



EGE ÜNİVERSİTESİ

YÜKSEK LİSANS TEZİ

KATAKLİSMİK ÖNCESİ SİSTEMLERİN

GÖZLEMSEL ÖZELLİKLERİ

Barış HOYMAN

Tez Danışmanı :Prof. Dr. Belinda KALOMENİ

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Sunuş Tarihi : 20.08.2015

Bornova-İZMİR

2015

EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

(YÜKSEK LİSANS TEZİ)

**KATAKLİSMİK ÖNCESİ SİSTEMLERİN
GÖZLEMSEL ÖZELLİKLERİ**

Barış HOYMAN

Tez Danışmanı : Prof. Dr. Belinda KALOMENİ

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Sunuş Tarihi : 20.08.2015

Bornova-İZMİR

2015

Barış HOYMAN tarafından yüksek lisans tezi olarak sunulan “Kataklismik Öncesi Sistemlerin Gözlemsel Özellikleri” başlıklı bu çalışma E.Ü. Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliği ile E.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü Eğitim ve Öğretim Yönergesi’nin ilgili hükümleri uyarınca tarafımızdan değerlendirilerek savunmaya değer bulunmuş ve 20.08.2015 tarihinde yapılan tez savunma sınavında aday oybirliği/oyçokluğu ile başarılı bulunmuştur.

Jüri Üyeleri:

İmza

Jüri Başkanı

: Prof. Dr. Faruk SOYDUGAN

Raportör Üye

: Prof. Dr. Kadri YAKUT

Üye

: Prof. Dr. Belinda KALOMENİ



EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

ETİK KURALLARA UYGUNLUK BEYANI

E.Ü. Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliğinin ilgili hükümleri uyarınca Yüksek Lisans Tezi olarak sunduğum “Kataklismik Öncesi Sistemlerin Gözlemsel Özellikleri” başlıklı bu tezin kendi çalışmam olduğunu, sunduğum tüm sonuç, doküman, bilgi ve belgeleri bizzat ve bu tez çalışması kapsamında elde ettiğimi, bu tez çalışmasıyla elde edilmeyen bütün bilgi ve yorumlara atıf yaptığımı ve bunları kaynaklar listesinde usulüne uygun olarak verdiğimi, tez çalışması ve yazımı sırasında patent ve telif haklarını ihlal edici bir davranışımın olmadığını, bu tezin herhangi bir bölümünü bu üniversite veya diğer bir üniversitede başka bir tez çalışması içinde sunmadığımı, bu tezin planlanmasından yazımına kadar bütün safhalarda bilimsel etik kurallarına uygun olarak davrandığımı ve aksinin ortaya çıkması durumunda her türlü yasal sonucu kabul edeceğimi beyan ederim.

20 / 08 / 2015

Barış HOYMAN



ÖZET**KATAKLİSMİK ÖNCESİ SİSTEMLERİN
GÖZLEMSEL ÖZELLİKLERİ**

HOYMAN, Barış

Yüksek Lisans Tezi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Tez Danışmanı: Prof Dr. Belinda KALOMENİ

Ağustos 2015, 66 sayfa

Kataklismik öncesi değişenler (Pre-cataclysmic variable, Pre-CV) ayırık, yakın çift sistemlerdir ve çekimsel ışıma ve yıldız rüzgarlarının neden olduğu manyetik frenleme nedeniyle açısal momentum kaybı yaşayarak kataklismik değişen (Cataclysmic variable, CV) olarak evrimleşeceklerdir. Bu tür ayırık çift sistemler üzerinde yapılan çalışmalar bu sistemlerin bir kısmının Gökada yaşı içerisinde yarı ayırık sistemlere dönüştüklerini, devamında da muhtemelen CV'ye dönüşeceklerini göstermiştir.

Bu çalışmada yakın çift sistemlerin evrimleri süresince geçirdikleri ortak zarf evrimi aşaması, ortak zarf sonrasında ve Pre-CV aşamasındaki evrim süreçleri, bu aşamalarındaki açısal momentum kayıp süreçleri ve sistemlerin CV halini alma süreçleri irdelenmiştir. Ayrıca Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi teleskopları kullanılarak, ilerleyen evrim aşamalarında muhtemelen ortak zarf evrimi yaşayacak olan dört ayırık, yakın çift sistemin (V402 Lac, V380 Cas, DU Leo, UZ Sge) ve ortak zarf sonrası evrim aşamasında bulunan bir çift sistemin (EG UMa) gözlemleri yapılarak ışık eğrileri elde edilmiştir. Bu sistemlerden V402 Lac, V380 Cas, DU Leo ve UZ Sge sistemlerinin ışık eğrisi çözümleri yapılmış ve yeni minimum zamanları elde edilmiştir. Ayrıca V402 Lac sistemindeki olası bir üçüncü cismin kanıtları ortaya konmuştur.

Anahtar sözcükler: kataklismik öncesi değişenler, kataklismik değişenler, V402 Lac, V380 Cas, DU Leo, UZ Sge, EG UMa

ABSTRACT**OBSERVATIONAL PROPERTIES OF
PRE-CATAclySMIC BINARIES**

HOYMAN, Barış

MSc in Astronomy and Space Sciences

Supervisor: Prof Dr. Belinda KALOMENİ

August 2015, 66 pages

Pre-cataclysmic variables (Pre-CVs) are detached, close binary systems; these lose angular momentum due to gravitational radiation and magnetic braking due to the stellar wind and evolve into cataclysmic variables (CVs). Previous studies on these kinds of detached binary systems have demonstrated that some of these evolve into semi-detached systems over the galactic age, and that they might evolve into CVs in the future.

This study investigates the common envelope evolution stage, the evolutionary stages after common envelope and at the Pre-CV stage, the angular momentum loss process during these stages and the process through which these systems become CVs. In addition, using the telescopes available at Ege University Observatory, four detached, close binary systems that have the possibility of going through common envelope evolution in later evolutionary stages (V402 Lac, V380 Cas, DU Leo, UZ Sge) and one binary system that is at the evolutionary stage following the common envelope evolution (EG UMa) were observed and light curves were obtained. Among these systems, light curve analysis was performed and new minimum times were determined for V402 Lac, V380 Cas, DU Leo and UZ Sge systems. In addition to this, evidence pointing towards a possible third object in V402 Lac system was presented.

Keywords: pre-cataclysmic variables, cataclysmic variables, V402 Lac, V380 Cas, DU Leo, UZ Sge, EG UMa

TEŞEKKÜR

Bu çalışma süresince görüş ve tecrübeleriyle desteğini esirgemeyen değerli danışmanım Prof Dr. Belinda KALOMENİ'ye, gözlemlerim süresince Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi olanaklarını seferber eden ve gözleme elverişli ortamın korunmasını sağlayan tüm gözlemevi çalışanları ve hem gözlem hem de çözümlerim esnasındaki yardımlarından ötürü Prof Dr. Kadri YAKUT'a, IRAF öğrenim sürecindeki yardımlarından ötürü Evrim KIRAN'a, tüm arkadaşlarım, dostlarım, çalışma arkadaşlarım ve değerli hocalarıma teşekkürü bir borç bilirim.

Ama hepsinden de önemlisi yaşamım boyunca beni destekleyen sevgili aileme sonsuz teşekkürlerimi sunarım.

İÇİNDEKİLER

Sayfa

ÖZET	..vii
ABSTRACT	ix
TEŞEKKÜR	xi
ŞEKİLLER DİZİNİ	xv
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	xvii
1.GİRİŞ.....	1
2.YAKIN ÇİFT SİSTEMLERİN EVRİMİ	3
2.1 Ortak Zarflı Çift Sistemler.....	6
3.AÇISAL MOMENTUMUN EVRİMİ VE KÜTLE KAYBI	11
3.1 Kütle Ve Açısal Momentum Kaybı	11
3.2 Çekimsel Işıma	12
3.3 Manyetik Frenleme.....	13
4.BEYAZ CÜCE BİLEŞENLİ YAKIN ÇİFT SİSTEMLER.....	15
4.1 Beyaz Cüce	15
4.2 Katakлизмik Değişenler	16
4.2.1 Dönem boşluğu.....	18
4.3 Tip Ia Süpernovaları	19

İÇİNDEKİLER (devam)

	<u>Sayfa</u>
4.4 Katakлизмik Öncesi Sistemler	19
4.4.1 Başlangıç durumu	20
4.4.2 Erken evrim aşamaları	21
4.4.3 Katakлизмik öncesi değişen evrimi	22
5.GÖZLEM SONUÇLARI	27
5.1 V402 Lac.....	28
5.2 V380 Cas.....	36
5.3 DU Leo.....	40
5.4 UZ Sge	46
5.5 EG UMa	51
6.TARTIŞMA VE SONUÇ	57
KAYNAKLAR DİZİNİ	59
EKLER.....	

ŞEKİLLER DİZİNİ

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
2.1 İki nokta kütleinin yörünge düzlemi üzerindeki eş potansiyel yüzeyleri. Kütle oranı $q = M_1/M_2 = 0.25$ (Livio ve Iben 1993).....	5
2.2 HR diyagramındaki evrim yolları (Tauris ve van den Heuvel 2006).....	20
2.3 Şekil 2.2'de evrim yolu verilmiş $5 M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın yarıçap değişimi ve Roche lobu taşmasının A, B ve C durumlarının yarıçap sınırları (Tauris ve van den Heuvel 2006).....	24
5.1 V402 Lac sisteminin Hipparcos ışık eğrisi (Herrero ve ark. 2011).....	29
5.2 V402 Lac sisteminin dikine hız eğrisi dağılımı ve çözüme ilişkin eğri (alt panel) ve çözüme ilişkin fark dağılımı (üst panel) (Herrero 2010).	29
5.3 V402 Lac yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C_1 , C_2 ve C_3) bir gözlem görüntüsündeki konumları.	30
5.4 V402 Lac için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.....	31
5.5 V402 Lac için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik modelin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimumlar ile uyumu....	32
5.6 V402 Lac yıldızı O-C diyagramı ve eksen dönmesi etkisi.....	34
5.7 V402 Lac yıldızı O-C diyagramı ve LITE çözümü.....	35
5.8 V380 Cas yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C_1 ve C_2) bir gözlem görüntüsündeki konumları.	37
5.9 V380 Cas için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.....	38

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
5.10 V380 Cas için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik modelin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimumlar ile uyumu. ..	39
5.11 V380 Cas sistemi için elde edilen q taraması sonuçları.....	40
5.12 DU Leo yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C_1 ve C_2) bir gözlem görüntüsündeki konumları.....	41
5.13 DU Leo için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.....	43
5.14 DU Leo için Popper (1998) tarafından verilen dikine hız eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.	43
5.15 DU Leo için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik modelin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimumlar ile uyumu.....	44
5.16 UZ Sge yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C_1 , C_2 ve C_3) bir gözlem görüntüsündeki konumları.....	47
5.17 UZ Sge için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.....	48
5.18 UZ Sge için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik modelin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimumlar ile uyumu.....	49
5.19 UZ Sge sistemi O-C diyagramı ve LITE çözümü (Zasche ve ark. 2008).....	50
5.20 UZ Sge sistemi için Fourier analizi ile elde edilen güç tayfı (Liakos ve Niarchos 2012)..	51

ŞEKİLLER DİZİNİ (devam)

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
5.21 EG UMa yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C_1 , C_2 ve C_3) bir gözlem görüntüsündeki konumları..	53
5.22 EG UMa sisteminin üç bant ışık eğrisi. Çember, çarpı ve kare şekilli noktalar sırasıyla V, R ve I filtrelerinde elde edilen verileri temsil etmektedir	54
5.23 EG UMa sisteminin Bleach ve ark. (2000) tarafından R filtresinde elde edilen ışık eğrisi.....	54
5.24 EG UMa sisteminde gözlenen flare. Her nokta 20s poz süresine karşılık gelmektedir (Bleach ve ark. 2000).....	55
5.25 EG UMa'nın M cücesi bileşenine ait dikine hız eğrisi (Bleach ve ark. 2000).	55

ÇİZELGELER DİZİNİ

<u>Çizelge</u>	<u>Sayfa</u>
4.1 Katakлизмik Değişenlerin Türleri (Robinson 1976).....	18
5.1 EÜGUAM Teleskoplarının Özellikleri	27
5.2 V402 Lac yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.....	30
5.3 V402 Lac sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen ışık ölçüm parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri. Ayrıntılar için metne bakınız.....	33
5.4 V402 Lac sisteminin salt parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri.	33
5.5 V402 Lac için üçüncü cisim parametreleri.....	35
5.6 V380 Cas yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.....	37
5.7 V380 Cas sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen ışık ölçüm parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri. Ayrıntılar için metne bakınız.....	38
5.8 DU Leo yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.	42
5.9 DU Leo sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen ışık ölçüm parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri. Ayrıntılar için metne bakınız.....	45
5.10 DU Leo sisteminin salt parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri.	46
5.11 UZ Sge yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.	47

ÇİZELGELER DİZİNİ (devam)ÇizelgeSayfa

- 5.12 UZ Sge sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen ışık ölçüm parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri. Ayrıntılar için metne bakınız. 50
- 5.13 EG UMa yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları. 53

1. GİRİŞ

Yeterince temiz ve açık bir gecede gökyüzüne baktığımızda bizi muhteşem bir manzara karşılar. Ay ve gezegenlerin yanı sıra parlayan milyarlarca elmas parçası bizleri selamlar. Bu elmas parçalarının büyük bir çoğunluğu gökadamız Samanyolu içerisindeki yıldızlar ve diğer derin uzay cisimleridir. Gökyüzüne baktığımızda evrenin büyüklüğü içerisinde kendimizi kaybederken, bir yandan da bize bu kayboluşta eşlik eden yıldızların ne kadar yalnız görüldüğünü düşünürken bulabiliriz kendimizi. Ancak aklımızdan çıkarmamız gerekir ki bu yıldızlar, aslında göründükleri kadar yalnız değildir. Jaschek ve Gomez (1970)'e göre anakol yıldızlarının %50'si çift, Albada ve Blaauw (1967)'a göre ise erken tip yıldızların %60'ı kütle oranı 0.2'nin üzerinde olan çift sistem üyesidir (Paczynski 1971). Yani gökyüzünde gördüğümüz milyarlarca yıldızın yarısından fazlası çift ya da çoklu bir sistemin üyesidir.

Yıldız iç yapı ve evrim çalışmalarında çift sistemlerin önemli bir yeri vardır. Yıldızların evrimini belirleyen en önemli parametreler olan kütle ve ağır element bolluğu, çift yıldızların çalışılmasıyla belirlenebilmektedir. Evrimleri süresinde hiçbir zaman etkileşemeyecek kadar ayrı çift sistemlerin bileşenleri sanki ayrı yıldızlarmış gibi incelenebildikleri için bu sistemlerin evrimlerini öngörmekte bu iki parametre ve diğer bazı süreçler (dönme, karışım ölçek uzunluğu v.b.) yeterli olabilir. Ancak yakın çift yıldızlar olarak adlandırılan, bileşenleri birbirlerine daha yakın olan çift sistemlerin evrimini belirlemek için daha fazla parametreyi göz önünde bulundurmak gerekmektedir. Bu gibi sistemlerin evrim aşamalarının modellenmesinde hala gözlemlerle uyuşmayan sorunlarla karşılaşmaktadır ve bu da böyle sistemlerin incelendiği çalışmaların hala önemini korumasını sağlamaktadır.

Kataklismik değişenler (Cataclysmic variable, CV) evrendeki yoğun gökcisimlerinden biri olan bir beyaz cüce baş bileşen ve bu beyaz cüceye yığılma diski ya da yığılma kolonu ile madde aktaran genellikle geri tayf türünden bir anakol yıldızı yoldaş bileşenin meydana getirdiği yarı-ayrık yakın çift sistemlerdir. Günümüzde kabul gören CV oluşum teorisi ortak zarf evrimi ve sonrasında sistemin toplam açısal momentumunu yitirmesiyle yörüngenin

küçülerek bileşenlerin birbirlerine yaklaşmasını içermektedir (Paczynski 1976, Sarna ve ark. 1995).

Katakлизмik öncesi değişenler (Pre-cataclysmic variable, Pre-CV) ayrık, yakın çift sistemlerdir ve çekimsel ısıma ve yıldız rüzgarlarının neden olduğu manyetik frenleme nedeniyle açısal momentum kaybı yaşayarak CV olarak evrimleşeceklerdir. Bu tür ayrık çift sistemler üzerinde daha önce yapılan çalışmalar bu sistemlerin bir kısmının Gökada yaşı içerisinde yarı ayrık sistemlere dönüştüklerini, devamında da muhtemelen CV'ye dönüşeceklerini göstermiştir (King ve ark. 1994, Sarna ve ark. 1995).

Çalışmanın ikinci bölümünde yakın çift sistemlerin evrim sürecine değinilerek Roche geometrisi tanımlanmış, evrim sürecinde kullanılan zaman ölçeklerine değinilmiş ve ortak zarflı çift sistemlerin evrimi irdelenmiştir. Üçüncü bölümde de yakın çift sistemlerin evrimi üzerinde önemli rol oynayan açısal momentum kayıp mekanizmaları ile kütle kaybı süreçleri tanımlanmıştır. Dördüncü bölümde beyaz cüce bileşenli çift sistemlere değinilerek beyaz cüceler, CVler ve tip Ia süpernova patlamalarına değinilerek tezin asıl konu başlığı olan Pre-CV sistemlerine geçilerek, bu sistemlerin başlangıç durumları, erken evrim süreçleri ve Pre-CV aşaması evrim süreci irdelenmiştir. Beşinci bölümde de tez kapsamında yapılan gözlemlere ve elde edilen sonuçlara değinilmiştir. Altıncı bölümde de elde edilen sonuçlar irdelenip, tartışılarak çalışma sonlandırılmıştır.

2. YAKIN ÇİFT SİSTEMLERİN EVRİMİ

Bir çift yıldız sistemindeki yıldızların evrimleri süresince bileşenler arasında madde aktarımı meydana gelirse, bu çift sisteme yakın çift yıldız adı verilir (Paczynski 1971). Yakın çift yıldızların evrimlerini incelerken Roche geometrisini dikkate almamız gerekmektedir.

Bir çift yıldız sisteminde M_1 ve M_2 kütleli iki yıldız ortak kütle merkezi etrafında hareket ederler. Her ne kadar ilerleyen evrim aşamalarında bu durum değişebilse de, başlangıçta büyük kütleyle sahip yıldız baş bileşen (M_1), daha küçük kütleli yıldız ise yoldaş bileşen (M_2), aralarındaki mesafe de A olsun. Roche yaklaşımına göre yıldızlar dairesel yörüngede hareket ederler ve çekim alanı iki yıldızın kütlelerinin toplandığı merkezi nokta kaynaklar tarafından üretilir. Bu durumda Kepler yasası

$$\left(\frac{2\pi}{P}\right)^2 A^3 = G(M_1 + M_2) \quad (1)$$

şeklinde ifade edilir. Burada G Newton sabitini, P ise yörünge dönemini temsil etmektedir. Yörünge açısal momentumu olan J_{orb} ise

$$J_{orb}^3 = \frac{G^2(M_1 M_2)^3}{2\pi(M_1 + M_2)} P \quad (2)$$

veya

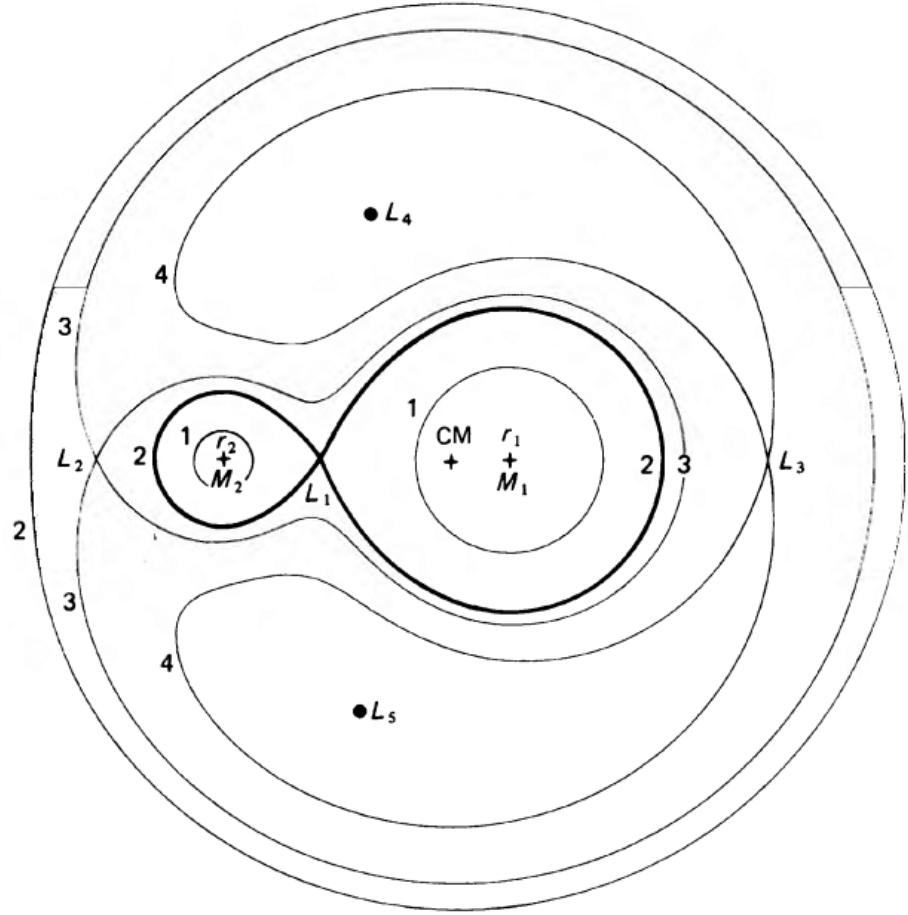
$$J_{orb}^2 = \frac{G(M_1 M_2)^2}{M_1 + M_2} A \quad (3)$$

şeklinde verilmektedir.

Sistemi incelerken kullanacağımız koordinat sisteminin orjinini kütle merkezine yerleştirerek, koordinat sistemini, bileşenler ile birlikte döndürebiliriz. Bu yaklaşımlar çerçevesinde yörüngedeki eş potansiyel yüzeyleri Şekil 2.1’de gösterilmiştir (Livio ve Iben 1993). Bu durumda her bileşen için, kütle merkezine

yakın konumlardaki eş potansiyel yüzeyleri neredeyse küreseldir ve bu yüzeylerde yıldızın çekim kuvveti baskındır. Eş potansiyel yüzeyinin yarıçapı büyüdükçe, diğer yıldızın çekim etkisiyle ve merkezkaç kuvveti nedeniyle yüzey küresellikten sapmaya başlar. Eş potansiyel yüzeyi belli bir kritik yarıçapa ulaştığında her iki yıldızın eş potansiyel yüzeyleri birbirine temas eder. Bu temas noktasına iç Lagrange noktası (L_1) denir. Bu değerdeki eş potansiyel yüzeyine ise kritik Roche yüzeyi denir. Bu yüzeyler her iki bileşeni de çevreler ve L_1 noktasında birbirleriyle temas halindedir. Eş potansiyel yüzeylerini daha da büyüttüğümüz zaman eş potansiyel yüzeyleri daha da bozulmuş ve her iki yıldız da çevreleyen, yer fıstığına benzeyen bir yapıya sahip olur.

Çift yıldızın bileşenlerinden birisi, evrim sürecinde yarıçapını yeterince büyüterek kritik Roche yüzeyine (lobuna) eriştiğinde iç Lagrange noktası olan L_1 üzerinden diğer bileşene madde aktarmaya başlar. Eğer madde aktarımı çok hızlı olursa madde alan bileşen üzerine yığılan madde yeterince hızlı çökemez ve yıldız yeterince hızlı bir şekilde tekrar dengeye ulaşamaz. Böylece madde bileşenin Roche lobundan taşmaya başlar. Bu durum evrimin, bileşenlerin bu taşan madde içerisinde gömülü olarak dolandıkları ortak zarf (Common Envelope, CE) evresi olarak adlandırılır. Bileşenler ve sistemi çevreleyen zarf arasındaki hız farklılıkları çiftten zarfa açısal momentum aktarılmasına neden olur. Yoldaş bileşen oluşan sürtünme kuvveti nedeniyle baş bileşen çekirdeğine doğru yaklaşan spiral bir yörünge izler ve açığa çıkan ışıınım nedeniyle ortak zarf dağılır (Sarna ve ark. 1995). Bu yozlaşmış bileşene sahip yarı-ayrık sistemlerin, bu sistemlerin atası olmaya aday sistemlere göre neden daha küçük yörüngelerde dolandıklarını açıklamaktadır (Iben ve Livio 1993).



