

Galaktik OB Oymakları ve Çoklu Yıldız Sistemleri

Volkan BAKIŞ¹ , Selçuk BİLİR² 

¹Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya, Türkiye

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

ORCID: V.B. 0000-0002-3125-9010; S.B. 0000-0003-3510-1509

ÖZ

OB oymakları yıldız oluşumunun devam ettiği veya kısa bir zaman önce sonlandığı genç yıldızların ve yoğun yıldızlararası maddenin oluşturduğu bölgelerdir. Bu bölgelerin araştırılması yıldız oluşumu ve evriminin ilk basamakları hakkında daha fazla bilgiye sahip olmamızı sağlar. Teorik çalışmalar yıldız oluşum bölgelerindeki yıldız oluşumu sonrasında oluşan en az bir bileşene sahip yıldız oranının %99 olduğunu göstermiştir. Bu da oluşan her 100 yıldızdan 99'unun çift veya çoklu sistem olduğuna işaret etmektedir. Bu çalışmada yıldız oluşum bölgelerindeki bazı çift ve çoklu yıldız sistemlerinin analiz sonuçları verilecek ve bu sistemlerin analizlerinde dikkat edilmesi gereken hususlar tartışılacaktır.

1. Giriş

Yıldız oluşum bölgeleri (YOB), sarmal galaksilerin düzlemlerinde ve farklı Galaktik doğrultularında bulunan ve yıldız oluşumunun çoğunlukla aktif olduğu bölgelerdir. Yaşları genellikle 50 milyon yılı geçmeyen YOB, üyelerinin zayıf çekimsel bağlarından ötürü Galaktik etkileşimler nedeniyle dağılmaya müsaittirler. YOB'ların kimyasal element bolluğu yıldız oluşum oranını etkileyen önemli parametrelerdendir. Bu durum, Samanyolu ile diğer sarmal galaksilerdeki yıldız oluşumunun anlaşılmasında YOB'ların kimyasal kompozisyonunun bilinmesini gerektirir. Genel olarak, yıldızlararası ortam %70 hidrojen gazı, geri kalan çoğu gazın helyumdan ve çok az bir kısmının da metal adı verilen diğer ağır elementlerden oluşmaktadır. Yıldızlararası ortamın bir kısmı bulutsu adı verilen çok daha yoğun gaz bulutlarından oluşur ve yıldızlar bu tür gaz bulutlarında meydana gelirler. Yıldızlararası ortamın tipik yoğunluğu 0.1-1 parçacık/cm³ iken yıldız oluşumunun meydana geldiği dev yıldız bulutlarındaki yoğunluk 1000 parçacık/cm³'tür. Kütleleri binlerce Güneş kütlesine kadar çıkabilen dev gaz ve toz bulutları içerisindeki gaz basıncı, çekimsel çökmeyi durduramayacak kadar yetersiz olduğunda bulut içinde meydana gelecek bir tedirginlik bulutun çökme sürecini başlatacaktır. Çökme süreci

Submitted/Başvuru: 27.09.2019 Accepted/Kabul: 31.01.2020

Corresponding author/Sorumlu yazar: Volkan Bakış (Prof. Dr.), Akdeniz Üniversitesi, Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya, Türkiye. E-mail: volkanbakis@akdeniz.edu.tr

Citation/Atıf: Bakış & Bilir 2021, in: Galaktik OB Oymakları ve Çoklu Yıldız Sistemleri, eds. S. Ak & S. Bilir, *Galactic Astronomy Workshop Proceedings Book*, 129. <https://doi.org/10.26650/PB/PS01.2021.001.015>

ilerledikçe daha küçük parçalara ayrılan molekül bulutu çekimsel potansiyel enerjisini çevresine ısı olarak yayar. Sıcaklığın ve basıncın artmasıyla bulut parçası, dönen bir gaz küresine dönüşür. Gaz küresinin sıcaklığı iç basıncı çekimsel kuvvete karşı koyacak kadar arttığında, yıldız öncesi cisim meydana gelir. Bu cisim saran gaz ve toz ortam yıldız etrafında bir disk oluşturarak yıldız üzerine düşmeye ve açısal momentum aktarmaya devam eder. Bu sırada yıldız öncesi cisim, evrim diyagramında Hayashi çizgisi adı verilen bir yol üzerinde anakola doğru ilerler. Hayashi çizgisi sonuna gelen ve hidrostatik dengeye ulaşan (Hayashi limiti) yıldız öncesi cismin çökmesi sabit sıcaklık altında Kelvin-Helmholtz zaman ölçeğinde devam eder. Bu evreden sonra anakola ulaşan yıldız öncesi cisimler, merkezlerinde hidrojeni yakacak sıcaklığa ulaştıklarında yıldız olarak adlandırılırlar. YOB'larda henüz anakola girmemiş $2M_{\odot}$ kütleli yıldızlara kadar T Tauri, $2 - 8 M_{\odot}$ kütleyle sahip olanlara Herbig Ae/Be yıldızları adı verilir. YOB'larda $8 M_{\odot}$ 'den daha büyük kütleli yıldızların evrimleri daha hızlı olacağından büyük kütleli yıldızları gözlemek zordur.

