ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

YÜKSEK LİSANS TEZİ

UZUN VE KISA DÖNEMLİ BAZI ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLERİN IŞIK EĞRİSİ ANALİZLERİ

Damla GÜMÜŞ

ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ ANABİLİM DALI

ANKARA
2020

Her hakkı saklıdır

ÖZET

Yüksek Lisans TEZİ

UZUN VE KISA DÖNEMLİ BAZI ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLERİN IŞIK EĞRİSİ ANALİZLERİ

Damla GÜMÜŞ

Ankara Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman: Doç. Dr. Mesut YILMAZ

Bu tez çalışmasında Algol türü olarak sınıflandırılan CT Sct, V357 Cas, V509 Cyg ve W UMa türü olarak sınıflandırılan FI Lyn, V531 And, V1370 Tau, BD +42 765 uzun ve kısa dönemli örten çift sistemlerin ışık eğrileri elde edildi. Fotometrik gözlemler Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan T35 Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu Teleskobu ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan T60 Teleskobu kullanılarak Bessel BVR filtrelerinde gerçekleştirilmiştir. Literatürde çalışması ihmal edilmiş bu Algol ve W UMa türü sistemlerin *q-i* taramaları yapılarak PHOEBE programı ile ışık eğrileri analiz edildi. Analiz sonucunda elde edilen parametreler ve literatürdeki teorik bazı yaklaşımlarla sistemlere ilişkin mutlak parametreler hesaplandı ve evrimsel durumları tartışıldı.

Haziran 2020, 109 sayfa

Anahtar Kelimeler: yıldızlar, örten çift yıldızlar, ışık eğrisi analizi, yıldız parametreleri

ABSTRACT

Master Thesis

LIGHT CURVE ANALYSIS OF SOME LONG AND SHORT-PERIOD ECLIPSING BINARY STARS

Damla GÜMÜŞ

Ankara University
Graduate School of Natural and Applied Science
Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor: Assoc. Prof. Dr. Mesut YILMAZ

In this thesis, light curves of long and short period eclipsing binaries were obtained such as CT Sct, V357 Cas, V509 Cyg classified as Algol type and FI Lyn, V531 And, V1370 Tau, BD+42 765 classified as W UMa type systems. Photometric observations were carried out in Bessel BVR filters using the T35 Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu Telescope at the Ankara University Kreiken Observatory and the T60 Telescope at the TÜBİTAK National Observatory. The q – i grid-search and the light curve analysis of these neglected Algol and W UMa systems were performed using the PHOEBE code. With the help of the parameters obtained from the light curve analysis performed in this study as well as some theoretical approaches from the literature, we obtained the absolute parameters and investigate the evolutionary states of these systems.

June 2020, 109 pages

Keywords: Eclipsing Binary Stars, Light Curve Analysis, Wilson-Devinney Method

TEŞEKKÜR

Lisans eğitimim boyunca benden hiçbir desteğini esirgemeyen, bilgi ve tecrübesiyle her zaman yol gösteren danışman hocam Doç. Dr. Mesut YILMAZ'a (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı) teşekkürlerimi sunuyorum.

Bölüm hocalarımızdan başta Prof. Dr. Selim Osman SELAM (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı) olmak üzere çift yıldızlar konusunda benimle bilgilerini paylaşan, sorularıma yardımcı olan Prof. Dr. Hakan Volkan ŞENAVCI'ya (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı) teşekkür ederim. Sadece astronomiye değil aynı zamanda bilime olan ilgimi bir kez daha arttıran bölüm hocalarımızdan rahmetli Prof. Dr. Berahitdin ALBAYRAK'a (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı) teşekkür ederim.

Her zaman yanımda olan, ne koşulda olursa olsun benden desteğini hiç esirgemeyen Yahya NASOLO'ya, bana her anlamda ilham olan, kendime örnek aldığım, uzakta olmasına rağmen sadece varlığıyla bile bana güç veren süper insan Dr. Gökçe HIZ'a (Massachusetts Institute of Technology) ayrıca teşekkür ederim. Herkese ve her şeye rağmen bu tez çalışmasını gerçekleştirdiğim için en çok da kendime teşekkür ederim.

Ve son olarak bu tez çalışmasını tüm bilim kadınlarına ithaf ediyorum

Damla GÜMÜŞ

Ankara, Haziran 2020

İÇİNDEKİLER

TEZ ONAY

ETİK……i

ÖZET……ii

ABSTRACT……iii

TEŞEKKÜR……iv

SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ……vii

ŞEKİLLER DİZİNİ……ix

ÇİZELGELER DİZİNİ……xiii

1. GİRİŞ……1

2. KURAMSAL TEMELLER……4

2.1 Çift Yıldızlar ve Genel Özellikleri……4

2.2 Örten Çift Sistemler……5

2.3 Algol (EA) Türü Örten Değişen Yıldızlar……8

2.4 Beta Lyrae (EB) Türü Örten Değişen Yıldızlar……13

2.5 W UMa (EW) Türü Örten Değişen Yıldızlar……16

2.6 Roche Modeli ve Örten Çift Yıldızların Morfolojik (Biçimsel) Sınıflandırması……24

2.7 Roche Modeli……24

2.8 Işık Eğrisi Analizi ve Çözüm Yöntemleri……32

2.8.1 Phoebe……33

2.8.2 q taraması yöntemi……37

3. MATERYAL VE YÖNTEM……41

3.1 Materyal……41

3.2 Yöntem……42

4. ARAŞTIRMA BULGULARI……48

4.1 FI Lyn……48

4.2 V1370 Tau……61

4.3 V531 And……70

4.4 V357 Cas……73

4.5 V509 Cyg……81

4.6 CT Sct……88

5. SONUÇ ve TARTIŞMA.....96
KAYNAKLAR…….…..98
ÖZGEÇMİS……...……..109

SİMGELER DİZİNİ

P	Yörünge dönemi (gün)
G	Evrensel çekim sabiti
A	Yörünge yarı büyük eksen uzunluğu
$r_{1,2}$	Birinci ve ikinci bileşenlerin kesirsel yarıçapları
$M_{1,2}$	Birinci ve ikinci bileşenlerin kütlesi
$M_{\odot}$	Güneş kütlesi
$R_{1,2}$	Birinci ve ikinci bileşenlerin yarıçapları
$R_{\odot}$	Güneş yarıçapı
i	Yörünge eğim açısı
Δm	Kadir cinsinden parlaklık farkı
$L_{1,2}$	Birinci ve ikinci bileşen için Işınım gücü
$L_{\odot}$	Güneş'in ışınım gücü
ϕ	Boyutsuz Roche potansiyeli
Φ	Kütle çekimsel potansiyel enerji
f	Bileşenlerin değme derecesi
Ω	Boyutsuz yüzey potansiyeli
α	Sağ açıklık
β	Dik açıklık
E	Epoch
g	Yüzey çekim ivmesi
$g_{1,2}$	Birinci ve ikinci bileşen için çekim kararma sabitleri
A	Albedo etkisi
T	Sıcaklık
$T_{\odot}$	Güneş'in sıcaklığı
T_0	Jülyen günü cinsinden başlangıç zamanı
$m_{1,2}$	Kadir cinsinden parlaklık
K	Kelvin
$x_{1,2}$	Birinci ve ikinci bileşen için doğrusal kenar kararma katsayısı
$y_{1,2}$	Birinci ve ikinci bileşen için logaritmik kenar kararma katsayısı
J_0	Yörünge açısal momentum

Kısaltmalar

AUKR	Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi
HR	Hertzsprung – Russel Diyagramı
EA	Algol türü örten çift yıldız
EB	Beta Lyrae türü örten çift yıldız
EW	W UMa türü örten çift yıldız
ZAMS	Zero Age Main Sequence (Sıfır Yaş Anakol)
TAMS	Terminal Age Main Sequence (Terminal Yaş Anakol)
KM	Kütle Merkezi
LTCB	Low temperature contact binaries (Düşük sıcaklıklı değen çiftler)
HTCB	Hot temperature contact binaries (Yüksek sıcaklıklı değen çiftler)
HJD	Güneş merkezli Jülyen günü
ROTSE-I	Robotic Optical Transient Search Experiment
NSVS	Northern Sky Variability Survey
GCVS	General Catalogue of Variable Stars
APASS	The AAVSO Photometric All-Sky Survey
PHOEBE	Physics of Eclipsng Binaries

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1 Bir çift sistemdeki iki bileşen yıldızın (Yıldız A ve Yıldız B) eliptik yörüngeleri (Anonymous, 2019. Web Sitesi: https://www.atnf.csiro.au/outreach /education/senio-r/astrophysics/ binary_mass.html, Erişim tarihi: 04.11.19).. 1

Şekil 2.1 Gözlemcinin bakış doğrultusu boyunca bir çift sistem için tutulma koşulu (Gürol 1999) 6

Şekil 2.2 Dairesel yörüngeye sahip bir çift sistemin ışık eğrisi modeli. İkinci bileşen yıldızın (küçük) baş bileşen yıldız (büyük) etrafındaki göreli yörüngesi daireseldir (Kallrath ve Milone 2009' dan değiştirilerek alınmıştır)..... 7

Şekil 2.3 Bir Algol türü olan AF Gem yıldızının BVR filtrelerindeki parlaklık değişimi. Mavi çizgi B bandındaki gözlemsel noktalara yapılan teorik ışık eğrisi, yeşil çizgi V bandındaki, kırmızı çizgi R bandındaki teorik ışık eğrisini temsil etmektedir (Yang vd. 2..... 9

Şekil 2.4 Literatürden seçilen Algol bileşenlerinin HR diyagramı üzerindeki konumları. Birinci bileşenler noktayla, ikinci bileşenler daireyle gösterilmiştir. Siyah düz çizgi ZAMS'ı temsil etmektedir (Maxted ve Hilditch 1996)..... 10

Şekil 2.5 Madde kaybı olan Algol sistemlerinin teorik bir modeli. Madde alan yıldız yüzeyindeki sıcak leke ve bu lekeye yüksek açısal momentumla düşen maddenin bileşenler etrafındaki spiral akıntı oluşumu (Deschamps vd. 2015) 11

Şekil 2.6 Beta Lyrae çift yıldız sisteminin V bandı ışık eğrisi üzerine modellenen sentetik eğri, artıklar, çeşitli yörünge evrelerine karşılık bileşen yıldızların konumları (Donor: kütle kaybeden yıldız, gainer: kütle alan yıldız) (Mennickent ve Djurasevic 2013) 14

Şekil 2.7 EB türünden EG Cep sisteminin ışık eğrisi (Kılıç 2013)..... 15

Şekil 2.8 AM Leo çift sisteminin BVRI filtrelerindeki gözlenen ve sentetik ışık eğrileri (Hiller vd. 2004)..... 16

Şekil 2.9 Örnek bir W UMa yıldızının ortalama parlaklıklarının mevsimsel değişimi (Pilecki 2010)..... 18

Şekil 2.10 112 adet değen çiftin Dönem – Kütle dağılımı (q=M2/M1 < 1) (Gazeas ve Stepien 2008) 20

Şekil 2.11 112 adet değen çiftin Yarıçap – Kütle dağılımı (q=M2/M1 < 1) (Gazeas ve Stepien 2008) 21

Şekil 2.12 Dönem (logP) – Renk (V-I) grafiği (Pilecki 2010)..... 23

Şekil 2.13 Ortak kütle merkezi etrafında x-y düzleminde dairesel bir yörüngede eş dönme yapan M1 ve M2 kütleli (M1 > M2) bir çift sistem ve sistemden r uzaklığında m kütleli bir cismin gösterimi (M. Pettini, Structure and Evolution of Stars) 25

Şekil 2.14 x-y düzleminde (z=0) eşpotansiyel yüzeylerin kontür grafiği (Anonymous, 2019.WebSitesi:http://coffee.ncat.edu:8080/Flurchick/Lectures/StellarModeling/Section1/Lecture1- 6.html, Erişim Tarihi: 04.11.2019).....26

Şekil 2.15 Bileşenlerin birbiriyle etkileşimine göre sınıflandırma (Schmidt, 2019. Web Sitesi: https://www.astrofranzi.com/msc-project/, Erişim Tarihi: 17.12.2019) 30