Şekil 2.1: İki nokta kütleinin yörünge düzlemi üzerindeki eş potansiyel yüzeyleri. Kütle oranı $q = M_2/M_1 = 0.25$ (Livio ve Iben 1993).

Ortak zarf aşaması bu aşama ve sonrasındaki açısal momentum kayıp mekanizmaları ortak zarf evrimi sonrası sistemler ve kataklismik değişenlerin evrimsel süreçlerine ilerleyen bölümlerde yer verilecektir. Bu süreçlerin açıklanması esnasında sıkça değinilecek olan temel zaman ölçeklerine değinmek gerekmektedir. Yıldız evriminde sıklıkla kullanılan üç temel zaman ölçeği vardır (Tauris ve van den Heuvel 2006):

- Dengedeki bir yıldızın hidrostatik dengesine uygulanan tedirginlik (örneğin ani madde kaybı) sonrasında yıldızın, tekrar dengeye ulaşana kadar geçirdiği zamana "dinamik (ya da durulma) zaman ölçeği" denir:

$$\tau_{dyn} = \sqrt{(R^3/GM)} \simeq 30 \left(\frac{R}{R_{\odot}}\right)^{\frac{3}{2}} \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{-\frac{1}{2}} \text{ dakika} \quad (4)$$

•Dengedeki bir yıldızın termal dengesine uygulanan tedirginlik sonrasında yıldızın, tekrar dengeye ulaşana kadar geçirdiği zamana "termal zaman ölçeği (ya da Kelvin-Helmholtz zaman ölçeği)" denir. Bu ölçek aynı zamanda merkezdeki tepkimelerin aniden durması halinde yıldızın ışınımını tamamen boşaltması için geçen süre olarak da tanımlanabilir:

$$\tau_{th} = \tau_{KH} = \frac{GM^2}{RL} \simeq 10^7 \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2} \text{ yıl} \quad (5)$$

•Yıldızın sahip olduğu ısıtma oranıyla (L ile ilişkili) sahip olduğu nükleer yakıtını (M ile ilişkili) tüketene kadar geçireceği zamana "nükleer zaman ölçeği" denir:

$$\tau_{nuc} \simeq 10^{10} \left(\frac{M}{M_{\odot}} \right)^{-2.5} \text{ yıl} \quad (6)$$

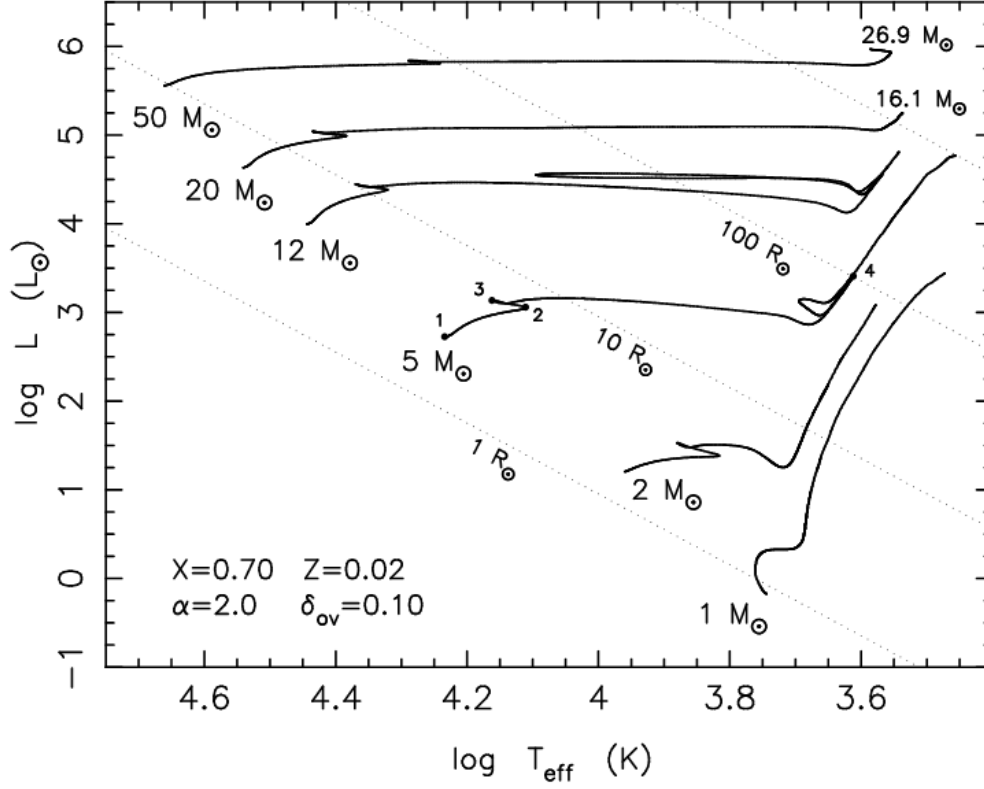
Yukarıdaki zaman ölçekleri kütle-ısıtma ilişkisi: $L \propto M^{3.5}$ ve anakol için kütle yarıçap ilişkisi: $R \propto M^{0.5}$ varsayımı altında türetilmiştir (Tauris ve van den Heuvel 2006). Ancak Eker ve ark. (2015) farklı kütle aralıkları için bu oranların değişebildiğini göstermiştir. Yine de bu iki ilişki $M \geq M_{\odot}$ durumu için yeterince tutarlıdır. Ayrıca bu zaman ölçekleri ile türetilcek nümerik değerler sadece sıfır yaş anakolu (Zero Age Main Sequence, ZAMS) yıldızları için geçerlidir.

2.1 Ortak Zarflı Çift Sistemler

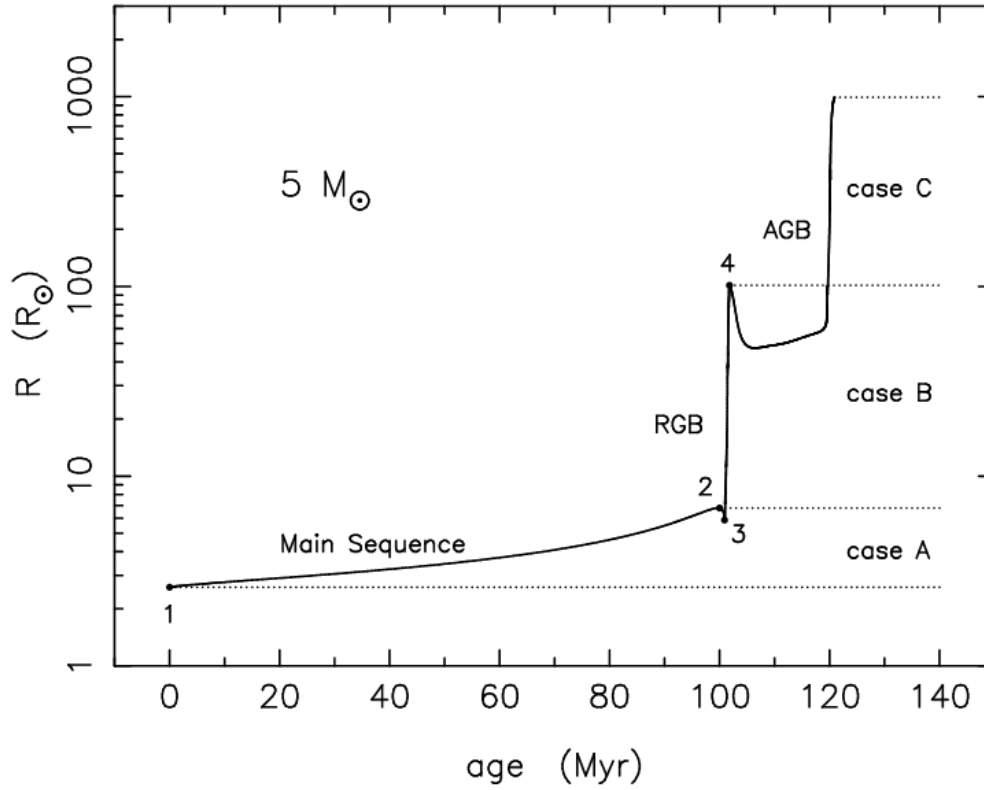
Bir çift sistemin bileşenleri göreceli olarak birbirlerinden yeterince uzak yörüngelerde dolanıyorsa, bileşenler Roche lobunu doldurmadan evrimleşebilirler. Bu durumda bileşen yıldızlar sanki tek başlarına yıldızlarmış gibi değerlendirilebilir. Ancak bileşenler birbirlerine yeterince yakınsa, ilk olarak büyük kütleli bileşen yıldız evrimi sırasında yarıçapını Roche lobunu doldurmaya yetecek kadar büyütebilir. Bu durumda baş bileşenden yoldaşa L_1 noktasından madde aktarımı başlar. Bu madde aktarımı oldukça kısa sürede gerçekleşir ve madde alan yıldız yeterince hızlı bir şekilde bu maddeye karşı dengesini koruyamaz, yani gelen madde yeterince hızlı çökmez ve yıldızın hidrostatik

dengesi bozularak yarıçapı büyümeye başlar (Sarna ve ark. 1995). Bu durumda madde alan bileşen de Roche lobunu doldurarak, taşan maddenin sistemi çevrelemesine yol açar ve bileşenler bu madde içerisinde gömülü olarak dolanmaya devam ederler. Bu aşamaya ortak zarf evresi denir.

Ortak zarf sürecini anlamak için, öncelikle bileşenleri tek olarak ele alıp evrim süreçlerine değinmek gerekmektedir. Tauris ve van den Heuvel (2006)'dan alınan Şekil 2.2'de $50 M_{\odot}$, $20 M_{\odot}$, $12 M_{\odot}$, $5 M_{\odot}$, $2 M_{\odot}$ ve $1 M_{\odot}$ kütleli yıldızlar için Hertzsprung-Russell (HR) diyagramındaki evrim yolları görülmektedir. Bu evrim yolları anakol ve sonrasını içermektedir. Bu evrim yolları Eggleton (1971, 1972, 1973)'un yıldız evrim kodu kullanılarak hesaplanmıştır (bkz: Pols ve ark 1995, 1998). Aynı çalışmadan alınan Şekil 2.3'de ise $5M_{\odot}$ kütleli bir yıldız için yaşa karşılık yarıçap değişimi görülmektedir. Burada 1 noktasından 2 noktasına kadar olan kısım, yıldızın en uzun evresi olan ve nükleer zaman ölçeği süresince devam eden anakol evresidir. Bu evrede yıldız özeğinde hidrojen yakmaktadır. Anakol evresi boyunca yıldızın özeğindeki parçacık sayısının azalması neticesinde özek çökmeye devam eder, bu da sıcaklığın artışına ve yıldızın yarıçapını büyütmesine yol açar. Bu yüzden yıldız anakol evresi boyunca yavaş da olsa sürekli olarak yarıçapını büyütür. Yıldız 2 noktasına ulaştığında özeğindeki hidrojenini tüketmiştir. 3 noktasına gelindiğinde ise helyum özek etrafında hidrojen kabuk yanması başlar. Kütleli $1.2M_{\odot}$ 'in üzerindeki yıldızlarda 2 ve 3 noktaları arasında yıldızın tamamı bir miktar büzülerek özek sıcaklığını artırır. 3 noktası geçildikten sonra yıldız kırmızı dev koluna tırmanır. Bu aşamadan sonra evrim kütleye göre değişiklik gösterir. Kütleli $2.3M_{\odot}$ değerinin üzerinde olan yıldızlarda 4 noktasına gelindiğinde özekte helyum yanması başlar ve helyumun nükleer zaman ölçeğinde yıldız HR diyagramı üzerinde bir döngüye girer. Son olarak da yıldız helyum kabuk yanması sürecine başlar ve özekte de karbonun tutuşmasıyla yıldız asimptotik dev kolu (AGB) aşamasında hızla süper dev koluna tırmanır. Kütleli $2.3M_{\odot}$ değerinin altında olan yıldızlar ise 4 noktasına gelirken helyum özek dejenere olmuş ve hidrojen kabuk yanmasıyla özek beslenir durumdadır. Helyum özeğin $0.45M_{\odot}$ değerine erişmesiyle özekte helyum parlaması yaşanır (Tauris ve van den Heuvel 2006).



Şekil 2.2: Farklı kütleli yıldızların HR diyagramındaki evrim yolları (Tauris ve van den Heuvel 2006).



Şekil 2.3: Şekil 2.2'de evrim yolu verilmiş $5 M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın yarıçap değişimi ve Roche lobu taşmasının A, B ve C durumlarının yarıçap sınırları (Tauris ve van den Heuvel 2006).

Çift sistemin bileşenlerinin evrim durumları ve yörünge özellikleri ortak zarf aşamasının evrimini belirler. Bileşenlerin kütle oranları ve aralarındaki mesafe Roche geometrisini, yıldızların evrim durumuna bağlı olarak da yarıçaplarındaki değişim de sistemin ortak zarf evresine girip girmeyeceğini, girecekse de ne zaman gireceğini belirleyecek parametre olacaktır.

Roche lobunun hacmini, eş potansiyel yüzeyinin ortalama yarıçapına sahip bir küre hacmi yaklaşımıyla hesaplamak yeterince makuldür.

$$\frac{r_1}{A} = 0.38 + 0.2 \log \frac{M_1}{M_2}, \quad 0.3 < \frac{M_1}{M_2} < 20 \text{ için} \quad (7a)$$

$$\frac{r_1}{A} = \frac{2}{3^{4/3}} \left(\frac{M_1}{M_1 + M_2} \right)^{1/3} = 0.46224 \left(\frac{M_1}{M_1 + M_2} \right)^{1/3}, \quad 0 < \frac{M_1}{M_2} < 0.8 \text{ için} \quad (7b)$$

(7a) ve (7b) denklemleri yardımıyla Kopal (1959), M_1/M_2 oranına göre %2 yaklaşıklıkla Roche lobu yarıçaplarını listelemiştir. Ele alınan çift sistemin bileşenlerinden biri, o bileşen için elde edilen kritik yarıçapı aştığı anda diğer bileşen üzerine madde aktarmaya başlayacaktır (Paczynski 1971).

Sistemin ayrıklığı başlangıçta ne kadar küçükse, yani dönemi ne kadar kısaysa evrimleşen bileşenin Roche lobu o kadar dar olacağı için, evrimi süresince o kadar erken bir zamanda Roche lobunu doldurarak madde aktarmaya başlayacaktır. Kipperhahn ve Wiegert (1967) Roche lobundan madde taşması için A, B ve C Durumu (Case A, B, C; bkz: Şekil 2.3) olmak üzere üç durum tanımlamıştır. A Durumu'nda bileşenler o kadar yakındır ki baş bileşen henüz anakoldayken, yani özekte hidrojen yanması devam ederken Roche lobunu doldurarak madde transferine başlar. B Durumu'nda baş bileşen özekteki hidrojen yakma sürecini tamamladıktan sonra dev koluna tırmanırken, henüz helyumunu ateşleyememişken Roche lobunu doldurarak madde transferine başlar. C Durumu'nda ise baş bileşen helyum kabuk yakma aşaması veya sonrasında Roche lobunu doldurup madde aktarımına başlar (Tauris ve van den Heuvel 2006). Şekil 2.3'de yarıçap değişimi görülen $5M_{\odot}$ kütleli yıldız eğer bir çift sistem üyesi ise çember yörüngeli sistem için Kepler yasası

$$\log P (\text{gün}) = 1.5 \log \left(\frac{A}{R_{\odot}} \right) - 0.5 \log \left(\frac{M_1 + M_2}{M_{\odot}} \right) - 0.936 \quad (8)$$

şeklinde yazılabilir (Paczynski 1971). Bu sistemin yoldaş bileşeninin $2.5M_{\odot}$ kütleli olduğu durum için sistemin kütle oranı $q = M_1/M_2 = 2$ olur. Bu durumda (7a) denkleminde, Roche lobunun yarıçapının yörünge ayırlığına oranı, $R_1/A = 0.44$ değeri elde edilir. Buradan A çekilip (8) denkleminde yerine koyulduğunda

$$\log P (\text{gün}) = 1.5 \log \frac{R_1}{R_{\odot}} - 0.84 \quad (9)$$

denklemini elde edilir (Paczynski 1971). Bu aşamada A, B ve C durumlarının minimum ve maksimum yarıçap değerleri yaklaşık $2.5 R_{\odot}$, $7 R_{\odot}$, $100 R_{\odot}$ ve $1000 R_{\odot}$ alınırsa yörünge dönemleri (P) sırasıyla 0.57 gün, 2.68 gün, 144.5 gün ve 4570 gün olarak elde edilir. Bu da demektir ki eğer bu sistem 0.57 - 2.68 gün arasında bir yörünge dönemine sahipse bu, A Durumu'na karşılık gelir ve sistemin baş bileşeni henüz anakol evrimi sırasında Roche lobunu doldurup madde aktarımına başlar. Eğer dönem 0.68 - 144.5 gün aralığında ise B Durumu söz konusudur ve baş bileşen hidrojen kabuk yanması aşamasındayken Roche lobunu doldurarak madde aktarır. 144.5 - 4570 gün arasındaki dönemlerde C Durumu söz konusu olur ve baş bileşen helyum kabuk yanması ve sonrasında Roche lobunu doldurarak madde aktarımına başlayabilir. Bundan daha büyük dönemlerde yörünge açıklığı Roche lobunun dolmasına imkan tanımayacaktır ve bu durumdaki sistemde madde aktarımı beklenmez.

Sistemde madde aktarımının başlamasından sonra gelişen ortak zarf ile bileşenlerin arasındaki hız farkları sürtünme kuvvetinin ortaya çıkmasına yol açar ve bileşenlerden zarfa açısal momentumun aktarılmasına neden olur. Böylece bileşenler açısal momentumlarını kaybederek yörüngelerini daraltır ve birbirlerine yaklaşırlar. Bu da ortak zarf aşamasını içeren sistemlerin yörüngelerinin, bu yıldızların atası olan yıldızların henüz nükleer tepkimelerinin sona ermeden önceki halini barındıran özellikteki sistemlere göre neden daha küçük olduğunu anlamamızı sağlamaktadır (Iben ve Livio 1993).

3. AÇISAL MOMENTUMUN EVRİMİ VE KÜTLE KAYBI

3.1 Kütle ve Açısal Momentum Kaybı

Genel bir yaklaşımla, $\dot{M}_1 \neq -\dot{M}_2$ olan ve toplam açısal momentumun değiştiği korunumsuz durum için yola çıkalım. (3) denkleminde yola çıkarak yörünge toplam açısal momentumu için

$$J_{orb} = \frac{G^{1/2} M_1 M_2}{(M_1 + M_2)^{1/2}} A^{1/2} \quad (10a)$$

$$= \frac{M_1 M_2}{M_1 + M_2} A^2 \Omega_{orb} \quad (10b)$$

eşitlikleri yazılabilir. Kepler'in üçüncü yasasına göre yörünge dönemi

$$P_{orb}^2 = \frac{4\pi^2 A^3}{G(M_1 + M_2)} \quad (11)$$

olarak verilir. (10) ve (11) denklemlerinden yola çıkarak da yörünge dönemi değişimi için

$$\frac{\dot{P}_{orb}}{P_{orb}} = 3 \frac{\dot{J}_{orb}}{J_{orb}} - \frac{2 + 3q}{(1 + q)} \frac{\dot{M}_1}{M_1} - \frac{3 + 2q}{1 + q} \frac{\dot{M}_2}{M_2} \quad (12)$$

denklemini ve bileşenler arasındaki açıklığın değişimi için de

$$\frac{\dot{A}}{A} = 2 \frac{\dot{J}_{orb}}{J_{orb}} - \frac{1 + 2q}{1 + q} \frac{\dot{M}_1}{M_1} - \frac{2 + q}{1 + q} \frac{\dot{M}_2}{M_2} \quad (13a)$$

$$= 2/3 \frac{\dot{P}_{orb}}{P_{orb}} + \frac{1}{3(1 + q)} \frac{\dot{M}_1}{M_1} + \frac{q}{3(1 + q)} \frac{\dot{M}_2}{M_2} \quad (13b)$$

denklemleri yazılabilir ($\dot{M}_2 < 0$). Tam korunumlu durum için ise $M_1 + M_2 = \text{sabit}$ ve $\dot{J} = 0$ olur ve böylelikle açıklık için

$$\frac{\dot{A}}{A} = 2(q - 1) \frac{\dot{M}_2}{M_2} \quad (14)$$

ve yörünge dönemi için de

$$\frac{\dot{P}_{orb}}{P_{orb}} = 3(q - 1) \frac{\dot{M}_2}{M_2} \quad (15)$$

denklemlerine ulaşabiliriz. Burada M_2 değeri, baş bileşene sürekli madde artarımı nedeniyle azalmaktadır. Bu durumda $q > 1$ ise, zamanla bileşenler birbirlerine yaklaşacak ve yörünge dönemi kısalmaktadır. Kütle oranı, q , da azalacaktır. Ancak $q < 1$ olduğunda aktarılan madde sistemin kütle merkezine daha yakın bir noktaya toplanacağı için, toplam açısal momentumun korunumu gereğince bileşenlerin birbirlerinden uzaklaşmaları gerekmektedir (Warner 1995).

Ancak q değerinin azalmasıyla yoldaş bileşenin Roche lobu da küçüleceğinden, madde aktarımı $q = 1$ noktasında durmaz. (7b) ve (14) denklemlerinden yola çıkarak yoldaş bileşenin Roche lobu yarıçapının değişimi için

$$\frac{\dot{R}_{L,2}}{R_{L,2}} = \left(2q - \frac{5}{3}\right) \frac{\dot{M}_2}{M_2} \quad (16)$$

denklemini yazılabilir ve Roche lobu en küçük yarıçapa, $q = 5/6$ değerinde ulaşır. Bu denkleme göre $q = 1$ noktasında durmayan kütle aktarımı, $q = 5/6$ değerine kadar devam eder (Warner 1995).

3.2 Çekimsel Işıma

Kraft, Matthews ve Greenstein (1962; ayrıca bkz: Paczynski 1976, Faulkner 1971)'e göre bileşenleri arasındaki açıklığın oldukça küçük olduğu, kısa yörünge dönemlerine sahip CVler için çekimsel ışıma, oldukça etkili bir açısal momentum kayıp mekanizması olarak karşımıza çıkmaktadır (Warner 1995). Einstein'ın

kuadrupol denkleminde elde edilen çekimsel ışıma kaynaklı açısal momentum kayıp oranı

$$\dot{J}_{GR} = -\frac{32G^{7/3}}{5c^5} \frac{M_1^2 M_2^2}{(M_1 + M_2)^{2/3}} \left(\frac{2\pi}{P_{orb}}\right)^{7/3} \quad (17)$$

ile verilmektedir (Schreiber ve Gansicke 2003). Ayrıca (10a) ve (11) denklemlerinden faydalanarak bu denklem

$$\frac{\dot{J}_{GR}}{J_{orb}} = -\frac{32G^3}{5c^5} \frac{M_1 M_2}{a^4} \quad (18)$$

şeklinde yazılabilir.

Yörünge döneminin büyük olduğu sistemler için çekimsel ışımayla açısal momentum kayıp mekanizması oldukça zayıftır. Ancak yörünge dönemi kısa olan sistemlerde bu mekanizma etkisini keskin bir şekilde artırmaktadır. Dolayısıyla oldukça kısa dönemli CVler için çekimsel ışıma, baskın açısal momentum kayıp mekanizmasıdır ve aynı zamanda kütle kaybının sürdürülmesinden sorumludur.