Bugün YOB dışında gözleyemediğimiz çoğu tek, çift veya çoklu yıldız sistemleri bir zamanlar yıldız oymağı olarak adlandırdığımız bir molekül bulutunda diğer üye yıldızlar ile aynı uzaysal hızda hareket etmekteydiler. Zamanla Galaktik etkileşimlerden, süpernova patlamaları veya yıldız çarpışmalarından en az bir tanesine maruz kalarak yıldız oymağının dağılması neticesinde üye yıldızlar da kazandıkları yeni açısal momentumlarıyla uzayda farklı yerlere dağılmışlardır. YOB dışındaki çoklu sistemlerin daha az bulunması, YOB'ların dağılması (buharlaşıma) sırasında çoklu sistemlerin kazandıkları açısal momentumun bu sistemlerin bileşenlerini birbirinden ayıracak kadar büyük olabileceği gerçeğinden kaynaklanmaktadır.

Yıldız oluşum simülasyonları oymaklardaki yıldızların hepsi olmasa da, büyük bir çoğunluğunun çift veya çoklu sistemlerin bir üyesi olduğunu göstermektedir. Yıldız oluşum bölgelerindeki çift ve çoklu sistemlerin sayısının çok olmasının rastlantı olmadığı ve yıldız oluşum sürecinin bir parametresi olduğunu gösteren teorik çalışmalar (Brown, 1994; Kouwenhoven ve diğ., 2001), bu bölgelerdeki çift ve çoklu sistemlerin ayrıntılı gözlem ve analizlerinin yapıldığı çalışmaları (ön tayf türündeki yıldızlar için diğerleri arasında Bakış ve diğ. 2007, geri tayf türündeki anakol öncesi çift yıldızlar için diğerleri arasında Luhman, 2005) destekler niteliktedir. Brown (1994) yakın YOB'larda ilk oluşan çift yıldızların karakteristiklerini belirlemek için bir çalışma yapmıştır. Bouy ve diğ. (2006) Upper Sco OB YOB'undaki çoklu yıldızların nüfusunun özelliklerini ortaya koymaya çalışmışlardır. Bu çalışmaya göre çok küçük kütleli yıldızların 100-150 AB yarı büyük eksen büyüklüğünde yörüngelere sahip çift sistemler oluşturduklarını bulmuşlardır. Kouwenhoven ve diğ. (2001) teorik simülasyonları kullanarak, Sco OB2 oymağındaki orta kütleli çift yıldız nüfusunun ve gözlenen özelliklerinin (yörünge dönemleri, yörüngelerinin yarı büyük eksen uzaklıkları) gözlemler ile uyumluluğunu incelemiştir.

Çift yıldızlar astrofizikte birçok fenomenin (Tip Ia süpernovalar, kısa ve uzun gama-ışın patlamaları, X-ışın bileşenli çiftler, milisaniye pulsarları ve çift nötron yıldızları) açıklanmasında önemli rol oynarlar. Ayrıca çift yıldızların yoğun yıldız bulutlarındaki dinamik evrimi etkilediği de bilinmektedir. Çift ve çoklu sistemlerin sık olmasına rağmen oymaklardaki tüm yıldızların tek yıldız varsayımı altında fotometrisinin yapılması, oymak hakkında elde edilen bilgilerin hatalarını arttırmaktadır. Çünkü çift ve çoklu yıldız sistemlerinin fotometrik parlaklığı ve rengiyle bileşenlerin ayrı ayrı parlaklık ve renkleri birbirlerinden farklıdır. Bu nedenle bu bölgelerdeki yıldızların duyarlı fiziksel parametrelerine ulaşmanın en güvenilir yolu, oymaklardaki çift ve çoklu yıldız sistemlerin fotometrik ve yüksek çözünürlüklü tayfsal

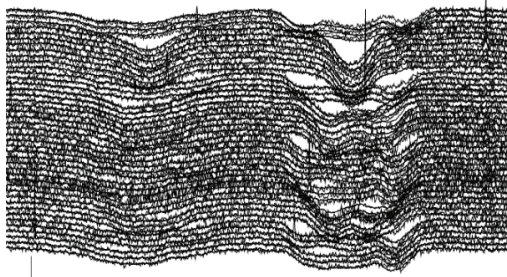
veriler ile birlikte analiz etmektir. İncelenen çift veya çoklu sistemlerin tayflarının bileşenlerine ayrıştırılması ve ayrıştırılmış tayflarının ayrı ayrı incelenmesiyle sistemdeki tüm bileşenlerin gerçek fiziksel özelliklerine ulaşmak mümkün olmaktadır.