Şekil 2.16 Wilson-Devinney kodunun arayüzlü hali olan PHOEBE programının bir görüntüsü.....36

Şekil 2.17 Yarı-ayrık çift sistemlerde Roche lobunu dolduran bileşen için göreli Roche yarıçapı ve kütle oranı grafiği (Terrell ve Wilson 2004'ten değiştirilerek alınmıştır).....38

Şekil 2.18 Aşırı değen sistemler için fotometrik ve tayfsal kütle oranı karşılaştırması. Düz çizgi fotometrik ve tayfsal kütle oranı değerlerinin eşit olduğu yeri temsil etmektedir. (Terrell ve Wilson 2004).....39

Şekil 2.19 Aşırı değen bir çift sistem için simüle edilmiş verilerin çözümünden elde edilen yörünge eğimine karşılık yörünge eğimi grafiği. Sistemin gerçek fotometrik kütle oranı değeri q = 0.6'dır. σ = 1, verideki saçılmayı ifade etmektedir. (Terrell ve Wilson 2004).....40

Şekil 3.1 Solda Ankara Üniversitesi Kreiken Gözlemevi'nde bulunan T35 Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu Teleskobu, sağda TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan robotik T60 Teleskobu 41

Şekil 4.1 FI Lyn çift sisteminin ışık eğrisi (Wozniak vd. 2004).....48

Şekil 4.2 FI Lyn sisteminin elde edilen yeni ışık elemanları (4.2) ile oluşturulan yeni O-C grafiğine yapılan polinom fiti (Barani vd. 2015) 50

Şekil 4.3 FI Lyn sisteminin BVI filtrelerindeki ışık eğrisi (Barani vd. 2015) 51

Şekil 4.4 Girardi vd. (2000) kalibrasyonlarından alınan güneş bolluğu ve 1MΘ için ZAMS ve TAMS evrim yolları ve izokronları. Koyu yuvarlak sembol FI Lyn sistemindeki baş bileşenin, içi boş yuvarlak sembol ise yoldaş bileşenin HR diyagramındaki konumunu göstermekte.....54

Şekil 4.5 FI Lyn sistemi için O – C grafiği.....55

Şekil 4.6 FI Lyn sisteminin T35 Yrd. Doç Dr. Zekeriya Müyesseroğlu Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi.....55

Şekil 4.7 FI Lyn sistemi için kaba q- i taraması 57

Şekil 4.8 FI Lyn sistemi için hassas q – i taraması 57

Şekil 4.9 FI Lyn sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri 58

Şekil 4.10 FI Lyn sistemi için gözlemsel ve teorik ışık eğrileri arasındaki fark 59

Şekil 4.11 FI Lyn sisteminin V bandı 0.25 evresindeki Roche geometrisi 60

Şekil 4.12 V1370 Tau sisteminin O – C grafiği 63

Şekil 4.13 V1370 Tau sisteminin T35 Yrd. Doç Dr. Zeekriya Müyesseroğlu Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi 63

Şekil 4.14 V1370 Tau sistemi için kaba q - i taraması 65

Şekil 4.15 V1370 Tau sistemi için hassas q – i taraması 65

Şekil 4.16 V1370 Tau sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri 66

Şekil 4.17 V1370 Tau sistemi için gözlemsel ve teorik ışık eğrileri arasındaki fark 67

Şekil 4.18 V1370 Tau sisteminin V bandı 0.25 evresindeki Roche geometrisi 69

Şekil 4.19 NSVS veri tabanında V531 And sisteminin ışık eğrisi (Wozniak vd 2004) .. 70

Şekil 4.20 V531 And sistemi için O – C grafiği 72

Şekil 4.21 V531 And sisteminin T35 Yrd. Doç Dr. Zeekriya Müyesseroğlu Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi 72

Şekil 4.22 V531 And sistemi için kaba q - i taraması 73

Şekil 4.23 V357 Cas sisteminin T60 Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi 75

Şekil 4.24 V357 Cas sisteminin hassas q – i taraması 76

Şekil 4.25 V357 Cas sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri 77

Şekil 4.26 V357 Cas sistemi için gözlemsel ve teorik eğri arasındaki fark 78

Şekil 4.27 V357 Cas sisteminin 0.25 evresindeki Roche geometrisi 80

Şekil 4.28 V509 Cyg sistemine ait T60 Teleskobu ile elde edilen Bessel BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi 82

Şekil 4.29 V509 Cyg sistemine ait hassas q – i taraması 83

Şekil 4.30 V509 Cyg sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri 84

Şekil 4.31 V509 Cyg sistemi için gözlemsel ve teorik eğri arasındaki fark 85

Şekil 4.32 V509 Cyg sisteminin 0.25 evresindeki Roche geometrisi 87

Şekil 4.33 CT Sct sisteminin V bandındaki ışık eğrisi (Alfonso-Garzon vd. 2012) 89

Şekil 4.34 CT Sct sisteminin T60 Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi 90

Şekil 4.35 CT Sct sisteminin hassas q – i taraması 91

Şekil 4.36 CT Sct sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri 92

Şekil 4.37 CT Sct sistemi için gözlemsel ve teorik eğri arasındaki fark 93

Şekil 4.38 CT Sct sisteminin 0.25 evresindeki Roche geometrisi 95

Şekil 5.1 Çift sistemlerin HR diyagramındaki konumları (İzokronlar için evrim yolları, ZAMS ve TAMS çizgileri Girardi vd. (2000) çalışmasından alındı). 100

Şekil 5.2 Eker vd. (2006) çalışmasından alınan LogJ0 – LogM grafiği (G ile temsil edilen noktalar bileşenlerden en az birinin dev olduğu, SG ile temsil edilen noktalar bileşenlerden en az birinin alt dev olduğu, MS ile temsil edilen noktalar her iki bileşenin de 100

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 2.1 A ve W türü sistemleri arasındaki farklar (Rucinski 1973, 1974; Duerbeck 1984) 19

Çizelge 2.2 Wilson – Devinney programında kullanılan parametreler ve tanımları..... 34

Çizelge 3.1 Sistemlere ilişkin SIMBAD ve APASS-DR9 veritabanından alınan katalog bilgileri 42

Çizelge 3.2 İlgili yıldızlara ait gözlem tarihleri, bandlara göre veri sayıları ve hata değerleri..... 42

Çizelge 4.1 FI Lyn sisteminin ışık eğrisinin çözümünden bulunan parametre ve değerleri (Barani vd. 2015) 52

Çizelge 4.2 FI Lyn sisteminin yörünge ve bileşenlerinin mutlak parametreleri (Barani vd. 2015) 53

Çizelge 4.3 Bu çalışmada elde edilen FI Lyn sistemine ait minimum zamanları 54

Çizelge 4.4 FI Lyn sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları 59

Çizelge 4.5 FI Lyn sistemine ait bu çalışmada elde edilen ve Barani vd. (2015) çalışmasında verilen mutlak parametreler..... 61

Çizelge 4.6 GCVS veritabanında V1370 Tau sistemine ait bilgiler 61

Çizelge 4.7 Bu çalışma kapsamında elde edilen V1370 Tau sistemine ait minimum zamanları 62

Çizelge 4.8 V1370 Tau sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları..... 67

Çizelge 4.9 V1370 Tau sistemine ait bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler..... 69

Çizelge 4.10 Lohr (2015) tarafından V531 And sistemi için bulunan sonuçlar 71

Çizelge 4.11 V531 And sisteminin bu çalışmada elde edilen minimum zamanları..... 71

Çizelge 4.12 V357 Cas sistemine ait ışık eğrisi karakteristiği..... 73

Çizelge 4.13 Hoffmann ve arkadaşları tarafından verilen V357 Cas sistemine ait bilgiler 74

Çizelge 4.14 V357 Cas sistemine ait ışık eğrisi karakteristiği ve dönem değeri (Avvakumova vd. 2013)..... 74

Çizelge 4.15 V357 Cas sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları 78

Çizelge 4.16 V357 Cas sistemine ait bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler....80

Çizelge 4.17 V509 Cyg sistemine ait NSVS veri tabanındaki bazı bilgiler.....81

Çizelge 4.18 V509 Cyg sistemine ait Avvakumova (2013) tarafından verilen bilgiler..81

Çizelge 4.19 V509 Cyg sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları 85

Çizelge 4.20 V509 Cyg sistemine ait bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler....87

Çizelge 4.21 Ct Sct Sistemine ait Brancewicz ve Dworak (1980) tarafından verilen bilgiler 88

Çizelge 4.22 CT Sct sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları.....93

Çizelge 4.23 CT Sct sistemine ait bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler 95

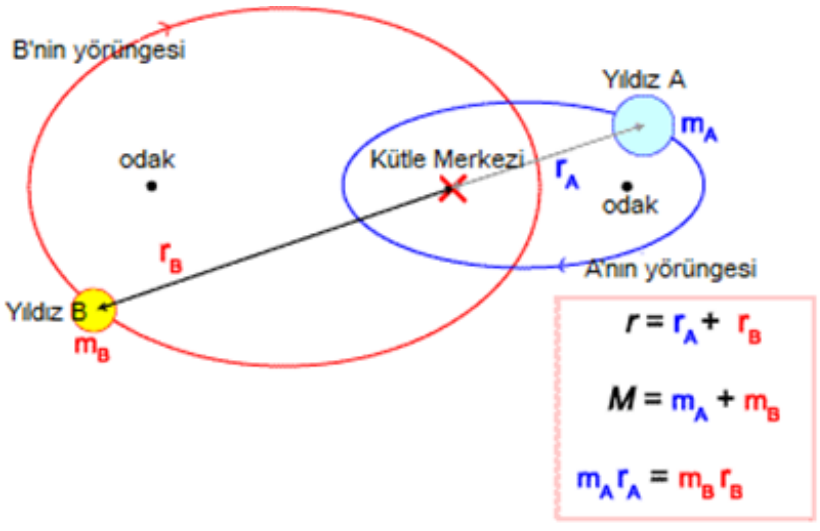
1. GİRİŞ

Sanılanın aksine yıldızların önemli bir kısmı çift ya da çoklu sistem üyesidirler (Heintz 1969, Herczeg 1982). Tek başına bu neden bile onları çalışmaya değer kılmaktadır. Dahası yeni çalışmalar gösteriyor ki yakın çift yıldızların çoğu aslında çok daha karmaşık çoklu sistem üyesidirler (Pribulla ve Rucinski 2006).

Çift yıldız sistemleri ortak kütle merkezi etrafında Kepler'in 3. yasasına uygun olarak dolanan iki bileşen yıldızdan meydana gelir.

$$P^2{}_{yörünge} = \frac{4\pi}{G\ (m_1 + m_2)} a^3 \qquad (1.1)$$

Bileşen yıldızların kütlesi sırasıyla m1 ve m2 ve yörüngeleri üzerinde kütle merkezine olan uzaklıkları sırasıyla r1 ve r2 olmak üzere, a göreli yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu, P bileşen yıldızların yörüngede dolanma süresi, G ise evrensel çekim sabitidir. (1.1) formülü sadece çift yıldızlara değil aynı zamanda yıldızların etrafında dolanan gezegenlere ve gezegen etrafında dolanan uydulara da uygulanabilir. İzole bir çift sistem düşünecek olursak, sistemdeki tek kuvvet sadece bileşenler arası kütle çekim kuvveti olacaktır. Bu durumda ortak kütle merkezinin hızı Newton'un 3. yasasına uygun olarak sıfır olur ve kütle merkezi aynı zamanda eylemsiz bir referans çerçevesi olabilir.



Şekil 1.1 Bir çift sistemdeki iki bileşen yıldızın (Yıldız A ve Yıldız B) eliptik yörüngeleri (Anonymous, 2019. Web Sitesi: https://www.atnf.csiro.au/outreach /education/senior/astrophysics/ binary_mass.html, Erişim tarihi: 04.11.19)

Şekil 1.1'de Yıldız A'nın yörüngesi mavi, Yıldız B'nin yörüngesi kırmızı olmak üzere iki yıldızın ortak kütle merkezi, eliptik yörüngelerin odak noktaları, Yıldız A'nın kütlesi m_A ve Yıldız B'nin kütlesi ise m_B ile gösterilmiştir. r_A ve r_B sırasıyla A ve B yıldızlarının kütle merkezinden olan uzaklıklarıdır.