3.3 Manyetik Frenleme

Düşük kütleli yıldızların dönme hızlarının yavaşlamasına neden olan mekanizmanın, sahip oldukları manyetik rüzgarların varlığından kaynaklandığı bilinmektedir (örn: Kraft 1967; Skumanich 1972; Sonderblom 1983). Spin açısal momentum kaybı, alt fotosferinde konvektif katman bulunduran $1.5 M_{\odot}$ 'den küçük kütleli yıldızların sahip oldukları manyetik alandan kaynaklanmaktadır (Tauris ve van den Heuvel 2006). Yıldız rüzgarlarıyla yüzeyden ayrılan yüklü parçacıklar manyetik alan çizgilerinde tuzaklanarak Alfven yarıçapına (R_A) kadar sürüklenirken yıldız yüzeyiyle eş dönmeye zorlanırlar (Weber ve Davis 1967; Warner 1995). Manyetik frenleme olarak anılan bu işlem ile kaybedilen açısal momentum radyal manyetik alan için

$$\dot{J}_{wind} = \frac{2}{3} \dot{M}_{wind} R^2 \Omega_{rot} \left(\frac{R_A}{R}\right)^2 \quad (19a)$$

ve dipol manyetik alan için de

$$\dot{J}_{wind} = \frac{2}{3} \dot{M}_{wind} R^2 \Omega_{rot} \left(\frac{R_A}{R} \right)^1 \quad (19b)$$

ile verilmektedir ve burada Ω_{rot} açısal hız, R ise yıldızın yarıçapıdır (Kawaler 1988).

İkincil bileşenin manyetik rüzgarlar ile kaybettiği açısal momentum, gel-git etkileri nedeniyle bileşenin yörüngeyle eş dönmeye zorlanması sonucunda yörüngeden karşılanarak, yörüngede açısal momentum kaybının oluşmasına neden olur. Bu durumda $\dot{J}_{orb} = \dot{J}_2$ olur. Verbunt ve Zwaan (1981), Skumanich 'in gözlemlerinden faydalanarak çift sistem üyesi yıldızlar için yarı-deneysel bir ifade türetmiştir.

$$\frac{\dot{J}_{mb}}{\dot{J}_{orb}} \cong -0.5 \times 10^{-28} f_{mb}^{-2} \frac{k^2 R_2^4}{a^5} \frac{GM^3}{M_1 M_2} \quad (20)$$

burada R_2 kütle kaybeden bileşenin yarıçapı; k^2 eylemsizlik yarıçapı ve f_{mb} de 1 mertebesinde bir sabittir (Tauris ve van den Heuvel 2006). $k^2 \simeq 0.1$ için elde edilen sonuçlara göre düşük kütleli X-ışın çiftlerinin kütle aralığında manyetik frenleme çekimsel ışımaya 10 kat mertebesinde üstünlük sağlar (Verbunt ve Zwaan 1981).

4. BEYAZ CÜCE BİLEŞENLİ YAKIN ÇİFT SİSTEMLER

4.1 Beyaz Cüce

Genellikle Güneş gibi küçük veya orta kütleli bir yıldızın evriminin son aşaması olarak dış katmanlarını gezegenimsi bulutsu oluşturmak için uzaya atması sonrasında geride bıraktığı özeğinin meydana getirdiği sıcak ($T > 100000$ K) ve genellikle C-O ağırlıklı cisimlere "beyaz cüce" adı verilmektedir. Katakлизмik değişen sistemlerde olduğu gibi böylesi bir beyaz cüce üzerine bir yoldaştan madde aktarımı söz konusu olmazsa oluşumunu takip eden bir milyar yıl gibi bir sürede beyaz cüce soğuyup, karanlık bir cisim haline gelmeye mahkumdur. Sahip oldukları yüksek sıcaklık değeri nedeniyle yakın beyaz cüceler ve atmosferleri moröte ve X-ışın dalgaboylarında incelenebilmektedir (Camenzind 2007).

Tipik bir beyaz cüce Güneş kütlelerinin yarısı kadar bir kütleyle sahipken, yozlaşmış yapısı sebebiyle Yer yarıçapından biraz daha büyük bir yarıçapa sahip olabilmektedir. Bu da beyaz cüceleri evrendeki en sıkışık cisimlerden birisi yapmaktadır. Bir beyaz cücenin kütlesi büyüdükçe, normal bir yıldızın aksine, daha küçük bir yarıçapa sahip olur. Kütle arttıkça cisim, oluşan çekim kuvvetine karşı koyabilmek için elektronların sıkışmalarıyla açığa çıkan basıncı kullanmak zorundadır. Bir yıldızın yozlaşmasıyla o yıldız artık kütle çekimine karşı ancak kuantum mekaniğinin prensipleriyle karşı koyabilir (Camenzind 2007).

Beyaz cücelerin ulaşabileceği en büyük kütle Subrahmanyam Chandrasekhar'ın hesaplamaları ile $1.4 M_{\odot}$ olarak belirlenmiş ve bu değere "Chandrasekhar limiti" adı verilmiştir (Camenzind 2007). Yıldız evrim sürecinin izin verdiği en küçük beyaz cüce kütlesi ise $\sim 0.15 M_{\odot}$ olarak belirlenmiştir ve beyaz cüceler bu kütle ile Chandrasekhar limiti arasında herhangi bir kütleyle sahip olabilirken, gözlenen kütleler genellikle $0.5 M_{\odot} \lesssim M_1 \lesssim 1 M_{\odot}$ aralığında elde edilmektedir (Ritter 2010).

Beyaz cüceler kimyasal yapıları sayesinde öncülleri olan küçük ve orta kütleli yıldızların hangi evrim aşamasındayken hidrojen zarflarını kaybederek beyaz cüce halini aldıkları hakkında önemli bir bilgi sağlamaktadır. Düşük kütleli (başlangıç kütlesi $M_i \lesssim 2.2 M_{\odot}$) yıldızların helyum parlaması yaşamadan önce ilk

dev kolu aşamasında dış katmanlarını kaybetmesiyle geriye helyum ağırlıklı özeğin meydana getirdiği bir beyaz cüce (He-WD) kalır. Bu durumda He-WD kütle aralığı $0.15M_{\odot} \lesssim M_{He-WD} \leq M_{He-Fl}$ olarak karşımıza çıkmaktadır ve burada $M_{He-Fl} \approx 0.45 - 0.50M_{\odot}$, helyum parlaması (Helium Flash, He-Fl) için gerekli olan minimum helyum özek kütlesidir. Tek yıldız örneğinde dev kolu aşamasındaki yıldız rüzgarları hidrojen zarfı tümüyle dağıtmak için yetersiz kaldığı için He-WDler ancak yakın çift yıldızlarda meydana gelen kütle aktarım süreçleri sayesinde oluşabilmektedir (bkz: Kippenhahn, Kohl ve Weigert 1967). Orta kütleli yıldızlarda (tek yıldızlar için başlangıç kütlesi $M_i \lesssim 6 - 8M_{\odot}$, çift sistemlerde başlangıç kütlesi $M_i \lesssim 10M_{\odot}$) AGB aşamasında, karbon yanması öncesinde dış katmanların uzaya atılması ile geriye kalan karbon-oksijen ağırlıklı özeğin oluşturduğu bir beyaz cüce (CO-WD) kalır. Bu durumda CO-WD kütle aralığı $M_{He-Fl} \lesssim M_{CO-WD} \leq M_{C-Ign}$ olarak karşımıza çıkmaktadır ve burada $M_{C-Ign} \approx 1.1M_{\odot}$, karbon yanması (Carbon Ignition, C-Ign) için gerekli olan minimum karbon özek kütlesidir. Son olarak da özekte, merkezin dışında karbon yanması meydana gelen ve bu durumu takiben üst-AGB aşamasında kütle kaybı yaşayan yıldızların (tek yıldızlarda başlangıç kütlesi $9M_{\odot} \lesssim M_i \lesssim 10M_{\odot}$, çift sistemlerde başlangıç kütlesi $9M_{\odot} \lesssim M_i \lesssim 12M_{\odot}$; bkz: Gil-Pons ve García-Berro 2001; Gil-Pons ve ark. 2003) geriye kalan oksijen-neon ağırlıklı özeğin oluşturduğu bir beyaz cüce (ONe-WD) kalır. Sonuçta ortaya çıkan beyaz cücelerin kütle aralığı $1.1M_{\odot} \lesssim M_{ONe-WD} \lesssim 1.38M_{\odot}$ şeklinde olur (Ritter 2010).

4.2 Katakлизмik Değişenler

Katakлизмik değişenler (Cataclysmic variable, CV) evrendeki yoğun gök cisimlerinden biri olan bir beyaz cüce baş bileşen ve bu beyaz cüceye yığılma diski ya da yığılma kolunu ile madde aktaran genellikle geri tayf türünden bir anakol yıldızı yoldaş bileşenin meydana getirdiği yarı-ayrık yakın çift sistemlerdir. Günümüzde kabul gören CV oluşum teorisi ortak zarf evrimi ve sonrasında sistemin toplam açısal momentumunu yitirmesiyle yörüngenin küçülerek bileşenlerin birbirlerine yaklaşmasını içermektedir (Paczynski 1976, Sarna ve ark. 1995).

Kataklismik değişenler, yörünge dönemleri genellikle 1 - 10 saat yöresinde olan, Yer - Ay sistemi boyutlarında olacak kadar küçük yörüngeli sistemlerdir. Güneş gibi normal bir yıldız olan yoldaş bileşen beyaz cüce üzerine madde aktararak kütle kaybeder (Camenzind 2007).

Kataklismik değişenlerin enerji kaynağı iki temel sürece dayanmaktadır: yığılma ve çekirdek tepkimeleri. Beyaz cüce gibi oldukça yoğun bir cismin çekim potansiyeli son derece yüksektir. Yığılma esnasında açığa çıkan bu çekim enerjisi, X-ışına dönüşmektedir. Bu sürecin etkinliği %0.03 yöresindedir. Dört hidrojen çekirdeğinden bir helyum çekirdeğinin meydana geldiği çekirdek tepkimelerinin etkinliği ise %0.7'dir. Bu oranlar nötron yıldızı (%10) ya da kara delik bileşenli X-ışın çiftlerinde gözlenen yığılma süreçlerinde açığa çıkandan daha az olsa da CVler, X-ışın dalgaboylarında kromosferik aktif cisimlerden daha parlak olarak gözlenebilmektedirler (Camenzind 2007).

Tüm CVler için manyetik alan önemli bir rol üstlenmektedir. Manyetik olmayan olarak kabul edilen CV örnekleri bile yoldaş bileşen üzerinde etkili olan manyetik frenleme süreci yoluyla yörünge evrimini sürdürmektedir. Ancak görece zayıf manyetik alana sahip ($\lesssim 10^5 G$) sistemlerde madde akışı baskın olarak dinamik ve hidrodinamik süreçler tarafından kontrol edilmektedir (Warner 1995).

Kataklismik değişenler genellikle dört türe ayrılırlar: klasik novalar (N), tekrarlayan novalar (RN), cüce novalar (DN), ve nova benzeri değişenler (NL). Cüce novalar ayrıca U Geminorum yıldızları (UG) ve Z Camelopardalis yıldızları (Z) olmak üzere alt türlere ayrılmaktadır. Her bir türün belirleyici özellikleri Çizelge 4.1'de gösterilmiştir. Z Cam yıldızları ayrıca ışık eğrilerindeki duraklama yapısıyla da ayırt edilebilir (Robinson 1976).

Manyetik CVler çoğunlukla nova benzeri değişenlere dahil edilmektedir (halihazırda klasik nova ya da diğer türlere dahil oldukları belirlenen bazı örneklerin haricinde). Baş bileşenlerin sahip oldukları manyetik alanlar yığılma diskinin bazı durumlarda kısmen, bazen de tamamen dağılmasına yol açmakta ve farklı davranışlar ortaya çıkmasına neden olmaktadır. Çoğunlukla belirlenen iki alt grup: En güçlü manyetik alana sahip CVler olan polarlar ve görece daha zayıf

manyetik alana sahip olan intermediate polarlar (IP) şeklindedir. Ayrıca Iplerin bir alt grubu olarak DQ Her sistemleri bulunur (Warner 1995).

Çizelge 4.1: Katakлизмik Değişenlerin Türleri (Robinson 1976)

<u>Patlama karakteristikleri</u>			
Sınıf	Genlik (m)	Enerji (erg)	Tekrarlama zamanı
Klasik Novalar	9 - >14	$10^{44} - 10^{45}$ veya daha fazla	Sadece bir patlama
Tekrarlayan Novalar	7 - 9	$10^{43} - 10^{44}$	10 - 100 yıl
Cüce Novalar			
(a) U Gem	2 - 6	$10^{38} - 10^{39}$	15 - 500 gün
(b) Z Cam	2 - 5	$10^{38} - 10^{39}$	10 - 50 gün
Nova Benzeri	-	-	Patlama yok

4.2.1 Dönem boşluğu

CVlerin madde aktarım süreci ve uzun vadeli evrimi, sistemin açısal momentum kaybı ile sürdürülür. Uzun dönemli ($P_{orb} \gtrsim 3 \text{ saat}$) sistemlerin baskın açısal momentum kayıp mekanizması, yoldaş bileşenin manyetik rüzgarları kaynaklı olarak gelişen manyetik frenleme mekanizmasıdır. Şu anda kabul gören CVlerin "kesilmiş manyetik frenleme (Disrupted Magnetic Breaking)" evrim senaryosuna göre yoldaş bileşenin tamamen konvektif olduğu $P_{orb} \simeq 3 \text{ saat}$ anında manyetik frenleme durmaktadır. Bu noktada madde kaybeden bileşen Roche lobundan uzaklaşır ve çekimsel ışıma (GR) tek açısal momentum kayıp mekanizması haline gelir. GR kaynaklı yörünge daralması sonunda $P_{orb} \simeq 2 \text{ saat}$ noktasında yoldaşı yeniden Roche lobu sınırına getirerek madde aktarımının

yeniden başlamasına neden olur. Bu senaryonun çıkış noktası dönem boşluğu olarak bilinen $P_{orb} \simeq 2 - 3$ saat aralığında madde aktarımı aşamasında olan CV bulunmamasıdır (Knigge 2006).

4.3 Tip Ia Süpernovaları

Geride kalan iki bin yıl boyunca gökadamız içerisinde meydana gelen süpernovaların tarihi kayıtları dikkate alındığında, bu süpernovaların en azından bir kısmının büyük kütleli yıldızların ($M \gtrsim 8 M_{\odot}$) patlamalarıyla oluşan çekirdek çökmesi (Core Collapse, CC) süpernovaları, diğerlerinin ise daha küçük kütleli yıldızların Tip Ia süpernovaları olarak bilinen termonükleer patlamaları olduğu bilinmektedir. Modern zamanda yapılan taramalar ile belirlenen süpernova patlamaları genellikle maksimum parlaklık sırasında $\sim 10^{43}$ erg s⁻¹ seviyesindeki görünür akısı ile SN Ia patlamalarıdır (Maoz ve ark. 2014).

Tip Ia süpernovaları (SNe Ia) önemli birer uzaklık belirteci, element fabrikası, kozmik ışın hızlandırıcısı, gökada evriminde kinetik enerji kaynağı ve çift yıldız evriminde bitiş noktasıdır. Uzun süredir bilindiği üzere SN Ia genellikle beyaz cüce olan bir yozlaşmış karbon - oksijen yıldız çekirdeğinde meydana gelen kaçış termonükleer patlamasıdır. Ancak SN Ia patlamalarının belirgin öncülleri ve parlama sürecine neyin neden olduğu tam olarak ortaya çıkarılamamıştır. Çift yıldız sistemi olan iki geniş grup üzerinde tartışmalar yoğunlaşmaktadır: beyaz cücenin normal bir yıldızdan madde aldığı tek yozlaşmış (single degenerate) sistemler ve iki beyaz cücenin oluşturduğu çift yozlaşmış (double-degenerate) sistemler (Maoz ve ark. 2014).

4.4 Katakлизмik Öncesi Sistemler

Katakлизмik öncesi değişenler (Pre-cataclysmic variable, Pre-CV) ayırık, yakın çift sistemlerdir ve çekimsel ışıma ve yıldız rüzgarlarının neden olduğu manyetik frenleme nedeniyle açısal momentum kaybı yaşayarak eninde sonunda CV halini alacaklardır. Bu tip ayırık çift sistemler üzerinde daha önce yapılan çalışmalar bu sistemlerin bir kısmının Gökada yaşı içerisinde yarı ayırık sistemlere

dönüştüklerini, devamında da muhtemelen CV'ye dönüşeceklerini göstermiştir (King ve ark. 1994, Sarna ve ark. 1995).

Tek yıldız evrim teorilerine göre beyaz cüceler, 50 - 500 $R_{\odot}$ yarıçaplı kırmızı dev yıldızların çekirdeklerinden meydana gelmektedirler (bkz: Kippenhahn ve Weigert 1990). Ancak bu beyaz cücelerin 1 $R_{\odot}$ 'in altındaki ayrıklıklara sahip çift sistemlerde bulunuyor olması, bu sistemlerin geçmişinde beyaz cüceyi oluşturan yıldızın, sistemi tamamen yutmuş olması gerektiğine işaret etmektedir. Büyük yörünge açıklığına sahip bir sistemde ($a \sim 50R_{\odot}$) baş bileşenin tek bir yıldız gibi evrimleşerek bir beyaz cüce oluşturması ve ardından çeşitli mekanizmalar yardımıyla bileşenlerin yörünge açısal momentumlarını kaybetmeleriyle birbirlerine yaklaşmaları gerekmektedir. Daha önce değinilen açısal momentum kayıp mekanizmaları böyle sistemlerde meydana gelen kayıp oranlarını Gökada yaşı içerisinde karşılayamamaktadır ve bu kaybı karşılayabilmesi için ortak zarf aşamasında ortaya çıkan sürtünme frenlemesinin varlığı düşünülmektedir (Warner 1995).

4.4.1 Başlangıç durumu

Bir çift sistemdeki daha büyük kütleli bileşen, daha hızlı evrimleşerek dev halini alacaktır. Kırmızı devin yarıçapı neredeyse tamamen yozlaşmış özeğin kütlesi, M_c tarafından belirlenmektedir (bkz: Kippenhahn 1981). Yıldız modellerinden, C-O çekirdek için olan bağıntı

$$\log R_1 = 1.48 + 1.30 \frac{M_c}{M_{\odot}} \quad (21)$$

şeklinde (Ritter 1976). Bir sistemde $0.5 < M_1(M_{\odot}) < 1.4$ mertebesinde bir beyaz cücenin meydana gelebilmesi için sistemin başlangıç ayrıklığının $130 < a(R_{\odot}) < 2000$ ve dolayısıyla yörünge döneminin $0.3 < P_{orb}(yıl) < 165$ ($M_1 + M_2 = 3M_{\odot}$ için) olması gerekmektedir. Sistemin daha kısa yörünge dönemine sahip olması durumunda baş bileşen Roche lobunu helyum yanmasına başlamadan önce dolduracak ve geriye 0.18 - 0.46 $M_{\odot}$ kütle aralığında bir helyum beyaz cücesi kalacaktır. Webbing (1979)'e göre baş bileşenin kütlesi $0.95 <$

$M_1(M_\odot) \lesssim 10$ aralığında olmalıdır. Daha büyük kütleler nötron yıldızı olarak evrimleşirken, daha küçük kütleler yeterli evrimleşme zamanına sahip değildir (Warner 1995).

4.4.2 Erken evrim aşamaları

Baş bileşenin Roche lobunu doldurmasıyla sistemde madde aktarımı başlayarak, bileşenin Roche lobunda küçülme meydana getirir. Ancak denklem (21)'den de görülebileceği üzere dev bileşenin denge yarıçapı toplam kütleden bağımsızdır ve bu yüzden kütle aktarımıyla paralel bir yarıçap azalması meydana gelmemektedir. Bu durumun sonucunda da zarftan ses hızıyla sınırlandırılan hızda bir madde kaçıışı söz konusu olmaktadır. Bu durumda $\dot{M} \sim M/\tau_{dyn}$ olur ve burada τ_{dyn} dinamik zaman ölçeğidir (bkz: Denklem (4)). Dev yıldızdan aktarılan kütlenin oranı da $\sim 0.1 M_\odot y^{-1}$ seviyesine ulaşabilmektedir. Madde alan yoldaş bileşen, gelen kütle ile aynı oranda yapısını ayarlayamaz (bileşenin Kelvin-Helmholtz zaman ölçeği (bkz: Denklem (5)) $\tau_{KH} \gg \tau_{dyn}$). Böylece aktarılan madde yoldaş bileşenin Roche lobunu doldurur ve bileşenlerin etrafında ortak zarf oluşturmak üzere genişler. Dev yıldızın zarfı içerisinde dolanan cüce bileşene etkiyen sürtünme kuvveti

$$D \sim R_2^2 v_{orb}^2 \rho \sim R_{L,2}^2 v_{orb}^2 \rho \sim A^2 v_{orb}^2 \rho \sim G M_1 A \rho \quad (22)$$

şeklindedir. Zarfta tutulan ışınlam da

$$L_D \sim D v_{orb} \sim D \frac{A}{P_{orb}} \sim \frac{G M_1 A^2}{P_{orb}} \rho \quad (23)$$

şeklindedir ve bu yörüngenin bağlanma enerjisinden sağlanmaktadır. Böylece

$$L_D \sim \frac{d}{dt} \left[\frac{G M_1^2}{A} \right] \sim \frac{G M_1^2}{\tau_D A} \quad (24)$$

elde edilir ve burada τ_D yörünge daralması işleminin zaman ölçeğidir. Denklem (23) ve (24)'den

$$\tau_D \sim \frac{\bar{\rho}}{\rho} P_{orb} \quad (25)$$

elde edilir ve burada $\bar{\rho} \sim M_1/A^3$, bileşen çekirdekleri arasındaki ortamın ortalama yoğunluğunu temsil etmektedir. Genellikle $\bar{\rho} \gg \rho$ 'dur ve bu yüzden $\tau_D \gg P_{orb}$ olur; böylelikle $\tau_D \sim 10^3$ yıl mertebesinde. Sonuçta da eninde sonunda zarfta biriken ısı enerjisi, bağlanma enerjisini aşacak ve ortak zarf yapısı gezegenimsi bulutsu oluşturmak üzere uzaya atılacaktır. Geriye de sıcak alt cüce baş bileşen ve anakol yıldızı yoldaş bileşenin oluşturduğu merkezi bir ayırık çift sistem bırakacaktır (Warner 1995).

4.4.3 Katakлизмik öncesi değişen evrimi

Ayrık çift durumundaki Pre-CVlerin CV halini alması için ya yoldaş bileşenin evrimleşerek yarıçapını büyütürken Roche lobunu doldurması, ya da açısal momentumun kaybedilmesi sebebiyle Roche lobunun küçülmesi gerekmektedir. Gözlenen CV örneklerinin çoğunluğunun evrimleşmemiş yoldaş bileşene sahip olmasından (bkz: Ritter 1986a) ötürü açısal momentumun kaybedilmesi ile başlayan Roche lobu etkileşimi sonucunda yarı-ayırık duruma geçiş söz konusu olmalıdır. CVlerde açısal momentumun kaybindan sorumlu olan iki süreç söz konusudur, çekimsel ışıma ve manyetik frenleme (bkz: Bölüm 3). Çekimsel ışıma bileşenlerin detaylı özelliklerinden bağımsız olarak tüm çift sistemlerde görülebilmektedir. Ancak manyetik frenlemenin meydana gelebilmesi için bir grup etmenin bir araya gelmesi gerekmektedir. İlk olarak yoldaş bileşenin manyetik olarak etkin olması gerekmektedir. Bu da demektir ki bileşen (diferansiyel olarak) dönüyor olmalı ve konvektif zarfa sahip olmalıdır, ki bu da anakol yörresindeki yıldızlar için kütle $M_1 \lesssim 1M_\odot$ olması demektir. Ayrıca bileşenlerin birbirine, gelgit etkileriyle yoldaşın eş dönmeye zorlanabileceği kadar yakın olması gerekmektedir. Çünkü konvektif zarflı yıldızlarda gelgit etkileşimi oldukça etkilidir (bkz: Zahn 1977) ve bu durumda $R_2/R_{L,2} \gtrsim 0.05$ olmalıdır. Son olarak da, eğer CVlerin dönem boşluğunun açıklanmasında kullanılan görüşler (Rappaport ve ark. 1983; Spruit ve Ritter 1983) nitelik olarak da olsa doğruysa, bileşenin tamamen konvektif olduğu anda manyetik frenleme etkisini

yitirmektedir. Anakoldaki yıldızlar için konuşacak olursak, bu $\sim 0.3 M_{\odot}$ değerinin altındaki kütlelere sahip yıldızlar demek oluyor (Ritter 1986b).