2. Seçilen Yıldız Oluşum Bölgelerindeki Çift/Çoklu Sistemler

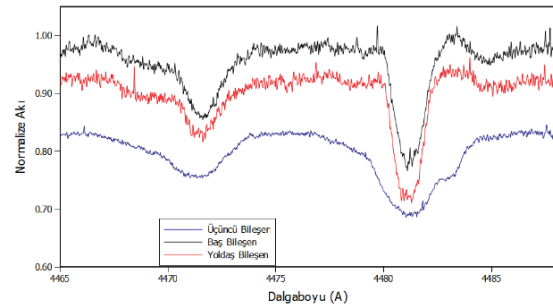
2.1 Cas – Tau Oymağı Üyeleri V559 Cas ve DV Cam

2.1.1 V559 Cas

V559 Cas sisteminin çoklu doğası gereği sistemin bileşke tayfında Doppler hareketi yapan yakın çift sistemin bileşenlerinin soğurma çizgilerinden başka hareketsiz ama yakın çift sistemin ışık eğrisindeki değişimlerden dolayı ışık katkısı evreye bağımlı değişen üçüncü bileşenin tayfının bulunmasını beklenir. Bu yüzden sistemin tayfsal yörüngesini ve bileşenlerin ayıklanmış tayflarını belirlemeden önce sistemdeki tüm bileşenlerin ışık katkılarının bilinmesi gerekmektedir. Bileşenlerin ışık katkılarını *BVRI* çok bant ışık eğrilerinin çözümüyle belirlenmiştir. Işık eğrilerinin bu ilk çözümlerinde yakın çiftin bileşenlerinin kütle oranı için $q = 0.9$ değerini kabul edilmiştir. Bu değer bileşenlerin tayf çizgilerinin şiddetlerine bakarak tayin edilmiştir. Bileşenlerin yaklaşık ışık katkılarını kullanarak tayfsal yörünge çözümü elde edilmiştir (bkz. Tablo 1). Tablo 1’deki kütle oranını ($q = 0.93$) kullanarak *BVRI* ışık eğrilerini tekrar çözerek bileşenlerin gerçek ışık katkıları tekrar belirlenmiştir. Hesaplanan ışık katkılarını kullanarak bileşenlerin tekrar ayıklanmış tayfları elde edilmiştir. Şekil 1’de yörünge çözümüyle bileşke tayflara yapılan en iyi teorik fitler, Şekil 2’de de sistemdeki bileşenlerin ayıklanmış tayfı gösterilmektedir. Bileşenlerin ayıklanmış tayflarından da görüleceği gibi üçüncü bileşenin de ön tayf türünden hızlı dönen bir yıldız olduğu anlaşılmaktadır. Sistemin B filtresinde alınmış ışık eğrisi çözümüne ait fit Şekil 3’te gösterilmiştir.



Şekil 1. V559 Cas sisteminin yörünge çözümü sonucunda bileşke tayflara en iyi uyan fitler.



Şekil 2. V559 Cas sistemindeki yıldızların ayıklanmış tayfları.

Tablo 1. V559 Cas sisteminin tayfsal yörünge parametreleri.