Kepler'in 2. yasasına göre bileşen yıldızlar kendi yörüngelerinde kütle merkezine göre birbirlerinin tam karşı konumunda bulunurlar. Ortak kütle merkezi her iki bileşenin yörüngesinin odaklarından birinde bulunur. Kütle merkezi tanımına göre bileşen yıldızların kütlelerinin oranı ortak kütle merkezine olan uzaklıkları oranına eşittir. Bileşenlerin birbirine olan uzaklığı ise bileşenlerin ayrı ayrı ortak kütle merkezine olan uzaklıkları toplamıdır.

Astronomlar yüzyıllardır çift yıldızları çalışmaktadırlar. Çift sistemleri bu kadar cazip kılan şey ise bileşen yıldızların doğrudan kütlelerinin elde edilebilir olmasıdır. Kütle ise yıldızı evrimini belirleyen en önemli parametredir. Çift yıldızlardan elde ettiğimiz bilgiler ışığında yıldızların doğası ve evrimi anlaşılabilmektedir. Yıldız astrofiziğinde önem arz eden temel yıldız parametrelerine çift yıldızlar sayesinde doğrudan ulaşılabilmektedir. Günümüzde çift yıldızlar üzerinde yapılan çalışmaların sayısı amatör astronomlar, gökyüzü tarama çalışmaları ve uzay teleskoplarının yan ürünü olarak önemli derecede artmıştır. Çift yıldızlar keşfedilme ve gözlem yöntemlerine göre şu şekilde sınıflandırılır: Optik çiftler, astrometrik çiftler, görsel çift yıldızlar, tayfsal çift yıldızlar ve örten çift yıldızlar.

Bu tez çalışmasında literatürde W UMa ve Algol olarak sınıflandırılmış ve çalışmaları ihmal edilmiş BD+42 765, FI Lyn, V531 And, V1370 Tau, CT Sct, V357 Cas, V509 Cyg olmak üzere toplam 7 adet örten çift yıldızın fotometrik analizleri aracılığıyla geometrik ve fiziksel parametrelerinin hesaplanması hedeflenmiştir. Hedef yıldızların 2014 – 2015 yılları arasında Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde (AUKR) bulunan T35 Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu Teleskobu ve TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan T60 Teleskobu ile fotometrik gözlemleri gerçekleştirildi. Sistemlerin gözlemsel verileri ön indirgemelerden geçirilerek ışık eğrileri elde edildi ve ardından Wilson-Devinney 2003 kodu ile çalışan PHOEBE (Physics of Eclipsing Binaries) programıyla analizleri gerçekleştirildi. Analizler sonucunda çift sistemlere ait geometrik ve kesirsel parametreler belirlendi ve buradan da çeşitli kalibrasyonlarla sistemlerin mutlak

parametrelerine ulaşıldı. Bulunan sonuçlar doğrultusunda sistemlerin evrim durumları tartışıldı ve yorumlandı.

2. KURAMSAL TEMELLER

2.1 Çift Yıldızlar ve Genel Özellikleri

Çift yıldızlar evrimlerinde büyük rol oynayan temel yıldız parametrelerinin tayfsal ve fotometrik yöntemlerle elde edilmesini sağlarlar. Kütle bu parametrelerden en önemlisidir ve çift yıldızlar için her bir sistem üyesi için doğrudan hesaplanabilmektedir. Tek yıldızlar için kalibrasyonlar (renk-parlaklık diyagramı ya da kütle-ışınım gücü bağıntısı) dışında kütlenin doğrudan bulunması Astrosismoloji dışında çoğu zaman mümkün değildir. Dolayısıyla çift yıldızlardan elde edilen sonuçlar doğrultusunda oluşturulan bu kalibrasyonlar tek yıldızlar hakkında da bilgi sahibi olmamızı sağlar.

Kütle, yıldız evrimini belirleyen en önemli parametre olduğu gibi çift sistemdeki üyelerin kütleleri de birbirlerinin evrimlerini etkilemektedir. Bu nedenle ayrık çift sistemler yıldız evriminin kütleye ve ışınım gücüne bağlılığının anlaşılmasında önemlidirler. Aynı durum etkileşen çift yıldızlar için de önemlidir. Böyle sistemlerde yıldızlar birbirleriyle etkileşim (kütle aktarımı, enerji aktarımı vb.) halindedir, dolayısıyla izokronlarının evrimleriyle karşılaştırılarak bileşenler arası etkileşimin evrimlerini nasıl etkilediği hakkında bilgi verebilir. Çift yıldız sistemlerinde her türden yıldız, yıldız altı cisim, değişen yıldız, tuhaf yıldızlar, X-ışın çiftleri, novalar, simbiyotik yıldızlar, süpernovalar, karadelik çiftleri bulunabilir. Dolayısıyla çift yıldızların incelenmesi bu yıldızların doğasını anlamamıza da yardımcı olacaktır.

Kısa dönemli çift sistemlerdeki bileşenler arası manyetik etkileşimler karmaşık, büyük dönemli ve uzun ömürlü leke aktivite çevrimlerine de neden olur. Roche lobundan kütle kaybı ve yıldız rüzgarları etkileşen çift yıldızlarda görülen başlıca olaylardır. Çift sistemlerin çalışılması bu yıldızların evrim aşamalarında meydana gelen bu olayların anlaşılmasında da ışık tutmaktadır. Ayrıca çift yıldızlar, bileşenlerin mutlak parlaklıkları ışınım güçlerinden belirlendiği için yıldız kümeleri ve galaksilerin uzaklıklarının belirlenmesinde de kullanılırlar.

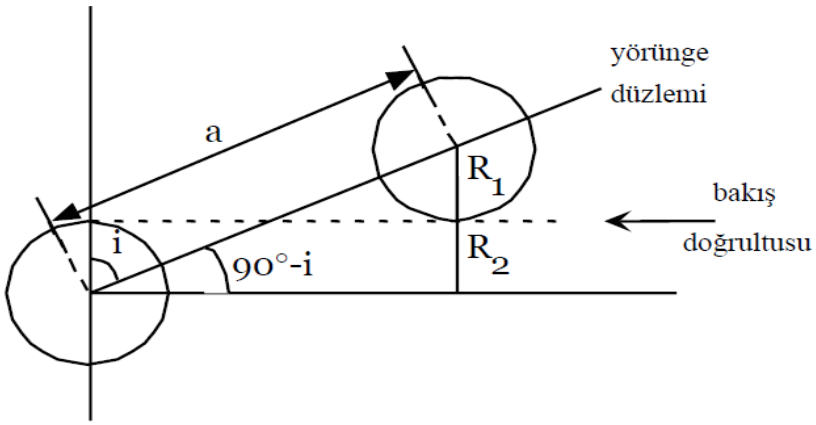
Örten çift yıldız analizleri başka alanlardaki araştırmacılar için de yardımcı araç

olmaktadır. Pulsasyon yapan yıldızları ya da ötegezegen transiti çalışan araştırmacılar da örten değişen yıldızlardakine benzer değişimleri analiz ettiklerinden dolayı bu tür çalışmalardan yararlanmaktadırlar.

2.2 Örten Çift Sistemler

Örten çift yıldızlar geometrik yapıları nedeniyle ışık eğrilerinde dönemli bir değişim gösterirler. Sistem üyelerinden biri diğer bileşenin önünden geçerken ışığının bir kısmını engeller ve gözlenen akıda bir azalma meydana gelir. Işık eğrilerinde gösterdikleri zamana bağlı bu değişimler sistemin temel fiziksel parametrelerini elde etmemizi sağlar.

Aslında bütün çift sistemler doğaları gereği örten değişen sistem özellikleri gösterirler. Örten çift sistemin tek farkı sistemin yörünge düzleminin gözlemcinin bakış doğrultusuyla çakışık ya da civarında olduğundan ışık eğrilerinde tutulmaların gözlenmesidir. Gerçekte örten çift sistemler ışık eğrilerinde sadece geometrik parlaklık değişimleri göstermezler. Bileşenler arası kütle çekimi, kütle aktarımı, manyetik alan ve ışınım ile bileşenler birbirleriyle etkileşim halinde olabilirler. Bileşenler arası yakınlık etkileri, yansıma etkileri, bileşenlerin gaz ve toz ile çevrelenmesi, fotosferik ve koromosferik aktiviteler ve Güneş'teki gibi kütle atımları olabilir. Bu olaylar ışık eğrisinde periyodik, yarı-periyodik değişimler, dönem değişimleri ve toplam ışınım gücünde değişimler meydana getirir ve tayfsal olarak da incelenebilirler. Bu nedenle örten değişen çift sistemler fiziksel kaynaklı değişimlerden ziyade geometrik değişimlerin baskın olduğu sistemler olarak tanımlanır.



Şekil 2.1 Gözlemcinin bakış doğrultusu boyunca bir çift sistem için tutulma koşulu (Gürol 1999)

Tutulma, sistemin yörünge düzleminin bakış doğrultumuza dik düzlemle yaptığı açıya, bileşen yıldızların birbirlerine olan uzaklıklarına ve yarıçaplarına bağlıdır ve (2.1) denklemle ifade edilir.

$$|sin(90 - i)| = |cosi| \leq \frac{R_1 + R_2}{a} = r_1 + r_2 \qquad (2.1)$$

$$r_{1,2} = R_{1,2} / a$$

Bileşen yıldızların yarıçapları R_1 ve R_2 olmak üzere r_1 ve r_2 kesirsel yarıçaplar, a bileşenler arası uzaklık ve i sistemin yörünge düzleminin bakış doğrultumuza dik düzlemle yaptığı açıdır. Bağıntıya göre bileşen yıldızların göreli yarıçapları büyüdükçe ve/veya bileşenler arası mesafe azaldıkça yörünge eğim açısı küçük değerler alsa dahi tutulma olasılığı artar.

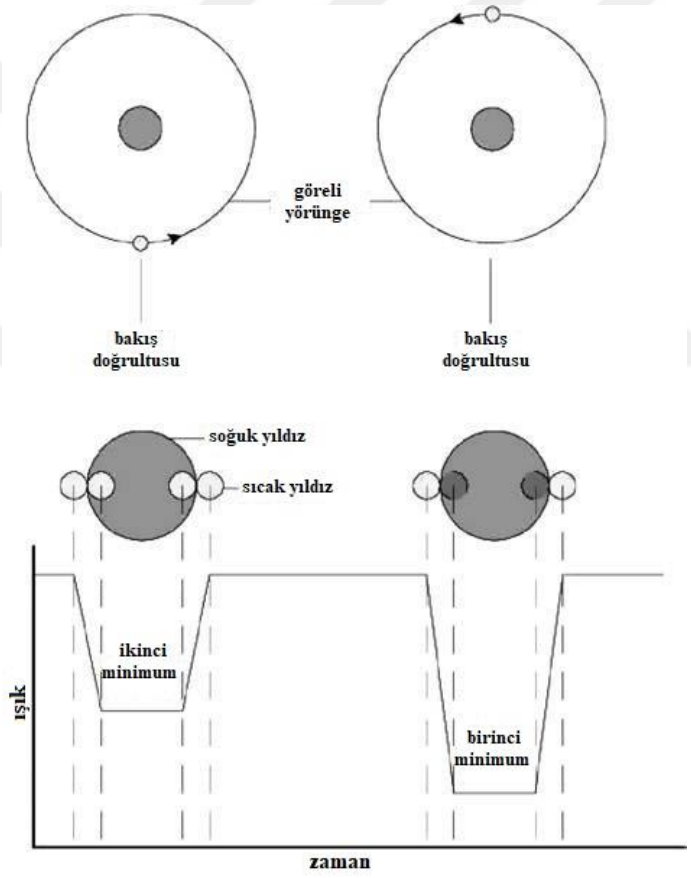
Işık eğrisindeki tutulmaların türü aşağıdaki koşulda verilmiştir:

$acosi < R_1 + R_2$ ise tutulma
$acosi < R_1 - R_2$ ise tam tutulma
$R_1 - R_2 < acosi < R_1 + R_2$ ise parçalı tutulma

Burada tutulmadan kasıt bileşen yıldızların gözlemcinin bakış doğrultusunda periyodik

olarak birbirlerinin önünden geçmesidir. Küçük yarıçaplı bileşen büyük yarıçaplı bileşenin önünden geçerken örtme, büyük yarıçaplı bileşenin arkasında kaldığı durumda ise örtülme gerçekleşir.