Çift sistem ayrıık olarak kaldığı sürece bileşenlerin kütlelerinin sabit kaldığı kabulü yapılabilir: $\dot{M}_1 = 0$ ve $\dot{M}_2 = 0$. Böylece Kepler'in üçüncü yasası yörünge açısal momentumu ifadesi ile birleştirildiğinde

$$\frac{\dot{J}_{orb}}{J_{orb}} = \frac{1}{2} \frac{\dot{A}}{A} = \frac{1}{2} \frac{\dot{R}_{L,2}}{R_{L,2}} = \frac{1}{3} \frac{\dot{P}}{P} \quad (26)$$

halini alır. Burada A yörünge ayrııklığı, $R_{L,2}$ yoldaş bileşenin Roche yarıçapıdır. (26) denklemini integre ederek, $\dot{J}_{orb}$ için de hem (17), hem de (20) denkleminin ele alındığı durum için yarı-ayrık duruma geçiş zamanı, $t_{\rightarrow sd}$ değerini elde edebiliriz. $\dot{J}_{orb} = \dot{J}_{GR}$ olduğu durum için

$$\begin{aligned} t_{\rightarrow sd} &= \frac{5c^5}{256G^{5/3}(2\pi)^{8/3}} \frac{(M_1 + M_2)^{1/3}}{M_1 M_2} [P^{8/3} - P_{sd}^{8/3}] \\ &= 4.73 \cdot 10^{10} (\text{yıl}) \left(\frac{M_1 + M_2}{M_{\odot}} \right)^{1/3} \left(\frac{M_1}{M_{\odot}} \right)^{-1} \left(\frac{M_2}{M_{\odot}} \right)^{-1} \\ &\quad \cdot P(\text{gün})^{8/3} [1 - (P_{sd}/P)^{8/3}] \end{aligned} \quad (27)$$

elde edilir. Burada sd alt indisi yarı-ayrık sistemin değerlerini ifade etmektedir.

$\dot{J}_{orb} = \dot{J}_{MB}$ olduğu durum için ise

$$t_{\rightarrow sd} = 2 \cdot 10^{27} (cm^2 s^{-1}) \cdot \frac{f_{VZ}^2}{Gr_{g2}^2} \frac{M_1}{R_2^4 (M_1 + M_2)^2} [A^5 - A_{sd}^5] \quad (28)$$

elde edilir. Yarı-ayrık durum için Roche geometrisi ifadesi

$$R_2 = A_{sd} f_2(q), \quad (29)$$

$q = M_1/M_2$ kütle oranı olmak üzere Paczynski (1971)'in yaklaşımı

$$f_2(q) = \left(\frac{8}{81}\right)^{1/3} (1+q)^{-1/3}, \quad q \gtrsim 1.25 \quad (30)$$

ile beraber kullanıldığında (28) denklemi

$$t_{\rightarrow sd} = 1.6 \cdot 10^7 (\text{yıl}) \cdot f_{VZ}^2 \left(\frac{r_{g2}^2}{0.1}\right)^{-1} \frac{q}{(1+q)^{1/3}} \left(\frac{R_2}{R_\odot}\right) \left(\frac{M_2}{M_\odot}\right)^{-1} \cdot \left[\left(\frac{P}{P_{sd}}\right)^{10/3} - 1\right] \quad (31)$$

halini alır. Kepler'in üçüncü yasası ve Roche geometrisinden yararlanılarak, oluşan yarı-ayrık sistemin yörünge dönemi

$$P_{sd} = 2\pi \left[\frac{R_2^3}{GM_2(1+q)f_2^3(q)} \right]^{1/2} \quad (32)$$

elde edilir. (32) denklemini (30) denklemiyle birleştirerek

$$P_{sd} = 9\pi \left[\frac{R_2^3}{2GM_2} \right]^{1/2} = 9 \left[\frac{3\pi}{8G\bar{\rho}_2} \right]^{1/2} \quad (33)$$

elde edilir. Böylelikle bir Pre-CV sistemin şu andaki yörünge dönemi, M_1 , M_2 ve R_2 (dolayısıyla şu anki $R_{2,R}$) değerlerini bilerek, sistemin CV halini alması için geçmesi gereken süre olan $t_{\rightarrow sd}$ değerini elde edebiliriz. Buna ek olarak (32) ve (33) denklemleri yardımıyla da sistemin CV yaşamına başladığı andaki yörünge dönemini de belirlememiz mümkündür (Ritter 1986b).

Temel olarak bir Pre-CVnin yörünge dönemindeki değişim oranı olan $\dot{P}$ değerinin belirlenmesi ile sistemin yörünge evrimi elde edilebilir. Ancak $\dot{P}$ oldukça küçüktür; eğer $\dot{J}_{orb} = \dot{J}_{GR}$ ise,

$$\begin{aligned}
\dot{P} &= \dot{P}_{GR} \\
&= -2.18 \cdot 10^{-14} \left(\frac{M_1}{M_\odot} \right) \left(\frac{M_2}{M_\odot} \right) \left(\frac{M_1 + M_2}{M_\odot} \right)^{-1/3} P(gün)^{-5/3}
\end{aligned} \tag{34}$$

ve eğer $\dot{J}_{orb} = \dot{J}_{MB}$ ise,

$$\begin{aligned}
\dot{P} &= \dot{P}_{MB} \\
&= -1.88 \cdot 10^{-12} f_{VZ}^{-2} \left(\frac{r_{g2}^2}{0.1} \right) \left(\frac{R_2}{R_\odot} \right)^4 \left(\frac{M_1}{M_\odot} \right) \left(\frac{M_1 + M_2}{M_\odot} \right)^{1/3} P(gün)^{-7/3}
\end{aligned} \tag{35}$$

ifadeleri elde edilir. Dolayısıyla gözlemlerden $\dot{P}$ değerinin belirlenmesi yerine uzun zaman aralıklarıyla P'nin hassas olarak belirlenmesi gerekmektedir (Ritter 1986b).

5. GÖZLEM SONUÇLARI

Bu tez kapsamında çeşitli sistemlerin gözlemleri gerçekleştirilerek ışıık eğrileri ve minimum zamanları elde edilmiştir. Bu sistemlerin gözlemleri Ege Üniversitesi Gözlemevi Uygulama ve Araştırma Merkezi (EÜGUAM) bünyesindeki teleskoplar kullanılarak Şubat 2013 - Ocak 2015 arasında iki yıllık bir sürede gerçekleştirilmiştir. Sistemlere ilişkin ayrıntılı bilgilere ve yapılan çözümlere ilişkin sonuçlara ilerleyen bölümlerde yer verilecektir.

Gözlemler için EÜGUAM'daki T40 (Şubat 2014'ten itibaren R40) ve T35 teleskopları kullanılmıştır. Teleskoplara ilişkin ayrıntılı bilgi Çizelge 5.1'de verilmiştir.

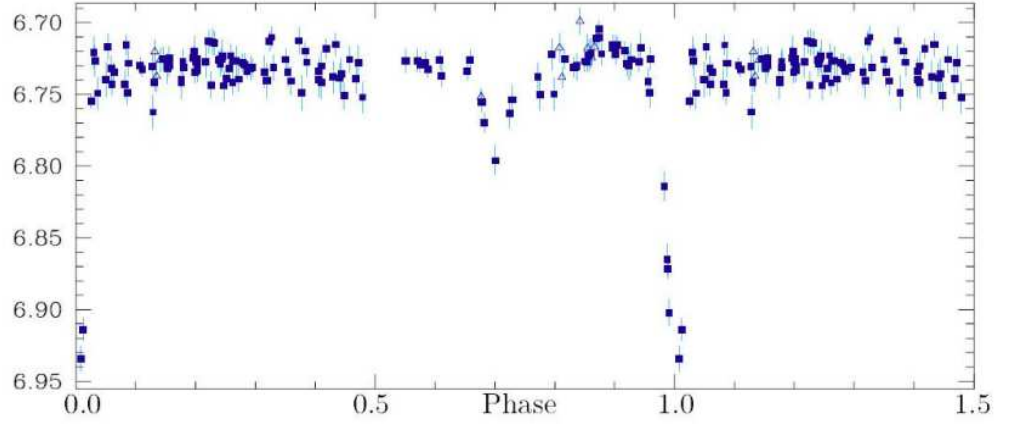
Çizelge 5.1: EÜGUAM teleskoplarının özellikleri

	T40	R40	T35
Teleskop	Meade LX200GPS	Meade LX200GPS	Meade LX200GPS
Marka/Modeli	16"	16"	14"
Teleskop açıklığı	40 cm	40 cm	35 cm
Teleskop Odak Oranı	F/10	F/10	F/10
Kundak Türü	Eq-Çatal	Eq-Alman (ASA DDM160 Robotik Kundak)	Eq-Çatal
CCD Marka/Modeli	Alta Apogee U42	Alta Apogee U42	Alta Apogee U47
CCD Formatı ve Hücre Boyutu	2048x2048, 27.6mm	2048x2048, 27.6mm	1024x1024, 13.3mm
Filtre Tekerleği Marka/Modeli	Optec IFW	Optec IFW	Optec IFW
Filtre Tekerleği Pozisyon Sayısı ve Filtre Boyutu	5, 50mm	5, 50mm	5, 50mm
Filtreler	Bessel UBVR	Bessel UBVR	Bessel UBVR

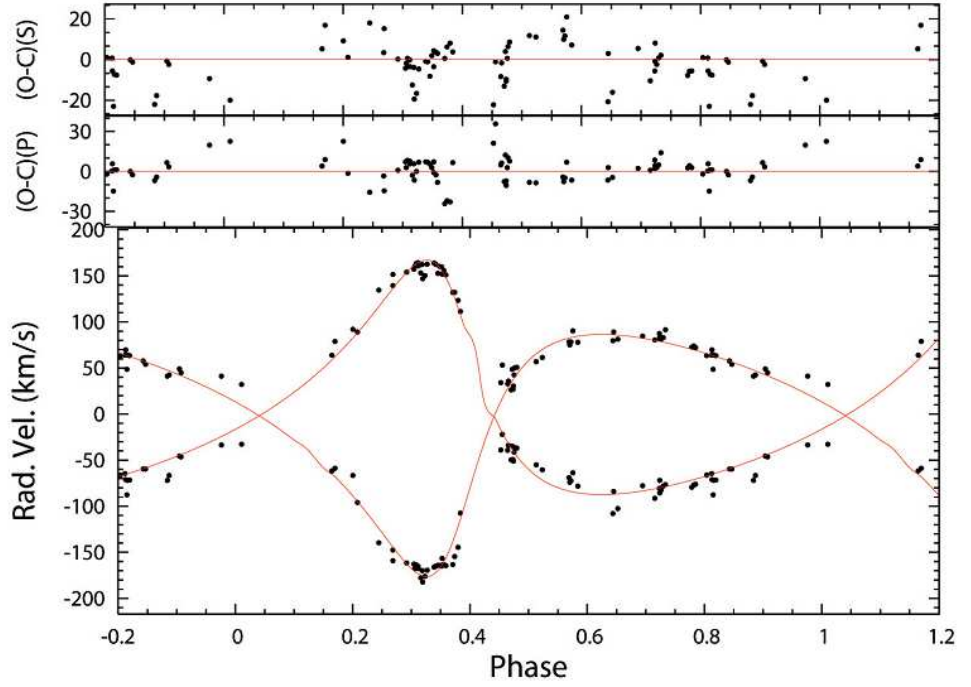
Yapılan gözlemlerin indirgemelerinin tamamı IRAF programı ile yapılmıştır. Tüm görüntülere Güneş merkezli zaman düzeltmesi uygulanmış ve hava kütlesi hesaplamaları yapılmıştır. Her geceye ilişkin BIAS, DARK ve FLAT görüntüleri elde edilerek ön indirgeme işlemi yapılmıştır. Ardından da IRAF/APPHOT paketi ile açıklık fotometrisi uygulanarak değişen, mukayese ve denet yıldızlarının parlaklıkları elde edilmiş ve fark fotometrisi uygulanarak ışık eğrileri elde edilmiştir. Işık eğrisi çözümleri Wilson-Devinney kodu (Wilson ve Devinney 1971) kullanılarak hazırlanmış Phoebe programı (Prsa ve Zwitter 2005) kullanılarak yapılmıştır.

5.1 V402 Lac

V402 Lacertae ($\alpha_{J2000} = 22^h 09^m 15^s$, $\delta_{J2000} = +44^\circ 50' 47''$, $m_V = 6^m.73$, $m_B = 6^m.69$) sistemi basık yörüngeli ve eksen dönmesi gösteren bir ayırık çift sistemdir. Eggen (1963) tarafından tayfsal olarak incelenerek tayf türü B9 olarak belirlenmiştir. İlk ışık eğrisi ise Hipparcos uydusu tarafından (ESA 1997) elde edilmiştir (bkz: Şekil 5.1; Herrero ve ark. 2011). Bulut ve Demircan (2008) Hipparcos ışık ölçüm verilerinin çözümünü yapmıştır. Sistemin en kapsamlı çalışması Herrero ve ark. (2011) tarafından yapılarak sistemin dikine hız ölçümü ve ışık ölçümü yapılmış ve sistemin çözümü yapılarak dönem değişimi incelenmiştir. Ayrıca Badenas (2012) tarafından ışık eğrisi ve dikine hız çözümleri yapılmıştır. Dönem değişimi incelenerek eksen dönmesi sonucunun yanı sıra üçüncü cisim de araştırılmış ancak üçüncü cisim konusunda bir sonuca ulaşılamamıştır. Herrero (2010) verilerinin kullanıldığı bu çalışmada tayf verilerinde üçüncü cismin izlerine rastlanmadığı belirtilmiş fakat bunun nedeninin tayf verisinin dalga boyu kalibrasyonunun iyi yapılmamış olması ya da verilerin yeterince kaliteli olmaması olabileceği de belirtilmiştir. Şekil 5.2'de Herrero (2010) tarafından elde edilen dikine hız eğrisi yer almaktadır. Bulut (2013) sistemin eksen dönmesi doğasını ayrıntılı olarak incelenmiştir.



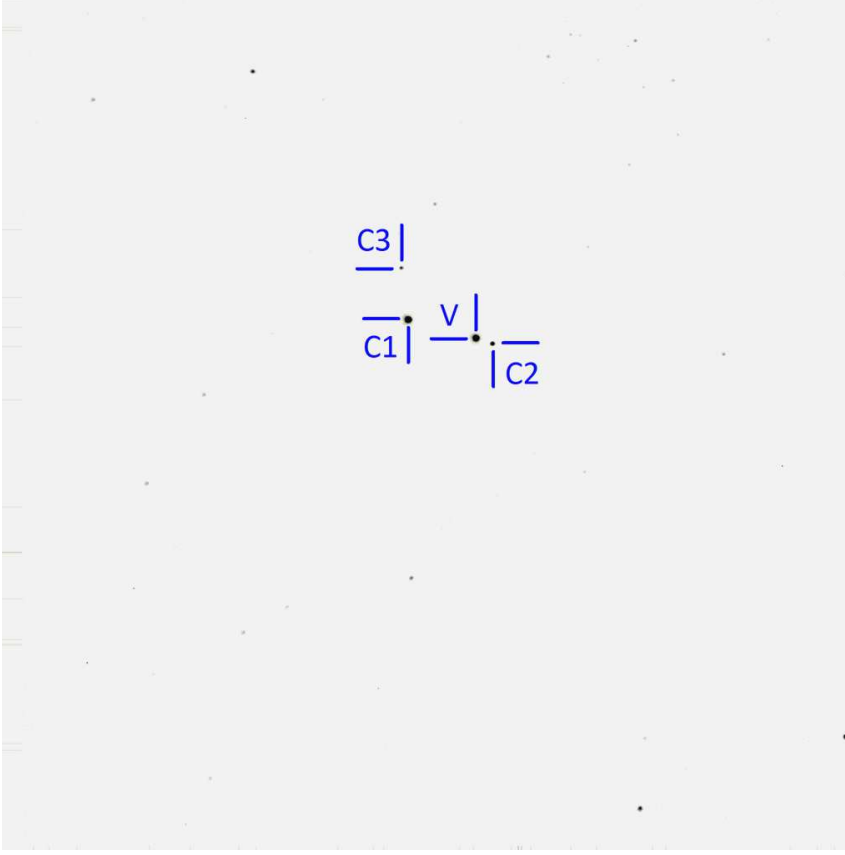
Şekil 5.1: V402 Lac sisteminin Hipparcos ışık eğrisi (Herrero ve ark. 2011).



Şekil 5.2: V402 Lac sisteminin dikine hız eğrisi değişimi ve çözüme ilişkin eğri (alt panel) ve fark dağılımı (üst panel) (Herrero 2010).

Bu çalışma kapsamında sistem Ağustos 2013 - Ocak 2014 arasında T40 teleskobu ve Bessel BVRI filtreleriyle 21 gece, Haziran 2014 - Ekim 2014 arasında T35 teleskobu ve Bessel BVR filtreleriyle 13 gece, Aralık 2014'te ise R40 teleskobu ve Bessel BVRI filtreleriyle 1 gece olmak üzere toplamda 35 gece gözlenmiştir. Ayrıntılı ışık eğrisi çözümünün yanı sıra dört yeni minimum zamanı elde edilmiştir. Gözlem görüntüsü üzerinde yıldızların konumları Şekil 5.3'de

görülmektedir. Gözlemler sırasında kullanılan mukayese yıldızlarına ilişkin bilgiler ise Çizelge 5.2'de verilmiştir.

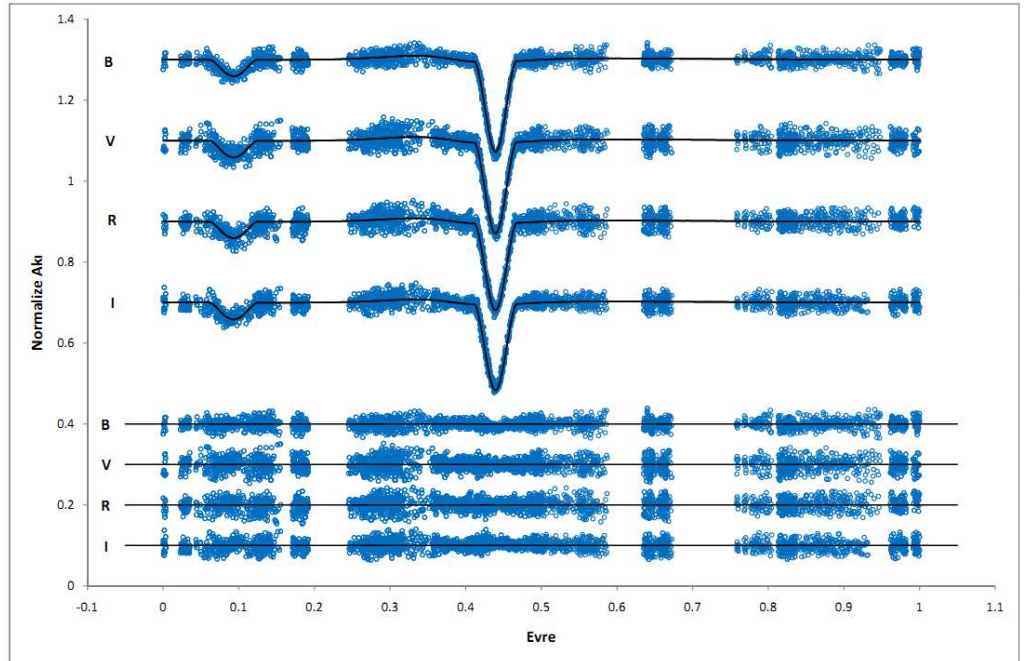


Şekil 5.3: V402 Lac yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C₁, C₂ ve C₃) bir gözlem görüntüsündeki konumları.

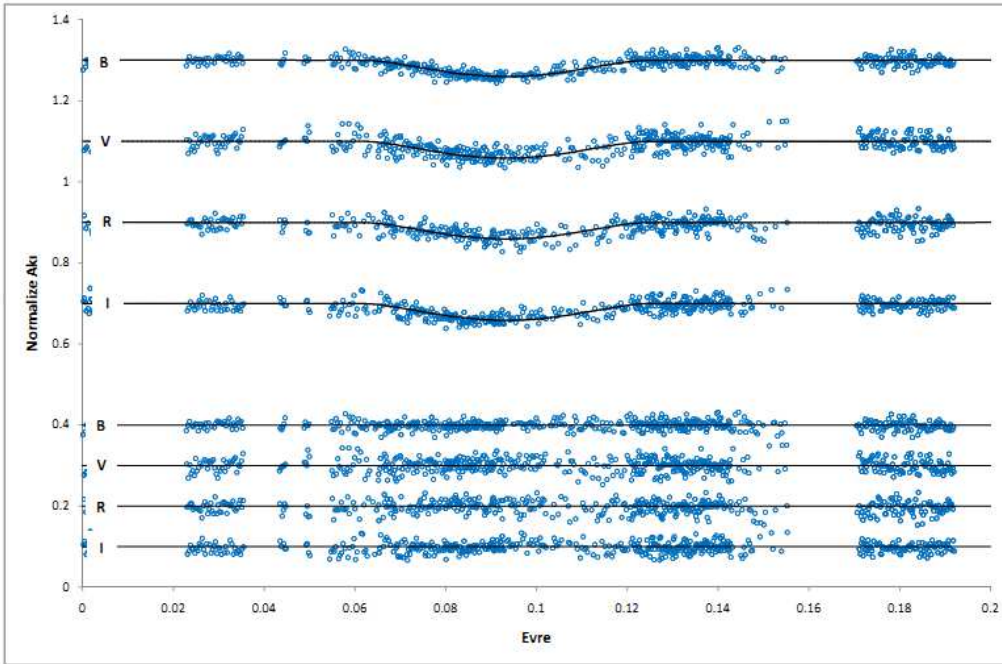
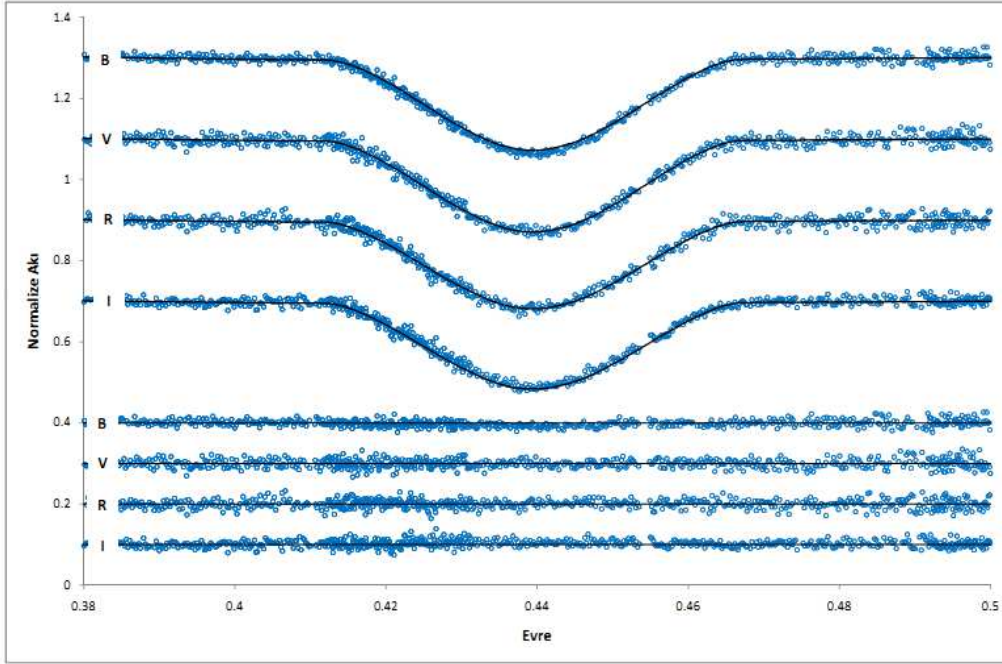
Çizelge 5.2: V402 Lac yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.