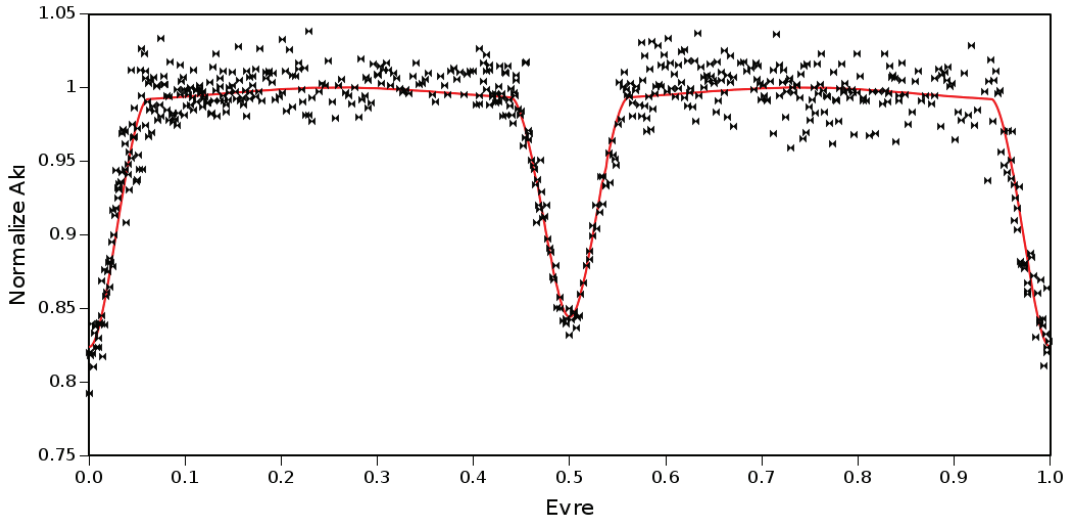
Parametre	Değer
P (gün)	1.580632 (2)
T_0 (HJD)	52501.0138 (5)
e	0.0
K_1 (km/sn)	158.8 (2.0)
K_2 (km/sn)	170.5 (2.0)
V_γ (km/sn)	23 (2)
q (K_1/K_2)	0.93 (1)

Sistemin kütle oranı ($q = 0.93$) belirlendikten sonra çok bant ışık eğrilerinin çözümüne başlamadan önce baş bileşenin sıcaklık verisine ihtiyaç vardır. Sistemin literatürde yer alan mutlak fotometrisinden sistemin renkleri $U-B = -0.15$ ve $B-V = 0.215$ kadir olarak verilmektedir. Şekil 2’den de görüleceği üzere yakın çift sistemin her iki bileşeni de He I 4471 Å çizgisi içermektedir. Yani her iki bileşen de A0 tayf türünden daha ileri tayf türündedir ve bu yüzden Q -yöntemini güven ile kullanabiliriz. Q -yöntemini sistemin kızıllaşmış renklerine uyguladığımızda $(U-B)_0 = -0.385$, $(B-V)_0 = -0.112$ kadir bulunur. Kızarmadan arındırılmış bu renkler Flower’a (1996) göre 12750(68) K sıcaklığa işaret etmektedir.

Sistemin literatürden elde ettiğimiz renkleri hangi yörünge evresinde elde edildiği bilgisi olmadığından Q -yöntemiyle elde edilen kızıllaşmadan arındırılmış renkleri kullanarak bulduğumuz baş bileşenin sıcaklık değerini baş ve yoldaş yıldızın tayflarını Kurucz (1993) modelleriyle ayrı ayrı modelleyerek test ettik. Şekil 4’de her iki bileşenin de gözlem tayfları ile sentetik tayflar gösterilmektedir. Model atmosferler baş bileşen için en uygun sıcaklığın renklerden elde ettiğimiz sıcaklık ile aynı olduğunu gördük (bkz. Şekil 4).

Bileşenlerin sıcaklığı ve kütle oranını kullanarak çok bant ışık eğrileri tekrar çözülerek ikinci bileşenin sıcaklığıyla diğer ışık eğrisi parametreleri elde edilmiştir (Tablo 2). Işık eğrisinden hesaplanan ikinci bileşenin sıcaklığı model atmosferlerden elde ettiğimiz sıcaklık ile birebir uyduğu görülmektedir.

Bileşenlerin ayıklanmış tayflarının modellenmesi ile dönme hızlarının izdüşümleri de baş ve yoldaş yıldız için sırasıyla $v \sin i_1 = 70(5)$ km/sn, $v \sin i_2 = 70(5)$ km/sn bulunmuştur.



Şekil 3. V559 Cas B-bandı ışık eğrisi çözümü.

