

Yıldızlarda Dönme ve Tayf Türü Arasındaki İlişki

Ahmet Usta¹  , Mert Boran² , Cenk Kayhan³ 

¹ Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Fen Bilimleri Enstitüsü, Erciyes Üniversitesi, 38030 Kayseri, Türkiye

² Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Fen Fakültesi, Erciyes Üniversitesi, 38030 Kayseri, Türkiye

³ Bilimsel Araştırma Projeleri Koordinatörlüğü Birimi, Kayseri Üniversitesi, 38280 Kayseri, Türkiye

Accepted: April 6, 2025. Revised: April 6, 2025. Received: November 27, 2024.

Özet

Bu çalışmada, tayf türü ile öngörülen yıldız dönme hızı ($v \sin i$) arasındaki ilişkiyi inceliyoruz; farklı evrimsel aşamalarda bulunan yaklaşık 50 000 tek yıldızdan oluşan bir örneklem kullanıyoruz. Çalışmaya dahil edilen yıldızlar, O0'dan M9'a kadar geniş bir tayf türü aralığını kapsamaktadır. Yıldızlar, tayf türleri ve ısıtma sınıflarına göre iki alt gruba ayrılarak incelenmiştir. Bu alt gruplar ayrı ayrı değerlendirilerek yıldızların evrimsel durumlarının dönme hızları üzerindeki etkisi analiz edilmiştir. Elde edilen sonuçlar, tayf türü erken türden geç türe doğru ilerledikçe ortalama dönme hızı ($\langle v \sin i \rangle$) değerinde belirgin bir azalma olduğunu göstermektedir. Özellikle sıcak yıldızlar (O0 ila F2) ile daha soğuk yıldızlar (F2 ila M9) karşılaştırıldığında, $\langle v \sin i \rangle$ değerinde yaklaşık 100 km s⁻¹'lik kayda değer bir düşüş görülmüştür. Ayrıca yıldızlar evrimleştikçe $\langle v \sin i \rangle$ değerlerinde bir azalma gözlemlenmiş ve bu eğilim özellikle altdev evresi sonrasındaki aşamalarda daha belirgin hale gelmiştir.

Abstract

In this study, we investigate the relationship between spectral type and projected stellar rotational velocity ($v \sin i$) using a sample of approximately 50,000 single stars at different evolutionary stages. The stars in the sample span a broad range of spectral types, from O0 to M9. To conduct the analysis, the stars were divided into two subgroups based on their spectral type and luminosity class. These subgroups were examined separately to evaluate how the evolutionary status of stars affects their rotational velocities. The results indicate a noticeable decrease in the mean projected rotational velocity ($\langle v \sin i \rangle$) as spectral type progresses from early to late types. In particular, a significant drop of approximately 100 km s⁻¹ in $\langle v \sin i \rangle$ is found when comparing hot stars (O0 to F2) with cooler stars (F2 to M9). Additionally, $\langle v \sin i \rangle$ tends to decrease as stars evolve, with the most prominent decline observed beyond the subgiant phase.

Anahtar Kelimeler: stars: general – stars: rotation – stars: evolution – stars: late-type – stars: early-type – stars: statistics

1 Giriş

Tüm yıldızlar moleküler bulutlar içinde doğar, zaman içinde evrimleşir ve nihayetinde evrimlerinin sonuna ulaşır. Bu ışıltılı yaşamın nasıl ortaya çıkacağını belirleyen parametreler karmaşık bir bulmacayı temsil eder. Her bir parçayı anlamak ve doğru bir şekilde yerleştirmek çok önemlidir. Bu parametreler arasında yıldız dönmesi, çekirdekten yüzeye kadar yıldızın yapısını etkileyen önemli bir faktördür. Yıldız dönmesi üzerine en önemli çalışma von Zeipel (1924) tarafından yapılmış ve dönmenin yıldız evriminde çok önemli bir parametre olduğunu göstermiştir.

Yıldız dönmesinin en belirgin sonuçlarından biri küresel simetriden sapmadır (McAlister ve diğ. 2005; Che ve diğ. 2011). Sonuç olarak, bazı gözlemlere dayanarak, kutup ve ekvator bölgelerinin yarıçapları arasında %50'ye varan bir değişim potansiyeli vardır (Maeder 2009; Abdul-Masih 2023). Yarıçaptaki bu tür değişimler yıldızın etkin sıcaklık profilinin ve iyonlaşma dengesinin değişmesine neden olur (von Zeipel 1924; Maeder 2009). Yıldız dönmesinin ek bir sonucu da kimyasal bileşiminin değişmesidir. Diferansiyel dönme, yıldızın hidrostatik ve termal dengesini bozarak çekirdek ve radyatif zarf içindeki maddenin karışmasına neden olur

(Jermyn ve diğ. 2018; Costa ve diğ. 2019). Bazı çalışmalar, rotasyonel karışımın yıldız çekirdeği içindeki Hidrojen arzını artırabileceğini ve böylece anakol evresinin ömrünü yaklaşık %30 uzatabileceğini göstermiştir (Meynet & Maeder 2000). Yıldız evriminin ilk aşamalarında (ilk birkaç milyon yıl), birçok çalışmanın da gösterdiği gibi (Rebull ve diğ. 2006; Cieza & Baliber 2007; Gallet & Bouvier 2013), yığılma diski olan yıldızlar, diski olmayanlara göre daha yavaş dönme hızları sergileme eğilimindedir. Bu olgunun birincil gerekçesi, yıldız diske bağlı kaldığını ve böylece sabit bir öngörülen yıldız dönme hızını ($v \sin i$) koruduğunu öne süren disk kilitleme hipotezine atfedilebilir. Bir yıldız ile manyetik alana sahip bir disk arasındaki etkileşimin merkezi yıldızın $v \sin i$ değerini düzenleyebileceği ve bunun da yıldızın gelgit kilitlenmesine yol açabileceği çeşitli çalışmalarla (Koenigl 1991; Collier Cameron & Campbell 1993; Armitage & Clarke 1996) gösterilmiştir (Barnes ve diğ. 2001). Bu da yıldızın $v \sin i$ değerinde bir azalmaya yol açacaktır. Bununla birlikte, yıldız diskini kaybettiğinde, Hayashi yolu boyunca beklenen yarıçap daralmasının bir sonucu olarak hızlı dönmeye başlar (Gallet & Bouvier 2013). Literatürdeki çalışmaların gösterdiği üzere (Koenigl 1991; Barnes ve diğ. 2001; Gallet & Bouvier 2013), bu olgu yıldızın açısal momentumunu sıfır yaş anakoldan (ZAMS) anakola kadar sürdürememesine bağlanabilir. Bir yıldız üzerine uygulanan manyetik etkiler, “manyetik frenleme” olarak bilinen