Yıldız	α_{J2000}	δ_{J2000}	m_V	m_B
C ₁ : HIP 109342	22 ^h 09 ^m 05 ^s	+44° 51' 17"	6 ^m .73	6 ^m .77
C ₂ : TYC 3210-2004-1	22 ^h 09 ^m 17 ^s	+44° 50' 38"	9 ^m .65	9 ^m .95
C ₃ : TYC 3210-109-1	22 ^h 09 ^m 04 ^s	+44° 52' 38"	10 ^m .8	11 ^m .3

Bu çalışma kapsamında V402 Lac için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi Şekil 5.4'de verilmiştir. Ayrıca yapılan modelin minimumlarla uyumu da Şekil 5.5'de görülmektedir. Yapılan ışık eğrisi çözümüyle elde edilen parametreler Çizelge 5.3'te yer almaktadır. Burada T_0 , HJD (Gün Merkezli Jülyen Günü - Heliocentric Julian Day) cinsinden yörünge çevrimi başlangıç değeri; P , yörünge dönemi; i , yörünge eğikliği; Ω_1 ve Ω_2 , sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin potansiyelleri; $q=M_2/M_1$, kütle oranı; ω , enberi boylamı; e , yörünge dış merkezliliği (basıklığı); T_1 ve T_2 , sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin sıcaklıklarıdır. q değeri, sistemin tek dikine hız ölçümünden faydalanılarak Badenas (2012)'den alınarak sabit tutulmuştur. Ayrıca baş bileşenin etkin sıcaklığı da tayf türünden faydalanılarak 11250 K değerinde sabitlenerek çözüm yapılmıştır.



Şekil 5.4: V402 Lac için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.



Şekil 5.5: V402 Lac için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik modelin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimumlar ile uyumu.

Çizelge 5.3: V402 Lac sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen ışık ölçüm parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri. Ayrıntılar için metne bakınız.

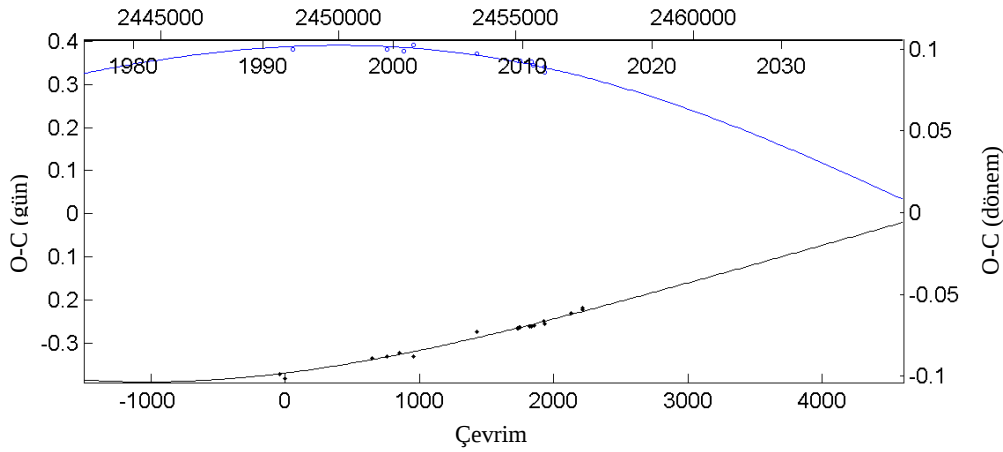
<u>Parametre (Birim)</u>	<u>Değer</u>
T_0	2455117.9307(35)
P (gün)	3.7820448021(54)
<u>Geometrik parametreler:</u>	
i (°)	79.83(3)
Ω_1	8.692(17)
Ω_2	10.418(28)
$q = M_2/M_1$ (sabit)	1.04
Ω (radyan)	4.003(5)
e	0.356(2)
Baş bileşenin görelî yarıçapı	0.1422(4)
Yoldaş bileşenin görelî yarıçapı	0.1175(3)
<u>Işınım sal parametreler:</u>	
T_1 (K) (sabit)	11250
T_2 (K)	11322(29)
Işıtma oranı: $\frac{L_1}{L_1+L_2}$ (%)	
B	38
V	38
R	37
I	37

Işık eğrisi çözümünden yola çıkarak elde edilen fiziksel parametreler Çizelge 5.4'te listelenmiştir. Bu parametrelerin hesaplanması için sistemin yarı büyük eksen uzunluğu; $a=17.55 R_\odot$ değeri Badenas (2012)'den alınmıştır.

Çizelge 5.4: V402 Lac sisteminin salt parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri.

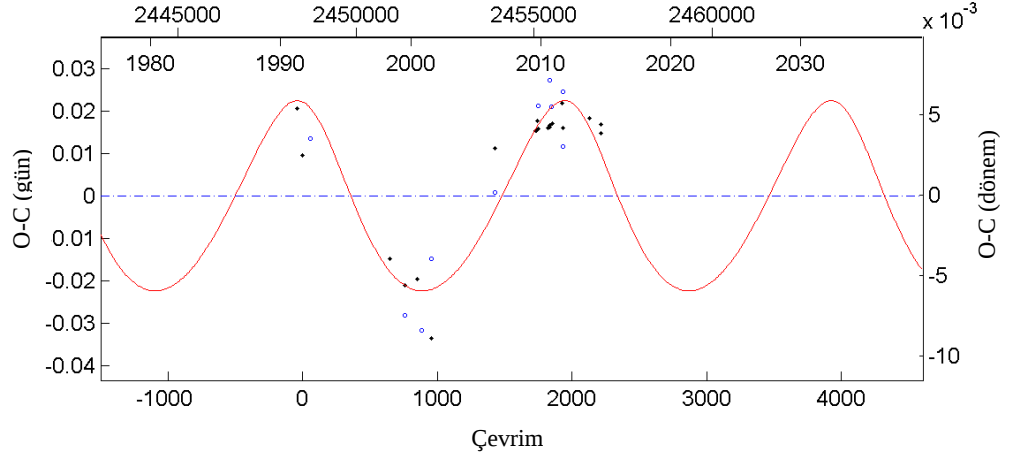
<u>Parametre (birim)</u>	<u>Baş Bileşen</u>	<u>Yoldaş Bileşen</u>
Kütle ($M_\odot$)	2.49(17)	2.59(18)
Yarıçap ($R_\odot$)	2.50(2)	2.06(2)
Etkin Sıcaklık (K)	11250	11322(29)
Işıtma ($\log(L/L_\odot)$)	1.954(5)	1.799(27)
Yüzey çekim ivmesi ($\log g/cm s^{-1}$)	4.04	4.23
Salt bolometrik parlaklık (mag)	-0.08	0.30

Sistemin elde edilen dört minimum zamanı, literatürden derlenen minimum zamanlarıyla birlikte dönem analizine sokularak dönem değişimi incelendi. Yapılan bu incelemenin sonucunda ilk olarak baş ve yan minimum zamanlarının iki kutuplu bir dağılım gösterdiği belirlendi. Bu da yörüngede eksen dönmesine işaret etmektedir. Gimenez ve Garcia-Paleyo (1983) ve Gimenez ve Bastero (1995)'nin verdiği denklemlerle çözüm yapılarak sistemin eksen dönme dönemi belirlendi. Bulut (2013) tarafından eksen dönmesi dönemi 242 ± 60 yıl olarak verilirken, yapılan çözüm ile bu dönem yaklaşık %25-30'luk bir hata oranıyla 213 yıl olarak belirlenmiştir. Eksen dönmesine ilişkin O-C grafiği Şekil 5.6'da görülmektedir. Burada siyah noktalar baş minimum, mavi çemberler ise yan minimuma ait verileri ifade etmektedir. Sürekli çizgiler ise eksen dönmesine ilişkin geçirilen fitleri göstermektedir.



Şekil 5.6: V402 Lac yıldızı O-C diyagramı ve eksen dönmesi etkisi.

Eksen dönmesi etkisi çıkarıldıktan sonra bir de olası bir üçüncü cisim için LITE (Light-travel Time Effect) çözümü yapıldı. Bu çözümün sonucunda sistemdeki olası bir üçüncü cisim için parametreler elde edildi. Şekil 5.7'de LITE çözümü yer alırken, Çizelge 5.5'te bu çözümün sonucunda elde edilen parametreler yer almaktadır. Üçüncü cismin tutulması gözlenmediğinden ötürü yörünge eğikliği tayini yapmak mümkün olmamaktadır. Dolayısıyla üçüncü cisim için ancak kütle fonksiyonu değeri elde edilebilmektedir. Ayrıca veri sayısı az olduğu için hata oranları oldukça yüksek çıkmaktadır. Bu sebeple ölçümlerin hata değerlerine yer verilmemiştir.



Şekil 5.7: V402 Lac yıldızı O-C diyagramı ve LITE çözümü.

Çizelge 5.5: V402 Lac için üçüncü cisim parametreleri.

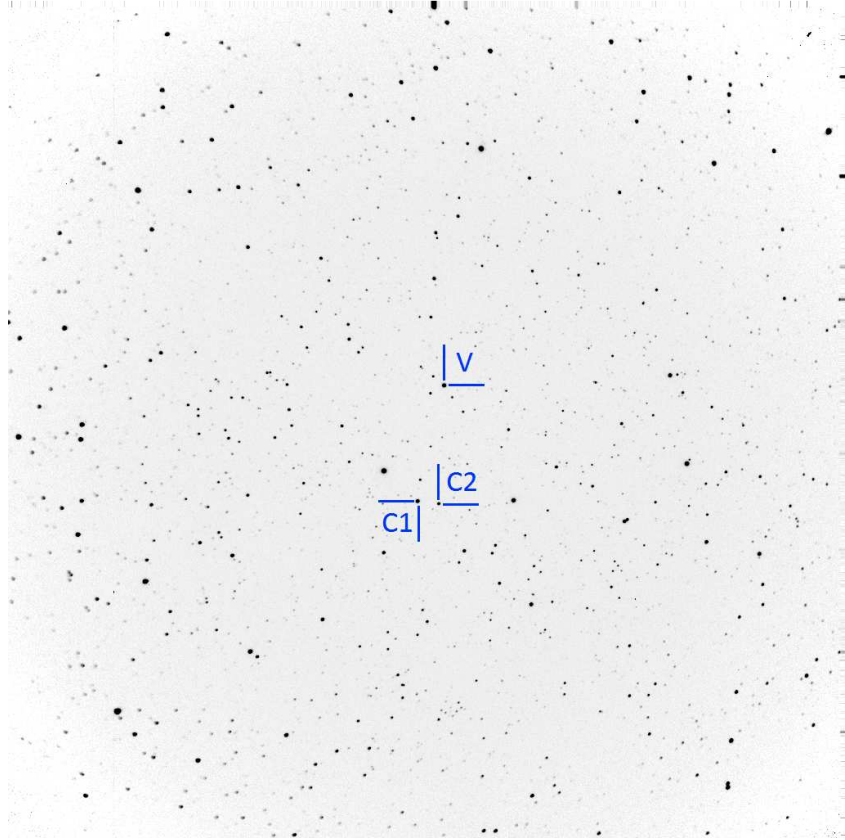
<u>Çift sistem - AB yıldızları</u>	<u>Birim</u>	<u>Değer</u>
Çevrim başlangıcı, T_0	HJD	2448501.34(14)
Dönem, P_{bin}	gün	3.78199(8)
<u>Üçüncü cisim - C Yıldızı</u>		
Çevrim başlangıcı, T_0 (C)	HJD	2441299(8)
Dönem, P_C	yıl	20.52
Genlik, A_C	gün	0.022
Dış merkezlilik, e		0.23
Enberi boylamı, ω'_C	°	117
Kütle fonksiyonu, $f(M_C)$	$M_{\odot}$	0.14194
Minimum kütle, $M_{C;i'=90^\circ}$	$M_{\odot}$	1.9
Kütle, $M_{C;i'=60^\circ}$	$M_{\odot}$	2.3

O-C diyagramından LITE çözümü de arındırıldıktan sonra geriye anlamlı bir dağılım kalmamaktadır. Dolayısıyla sistemin dönemine etkiyen başka bir etki olmadığını düşünebiliriz. Elde edilen minimum zamanlarını Ek 1'de bulabilirsiniz.

5.2 V380 Cas

V380 Cassiopeia ($\alpha_{J2000} = 00^h 30^m 56^s$, $\delta_{J2000} = +73^\circ 40' 06''$, $m_V = 10^m.49$, $m_B = 10^m.79$) bir değişen yıldız olarak ilk defa 1899 yılındaki minimum zamanını belirleyen Bauernfeind tarafından keşfedilmiştir. Tutulma davranışı da ilk defa Strohmeier ve Knigge (1961) ve Strohmeier ve Bauernfeind (1968) tarafından araştırılmıştır. Algol türü bir ışıık eğrisi karakterinde, derin bir baş minimuma rağmen yan minimumun görünmediği bir ışıık eğrisine sahip, 1.357270 gün dönemli olarak tanımlanmıştır. Baş bileşenin tayf türü Meinunger (1965) tarafından A0 olarak tanımlanmıştır. Sistemin yörünge özellikleri Brancewicz ve Dworak (1980) tarafından daha önce belirlenmiş döneme göre belirlenmiştir. Sistemin en ayrıntılı çalışması Christopoulou ve ark. (2012) tarafından yapılmıştır. Çok renk ışıık eğrisi elde edilen sistemin daha önce elde edilen döneme göre elde edilen çözümlerinin yanı sıra, çift minimum gösteren, iki kat dönemli olabileceğine yönelik çözümler elde edilerek sistemin en iyi çözümünün 2.714539884 gün dönemli ve $q=1.08$ kütle oranlı çözüm olduğu belirlenmiştir. Ayrıca yapılan çalışma kapsamında 12 yeni minimum belirlenmiştir. Literatürde sistemin dikine hız verisine rastlanmamıştır.

Bu çalışma kapsamında sistem Temmuz 2013 - Aralık 2013 arasında T40 teleskobu ve Bessel VRI filtreleriyle 19 gece gözlenmiştir. Ayrıntılı ışıık eğrisi çözümünün yanı sıra üç yeni minimum zamanı elde edilmiştir. Gözlem görüntüsü üzerinde yıldızların konumları Şekil 5.8'de görölmektedir. Gözlemler sırasında kullanılan mukayese yıldızlarına ilişkin bilgiler ise Çizelge 5.6'da verilmiştir.



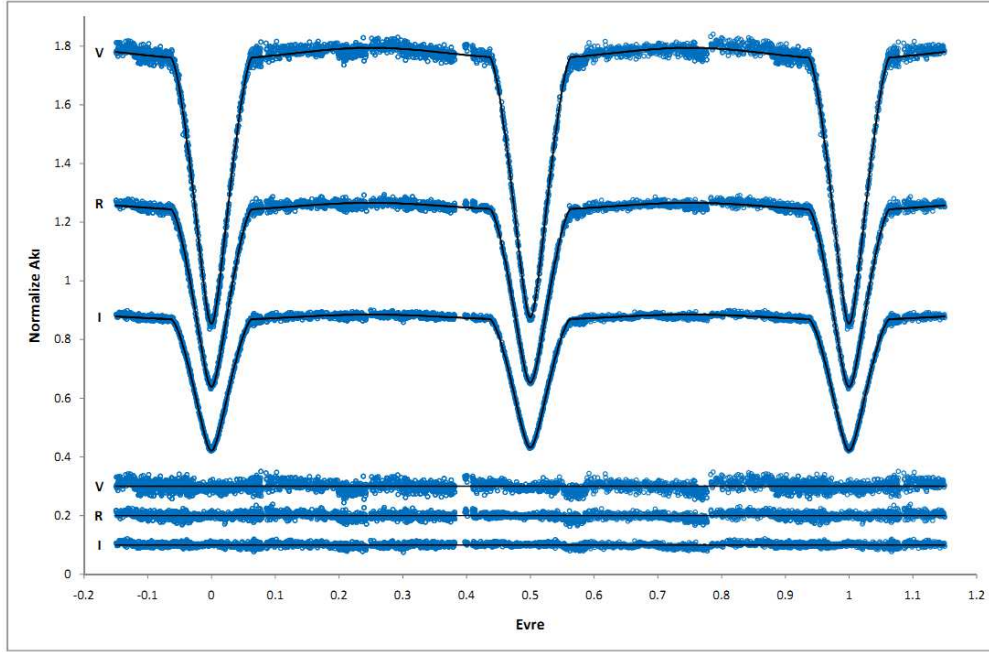
Şekil 5.8: V380 Cas yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C₁ ve C₂) bir gözlem görüntüsündeki konumları.

Çizelge 5.6: V380 Cas yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.

Yıldız	α_{J2000}	δ_{J2000}	m_V	m_B
C ₁ : GSC 04307 00699	00 ^h 31 ^m 16 ^s	+73° 45' 33"	11 ^m .38	12 ^m .37
C ₂ : GSC 04307 00837	00 ^h 31 ^m 01 ^s	+73° 45' 41"	12 ^m .05	13 ^m .12

Bu çalışma kapsamında V380 Cas için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi Şekil 5.9'da görülmektedir. Ayrıca yapılan modelin minimumlarla uyumu da Şekil 5.10'da görülmektedir. Yapılan ışık eğrisi çözümüyle elde edilen parametreler Çizelge 5.7'de yer almaktadır. Burada T_0 , HJD cinsinden yörünge çevrimi başlangıç değeri; P , yörünge dönemi; i , yörünge eğikliği; Ω_1 ve Ω_2 , sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin potansiyelleri; $q=M_2/M_1$, kütle oranı; T_1 ve T_2 , sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin sıcaklıklarıdır. Sistem dairesel yörüngeli olarak karşımıza çıkmaktadır. Dolayısıyla yörünge dış merkezliliği, $e=0$ olarak çözüm yapılmıştır. Ayrıca enberi boylamı $\omega=0$ alınmıştır. q değeri, I fitresinde elde edilen ışık eğrisi

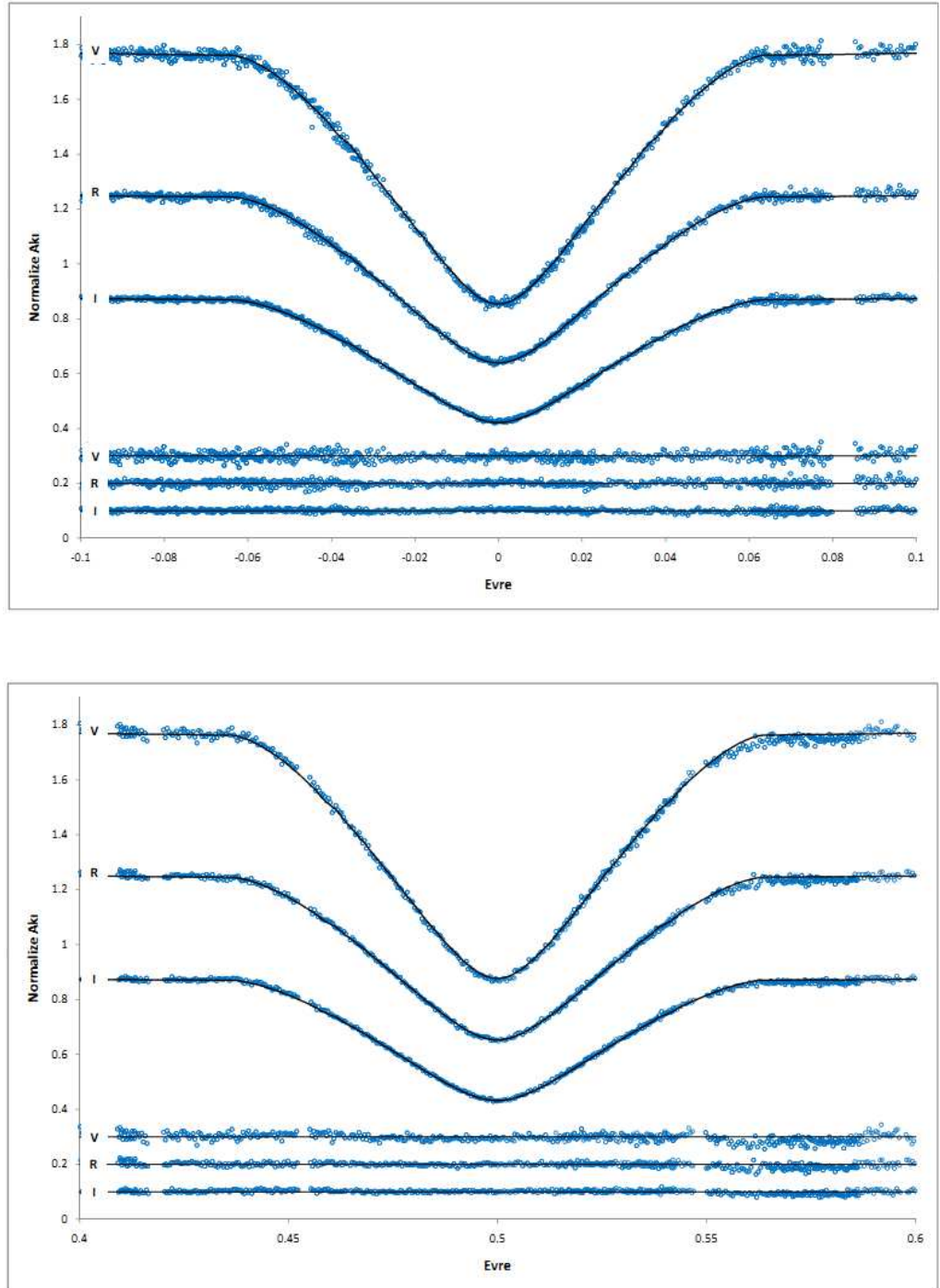
üzeride q taraması (q search) işlemi uygulanarak 1.2 olarak belirlenmiş ve bu şekilde üç bantta çözüm üretilmiştir. Son olarak q parametresi diğer parametreler ile birlikte serbest bırakılarak $q=1.197$ değerine ulaşılmıştır. q taraması sırasında $q=0.5 - 2.0$ aralığında 0.1 adımla tek tek çözüm yapılmış ve en küçük Σres^2 hata değerine sahip değer elde edilmiştir. q taramasına ilişkin q - Σres^2 dağılımı Şekil 5.11'de görülmektedir. Ayrıca baş bileşenin etkin sıcaklığı da tayf türünden faydalanılarak 9790 K değerinde sabitlenerek çözüm yapılmıştır.



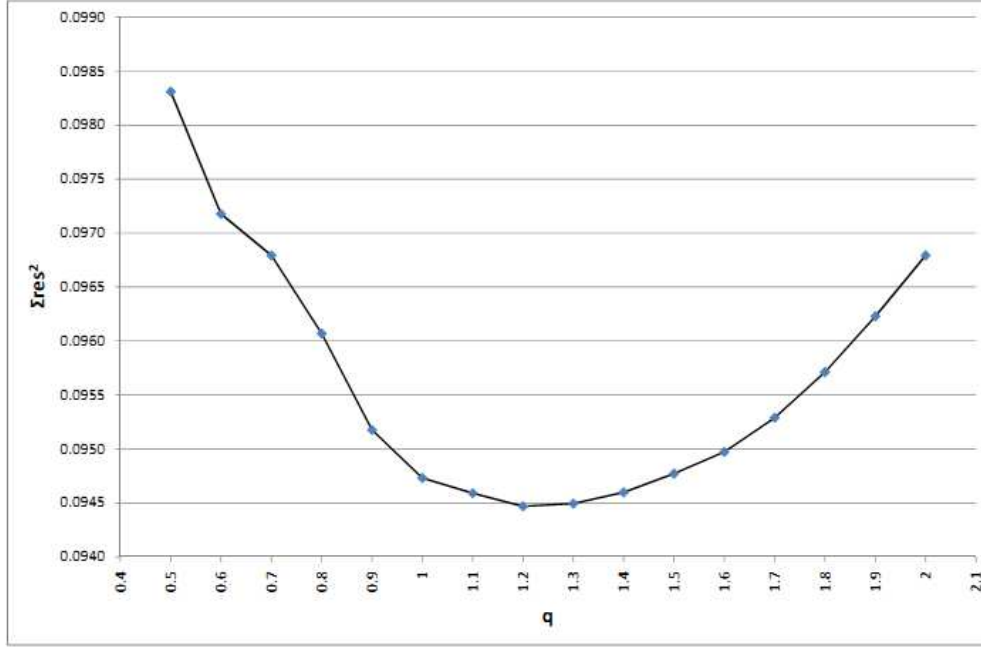
Şekil 5.9: V380 Cas için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.

Çizelge 5.7: V380 Cas sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen ışık ölçüm parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri. Ayrıntılar için metne bakınız.

<u>Parametre (Birim)</u>	<u>Değer</u>
T_0	2455410.4361 (10)
P (gün)	2.7145398860 (12)
T_1 (K) (sabit)	9790
T_2 (K)	9656(5)
i (°)	86.86(2)
Ω_1	6.070(5)
Ω_2	7.311(9)
$q = M_2/M_1$	1.197
Baş bileşenin görel yarıçapı	0.2074(2)
Yoldaş bileşenin görel yarıçapı	0.1880(3)



Şekil 5.10: V380 Cas için elde edilen ılık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik modelin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimumlar ile uyumu.