Örten değişen yıldızların ışık eğrilerinde örtme - örtülme sonucu toplam ışık önemli bir oranda azalma meydana gelir, yani farklı derinliğe sahip iki minimum gözlenir. Daha sönük olan bileşenin parlak olan bileşeni örtmesiyle derin olan minimum I. minimum ya da baş minimum olarak adlandırılır. Daha sığ olan minimum yani ikinci ya da yan minimum sönük olan bileşenin baş bileşen tarafından örtülmesiyle oluşur. Ard arda gelen I. minimumlar ya da II. minimumlar arasındaki süre sistemin yörünge dönemini verir.



Şekil 2.2 Dairesel yörüngeye sahip bir çift sistemin ışık eğrisi modeli. İkinci bileşen yıldızın (küçük) baş bileşen yıldız (büyük) etrafındaki göreli yörüngesi daireseldir (Kallrath ve Milone 2009' dan değiştirilerek alınmıştır)

Örten çiftler aynı zamanda doğaları gereği tayfsal çiftlerdir. Fakat her zaman her iki bileşenin de tayfta çizgileri görülemeyebilir. Örten değişen sistem çalışmaları çoğunlukla fotometrik ve tayfsal çalışmanın birlikte yürütülmesiyle yapılır. Fotometri yöntemiyle elde edilen ışık eğrilerindeki tutulmalar sayesinde bileşenlerin direkt olarak yarıçaplarına ulaşılabilir. Tutulmaların şekli yörüngenin eğimi hakkında bilgi verir. Tutulmaların süresi ve göreli konumları, yörünge basıklığı ve bileşenlerin yarıçapları toplamını aralarındaki uzaklık cinsinden verir. Minimum derinlikleri oranı bileşenlerin yüzey sıcaklıkları ile ilişkilidir. Farklı filtrelerde elde edilen ışık eğrilerindeki tutulma ve tutulma dışı seviye farkları yıldızlararası sönümleme hakkında bilgi verir. Tutulmalarda görülen değişimler yıldızın yüzey parlaklığındaki değişimlerden (çekim kararması, kenar kararması, yansıma etkisi, lekeler, yıldızın etrafındaki madde) ileri gelmektedir. Tek başına ışık eğrisi analizi yeterli değildir ve çoğunlukla tayfsal çalışmayla birlikte sistemin bileşenlerinin kütleleri ve bileşenler arası uzaklık (a) hesaplanır.

Örten çift yıldızlar ışık eğrilerine göre 3 ana sınıfa ayrılırlar. Bunlar; Algol türü (EA), Beta Lyrae türü (EB) ve W UMa türü (EW) örten çift yıldızlardır. Bu sınıflandırma türlere dair genel bir sınıflandırmadır.

2.3 Algol (EA) Türü Örten Değişen Yıldızlar

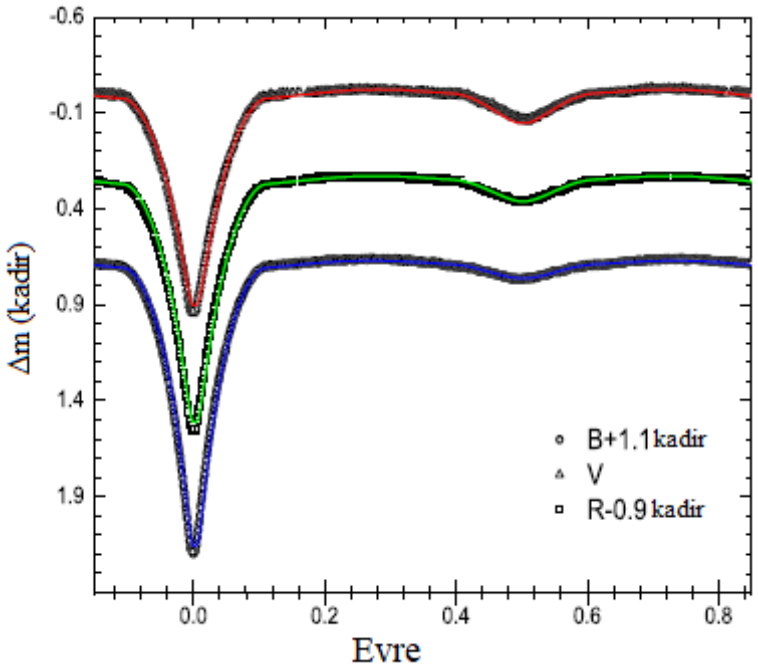
Işık eğrilerinin maksimumlarında düzlüklere ve derinlikleri birbirinden çok farklı iki minimuma sahiptir. Maksimum bölgelerinin düzlük olması bileşenlerin çok az etkileşimde olduğunu gösterir fakat çoğu için durum böyle değildir. Görsel bölgede bakıldığında durum böyle gibi görülse de kızılöte bölgede türünün prototipi olan Algol' ün kendisi değişken bir ışık eğrisi gösterir ve ikinci minimumu daha derindir. Bu da sistemdeki mavi ve sıcak olan bileşenin küresellikten sapmamış olduğunu ve göreli olarak daha küçük olduğunun göstergesidir.

Minimum derinlikleri farkının birincil nedeninin bileşenler arası yüksek sıcaklık farkı olduğu söylenebilir. Birinci minimumda örtülen bileşen daha büyük kütleli bileşen olup görsel bölgede 1 kadirden daha fazla parlaklık düşüşüne neden olur.

Şekil 2.3' te klasik bir Algol türü olan AF Gem yıldızına ait ışık eğrisi görülmektedir. İkinci minimumun B bandındaki derinliğinin en az ve R bandındaki derinliğinin en fazla

olduğu görülmektedir. Bu da ikinci bileşenin daha soğuk olduğunun ve uzun dalgaboyunda ışık eğrisine katkısının daha fazla olduğunun bir göstergesidir. Hatta bazı sistemlerde uzun dalgaboylarında ışık eğrisi Beta Lyrae türüne benzeyebilir. Bu nedenle bu sistemler için uzun dalgaboylarındaki gözlemlere de ihtiyaç vardır ki bileşenlerin boyutları daha doğru analiz edilebilsin.

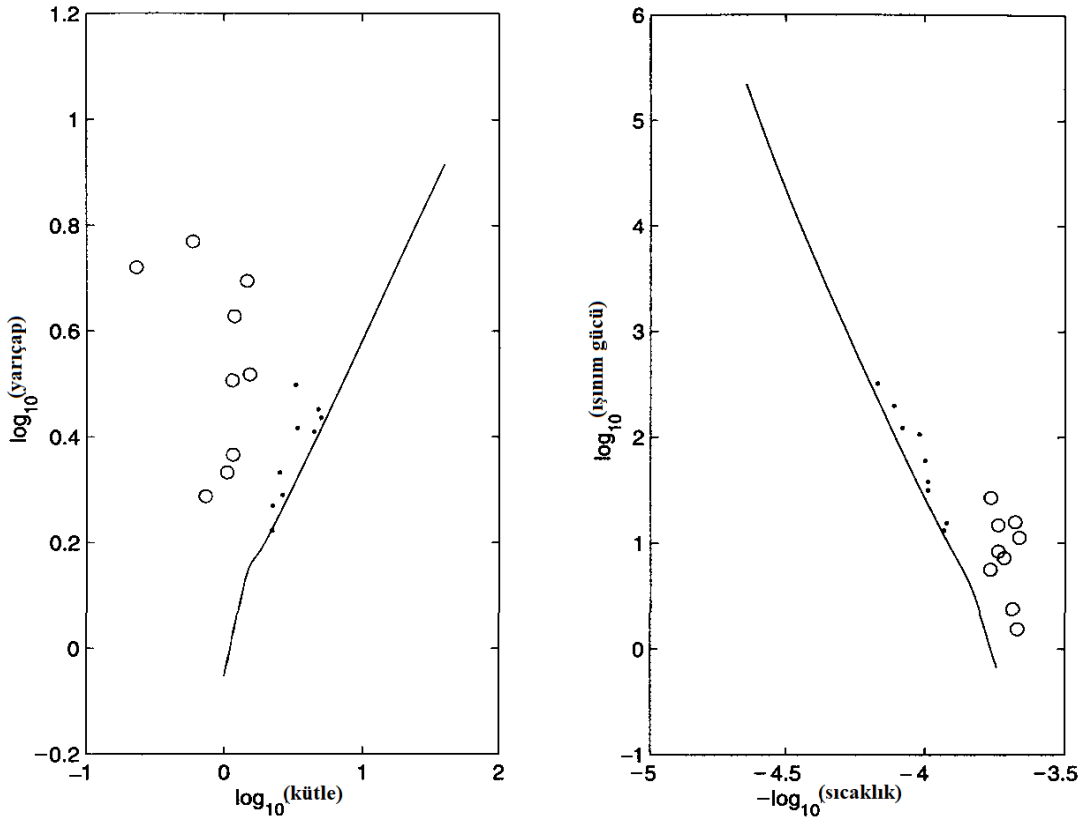
Algol ışık eğrileri ikinci minimum yakınlarında yansıma etkisi nedeniyle seviyelerinde artış gösterebilir. Bu etki özellikle soğuk bileşenin büyük yarıçapa sahip olduğunda daha da fark edilebilirdir. Gözlenen minimumların sivri olması tutulmaların parçalı olduğunu gösterir. Dönemleri ise 0.2 – 10000 gün arasında değişir.



Şekil 2.3 Bir Algol türü olan AF Gem yıldızının BVR filtrelerindeki parlaklık değişimi. Mavi çizgi B bandındaki gözlemsel noktalara yapılan teorik ışık eğrisi, yeşil çizgi V bandındaki, kırmızı çizgi R bandındaki teorik ışık eğrisini temsil etmektedir (Yang vd. 2

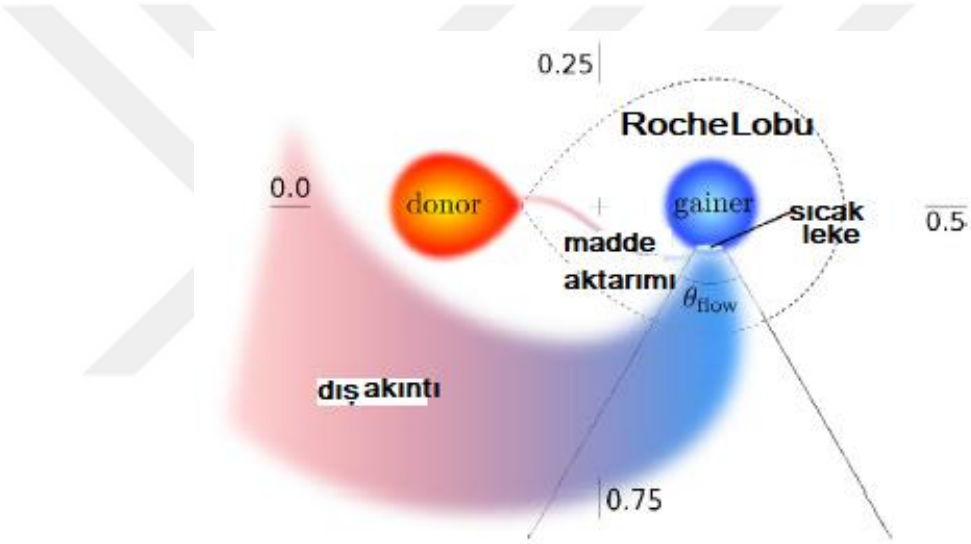
Algoller B, A, F türünden baş bileşeni sıcak, daha büyük kütleli anakol yıldızı ile küçük kütleli, soğuk ve evrimleşmiş bir ikinci bileşenden oluşur ve bileşen büyüklükleri birbirine yakındır. Algoller'deki soğuk olan ikinci bileşen genellikle dış konvektif zarfı Roche lobuna erişmiş F – K tayf türünden bir dev ya da alt devdir. Bu nedenle yarı-ayrık

sistemler olarak bilinirler (Kopal, 1955b, 1956, 1959). Maxted ve Hilditch (1996) literatürden ışık ve radyal hız eğrisi çözümü olan dokuz tane Algol sisteminin parametrelerini toplayarak parametreleri arasındaki bağıntılara bakmışlardır. HR diyagramı üzerinde ZAMS çizgisi ile birlikte Kütle - Yarıçap ve Işınım gücü - Sıcaklık değerlerine göre yerleştirilen Algol bileşenlerinin ayrık sistemlerden çok farklı konumlandıklarını göstermişlerdir. Birinci (kütle alan yıldız) bileşenler normal anakol yıldızları gibi görünürken ikinci (kütle kaybeden yıldız) bileşenler aynı kütledeki anakol yıldızlarına göre çeşitli boyutlarda ve ışınım gücünde görünmüşlerdir. Bunun nedenini modellerle açıklanandan daha fazla açısal momentum kaybı olmasına gerektiği şeklinde yorumlanmıştır (Maxted ve Hilditch 1996).