* 4011730072@erciyes.edu.tr

Çizelge 1. Bu araştırmada kullanılan tayf türleri, toplam yıldız sayısı ve kaynaklar sunulmuştur. Kaynak Listesi: (1): Chang ve diğ. (2013), (2): Wolff ve diğ. (2007), (3): Royer ve diğ. (2002a), (4): Royer ve diğ. (2007), (5): Zorec & Royer (2012), (6): Royer ve diğ. (2002b), (7): Cutispoto ve diğ. (2002), (8): De Medeiros & Mayor (1999), (9): De Medeiros ve diğ. (2002a), (10): De Medeiros ve diğ. (2002b), (11): De Medeiros ve diğ. (2004), (12): De Medeiros ve diğ. (2014), (13): Messina ve diğ. (2010), (14): Messina ve diğ. (2011), (15): López-Valdivia ve diğ. (2019), (16): Crossfield (2014), (17): Jeffers ve diğ. (2018), (18): Smith (2015), (19): Holgado ve diğ. (2022), (20): Shepard ve diğ. (2020), (21): Howarth ve diğ. (1997), (22): Serebriakova ve diğ. (2023), (23): Simón-Díaz & Herrero (2014), (24): Wolff ve diğ. (2004), (25): Głębocki & Gnański (2005).

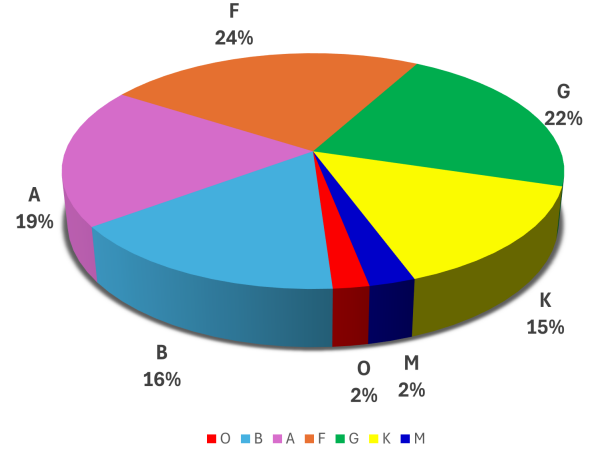
Tayf Türü	Toplam Yıldız Sayısı	Kaynaklar
A, F	6	(1)
B	123	(2)
B, A, F	4078	(3,4,5)
B, A, F, G, K	2401	(6)
F, G, K	3851	(7,8,9,10,11,12)
F, G, K, M	147	(13)
G, K, M	99	(14)
K, M	221	(15)
M	1225	(16,17,18)
O	294	(19,20)
O, B	529	(21,22,23)
O, B, A, F, G, K	143	(24)
O, B, A, F, G, K, M	36419	(25)

süreç $v \sin i$ değerinde bir azalmaya neden olur (Kraft 1967). Bu, açısal momentumu yıldızdan uzağa taşıyan manyetize yıldız rüzgarlarına atfedilebilir (Barnes ve diğ. 2016; See ve diğ. 2024).

Skumanich (1972) bir yıldızın yüzey dinamo alanının anakol evresinde hem $v \sin i$ hem de zaman (veya yaş) ile bağlantılı olarak azaldığını göstermektedir. Durney (1972) bu hipotezi bir yıldız rüzgarı modeli yardımıyla desteklemektedir. Geç tip yıldızlar (G, K ve M), güçlü konvektif dış katmanları sayesinde dinamo mekanizmasıyla manyetik alan üretir ve bu alanlar manyetik frenlemeye yol açar. Buna karşılık, erken tip yıldızlar (O, B, A ve erken-F) daha zayıf konvektif katmanlara sahip olduklarından, dinamo mekanizması etkin çalışmaz ve dolayısıyla manyetik alanları daha zayıf olur. Tersine, MacGregor & Brenner (1991) tarafından sunulan kanıtlar, yıldızların yüksek bir hızda dönmeleri halinde "manyetik doygunluk" durumuna ulaşabileceklerini ve bunun da açısal momentum kaybını azaltacağını göstermektedir. Ayrıca, D'Antona ve diğ. (2017) çift yıldızlarda gözlenen iki modlu dönme dağılımı için potansiyel bir açıklama ortaya koymuştur. Bu açıklama, çift yıldızın bir yoldaşı tarafından uygulanan manyetik rüzgar frenlemesi veya gelgit torklarının $v \sin i$ 'yi hızla yavaşlatabileceğini ve böylece hızla dönen izden dönmeyen ize geçişi kolaylaştırabileceğini varsaymaktadır (Sun ve diğ. 2020).

$v \sin i$ dağılımı ile tayfsal türü arasındaki ilişki 1960'lardan beri araştırma konusu olmuştur (Maeder 2009). Ancak bu çalışmalar genellikle belirli tayf türü veya ısıtma sınıfı aralıklarıyla sınırlı kalmıştır (Schatzman 1962; van den Heuvel 1968; Slettebak & Kusma 1979; Abt ve diğ. 1997; Royer ve diğ. 2007; Bouvier ve diğ. 2014; Abdul-Masih 2023).

Bu çalışmada, farklı çalışmalarda gözlenen çeşitli tayf türlerine sahip yıldızlardan oluşan geniş bir örneklem kullanılmıştır. Bu araştırmanın amacı, yıldız rotasyonu ile yıldız yapısı ve evriminin etkileriyle dolaylı olarak ilişkili olan tayf



Şekil 1. Veri setindeki yıldızların tayf türlerine göre dağılımı sunulmuştur. En fazla yıldız F (11536) ve G (10454) tayf türlerinde bulunmaktadır. B, A ve K tayf türlerindeki yıldız sayısı sırasıyla 7670, 9249 ve 7072 olup nispeten birbirine yakındır. En az yıldız ise O (961) ve M (1232) tayf türündeki yıldızlara aittir.

türü ve ısıtma sınıfı arasındaki ilişkiyi aydınlatmaktır. Kullanılan veriler bir sonraki bölümde sunulmuştur (§2). Ardından, §3'te $v \sin i$ ile tayf türü ve ısıtma sınıfı arasındaki ilişkiyi incelemek için izlenen metodoloji açıklanmaktadır. Elde edilen bulgular §4'te tartışılırken, çalışmanın genel değerlendirmesi ve çıkarımları §5'te özetlenmiştir.

2 Veri Seti

Çizelge 1'de sunulan literatürdeki kataloglardan farklı evrimsel statülere sahip ~50 000 yıldız seçtik. Analizin güvenilirliğini sağlamak için, kataloglarda adı geçen bünyesel değişen yıldızları, çift yıldızları ve kimyasal olarak tuhaf yıldızları çalışmamızdan çıkardık. Bu elemeler sonucunda, çalışmamızda incelenen toplam yıldız sayısı 48 639 olarak belirlenmiştir.