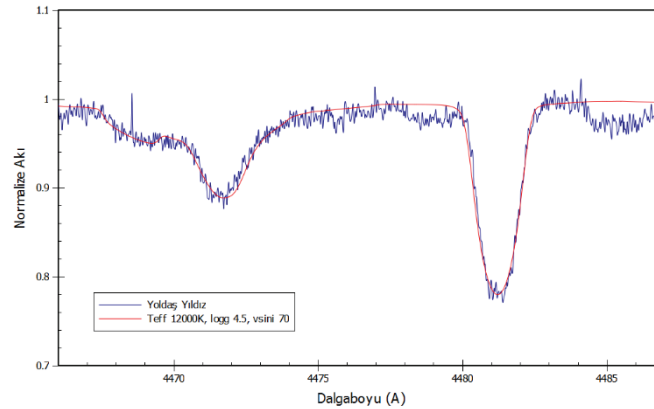
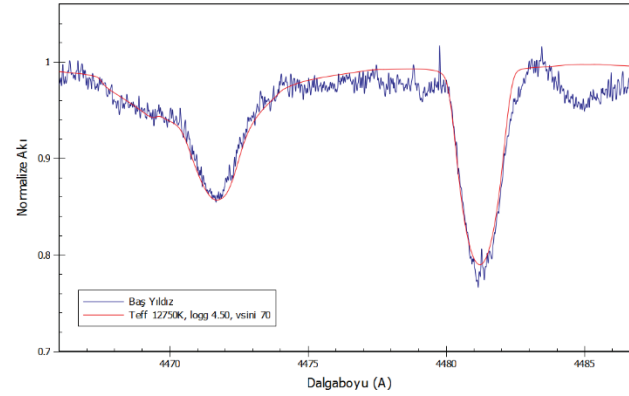
Tablo 1’deki tayfsal yörünge parametreleriyle Tablo 2’de verilen ışık eğrisi model parametreleri birleştirilerek sistemin bileşenlerine ait astrofiziksel parametreler elde edilmiştir (Tablo 3).

V559 Cas sistemini oluşturan yıldızların fiziksel özelliklerinden yakın çift sistemin B8 V + B9 ZAMS tayf türünden bileşenlerden oluştuğu görülmüştür. Her iki bileşen de hata sınırları içerisinde yörüngeyle senkronize dönmektedir. Bileşenlerin tayf çizgilerinin Güneş bolluğu ile hesaplanan sentetik tayflar ile elde edilen atmosfer parametreleriyle ışık

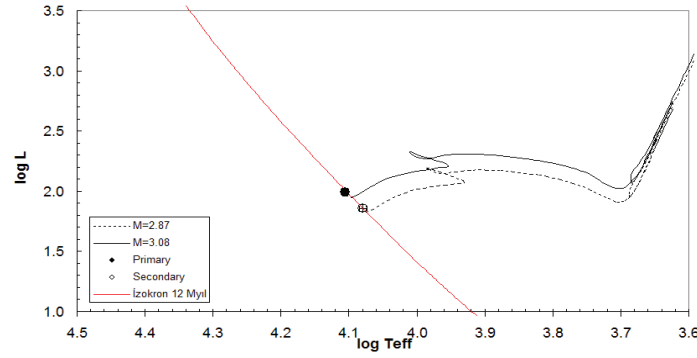
eğrisi çözümü ile elde edilen parametrelerin uyumu sistemin Güneş ile aynı metal bolluğuna sahip olduğunu göstermektedir. Bu bilgi ile yakın çift sistemin bileşenlerini $\log L \times \log T_{\text{eff}}$ düzleminde teorik evrim modelleri ve eş-yaş eğrileriyle çizdirdik. Bileşenleri kütleleri için hesaplanan teorik evrim modelleri bileşenlerin anakol evrimlerinin henüz başında olduğunu göstermektedir. Zaten her iki bileşene de en iyi uyan eş-yaş eğrisinin yaşının 12 Myıl olması da sistemin genç olduğuna işaret etmektedir.

Tablo 2. V559 Cas sisteminin çok bant ışık eğrisi model parametreleri.

Parametre	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
P (gün)		1.580632
T_0 (HJD)		2452501.0201(1)
q		0.93
$T_{1,2}$ (K)	12750	12000(70)
$l_{1B}/l_{\text{topl}}m$	0.244(7)	0.220(6)
$l_{1V}/l_{\text{topl}}m$	0.247(7)	0.224(6)
$l_{1R}/l_{\text{topl}}m$	0.248(7)	0.221(6)
$l_{1I}/l_{\text{topl}}m$	0.266(7)	0.234(5)
i ($^{\circ}$)		84.2(2)
$\Omega_{1,2}$	6.42(8)	5.71(6)
e		0.0
$A_{1,2}$		1.0
$g_{1,2}$		1.0
$F_{1,2}$		1.0
$\chi^2 (B, V, R, I)$		1.25, 0.78, 0.97, 0.76



Şekil 4. V559 Cas sisteminin baş (üstte) ve yoldaş (ortada) bileşenlerin He I 4471 Å ve Mg II 4481 Å çizgilerine uygulanan model atmosfer fitleri.