Şekil 2.4 Literatürden seçilen Algol bileşenlerinin HR diyagramı üzerindeki konumları. Birinci bileşenler noktayla, ikinci bileşenler daireyle gösterilmiştir. Siyah düz çizgi ZAMS'ı temsil etmektedir (Maxted ve Hilditch 1996)

Roche lobunu doldurmuş olan ikinci bileşenden ana bileşene ısısal (termal) zaman ölçeğinde hızlı bir kütle transferi meydana gelir. Hızlı kütle aktarımı kütle kaybeden yıldız ısısal dengeye ulaştığında durur. Bu aşamada kütle oranı fazlasıyla ters dönmüş durumdadır. Bu olay Algol paradoksu olarak adlandırılmıştır ve ilk olarak Crawford (1955) ve Kopal (1955) tarafından Roche geometrisi ile açıklanmıştır. Eğer zamanla ana bileşen (şimdi küçük kütleli) hala Roche lobunu doldurmaya devam ederse tipik bir yarı-ayrık sistem olmuş olur. Yarı-ayrık sistemlerdeki bu madde aktarımı kendini yörünge döneminin artması şeklinde gösterir. Bununla birlikte ikinci bileşenden rüzgar yoluyla madde atımı yörünge döneminde azalmaya neden olabilir.



Şekil 2.5 Madde kaybı olan Algol sistemlerinin teorik bir modeli. Madde alan yıldız yüzeyindeki sıcak leke ve bu lekeye yüksek açısal momentumla düşen maddenin bileşenler etrafındaki spiral akıntı oluşumu (Deschamps vd. 2015)

Aktarılan maddenin yüksek açısal momentumundan dolayı ana bileşenin etrafında birikim diski oluşur. Birikim diski hızla dönen basıklaşmış merkezdeki cismin kütleçekim kuvvetinin etkisiyle etrafında yavaşça spiral hareket eder. İlk olarak Wyse (1934) Algol türü sistemlerde Balmer salması gözlemiştir. Bu yığılma diskinin bir göstergesidir. Struve Algolleri yıllarca gözlemiş ve bunun birkaç sisteme ait anomali olmadığını, Algollerin bir özelliği olduğunu göstermiştir. Soğuk olan ikinci bileşenin manyetik alanıyla rüzgar atımı ve bileşenler arası madde aktarımı nedeniyle Algol sistemleri açısal momentum

kaybına uğrarlar. Sarna (1993) ve Yerli vd. (1997, 1998) bu kaybın korunumsuz olması gerektiğini açıklamışlardır.

Yapılan son çalışmalarla Algol sistemlerindeki sistematik kütle kaybı ikinci bileşen üzerindeki sıcak leke, bipolar jetler, rüzgarlar ve L3 noktasından madde kaybı gibi etkenlerle modellenmeye ve anlaşılmaya çalışılmıştır. Bazı Algol sistemlerinde ise eksen dönmesi ve üçüncü cisim kaynaklı dönem değişimleri de görülebilmektedir.

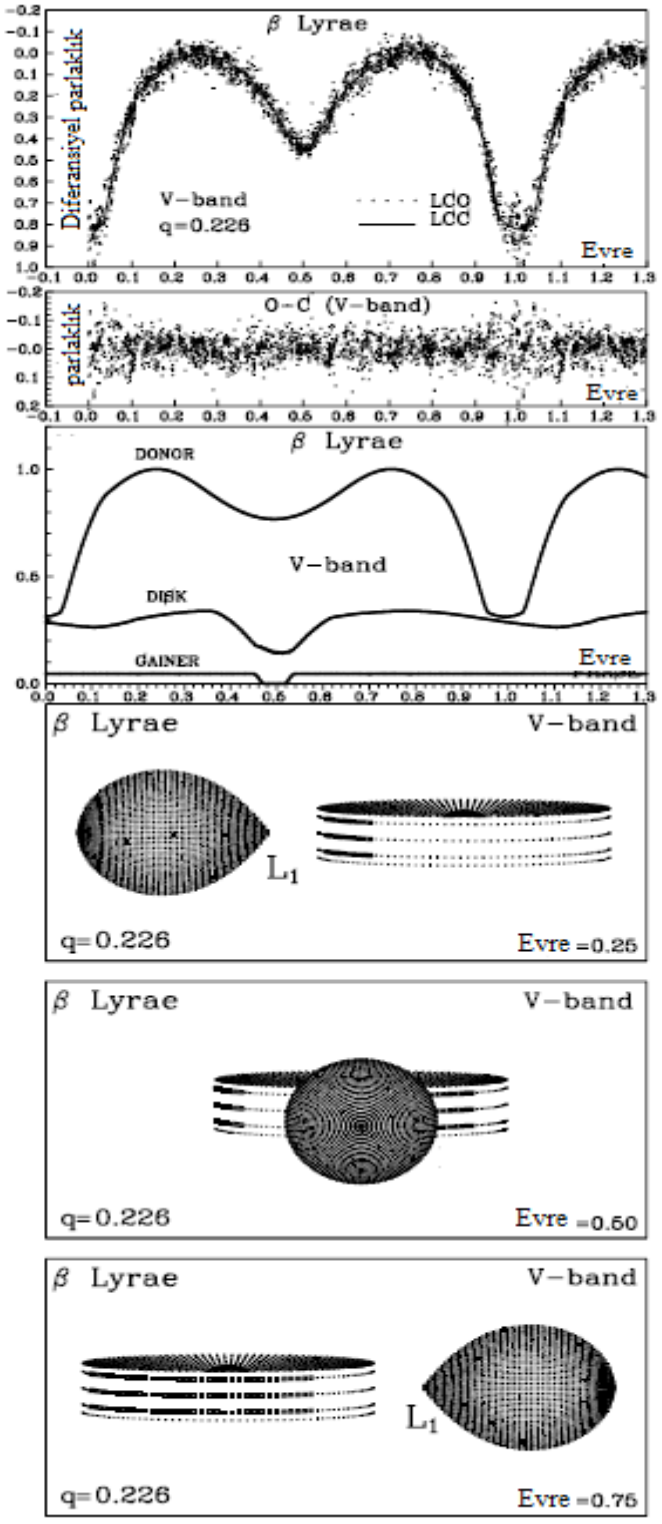
Algol sistemlerinde karşılıklı çekim kuvvetleri bileşenlerin senkronize dönmelerini sağlayacak kadar kuvvetli olup bileşenleri hızlı dönmeye (yaklaşık 30 - 100 km/sn) zorlar. Hızlı dönme etkisi derin konvektif zarf ile beraber manyetik etkiyi güçlendirmekte ve soğuk lekelerin ortaya çıkmasına neden olur. Lekelerin yaratmış olduğu parlaklık değişimi sadece parlak ve sıcak bileşenin tamamen örtüldüğü tam tutulma profili gösteren 1. minimumda gözlenebilir. Senkronize dönme altında lekeli soğuk bileşenin hep aynı yarıküresini göreceğimizden uzun zamana yayılmış olan fotometrik veri lekelerin davranışı hakkında bilgi sahibi olmamızı sağlar. Lekelerin yarattığı etkiler tutulmalar dışında da kendini gösterebilir. Ayrıca ikinci bileşenin manyetik aktiviteleri, X-ışın parlamaları ve ışığındaki değişim Algolleri ilginç kılmaktadır.

İbanoğlu ve arkadaşları (2006) tarafından yapılan bir çalışmada Algollerin (yarı ayrık) ortalama kütle oranının 0.27 olduğu bulunmuştur. Bu kütle oranı bileşenler arası büyük kütle farkını ve bileşenlerden birinin daha ileri evrim aşamasında olduğunu doğrulamaktadır.

Klasik Algol türleri genelde Algol türü ışık eğrisi ile bağdaştırılır fakat durumun böyle olmadığı sistemler de mevcuttur. Bu sistemlerin birbirinden farkı evrimlerinde etkileşim olup olmadığıdır. Fiziksel durumlar çoğunlukla ışık eğrilerinden direkt olarak saptanabilir. Fakat deneysel olarak görülmüştür ki Algol (EA) ışık eğrisi iki alt türe ayrılmalıdır: EAD (ayrık Algol türü) ve EAS (yarı-ayrık Algol türü) (Budding, 1981). EAS türü ışık eğrisinde erken tür bileşene ait derin bir minimum gözlenir ki bu da bileşenler arası kütle aktarımından kaynaklanan evrime işaret eder. Çoğu Algol EAS türü ışık eğrisine sahip olsa da karar vermek için sadece fotometrinin yetmediği durumlar da mevcuttur. Bu durumda her iki bileşenin de radyal hız eğrisi alınmalıdır.

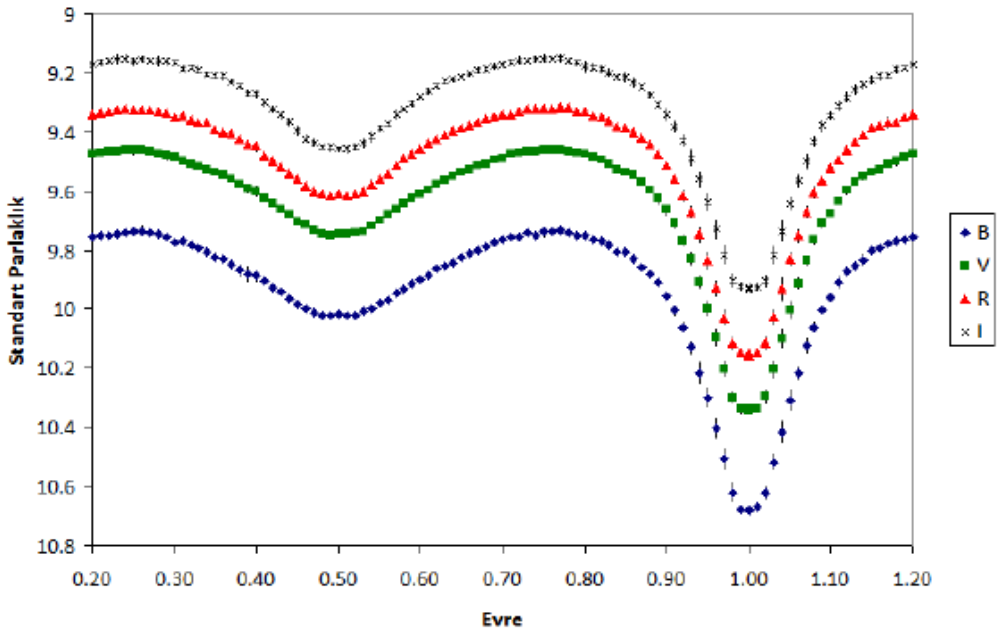
2.4 Beta Lyrae (EB) Türü Örten Değişen Yıldızlar

Beta Lyare türü yıldızların ışık eğrilerinde minimum derinlikleri birbirinden çok farklı ve maksimum bölgeleri düzlük değildir. Bu nedenle tutulmaların başlangıç ve bitişleri tam olarak kestirilememektedir. Minimum derinlikleri Algollerdeki gibi bileşenler arası ışınım gücü farkından yani birincil olarak sıcaklık farkından ileri gelir. Bazı Beta Lyrae türü ışık eğrisine sahip sistemlerde parlaklık değişimi tutulmalardan değil de yakınlık etkisi nedeniyle bileşenlerin küresellikten hayli sapması sonucu farklı zamanlarda farklı yüzey alanlarını görmemizden kaynaklanır. Daha fazla şekil bozulmasına uğramış yıldızın diğer bileşene bakan yüzeyinde daha fazla kenar kararması etkisi göstermesinden dolayı ışık eğrisinde iki farklı minimum derinliği görülür. Beta Lyare türü sistemlerde bileşenler erken tayf türünden (B - A) yıldızlardır.



