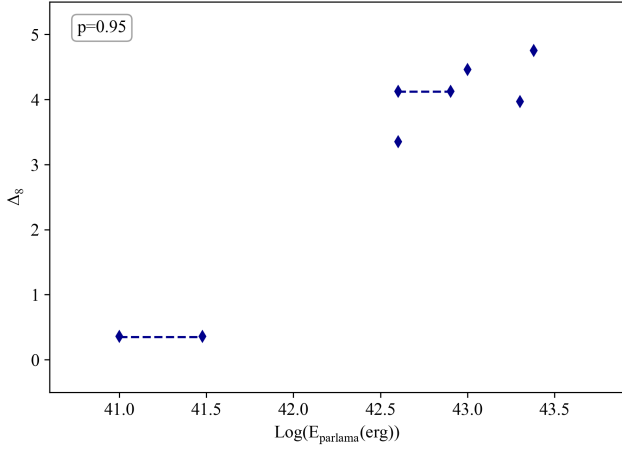
bu zamanlama gürültüsüne sebebiyet veren mekanizma ya da mekanizmalar tam olarak ortaya çıkarılamamıştır. Zamanlama gürültüsünün kökeninin anlaşılması için yapılan çalışmalar genel itibariyle iki farklı yol izlemektedir. Bunlardan ilki birçok atarcanın ortak bir zaman ölçeğindeki gürültü genliklerinin bir arada ele alınarak, diğer fiziksel parametrelerle olan ilişkisinin incelenmesidir. Örneğin Baykal & Ögelman (1993) birçok çiftli sistemde yer alan atarcaların gürültü genliklerini incelemiş ve X-ışını parlaklıkları ile bir bağıntısı olabileceğini göstermiştir. Hobbs et al. (2010) 366 radyo atarcası üzerinde yaptığı çalışmada gürültü genlikleri ile dönme periyodu yavaşlama oranı arasında bir ilişki olduğunu göstermiştir. Benzer şekilde magnetarlar için yapılan çalışmada (Cerri-Serim et al. 2019), magnetarların da izole atarcalara benzer bir gürültü yapısı taşıdığı gösterilmiştir. Bunun yanında kütle toplayan atarcalarda görülen X-ışını bağıntısının (Baykal & Ögelman 1993), magnetarlarda görülmediği tartışılmıştır (Cerri-Serim et al. 2019). Zamanlama gürültüsünün kökeninin anlaşılmasında kullanılan ikinci yaklaşım ise her bir kaynak özelinde farklı zaman ölçeklerindeki gürültü genliklerinin incelenmesidir. Bu şekilde yıldızın dönme hareketinde sergilediği gürültü genliğinin rastlantısal salınımlardan oluşan beyaz gürültü yapısı ve/veya daha sistematik ve ardışık olaylardan meydana gelen kırmızı gürültü yapılarının oluşumları irdelenmektedir. Bu şekilde yıldızın üzerinde yaşanan farklı gürültü oluşum süreçleri beraber incelenebilirken, bir yandan da farklı zaman ölçeklerinde oluşan kırmızı gürültü ele alınarak, gürültü oluşum sürecinde katkıda bulunan fiziksel mekanizmalar araştırılmaktadır. Örneğin, Bildsten et al. (1997) çiftli sistemde yer alan atarcaların gürültü genliği tayflarını incelemiştir. Bu araştırma neticesinde, yıldız rüzgarından beslenen atarcaların beyaz gürültü yapısı taşıdığı ve toplama diskinden beslenen atarcaların ise kırmızı gürültü yapısı sergilediği ortaya koyulmuştur.

2 Zamanlama Gürültüsü Genlikleri

Literatürde, zamanlama gürültülerinin genliklerinin belirlenmesinde çeşitli yaklaşımlar izlenmektedir (örn. bkz. Deeter (1984); Arzoumanian et al. (1994); Lower et al. (2020)). Çalışmamızda yer alan magnetarların gürültü genliklerinin ölçümü için iki farklı teknik kullanılmıştır. Bunlardan ilki Deeter (1984) çalışmasında belirtilen gürültü genliklerinin r.m.s. (ortalama kareköklerin karesi) üzerinden hesaplanması üzerine oluşturulan bir tekniktir. Bu tekniğe göre gürültü genlikleri düzgün dönme hareketi modellendikten sonra elde edilen zamanlama artıklarının r.m.s. değeri ile belirlenir. Bu şekilde elde edilen artıklar düzenli dönme hareketinin modellemesi sırasında kullanılan polinomun derecesine (m) ve modellemenin yapıldığı zaman ölçeğine (T) bağlıdır. Bu durumda atarcanın veya magnetarın farklı zaman ölçeklerinde gerçekleşen gürültü genliği (S_r) şu şekilde hesaplanabilir (Deeter 1984):

$$S_r = T^{2r-1} \frac{\langle \sigma_R(m, T) \rangle}{\langle \sigma_R(m, 1) \rangle_u}. \quad (1)$$

Bu denklemden $\langle \sigma_R(m, T) \rangle$ zamanlama artıklarının r.m.s. değeri ve $\langle \sigma_R(m, 1) \rangle_u$ ise birim zaman ölçeği için oluşan normalizasyon katsayısıdır. Normalizasyon katsayısı, birim zaman ölçeğinde ($T = 1$) beklenen birim gürültü genliği S_r kullanılarak nümerik simülasyonlar (Scott et al. 2003) veya direkt matematiksel hesaplamalar sonucu elde edilebilir (Deeter 1984). Bu çalışmada 12 tane magnetar kaynağının takribi 1000



Şekil 1. Magnetarların parlama sürecinde yayılan toplam enerjilerinin Δ_8 parametresine göre dağılımı. Birden fazla parlama gösteren magnetarlar için kesikli çizgi ile aralık belirtilmiştir. İlgili parametreler arasındaki ilişkiye dair Pearson bağıntı katsayısı şekilde yer almaktadır.

günlük gürültü genlikleri için [Deeter \(1984\)](#)'da belirtilen teknik kullanılarak hesaplanan S_r değerleri ele alınmıştır.

Bunun yanında gürültü genliklerinin hesaplanmasında ikinci bir teknik olarak [Arzoumanian et al. \(1994\)](#) tarafından gürültü genliği tahminlerinde kullanılan Δ_8 parametresi kullanılmıştır. Bu teknik ise gürültü genliğinin hesaplanmasında atarcanın atım frekansından (ν) ve atım frekansı ikinci türevinden ($\ddot{\nu}$) yararlanmaktadır. Bu parametrelerin belirlenmesinde 10^8 saniyelik veri setleri kullanılmaktadır ve bu nedenle Δ_8 ismiyle ifade edilmektedir. Bu tekniğe göre gürültü genliği parametresi Δ_8 şu şekilde belirlenebilir ([Arzoumanian et al. 1994](#)):

$$\Delta_8 = \log\left(\frac{|\ddot{\nu}| T_8^3}{6\nu}\right). \quad (2)$$

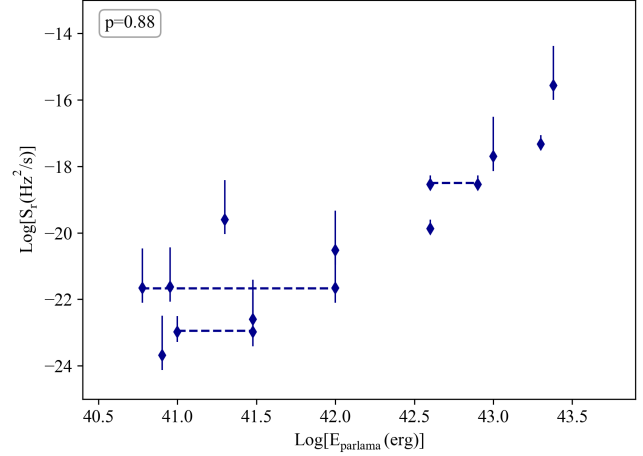
Bu denklemde T_8 parametresi 10^8 saniyelik zaman dilimini ifade etmektedir. Bu teknik atım geliş zamanlarında kullanılan polinom modelinin derecesine göre sınırlı miktarda değişkenlik göstermektedir. [Arzoumanian et al. \(1994\)](#) bu tekniği kullanarak 96 radyo atarcası üzerinde yaptığı çalışmada, atım frekansı türevi ile Δ_8 parametresi arasında bir ilişki olabileceğini öne sürmüştür.

3 Bulgular

Bu çalışmadaki gürültü genliği ölçümleri için hem S_r hem de Δ_8 parametresi ele alınarak, magnetarların karakteristik özelliği olan orta seviyeli parlamalarla olan ilişkisi irdelenmiştir. Bunun için devasa parlamaları takip edilen 12 farklı magnetarın parlama sırasında yaydığı toplam enerji kullanılmıştır. Bu enerji aşağıda belirtilen şekilde ifade edilmektedir ([Coti Zelati et al. 2018](#)):

$$E_{parlama} = \int_0^{t_s} L_{bol}(t) dt \quad (3)$$

Bu denklemde L_{bol} ilgili magnetarın parlama sırasında değişen bolometrik parlaklığını, t_s parlama sonrası sakin evreye ulaşma süresini simgelemektedir. İncelenen 12 magnetar için parlama



Şekil 2. Magnetarların parlama sürecinde yayılan toplam enerjilerinin S_r parametresine göre dağılımı. Birden fazla parlama gösteren magnetarlar için kesikli çizgi ile aralık belirtilmiştir. İlgili parametreler arasındaki ilişkiye dair Pearson bağıntı katsayısı şekilde yer almaktadır.

sırasında yayılan toplam enerjilerin [Coti Zelati et al. \(2018\)](#) çalışmasında bulunan değerleri kullanılarak, gürültü genliklerine göre dağılımı incelenmiştir (Şekil 1 ve 2). Kullanılan S_r değerleri ~ 1000 gün için, Δ_8 ise $T = 10^8 s \approx 1157$ gün için alınan değerlerdir. Belirtilen 12 kaynak arasından sadece 6 tanesi modelleme sırasında kayda değer $\ddot{\nu}$ gösterdiğinden, sadece bu kaynaklar için Δ_8 parametresi dikkate alınmıştır.

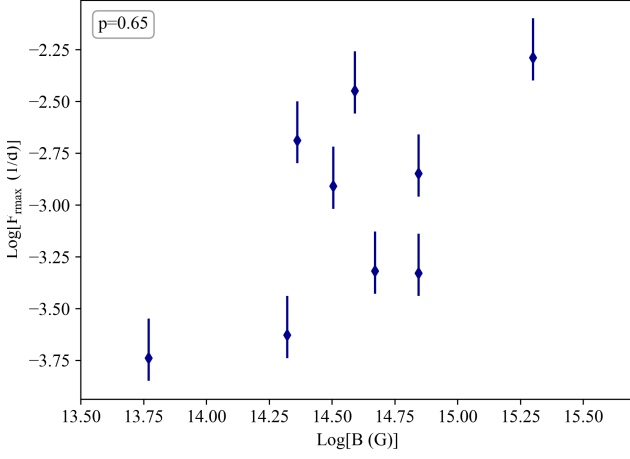
Şekil 1 ve 2 incelendiğinde magnetarların parlama sırasında yaydıkları toplam enerjinin hem S_r hem de Δ_8 gürültü genlikleri ile bir bağıntısının olabileceği göze çarpmaktadır. Bu bağıntılar için hesaplanan Pearson bağıntı katsayıları $\Delta_8 - E_{parlama}$ için 0.95, $S_r - E_{parlama}$ için ise 0.88 olarak bulunmuştur. Her iki parametre için de bu ilişkinin gözlemlenmesi, bağıntının rastlantısal olmadığına dair güçlü bir destek sağlamaktadır.

Buna ek olarak [Cerri-Serim et al. \(2019\)](#) çalışmasında sunulan gürültü genliği tayfları tekrar incelenerek, kırmızı gürültü yapılarının yaklaşık başlangıç zaman ölçekleri τ_r belirlenmiştir. Sonrasında ise parlama sırasında kırmızı gürültü başlangıç zaman ölçeklerine tekbül eden azami analiz frekansının ($F_{max} = 1/\tau_r$) magnetarların iki kutuplu manyetik alan şiddeti ile ilişkisi incelenmiştir (Şekil 3). Δ_8 parametresi tek bir zaman dilimi ($T = 10^8$ saniye) için hesaplanmaktadır ve farklı zaman ölçeklerindeki gürültü genliği ölçümlerine olanak vermemektedir. Bu nedenle F_{max} ve manyetik alan şiddetinin ilişkisinin incelenmesinde Δ_8 parametresi dikkate alınmamıştır.

Şekil 3'te belirtilen dağılım incelendiğinde manyetik alan şiddeti ve F_{max} arasındaki bağıntı çok net olmamakla beraber (Pearson bağıntı katsayısı 0.65) genel itibarıyla daha yüksek manyetik alan şiddetine sahip magnetarların daha erken zaman ölçeklerinde kırmızı gürültü oluşturma eğilimine sahip olduğu görülmektedir.

4 Sonuçlar ve Tartışma

Literatürde daha önceleri magnetarların gürültü genlikleri üzerine yapılan çalışmalarda ([Cerri-Serim et al. 2019](#); [Tsang & Gourgoulatos 2013](#)), atım periyotlarında gürültüye sebebiyet veren süreçlerin manyetik alan şiddeti ile ilişkili olduğu



Şekil 3. Magnetarların kırmızı gürültü yapısı gösteren azami analiz frekanslarının iki kutuplu manyetik alan şiddetlerine göre dağılımı. Parametreler arasındaki ilişkiye dair Pearson bağıntı katsayısı şekilde sunulmuştur.

belirtilmiştir. Kütle aktarmı yapan atarcalarda gözlemlenen X-ışını parlaklığı ve gürültü genliği arasındaki bağıntının (Baykal & Ögelman 1993), magnetarlarda olmadığı bulunmuştur (Cerri-Serim et al. 2019). Bu bilgiler ışığında Cerri-Serim et al. (2019), magnetarların sergilediği zamanlama gürültüsü yapısının izole radyo atarcalara benzediğini ve gürültü oluşum sürecinin kökeninde kütle aktarımından kaynaklı dış tork etkisinin görülemediğini tartışmıştır.

Bu çalışmada magnetarların sergiledikleri parlama süreçlerindeki gürültü genlikleri ele alınmıştır. İlk olarak magnetarların parlama sürecindeki toplam yayılan enerjileri ile gürültü genlikleri arasındaki ilişki irdelenmiş olup, bu iki parametre arasında hem Δ_s hem de S_r metotları ile bir bağıntı olduğu ortaya çıkarılmıştır. Parlamalar sırasında nötron yıldızının kabuğunda yaşanması muhtemel türbülansların dinamik zaman ölçeklerinde (birkaç dönme periyodu mertebesinde) sönmelenmesi gerektiğinden, bu türbülansların 1000 gün mertebelerindeki gürültü genliklerine katkısı ihmal edilebilir seviyede olmaktadır. Bu durum ise $E_{parlama}$ ile gürültü genlikleri S_r ve Δ_s arasında gözlemlenen bağıntının magnetarların manyetik alan şiddeti ile ilişkili olduğunu ima etmektedir. Magnetar modeline göre parlama süreçlerinin, temelde manyetik alanın oluşturduğu yüzey geriliminin çeşitli tetikleme mekanizmaları sonucu depoladığı manyetik enerjinin mekanik olarak ısıya çevirilerek yayılması ile gerçekleştiği düşünülmektedir (Beloborodov & Levin 2014). Bu nedenle yine parlama sürecinde yayılan toplam enerji manyetik alan şiddeti ile ilişkilidir. Daha önce magnetarların gürültü genlikleri üzerine yapılan çalışmalarda aynı zamanda magnetarların manyetik alan şiddeti ile gürültü seviyeleri arasında da bir bağıntı olabileceği gösterilmiştir (Tsang & Gourgouliatos 2013; Cerri-Serim et al. 2019). Genel olarak atarcaların ve magnetarların fiziksel özelliklerinin çıkarımı, atım periyodu ve onun yavaşlama oranı üzerinden elde edilmektedir. Örneğin, manyetik frenleme modeli üzerinden bir magnetarın alan şiddeti $B \approx 3.2 \times 10^{19} \sqrt{PP} \text{ G}$ şeklinde ifade edilmektedir. Bu durumda, atım periyoduyla gürültü genliği arasında oluşan bağıntı (Arzoumanian et al. 1994; Hobbs et al. 2010; Cerri-Serim et al. 2019; Tsang & Gourgouliatos 2013; Serim

et al. 2012) kaçınılmaz olarak manyetik alan ve atarcanın karakteristik yaşı ile bağıntı oluşumuna katkı sunmaktadır. Bu çalışmada kullanılan $E_{parlama}$ değerleri ise magnetarların X-ışını parlaklıklarından elde edilmekte olup (Coti Zelati et al. 2018), atım periyodu türevinden tamamen bağımsızdır.