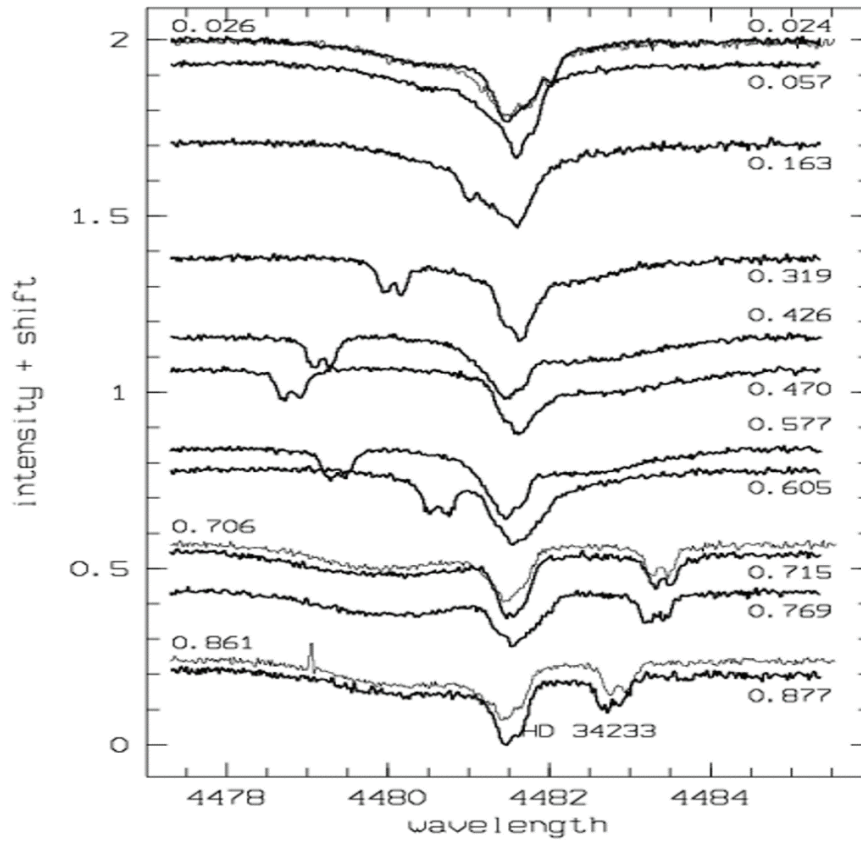
Şekil 5. V559 Cas sisteminin bileşenlerinin $\log L \times \log T_{\text{eff}}$ düzlemindeki konumları ve 20 Myıl eş-yaş eğrisi.

Tablo 3. V559 Cas sistemi için elde edilen astrofiziksel parametreler.

Parametre	Sembol	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
Tayf Türü	Sp	B8 V	B9 ZAMS
Kütle (M_{\odot})	M	3.08(9)	2.87(8)
Yarıçap (R_{\odot})	R	2.03(4)	1.97(4)
Yarı-büyük Eksen Uzunluğu (R_{\odot})	a		10.3(1)
Yörünge Dönemi (gün)	P_{orb}		1.580632(2)
Yörünge Eğimi (derece)	i		84.2(1)
Kütle Oranı	q		0.93(1)
Basıklık	e		0.0
Yüzey Çekim İvmesi (cgs)	$\log g$	4.31(3)	4.31(3)
Görsel Parlaklık (kadir)	V		7.01
Bileşenlerin Görsel Parlaklıkları (kadir)	$V_{1,2}$	7.52(2)	7.65(2)
Renk İndeksi (kadir)	$B-V$		0.215(30)
Görsel Sönümlenme (kadir)	A_V		1.01(8)
Sıcaklık (K)	T	12750(70)	12000(160)
Işıtma (L_{\odot})	L	1.99(3)	1.86(3)
Bolometrik Parlaklık (kadir)	M_{bol}	-0.22(7)	0.10(7)
Mutlak Görünür Parlaklık (kadir)	M_V	0.61(8)	0.79(7)
Bolometrik Düzeltme (kadir)	BC	-0.83(1)	-0.68(3)
Hız Yarı-genlikleri (km/sn)	$K_{1,2}$	158.8(2.0)	170.2(2.0)
Kütle Merkezi Hızı (km/sn)	V_{γ}		23.0(2.0)
Hesaplanan Eşzamanlı Dönme Hızı (km/sn)	V_{synch}	65(1)	63(1)
Gözlenen Dönme Hızı (km/sn)	V_{rot}	70 ± 5	70 ± 5
Uzaklık (pc)	d		240 (21)
Öz Hareket Bileşenleri (mas/yıl)	$\mu_{\alpha} \cos \delta, \mu_{\delta}$	11.43(1.27)	-6.07(1.27)
Uzay Hız Bileşenleri (km/sn)	U, V, W	-26.49(1.97), 6.45(1.97), -1.55(1.45)	