Veri setindeki yıldızların tayf türlerine göre dağılımı Şekil 1'de bir histogram olarak sunulmuştur. Verilerin büyük çoğunluğu F (11536) ve G (10454) tayf türlerinde yoğunlaşmaktadır. B, A ve K tayf türleri için veriler sırasıyla 7670, 9249 ve 7072 yıldızla nispeten benzer sayı yoğunluğuna sahiptir. En düşük veri yoğunluğu ise O (961) ve M (1232) tayf türünden yıldızlara aittir.

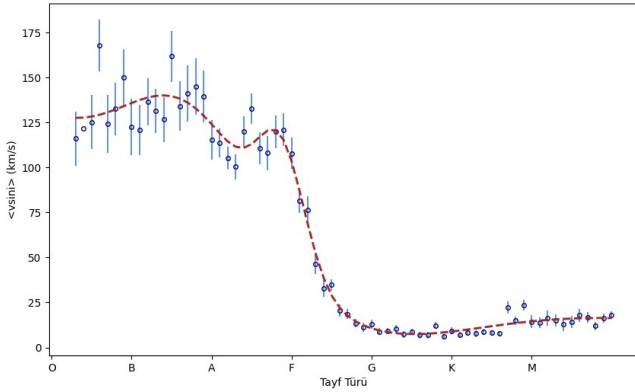
Her tayf türü için yıldız sayısının genel dağılımı 200'ün üzerindedir. Erken-O tipi yıldızlar, hızlı evrimleştikleri için tespit edilmeleri zor olup sayıları 200'den azdır. Benzer şekilde, geç-K ve M tayf türünden yıldızların sayısı 100'ü geçmez. Bu yıldızların düşük parlaklıkları nedeniyle gözlenmesi oldukça zordur.

3 Yöntem

Tayf türleri ve $v \sin i$ arasındaki ilişkiyi araştırmak için kapsamlı bir metodoloji kullanılmıştır. Analiz, hedef yıldızların tayf türlerine ve ısıtma sınıflarına göre iki ayrı gruba ayrılmasıyla başlamıştır. İki alt grubu ayrı ayrı incelemenin mantığı, yıldızların evrimsel durumlarını hesaba katmak ve bu durumun yıldız rotasyonu üzerindeki etkisini belirlemektir. Her tayf türü için karşılık gelen $v \sin i$ değerlerinin ortalaması alınmıştır. Bu sayede yıldızların $v \sin i$ değerleri belirli bir aralıkta incelenebilmiştir (Şekil 2). Şekillerde oluşan dağılımı daha iyi analiz etmek için Gauss modellemesi kullanılmıştır. En

Çizelge 2. Gauss bileşenlerinin genlik (a), sigma (b) ve merkez (c) parametreleri tayf türünün farklı aralıkları için birinci Gauss uyumundan elde edilen değerler sunulmuştur. Optimum uyumu elde etmek için üç Gauss'tan oluşan bir model oluşturulmuştur. i değeri kullanılan Gauss sayısını temsil etmektedir.

		O0-M9	O0-F0	F0-M9	O0-F1	F1-M9	O0-F2	F2-M9	O0-F3	F3-M9	O0-F4	F4-M9
$i = 1$	a_1	104.15	114.54	9.30	116.89	47.03	134.27	11.44	140.93	16.60	134.39	153.23
	b_1	9.47	3.62	12.69	4.43	0.04	4.08	7.33	4.75	9.87	4.32	4.91
	c_1	16.39	15.90	31.73	27.61	61.37	16.18	35.61	16.22	64.53	16.72	25.58
$i = 2$	a_2	59.17	118.63	812.32	132.30	8.95	117.72	16.64	113.96	9.73	116.80	5.16
	b_2	2.91	6.31	7.38	4.20	6.80	4.74	10.35	4.14	8.84	4.13	5.37
	c_2	28.70	27.42	14.97	16.53	64.40	27.47	64.32	27.87	35.20	27.72	75.96
$i = 3$	a_3	15.60	135.18	16.29	135.77	338.71	127.23	40.00	110.18	33.91	135.22	10.05
	b_3	10.21	4.10	9.92	4.51	5.44	3.88	2.90	3.50	3.29	4.55	7.68
	c_3	65.09	6.58	65.06	5.86	22.01	6.48	31.33	6.29	31.39	5.85	63.74



Şekil 2. Veri setindeki yıldızların yıldız dönme dağılımı, y ekseninde $\langle v \sin i \rangle$ değerlerinin ve x ekseninde O0'dan M9'a kadar tayf türlerinin bir grafiği ile temsil edilir. Bu grafik, tüm evrim aşamalarındaki yıldızları içermektedir. Kırmızı çizgi Gauss uyumunu temsil etmektedir. Siyah barlar her bir tayf türü için hızdaki ortalama hatayı göstermektedir.

iyi uyumu elde etmek için üç bileşenli Gauss dağılımından oluşan bir model oluşturulmuştur. Gauss uyumuna dayanan model, genlik (a), sigma (b) ve merkez (c) parametrelerini fit değişkenleri olarak kullanmaktadır:

$$g(x) = \sum_{i=1}^3 \frac{a_i}{\sqrt{2\pi b_i^2}} \exp\left(-\frac{(x - c_i)^2}{2b_i^2}\right) + a_i \exp\left(\frac{-x}{\tau}\right) \quad (1)$$

Modeli kısıtlamak için, yarı maksimumda tam genişlik ve maksimum tepe yüksekliği parametreleri de dahil edilmiştir. Genlik, sigma ve merkez parametreleri sırasıyla pikin gücünü, karakteristik genişliğini ve sigmayı tahmin etmek için çizginin merkez değerini temsil eder. Yarı maksimumda tam genişlik ve maksimum tepe yüksekliği gibi kısıtlı parametrelerin kullanılması modellerin karşılaştırılmasına olanak sağlar. Modellerde üç Gauss ve azalan üstel bileşenin uygulanması, çoklu tepe noktalarının uydurulmasını ve aşırı uyumun önlenmesini kolaylaştırır:

Bu yaklaşım, modellerimizdeki parametre sınırlarının gerekliliğini ortadan kaldırmaktadır. Bu çalışmada, hedeflerin ortalamasını alabilen ve Gauss modellemesi yapabilen pygaus olarak adlandırılan bir kod geliştirilmiştir. Çalışma kapsamındaki analizlerde bu kod kullanılmıştır..