Manyetik alan şiddeti ile kırmızı gürültü sürecinin başlama zaman ölçekleri arasındaki ilişki ele alındığında ise daha yüksek iki kutuplu manyetik alan şiddetine sahip magnetarların daha kısa zaman ölçeklerinde kırmızı gürültü yapısı oluşturma eğiliminde oldukları anlaşılmaktadır. Genel olarak, artan manyetik alan şiddetinin atarcalar üzerinde daha yüksek yüzey gerilimi oluşturması, daha çok zamanlama düzensizliğine ve ısınmsal değişimi açısından aktif bir sürecin oluşmasına neden olmaktadır. (Kaspi & Beloborodov 2017). Bu durum ise magnetarların gürültü oluşum sürecinin manyetik alan şiddeti ile olan bağıntısına dair savı güçlendirmektedir. Öte yandan atarcalar ile mukayese edildiğinde (Baykal et al. 1999), magnetarların kırmızı gürültü oluşum sürecinin daha kısa zaman ölçeklerinde başladığı görülmektedir. Bu bilgiler doğrultusunda, Cerri-Serim et al. (2019) tarafından belirtildiği gibi, magnetarların zamanlama gürültüsünün oluşumunda etkin mekanizmanın manyetik alan şiddeti olduğu ortaya çıkmaktadır ve kütle aktarımından kaynaklı dış torkların izine rastlanmamaktadır.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK MFAG 118F037 numaralı proje aracılığı ile fonlanmıştır. Yazarlar değerli yorumları için Prof. Dr. Altan Baykal'a ve Prof. Dr. Sıtkı Çağdaş İnam'a teşekkür etmektedir.

Kaynaklar


- Alpar M. A., 2001, *ApJ*, 554, 1245
 Arzoumanian Z., Nice D. J., Taylor J. H., Thorsett S. E., 1994, *ApJ*, 422, 671
 Bachetti M., et al., 2020, *ApJ*, 891, 44
 Baykal A., Ögelman H., 1993, *AAP*, 267, 119, *ADS*
 Baykal A., Alpar M. A., Boynton P. E., Deeter J. E., 1999, *MNRAS*, 306, 207
 Beloborodov A. M., Levin Y., 2014, *ApJL*, 794, L24
 Bildsten L., et al., 1997, *ApJS*, 113, 367
 Boynton P. E., Groth E. J., Hutchinson D. P., Nanos G. P. J., Partridge R. B., Wilkinson D. T., 1972, *ApJ*, 175, 217
 Cerri-Serim D., Serim M. M., Şahiner Ş., İnam S. Ç., Baykal A., 2019, *MNRAS*, 485, 2
 Chatterjee P., Hernquist L., Narayan R., 2000, *ApJ*, 534, 373
 Chevalier R. A., 1989, *ApJ*, 346, 847
 Cordes J. M., Downs G. S., 1985, *ApJS*, 59, 343
 Cordes J. M., Helfand D. J., 1980, *ApJ*, 239, 640
 Coti Zelati F., Rea N., Pons J. A., Campana S., Esposito P., 2018, *MNRAS*, 474, 961
 D'Alessandro F., McCulloch P. M., Hamilton P. A., Deshpande A. A., 1995, *MNRAS*, 277, 1033
 Deeter J. E., 1984, *ApJ*, 281, 482
 Duncan R. C., Thompson C., 1992, *ApJL*, 392, L9
 Ekşi K. Y., Alpar M. A., 2003, *ApJ*, 599, 450
 Ertan Ü., Çalışkan Ş., 2006, *ApJL*, 649, L87
 Güver T., Göğüş E., Özel F., 2011, *MNRAS*, 418, 2773
 Haskell B., Melatos A., 2015, *International Journal of Modern Physics D*, 24, 1530008
 Hobbs G., Lyne A. G., Kramer M., 2010, *MNRAS*, 402, 1027
 Hurley K., et al., 1999, *Nature*, 397, 41
 Hurley K., et al., 2005, *Nature*, 434, 1098
 Kaplan D. L., Kulkarni S. R., van Kerkwijk M. H., Rothschild R. E., Lingelfelter R. L., Marsden D., Danner R., Murakami T., 2001,

- [ApJ](#), 556, 399
- Kaspi V. M., Beloborodov A. M., 2017, [ARAA](#), 55, 261
- Li X.-D., 2007, [ApJL](#), 666, L81
- Lin D. N. C., Woosley S. E., Bodenheimer P. H., 1991, [Nature](#), 353, 827
- Lower M. E., et al., 2020, [MNRAS](#), 494, 228
- Mazets E. P., Golentskii S. V., Ilinskii V. N., Aptekar R. L., Guryan I. A., 1979, [Nature](#), 282, 587
- Menou K., Perna R., Hernquist L., 2001, [ApJ](#), 559, 1032
- Mereghetti S., 2008, [AAPR](#), 15, 225
- Ray P. S., et al., 2019, [ApJ](#), 879, 130
- Rea N., et al., 2013, [ApJ](#), 770, 65
- Scholz P., Kaspi V. M., Cumming A., 2014, [ApJ](#), 786, 62
- Scott D. M., Finger M. H., Wilson C. A., 2003, [MNRAS](#), 344, 412
- Serim M. M., Inam S. Ā., Baykal A., 2012, in Lewandowski W., Maron O., Kijak J., eds, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series Vol. 466, Electromagnetic Radiation from Pulsars and Magnetars*. p. 255
- Serim M. M., Şahiner Ş., Çerri-Serim D., Inam S. ċ., Baykal A., 2017, [MNRAS](#), 471, 4982
- Shannon R. M., Cordes J. M., 2010, [ApJ](#), 725, 1607
- Thompson C., Duncan R. C., 1995, [MNRAS](#), 275, 255
- Thompson C., Duncan R. C., 1996, [ApJ](#), 473, 322
- Thompson C., Lyutikov M., Kulkarni S. R., 2002, [ApJ](#), 574, 332
- Tiengo A., et al., 2013, [Nature](#), 500, 312
- Tsang D., Gourgouliatos K. N., 2013, [ApJL](#), 773, L17
- Turolla R., Zane S., Watts A. L., 2015, [Reports on Progress in Physics](#), 78, 116901
- Wang Z., Chakrabarty D., Kaplan D. L., 2006, [Nature](#), 440, 772

Access:

M22-0317: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.

Oymaklardaki Yıldızların Fiziksel Özellikleri Üzerine: Yukarı Akrep Örneği

Volkan Bakış* 

Akdeniz Üniversitesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, 07054, Antalya

Accepted: April 19, 2022. Revised: April 18, 2022. Received: March 25, 2022.

Özet

Yıldız oymakları ve açık kümeler gibi yıldız topluluklarındaki üye yıldızların fiziksel parametrelerini elde etmek bizi topluluğa ait temel fiziksel parametrelere (örn. yaş, başlangıç kütle fonksiyonu) götürür. Bu parametreler de galaksimizin dinamiğini anlamamız açısından gereklidir. Bu çalışmada yıldızların fiziksel özelliklerine (sıcaklık, yarıçap) ulaşılabilmesi için onların tayfsal enerji dağılımının (SED) nasıl modellenebileceği anlatılmıştır. SED analiz yöntemi en çok çalışılan oymak bölgelerinden biri olan Yukarı Akrep oymak bölgesindeki üyelere uygulanarak oymaktaki yıldız oluşumunun en az 17 milyon yıl önce başladığını ve oymaktaki anakol öncesi yıldızların varlığı yıldız oluşumunun devam ettiğini göstermektedir. Bu yaştan literatürle uyumlu olduğu görülmektedir. Ayrıca GAIA EDR3 ile kullanıma sunulan hassas astrometrik veriler kullanılarak oymak bölgesinin kinematik parametreleri güvenilir üyeler kullanılarak güncellenmiştir. Bununla birlikte SED analizi ile Güneş ile yıldızlar arasındaki dalgaboyuna bağlı sönmükleştirme bilgisine de ulaşılabilmesi bize oymak bölgesinin sönmükleştirme haritasını elde etmemizi sağlamıştır.

Abstract

Reaching the physical parameters of member stars in stellar associations such as stellar formation regions and open clusters takes us to the basic physical parameters of the ensemble (e.g. age, initial mass function). These parameters are also necessary for us to understand the dynamics of our galaxy. In this study, it is explained how the spectral energy distribution (SED) of stars can be modeled to obtain their physical properties (such as temperature and radius). The SED analysis method was applied to the members of the Upper Scorpion association, which is one of the most studied associations. It was determined that the star formation in the association started at least 17 million years ago, which appears to be in agreement with the literature, and the detection of pre-main sequence stars in the association show that the stellar formation goes on. In addition, the kinematic parameters of the association region were updated using reliable members, using the sensitive astrometric data made available with GAIA EDR3. In addition to this, the wavelength depended dimming between the Sun and the stars can be obtained with the SED analysis, allowing us to obtain the extinction map of the region.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: open clusters and associations: general – methods: data analysis – techniques: photometric

1 Giriş

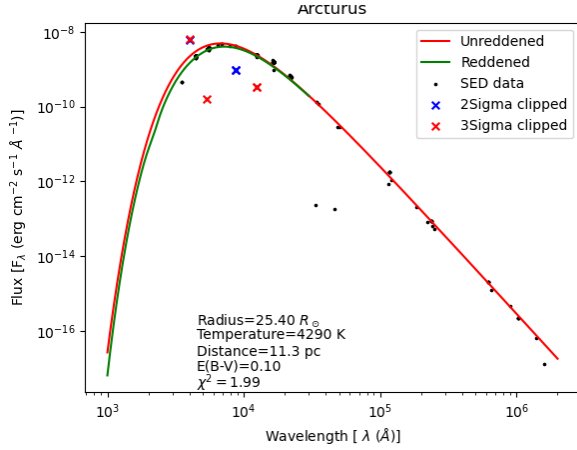
OB oymakları yıldız oluşumunun devam ettiği veya yakın bir zamanda son bulduğu bölgelerdir. Bu sebeple, çok sayıda anakola yeni gelen genç yıldız ve/veya anakol öncesi yıldız bir arada görebileceğimiz yegane yerlerdir. Bununla birlikte, bu bölgelerde normal yıldızlardan farklı olarak Be yıldızları, T-Tauri türü yıldızlar ve Herbig-Haro cisimlerine sıkça rastlarız. Bu kadar zengin yıldız çeşidinin bir arada olduğu oymaklar, yıldız evriminin ilk aşamalarına çalışmak için muazzam laboratuvarlardır.

Oymak üyeleri her ne kadar ortak kinematik özelliklere sahip olsalar da birbirlerine zayıf çekimsel kuvvetlerle bağlı olmaları onların zayıf galaktik ivmelerle kolayca dağılabileceğine işaret etmektedir. Bu sebeptendir ki oymaklar kadar geniş alanlar kaplayan nispeten yaşlı yıldız topluluklarıyla karşılaşmıyoruz. Yıldız evriminin ilk basamakları hakkında zengin bilgi sunan oymaklar çok sayıda çoklu yıldız sistemini de bünyelerinde barındırırlar. Sco OB2 oymak kompleksindeki A ve B-türü

yıldızlar arasında çift yıldız oranını modeller yüzde 100 ima etmekle berabe en az yüzde 70 olduğu iddia edilmiştir (Kouwenhoven et al. 2007). Kobulnicky & Fryer (2007)'in Cygnus OB2 oymağındaki büyük kütleli yıldızlar için yaptığı çoklu sistem araştırma sonuçlarının Kouwenhoven et al. (2007)'nin bulguları ile mükemmel uyum içerisinde olması Kouwenhoven et al. (2007)'nin de dediği gibi birden fazla bileşen içerenin yıldız oluşumunun bir parametresi olduğuna işaret etmektedir. Yakın geçmişte oymak bölgelerindeki örten çift/çoklu sistemlerin analizleri üzerine yapılan seri bilimsel çalışmalar (Bakış et al. 2007, 2014, 2015, 2016, 2019) sadece incelenen yıldız sistemlerinin değil içinde buldukları oymakların da bazı temel özelliklerini (uzaklık, yaş, metal bolluğu, uzay hız vektörleri) ortaya çıkarmıştır. Bu çalışmalar Kouwenhoven et al. (2007) ve Kobulnicky & Fryer (2007)'in çalışmalarını doğrular nitelikte bulgular üretmiştir.

Günümüz tüm gökyüzü gözlemleri (örn. All-Sky Automated Survey, ASAS (Pojmanski 1997)) ve uydu görevleri (örn. Kepler görevi (Borucki et al. 2010)) bu bölgelerdeki örten çift yıldızların belirlenmesine oldukça büyük katkı sağlamış olup yeni görevlerle de (örn. TESS görevi (Ricker et al. 2014)) katkı sağlamaya devam etmektedir (bkz. Prša et al. (2022)). Ancak

* volkanbakis@akdeniz.edu.tr



Şekil 1. Arcturus yıldızının SED verisi (içi dolu daire) ve Denklem 5 ile oluşturulan SED modeli (sürekli eğri). Yeşil sürekli eğri sönükleştirmeye uğramış (burada $E(B - V) = 0.1$ alınmıştır), kırmızı sürekli eğri de sönükleştirmeye uğramamış karacisim eğrisini göstermektedir. Çarpı ile gösterilen noktalar 2σ (mavi) ve 3σ (kırmızı) ile saçılma gösteren noktalar.

oymak bölgelerinde örten çift yıldızlar dışındaki çift ve çoklu yıldız sistemlerinin de belirlenmesi, mümkünse bileşenlerinin fiziksel özelliklerinin elde edilmesi çift ve/veya çoklu yıldız oranının daha duyarlı belirlenmesi açısından faydalı olacaktır. Böylece, [Kouwenhoven et al. \(2007\)](#) gibi araştırmacıların teorik model sonuçlarını test etmek mümkün olabilecektir.

Başka bir önemli parametre de ilk kez [Salpeter \(1955\)](#) tarafından ortaya konulan başlangıç kütle fonksiyonudur. Bu fonksiyon belli bir yıldız topluluğu için yıldız oluşumunun başındaki kütle dağılımını tanımlayan empirik bir fonksiyondur. Bu fonksiyon oymak bölgelerindeki yıldız oluşum verimliliğini anlama açısından önemli bir parametre olup yıldız oluşum simülasyonlarında parametre olarak kullanılmaktadır. Yıldızların kütlelerini doğrudan ölçemesek de bizi kütleyle götürecektir gözlemsel empirik bağıntıları (örn. kütle-ısıtma bağıntısı; [Eker et al. 2018](#)) kullanabiliriz. O halde bizi yıldızların duyarlı ısıtmalarına oradan da kütlelerine götüren analizler çok işimize yarayabilir. Yıldız topluluklarındaki SED analizi ile elde edilecek sıcaklık ve yarıçap gibi bazı temel yıldız parametreleri ile anakol yıldızlarının kütle dağılımına ilişkin bir resim çizmek de mümkündür.