2.1.2. DV Cam

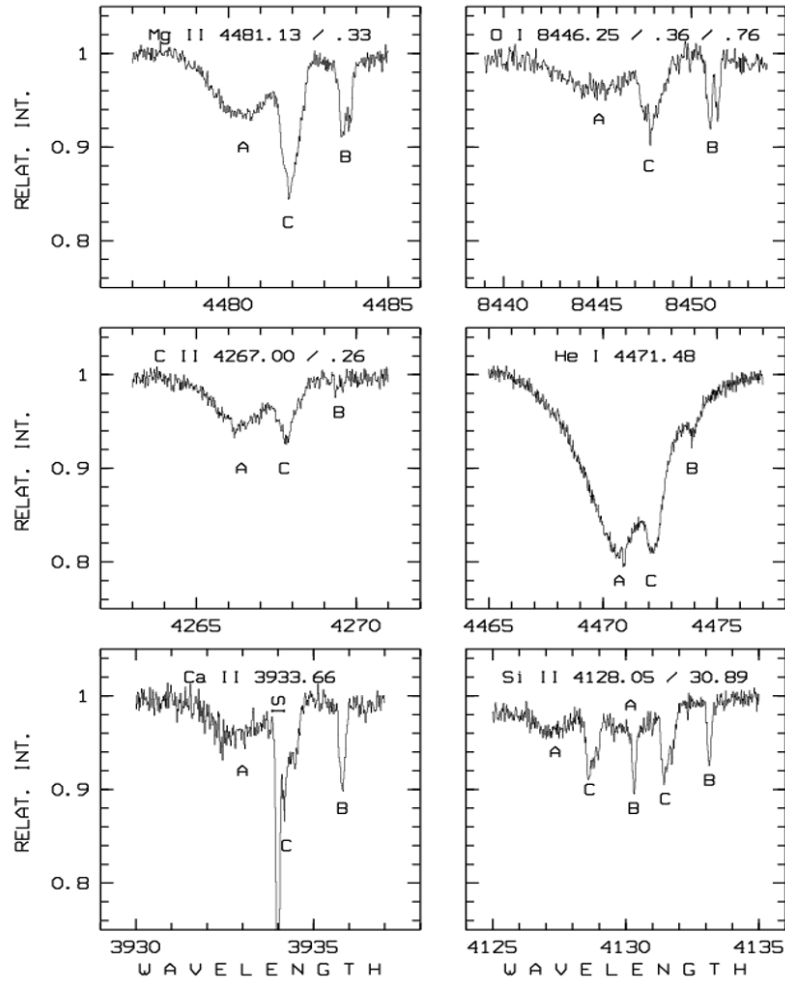
DV Cam'ın Cas-Tau oymak üyeliği yüzde 99 olasılığıyla verilmiştir (de Zeeuw ve diğ., 1999). Yaptığımız fotometrik gözlemler DV Cam'ın ışık eğrisinde sadece bir minimum olduğunu göstermiştir (Bakış ve diğ., 2012). Aynı çalışmada DV Cam'ın bir üçüncü cisme sahip olduğu ilk defa duyurulmuştur. Işık eğrisinde tek minimum olması baş bileşen ile yoldaş arasındaki sıcaklık farkını ışık eğrisinden belirleyemeyeceğimiz anlamına geliyor. Bu sebeple sistemlerin bileşenlerinin toplam ışığa katkısını ışık eğrisinden belirlenememiş ve bileşen tayfları ayrılmamıştır. Ancak sistemin tayfsal yörünge parametreleri belirlenmiştir (Tablo 4). Şekil 6'da tayf çizgilerinin yörünge hareketi boyunca Doppler kayması, Şekil 7'de de üçüncü bileşen de dâhil sistemdeki tüm bileşenlerin bileşke tayftaki tayf çizgileri gösterilmektedir. Yörünge çizgi fitiyle okunan dikine hızlar ve en iyi yörünge modeli gösterilmektedir.