4 Bulgular

4.1 $\langle v \sin i \rangle$ – Tayf Türü İlişkisi

Daha önce belirtildiği gibi Gauss modelleme yöntemini kullanarak, Şekil 2'de gösterildiği gibi, tayf türü ile $\langle v \sin i \rangle$ arasında genel bir korelasyon (O0-M9 aralığında) oluşturduk. Yıldız yapısını dikkate alarak on farklı tayf türü için ilişkiler türettik. Ortaya çıkan Her bir Gauss bileşeni için uygun parametreler Çizelge 2'de sunulmuştur.

Şekil 2'de gösterildiği gibi $\langle v \sin i \rangle$ F2 tayf türünün altında etkin sıcaklıklara sahip yıldızlar için ani bir düşüş göstermektedir. Bu durum, literatürde iyi belgelenmiş bir olgu olan, yıldızların konvektif ve radyatif katmanları arasındaki madde taşınımına bağlanabilir. Geç tip yıldızların $v \sin i$ değeri, dinamo mekanizması tarafından üretilen manyetik frenin etkisiyle önemli ölçüde azalır (Kraft 1967; Rozelot & Neiner 2009; Ud-Doula ve diğ. 2009).

Skumanich (1972), ortalama yüzey (dinamo) manyetik alanının $v \sin i$ ile orantılı olduğunu ve yıldız anakolda nükleer füzyona uğradıkça zamanın ters karekökü ile orantılı olarak azaldığını öne sürmektedir. Bu önemli bulgu, Durney (1972) tarafından önerilen yıldız rüzgârı modeli temelinde teorik olarak tutarlı olduğu gösterilmiştir.

Geç tip yıldızlarda (G, K ve M), derin konvektif dış katmanlar bulunur. Bu katmanlar, yıldızın iç kısmından yüzeye kadar yük taşıyan konveksiyon hücreleri içerir. Yıldızın dönüşü, Coriolis kuvveti nedeniyle bu konvektif hücreleri saptırarak bir dinamo mekanizmasını tetikler. Bu mekanizma, yıldızın manyetik alanını güçlendirir ve zamanla yıldız rüzgârları aracılığıyla açısal momentum kaybına neden olur. Bu süreç, manyetik frenleme olarak bilinir ve geç tip yıldızların zamanla daha yavaş dönmesine yol açar (Ud-Doula & Owocki 2002).

Buna karşılık, erken tip yıldızlar (O, B, A ve erken F) yüksek başlangıç açısal momentumuna, ZAMS'ta daha kısa büzülme zaman ölçeklerine ve atmosferlerinde tamamen iyonize hidrojene sahiptir. İyonize hidrojenin varlığı, güçlü konveksiyon bölgelerinin oluşmasını engeller. Dolayısıyla etkin bir dinamo mekanizması gelişmez. Konveksiyonun eksikliği nedeniyle manyetik alanlar zayıf olur ve bu yıldızlarda manyetik frenleme etkisi oldukça sınırlıdır. Sonuç olarak, erken tip yıldızlar manyetik frenlemeye maruz kalmadıkları için geç tip yıldızlara kıyasla daha yüksek dönme hızlarını korur.

Bununla birlikte, sıcak yıldızların çoğu tipik olarak yüksek hızda döndüğünden, tam iyonize helyumun rekombinasyonu ile ilişkili ince (zayıf) yüzeye yakın konveksiyon bölgelerinde dinamo üretiminin hala meydana gelebileceği düşünülebilir (ud-

Çizelge 3. Çizelge 2’de kullanılan metodolojinin aynısı burada da kullanılmaktadır, ancak ısıtma sınıfları aşağıdaki gibi beş alt gruba ayrılmıştır: süperdevler, parlak devler, kırmızı devler, altdevler ve anakol yıldızları.

		Süperdev	Parlak Dev	Kırmızı Dev	Altdev	Anakol
$i = 1$	a_1	140.39	95.01	140.20	109.28	148.05
	b_1	5.60	9.53	122.01	15.38	12.36
	c_1	3.67	4.08	27.97	6.19	12.27
$i = 1$	a_2	42.54	46.21	72.55	95.99	66.36
	b_2	16.97	26.59	28.69	28.80	28.21
	c_2	9.30	9.85	6.62	4.04	3.35
$i = 3$	a_3	10.72	161.31	108.16	11.82	10.41
	b_3	36.58	79.47	9.34	55.37	69.36
	c_3	14.08	2.79	7.75	17.17	13.24

Doula & Owocki 2002). Bu bağlamda, $\langle v \sin i \rangle$ değerlerinde, sıcak yıldızlar (tayf türleri O0 ila F2) ve soğuk yıldızlar (tayf türleri F2 ila M9) arasında yaklaşık 100 km s⁻¹’ye varan önemli bir düşüş gözlenmiştir.

Şekil 2’de görüldüğü üzere O tipi yıldızlar ortalama olarak yüksek dönme hızlarına sahiptir. Britavskiy ve diğ. (2023) tarafından bu yüksek dönme hızları ile çift yıldız sistemleri arasındaki potansiyel ilişkiyi incelenmiş ve tartışılmıştır. Bulgular, hızlı dönen O tipi yıldız popülasyonunun önemli bir kısmının çift yıldız etkileşimleriyle ilişkili olduğunu ortaya koymuştur.

Şekil 2’ye göre ortalamada en yüksek dönme hızı değerine sahip yıldızlar tepe şekinden de anlaşılabileceği üzere, erken-B tipi yıldızlardır (125-165 km s⁻¹). Devamında erken-A tipi yıldızlarda ikinci tepe yapısı görülür. Geç-A tipi yıldızlardan başlayarak, erken-F yıldızlarına doğru geçerken dönme hızında yaklaşık 40 km s⁻¹’lik bir azalma ile kayda değer bir düşüş olduğu gözlemlenmiştir. Geç-A tipi yıldızlarda gözlenen konvektif zarfların aksine, erken-A tipi yıldızlarda bu zarflar belirgin bir şekilde yoktur (Abt & Morrell 1995; Royer ve diğ. 2007). Geç-A tipi yıldızlar, Hertzsprung-Russell diyagramında (HRD) gösterildiği gibi, yıldız fotosferinde konvektif zarfın belirginleştiği sınırın yakınında yer alırlar. Geç-A tipi yıldızların, anakol yıldızlarına özgü bir olgu olan granülasyon sınırının çok yakınında yer aldığı gözlenmiştir. Evrimleşmiş geç-A tipi yıldızlar söz konusu olduğunda, HRD’deki konumlarının granülasyon sınırından önemli ölçüde daha mavi olduğu bulunmuştur. Bu durumla ilgili ayrıntılı bir tartışma §4.2’de bulunabilir. Bu olguya katkıda bulunan ek bir faktör de yıldız dönmesinin ortalama olarak incelenmesinin bir miktar aldatıcıdır. Bunun nedeni, erken A tipi yıldızların hem yüksek hem de düşük yıldız dönme hızları sergilemesidir ki bu da Abt & Morrell (1995) tarafından sunulan gözlemlerle tutarlıdır. A tipi anakol yıldızları arasında yıldız dönme hızlarının iki modlu bir dağılımını tanımlamışlardır.