Bu makalede ilk olarak yıldızların atmosfer dışı gözlemler ile tespit edilebilen tayfsal enerji dağılımının (SED) modellenerek yıldızın bazı temel fiziksel özelliklerinin (yarıçap R , etkin sıcaklık T_{eff}) ve yıldızlararası ortamın sönükleştirme miktarının (A_{filtre}) elde edilmesi için matematiksel taban oluşturulmuştur (§2). Sco OB2 oymak kompleksinin üç alt grubundan biri olan Yukarı Akrep (Upper Scorpius) oymak bölgesinin üyelerinin SED verileri örnek bir çalışma olarak §3'te incelenmiştir. Yukarı Akrep bölgesinin sönükleştirme haritası SED analizi ile elde edilen renk artışı ($E(B - V)$) kullanılarak hesaplanmış olup §3.5'te sunulmaktadır. Son olarak oymağın anakol ve anakol öncesi üyelerinin sıcaklık ve ısıtma verileri kullanılarak §3.4 bir yaş tayini yapılmıştır.

2 Yıldız Akılarının Modellenmesi

Yıldızların dalgaboyuna (λ) bağlı yüzey akısını F_λ ile gösterirsek, R yarıçapına sahip ve güneşten d uzaklığındaki bir

yıldızın Yer atmosferi dışında ölçülen monokromatik akıyı

$$f_\lambda = \frac{R^2}{d^2} F_\lambda = \frac{R^2}{d^2} \pi B_\lambda(T_{eff}) \quad (1)$$

ile gösterebiliriz. Bu ifade yıldızın dalgaboyuna göre enerji dağılımını verir (SED). Denklem 1'deki B_λ , T_{eff} sıcaklığındaki karacisim enerji dağılımı fonksiyonudur. Yıldızlar tam bir karacisim olmasalar da karacisim enerji dağılımı yıldız tayfinin süreklilik düzeyini oldukça iyi temsil eder (örn. [Fialho & Mortari 2019](#)). [Fialho & Mortari \(2019\)](#)'nun Güneş ve α Lyr (Vega) yıldızının enerji dağılımlarının karşılaştırmasına ilave olarak bu çalışmada Bölüm 2.1'de yarıçap ve sıcaklığı iyi bilinen bir yıldız olan α Boo'nun (Arcturus) Yer atmosferi dışındaki akısı ile karacisim enerji dağılımı karşılaştırmıştır.

Denklem 1'deki akıyı d uzaklığı boyunca yıldızlararası soğurmanın etkisinde bırakırsak, yer atmosferi dışında dalgaboyuna bağlı akı f_λ^* için:

$$f_\lambda^* = f_\lambda 10^{-0.4(A_{filtre})} \quad (2)$$

yazabiliriz. Denklem 2'deki A_{filtre} , seçilen bir filtre için kadir cinsinden sönükleştirme miktarı olup aşağıdaki gibi hesaplanabilmektedir:

$$A_{filtre} = 2.5 \log \frac{\int_0^\infty S_\lambda(filtre) f_\lambda d\lambda}{\int_0^\infty S_\lambda(filtre) f_\lambda^* d\lambda} \quad (3)$$

Burada $S_\lambda(filtre)$, filtrenin geçirgenlik eğrisidir. Johnson V -bandı için A_V sönükleştirme miktarı, Johnson sistemindeki $B - V$ renk artışı ile

$$R_{filtre} = \frac{A_{filtre}}{E(B - V)}. \quad (4)$$

şeklinde ilişkilendirilmektedir. Buradaki R_{filtre} filtreye bağlı parametre olarak adlandırılmaktadır. Güneş civarı için $R(V)$ parametresi ortalama 3.1 olarak kabul edilmektedir.

Denklem 1 ve 2'yi birleştirirsek atmosfer dışında yıldızlardan gelen ve gözlenebilen akı (f_λ^*) ile yıldızlararası sönükleştirme ve yıldızların fiziksel parametrelerini (R ve T_{eff}) ilişkilendiren ifadeyi elde etmek mümkündür:

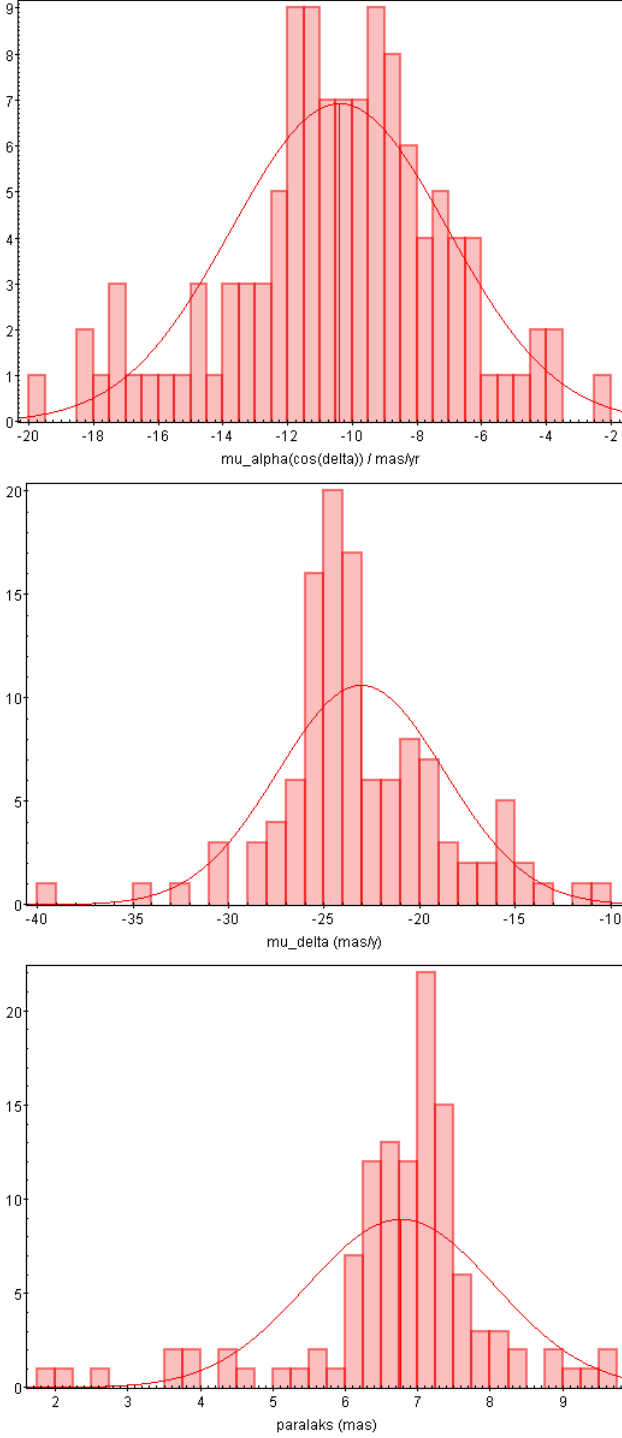
$$f_\lambda^* = \pi \frac{R^2}{d^2} B_\lambda(T_{eff}) 10^{-0.4(A_{filtre})} \quad (5)$$

2.1 Modelin Test Edilmesi

Denklem 5'in bir yıldızın gözlenen SED verisini ne kadar iyi temsil ettiğini görmek için fiziksel özellikleri iyi bilinen yıldızlar ile test edebiliriz. Bunun için Arcturus yıldızının parametreleri ve SED verisi Denklem 5'te kullanarak Şekil 1'de modellendi. SED verileri CDS (Strasbourg astronomical Data Center) veri tabanından, Arcturus'un duyarlı sıcaklık ve yarıçap değerleri ($R = 27.9 \pm 3.4 R_\odot$, $T_{eff} = 4290 \pm 30 K$) [Kallinger et al. \(2010\)](#)'den ve yıldızın paralaksı $\pi = 88.83$ mys ($d = 11.3$ pc) Hipparcos ([van Leeuwen 2007](#)) kataloğundan alınmıştır.

Arcturus yıldızının SED verisi modellenirken Denklem 5'teki parametrelerden sadece A_V sönükleştirmesi serbest bırakılarak χ^2 minimizasyon tekniği ile yer atmosferinde gözlenen akıya en iyi uyan SED modeli belirlenmiştir. Şekil 1'deki model $A_V = 0.31$ kadir için hesaplanmış olup SED verisine en iyi uyan ($\chi^2 = 1.99$) modeldir.

Şekil 1, Arcturus yıldızının yer atmosferi dışında gözlenen



Şekil 2. Yukarı Akrep bölgesinde üye olarak belirlenen (de Zeeuw et al. 1999) objelerin GAIA EDR3 paralaks ve öz hareket verilerine göre dağılımı.

akısının bilinen fiziksel parametreleri ve Hipparcos uydusu paralaks açısı ile hesaplanan uzaklığı kullanılarak elde edilen karacisim SED modeli ile ne kadar iyi uyum sağladığını göstermektedir. Yıldızların dalgaboyuna bağlı açıkları yer atmosferi dışına yerleştirilen dedektörlerle duyarlı şekilde ölçülebildiğinden eğer sıcaklık yıldız renklerinden hassas

şekilde belirlenebilirse Denklem 5'ten belirlenebilecek yarıçapın duyarlılığı aynı denklemdeki uzaklığın duyarlılığına bağlıdır. Çünkü filtreye bağlı sönmükleştirme kızılötesi ve radyo dalgaboyu bölgesinde sifıra yakın değerlerde olduğundan SED modelinin seviyesini belirlemek için bu bölgelerde A_{filtre} ihmal edilebilir. Böylece uzun dalgaboyu bölgesinde Denklem 5 sadece uzaklık ve yarıçapın fonksiyonu olur. Yarıçapın hatasını da uzaklıktaki hata belirler. Örtün çift yıldızlarda en iyi durumda yüzde 1'den daha duyarlı hata ile yarıçap belirlemek için aynı hata oranında uzaklık ($d(\text{pc}) = \frac{1}{\pi(\text{y.s})}$) bilgisine ihtiyaç duyulur (100 pc için $\sigma=1$ pc, 1000 pc için $\sigma=10$ pc vb.).

3 Yukarı Akrep Örneği

Güneşe en yakın genç oymak kompleksi olan Sco-Cen ($\tau < 20$ Myıl, Pecaut et al. 2012) üç ana alt gruptan oluşmaktadır: Yukarı Erboğa Kurt (UCL), Alt Erboğa Güneyhaçı (LCC), Yukarı Akrep (US). Pecaut & Mamajek (2016) kompleksin alt gruplarının anakol öncesi ve anakoldan ayrılma yaşlarını (nükleer yaş) ayrı ayrı incelemiştir. Buna göre grupların ortalama yaşlarını Pecaut & Mamajek (2016) $\tau_{\text{UCL}} = 16 \pm 2$ Myıl, $\tau_{\text{LCC}} = 15 \pm 3$ Myıl ve $\tau_{\text{US}} = 10 \pm 3$ Myıl olarak belirlemişler. Bulunan yaşlarının geniş bir aralıkta dağılım gösterdikleri göze çarpmaktadır. Görüldüğü gibi Yukarı Akrep bölgesi en genç alt grup olup aynı zamanda da diğerlerine nazaran uzaysal olarak en küçük hacim içerisinde yer alandır ($98 \times 24 \times 14 \text{pc}^3$, Parker 2014).

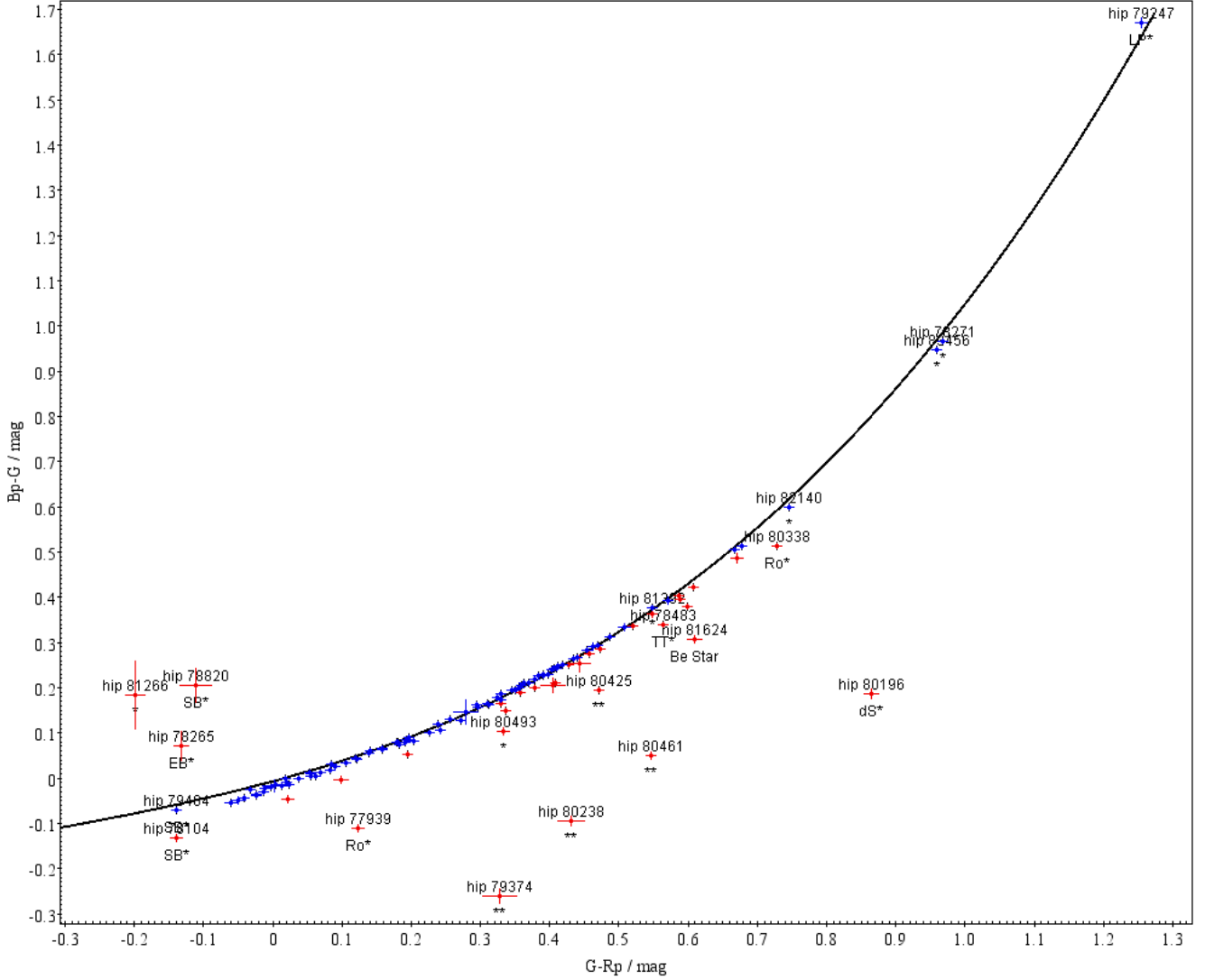
3.1 Güncel Kinematik Özellikler

OB oymaklarının kinematik özellikleri onların oluşum anındaki kinematik özellikleri olarak görülebilir (Wright et al. 2016). de Zeeuw et al. (1999) Hipparcos uydusunun (Perryman et al. 1997) sağladığı uzaklık ve öz hareket verilerini kullanarak Güneş'ten ~ 650 pc uzaklık içerisinde yer alan 12 oymağın üyelerini belirlemiştir. Bu çalışmada de Zeeuw et al. (1999) tarafından verilen ve 120 üye içeren liste temel alınmıştır. de Zeeuw et al. (1999) listesindeki üyelerin SIMBAD veri tabanına göre nesne türü dağılımı şöyledir: 53 tek yıldız, 22 dönen değişen, 14 çift veya çoklu sistem, 6 tayfsal çift, 5 Be türü, 5 δ Scuti, 2 örtün çift, 2 α CVn, 2 β Cep, 2 değişen, 2 T Tauri, 1 Cepheid, 1 γ Dor, 1 uzun dönemli değişen, 1 Herbig Ae ve 1 ρ Oph (kendisi) türü değişen yıldız içermektedir.