Şekil 2.6 Beta Lyrae çift yıldız sisteminin V bandı ışık eğrisi üzerine modellenen sentetik eğri, artıklar, çeşitli yörünge evrelerine karşılık bileşen yıldızların konumları (Donor: kütle kaybeden yıldız, gainer: kütle alan yıldız) (Mennickent ve Djurasevic 2013)

Bileşenlerden birinin kritik Roche hacmini doldurmuş olduğuna dair güçlü deliller vardır. Aralarında çok farklı evrim durumunda olan sistemler de vardır. Parlaklık değişimleri genellikle 2 kadirden azdır. W UMa'lardan farkı ışık eğrilerindeki minimumlar arası derinlik farkından anlaşılır. W UMa sistemlerinde minimumlar arası derinlik farkı çok daha az ya da neredeyse yoktur. Bu türün prototipi olan Beta Lyrae (HD 174638) yıldızı 12.9 günlük yörünge dönemine sahip yarı ayrık bir sistemdir. Birinci bileşeni B6-B8 II tayf türünden dev bir yıldız olup 3 $M_{\odot}$ bileşenine kütle aktarmaktadır. İkinci bileşen ise B0.5 V tayf türünden bir anakol yıldızı ve kütlesi 12.5 $M_{\odot}$' dir. Birinci bileşenin L_1 noktasından aktarılan kütle alan yıldız etrafında birikim diski oluşturmuştur. Sisteme ait önceden ölçülen kütle oranı değerleri 4 – 6 arasında değişmektedir.

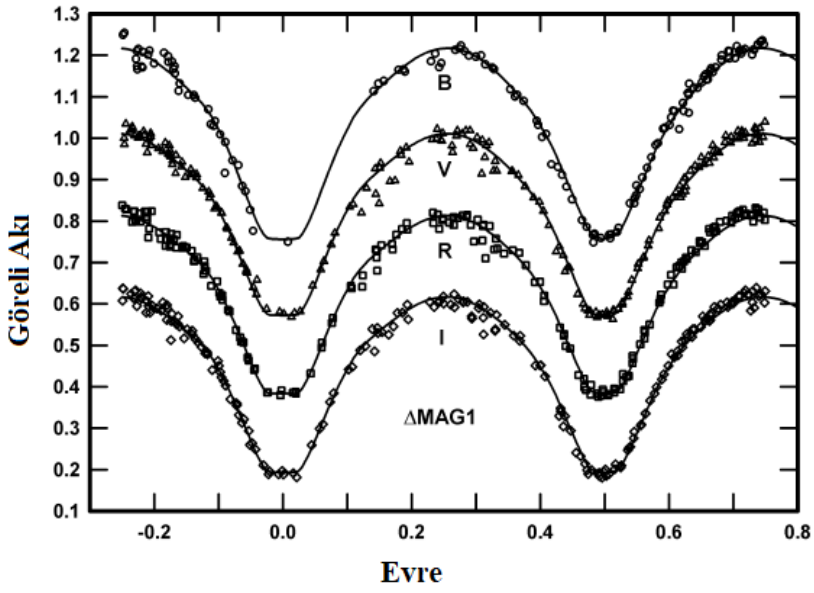


Şekil 2.7 EB türünden EG Cep sisteminin ışık eğrisi (Kılıç 2013)

Işık eğrisinden Beta Lyrae türü olarak sınıflandırılan çift yıldızların fiziksel parametrelerinin kendi aralarında farklılık gösterdiği görülmüştür. Salt ışık eğrisi biçiminden sınıflandırma yapmanın aldatıcı olabileceği açıktır. Literatürde fiziksel parametreleri belirlenmiş çok sayıda EB türü sistem yoktur. Bu nedenle bu sistemlerin doğası hakkında daha fazla bilgiye ulaşmak için ışık eğrisi ve tayfsal çalışmalara ihtiyaç vardır.

2.5 W UMa (EW) Türü Örten Değişen Yıldızlar

W UMa türü yıldızlar sürekli değişken ve minimum derinlikleri neredeyse birbirine yakın ışık eğrilerine sahip değen çift yıldızlardır. Eğer bileşenlerin etrafı ortak zarf ile çevrilmişse sistem aşırı değen çift olarak adlandırılır. Bileşenler birbirine değdiklerinden tedirginlik etkileri nedeniyle hem biçimleri elipstir hem de dönemleri 1 günden kısadır. Sistemin yörüngesi daireseldir ve bileşenler dönme-dolanma kilitlenmesi gösterirler. Selam (2004) W UMa yıldızlarının dönemlerinin 5-20 saat aralığında olduğunu belirtmiştir. Birbirlerine oldukça yakın olmaları nedeniyle ışık eğrilerinde tutulma gösterme olasılıkları diğer sistemlere göre daha fazladır. Neredeyse tüm bilinen değen çiftlerin örten değişen sistemleri olduğu bilinmektedir. Sistem üyeleri A - K tayf türünden küçük kütleli soğuk anakol yıldızlarıdır (Sriram vd. 2014). Yıldızların küresellikten oldukça sapmış olmaları ve soğuk olmaları nedeniyle hem yüzey parlaklık dağılımları tek düze değil hem de kenar ve çekim kararması etkileri ışık eğrilerinde tutulmalar dışında da sürekli değişim göstermelerine neden olur.



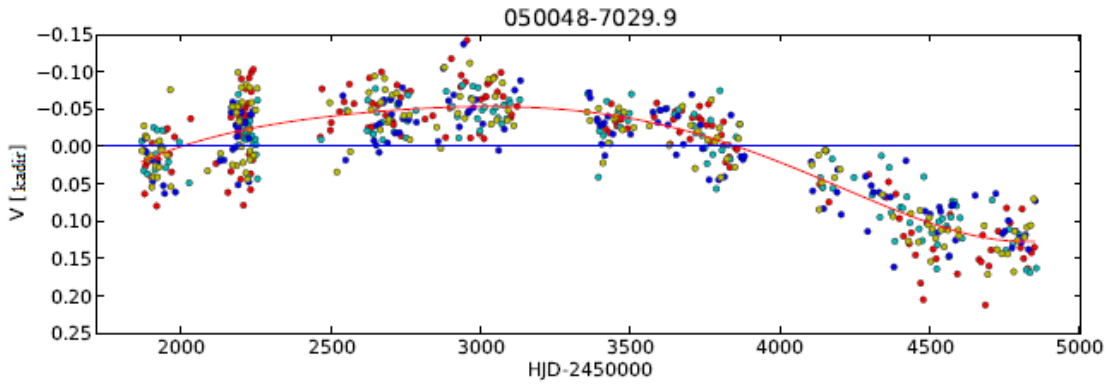
Şekil 2.8 AM Leo çift sisteminin BVRI filtrelerindeki gözlenen ve sentetik ışık eğrileri (Hiller vd. 2004)

Işık eğrilerinde minimum derinliklerinin neredeyse aynı olmasının birincil nedeni bileşenlerin sıcaklıklarının nerdeyse aynı olmasıdır. Sıcaklıklarının birbirine çok yakın

olması özdeş yıldız olma ihtimalini akla getirse de aslında öyle olmadığı sistemler mevcuttur.

Eğer sistemdeki yıldızlar küresel olsaydı ışık eğrisindeki parlaklık değişimi sadece sıcaklık farkını akla getirirdi. Bu durumda derin olan (birinci) minimumda sıcak olan bileşen arkada kalacağından sistemin renginde kızıllaşma görülürdü. Fakat W UMa'larda yansıma ve çekim etkisi nedeniyle kızarma genellikle ikinci minimumlarda gözlenir. Ayrıca renk eğrilerinde sistemin rengi minimum evrelerinde maksimum evrelerine göre daha kırmızı çıkar (Mauder 1972). Bunun nedeni bileşenlerin birbirine bakan yarıkürelerinin yakınlık etkisi nedeniyle birbirlerini aydınlatmaları ve sıcaklıklarının yükselmesidir. Küresellikten epey sapmış olan yıldızların birbirine bakmayan yarıküreleri daha soğuk ve kırmızıdır (Binnendijk 1970, Mauder 1972). Başka bir özellik ise çoğu W UMa'nın yörünge evresine göre ufak renk değişimi göstermesidir. Örneğin B - V renk ölçeği eğrisi boyunca değişim fazla değildir.

W UMa ışık eğrilerinde görülen en önemli etki ise O'Connell etkisidir. Işık eğrisindeki 0.25 – 0.75 evreleri civarında asimetri gözlenir. Bu gözlenen olay O'Connell etkisidir (O'Connell 1951). Wilsey ve Beaky (2009) bu etki üzerine bir çalışma yayınlamış ve gözlenen bu asimetriye üç etkinin neden olabileceğini belirtmişlerdir; yıldız lekeleri, gaz akıntı çarpışması ve yıldız çevresindeki madde. Yıldız leke modelinde kromosferik ve manyetik aktivite yıldızlardan birinin yüzeyinde lekelerin üretilmesine neden olur. Sistemdeki lekelerin boyutunun RS CVn'lerde olduğu gibi değişmesi beklenir. Ayrıca bu sistemlerde uzun zamana yayılmış gözlemlerle maksimum seviyelerinin değiştiği görülmüştür. Güneş'ten de lekelerin sıcaklık ve konumlarının zamanla değiştiğini bilmekteyiz. Işık eğrisi modellenirken asimetrinin sıcak ya da soğuk lekeye atfedilmesi gerektiği önemli bir sorundur. Sistemin tayfsal çalışması ile sıcaklıkları belirlenmiş ise konvektif katmana sahip soğuk yıldızlarda daha çok soğuk lekelerin varlığı bilinmekte ve ona göre kullanılan modelde soğuk leke yaklaşımı uygulanabilir. Eğer sisteme ait tayfsal bir çalışma yok ise renk ölçeğinden yararlanılır.



Şekil 2.9 Örnek bir W UMa yıldızının ortalama parlaklıklarının mevsimsel değişimi (Pilecki 2010)

Işık eğrileri kararsız olduğu için sistematik bir şekilde birden fazla ışık eğrisinin alınması modellenmesi için daha sağlıklıdır. Şekil 2.9'da Pilecki (2010) tarafından W UMa yıldızlarının mevsimsel değişimleri gösterilmiş ve böylesi bir parlaklık değişimi için en makul açıklamanın bileşenlerden birinin veya her ikisinin de yüzeyinde bulunan karanlık lekelerin zamanla sayısının değişmesi olduğu belirtilmiştir. Bu tür sistemlerin ışık eğrileri genellikle bir ya da daha fazla leke varlığı ile modellenebilmektedir. Karanlık lekelerin yanı sıra bileşenler arası madde aktarımı sonucu kütle alan yıldız yüzeyinde gaz akıntısı sonucu parlak lekeler de ortaya çıkabilmektedir. Ayrıca yapılan çalışmalarla morötede X-ışın salmaları gözlenmiş ve kromosferik olarak aktif oldukları belirtilmiştir.