Benzer bir olgu M tipi yıldızlarda da gözlenir, ancak $\langle v \sin i \rangle$ değişim hızı oldukça azalmıştır ve ~20 km s⁻¹ olarak tahmin edilmektedir. Şekil 2’de gösterildiği gibi, erken M yıldızları bir tepe noktası olarak tanımlanabilir. Delfosse ve diğ. (1998) ve Mohanty & Basri (2003), M5 ila M8.5 tipi yıldızlarda doygunluk rejimine ulaşan dönmenin gözlemlendiğini ve bu durumun $v \sin i$ değerlerinde yaklaşık 5-10 km s⁻¹’lik bir artışa neden olduğunu ortaya koymaktadır. Şekil 2’de gösterildiği gibi, M9 tipi yıldızların $v \sin i$ değeri, yıldızların aktivitesindeki değişim nedeniyle (Deshpande ve diğ. 2013)

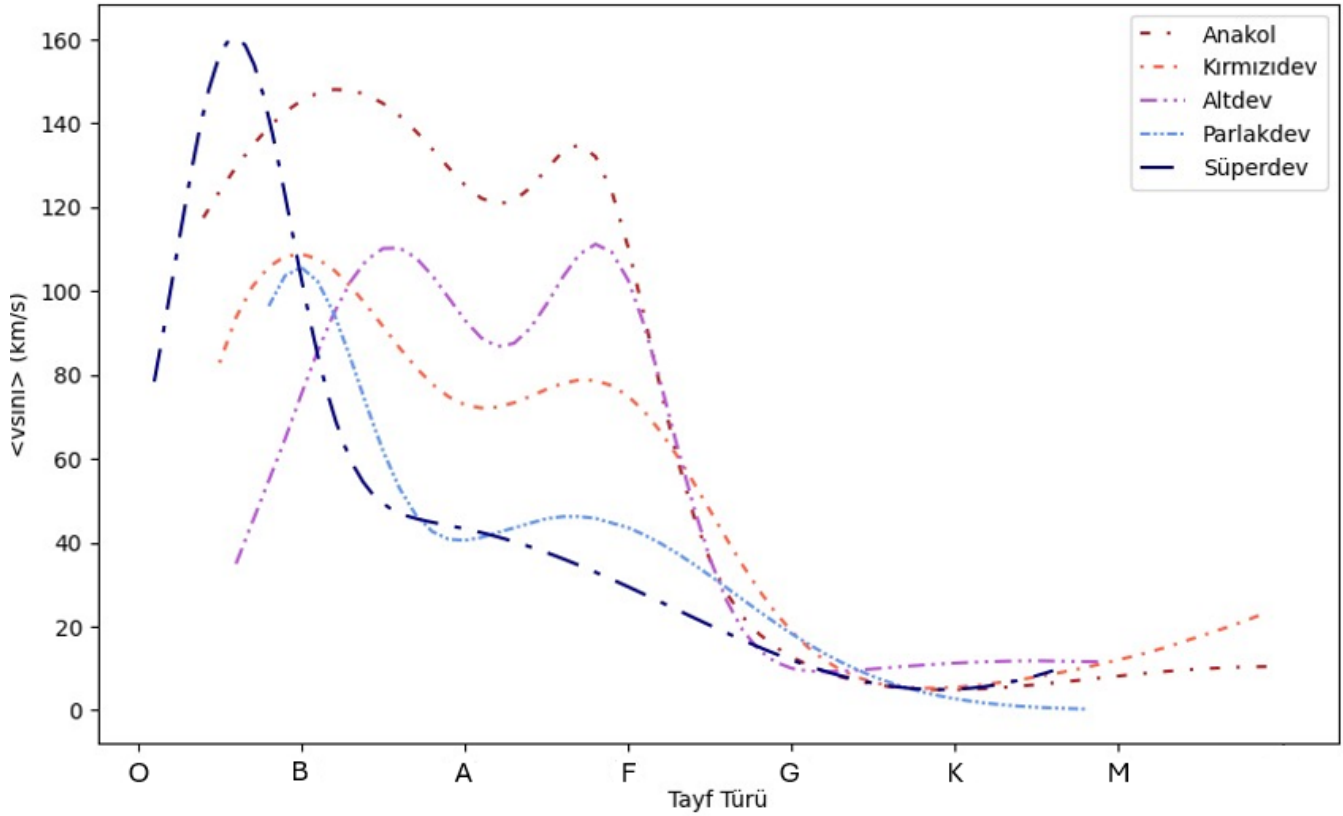
yaklaşık 5 km s⁻¹’lik bir düşüş sergiler. Ayrıca, metalce fakir M tipi yıldızların daha kompakt oldukları ve belirli bir kütle için daha yüksek dönme hızları sergiledikleri gözlenmektedir (Mohanty & Basri 2003). Bu etkiler, M tipi yıldızlarda gözlenen yıldız dönme hızındaki yaklaşık 10 km s⁻¹’lik artış için bir açıklama sağlayabilir. Şekil 2, geç M yıldızlarının erken M yıldızlarına göre belirgin bir şekilde daha yüksek $\langle v \sin i \rangle$ sergilediğini göstermektedir. Bu durum, tamamen konvektif katmandan (Fan 2021) oluşan yıldızlarda dönmeye güçlü bir şekilde bağlı olan iki dinamo sürecine atfedilebilir. Yukarıda bahsedilen çalışmaların sadece M küceleri ile ilgili olduğunu, bu çalışmanın ise evrimleşmiş M tipi yıldızlarını da kapsadığını belirtmek önemlidir.

4.2 $\langle v \sin i \rangle$ – Isıtma Sınıfı İlişkisi

Daha önce §2’de belirtildiği gibi, veri setimiz farklı evrim aşamasındaki yıldızları da kapsamaktadır. Buna göre, ısıtma sınıfları beş alt gruba ayrılmıştır: süperdevler, parlak devler, kırmızı devler, altdevler ve anakol yıldızları. Isıtma sınıfları ile $\langle v \sin i \rangle$ arasındaki korelasyonu aydınlatmak için, tayf türü için de kullanılan yöntem tekrarlanmıştır. Her bir ısıtma sınıfı için türetilen parametreler Çizelge 3’te sunulmuştur. Şekil 3, farklı evrim aşamasındaki tek yıldızlar için tayf türü ile $\langle v \sin i \rangle$ dağılımını göstermektedir.