Şekil 5.11: V380 Cas sistemi için elde edilen q taraması sonuçları.

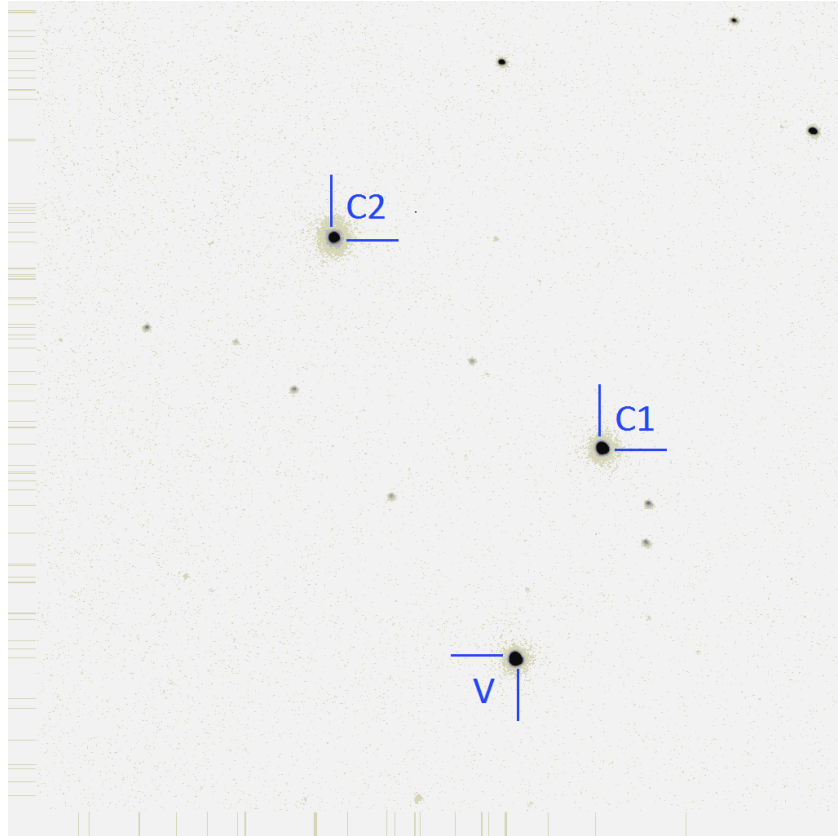
Sistemin dikine hız verisi bulunmadığı için q değerini doğrudan belirlemek mümkün değildir. q taraması ise sadece yaklaşık bir değer vermektedir. Dikine hız verisinin eksikliği ayrıca sistemin yarı büyük eksen uzunluğunu belirlemeyi de imkansız hale getirmektedir. Bu da bileşenlerin yarıçaplarını ve kütlelerini belirlemeyi imkansız hale getirmektedir. Bu nedenle sistemin sadece kütle oranları ve göreceli yarıçaplarına yer verilmiştir. Ayrıca sistemin literatürdeki minimum zamanlarıyla birlikte bu çalışma kapsamında elde edilen minimum zamanları bir araya getirilerek yapılan dönem analizi sonucunda sistemde belirgin bir dönem değişimi görülmemektedir. Christopoulou ve ark. (2012) da yaptığı dönem analizinde herhangi bir dönem değişimine rastlamadığını belirtmiştir. Bu çalışma kapsamında elde edilen minimum zamanları Ek 1'de listelenmiştir.

5.3 DU Leo

DU Leonis ($\alpha_{J2000} = 09^h 44^m 11^s$, $\delta_{J2000} = +25^\circ 21' 11''$, $m_V = 9^m.33$, $m_B = 9^m.83$) ilk defa Kaiser (1990) tarafından bir örten çift sistem olarak tanımlanmıştır ve Williams ve ark. (1990) da sistemin ilk R bandı fark ışık eğrisini yayınlamıştır. İlk kütle değerleri Popper (1993) tarafından yayınlanmış, tayfsal veriler ışığında daha hassas olarak hesaplanan kütleler ise Popper (1998) tarafından

yayınlanmıştır. Sistemin orta bant ışık ölçümü Clausen ve ark. (2001) tarafından elde edilmiş ve yayınlanmıştır. Dokuz sistemin ışık eğrilerine yer verilen bu çalışmanın haricinde DU Leo'nun elde edilen tayfsal verileriyle birlikte elde edilecek ayrıntılı bir çalışmanın daha sonra yayınlanacağı belirtilse de geçen zaman içerisinde bu çalışma yayınlanmamıştır.

Bu çalışma kapsamında sistem Nisan 2013 - Mayıs 2013 ve Kasım 2013 - Ocak 2014 arasında T40 teleskobu ve Bessel BVRI filtreleriyle 6 gece, Şubat 2013 - Nisan 2014 arasında da T35 teleskobu ve Bessel BVR filtreleriyle 7 gece olmak üzere toplamda 13 gece gözlenmiştir. Ayrıntılı ışık eğrisi çözümünün yanı sıra dört yeni minimum zamanı elde edilmiştir. Gözlem görüntüsü üzerinde yıldızların konumları Şekil 5.12'de görülmektedir. Gözlemler sırasında kullanılan mukayese yıldızlarına ilişkin bilgiler ise Çizelge 5.8'de verilmiştir.

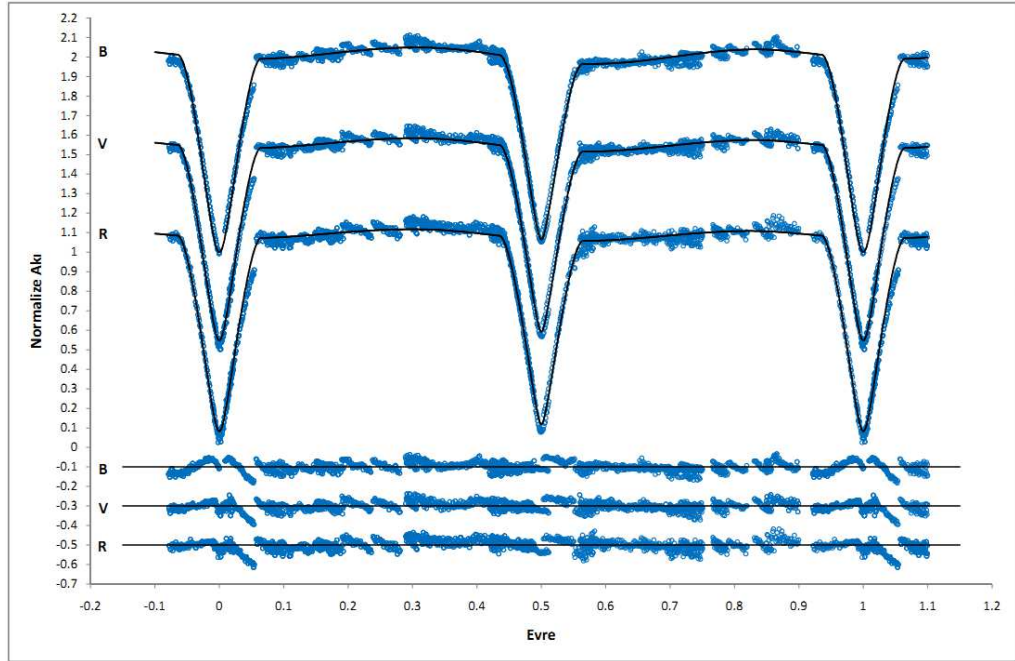


Şekil 5.12: DU Leo yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C₁ ve C₂) bir gözlem görüntüsündeki konumları.

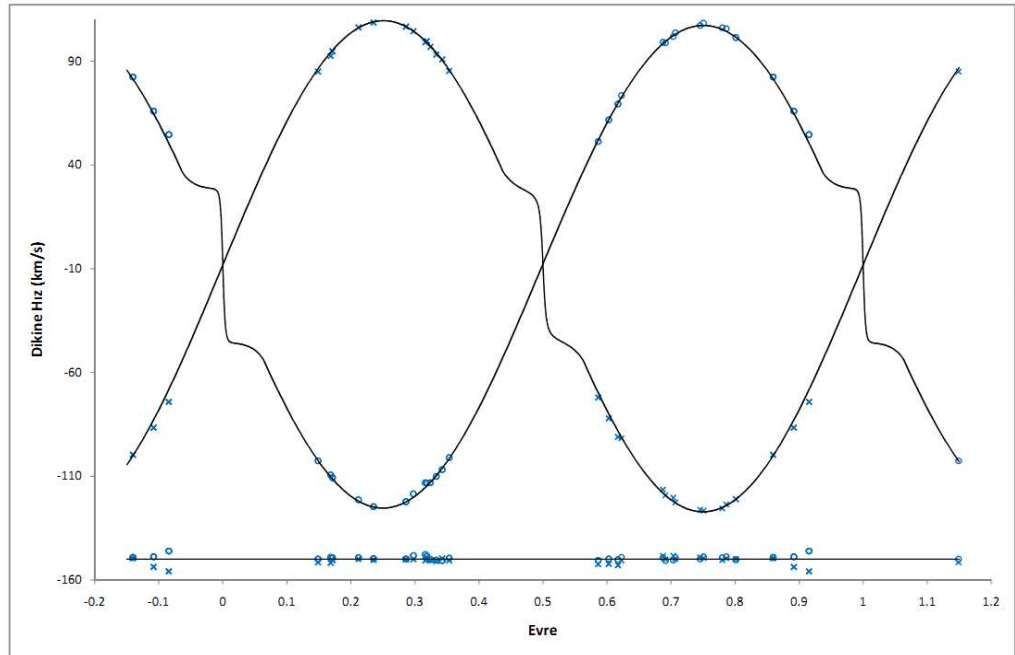
Çizelge5. 8: DU Leo yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.

Yıldız	α_{J2000}	δ_{J2000}	m_V	m_B
C ₁ : BD +25 2144	09 ^h 44 ^m 04 ^s	+25° 17' 57"	9 ^m .44	10 ^m .74
C ₂ : BD +25 2146	09 ^h 44 ^m 22 ^s	+25° 14' 24"	9 ^m .98	10 ^m .52

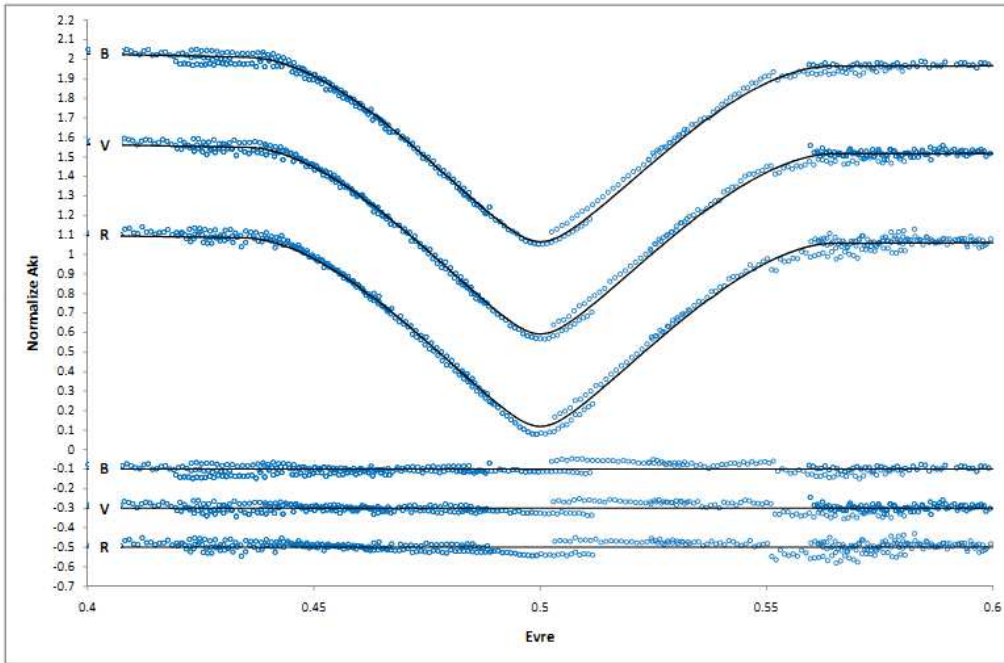
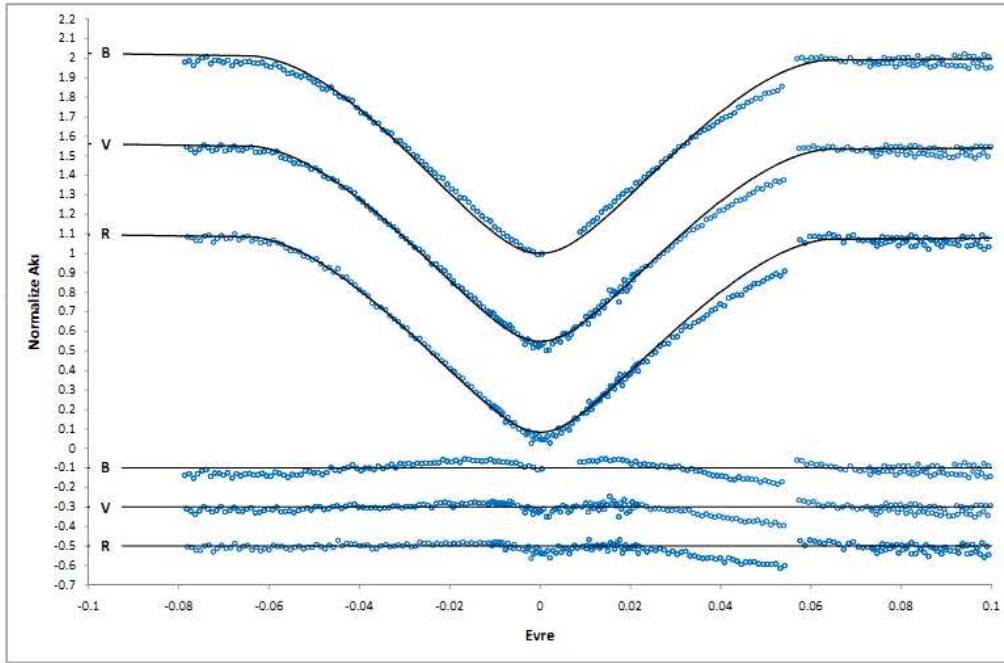
Bu çalışma kapsamında DU Leo için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi Şekil 5.13'de görülmektedir. Şekil 5.14'de Popper (1998) tarafından sağlanan ve çözümde kullanılan dikine hız eğrisi uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi görülmektedir. Ayrıca ışık eğrisi için yapılan modelin minimumlarla uyumu da Şekil 5.15'de görülmektedir. Gerek Clausen ve ark. (2001) tarafından elde edilen ışık eğrisinde, gerek de bu çalışmada elde edilen ışık eğrisinde farklı gecelere ilişkin verilerde seviye farklılıkları göze çarpmaktadır. İki farklı ışık eğrisinde bu durumun görülmesi sistemin aktivite gösteriyor olabileceğini göstermektedir. Yapılan ışık eğrisi çözümüyle elde edilen parametreler Çizelge 5.9'da yer almaktadır. Burada T_0 , HJD cinsinden yörünge çevrimi başlangıç değeri; P , yörünge dönemi; i , yörünge eğikliği; Ω_1 ve Ω_2 , sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin potansiyelleri; $q=M_2/M_1$, kütle oranı; T_1 ve T_2 , sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin sıcaklıklarıdır. Dairesel yörünge olarak çözüme gidilen sistem için e ve ω değerleri 0 alınmıştır. q ve a değerleri Popper (1998)'in dikine hız verileri kullanılarak hesaplanmıştır. Ayrıca baş bileşenin etkin sıcaklığı da tayf türünden faydalanılarak 5940 K değerinde sabitlenerek çözüm yapılmıştır. Ayrıca ışık eğrisinin maksimumlarındaki çökmelerin modellenmesi için her iki bileşenin de Güneş benzeri birer yıldız oldukları bilgisinden yola çıkıp iki bileşeni de lekeli kabul ederek çözüm yapılmıştır.



Şekil 5.13: DU Leo için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.



Şekil 5.14: DU Leo için Popper (1998) tarafından verilen dikine hız eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.



Şekil 5.15: DU Leo için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik modelin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimumlar ile uyumu.

Çizelge 5.9: DU Leo sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen ışık ölçüm parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri. Ayrıntılar için metne bakınız.

<u>Parametre (Birim)</u>	<u>Değer</u>
T_0	2450860.6663(12)
P (gün)	1.3741851000(7)
i (°)	88.52(5)
Ω_1	6.560(11)
Ω_2	5.808(9)
$q = M_2/M_1$	0.984(4)
a ($R_\odot$)	6.402(12)
Baş bileşenin görelî yarıçapı	0.1873(4)
Yoldaş bileşenin görelî yarıçapı	0.2071(4)
T_1 (K) (sabit)	5940
T_2 (K)	5798(3)
<u>Baş bileşen için leke parametreleri:</u>	
Leke enlemi (°)	100
Leke boylamı (°)	140
Leke açısal çapı (°)	20
Leke sıcaklığı oranı	0.9
<u>Baş bileşen için leke parametreleri:</u>	
Leke enlemi (°)	95
Leke boylamı (°)	150
Leke açısal çapı (°)	15
Leke sıcaklığı oranı	0.92

Phoebe programı ile yapılan leke çözümleri ışık eğrisini en iyi şekilde temsil etmek için yapılan ve değerlerin deneme - yanılma yöntemiyle bulunduğu çözümlerdir. Dolayısıyla leke çözümleri sadece varsayımsaldır. Sisteme ilişkin fiziksel parametreler Çizelge 5.10'da listelenmiştir. Sistemin dikine hız verisi bulunduğu için kütle, yarıçap, ısıtma ve yüzey çekim ivmesi gibi parametrelere erişmek mümkün olmaktadır.

Sistemin Williams (1994) tarafından derlenen 42 minimum zamanı ve Clausen ve ark. (2001) tarafından elde edilen 9 minimum zamanına ek olarak bu çalışma kapsamında elde edilen 4 minimum zamanı eklenerek yapılan dönem analizi sonucunda sistemde belirgin bir dönem değişimine rastlanmamıştır. Bu çalışmada elde edilen 4 minimum zamanı Ek 1'de listelenmiştir.

Çizelge 5.10: DU Leo sisteminin salt parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri.

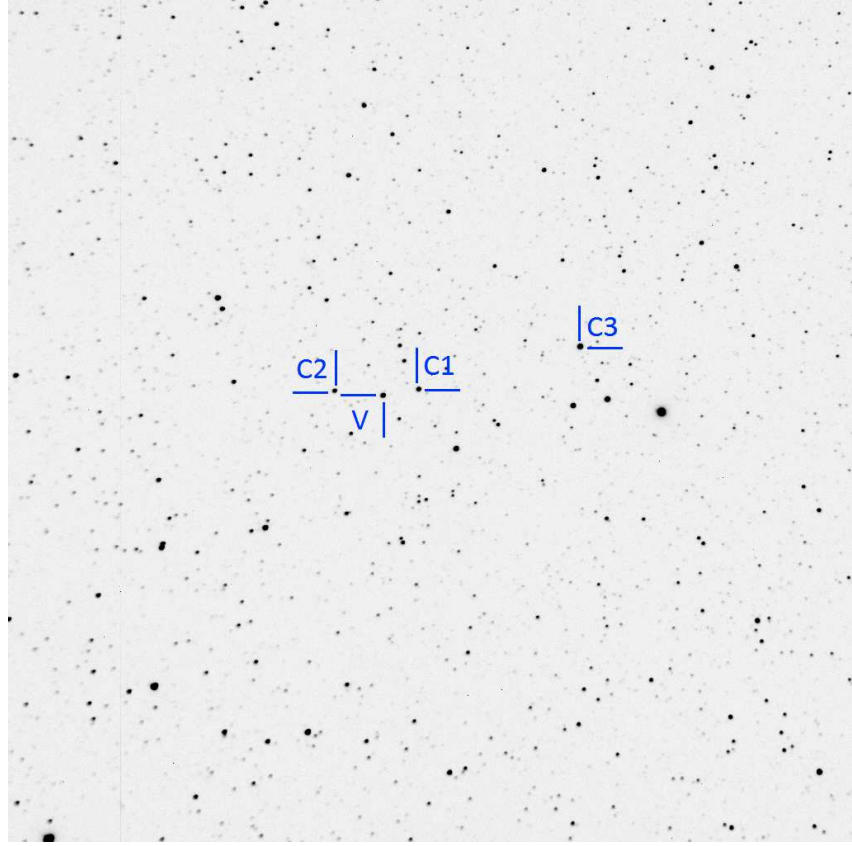
<u>Parametre (birim)</u>	<u>Baş Bileşen</u>	<u>Yoldaş Bileşen</u>
Kütle ($M_{\odot}$)	0.941(9)	0.926(9)
Yarıçap ($R_{\odot}$)	1.199(5)	1.326(5)
Etkin Sıcaklık (K)	5940	5798(3)
Işıtma ($\log(L/L_{\odot})$)	0.208	0.253
Yüzey çekim ivmesi ($\log g/cm s^{-1}$)	4.26	4.16
Salt bolometrik parlaklık (mag)	4.28	4.17

5.4 UZ Sge

UZ Sagittae ($\alpha_{J2000} = 20^h 12^m 16^s$, $\delta_{J2000} = +19^{\circ} 20' 55''$, $m_V = 11^m.66$, $m_B = 11^m.81$) ilk olarak Guthnick ve Schneller (1939) tarafından incelenerek Algol türü doğası ortaya konmuştur. Sistemin tayf türü A3V (Helbedel 1984; Svechnikov ve Kuznetsova 1990) veya A0V (Brancewicz ve Dworak 1980; Budding 1984) olarak verilmektedir. Brancewicz ve Dworak (1980) ve Svechnikov ve Kuznetsova (1990) sistemin salt parametrelerini belirlemişler, ancak farklı değerlere ulaşmışlardır. Keşfedildiği zamandan beri gözlenen sistemin geniş bir minimum zamanı arşivi bulunmaktadır. Liakos ve Niarchos (2008) ve Zasche ve ark. (2008) sistemin minimum zamanlarını derleyerek dönem analizini yapmışlar ve en az $\sim 0.7 M_{\odot}$ kütleli bir üçüncü cismin varlığını belirlemişlerdir. Buchheim (2009) sistemin V ve R bantlarında ışık eğrilerini elde etmiş ve iki kütle oranı için olası iki farklı geometrik yapı belirlemiştir. Sisteme ilişkin yapılan son çalışma Liakos ve Niarchos (2012) tarafından yapılmış ve q taraması tekniğiyle belirlenen kütle oranına yönelik yapılan çözümle sistemin yarı ayırık doğası incelenmiş ve bileşenlerin evrim durumları tartışılmıştır. Buna göre sistem klasik Algol yapısına uygun olarak küçük kütleli bileşeni Roche lobunu doldurmuş durumdadır. Ayrıca sistemin baş bileşeni olan yıldızın da δ -Scuti türü zonklama gösterdiği belirlenmiştir.

Bu çalışma kapsamında sistem Haziran 2014 - Ekim 2014 arasında R40 teleskobu ve Bessel BVRI filtreleriyle 16 gece gözlenmiştir. Ayrıntılı ışık eğrisi çözümünün yanı sıra üç yeni minimum zamanı elde edilmiştir. Gözlem görüntüsü

üzerinde yıldızların konumları Şekil 5.16'da görülmektedir. Gözlemler sırasında kullanılan mukayese yıldızlarına ilişkin bilgiler ise Çizelge 5.11'de verilmiştir.