Pribulla (2003) W UMa'ların kütle oranı aralığının 0.2 - 0.5 olmakla birlikte alt sınırın genellikle bilinmemekte olduğunu belirtmiştir. Literatüre bakıldığında analizi yapılan sistemler arasında kütle oranı aralığının 0.008 – 0.8 arasında değişmekte olduğu bulunmuştur (Skelton ve Smiths 2009). Bu türün kütle oranları daima 1'den farklıdır. Bu da ışık eğrilerindeki nerdeyse eşit minimum derinlikleri de göz önüne alındığında bize sistemdeki yıldızların ışınım güçlerinin aynı olmasını gerektirir. Anakol yıldızları için oluşturulmuş standart Kütle – Işınım gücü bağıntısına göre kütleleri de aynı olmalıdır fakat yapılan tayfsal çalışmalarla bileşen kütlelerinin çok farklı olduğu görülmüştür. Bu nedenle W UMa türü yıldızlar standart kütle – ışınım gücü bağıntısına uymazlar. Bu durumun ilk kez Lucy (1968a, 1968b) tarafından W UMa türü sistemlerin bileşenlerini saran ortak konvektif katmanın varlığı ile açıklanabileceği öne sürülmüştür. Lucy'e göre değme durumundaki sistemde birinci bileşenden ikinci bileşene büyük ölçekli enerji

transferi meydana gelmekte ve ısısal denge sonucunda bileşenlerin yüzey sıcaklıkları eşitlenmekte dolayısıyla bileşenler eşit minimum derinlikleri sergilemektedir. Gerçekte ise zaman zaman bu ısısal denge bozulabilmektedir.

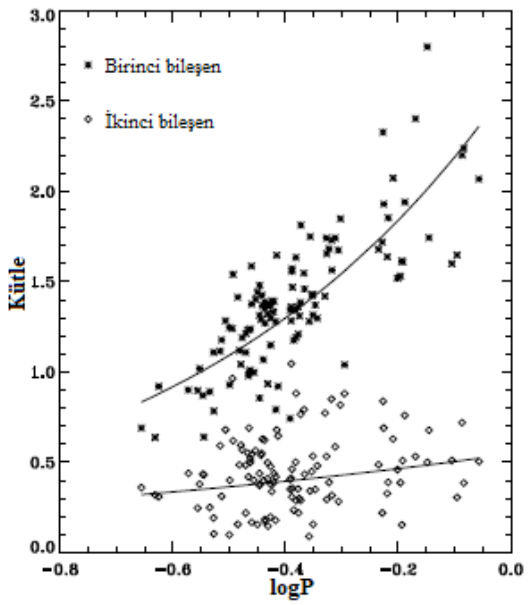
W UMa türü sistemler düşük sıcaklıklı değen çiftler (LTCBs) olarak da bilinirler. Işık eğrilerine bakarak hangi minimumda hangi bileşenin örtüldüğünü kestirmek zordur. Binnendijk (1970, 1977) W UMa türü sistemleri ışık eğrilerindeki derin minimumun örtme ya da örtülme sonucu olmasına göre A ve W olmak üzere 2 alt gruba ayırmıştır. Birinci tutulmada büyük kütleli ve büyük yarıçaplı bileşen (daha sıcak) örtülüyor ise A-türü, küçük kütleli ve küçük yarıçaplı bileşen daha sıcak ve tutuluyor ise W-türü denir. Birinci bileşenin yüzey sıcaklığı ikinci bileşenin yüzey sıcaklığından küçük olduğu durumda sistemin kütle oranı 1'den büyük ise ($M_2/M_1 > 1$) sistem W alt ürü, 1' den küçük ($M_2/M_1 > 1$) ise A alt türüdür (Rucinski 1973). Rucinski (1974) bu sınıflamanın aslında sistemin ve bileşenlerinin fiziksel özelliklerine göre de bir ayrım olduğunu göstermiştir.

Çizelge 2.1 A ve W türü sistemleri arasındaki farklar (Rucinski 1973, 1974; Duerbeck 1984)

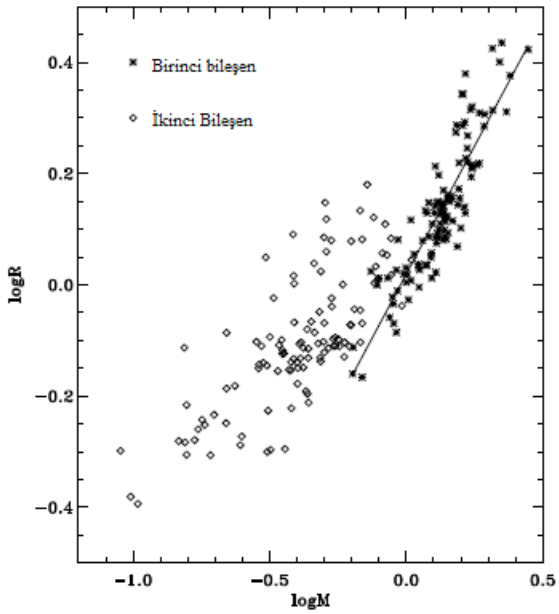
A türü	**W türü**
I. minimumda büyük kütleli bileşen örtülüyor (transit)	I. minimumda küçük kütleli bileşen örtülüyor
A – G tayf türü	F - K tayf türü
P_{ort} = 0.5 gün	P_{ort} = 0.3 gün
$0.008 < q < 0.54$	$0.14 < 1/q < 0.87$
Bileşenlerin toplam kütlesi daha büyük	Bileşenlerin toplam kütlesi daha küçük
Bileşenlerin ortalama sıcaklıkları daha fazla	Bileşenlerin ortalama sıcaklıkları daha az
Daha yüksek ışınım gücü	Daha düşük ışınım gücü
Değme oranı (*f*) daha büyük	Değme oranı (*f*) daha küçük
Dönem değişimi neredeyse gözlenmez	Dönem değişimi gözlenir
Ortak zarf kalın ve radyatif	Ortak zarf konvektif ve ince
Bileşenler evrimleşmiş	Bileşenler anakolda
Işık eğrileri daha kararlı	Işık eğrileri daha kararsız
Bileşenler arası sıcaklık farkı daha az	Bileşenler arası sıcaklık farkı daha fazla
Baş bileşen sıcak	Yoldaş bileşen sıcak

W alt türlerinde küçük kütleli bileşenin etkin sıcaklığı daha büyüktür. Bu durum ise kütle – ışınım gücü bağıntısına aykırıdır ve "W sendromu" olarak adlandırılır. Bileşenlerin yüzey parlaklıklarının tekdüze olmaması bu durumu açıklamak için önerilmiştir. Gözlemsel olarak bu durum verilerle desteklenmiştir (Eaton vd. 1980). W alt türü sistemlerdeki yüzey sıcaklığındaki düşüşün birinci bileşen üzerinde soğuk leke varlığı olması gerektiği izah edilmiştir (Gazeas ve Stepien 2008). Pratikte ışık eğrisinden hangi alt türe ait olduğunu kestirmek zordur. En kesin tanıyı tayfsal gözlemler verir. Birinci bileşenin hız genliği 0.25 evresinde negatif ise A türü pozitif ise W türüdür. Bu iki alt grubun bir evrim aşaması olup olmadığı yönünde literatürde bir tartışma vardır. Yıldız ve Doğan (2013) bu evrimleşen iki türün başlangıç parametrelerinin tamamen farklı olduğunu göstermiştir.

Gazeas ve Niarchos (2006) W UMa türü değen çift sistemlerde birinci bileşenlerin kütlesinin artan yörünge dönemiyle birlikte lineer bir şekilde arttığını buna rağmen ikinci bileşen kütlelerinin neredeyse dönemden bağımsız olduğunu ve $0.1M_{\odot}$ ile $1M_{\odot}$ arasında değiştiğini belirtmişlerdir.



Şekil 2.10 112 adet değen çiftin Dönem – Kütle dağılımı (q=M2/M1 < 1) (Gazeas ve Stepien 2008)



Şekil 2.11 112 adet değen çiftin Yarıçap – Kütle dağılımı (q=M2/M1 < 1) (Gazeas ve Stepien 2008)

Gazeas ve Stephien (2008) çalışmalarında literatürden 112 adet hassas tayfsal ve fotometrik verisi olan değen çiftlerin mutlak parametrelerini toplamışlar ve mutlak parametreler arasında korelasyon olduğunu göstermişlerdir. Hesaplamalarında kütle oranını ($q=M_2/M_1$) 1'den küçük olarak varsaymışlardır. Gazeas (2009) çalışmasında bu çift sistemlerin kütle oranları ve yörünge dönemleri ile diğer mutlak parametreler arasındaki korelasyonu hesaplamış ve empirik bağıntıları şu şekilde vermiştir:

$$\text{Log } M_1 = 0.725 \,.\, \log(P) - 0.076 \,.\log(q) + 0.365 \quad (2.2)$$

$$\text{Log } M_2 = 0.725 \,.\, \log(P) + 0.924 \,.\log(q) + 0.365 \quad (2.3)$$

$$\text{Log } R_1 = 0.930 \,.\, \log(P) - 0.141 \,.\, \log(q) + 0.434 \quad (2.4)$$

$$\text{Log } R_2 = 0.930 \,.\, \log(P) + 0.287 \,.\, \log(q) + 0.434 \quad (2.5)$$

$$\text{Log } L_1 = 2.531 \,.\ \log(P) - 0.512 \,.\, \log(q) + 1.102 \quad (2.6)$$

$$\text{Log } L_2 = 2.531 \,.\ \log(P) + 0.352 \,.\, \log(q) + 1.102 \quad (2.7)$$

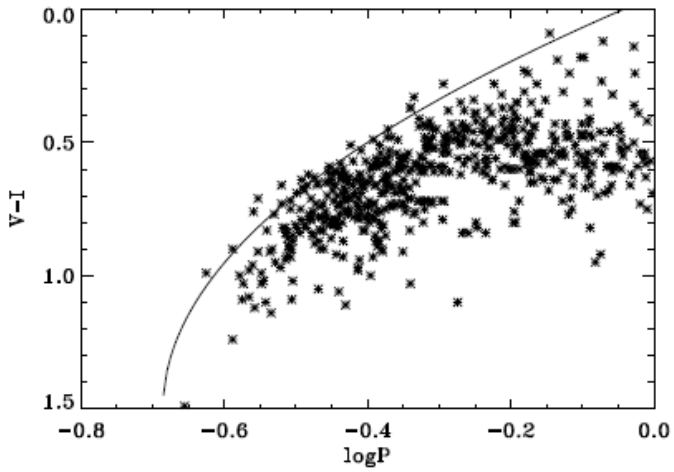
Bu bağıntılara göre bir örten çift sistemin mutlak parametreleri % 5'ten daha küçük bir hatayla hesaplanabilmektedir. Stepien ve Gazeas (2012) çalışmalarında ayrıca düşük kütleli değen çiftlerin açısal momentumları ile evrim durumları arasındaki bağıntıyı incelenmiş ve W UMa'ların ayrık sistemler olarak doğduklarını Algollere benzer evrim

aşamasından geçtiklerini belirtmişlerdir. Roche lobunu dolduran bileşenden karşı bileşene madde aktarımıyla kütle oranı ters döndükten sonra ($M_2 > M_1$) bileşenler birbirleriyle değen olurlar. Ekstrem kütle oranına (örn: 0.008) sahip sistemlerde ise durmaksızın kütle aktarımı gerçekleşir. Sistemin yörünge döneminin küçüklüğü daha çok evrimleşmiş olmaya işarettir.

Güneş komşuluğundaki örten çift sistemlerin % 95'i W UMa türü sistemlerdir (Shapley 1948). Bu nedenle bu tür sistemleri çalışmak önem arz etmektedir. Csizmadia ve Klagyivik (2004) W UMa'ların başka bir alt türü olduğunu gösterdi; B-türü. Bu tür bileşenlerin sıcaklık farkı 1000° K'den fazla olup bu türe 'zayıf termal etkileşimli çiftler' denir. Bu tür sistemlerin varlığı ilk kez Lucy ve Wilson (1979) tarafından gösterildi. Bileşenler arası çok fazla sıcaklık farkının olmasının nedeni geometrik olarak değen fakat termal olarak değen olmamalarıdır. Bu da minimum derinliklerinin birbirinden çok daha farklı olmasına neden olur. Bu sistemler EB türü ışık eğrisi sergiler fakat dönemleri klasik W UMa sistemleri aralığındadır.