Bu çalışmanın amacı Yukarı Akrep oymağının üyelerini yeniden belirlemek olmasa da GAIA uydusu görevinin (Gaia Collaboration et al. 2016) sağladığı muazzam duyarlılıktaki güncel astrometrik verisini kullanıp (Gaia Collaboration et al. 2021, EDR3) Yukarı Akrep oymağının kinematik özelliklerini yeniden hesaplayabiliriz. Oymak üyelerinin uzaklık ve öz hareket verilerine ilişkin GAIA EDR3 veri tabanında yer alan ölçüm hatalarının ortalamaları $\langle \sigma(\mu_\alpha \cos \delta) \rangle = 0.087$ mys/yıl, $\langle \sigma(\mu_\delta) \rangle = 0.064$ mys/yıl, $\langle \sigma(\pi) \rangle = 0.075$ mys/yıl olup üyelerin uzaklık ve öz hareket dağılımı Şekil 2'de gösterilmiştir. Oymak üyelerinin iraksımının ve öz hareket bileşenlerinin dağılımının incelenmesi oymak için bu parametrelerin ortalama değerlerini ortaya koymuştur. Şöyle ki, Yukarı Akrep bölgesinin paralaksı $\pi = 6.77 \pm 1.30$ mys, sağ açıklık öz hareket bileşeni $\mu_\alpha \cos \delta = -10.4 \pm 3.34$ mys/yıl ve dik açıklık öz hareket bileşeni $\mu_\delta = -23.07 \pm 4.36$ mys/yıl'dır.

3.2 Renk-Renk Diyagramı ve Anakol Yıldızları

Bakış & Eker (2022) GAIA EDR3 fotometrik bantları için renk-renk diyagramı ve galaktik sönmükleştirme doğrultusu için



Şekil 3. Yukarı Akrep üye (de Zeeuw et al. 1999) listesindeki nesnelere için $(G - G_{Rp}) - (G_{Bp} - G)$ renk-renk diyagramı. Kırmızı noktalar anakol için renk-renk eğrisi (siyah sürekli eğri) dışında kalan noktalarıdır. Yıldızların SIMBAD veri tabanındaki nesne türleri belirtilmiştir. Hata çubukları GAIA parlaklık hatalarından hesaplanarak oluşturulmuştur.

ortalama değerleri belirlemiştir. de Zeeuw et al. (1999)'un belirlediği Yukarı Oymak üyeleri GAIA fotometrik bantları $G - G_{Rp} - G_{Bp} - G$ için oluşturulan renk-renk diyagramında konumlandırıldığında Şekil 3'deki gibi bir dağılım görmekteyiz. Şekil 3'te mavi renkle gösterilen noktalar sönükleştirmenin sıfıra yakın olduğu yıldızları gösterirken, kırmızı noktalar kızıllaşması büyük olan veya anakolda olmayan yıldızları göstermektedir. Kırmızı ile gösterilen sembollerin mavilere göre dağınık bir yapı sergilemesi bu yıldızların ya farklı bir uzaklıkta olduğunu böylece daha farklı bir kızıllaşmaya uğradığını ya da oymak içerisinde yerel gaz ve toz yoğunlaşmalarına gömülü olduklarını göstermektedir. Başka bir durum da çok parlak olan üyelerin GAIA tarafından duyarlı parlaklık belirlenemeyişidir. Bu türde olanların renk-renk diyagramındaki hata çubukları nispeten daha büyüktür.

SED analizi için Şekil 3'te mavi ile gösterilen yıldızlardan SIMBAD veri tabanında tek yıldız olarak belirtilen 55 adet üye yıldız seçilmiştir. Bakış & Eker (2022), anakol yıldızları için

$G_{Bp} - G_{Rp}$ GAIA rengi ile etkin sıcaklık arasında duyarlı bir bağıntı vermiştir. Böylece kızıllaşması olmayan bu yıldızlar için bünyesel renklerden sıcaklık belirlemek suretiyle SED analizinde serbest parametre sayısı azaltılarak daha duyarlı yarıçap ve sönükleştirme belirlenebilir.

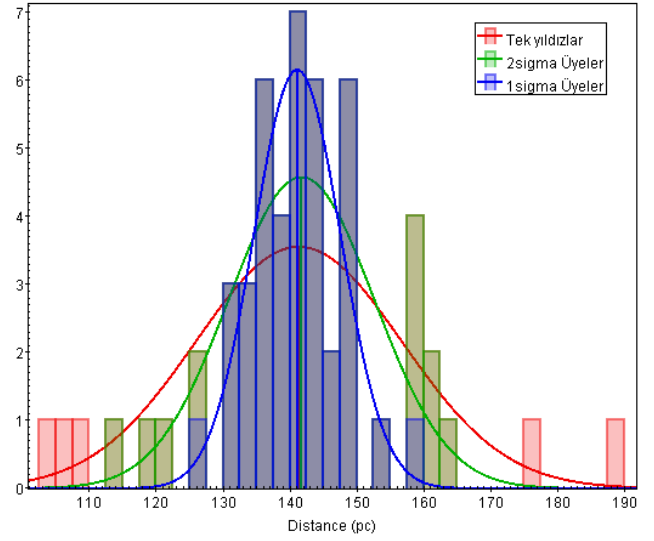
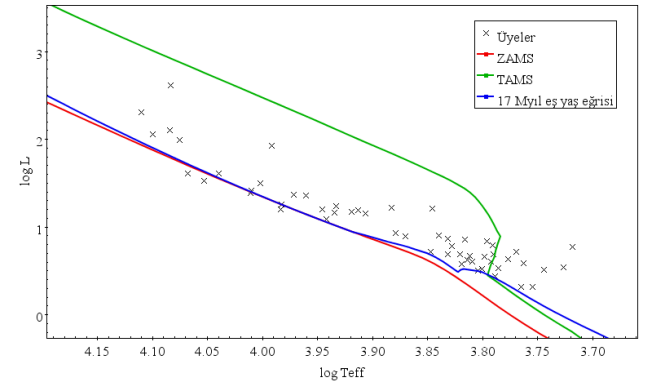
3.3 SED Analizi ve Fiziksel Özellikler

Şekil 3'de SED analizi için belirlenen 55 adet Yukarı Akrep üyelerinin analiz sonucunda belirlenen parametreleri Tablo 1'de verilmiştir. Tabloda SED analizi yapılan yıldızların HIP numaraları, GAIA ıraksımından belirlenen uzaklıkları ve uzaklıktaki hatanın yüzdelik oranı, Bakış & Eker (2022) tarafından verilen $G_{Bp} - G_{Rp} - \log T_{eff}$ bağıntısı ile belirlenen sıcaklık değerleri ile SED analizinden belirlenen yarıçap ve nihayetinde hesaplanan ısıtma miktarı verilmiştir. Buradaki yıldızların renk artıkları 0.01 kadar duyarlılıkla sıfırdır, tabloda verilmesi gerek görülmemiştir.

SED analizi yapılan 55 tek yıldız dışında kalan diğer üye

Çizelge 1. Yukarı Akrep yıldızlarının SED analizi ile elde edilen fiziksel özellikleri.

HIP No	Uzaklık (pc)	hata (%)	$\log T_{eff}$ (K)	R (R_{\odot})	$\log L$ (L_{\odot})
75916	141.3	0.2	3.7542	1.50	0.3219
76071	158.5	0.5	4.0020	1.86	1.4998
76310	136.6	0.4	4.0109	1.57	1.3882
76633	164.7	0.6	4.0104	1.62	1.4134
77457	125.3	0.3	3.8792	1.71	0.9359
77545	148.5	0.3	3.7855	1.66	0.5350
77635	147.5	2.1	4.0833	4.62	2.6152
77813	176.8	6.0	3.7180	2.98	0.7734
77900	149.0	0.8	4.0996	2.25	2.0556
77909	144.2	0.8	4.0842	2.54	2.0995
77960	121.6	0.3	3.8204	1.69	0.6901
78099	143.1	0.5	3.9061	1.94	1.1530
78196	141.4	0.5	4.0681	1.56	1.6115
78246	142.8	1.3	4.1100	2.87	2.3088
78494	158.8	1.2	3.8459	2.72	1.2058
78530	134.7	0.4	3.9715	1.84	1.3685
78549	142.6	0.4	3.9605	1.91	1.3568
78581	104.4	0.5	3.7651	1.42	0.3180
78663	136.9	0.3	3.7924	1.74	0.6036
78702	148.4	0.5	3.9342	1.72	1.1608
78809	143.7	0.6	3.9830	1.53	1.2542
78968	149.1	0.4	3.9459	1.70	1.1973
78996	141.4	0.4	3.8160	2.08	0.8532
79031	159.8	1.1	4.0751	2.35	1.9953
79054	161.2	0.5	3.7899	1.95	0.6925
79258	146.2	0.3	3.8042	1.47	0.5043
79288	141.9	0.3	3.8091	1.62	0.6084
79366	139.2	0.4	3.8398	1.98	0.9053
79369	140.5	0.3	3.7766	1.94	0.6350
79392	147.8	0.5	3.8698	1.71	0.8981
79410	137.0	0.4	3.9188	1.87	1.1716
79439	137.4	0.4	3.9129	1.96	1.1888
79599	113.0	0.5	4.0399	1.78	1.6134
79622	147.4	0.7	3.9913	3.20	1.9283
79733	189.5	0.5	3.7905	2.19	0.7959
79878	134.6	0.5	4.0534	1.51	1.5245
79897	141.2	0.7	3.9327	1.90	1.2414
79910	138.6	0.2	3.7625	1.95	0.5831
80024	130.7	0.4	3.8829	2.34	1.2228
80059	130.2	0.5	3.8316	1.60	0.6877
80088	143.5	0.3	3.7985	1.80	0.6575
80130	157.5	0.4	3.7962	2.25	0.8422
80311	154.6	0.3	3.8470	1.54	0.7161
80320	135.2	0.2	3.7444	1.96	0.5151
80535	134.7	0.4	3.7691	2.21	0.7180
80586	109.5	0.3	3.8112	1.73	0.6738
80799	132.2	0.4	3.9422	1.53	1.0910
80896	106.6	1.8	3.8192	1.49	0.5760
81392	161.3	0.3	3.7266	2.19	0.5402
81455	139.2	0.3	3.8007	1.53	0.5249
81851	135.1	0.3	3.8281	1.81	0.7808
82218	118.4	0.2	3.7883	1.46	0.4346
82319	138.8	0.3	3.8136	1.61	0.6210
82397	126.2	0.4	3.9831	1.44	1.2020
82534	141.7	0.4	3.8318	1.96	0.8645

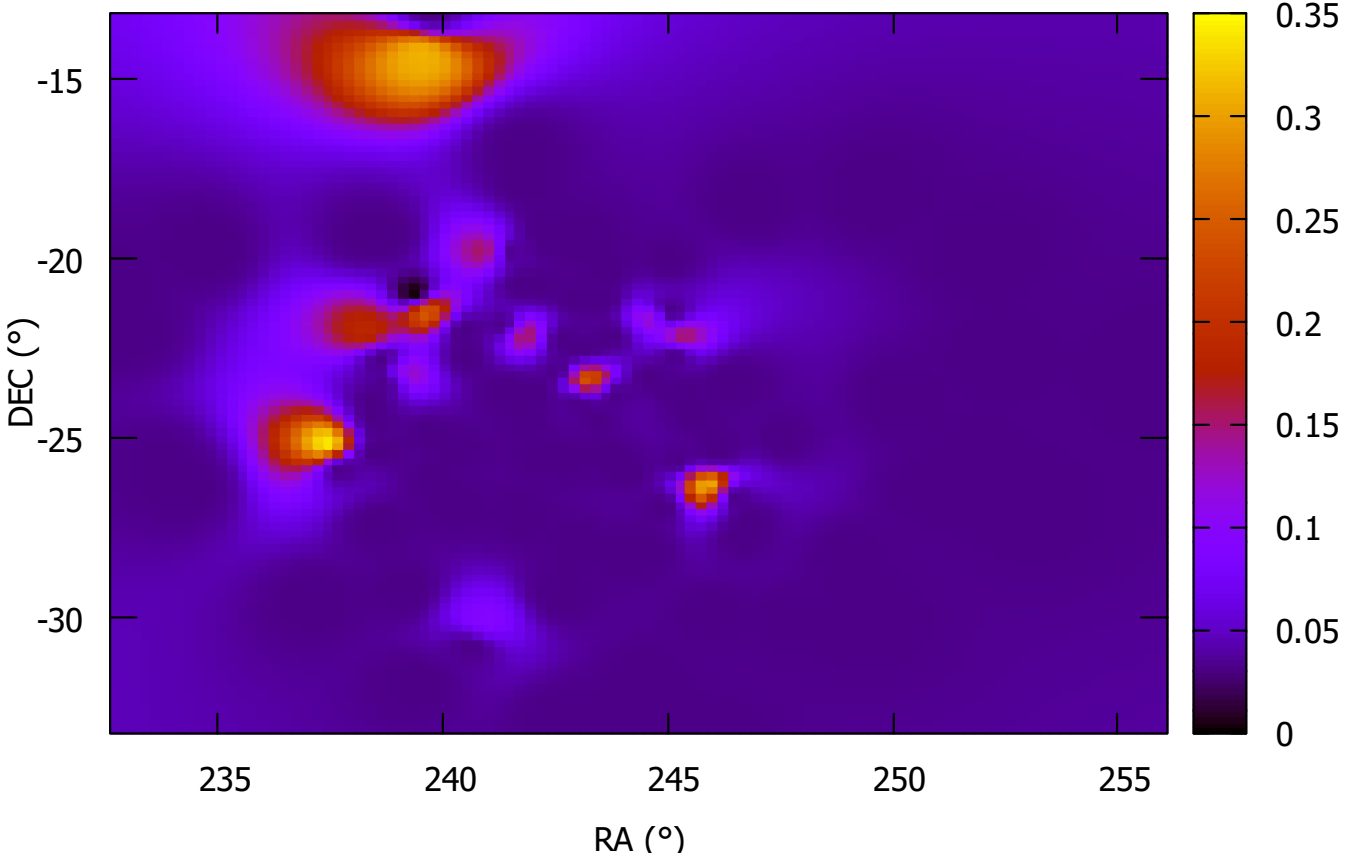
**Şekil 4.** Be yıldızları, çift ve çoklu sistemler ile tayfsal çiftler çıkarıldıktan sonra kalan yıldızların uzaklık dağılımı. 1σ ve 2σ hata sınırları içerisinde kalan dağılım ayrıca gösterilmiştir.**Şekil 5.** Yukarı Akrep yıldızları için H-R diyagramı ve $\tau = 17$ milyon yıl eş yaş eğrisi. Sıfır yaş anakol (SYAK, kırmızı), terk yaş anakol (TYAK, yeşil) ve eş yaş eğrisi mavi sürekli çizgi ile gösterilmiştir.

yıldızların da SED verileri sadece sönmükleştirme belirlemek için (Ş3.5) incelenmiştir.