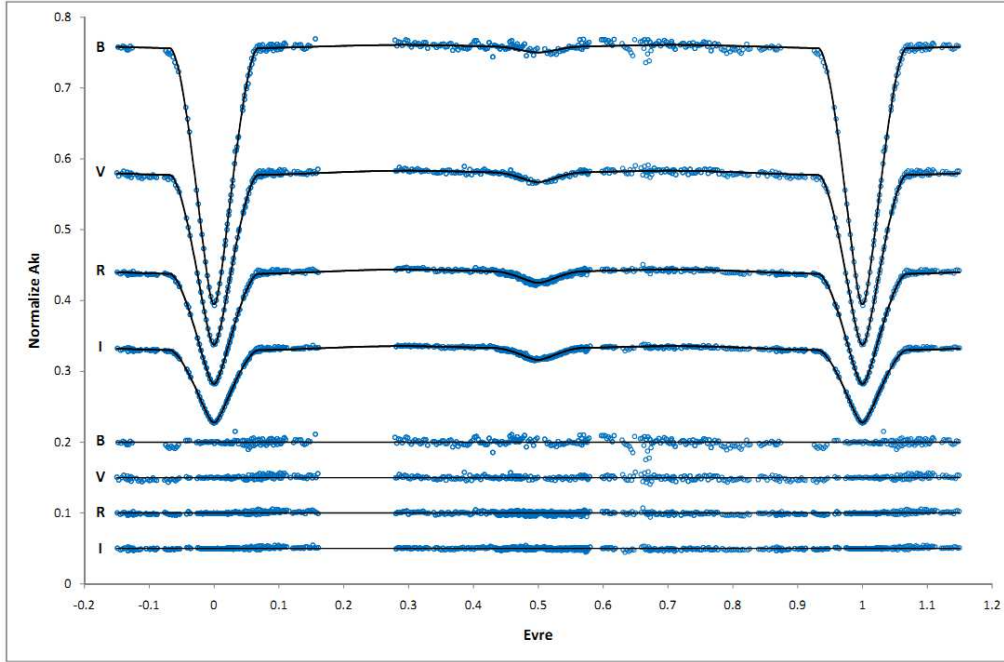
Şekil 5.16: UZ Sge yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C₁, C₂ ve C₃) bir gözlem görüntüsündeki konumları.

Çizelge 5.11: UZ Sge yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.

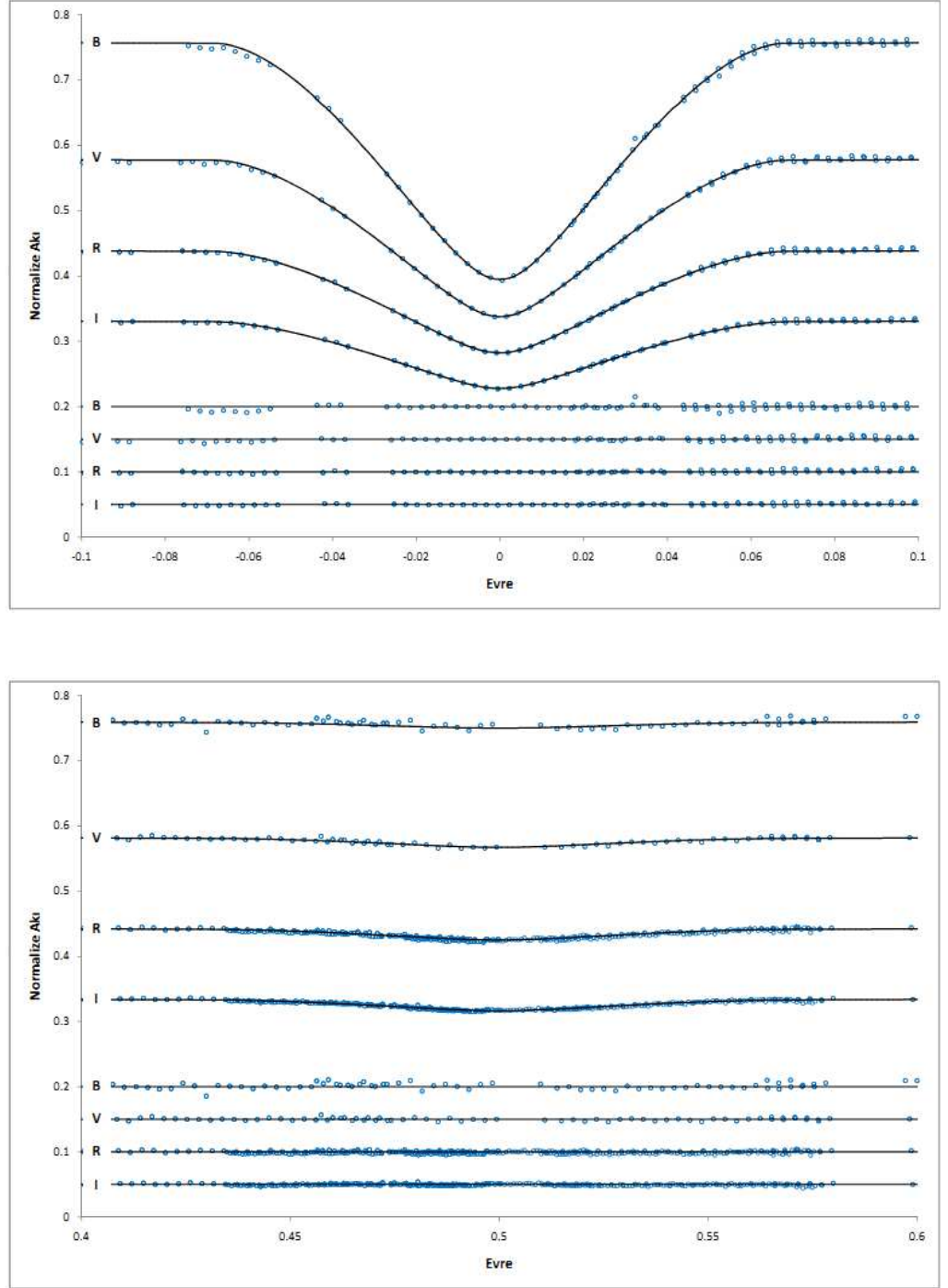
Yıldız	α_{J2000}	δ_{J2000}	m_V	m_B
C ₁ : TYC 1626-1299-1	20 ^h 12 ^m 12 ^s	+19° 20' 45"	11 ^m .99	12 ^m .12
C ₂ : TYC 1626-1303-1	20 ^h 12 ^m 21 ^s	+19° 20' 48"	12 ^m .52	12 ^m .83
C ₃ : HD 351596	20 ^h 11 ^m 54 ^s	+19° 19' 38"	10 ^m .83	10 ^m .96

UZ Sge sisteminin ışık eğrisi çözümünde diğer sistemlerin aksine ayrık sistem çözümü yerine ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu yarı-ayrık sistem çözümü uygulanmıştır. Elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin fit ile bu fit ile gözlem verilerinin farkı Şekil 5.17'de görülmektedir. Ayrıca geçirilen fitin minimumlarla uyumu da Şekil 5.18'de görülmektedir. Yapılan ışık eğrisi çözümüne elde edilen parametreler Çizelge 5.12'de yer almaktadır. Burada

T_0 , HJD cinsinden yörünge çevrimi başlangıç tarihi; P , yörünge dönemi; i , yörünge eğikliği; Ω_1 baş bileşenin etkin potansiyeli; $q=M_2/M_1$, kütle oranı; T_1 ve T_2 , sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin sıcaklıklarıdır. F_1 ve F_2 ise sırasıyla baş ve yoldaş bileşenlerin senkronizasyon parametreleri, A_2 ise yoldaş bileşenin albedosudur. Sistem çember yörüngeli olarak karşımıza çıkmaktadır. Dolayısıyla yörünge dış merkezliliği, $e=0$ olarak çözüm yapılmıştır. Ayrıca enberi boylamı $\omega=0$ alınmıştır. q değeri olarak Liakos ve Niarchos (2012)'un q taraması ile buldukları $q=0.14$ değeri kullanılmıştır. Ayrıca baş bileşenin etkin sıcaklığı da tayf türünden faydalanılarak 8700 K değerinde sabitlenerek çözüm yapılmıştır. Yarı ayrık bir sistem olduğu için Roche lobunu dolduran bileşenin etkin potansiyeli hesaplanmamıştır.



Şekil 5.17: UZ Sge için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik model ve farkların değişimi.



Şekil 5.18: UZ Sge için elde edilen ışık eğrisi ve uygulanan çözüme ilişkin sentetik modelin baş (üst panel) ve yan (alt panel) minimumlar ile uyumu.

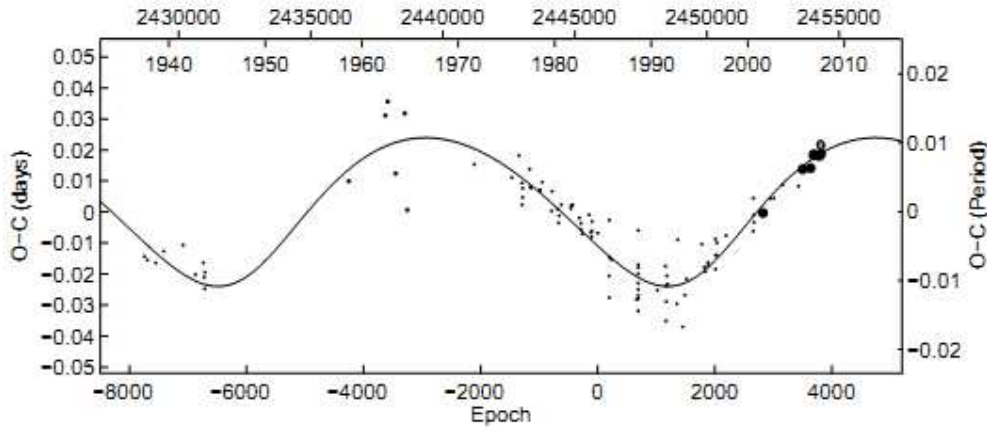
Sistemin dikine hız verisi bulunmadığı için q değerini doğrudan belirlemek mümkün değildir. q taraması ise sadece yaklaşık bir değer vermektedir. Dikine hız verisinin eksikliği ayrıca sistemin yarı büyük eksen uzunluğunu belirlemeyi de imkansız hale getirmektedir. Bu da bileşenlerin yarıçaplarını ve kütlelerini

belirlemeyi imkansız hale getirmektedir. Bu nedenle sistemin sadece kütle oranları ve görelî yarıçaplarına yer verilmiştir.

Çizelge 5.12: UZ Sge sisteminin ışık eğrisi çözümünden elde edilen ışık ölçüm parametreleri ve parantez içinde 1σ hata değerleri. Ayrıntılar için metne bakınız.

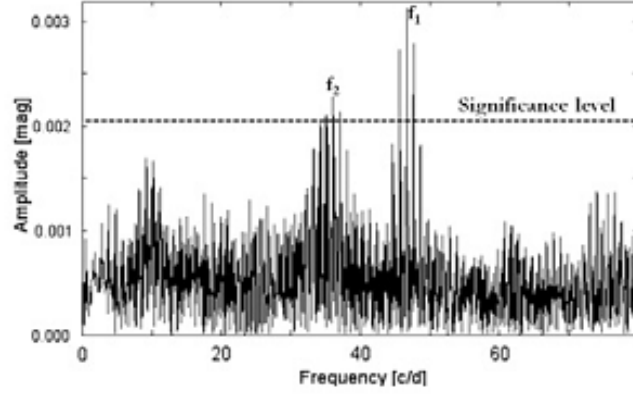
<u>Parametre (Birim)</u>	<u>Değer</u>
T_0	2429961.0501 (14)
P (gün)	2.2157610000 (13)
T_1 (K) (sabit)	8700
T_2 (K)	4472(10)
i ($^\circ$)	87.61(3)
Ω_1	5.124(14)
$q = M_2/M_1$ (sabit)	0.14
Baş bileşenin görelî yarıçapı	0.2014(6)
Yoldaş bileşenin görelî yarıçapı	0.2350
F_1	0.96(14)
F_2	1.378(12)
A_2	0.69(3)

Zasche ve ark. (2008) tarafından yapılan LITE çözümüne ilişkin O-C diyagramı Şekil 5.19'da görülmektedir. Sistemin bileşen kütleleri için Svechnikov ve Kuznetsova (1990) tarafından verilen kütlelerin ($M_1 = 2.05 M_\odot$ ve $M_2 = 0.29 M_\odot$) kullanıldığı çalışmada üçüncü cismin kütle fonksiyonu olarak, $f(M)=0.031 M_\odot$ değeri; minimum kütlesi olarak da $M_{3,min} = 0.65 M_\odot$ değeri elde edilmiştir. Bu çalışma kapsamında elde edilen minimum zamanları da Ek 1'de verilmiştir.



Şekil 5.19: UZ Sge sistemi O-C diyagramı ve LITE çözümü (Zasche ve ark. 2008).

Ayrıca sisteme Liakos ve Niarchos (2012) tarafından uygulanan Fourier analizi sonucunda baş bileşenin iki modda, δ -Scuti türü zonklama gösterdiği belirlenmiştir. Bu bulgu ışığında da bileşenin anakoldan ayrılmak üzere olduğu sonucuna ulaşmışlardır. Elde ettikleri zonklama dönemlerine ilişkin güç tayfı şekil 5.20'de görülmektedir.



Şekil 5.20: UZ Sge sistemi için Fourier analizi ile elde edilen güç tayfı (Liakos ve Niarchos 2012).

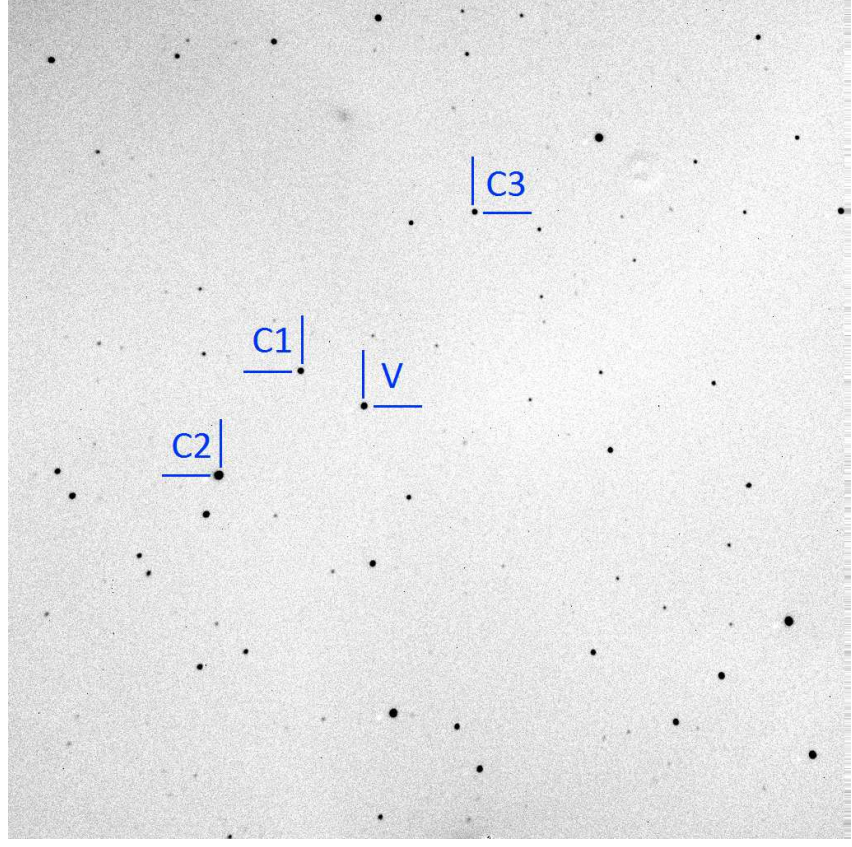
5.5 EG UMa

EG UMa ($\alpha_{J2000} = 12^h 15^m 44^s$, $\delta_{J2000} = +52^\circ 31' 01''$, $m_V = 13^m.07$, $m_B = 13^m.0$) sisteminin beyaz cüce bileşeni ilk olarak Stephenson (1960) tarafından keşfedilmiştir. Ursa Major kümesi bölgesinde bulunan sistemin, Luyten (1960) tarafından ölçülen uzay hızı sonucunda kümeye ait olmadığı belirlenmiştir. Greenstein (1965) EG UMa'nın tayfında görülen salma çizgilerinin, sistemdeki çözülmemiş bir bileşenin varlığına işaret ettiğini belirtmiştir. Lanning (1982) sadece M cücesi bileşenden kaynaklanan H_α salma çizgisinden faydalanarak dikine hız eğrisini elde etmiş ve çember yörünge için yörünge parametrelerini elde etmiştir. Lanning (1982) ayrıca 0.20 - 0.05 evreleri arasındaki ışık eğrisini elde etmiş ancak tutulmaya ilişkin bir delile rastlamamıştır. Sion ve ark. (1984) model atmosfer çözümleri sonucunda EG UMa'nın sahip olduğu beyaz cücenin 13000 ± 500 K sıcaklıkla, benzeri sistemlerdeki beyaz cücelere göre daha soğuk olduğunu belirlemişlerdir. Sistemdeki ikinci bir yıldızın varlığı, sistemden gözlenen belirgin kromosferik aktivite sayesinde Bleach ve ark. (2000) tarafından ortaya konmuştur. Sistemdeki yoldaş bileşenin tayf türü TiO bantları oranının ölçümü ile M4V

olarak verilmiştir. Bu tayf türü daha önce Sion ve ark. (1984) tarafından JHK bantlarında gerçekleştirilen ışık ölçüm çalışmasından elde edilen değer ile uyushmaktadır. Sistemin parametreleri elde ettikleri yoldaş bileşenin dikine hız eğrisi ve sistemin ışık eğrisi sayesinde Bleach ve ark. (2000) tarafından elde edilmiştir. Ayrıca yoldaş bileşenin kromosferik aktivite özelliği Bleach ve ark. (2002) tarafından tayfsal olarak incelenmiştir.

Bu çalışma kapsamında sistem Nisan 2013 - Temmuz 2013 arasında T40 teleskobu ve Bessel VRI filtreleriyle 9 gece, Kasım 2014 - Ocak 2015 arasında da R40 teleskobu ve Bessel VRI filtreleriyle 3 gece olmak üzere toplamda 12 gece gözlenmiştir. İlk 9 gecelik gözlem döneminde elde edilen veriler, sistemin T40 teleskobu için fazla sönük kalması ve yeterli poz süreleri için takibin yetersiz kalması sebebiyle oldukça kullanışsız durumdadır. R40 teleskobunun kullanıma girdiği tarihten itibaren de en uygun gözlem zamanı olan kış aylarında ise yalnızca 3 gece gözlem yapılabılmış ancak elde edilen veriler kaliteli olmasına karşın yetersiz kalmıştır. Tüm bu gerekçelerin yanında sistemin tutulma göstermiyor olmasından ötürü EG UMa sisteminin çözümü elde edilememiştir. Gözlem görüntüsü üzerinde yıldızların konumları Şekil 5.21'de görölmektedir. Gözlemler sırasında kullanılan mukayese yıldızlarına ilişkin bilgiler ise Çizelge 5.13'de verilmiştir.

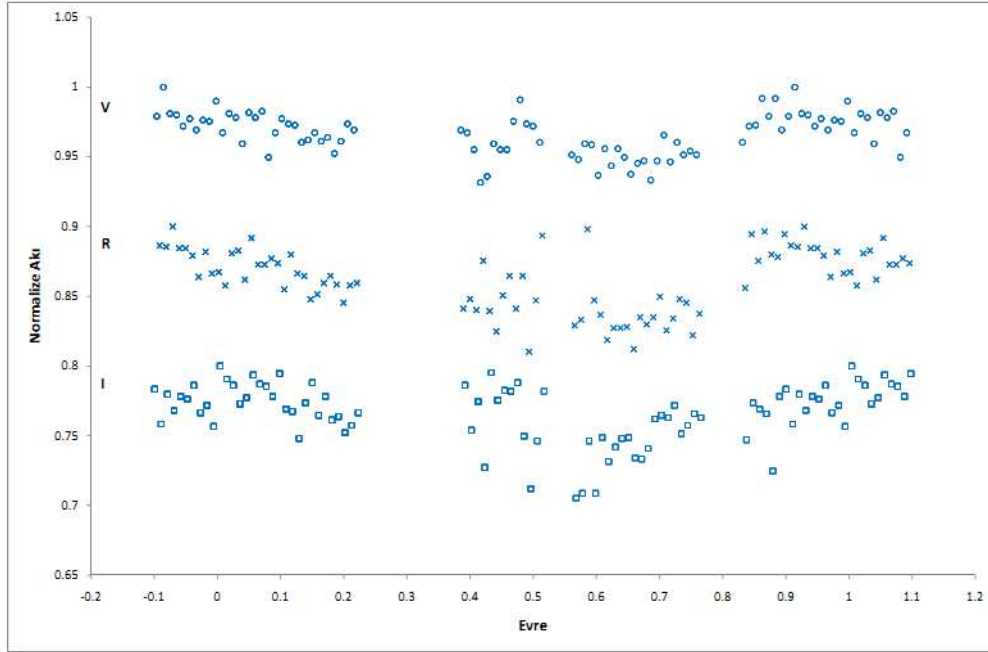
Sistemin elde edilen ışık eğrisi Şekil 5.22'de verilmiştir. Ayrıca Şekil 5.23'de Bleach ve ark. (2000) tarafından elde edilen ışık eğrisi verilmiştir. Şekilden de görüleceği üzere sistemde minimum gözlenmezken yaklaşık 0.1 kadir mertebesinde bir genlik gözlenmektedir. Ancak bu değişimin maksimum evreleri beklenenin aksine M cücesinin beyaz cüceye bakan yüzünün gözlemciye görüldüğü evrede değil, ters tarafının gözlemciye baktığı evrede görölmektedir. Yazarlar bu konuya açıklama olarak bu durumun M cücesinin yoğun kromosferik aktivite göstermesinden kaynaklandığını belirtmişlerdir. Ayrıca bu ışık değişiminin yörünge dönemiyle tam bir uyum içinde olmaması da bu fikri kuvvetlendiren bir etmendir. Şekil 5.24'de ise yine aynı çalışma kapsamında elde edilmiş, EG UMa'ya ait bir flare görölmektedir. Şekil 5.25'de de EG UMa'nın aynı çalışmadan alınan dikine hız eğrisi yer almaktadır.



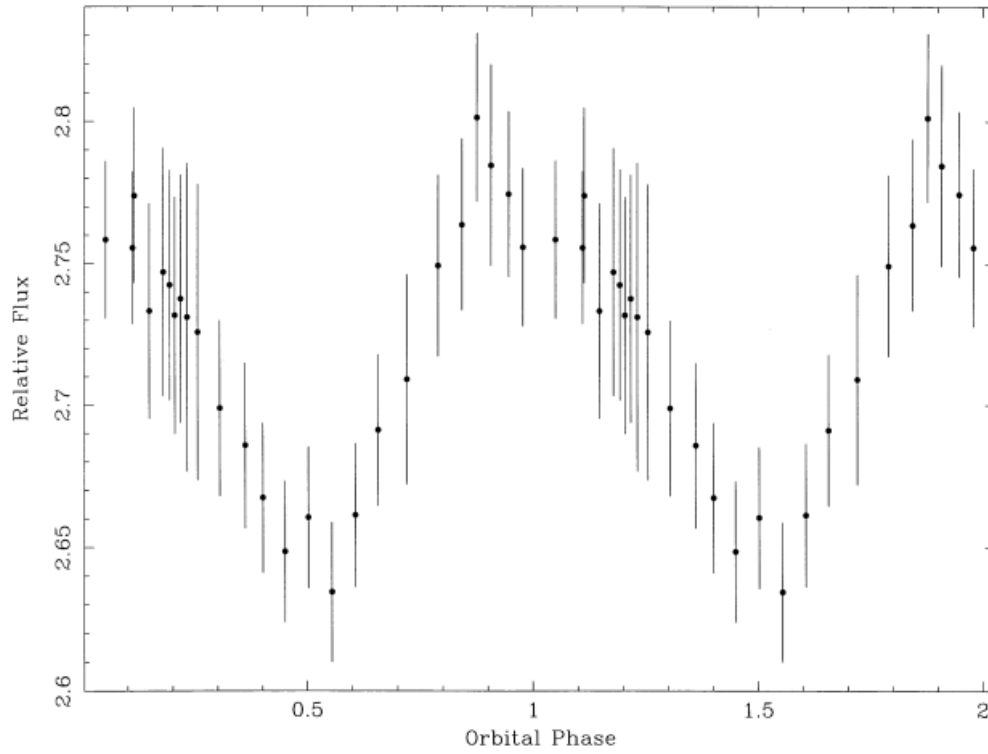
Şekil 5.21: EG UMa yıldızı (V) ve mukayeselerinin (C₁, C₂ ve C₃) bir gözlem görüntüsündeki konumları.

Çizelge 5.13: EG UMa yıldızının gözlemlerinde kullanılan mukayese yıldızları.