Yıldızlar evrimleştikçe $v \sin i$ değerlerinin azalma eğiliminde olduğu bilinen bir gerçektir (Herbig & Spalding 1953, 1955; Kraft & Wilson 1965; Gray & Nagar 1985; Gray & Toner 1986, 1987). Şekil 3, her tayf türü için yıldız evriminin sonraki aşamalarında meydana gelen $v \sin i$ düşüşünü göstermektedir. Yıldız çekirdeğindeki hidrojeni tükettikçe, ışınım basıncı yerçekimi kuvvetine karşı koyamaz. Sonuç olarak, çekirdek boyut olarak küçülür, ancak zarf içindeki Hidrojen yakan kabuğun genişlemesi tam tersi bir etkiye neden olur. Bu da eylemsizlik momentinde (Weber & Davis 1967) bir artışa yol açar. Sonuç olarak, yıldız dev dalına doğru evrimleştikçe, eylemsizlik momenti artar ve bu da yıldızın dönüşünde bir azalmaya neden olur (de Medeiros ve diğ. 1996; Krishnamurthi ve diğ. 1997). anakol evriminin sonraki aşamalarında yıldız yarıçapında meydana gelen artış göz önüne alındığında, $v \sin i$ değerinde bir azalma beklenir. Ayrıca, yıldızın sonraki evrim aşamalarındaki kütle kaybı da bu azalmaya katkıda bulunur. Soğuk yıldızlar söz konusu olduğunda, dinamo süreci ve manyetik frenleme $v \sin i$ (Gray 1981, 1982, 1983)’in yavaşlamasına katkıda bulunan ek faktörleri temsil eder. Buna karşılık, sıcak yıldızlar için, yavaşlamaya ek bir katkı yıldız rüzgarları (de Freitas ve diğ. 2022) tarafından sağlanır. Şekil 3’te A tipi anakol yıldızlarını incelediğimizde, geç-A tipine doğru $v \sin i$ ’de bir azalma gözlenir. Bununla birlikte, yıldızlar evrimleştikçe, granülasyon sınırı Şekil 3’te daha sıcak bölgeye kayar ve değişim, evrim aşamalarına uygun olarak daha sıcak bölgede kendini gösterir. Bu durum en çok altdev evrim aşamasından sonraki evrim aşamalarında belirgindir.

M tipi yıldızlarda ise durum biraz farklıdır, özellikle geç-M yıldızları aşırı kompakt oldukları için uzun süre boyunca anakolda kalır. Bu yüzden Şekil 3’te M tipi için yalnızca anakol ve kırmızıdev yıldızları bulunmaktadır. Ayrıca grafiğe baktığımızda Erken-M yıldızlarının geç olanlara kıyasla daha yavaş döndüğü görülmektedir (Chabrier & Baraffe 1997). Geç-M tipi yıldızlar tamamen konvektif katmandan oluşur ve daha kompakt yapılar haline geldikleri için dönme hızlarında artış gözlenir (Bodensteiner ve diğ. 2023). Anakol yıldızlarının $v \sin i$ değerleri yaklaşık olarak 15 km s⁻¹ iken kırmızıdev yıldızları için



Şekil 3. Farklı evrimsel statülerdeki tek yıldızlar için $\langle v \sin i \rangle$ 'ın tayf türüne karşı dağılımı. X eksenini ve y eksenini sırasıyla O0'dan M9'a kadar tayf türleri ve $\langle v \sin i \rangle$ değerlerini temsil etmektedir. Süperdev, parlak dev, kırmızı dev, altdev ve anakol için Gauss-uyumlu çizgiler sırasıyla mavi, turuncu, mor, yeşil ve kırmızı renklerle temsil edilir.

bu değer yaklaşık olarak $20\text{--}25 \text{ km s}^{-1}$ aralığındadır. Bunun sebebi literatürde yakın çift sistemlerde yer alan evrimleşmiş M yıldızların, yörünge açısal momentum aktarımı nedeniyle genellikle daha hızlı dönmeleriyle açıklanmıştır. **Zamanov ve diğ. (2006)**'nin çalışmaları, simbiyotik çift sistemlerde bulunan M dev yıldızların, benzer tipteki tek yıldızlara göre anormal derecede yüksek $v \sin i$ ($>20 \text{ km s}^{-1}$) dönme hızlarına sahip olduğunu göstermiştir.

5 Sonuç

Yıldızların tayf türleri iç yapıları hakkında fikir verir. Yıldız yapısı, $v \sin i$ de dahil olmak üzere çeşitli parametrelerden etkilenir. Çalışma kapsamında, farklı evrim aşamalarında ve O0'dan M9'a kadar geniş bir tayf türü aralığında yaklaşık 50 000 değişken olmayan ve tek yıldızın verilerini kullanarak $v \sin i$ ve tayf türü arasındaki ilişkiyi analiz ettik. Bulgularımız erken ve geç tip yıldızların $\langle v \sin i \rangle$ dağılımlarını ortaya çıkardı.

Birçok çağdaş çalışmada, yıldız dönme hızlarının doğrudan ölçümleri yerine yaygın olarak P_{rot} kullanılmaktadır. Bununla birlikte, 50 000 yıldızdan oluşan veri setimizde amacımız, $v \sin i$ kullanarak tayf türleri boyunca yıldız rotasyonundaki varyasyonları daha şeffaf bir şekilde göstermektir. Yalnızca tek yıldızlara odaklanarak, bu yaklaşımın yıldız hızlarının daha kesin tahminlerini mümkün kılacağı beklentisiyle analizimizin güvenilirliğini de korumaya çalıştık. Dahası, bulgularımız yıldızlar evrimleştiğinde tayf türü ile $\langle v \sin i \rangle$ arasındaki korelasyonda bir kayma olduğunu ortaya koydu.

Ayrıca gelecek çalışmalar için fikir vermesi açısından Şekil 4'te Kiel diyagramı (etkin sıcaklığa karşı yüzey çekim ivmesi) gösterilmiştir. Renk ölçeği, yıldızların dönme hızını belirtiyor olup mor tonlardan sarı tonlara doğru hız artmaktadır. Bu gösterimde toplamda 320 000 yıldız kullanılmıştır.