3.4 Oymak Yaşı

Yukarı Akrep bölgesindeki yıldızların Ş3.3'te belirlenen sıcaklık ve yarıçap verileri kullanılarak bu yıldızlar için Hertzsprung-Russell (HR) diyagramı oluşturulabilir. Ancak HR diyagramında çift ve çoklu yıldızlar, Be-türü yıldızlar ve tayfsal çift yıldız sağlıklı bir yaş tayini yapılmasını engelleyecektir. Bu sebeple bu tür yıldızlar örnekten çıkarıldı. Kalan yıldızlar arasında da çift olduğu yüksek ihtimal iki yıldız vardır. Kalan tek yıldızların uzaklık dağılımı Şekil 4'de gösterilmektedir. Bu yıldızlardan bulunan ortalama uzaklık $d = 141 \pm 15$ pc'tir. Şekil 4'de aynı zamanda 1σ ve 2σ hata sınırları içerisinde kalan uzaklık dağılımı da gösterilmiştir.

Şekil 5'te örneğimizdeki yıldızların HR diyagramı gösterilmiştir. Şekilde sıfır yaş anakol (SYAK, kırmızı) ile terk yaş anakol (TYAK, yeşil) eğrileri de gösterilmiştir. $\tau = 17$



Şekil 6. Johnson V-bandı için yıldızlararası sönükleştirmenin (A_V) Yukarı Akrep bölgesindeki dağılımı.

Milyon yıl için Bressan et al. (2012) tarafından sağlanan yıldız evrim modellerinden elde edilen eş yaş eğrisi Şekil 5'teki en yaşlı üyelerin yaşını iyi temsil etmektedir. Böylece oymaktaki yaş dağılımı için bir üst sınırdan bahsedebiliriz. Şekil 5'te anakolun soğuk tarafında anakola gelmekte olan küçük kütleli yıldızlar da göze çarpmaktadır. Bu da bize oymağın aktif olduğunu ve yıldız oluşumunun devam ettiğini söylemektedir.

3.5 Sönükleştirme Haritası

Oymak bölgesinin sönükleştirme haritasını çıkarmak için de Zeeuw et al. (1999) tarafından belirlenen üyelerin tamamına SED analizi uygulanmıştır. Buradaki amaç sadece sönükleştirmeyi elde etmek olduğu için analiz edilen kaynakların çift, T-Tauri veya Be-türü yıldız olması SED verisinin Planck eğrisi ile modellenmesine engel olmamaktadır. Ancak §3.3'te analiz edilen tek yıldızlar dışındakiler için yapılan modellemelerde elde edilen yarıçap ve sıcaklık değerleri hatalı olabilir. Çünkü bu tür kaynakların SED verileri modellenirken kaynağın özelliklerine uygun fiziksel parametreleri içeren modellerin kullanılması gerekmektedir (örn. çift yıldız uygulaması için bkz. Bakış & Eker 2022). Bununla birlikte doğru sönükleştirme elde edilebilmektedir. Kaynakların SED analizi ile elde edilen $E(B-V)$ renk artıklarından sönükleştirme miktarları $A_V = 3.1E(B-V)$ bağıntısı kullanılarak belirlenmiştir. Sönükleştirme ifadesindeki 3.1 katsayısı galaksimiz için ortalama değer olarak kabul edilmektedir. Bu şekilde elde edilen sönükleştirme miktarlarından bölgenin

sönükleştirme haritası Şekil 6'da gösterilmiştir. Bu harita Yukarı Oymak bölgesinin ortalama uzaklığı olan $d = 141$ pc'deki kaynaklar için belirlenen sönükleştirmedir. Bölgenin sönükleştirme etkisi ortalama 0.1 kadire yakın değerlerde olmakla birlikte yer yer 0.35 kadire kadar çıkabilmektedir.

4 Tartışma ve Sonuç

Yıldızların Yer atmosferi dışında farklı dalgalarda ölçülen monokromatik akıplarının modellenmesi onların sıcaklık ve yarıçap değerleri gibi fiziksel özelliklerinin yanısıra kaynakla aramızdaki yıldızlararası sönükleştirmenin belirlenmesinde kuvvetli bir araçtır. Bu yöntem, oymaklar ve açık kümeler gibi benzer uzaklıktaki yıldızların oluşturdukları topluluklardaki yıldızların ışına güçlerini doğrudan belirlemek için kullanılabilir.

SED analizi ile üyelerini incelediğimiz Yukarı Akrep bölgesindeki T tauri yıldızların varlığı oymaktaki yıldız oluşumunun halen aktif olduğuna işaret etmektedir. H-R diyagramında gösterilen 17 Milyon yıl eş yaş eğrisi de yıldız oluşumunun başladığı zamana işaret etmektedir. Bu senaryo Sco-Cen OB2 oymağındaki F-türü yıldızları inceleyen Pecaut et al. (2012)'nin bulguları ile uyumludur.

Bu çalışma ile SED analizi kullanarak yıldız gruplarındaki yıldızlara ilişkin fiziksel özellikler ve yıldızlararası ortamın sönükleştirmesine ilişkin bilgi sahibi olabileceğimiz gösterilmiştir. SED analizinin sağlayacağı fiziksel parametrelerin duyarlılığı uzaklıktaki hata ile doğrudan ilişkilidir. Bugün

yüksek duyarlıklı GAIA uydusunun sağladığı paralaks verileri ile güvenilir sıcaklık ve yarıçap elde etmek mümkün hale gelmiştir.

SED analizinin bir başka güzel yanı da belirlenen bantlarda belirlenen sönükleştirmenin miktarı ile belirli uzaklıklardaki yıldız toplulukları için sönükleştirme haritasının oluşturulmasıdır. Örneğin yıldız oluşum bölgelerinde bu tür bir harita yıldız oluşumunun aktif olduğu bölgeleri tanımlamak için kullanışlı olabilir.

5 Teşekkür

Bu çalışmada SIMBAD veri tabanı yoğun şekilde kullanılmıştır. Prof.Dr. Zeki EKER'e önerileri için teşekkür ederim.


Kaynaklar

- Bakış V., Eker Z., 2022, değerlendirme aşamasında.
 Bakış V., Bakış H., Eker Z., Demircan O., 2007, *MNRAS*, 382, 609
 Bakış V., et al., 2014, *AJ*, 147, 149
 Bakış V., Hensberge H., Demircan O., Zejda M., Bilir S., Nitschelm C., 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. 189
 Bakış V., Bakış H., Bilir S., Eker Z., 2016, *Publ. Astron. Soc. Australia*, 33, e046
 Bakış V., et al., 2019, *Ap&SS*, 364, 162
 Borucki W. J., et al., 2010, *Science*, 327, 977
 Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
 Eker Z., et al., 2018, *MNRAS*, 479, 5491
 Fialho M. A. A., Mortari D., 2019, *Sensors*, 19, 5355
 Gaia Collaboration et al., 2016, *A&A*, 595, A1
 Gaia Collaboration et al., 2021, *A&A*, 649, A1
 Kallinger T., et al., 2010, *A&A*, 509, A77
 Kobulnicky H. A., Fryer C. L., 2007, *ApJ*, 670, 747
 Kouwenhoven M. B. N., Brown A. G. A., Portegies Zwart S. F., Kaper L., 2007, *A&A*, 474, 77
 Parker R. J., 2014, *MNRAS*, 445, 4037
 Pecaut M. J., Mamajek E. E., 2016, *MNRAS*, 461, 794
 Pecaut M. J., Mamajek E. E., Bubar E. J., 2012, *ApJ*, 746, 154
 Perryman M. A. C., et al., 1997, *A&A*, 500, 501, *ADS*
 Pojmanski G., 1997, *Acta Astron.*, 47, 467, *ADS*
 Prša A., et al., 2022, *ApJS*, 258, 16
 Ricker G. R., et al., 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)
 Salpeter E. E., 1955, *ApJ*, 121, 161
 Wright N. J., Bouy H., Drew J. E., Sarro L. M., Bertin E., Cuillandre J.-C., Barrado D., 2016, *MNRAS*, 460, 2593
 de Zeeuw P. T., Hoogerwerf R., de Bruijne J. H. J., Brown A. G. A., Blaauw A., 1999, *AJ*, 117, 354
 van Leeuwen F., 2007, *A&A*, 474, 653

Access:

M22-0316: *Turkish J.A&A* — Vol.3, Issue 3.

Kataklismik Değişen Yıldızlarda Madde Transferinin Bileşen Yıldızların Evrimine Etkisi

Dicle Zengin Çamurdan^{*} 

Ege University, Science Faculty, Department of Astronomy and Space Sciences, 35100 Bornova, Izmir, Turkey

Accepted: April 26, 2022. Revised: April 11, 2022. Submitted: March 18, 2022.

Özet

Bileşenler arası madde transferinin gözlemlendiği ($10^{-11} - 10^{-9} M_{\odot}/\text{yıl}$) kataklismik değişen yıldızların (CV) uzun dönemli evrimi, yörünge açısal momentumunun kaybedilmesi ile sürdürülür ve bu süreç çiftin yörünge döneminde de önemli değişimlere yol açtığı gözlemlenmiştir. CV'lerin gözlemsel yörünge dönem dağılımlarının açıklamaya dayanan standart CV evrim modellerinde en çok kabul gören bozulmuş manyetik frenleme modeli açısal momentum kaybındaki ani değişimleri, kırmızı cüce bileşenin kütle transferine tepkisiyle ısısal dengesinin bozulması ile açıklamaya dayanmaktadır. Bileşenler arasındaki kütle transferi ile CV'lerin kısa yörünge dönemlerine doğru evrimi aslında ikinci bileşenin evrimsel durumu ile ilişkilidir. Diğer yönden aktarılan hidrojen zengin madde, beyaz cüce yüzeyi üzerinde birikir ve sonunda termonükleer kaçak olarak adlandırılan bir süreç ile nova patlamasına ve beyaz cücenin madde biriken atmosferinin bir kısmının atılmasına yol açar. Buna ek olarak kısa ve uzun dönemli madde toplanmasının beyaz cüce sıcaklığını etkilediği gözlemlenmiştir. Bu çalışmada CVlerdeki madde transferinin hem kırmızı cüce hem de beyaz cüce bileşen üzerindeki etkileri literatürdeki gelişmeler incelenerek ortaya konulmaya çalışılmıştır.

Abstract

The long-term evolution of cataclysmic variables (CV), which mass transfer is observed between components ($10^{-11} - 10^{-9} M_{\odot}/\text{year}$), is driven by angular momentum loss and this process leads to significant orbital period change in the system. The motivation for the development of standard CV evolution model is the need to explain the observed orbital period distribution and the recognized disrupted magnetic braking model is based on explaining a sudden change in the angular momentum loss rate indicate that the donor stars driven out of thermal equilibrium. The evolution to shorter orbital period due to the mass transfer is related with the evolutionary status of the donor star. Moreover, the hydrogen rich mass is accreted on to the white dwarf and eventually, a thermo-nuclear runaway occurs leading to a nova outburst by the ejection of most of the accumulated envelope. Additionally, the observations show that the effective temperature of white dwarf is affected by short-term and long-term mass accretion. In this study, we reviewed a comprehensive relevant recent literature in order to present the effects of the mass transfer in CVs on the red dwarf and white dwarf companion stars.

Anahtar Kelimeler: stars:binaries – stars:novae,cataclysmic variable – accretion

1 Giriş

Kataklismik değişenler (CV) genellikle bileşenlerinden birisi K yada M gibi geri tayf türünden roche lobunu doldurmuş bir yoldaş yıldızın, beyaz cüce olan baş bileşenine kütle aktardığı etkileşen yakın çift sistemlerdir (Warner 2003). CV'ler madde toplanması ve çift yıldız evrimi gibi iki temel astrofiziksel sürecin çalışıldığı kaynaklardır. Kısa yörünge dönemine sahip ($\sim 1 - 15$ sa) bu yıldızlar madde transferinin biçimi açısından göz önüne alındığında beyaz cüce bileşenin manyetik alan yoğunluğuna göre manyetik ve manyetik olmayan CV'ler olarak iki ana sınıfa ayrılabilir. Eğer beyaz cüce güçlü bir manyetik alana sahip değilse ($B \leq 10^6$ G) ikinci bileşen yıldızdan transfer edilen madde beyaz cüce etrafında bir toplanma diski oluşturur. Madde transfer miktarı çok yüksek ise disk, görsel bölgede sistemden en fazla ısıtmanın alındığı kaynak durumuna gelir. Beyaz cücenin manyetik alan yoğunluğunun çok fazla olduğu manyetik CV'lerde ($B \geq 10^7$ G) ise

madde toplanması, beyaz cücenin manyetik alan çizgilerini izleyerek, beyaz cüce üzerinde küçük bir bölge olan kutup başlığı üzerindeki toplanma kolunu yolu ile gerçekleşir (Cropper 1990). Manyetik alan yoğunluğuna bağlı olarak bazı alt türlerde disk yapısı bozulur. Bu durumda madde toplanması önce disk yolu ile, manyetik basıncın gaz basıncı geçtiği noktadan sonra manyetik alan çizgilerini izleyerek beyaz cüce üzerine yönlendiği gözlenmektedir (Meintjes 2004). CV evrim modelleri hem manyetik hem de manyetik olmayan sistemlerde bileşenler arasındaki kütle transferinin en belirgin uzun dönemli etkisinin kırmızı cüce bileşende olduğunu göstermektedir (Rappaport et al. 1983; Spruit & Ritter 1983; Livio & Pringle 1994).

Bunlara ek olarak tüm bu özelliklerinin yanında ışık eğrisindeki değişimler göz önüne alındığında CV'ler anlık parlaklık değişimleri öngörülemez biçimde hızlı değişkenlik sergileyen; cüce novalar, nova-benzeri değişenler, klasik ve tekrarlayan novalar gibi pek çok alt türe sahiptir. Patlamalı davranışların sergilendiği alt türlerdeki parlaklık değişimi aralığı oldukça fazladır. Örneğin alt türlerden biri olan cüce novalar 3–5 kadirlik bir parlaklık değişimi gösterebilmektedir. Bu

* dicle.zengincamurdan@ege.edu.tr

yıldızlarda her bir patlama 1–10 gün kadar sürebilmekte ve ayrıca yarı-dönemli olan bu patlamalar kendini günler ve on yıllar mertebesinde tekrar edebilmektedir (Seward & Charles 2010). Klasik novalarda ise parlaklık değişimi daha keskin biçimde değişmektedir, nova öncesi ile maksimum parlaklık 6-19 kadir aralığında değişkenlik gösterebilmektedir. Gözlemler CV'lerin uzun dönemli evriminde bazılarında günler bazılarında yıllar mertebesinde değişen dönemlerde gerçekleşen patlamalar da özellikle beyaz cüce yıldız üzerinde etkili olduğu göstermektedir (Szkody et al. 2002; Gänsicke 2000; Gänsicke et al. 2009; Sion et al. 2008; Sion 2012).