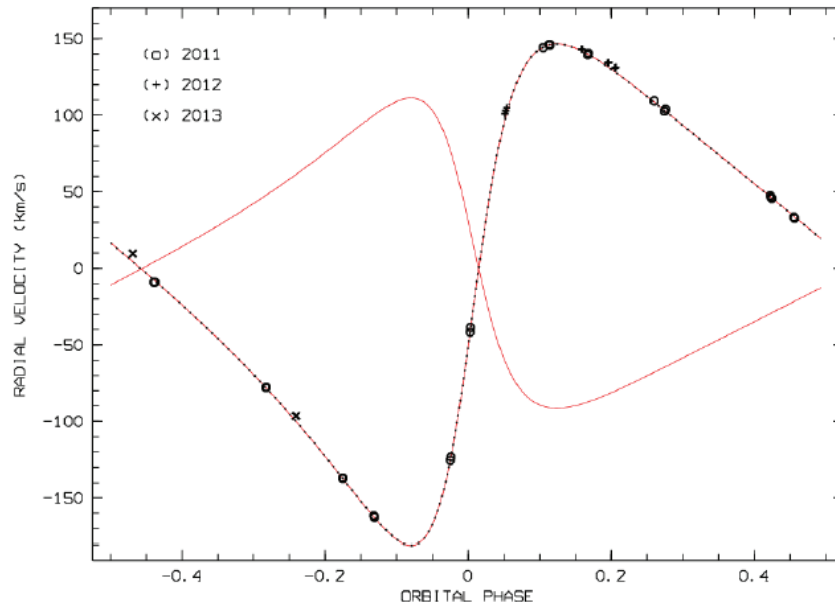
Şekil 6. DV Cam'ın farklı evrelerde alınmış bileşenlerin Mg II 4481 Å çizgilerinin yörünge çevrimi boyunca Doppler kaymaları.

Tablo 4. DV Cam sisteminin tayfsal yörünge parametreleri.

Bölge	Tperi-2455617 (gün)	w (°)	e	K_1 (km/sn)	K_2 (km/sn)
CII 4267	0.375	77.9	0.495	101.3	163.2
H γ	0.376	78.3	0.491	101.2	163.0
He4471 Mg	0.377	78.3	0.491	101.0	162.9
OI 7772	0.375	78.2	0.492	101.3	163.6
CrII4824	0.374	78.1	0.493	-----	163.5
Kabul	0.375	78.1	0.493	101.2	163.5



Şekil 7. DV Cam'ın üç bileşenli tayf yapısını gösteren belirli çizgileri.



Şekil 8. DV Cam sisteminin bileşenlerinin dikine hızları ve en iyi tayfsal yörünge modeli (Hensberge ve diğ., 2013).

3. Tartışma ve Sonuç

Bu çalışmada yıldız oluşum bölgeleri civarında bulunan iki yakın, ön tayf türünden ve en az bir bileşene sahip iki örten çift yıldız sisteminin ayrıntılı fotometrik ve tayfsal analizi yapılmıştır. Analiz sonucunda her iki sistemin de üçüncü bileşene ait bazı parametreler bulunmuştur.

[Kouwenhoven ve diğ. \(2001\)](#) yıldız oluşum bölgelerinin matematiksel simülasyonunu yaptıkları çalışmada yeni oluşan yıldızların yüzde 99'unun çoklu sistem olarak oluştuğunu ve çoklu sistem olmanın yıldız oluşumunun bir karakteristiği olduğunu öne sürmüşlerdir. Bu ve buna benzer çalışmalar (örn. Bakış ve diğ.'nin 109T449 nolu TÜBİTAK projesi) kapsamında incelenen sistemlerin büyük çoğunluğunun en az bir uzak bileşene sahip olduğu görülmektedir. Bu da [Kouwenhoven ve diğ.'nin \(2001\)](#) önerisini destekler niteliktedir.

Teşekkür: Bu çalışmada sunulan bulgular 2010-2013 yılları arasında yapılan 109T449 numaralı TÜBİTAK-EVRENA projesinde elde edilmiştir.

Kaynaklar

- Bakış, V., Bakış, H., Eker, Z., Demircan, O., 2007, MNRAS, 382, 609
Bakış, V., Hensberge, H., Zejda, M., de Cat, P., Yılmaz, F., Bloemen, S., Svoboda, P., Demircan, O., 2012, IAUS, 282, 71
Brown, A.G.A., de Geus, E.J., de Zeeuw, P.T., 1994, A&A, 289, 101
Bouy, H., Martín, E.L., Brandner, W., Zapatero-Osorio, M.R., Béjar, V.J. S., Schirmer, M., Huéramo, N., Ghez, A.M., 2006, A&A, 451, 177
de Zeeuw, P.T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J.H.J., Brown, A.G.A., Blaauw, A.A., 1999, AJ, 117, 354
Flower, P.J., 1996, ApJ, 469, 355
Hensberge, H., Bakış, V., de Cat, P. ve diğ., 2013, EAS, 64, 397
Kouwenhoven, L.P., Austing D.G., Tarucha S., 2001, RPPH, 64, 701
Kurucz, R.L., 1993, SYNTHES Spectrum Synthesis Programs and Line Data, Kurucz CD-ROM, Cambridge, MA: Smithsonian Astrophysical Observatory
Luhman, K.L., 2005, ASSL, 327, 115