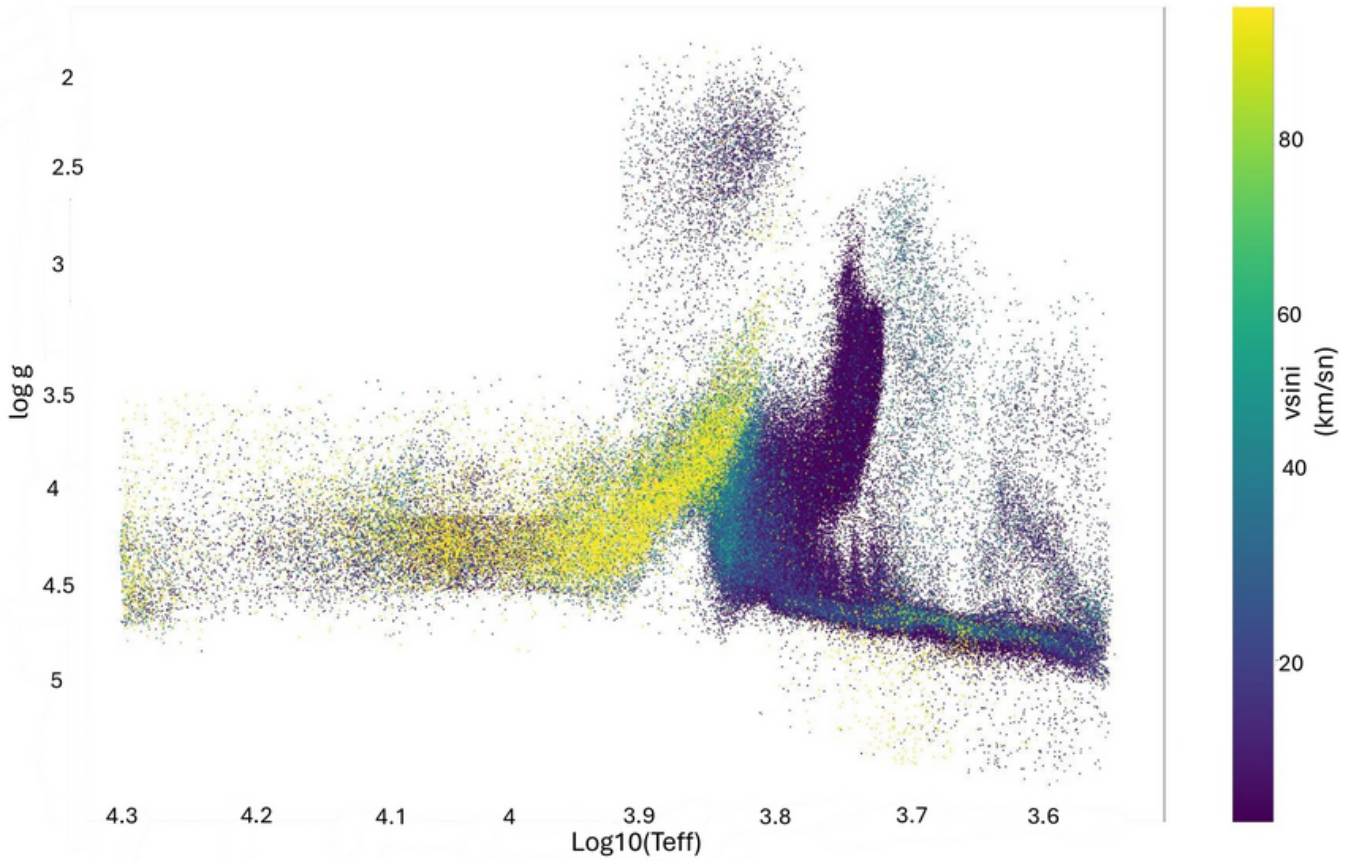
Sonraki çalışmalarda, yıldız bolluğunun yıldız dönmesi üzerindeki etkisini düzenleyen altta yatan mekanizmaların daha derin bir şekilde anlaşılması amacıyla, araştırma kimyasal olarak tuhaf yıldızları ve küme üyesi yıldızları kapsayacak şekilde genişletilecektir.

Teşekkür

Bu çalışmanın yürütülmesinde NASA Astrofizik Veri Sistemi, SIMBAD ve Vizier çevrimiçi kataloğu bibliyografik hizmetlerinden yararlanılmıştır. Ayrıca, bu araştırma Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK) tarafından 2209A-1919B012310850 numaralı proje ile desteklenmiştir. Yazarlar TÜBİTAK'a destekleri için teşekkür eder.

Kaynaklar

- Abdul-Masih M., 2023, *A&A*, 669, L11
 Abt H. A., Morrell N. I., 1995, *APJS*, 99, 135
 Abt H. A., Tan H., Zhou H., 1997, *ApJ*, 487, 365
 Armitage P. J., Clarke C. J., 1996, *MNRAS*, 280, 458
 Barnes S., Sofia S., Pinsonneault M., 2001, *ApJ*, 548, 1071
 Barnes S. A., Weingrill J., Fritzewski D., Strassmeier K. G., Platais I., 2016, *APJ*, 823, 16



Şekil 4. Gelecek çalışmalar için fikir vermesi açısından Kiel diyagramı (etkin sıcaklığa karşı yüzey çekim ivmesi) gösterilmiştir. Renk ölçeği, yıldızların dönme hızını belirtirken, mor tonlardan sarı tonlara doğru dönme hızı artmaktadır. Bu gösterimde toplamda 320 000 yıldız kullanılmıştır.

Bodensteiner J., ve diğ., 2023, *A&A*, 680, A32

Bouvier J., Matt S. P., Mohanty S., Scholz A., Stassun K. G., Zanni C., 2014, in Beuther H., Klessen R. S., Dullemond C. P., Henning T., eds, *Protostars and Planets VI*. pp 433–450 ([arXiv:1309.7851](https://arxiv.org/abs/1309.7851)), [doi:10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch019](https://doi.org/10.2458/azu_uapress_9780816531240-ch019)

Britavskiy N., ve diğ., 2023, *aa*, 672, A22

Chabrier G., Baraffe I., 1997, *A&A*, 327, 1039

Chang S. W., Protopapas P., Kim D. W., Byun Y. I., 2013, *AJ*, 145, 132

Che X., ve diğ., 2011, *ApJ*, 732, 68

Cieza L., Baliber N., 2007, *ApJ*, 671, 605

Collier Cameron A., Campbell C. G., 1993, *AaA*, 274, 309, *ADS*

Costa G., Girardi L., Bressan A., Marigo P., Rodrigues T. S., Chen Y., Lanza A., Goudfrooij P., 2019, *MNRAS*, 485, 4641

Crossfield I. J. M., 2014, *A&A*, 566, A130

Cutispoto G., Pastori L., Pasquini L., de Medeiros J. R., Tagliaferri G., Andersen J., 2002, *A&A*, 384, 491

D'Antona F., Milone A. P., Tailo M., Ventura P., Vesperini E., di Criscienzo M., 2017, *Nature Astronomy*, 1, 0186