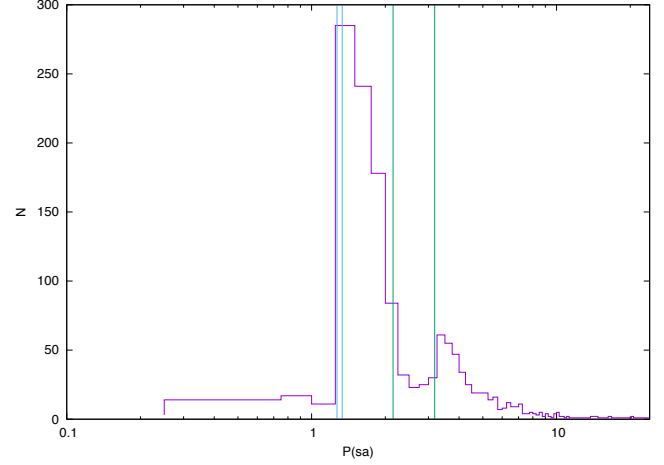
Bu çalışmada CV'lerdeki hem kırmızı cüce hem de beyaz cüce bileşen yıldızın uzun dönemli evrimleri üzerinde kütle transferi ile ilişkili olarak ortaya çıkan etkiler ve CV evrimsel süreçleri üzerine literatürdeki çalışmalar inceleyerek ortaya koymaya çalışılmıştır.

2 Katakлизмik Değişen Yıldızlarda Kütle Aktarımı ve Sistemin Tepkisi

CV'lerin iki anakol yıldızı içeren ayırık çift sistemlerden evrimleştiği önerilmektedir. CV oluşumu öncesindeki ortak zarf (CE) olarak adlandırılan süreçte dinamik olarak kararsız kütle aktarımı sonucunda daha az kütleli olan yıldız, daha kütleli olan ve daha hızlı evrimleşen yıldızın genişlemiş atmosferinde dolanır ve sonuçta yörünge açılmal momentumunun kaybı ile bir beyaz cüce ve bir anakol yıldızından oluşan CV türü bir çift sisteme dönüşür (Paczynski 1976; Taam et al. 1980). Bu sistemlerde kütle aktarımına sistemin verdiği tepkiyi anlayabilmek için öncelikle bir çift sistemin yörünge açılmal momentumunu gözönüne alındığında toplam kütle ve açılmal momentumun korunumu ($\dot{M} = 0$ ve $\dot{J} = 0$) durumunda ikinci bileşenden kütle kaybı ile bileşenler arası uzaklık ve yörünge döneminin azaldığı görülür ki bu ayırık sistemler zaman içerisinde daha kısa dönemli yarı-ayırık CV'lere doğru evrimleşirler.

Ancak katakлизмik değişenlerde kütle oranı tam tersi olarak $q < 1$ 'dir ve ikinci bileşenden madde transferi, bileşenler arası uzaklığı ve yörünge döneminin artması ile sonuçlanır. Ayrıca ikinci bileşenin Roche yarıçapındaki değişimi $\dot{M} = 0$ ve $\dot{J} = 0$ durumunda, ikinci bileşenden kütle aktarımında, $q < 5/6$ olduğunda ikinci bileşenin Roche lobunun genişlemesine yol açtığı göstermektedir (Warner 2003). Sonuç olarak bileşenler arasındaki uzaklığın artması ikinci bileşenin Roche lobundan ayrılmasına yol açar, daha fazla kütle kaybı gerçekleşemez. Aslında katakлизмik değişenleri gözlemleyebilmemiz, bileşenler arası kütle aktarımının hala gerçekleştiğinin gösterir çünkü tüm elektromanyetik tayf bölgelerinde gözlemlenen değişimler kütle aktarımı ile gerçekleşmektedir. Bu durumda bir katakлизмik değişende hangi koşullarda kararlı ve uzun süreli kütle aktarımı gerçekleşir sorusu aklımıza gelmektedir? Birinci olasılık ikinci bileşenin kırmızı dev bir yıldızla evrimleşmesidir. İkinci bileşenin genişlemesi kendi Roche lobuna değmesini sağlar ve bu durum kararlı kütle aktarımına yol açar. Ancak bu olasılık çoğu katakлизмik değişeni açıklayamaz çünkü bunlar yaşam süreleri çok uzun olan, güneş kütlelerinden daha az kütleli cüce yıldızlardır.

1980'li yıllarda CV'lere ilişkin standart bir model oluşturma amacıyla yapılan bir çok çalışma çift sistemlerde evrimsel sürecin güdücü kaynağının sistemden sürekli bir açılmal momentum kaybına yol açtığını göstermiştir (Paczynski & Sienkiewicz 1981; Verbunt & Zwaan 1981; Rappaport et al. 1983; Spruit & Ritter 1983). Yörünge açılmal momentum kaybı ile çiftin yörünge boyutları küçülür ve böylece ikinci



Şekil 1. Ritter & Kolb (2011) kataloğunda yer alan 1400'den fazla katakлизмik değişen yıldızın yörünge dağılımı. Yeşil çizgiler arasında gösterilen bölge dönem boşluğunu ($2.15 \text{ sa} < P_{orb} < 3.18 \text{ sa}$: Knigge (2006)), mavi çizgiler arasındaki bölge ise minimum yörünge dönemi (80 dk, Gänsicke et al. (2009), 76.2 dk Knigge (2006)) işaret etmektedir.

bileşenin Roche lobu da küçülür ve maddenin, yeni Roche lobu boyutundan fazla olan kısmının transfer edilmesine yol açar. Sonuç olarak CV'lerde kararlı ve sürdürülebilir kütle transferi yalnızca açılmal momentum kaybı (AML) ile gerçekleşir. Bu aslında madde toplanma miktarlarının teorik olarak hesaplanmasını da sağlar ve madde toplanma miktarları açılmal momentum kaybının yörünge dönemi ile keskin bir şekilde arttığını göstermektedir (Knigge et al. 2011). Katakлизмik değişenlerde açılmal momentum kaybına yol açan iki mekanizmanın olduğu düşünülmektedir: çekimsel ışıma ve manyetik frenleme. Aslında manyetik rüzgarlar ile düşük kütleli ikinci bileşenden açılmal momentum kaybı uzun süredir bilinen bir durumdur (Weber & Davis 1967). Çekimsel ışıma ise özellikle kısa yörünge dönemli çift sistemlerde etkili olan ve AML yol açan diğer mekanizmadır. Genel olarak uzun dönemli CV'lerde ($P > 3 \text{ sa}$) manyetik frenleme, kısa dönemli ($P < 2 \text{ sa}$) CV'lerde ise çekimsel ışıma mekanizmasıyla açılmal momentum kaybı, sistemi daha küçük kütleli ve kısa yörünge dönemlerine doğru evrimleştirir. Günümüzde standart modelin CV'lerde gözlemlenen tüm özellikleri açıklamasına da en temel özelliklere bir açıklama getirebildiği görülmektedir.

2.1 Yörünge Dönem Dağılımı ve CV Evrimi

Katakлизмik değişenler sistemler hakkında en iyi belirlenebilen parametre yörünge dönemidir, Ritter & Kolb (2003) tarafından güncellenen katakлизмik değişenler kataloğunda 1400 den fazla CV yer almaktadır. Bu sistemlerin gözlemsel yörünge dönem dağılımları Şekil 1'de gösterilmektedir ve bu şekil ikinci bileşen yıldızın evrimiyle de doğrudan ilişkili olduğu belirlenmiştir. Bu aslında madde toplanma miktarlarının teorik olarak hesaplanmasını da sağlar ve madde toplanma miktarları açılmal momentum kaybının yörünge dönemi ile keskin bir şekilde arttığını göstermektedir (Knigge et al. 2011). CV'lerin evrimini açıklayan standart model çalışmaları incelendiğinde bu modelin temel gereksiniminin Şekil 1'de yer alan gözlemsel özellikleri, özellikle de 2–3 saat aralığındaki yörünge dönemine sahip CV'lerin sayısının neden az olduğunu açıklamak üzerine olduğu

görülmektedir. Evrimsel açıdan bakıldığında bir kataklismik değişenin oluştuğu yörünge dönemi, çiftin ortak zarf evresinden çıktığı andaki kırmızı cücenin boyutu ile ilişkilidir. Eğer kırmızı cücenin boyutu, Roche lobundan küçükse kütle aktarımı gerçekleşmez ve sistem çoğu zaman pre-kataklismik değişen (pre-CV) yada kataklismik değişen öncesi olarak adlandırılır. Evrim modelleri sistemin uzun dönemli evrim süreci ile ilişkili bir zaman ölçeğinde manyetik frenleme ile çiftin yörünge ayrıklığının azaldığını ve sonunda ikinci bileşenin Roche lobu ile değme sağlandığında, kütle transferi başladığını önermektedir.

2.1.1 Uzun Dönemli Sistemler ($3 \text{ sa} < P_{orb} < 15 \text{ sa}$)

Kataklismik değişen yıldızların yörünge dönem dağılımlarına bakıldığında (bkz. Şekil 1), $\sim 10 - 15 \text{ sa}$ üstünde yörünge dönemine sahip sistemlerin sayısının azaldığı görülmektedir. Bunun nedeni hızlı ve karmaşık kütle transferinden kaçınmak için ikinci bileşenin kütesinin beyaz cücenin kütesinden küçük olma gerekliliğinden kaynaklanır (Hellier 2001). Beyaz cücenin kütesi Chandrasekhar limitinin altında olması gerektiğinden, kırmızı cücenin kütesi bu sınırdan daha az değildir. Bu nedenle ikinci bileşenin kütesi de yörünge dönemi ile orantılı olarak değişir ve bu nedenle CVlerde $\sim 10 - 15 \text{ sa}$ 'lık bir dönemden sonra gözlemlenen CV sayısı hızlı biçimde azalır. Eğer bir CV yaşamına uzun bir yörünge döneminde başlamış ise (şu anda bilinen CV'leri kabaca %5'ine karşılık gelmektedir) her iki bileşen de $> 0.4 M_{\odot}$ 'den daha kütlelidir (Howell et al. 2001). Baraffe & Kolb (2000) ve Howell (2001) yaptıkları evrimsel modellerde 7 saatten uzun döneme sahip CVlerde ikinci bileşenlerin başlangıç kütleleri $> 1 M_{\odot}$ 'tir ve değme sağlanmadan önce bu yıldızlar evrimleştiğini işaret etmektedir.

2.1.2 Dönem Boşluğu ($2 \text{ sa} < P_{orb} < 3 \text{ sa}$)

CV'lerin yörünge dönem dağılımı incelendiğinde (bkz. Şekil 1) manyetik frenleme ile AML kararlı bir şekilde kısa yörünge dönemlerine evrimi açıklayabilir ancak dönem boşluğu olarak adlandırılan 2-3 sa aralığındaki sistemlerin sayısı aniden azalır. Bu aralığın altındaki sistemler ($P_{orb} < 2 \text{ sa}$) çekimsel ışına ile kütle aktarım miktarlarına sahipken ($\dot{M} \sim 10^{-10} - 10^{-11} M_{\odot}/\text{yıl}$, Patterson (1984)), dönem boşluğunun üstündeki sistemler ($P_{orb} > 3 \text{ sa}$) manyetik frenleme ile daha yüksek kütle aktarım miktarlarına sahiptir ($\dot{M} \sim 10^{-9} - 10^{-8} M_{\odot}/\text{yıl}$, Spruit & Ritter (1983)). Bu durum Rappaport et al. (1983) ve ondan bağımsız olarak Spruit & Ritter (1983) tarafından bu dönem aralığında açısal momentum kaybının engellenmesi (disrupted magnetic breaking) ile açıklanmaktadır. Bu modelde bir kataklismik değişen $P_{orb} \simeq 3 \text{ sa}$ evrimleştiğinde manyetik frenleme mekanizmasının kapandığını yada engellendiğini varsayılmaktadır. Burada neden daha düşük bir kütle aktarımına doğru bir değişim yerine bir dönem boşluğu görülmektedir? Bunun nedeni kabaca ikinci bileşenin kütle aktarımı ile denge durumunun dışına çıkarılması ile ilişkili olduğu önerilmektedir (Knigge et al. 2011). İkinci bileşenin kütle transferine tepki olarak yarıçapındaki azalma ısısal zaman ölçeğinde gerçekleşir. Eğer bu zaman ölçeği madde transferi zaman ölçeğinden daha uzun ise - ki manyetik frenlemenin baskın olduğu süreçte durumun böyle olduğu varsayılmaktadır- yıldız kendini yeterince hızlı bir şekilde bu duruma adapte edemez ve kütesine göre yarıçapı çok hızlı bir şekilde artar. Ancak manyetik frenleme durduğunda (ya da engellendiğinde), ikinci bileşen Roche lobundan ayrılarak olması gereken yarıçapa küçülür ve bileşenler arası madde

transferi de son bulur. Burada manyetik frenleme durmasının neden olan şeyin ikinci bileşenin tamamıyla konvektif bir yıldız haline gelmesi olduğu düşünülmektedir ($M_2 \sim 0.2 - 0.3 M_{\odot}$). Yıldız manyetik alanlarının dinamo mekanizması ile üretildiğini bilinmektedir ve radyatif çekirdekli olanlara göre tamamıyla konvektif yıldızlarda yıldız manyetik alan özelliklerinin farklı olduğuna ilişkin teorik olarak bir çok çalışma bulunmaktadır (Reiners & Basri 2008, 2009, 2010; Donati et al. 2008; Morin et al. 2010). Güneş dinamosunun radyatif iç kısım ile konvektif zarf aralığında üretildiği düşünülmektedir (MacGregor & Charbonneau 1997; Charbonneau & MacGregor 1997). Yıldızın toplam kütesi azaldığında, yıldızın dış konveksiyon bölgesinin derinliği artar, çok küçük kütleli yıldızlarda yıldız tamamıyla konvektif hale gelebilirler. Tamamıyla konvektif yıldızlarda üretilen manyetik alanların, kabuk dinamosundan daha az etkin olan bir dinamo ile üretildiği düşünülmektedir (Durney & Latour 1978). McDermott & Taam (1989) çalışmasında ikinci bileşen yıldızın tamamıyla konvektif hale gelmesi ile oluşan net etki, açısal momentum kaybının keskin biçimde azalması olduğunu önermektedir.

Kütle aktarımının yeniden başlayabilmesi için yörünge boyutları küçülmelidir ve çekimsel ışına bu azalmayı gerçekleştirebilir böylece ikinci bileşen Roche lobu ile değmeyi sağlar. $P_{orb} \simeq 2 \text{ sa}$ yörünge döneminde değme yeniden sağlanır ve kütle aktarımı devam eder. Buradan sonra evrimsel süreçte, daha kısa yörünge dönemlerine doğru kütle transferinin çekimsel ışına ile daha düşük miktarlarda sürdürülür. Günümüzde yapılan bir çok çalışma ile 2-3 saat aralığındaki CV'lerin sayısı giderek artmaktadır ancak halen uzun ve kısa dönemli CV'lere göre sayısı oldukça azdır. Ritter & Kolb (2011) yılındaki kataloguna göre disk yolu ile toplanma gösteren sistemlerin %9'u dönem boşluğunda yer almaktadır. Ancak bu durum eğer beyaz cüce kuvvetli bir manyetik alana sahipse değişebilir. Bu durumda beyaz cücenin manyetik alan çizgileri ikinci bileşenin manyetik alan çizgileri ile eşleşir ve sistemin evrimini etkiler. Yapılan son çalışmalar manyetik sistemlerin farklı davranabileceğini işaret etmektedir (Pretorius et al. 2013; Pala et al. 2019; Belloni et al. 2020). Pretorius et al. (2013) sadece manyetik CV'lerin popülasyonu gözönüne alarak yaptığı popülasyon çalışmasında dönem boşluğunun MCV'lerde daha az belirgin olabileceğini işaret etmektedir.