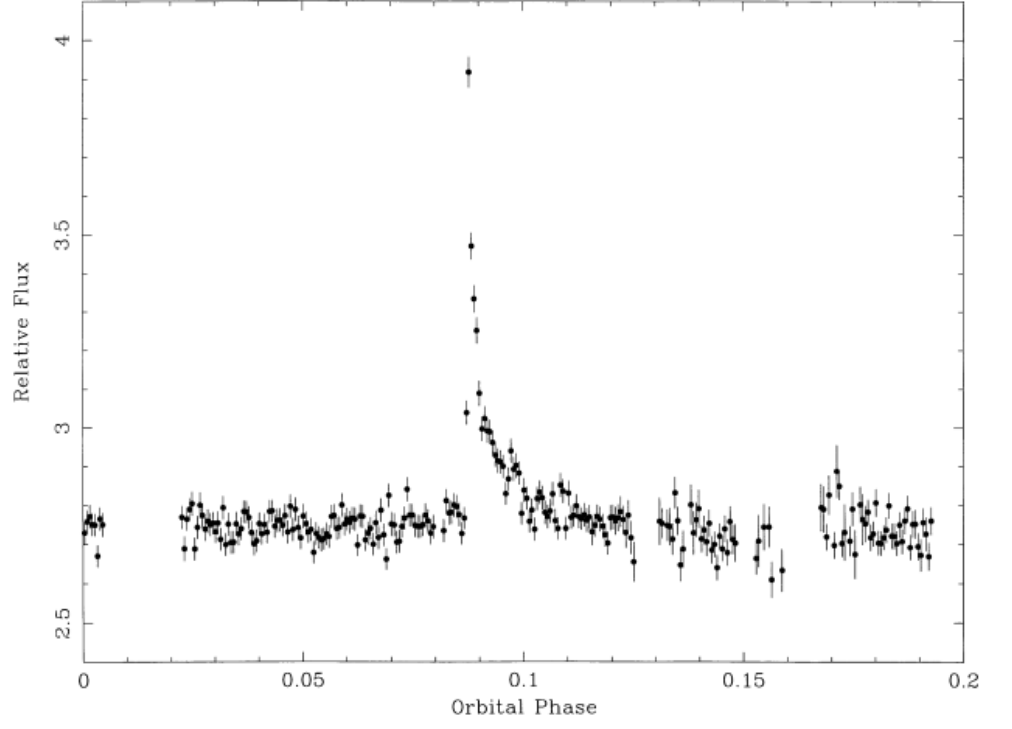
Yıldız	α_{J2000}	δ_{J2000}	m_V	m_B
C ₁ : GSC 03834 00256	12 ^h 15 ^m 55 ^s	+52° 30' 03"	13 ^m .94	14 ^m .62
C ₂ : TYC 3834-213-1	12 ^h 16 ^m 09 ^s	+52° 32' 45"	11 ^m .99	12 ^m .35
C ₃ : GSC2.3 N46D002677	12 ^h 15 ^m 24 ^s	+52° 25' 54"	14 ^m .91	14 ^m .71



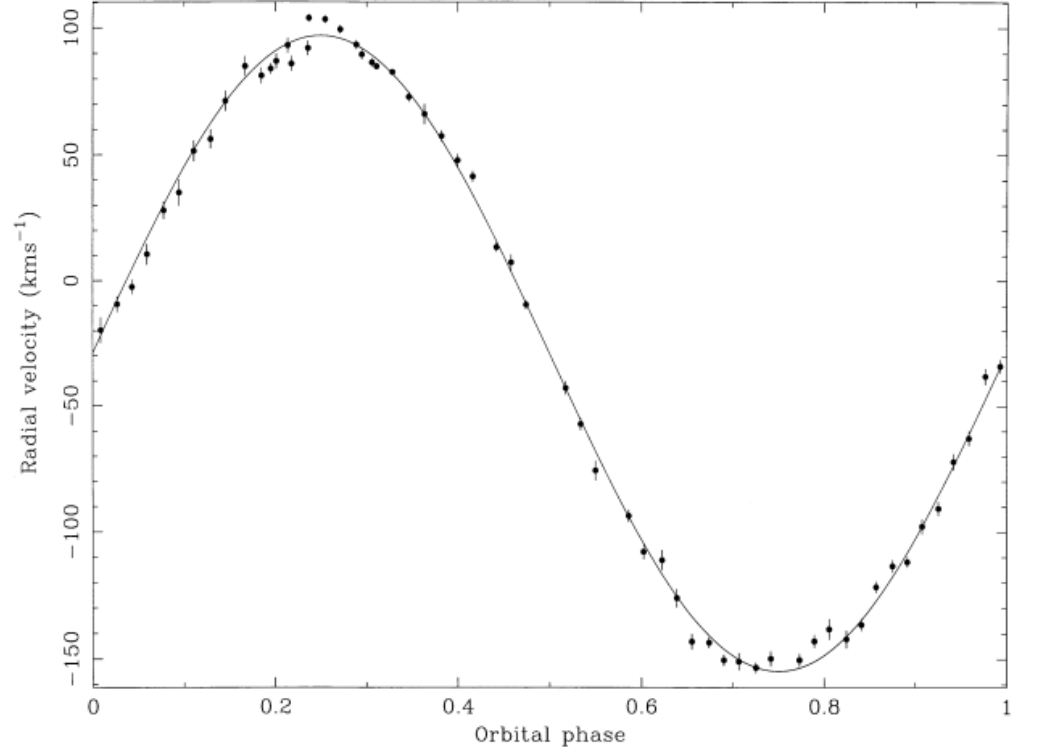
Şekil 5.22: EG UMa sisteminin VRI bantlarındaki ılık eğrisi. Çember, çarpı ve kare ile gösterilen noktalar sırasıyla V, R ve I filtrelerinde elde edilen gözlemleri temsil etmektedir.



Şekil 5.23: EG UMa sisteminin Bleach ve ark. (2000) tarafından R filtresinde elde edilen ılık eğrisi.



Şekil 5.24: EG UMa sisteminde gözlenen flare. Her nokta 20s poz süresine karşılık gelmektedir (Bleach ve ark. 2000).



Şekil 5.25: EG UMa'nın M cücesi bileşenine ait dikine hız eğrisi (Bleach ve ark. 2000).

6. TARTIŞMA VE SONUÇ

Yakın çift yıldız sistemlerinde bileşenlerin evrimini belirleyen önemli etmenlerden biri sistemin Roche geometrisi ve evrim süresince bu geometride meydana gelen farklılıklardır. Roche geometrisinin yapısını etkileyen en önemli faktör ise sistemin yörünge açısal momentumunun evrimidir. Bu yüzden bir sistemin evrimini belirlemede kullanılan önemli parametreler, sistemin fiziksel parametrelerinin yanı sıra yörünge döneminde görülen değişim oranıdır. Çünkü sistemin dönem değişim oranının belirlenmesiyle, çiftin yörünge açısal momentum evriminin belirlenmesi mümkün olmaktadır. Bunun için de uzun zaman aralıklarıyla yapılacak gözlemlerle sistemin dönemi ölçülerek uygulanacak dönem analiziyle dönem değişim oranının belirlenmesi gerekmektedir. Böylece sistemin yörünge açısal momentumunun evrimi elde edilerek çiftin evrim sürecinin modellenmesi mümkün olabilmektedir.

Açısal momentum evrim süreciyle ilgili hala tam olarak anlaşılamamış noktalar bulunmaktadır. Örneğin açısal momentum kayıp sürecinde manyetik frenlemenin hangi durumda, ne oranda etki ettiği konusunda hala belirsizlikler söz konusudur. Bu da yakın çift sistemler üzerine yapılacak çalışmaların önemini korumasını sağlamaktadır. Yakın çift sistemler ve açısal momentum kayıp süreçlerine ilişkin edinilen bilgilerin artmasıyla da bu tip sistemlerin ortak zarf süreci, sonrasında da CV formunu alana kadar geçirdiği evrim süreci olan Pre-CV evriminin daha iyi anlaşılması mümkün olabilir. Ayrıca CVlerin hala tartışmalı olan dönem boşluğu problemi ve Tip Ia süpernovalarının ata sistemleri ve oluşum süreçlerinin anlaşılması konusunda da bu tip çalışmaların önemi büyüktür.

Bu tez kapsamında gözlemi yapılan sistemlerden ise sadece EG UMa sistemi ortak zarf sonrası bir sistem olarak sınıflanmış, diğerleri ise henüz ortak zarf sürecine girmemiş sistemlerdir. Ancak bu sistemler yörünge özellikleri dikkate alındığında evrimleri süresince ortak zarf ve açısal momentum kayıp süreçlerini içerecek bir evrim yolu izlemeleri olası olan sistemlerdir. Elde edilen veriler ışığında bu sistemlerde henüz açısal momentum evrimine işaret eden bir dönem değişimi izi belirlenememiştir. Fakat yine de uzun zaman aralıklarıyla yapılacak gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır.

Bu tez kapsamında aşağıda listelenen bulgular türetilmiştir:

- V402 Lac sisteminin yörünge çözümü yapılmış, elde edilen yeni minimum zamanları ile birlikte literatürdeki minimum zamanları da toparlanarak eksen dönmesi incelenmiş ve sistemdeki olası bir üçüncü cismin var olabileceği ortaya konmuştur. Ancak öncelikle bu sistemin kaliteli bir tayf gözlemi yapılarak üçüncü cismin etkilerinin tayfta aranması, ayrıca daha fazla minimum zamanı gözlemi ile hem eksen dönmesinin daha duyarlı olarak araştırılmasının mümkün kılınması, hem de üçüncü cisme işaret eden LITE çözümlerinin daha hassas yapılabilmesinin önünün açılması gerekmektedir.
- V380 Cas sisteminin ışık eğrisi çözümü gerçekleştirilmiş ve minimum seviyeleri arasındaki farktan yola çıkarak çift minimum gösteren bir sistem olduğu öngörüsüyle sistemin q taraması gerçekleştirilmiş ve dikine hız verisi olmadan elde edilebilecek en güvenilir kütle oranı değeri elde edilmiştir. Ayrıca sistemin yeni minimum zamanları belirlenmiştir. Yine de V380 Cas sisteminin öncelikle dikine hız ölçümünün yapılarak kütle oranı ve yörünge dönemi üzerindeki belirsizliklerin kaldırılarak daha ayrıntılı çözümlerinin yapılması gerekmektedir.
- DU Leo sisteminin literatürdeki dikine hız verisi ile birlikte ışık eğrisi çözümü elde edilmiştir. Daha önceki çalışmalarda sistemin ışık eğrisi elde edilmesine karşın ışık eğrisine yönelik yapılmış çözümler yoktu. Dolayısıyla literatürdeki bu eksiklik bu çalışma ile giderilmiş oldu. Sistemin literatürdeki minimum zamanı ölçümleri geniş bir zaman aralığını kapsamasına rağmen sayılarının oldukça az olmasından ötürü ilerleyen zamanlarda bu sistemin daha fazla minimum zamanı ölçümünün gerçekleştirilmesi gerekmektedir. Ayrıca sistemin aktivite doğasının da daha ayrıntılı incelenmesi gerekmektedir.
- UZ Sge sisteminin kapsamlı bir ışık eğrisi çözümü gerçekleştirilmiştir. Ancak ilerleyen çalışmalarda sistemin dikine hız verisi elde edilerek daha kapsamlı bir çözümünün yapılp, bileşenlerin parametreleri hassas olarak elde edilmeli ve minimum zamanı ölçümleri ile üçüncü cismin parametreleri de kesinleştirilmelidir.
- EG UMa sisteminin de gözlemleri gerçekleştirilmiş, ancak aletsel yetersizlikler sebebiyle herhangi bir sonuç elde edilememiştir.

KAYNAKLAR DİZİNİ

- Badenas Agusti, M.**, 2012, Analysis of the Eclipsing Binary System V402 Lac, RSI Project, AULA Escola Europea
- Bleach, J. N., Wood, J. H., Catalán, M. S., Welsh, W. F., Robinson, E. L., and Skidmore, W.**, 2000, Observations of the post-common-envelope binaries EG UMa and PG 1026+002, *MNRAS*, 312, 70-82 pp
- Bleach, J. N., Wood, J. H., Smalley, B., and Catalán, M. S.**, 2000, Echelle observations of chromospheric activity in post-common-envelope binaries, *MNRAS*, 355, 593-609 pp
- Brancewicz, H. K., and Dworak, T. Z.**, 1980, A catalogue of parameters for eclipsing binaries, *AcA*, 30, 501 p
- Buchheim, R.**, 2009, The lightcurve of UZ Sge, *Society of Astronomical Sciences*, 28, 181 p
- Budding, E.**, 1984, *Bull. D'Inf. Cen. Donees Stellaries* 27, 91 p
- Bulut, İ.**, 2013, Apsidal motion elements of six eccentric eclipsing binaries: V799 Cas, CO Cep, V1136 Cyg, V345 Lac, V364 Lac and V402 Lac, *NewA*, 21, 22 p
- Bulut, İ., and Demircan, O.**, 2008, Light curve analyses of new eclipsing binary systems with eccentric orbits, *NewA*, 13, 252 p
- Camenzind, M.**, 2007, Compact Objects in Astrophysics: White Dwarfs, Neutron Stars and Black Holes, Springer-Verlag, Berlin Heidelberg, Germany
- Christopoulou, P.-E., Papageorgiou, A., Kleidis, S., and Tsantilas, S.**, 2012, The first photometric study and orbital solution/period analysis of the misclassified binary system V380 Cas, *AJ*, 143, 30 p

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Clausen, J. V., Helt, B. E., and Olsen, E. H.,** 2001, Absolute dimensions of solar-type eclipsing binaries. I. uvby light curves for HS Aqr, KX Aqr, AL Ari, V963 Cen, MR Del, NY Hya, du Leo, UW LMi, and V358 Pup, *A&A*, 374, 980-996 pp
- Eggen, O. J.,** 1963, hree-color photometry of the components in 228 wide double and multiple systems, *AJ*, 68, 483 p
- Eggleton, P. P.,** 1971, The evolution of low mass stars, *MNRAS*, 151, 351 p
- Eggleton, P. P.,** 1972, Composition changes during stellar evolution, *MNRAS*, 156, 361 p
- Eggleton, P. P.,** 1973, A numerical treatment of double shell source stars, *MNRAS*, 163, 279 p
- Eker, Z., Soyduğan, F., Soyduğan, E., Bilir, S., Yaz Gökçe, E., Steer, I., Tüysüz, M., Şenyüz, T., and Demircan, O.,** 2015, Main-sequence effective temparatures from a revised mass-luminosity relation based on accurate properties, *AJ*, 149, 131 p
- ESA,** 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogue, Noordwijk
- Faulkner, J.,** 1971, Ultrashort-period binaries, gravitational radiation, and mass transfer. I. The standard model, with applications to WZ Sagittae and Z Camelopardalis, *ApJ*, 170, L99 p
- Gil-Pons, P., and García-Berro, E.,** 2001, On the formation of oxygen-neon white dwarfs in close binary systems, *A&A*, 375, 87 p
- Gil-Pons, P., García-Berro, E., José, J., Hernanz, M., and Truran, J. W.,** 2003, The frequency of occurrence of novae hosting an ONe white dwarf, *A&A*, 407, 1021 p

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Gimenez, A., and Bastero, M.,** 1995, A Revision of the Ephemeris-Curve Equations for Eclipsing Binaries with Apsidal Motion, *Ap&SS*, 226, 99 p
- Gimenez, A., and Garcia-Pelayo, J. M.,** 1983, A new method for the analysis of apsidal motions in eclipsing binaries, *Ap&SS*, 92, 203 p
- Greenstein, J. L.,** 1965, Spectroscopy of faint blue stars, in *Luyten W. J., ed., First Conf. On Faint Blue Stars, University of Minnesota Press, Minneapolis*, 97 p
- Guthnick, P., and Schneller, H.,** 1939, Benennung von veränderlichen Sternen, *AN*, 268, 165 p
- Halbedel, E. M.,** 1984, Spectral types of eclipsing binaries, *IBVS*, 2549
- Herrero, E.,** 2010, Propietats del sistema binari eclipsant V402 Lac, *Màster d'Astrofísica, Física de Partícules i Cosmologia, Departament d'Astronomia , Meteorologia, Universitat de Barcelona*
- Herrero, E., Jordi, C., Ribas, I., Vilardell, F., Allendre-Prieto, C., García-Melendo, E., and Naves, R.,** 2011, V402 Lac, a mysterious eclipsing binary, *Highlights of Spanish Astrophysics VI. Proceedings of the IX Scientific Meeting of the Spanish Astronomical Society*, 532
- Iben, I. Jr., and Livio, M.,** 1993, Common envelopes in binary star evolution, *PASP*, 105, 1373 p
- Jaschek, C., and Gómez, A. E.,** 1970, The frequency of spectroscopic binaries, *PASP*, 82, 809 p
- Kaiser, D. H.,** 1990, Three new variable stars, *IBVS*, 3480

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Kawaler, S. D.**, 1988, Angular momentum loss in low-mass stars, *ApJ*, 333, 236-247 p
- King, A. R., Kolb, U., de Kool, M., and Ritter, H.**, 1994, The initial periods of cataclysmic variables and the maximum field strength in Am-Herculis systems, *MNRAS*, 269, 907 p
- Kippenhahn, R.**, 1981, On the core mass luminosity relation, *A&A*, 102, 293 p
- Kippenhahn, R., Kohl, K., and Weigert, A.**, 1967, Entwicklung in engen doppelstern systemen II, *Z. Astrophys.* 66, 58 p
- Kippenhahn, R., and Weigert, A.**, 1967, Entwicklung in engen Doppelsternsystemen I. Massenaustausch vor und nach Beendigung des zentralen Wasserstoff-Brennens, *Z. Astrophys.* 65, 251 p
- Kippenhahn, R., and Wiegert, A.**, 1990, Stellar Structure and Evolution, *Springer-Verlag, Berlin Heidelberg, Germany*
- Knigge, C.**, 2006, The donor stars of cataclysmic variables, *MNRAS*, 373, 484 p
- Kopal, Z.**, 1959, Close Binary Systems, New York: Wiley
- Kraft, R. P.**, 1967, Studies of stellar rotation. V. The dependence of rotation on age among Solar-type stars, *ApJ*, 150, 551 p
- Kraft, R. P., Matthews, J., and Greenstein, J. L.**, 1962, Binary stars among cataclysmic variables. II. Nova WZ Sagittae: a possible radiator of gravitational waves, *ApJ*, 136, 312 p
- Lanning, H. H.**, 1982, C1 - A white-dwarf-red-dwarf spectroscopic binary, *ApJ*, 253, 752 p

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Liakos, A., and Niarchos, P.,** 2008, The Light-Time effect in the Algol-type eclipsing binary UZ Sagittae, *Romanian Astronomical Journal Supplement*, 18, 67 p
- Liakos, A., and Niarchos, P.,** 2012, A photometric study of the neglected eclipsing binaries: V405 Cep, V948 Her, KR Mon and UZ Sge, *NewA*, 17, 634-639 pp
- Luyten, W. J.,** 1960, A search for faint blue stars. XXI. Proper motions for 150 faint stars, *University of Minnesota Press, Minneapolis*, 21, 1p
- Maoz, D., Mannucci, F., and Nelemans, G.,** 2014, Observational clues to the progenitors of type Ia supernovae, *ARA&A*, 52, 107 p
- Meinunger, L.,** 1965, Mitt. Verand. Sterne, 3, 110 p
- Paczynski, B.,** 1971, Evolutionary processes in close binary systems, *ARA&A*, 9, 183 p
- Paczynski, B.,** 1976, Common Envelope Binaries, *IAUS*, 73, 75 p
- Pols, O. R., Schröder, K. P., Hurley, J. R., Tout, C. A., and Eggleton, P. P.,** 1998, Stellar evolution models for $Z = 0.0001$ to 0.03, *MNRAS*, 298, 525 p
- Pols, O. R., Tout, C. A., Eggleton, P. P., and Han, Z.,** 1995, Approximate input physics for stellar modelling, *MNRAS*, 274, 964 p
- Popper, D. M.,** 1993, Main-sequence G and K stellar masses, *ApJ*, 404(L), 67 p
- Popper, D. M.,** 1998, Orbits of detached main-sequence eclipsing binaries of types F to K. III. AD Bootis and DU Leonis, *AJ*, 115, 338-344 pp

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Prsa, A., and Zwitter, T.,** 2005, A computational guide to physics of eclipsing binaries. I. demonstrations and perspectives, *ApJ*, 628, 426-438 pp
- Rappaport, S., Verbunt, F., and Joss, P. C.,** 1983, A new technique for calculations of binary stellar evolution, with application to magnetic braking, *ApJ*, 275, 713 p
- Ritter, H.,** 1976, On the masses and the evolution of cataclysmic binaries, *MNRAS*, 175, 279 p
- Ritter, H.,** 1986a, Secular evolution of cataclysmic binaries, in: *The Evolution of Galactic X-Ray Binaries*, eds. J. Truemper et al., Riedel, Dordrecht, 271 p
- Ritter, H.,** 1986b, Precataclysmic binaries, *A&A*, 169, 139 p
- Ritter, H.,** 2010, Formation and evolution of cataclysmic variables, *MemSAI*, 81, 849 p
- Robinson, E. L.,** 1976, The structure of cataclysmic variables, *ARA&A*, 14, 119 p
- Sarna, M. J., Marks, P. B., and Smith, R. C.,** 1995, Are some pre cataclysmic variables also POST cataclysmic variables, *MNRAS*, 276, 1336 p
- Schreiber, M. R., and Gänsicke, B. T.,** 2003, The age, life expectancy, and space density of Post Common Envelope Binaries, *A&A*, 406, 305 p
- Sion, E. M., Wesemael, F., and Guinan, E. F.,** 1984, IUE spectrophotometry of the DA4 primary in the short-period white dwarf-red dwarf spectroscopic binary Case 1, *ApJ*, 279, 758 p
- Skumanich, A.,** 1972, Time scales for CA II emission decay, rotational braking, and lithium depletion, *ApJ*, 171, 565 p

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Sonderblom, D. R.**, 1983, Rotational studies of late-type stars. II - Ages of solar-type stars and the rotational history of the Sun, *ApJS*, 53, 1 p
- Spruit, H. C., and Ritter, H.**, 1983, Stellar activity and the period gap in cataclysmic variables, *A&A*, 124, 267 p
- Stephenson, C. B.**, 1960, A spectroscopic search for white dwarfs in the Ursa Major Cluster, *PASP*, 72, 387 p
- Strohmeier, W., and Bauernfeind, H.**, 1968, Veröffentlichungen der Remeis-Sternwarte Bamberg, 7, 72 p
- Strohmeier, W., and Knigge, R.**, 1961, Veröffentlichungen der Remeis-Sternwarte Bamberg, 5, 6 p
- Svechnikov, M. A., and Kuznetsova, E. F.**, 1990, Catalogue of approximate photometric and absolute elements of eclipsing variable stars, *A. M. Gorky University of the Urals, Sverdlovsk*
- Tauris, T. M., and van den Heuvel, E. P. J.**, 2006, Compact Stellar X-Ray Sources, *In: Compact stellar X-ray sources. Edited by Walter Lewin and Michiel van der Klis. Cambridge Astrophysics Series, No. 39, Cambridge University Press, Cambridge, UK, 623-665 pp*
- van Albada, T. S., and Blaauw, A.**, 1967, Définition de l'objet "étoile double": On the frequency distribution of separations and mass ratios of early-type double stars, *Comm. Obs. Roy. Belg. Uccle*, 17(B) 44 p
- Verbunt, F., and Zwaan, C.**, 1981, Magnetic braking in low-mass X-ray binaries, *A&A*, 100(L), 7-9 pp
- Warner, B.**, 1995, Cataclysmic Variable Stars, *Cambridge University Press, Cambridge UK*

KAYNAKLAR DİZİNİ (devam)

- Webbing, R. F.**, 1979, *Int. Astr. Union. Colloq. No. 53*, 426 p
- Williams, D. B.**, 1994, An improved Period for DU Leonis, *IBVS*, 3999
- Williams, D. B., Baldwin, M. E., and Kaiser, D. H.**, 1990, Photometry of the new eclipsing binary DHK 16 = SAO 80992, *IBVS*, 3514
- Wilson, E., R., and Devinney, E.**, 1971, Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni, *ApJ*, 166, 605-619 pp
- Zahn, J.-P.**, 1977, Tidal friction in close binary stars, *A&A*, 57, 383 p
- Zasche, P., Liakos, A., Wolf, M., and Niarchos, P.**, 2008, Period changes in six semi-detached Algol-type binaries, *NewA*, 13, 405 p