De Medeiros J. R., Mayor M., 1999, *A&AS*, 139, 433

De Medeiros J. R., Udry S., Burki G., Mayor M., 2002a, *A&A*, 395, 97

De Medeiros J. R., Da Silva J. R. P., Maia M. R. G., 2002b, *ApJ*, 578, 943

De Medeiros J. R., Udry S., Mayor M., 2004, *A&A*, 427, 313

De Medeiros J. R., Alves S., Udry S., Andersen J., Nordström B., Mayor M., 2014, *A&A*, 561, A126

Delfosse X., Forveille T., Perrier C., Mayor M., 1998, *AAA*, 331, 581,

ADS

Deshpande R., ve diğ., 2013, *AJ*, 146, 156

Durney B., 1972, *ApSS*, 17, 489

Fan Y., 2021, *Living Reviews in Solar Physics*, 18, 5

Gallet F., Bouvier J., 2013, *A&A*, 556, A36

Głębocki R., Gnaniński P., 2005, in Favata F., Hussain G. A. J., Battrick B., eds, *ESA Special Publication Vol. 560, 13th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*. p. 571

Gray D. F., 1981, *APJ*, 251, 155

Gray D. F., 1982, *JRASC*, 76, 319, *ADS*

Gray D. F., 1983, in Stenflo J. O., ed., *IAU Symposium Vol. 102, Solar and Stellar Magnetic Fields: Origins and Coronal Effects*. pp 461–465

Gray D. F., Nagar P., 1985, *APJ*, 298, 756

Gray D. F., Toner C. G., 1986, *APJ*, 310, 277

Gray D. F., Toner C. G., 1987, *ApJ*, 322, 360

Herbig G. H., Spalding J. F. J., 1953, *PAPS*, 65, 192

Herbig G. H., Spalding John F. J., 1955, *APJ*, 121, 118

Holgado G., Simón-Díaz S., Herrero A., Barbá R. H., 2022, *A&A*, 665, A150

Howarth I. D., Siebert K. W., Hussain G. A. J., Prinja R. K., 1997, *MNRAS*, 284, 265

Jeffers S. V., ve diğ., 2018, *A&A*, 614, A76

Jermyn A. S., Tout C. A., Chitre S. M., 2018, *MNRAS*, 480, 5427

Koenigl A., 1991, *ApJL*, 370, L39

Kraft R. P., 1967, *ApJ*, 150, 551

Kraft R. P., Wilson O. C., 1965, *APJ*, 141, 828

Krishnamurthi A., Pinsonneault M. H., Barnes S., Sofia S., 1997,

- APJ, 480, 303
- López-Valdivia R., ve diğ., 2019, *ApJ*, 879, 105
- MacGregor K. B., Brenner M., 1991, *ApJ*, 376, 204
- Maeder A., 2009, *Physics, Formation and Evolution of Rotating Stars*. Springer Berlin Heidelberg, doi:10.1007/978-3-540-76949-1
- McAlister H. A., ve diğ., 2005, *ApJ*, 628, 439
- Messina S., Desidera S., Turatto M., Lanzafame A. C., Guinan E. F., 2010, *A&A*, 520, A15
- Messina S., Desidera S., Lanzafame A. C., Turatto M., Guinan E. F., 2011, *A&A*, 532, A10
- Meynet G., Maeder A., 2000, *A&A*, 361, 101
- Mohanty S., Basri G., 2003, in Brown A., Harper G. M., Ayres T. R., eds, *Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun Vol. 12, The Future of Cool-Star Astrophysics: 12th Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems, and the Sun*. pp 683–688
- Rebull L. M., Stauffer J. R., Megeath S. T., Hora J. L., Hartmann L., 2006, *ApJ*, 646, 297
- Royer F., Gerbaldi M., Faraggiana R., Gómez A. E., 2002a, *A&A*, 381, 105
- Royer F., Grenier S., Baylac M. O., Gómez A. E., Zorec J., 2002b, *A&A*, 393, 897
- Royer F., Zorec J., Gómez A. E., 2007, *A&A*, 463, 671
- Rozelot J.-P., Neiner C., 2009, *The Rotation of Sun and Stars*, 1 edn. Lecture Notes in Physics, Springer Berlin, Heidelberg, doi:10.1007/978-3-540-87831-5, https://doi.org/10.1007/978-3-540-87831-5
- Schatzman E., 1962, *Annales d'Astrophysique*, 25, 18, ADS
- See V., Lu Y. L., Amard L., Roquette J., 2024, *MNRAS*, 533, 1290
- Serebriakova N., ve diğ., 2023, *A&A*, 676, A85
- Shepard K., Gies D. R., Lester K. V., Wang L., Guo Z., Kaper L., De Koter A., Sana H., 2020, *ApJ*, 888, 82
- Simón-Díaz S., Herrero A., 2014, *A&A*, 562, A135
- Skumanich A., 1972, *ApJ*, 171, 565
- Slettebak A., Kusma T. J., 1979, in *IAU Colloq. 47: Spectral Classification of the Future*. p. 87
- Smith C. L., 2015, PhD thesis, Georgia State University
- Sun W., Li C., Deng L., de Grijs R., 2020, in Bragaglia A., Davies M., Sills A., Vesperini E., eds, *IAU Symposium Vol. 351, Star Clusters: From the Milky Way to the Early Universe*. pp 228–232 (arXiv:1908.06531), doi:10.1017/S1743921319006628
- Ud-Doula A., Owocki S. P., Townsend R. H. D., 2009, *MNRAS*, 392, 1022
- Weber E. J., Davis Leverett J., 1967, *ApJ*, 148, 217
- Wolff S. C., Strom S. E., Hillenbrand L. A., 2004, *ApJ*, 601, 979
- Wolff S. C., Strom S. E., Dror D., Venn K., 2007, *AJ*, 133, 1092
- Zamanov R. K., Bode M. F., Melo C. H. F., Porter J., Gomboc A., Konstantinova-Antova R., 2006, *MNRAS*, 365, 1215
- Zorec J., Royer F., 2012, *A&A*, 537, A120
- de Freitas D. B., Cavalcante F. J., Santiago T. M., 2022, *EPL (Europhysics Letters)*, 140, 29001
- de Medeiros J. R., Da Rocha C., Mayor M., 1996, *AAP*, 314, 499, ADS
- ud-Doula A., Owocki S. P., 2002, *ApJ*, 576, 413
- van den Heuvel E. P. J., 1968, *Bull. Astron. Inst.*, 19, 309, ADS
- von Zeipel H., 1924, *MNRAS*, 84, 665

Access:

M25-0306: Turkish J.A&A — Vol.6, Issue 3.