2.1.3 Kısa Yörünge Dönemli Sistemler ($P_{orb} < 2 \text{ sa}$)

Dönem dağılımda kısa yörünge dönemlerine doğru gidildikçe $P_{orb} \leq 2 \text{ sa}$ saatin altındaki sistemlere sayısı ani azalır ve $P_{orb} \sim 80 \text{ dk}$ yörünge dönemi CV'lerde gözlemlenen minimum yörünge dönemidir. 80 dk ile 2 sa aralığında CV'lerin sayısı toplam CV'lerin %50 sini oluşturmaktadır. Ancak Gänsicke et al. (2009) yılında SDSS gökyüzü taraması ile keşfedilen CV'leri gözönüne aldığı çalışmasında $P_{min} \sim 80 - 86 \text{ dk}$ aralığını belirlemiştir ki bu dönem daha önce gözlenenlerden daha büyüktür. Standart model bu minimum yörünge dönemi 65-70 dk olarak belirlemiştir ancak gözlemler ile elde edilen minimum dönem daha büyüktür. Bu durum çiftin boyutlarının daha büyük olması ve ikinci bileşenin daha büyük yarıçaplı olmasını anlamına gerektirmektedir. 80 dakikalık minimum döneme yaklaşıldığında kırmızı cüce bileşenin kütesi o kadar azalır ki yozlaşmış bir yıldızdır ve standart model ikinci bileşenin bir beyaz cüce gibi davranmaya başladığını önermektedir (Paczynski & Sienkiewicz 1981). Böylece kütle transferi yozlaşmış ikinci bileşenin kütesini azalttığında, tepki olarak yörünge döneminde bir artışa neden olur. Yörünge

dönemi 100 dakikaya ulaştığında ikinci bileşenin kütlesi ($\approx 0.2M_{\odot}$) olacağı önerilmektedir. Düşük kütleli ikinci bileşen ve yörünge döneminin uzaması ile birlikte kütle transferi de hızla azalır ($P_{orb} = 100$ dk için $4 \times 10^{-12}M_{\odot}/yıl$) ve çift sönükleşir, belirlenmesi artık çok zor olur (Hellier 2001). Böylece sistemin yörünge döneminin değişimi yön değiştirerek daha uzun dönemlere doğru evrimleşir, bunlar minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşmiş sistemler (period bouncer) olarak adlandırılmaktadır. Standart CV evrim modelinin gözlemlendiğimiz dönem dağılımı ile de uyumlu olduğu görülmekte ve son dönemlerde manyetik olmayan CV'ler için yapılan popülasyon modelleri ile CV evrimini daha da iyi anlaşılmasına başlanmıştır (Knigge et al. 2011; Kalomeni et al. 2016; Schreiber et al. 2016; Belloni et al. 2018).

2.2 İkinci bileşen yıldız

CV evriminde kütle transferinin ikinci bileşen üzerindeki uzun dönemli etkisini, standart model çerçevesinde nasıl olduğunu bir önceki bölümde incelendi. Bu sürecin ikinci bileşen yıldızın parametreleri üzerinde etkisi Baraffe & Kolb (2000) tarafından incelenmiştir. Başlangıç kütlesi $1M_{\odot}$ olan güneş bolluğundaki ve ZAMS'ta yer alan bir ikinci bileşen için yarıçap değişimi, güneş bolluğundaki ZAMS yıldızları ile karşılaştırılmıştır. Farklı miktarlardaki kütle aktarımlarının gözönüne alındığı ($10^{-9} - 10^{-7}M_{\odot}/yıl$) $M_2 > 0.6M_{\odot}$ olan yıldızlarda kütle transferinin ZAMS'daki yıldızlarla karşılaştırıldığında yıldızın yarıçapının azalmasına, $M_2 < 0.6M_{\odot}$ olan yıldızlarda ise artmasına yol açtığı belirlenmiştir. Kütle transferi arttıkça yarıçaptaki bu ayrılma daha da artar. Baraffe & Kolb (2000)'un bu çalışması ile $P_{orb} \sim 3 - 6$ sa aralığındaki CV'lerde ikinci bileşenin ısısal dengede olmama durumunun aynı kütledeki anakol yıldızları ile karşılaştırıldığında yarıçaplarının daha büyük olmasına yol açtığı gösterilmiştir. Littlefair et al. (2008) çalışmasında kısa dönemli CV'lerin ikinci bileşenlerinin yarıçaplarının Kolb & Baraffe (1999)'da yapmış olduğu modellerde önerdiği yarıçaplardan $\sim\%10$ daha büyük yarıçaplı olduğunu önermektedir. İkinci bileşenin daha büyük yarıçaplı olma durumu, daha uzun dönemli CV'lerde de karşılaşılan bir durumdur. Bu durumu açıklamak için olası iki neden önerilmektedir. Birincisi açısal momentum kaybının artması ki bu da kütle kaybını arttırarak ikinci bileşeni ısısal dengenin dışında olmaya iter (Patterson 1998; Kolb & Baraffe 1999; Willems et al. 2005), diğeri ise bu durumun ikinci bileşenin hızlı dönmesinin etkileri ile bağlantılı olarak manyetik aktivitesi ile ilişkili olabileceğidir (Chabrier et al. 2007). Daha sonraki yıllarda Knigge et al. (2011) tarafından yapılan CV evrim model çalışmalarında, standart model ve gözlemsel olarak bilinen CV'lerin ikinci bileşen yıldızlarının kütle-yarıçap ve dönem-kütle değişimi incelenmiştir. Bu çalışmada standart modelden ($f_{GR} = 1$ ve $f_{MB} = 1$, sırasıyla çekimsel ışıma ve manyetik frenleme ile açısal momentum kaybı (AML) etkisi) farklı olarak geliştirdikleri yeni CV evrim modelinde ek çekimsel ışıma ile AML eklenmiş ($f_{GR} = 2.5$) ve uzun dönemlerde etkili olan manyetik frenleme ile AML ise azaltılmıştır ($f_{MB} = 0.66$). Bu çalışmanın ortaya koyduğu temel sonuçlardan biri CV'lerdeki sistematik açısal momentum kaybının genel olarak, ikinci bileşen yıldızın ısısal zaman ölçeği ile karşılaştırılabilir bir zaman ölçeğinde gerçekleştiğinin gösterilmesidir. Ancak açısal momentum kayıp zaman ölçeğinin daha kısa olduğu durumda ikinci bileşenin ısısal dengesini yitirerek aynı kütleli tek anakol yıldızları ile karşılaştırıldığında daha büyük yarıçaplı hale geldiği belirlenmiştir. Yarıçaptaki bu artış ikinci bileşenden kütle kaybı arttıkça artmaktadır. Bu durum hem dönem boşluğunun

üstündeki hemde altındaki dönemlerdeki CV'lerde kendini göstermektedir. Bunlara ek olarak ikinci bileşen yıldızdan kütle kaybı olmasa bile Roche lobunu dolduran ikinci bileşen yıldızın çekimsel etkiler ve hızlı dönmeyle ilgili olarak ikinci bileşen yıldızın yarıçapında, aynı kütleli tek anakol yıldızları ile karşılaştırıldığında yarıçap artışına neden olduğu görülmüştür. Çünkü kısa dönemli yarı-ayrık bu çift sistemlerde ikinci bileşen yıldız, baş yıldız olan beyaz cücenin çekim etkileriyle küresel yapısı bozulmuştur. Yalnızca bu etkiler gözönüne alındığında bile CV'lerin ikinci bileşenlerinin yarıçapları dönem boşluğunun altında $\sim\%4-5$ 'lik artış, dönem boşluğunun üstünde ise $\sim\%8$ 'lik artış göstermektedir. Bir diğeri, ikinci bileşenin beyaz cüceye bakan yüzünün ısıtılması, yıldızın yarıçap artışına katkısıdır ancak bunu CV'lerde dönem boşluğunun altında $\%1-2$ den az, dönem boşluğunun üstünde ise $\%3$ 'den az olduğu işaret edilmektedir (Knigge et al. 2011).

Ancak ikinci bileşen kütle kaybına tepki olarak çift sistemin ayrıklığı arttığı düşünüldüğünde ve kütle aktarım miktarlarının çok düşük ($\dot{M} \sim 10^{-12} - 10^{-11}M_{\odot}/yıl$) olması beklenmektedir. Elbetteki bu noktada çok küçük kütleli ikinci bileşeni gözlemsel olarak belirlemek zordur çünkü optik bölgede parlak olan beyaz cüce ve toplanma diski daha baskın gelmektedir ancak sistem parlak durumda olduğu bir nova yada cüce nova patlamasında olması durumunda gözlemlenebilir. Bu dönem aralığında olduğu gözlemsel olarak belirlenen 20 aday CV bulunmaktadır. Hernández Santisteban et al. (2018) çalışmasında SDSS ve Palomar gökyüzü taraması ile elde edilen verilerde herhangi bir şekilde CV olarak sınıflaması yapılmamış ~ 2600 çift yıldız içerisinde kütle transferinin çok az olduğu beyaz cüce ve çok sönük ikinci bileşene sahip (ki bu durumda neredeyse tek beyaz cüce gibi davranan) sistemler taranmıştır. Beyaz cücenin baskın olduğu minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşmiş bu sistemlerin 75–120 dakika aralığında olması ve düşük kütleli ikinci bileşenin yarıçapının $R_2 \sim 0.1R_{\odot}$ olması beklenmektedir. Bunların $\sim\%10$ 'unun tutulma gösteren sistem olması beklenmiştir ki bu tür sistemleri belirlemenin en iyi yolunun derin tutulmaları gözlemek olduğu düşünülmüştür. Ancak çalışma sonuçlarında böylesi herhangi bir sistem bulunamamıştır, yapılan modelleme de ise bu tür sistemlerin uzay yoğunluğunun düşük olduğunu göstermektedir ($r < 2 \times 10^{-5}pc^{-3}$). Beyaz cüce sıcaklığının ise 8000–12 000 K sıcaklık aralığında olması beklenmektedir. Kawka et al. (2021) yapmış olduğu çalışma ile birlikte şimdiye kadar belirlenen zayıf yada etkileşim göstermeyen manyetik bir beyaz cüce ve kahverengi cüce bileşenli üç sistem belirlenmiştir. SDSS J1212+0136, SDSS J1514+0744 ve SDSS J1606-1000. Bu sistemlerin ortak özellikleri ~ 90 dk yörünge dönemine sahiptirler ve beyaz cüce sıcaklıkları 10 000 K kadar olduğu belirlenmiştir. Pala et al. (2019) CV'lerdeki WD etkin sıcaklıklarının incelendiği çalışmada standart CV evrim modelinin önerdiği minimum yörünge döneminin ötesine evrimleşen CV'ler için kütle aktarım miktarları $2 \times 10^{-11}M_{\odot}/yıl$ ve karşılık gelen WD sıcaklığı 11 500 K olarak belirlenmiştir.

3 Madde transferinin beyaz cüce yıldız üzerindeki etkisi

3.1 Beyaz cüce kütlesi ile ilişkili problem

CV'lerde ikinci bileşenden kütle transferi, manyetik olmayan sistemlerde disk yoluyla, manyetik CV'lerde ise WD'nin manyetik alan çizgilerini izleyerek beyaz cüce üzerindeki toplanma kolonu yolu ile WD üzerine yığılır ve sonuçta WD'nin kütlesini arttırması beklenir. Bu noktada karakteristik kütle

toplanma miktarları ve evrimsel zaman ölçekleri ($P > 3$ sa, 10^8 yıl ve $P < 2$ sa, 10^9 yıl) göz önüne alındığında CV'lerdeki WD kütlelerinin Chandrasekhar kütle sınırına yaklaşması ve SNIa Süpernovaya dönüşmesine yol açar mı sorusu akıllara gelmektedir. Ancak klasik novalara ilişkin gözlemsel ve teorik çalışmalar, WD kütlesinin tipik bir CV yaşam sürecinde monoton olarak artmadığını göstermektedir. WD'nin kütle ve sıcaklığına bağlı olarak, $10^{-6} - 10^{-4} M_{\odot}$ /yıl kadarlık bir hidrojen toplanma katmanından sonra, yozlaşmış çekirdek sınırında patlamalı bir termonükleer reaksiyon ile yanma başlar. Ve nova patlamasıyla maddenin toplandığı katman ve merkezden gelen karıştırılan madde ile birlikte fırlatılır. Bu konudaki ilk çalışmalarda Prialnik & Kovetz (1995) yaptıkları nova simülasyonlarında, bir çok ardaşık nova çevrimi geçiren bir sistem için $10^{-9} M_{\odot}$ /yıl'dan daha az kütle transfer miktarlarında, tüm durumlarda beyaz cücesini kütlesinin azaldığını önermektedir. Yalnızca $10^{-8} M_{\odot}$ /yıl'dan fazla kütle transfer miktarları WD kütlesine arttırılabilmektedir. Gänsicke (2000) çalışmasında tek bir nova patlaması boyunca kütle aktarım miktarının bir fonksiyonu olarak WD kütlesinin değişimi incelenmiştir. Bir CV'nin yaşam süresi boyunca bir kaç 1000 belki de 10bin nova patlaması geçirdiği düşünülürse, WD kütlesinin zamanla azalması beklenir. Ve bu açıdan düşünüldüğünde CV'ler zayıf bir SNIa tür süpernova aday olmalıdır. Ancak Gänsicke (2000) $10^{-8} M_{\odot}$ /yıl büyük kütle aktarım miktarlarında WD kütlesi zamanla artacağını önermektedir. Yine aynı çalışmada yörünge dönemine göre WD kütlesinin değişimi incelendiğinde kısa dönemli CV'lerin daha düşük kütleli WD'ler içerdiğini, tam tersine uzun dönemli CV'lerin daha büyük kütleli WD içerdiğini belirlenmiştir ve bu durumu ardaşık nova patlamalarının WD çekirdek kütlesini erozyona uğratması ile ilişkili olduğunu önermektedir. Buna ek olarak CV'lerdeki ortalama WD kütle değeri, tek WD'lerin kütleleri ile karşılaştırıldığında farklı olduğu görülmüştür. Daha önceki yıllarda yapılan çalışmalar CV'lerde ortalama WD kütlelerini $0.8 - 1.2 M_{\odot}$ (Warner 1973; Ritter 1987) aralığında yer aldığını göstermektedir. Bu değer tek WD ortalama kütlesi olan $0.6 M_{\odot}$ (Koester 1979; Liebert et al. 2005; Kepler et al. 2007) daha büyüktür.

3.2 Beyaz cüce etkin sıcaklıkları ve kütle aktarımı ile ilişkisi

CV'lerin yörünge dönem dağılımları farklı yörünge dönem aralıklarında, farklı madde transfer miktarlarına karşılık gelmektedir ve yörünge dönemi kütle toplanma miktarı ve sistemin evrim durumunu belirlemede ilk aşamada hızlı ve kolay bir tahmin yapmamızı sağlar. Ancak ortalama kütle aktarım miktarını ölçmenin en doğru yolu WD etkin sıcaklığının ölçümü ile mümkündür ki bu değer WD yüzeyinde toplanarak sıkışan maddenin ısınması ile ilişkilidir (Townesley & Bildsten 2004) ve WD zarfının ısıl zaman ölçeğinde (100–10 bin yıl) uzun dönemli kütle transferinin ölçülmesine olanak sağlar. CV'lerdeki WD'ler sistemin sıcak bileşenleri olduğundan ($T_{eff} > 10000$ K) maksimum enerjilerini UV bölgede salarlar. Bu dalgaboylarında, optik bölgeye göre bu bölgeye akan maddenin ve ikinci bileşenin katkıları azdır, bu nedenle de uzay teleskopları ile gözlemler bu noktada önem kazanmaktadır. Hubble uzay teleskobu (HST), FUSE moröte tayfölçeri ve ROSAT, EXOSAT, XMM-Newton ve Chandra, Hopkins UV teleskobunda yer alan X-ışın ve uzak moröte gözlemler ile birlikte CV'ler çalışılmış ve madde toplanma sürecinden nasıl etkilendiği araştırılabilmektedir. Özellikle 3–2000 Å dalgaboyu aralığında CV'lerdeki WD,

disk ve WD yüzeyi arasındaki sınır katman ve toplanma diskleri ve rüzgarlar bu gözlemlerle belirlenebilmiştir. CV'lerdeki beyaz cüceler için uzay gözlemleri, özellikle parlak toplanma diskinin yada maddenin diske çarptığı parlak noktasının katkısının olmadığı sakin evrede yapılmaktadır. Böylece bu gözlemler ile WD'nin yüzey sıcaklığı, kütle toplanma miktarları, dönme hızı, kimyasal bolluklar belirlenebilmektedir ve ayrıca madde toplanmasının ve nükleer kaçak ile tetiklenen patlamaların zamanla WD üzerinde yarattığı atmosferik kimyasındaki değişimi, yapısında ve evrimindeki değişiklikler üzerine çalışılabilme imkanı sağlamaktadır. Bu konudaki ilk çalışmalar Szkody et al. (2002), Gänsicke et al. (2009) ve Sion et al. (2008); Sion (2012) çalışmalarıdır. Sion (2012) yapmış olduğu çalışmada CV'lerdeki WD'lerin yörünge dönemi yüzey sıcaklığının değişimi yani gözlemlenen ısınma ve soğuma durumunun evrimsel modellerle karşılaştırılarak uzun dönemli evrimi üzerindeki etkileri araştırılmıştır.

3.3 Beyaz cüce etkin sıcaklıkları ve nova patlamaları ile ilişkisi

Toplanma göstermeyen beyaz cücelerden farklı olarak CV'lerdeki WD'lerin fotosferik sıcaklıkları, uzun dönemli ortalama kütle aktarımının ve nova patlamalarının etkileri ile doğrudan ilişkilidir ve bu nedenle de bu yıldızların sıcaklıkları evrimlerini anlamak açısından da oldukça önemli hale getirmektedir. Bu sıcaklıklar cüce novaların, nova benzeri sistemlerin sakin evrede ve Polar türü sistemlerin düşük kütle toplanma miktarlarını işaret eden low-state durumunda elde edilen tayflarının WD atmosfer modelleriyle fit edilmesinden elde edilmektedir. Ancak toplanma göstermeyen tek beyaz cüce sıcaklıklarından farklı olarak, CV'lerdeki WD bileşenlerinin etkin sıcaklıkları, WD kütlelerinin çok da iyi bilinmemesi ve kaynağın uzaklığındaki hatalar nedeniyle başarılı bir şekilde belirlenmemektedir. Bunlara ek olarak CV doğrultusundaki kızıl ışın, WD dışındaki çift sistemde uzakmoröte akıya katkı sağlayan belirlenememiş diğer kaynaklar ve zamanla değişim gösteren madde toplanması ile ilişkili olarak ısınma ve soğumadaki geçici değişkenlik, çiftin yörünge bakış doğrultusuna göre gerçekleşen değişimleri modelleme sırasındaki belirsizlikleri arttıran diğer faktörlerdir. Sion (2012) CV'lerdeki WD sıcaklıkları bilinen ~ 50 CV'nin (polar, cüce nova, nova benzeri) yörünge dönemi ile değişimleri incelendiğinde belli alt türlere WD sıcaklıklarının diğer türlerden belirgin şekilde birbirinden ayrıldığı görülmektedir, örneğin cüce novaların 15 000 K sıcaklığı civarında toplandığını belirlenmiştir. Bu sonuçlar daha önce Szkody et al. (2002) ve Gänsicke et al. (2005) HST ile elde edilen sonuçlarına benzer şekildedir. Manyetik ve manyetik olmayan CV'lerdeki WD sıcaklıkları kütle aktarımını sürdüren çekimsel ışımaya mekanizması ile belirlenen kütle kayıp miktarları ile uyumlu olacak şekilde olduğu görülmüştür. Dönem boşluğunun altındaki CV'lerdeki WD'ler, 15 000–20 000 K aralığında ve elde edilen kütle kayıp miktarları çekimsel dalgalar ile salınandan daha büyük değerlere sahip oldukları belirlenmiştir. Bunlara ek olarak aynı yörünge dönemine sahip, manyetik CV'lerdeki WD'ler, manyetik olmayan CV'lerdeki WD'lerden daha soğuk görünmektedir. Bu sonuç MCV'lerin ortalama kütle kayıp miktarlarının, manyetik olmayan sistemlerden daha az olduğunu göstermektedir. Bu durumun ikinci yıldızın manyetik rüzgarlarının baskılanması sonucunda olduğu önerilmektedir. Dönem boşluğunun üstünde, yüzey sıcaklıklarının, daha büyük kütle kayıp miktarları ile ilişkili olarak daha büyük ayrışmalar yaptığı belirlenmiştir.

Pala et al. (2017) CV'lerdeki WD etkin sıcaklıkları belirlemek için HST ile elde edilen tayf gözlemlerini kullanarak sadece manyetik olmayan 45 CV üzerine çalışmıştır. Manyetik olmayan CV'lerin seçilmesinin nedeni son dönemlerde manyetik CV'lerin, evrim yollarının manyetik frenlemenin baskınlanması ile ilişkili olarak manyetik olmayanlardan farklı olabileceğine ilişkin çalışmaların yer almasıdır (Webbink & Wickramasinghe 2002; Araujo-Betancor et al. 2005; Ferrario et al. 2015). Bu çalışmada elde edilen $T_{wd} - P_{orb}$ ve $\dot{M} - P_{orb}$ dağılımları günümüz CV populasyon modelleri ile karşılaştırıldığında dönem boşluğunun üstündeki CV'lerin WD sıcaklıkları ortalama 23 000 K, dönem boşluğunun altındaki WD sıcaklıkları ortalama 15 000 K olarak belirlenmiştir. Elde ettikleri evrimsel modeller standart CV evrim modeli ile uyumlu olarak dönem boşluğunun üstündeki kütle kayıp miktarlarının, dönem boşluğunun altındaki kütle kayıp miktarlarından on kat daha büyük olduğunu göstermektedir. Özellikle kısa dönemli CV'lerde sistemler burada da çekimsel ışımadan beklenenden daha büyük kütle transfer miktarlarını olduğunu göstermektedir. Sion (2012) sonuçlarına benzer olarak dönem boşluğunun üstündeki sistemlerin sıcaklıkları, altındaki sistemlere göre daha geniş sapsalar göstermektedir.

Wijnen et al. (2015), hem nova çevrimleri boyunca hem de CV-öncesi dönemde ısıl zaman ölçeğindeki kütle transferi süresince beyaz cüce kütleindeki artışın CV evrimindeki etkisini incelediklerinde her ikisinin de tek WD kütleleri ile CV'lerdeki WD'lerin kütleleri arasındaki farkı açıklamada etkili olmadığını belirlemişlerdir. Bu konudaki alternatif açıklamalar sistemden ek açısal momentum kayıplarının olması ve nova patlamaları süresince asimetric kütle atımının, düşük kütleli beyaz cüceye sahip CV'lerde karasız kütle transferlerine yol açması ile de açıklanabileceği önerilmektedir. Hillman et al. (2015) yalnızca büyük kütle kayıp miktarlarına sahip büyük kütleli CV'lerdeki WD kütlelerinin arttığını önermektedir. Ancak McAllister et al. (2019) dönem boşluğuna altındaki ve üstündeki sistemlerdeki ortalama WD kütlelerini karşılaştırarak CV'lerdeki WD kütlelerinde herhangi bir artış olmadığını bulmuştur. Hillman et al. (2016) bir çok nova çevriminden sonra yarı-kararlı Helyum yanmasının, CV'lerdeki WD'nin Chandeseckhar limitine ulaşmasına yol açabileceğini önermektedir. Ancak CV'lerdeki WD'nin kütlelerine ilişkin bu problemler hala tartışılmaktadır.

4 Sonuçlar

Bu çalışmada CV'lerdeki kütle transferinin hem bileşen yıldızlar hem de sistemin evrimi açısından gözlemsel ve teorik çalışmalar göz önünde bulundurularak uzun dönemli etkileri farklı bir çok çalışma ile ortaya konarak bu süreçlerin anlaşılması katkıda bulunulmaya çalışılmıştır. Ancak yine de CV'lerdeki madde transferi ile hem beyaz cüce hem de kırmızı yıldızın parametreleri üzerindeki karmaşık etkileşimleri anlayabilmek için optik bölge dışındaki tüm dalgaboyu aralıklarında ama özellikle de kırmızı öte ve yüksek enerjili UV/X-ışın bölgelerinde yapılacak yüksek duyarlılıklı tayfsal ve fotometrik gözlemlere ihtiyaç duyduğu görülmektedir. Bu tür gözlemler ile iyi analiz edilerek belirlenen yeni CV'lerden elde edilecek parametreler ile kütle, açısal momentum ve enerji transferine sistemin tepkisini anlamak açısından önemli gözlemsel veriler sağlayacaktır.

Kaynaklar

Araujo-Betancor S., Gänsicke B. T., Long K. S., Beuermann K., de Martino D., Sion E. M., Szkody P., 2005, *ApJ*, 622, 589
Baraffe I., Kolb U., 2000, *MNRAS*, 318, 354

Belloni D., Schreiber M. R., Zorotovic M., Hkiewicz K., Hurley J. R., Giersz M., Lagos F., 2018, *MNRAS*, 478, 5626
Belloni D., Schreiber M. R., Pala A. F., Gänsicke B. T., Zorotovic M., Rodrigues C. V., 2020, *MNRAS*, 491, 5717
Chabrier G., Gallardo J., Baraffe I., 2007, *A&A*, 472, L17
Charbonneau P., MacGregor K. B., 1997, *ApJ*, 486, 502
Cropper M., 1990, *Space Science Reviews*, 54, 195
Donati J. F., et al., 2008, *MNRAS*, 390, 545
Durney B. R., Latour J., 1978, *Geophysical and Astrophysical Fluid Dynamics*, 9, 241, *ADS*
Ferrario L., de Martino D., Gänsicke B. T., 2015, *Space Sci. Rev.*, 191, 111
Gänsicke B. T., 2000, *Reviews in Modern Astronomy*, 13, 151, *ADS*
Gänsicke B. T., Szkody P., Howell S. B., Sion E. M., 2005, *ApJ*, 629, 451
Gänsicke B. T., et al., 2009, *MNRAS*, 397, 2170
Hellier C., 2001, *Cataclysmic Variable Stars*. Springer
Hernández Santisteban J. V., Knigge C., Pretorius M. L., Sullivan M., Warner B., 2018, *MNRAS*, 473, 3241
Hillman Y., Prialnik D., Kovetz A., Shara M. M., 2015, *MNRAS*, 446, 1924
Hillman Y., Prialnik D., Kovetz A., Shara M. M., 2016, *ApJ*, 819, 168
Howell S. B., 2001, *PASJ*, 53, 675
Howell S. B., Nelson L. A., Rappaport S., 2001, *ApJ*, 550, 897
Kalomeni B., Nelson L., Rappaport S., Molnar M., Quintin J., Yakut K., 2016, *ApJ*, 833, 83
Kawka A., et al., 2021, *MNRAS*, 507, L30
Kepler S. O., Kleinman S. J., Nitta A., Koester D., Castanheira B. G., Giovannini O., Costa A. F. M., Althaus L., 2007, *MNRAS*, 375, 1315
Knigge C., 2006, *MNRAS*, 373, 484
Knigge C., Baraffe I., Patterson J., 2011, *ApJS*, 194, 28
Koester D., 1979, *A&A*, 72, 376, *ADS*
Kolb U., Baraffe I., 1999, *MNRAS*, 309, 1034
Liebert J., Bergeron P., Holberg J. B., 2005, *ApJS*, 156, 47
Littlefair S. P., Dhillon V. S., Marsh T. R., Gänsicke B. T., Southworth J., Baraffe I., Watson C. A., Copperwheat C., 2008, *MNRAS*, 388, 1582
Livio M., Pringle J. E., 1994, *ApJ*, 427, 956
MacGregor K. B., Charbonneau P., 1997, *ApJ*, 486, 484
McAllister M., et al., 2019, *MNRAS*, 486, 5535
McDermott P. N., Taam R. E., 1989, *ApJ*, 342, 1019
Meintjes P. J., 2004, *MNRAS*, 352, 416
Morin J., Donati J. F., Petit P., Delfosse X., Forveille T., Jardine M. M., 2010, *MNRAS*, 407, 2269
Paczynski B., 1976, in Eggleton P., Mitton S., Whelan J., eds, *Symposium sponsored by the International Astronomical Union Vol. 73, Structure and Evolution of Close Binary Systems*. p. 75
Paczynski B., Sienkiewicz R., 1981, *ApJ*, 248, L27
Pala A. F., et al., 2017, *MNRAS*, 466, 2855
Pala A. F., et al., 2019, *MNRAS*, 483, 1080
Patterson J., 1984, *ApJS*, 54, 443
Patterson J., 1998, *PASP*, 110, 1132
Pretorius M. L., Knigge C., Schwobe A. D., 2013, *MNRAS*, 432, 570
Prialnik D., Kovetz A., 1995, *ApJ*, 445, 789
Rappaport S., Verbunt F., Joss P. C., 1983, *ApJ*, 275, 713
Reiners A., Basri G., 2008, *ApJ*, 684, 1390
Reiners A., Basri G., 2009, *A&A*, 496, 787
Reiners A., Basri G., 2010, *ApJ*, 710, 924
Ritter H., 1987, *Mem. Soc. Astron. Italiana*, 58, 133, *ADS*
Ritter H., Kolb U., 2003, *VizieR Online Data Catalog*, p. V/113A, *ADS*
Ritter H., Kolb U., 2011, *VizieR Online Data Catalog*, p. B/cb, *ADS*
Schreiber M. R., Zorotovic M., Wijnen T. P. G., 2016, *MNRAS*, 455, L16
Seward F. D., Charles P. A., 2010, *Exploring the X-ray Universe*. Cambridge University Press

- Sion E. M., 2012, *Journal of Astronomy and Space Sciences*, 29, 169
Sion E. M., Gänsicke B. T., Long K. S., Szkody P., Knigge C., Hubeny I., deMartino D., Godon P., 2008, *ApJ*, 681, 543
Spruit H. C., Ritter H., 1983, *A&A*, 124, 267, [ADS](#)
Szkody P., Gänsicke B. T., Sion E. M., Howell S. B., 2002, *ApJ*, 574, 950
Taam R. E., Flannery B. P., Faulkner J., 1980, *ApJ*, 239, 1017
Townsend D. M., Bildsten L., 2004, *ApJ*, 600, 390
Verbunt F., Zwaan C., 1981, *A&A*, 100, L7, [ADS](#)
Warner B., 1973, *MNRAS*, 162, 189
Warner B., 2003, *Cataclysmic Variable Stars*. Cambridge University Press, [doi:10.1017/CBO9780511586491](https://doi.org/10.1017/CBO9780511586491)
Webbink R. F., Wickramasinghe D. T., 2002, *MNRAS*, 335, 1
Weber E. J., Davis Leverett J., 1967, *ApJ*, 148, 217
Wijnen T. P. G., Zorotovic M., Schreiber M. R., 2015, *A&A*, 577, A143
Willems B., Kolb U., Sandquist E. L., Taam R. E., Dubus G., 2005, *ApJ*, 635, 1263

Access:

M22-0314: [Turkish J.A&A](#) — Vol.3, Issue 3.