W UMa'larda bileşenler birbirine değme durumunda olduğundan etkileşen bileşenler olarak adlandırılabilir (Lucy 1968a, b). Değme durumunda bulunan sistemlerde bileşenler arası madde aktarımı veya bir bileşenden uzaya madde kaybı olabilir. Bu durumda açısal momentumun korunabilmesi için yörünge döneminde ve bileşenler arası uzaklıkta değişimler olacaktır (Huang, 1956). Neredeyse tüm W UMa'lar dönem değişimi gösterirler. İzlenen dönem değişimlerine büyük ölçüde baş bileşenden diğer bileşene aktarılan kütle (ışınım) neden olmaktadır. Dönem değişiminin kütle oranına ve birinci bileşenin kütlesine bağlı olduğu yapılan çalışmalarla gösterilmiştir (Qian 2001a,b). Kritik bir kütle oranı değerinden daha küçük kütle oranına sahip sistemler dönemleri azalırken bu değerden büyük kütle oranına sahip sistemler için durum tam tersidir. Bu durumda bileşenlerinin evrimlerinin sistemin yörüngesini ve dolayısıyla açısal momentumunu etkilediği söylenebilir.

W UMa türü sistemlerde dönem - renk bağıntısı vardır. Bu konuda yapılan son çalışmalardan biri Pilecki (2010) ve ASAS gurubuna aittir.



Şekil 2.12 Dönem (logP) – Renk (V-I) grafiği (Pilecki 2010)

Şekil 2.12'de grafiğin sağ üst kısmında dönemlerine göre mavi yıldızlar konumlanmıştır. Kütle oranı 1'e yakın olmadığı sürece bir sistemin renk ölçeği birinci bileşenden ölçülür. Birinci bileşen evrimleştikçe renk ölçeği kızarır ve yarıçapı büyür, fakat yörünge dönemi bunu dengelemek için büyümelidir. Bu nedenle sistemin evrimleştikçe dönemi uzun dönemlere ve rengi de kırmızıya kaymaktadır (Rucinski 1998).

Dinamik kararsızlıkları nedeniyle ileride büyük kütleli Blue Stragglers veya hızlı dönen lekeli FK Com türü çift çekirdekli dev yıldızlar olacakları düşünülmektedir (İbanoğlu ve Akan 2002). Piribulla ve Rucinski (2006)' ye göre değen ya da aşırı değen sistemler göreli olarak düşük açısal momentumla doğmuş olabilirler. Bütün bu sistemlerin üçlü sistemler olabileceklerini ve büyük yörüngeye sahip bileşenin de W UMa çifti etrafında dolandığını öne sürmüşlerdir. Özellikle W alt türlerinin manyetik olarak oldukça aktif oldukları bilinmektedir ki bunlara yıldız lekeleri, kromosferik salmalar, koronal X-ışın salmaları örnek verilebilir. Genellikle aktivite daha büyük kütleli soğuk bileşende daha baskındır. Bu çift sistemlerde bileşenlerin manyetik aktiviteleri nedeniyle eksenleri etrafında dönme süresinde meydana gelen değişimler dönme - dolanma kilitlenmesi nedeniyle yörünge dönemine de yansımaktadır.

2.6 Roche Modeli ve Örten Çift Yıldızların Morfolojik (Biçimsel) Sınıflandırması

Yıldızlar evrimleri boyunca yarıçaplarını değiştirmektedirler. En büyük değişim çekirdeğin üst katmanlarındaki Hidrojen füzyonu başladığında meydana gelir. Bu aşamada yıldız anakoldan ayrılır ve hızla dev koluna ilerler. Tek yıldızlar anakol evresinden sonra iç basınçları desteklediği sürece sınırsız olarak genişleyebilirler fakat çift yıldızlar için bu böyle değildir.

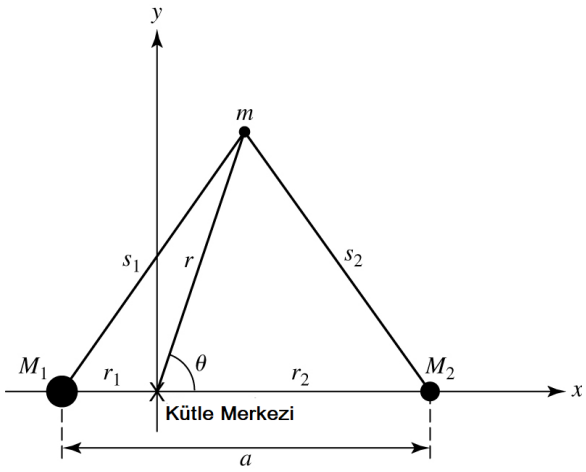
Çift sistemlerde Roche potansiyeli ilk kez Kuiper (1941) tarafından Beta Lyrae sistemine uygulanmıştır. Roche modeli bize çift sistemin evrimi ve bileşenlerin birbirleriyle nasıl bir etkileşim içinde olduğunu söyler. Önceleri çift sistemlerin ışık eğrileri yalnızca ışık eğrilerinin biçimlerine göre sınıflandırılmıştır (Kallrath ve Milone 1999). Daha sonraları çift sistemdeki bileşen yıldızların birbirleriyle etkileştikleri ve birbirlerinin evrimlerini etkiledikleri fark edilince farklı bir sınıflandırılmaya daha ihtiyaç duyulmuştur.

2.7 Roche Modeli

Roche limiti ilk olarak matematikçi Edouard Roche (1873) tarafından büyük kütle çekim gücüne sahip bir cisim ile yanına yaklaşan çok daha küçük kütleli cisimler arasındaki kütle çekimin kararlılığını göstermek üzere çalışılmıştır. Ortak kütle merkezi etrafında dairesel yörüngede dolanan iki nokta kaynak ($M_1 > M_2$ olmak üzere) ve bu iki nokta kaynağın kütle çekim alanı yakınlarındaki kütlesi sonsuz küçük bir test parçacığının bu iki nokta kaynak etrafında nasıl hareket edeceğinden yola çıkılarak bir çözüm geliştirilmiştir. Kütle merkezi ve uzaklık vektörleriyle kütle çekimsel potansiyeli tanımlayabiliriz. Şekil 2.13'teki m parçacığının kütle çekimsel potansiyel enerjisi:

$$U_g = -G\,\frac{Mm}{S} \tag{2.8}$$

formülü ile belirlenir.



Şekil 2.13 Ortak kütle merkezi etrafında x-y düzleminde dairesel bir yörüngede eş dönme yapan M1 ve M2 kütleli (M1 > M2) bir çift sistem ve sistemden r uzaklığında m kütleli bir cismin gösterimi (M. Pettini, Structure and Evolution of Stars)

Koordinat sistemi referans çerçevesiyle eş dönme yapmaktadır. Bu nedenle merkezkaç kuvvetini hesaplayacak olursak;

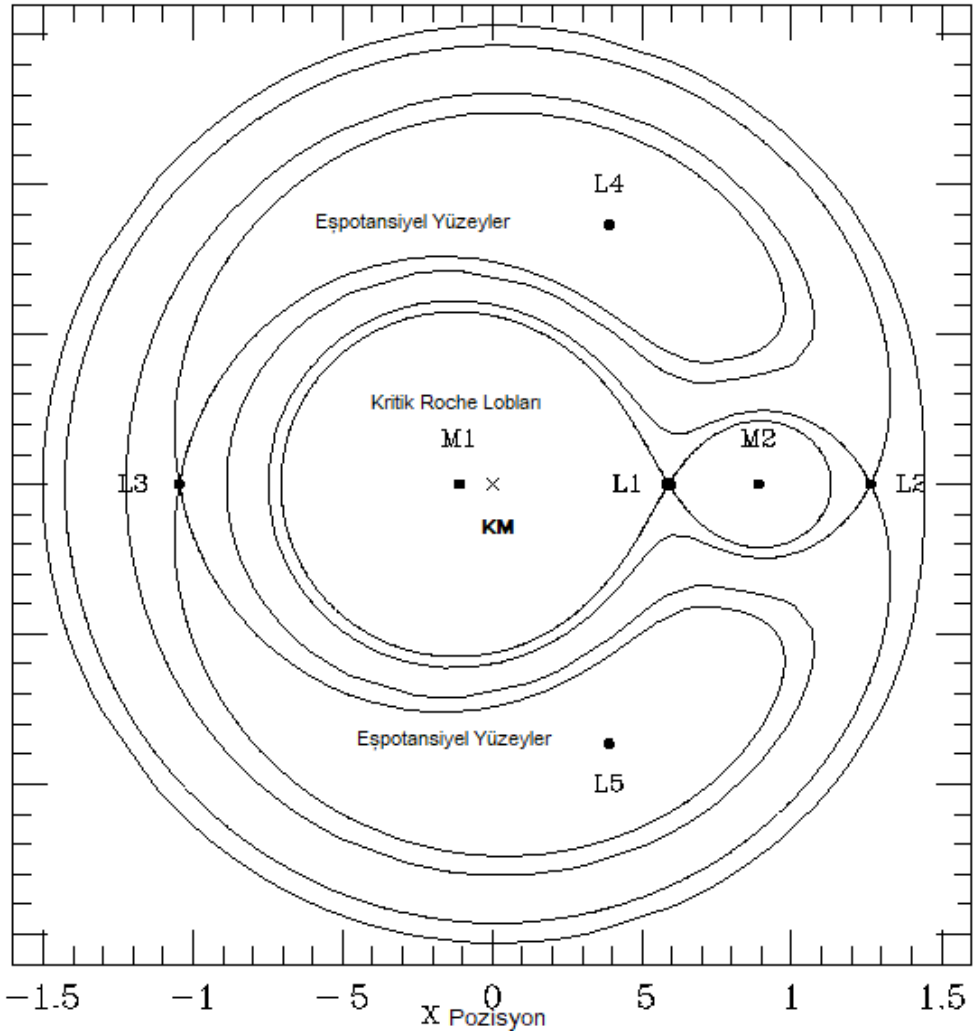
$$U_c = -\frac{1}{2} m\omega^2 r^2 \tag{2.9}$$

(2.2) ve (2.3) formüllerini birleştirirsek sistemin toplam etkin potansiyel enerjisi bulunur:

$$\phi = -G\left(\frac{M_1}{S_1} + \frac{M_2}{S_2}\right) - \frac{1}{2}\omega^2 r^2 \tag{2.10}$$

Referans noktasını M_1 kütlesine taşır ve gerekli düzenlemeleri yaparsak boyutsuz Roche potansiyelini elde etmiş oluruz.

$$\phi_N(x,y,z) = \frac{2}{(1+q)}\frac{1}{S_1} + \frac{2q}{(1+q)}\frac{1}{S_2} + x - \left(\frac{q}{(1+q)}\right)^2 + y^2 \tag{2.11}$$



Şekil 2.14 x-y düzleminde (z=0) eşpotansiyel yüzeylerin kontür grafiği (Anonymous, 2019.WebSitesi:http://coffee.ncat.edu:8080/Flurchick/Lectures/StellarModeling/Section1/Lecture1- 6.html, Erişim Tarihi: 04.11.2019)

Tek yıldızların kütle çekimsel potansiyel enerjisi $\Phi = -\frac{G\,M_*}{r}$, yıldız merkezinden uzaklığa ($r = R_* +$ yükseklik) bağlıdır ve yıldız küresi boyunca eşittir. Bu durum çift yıldızlar için farklıdır. Çift yıldızlarda yüzey potansiyeli her bir bileşen için yıldız maddesinin yıldızın kütle çekimiyle yıldıza bağlı kalmaya devam ettiği hacmi belirtir. Bu ise eşpotansiyel yüzeydir. Eşpotansiyel yüzeyler üzerinde yoğunluk ve basınç tekdüzedir ve gazın hidrostatik dengede olduğu varsayılır. Böylece eşpotansiyel yüzeyler boyunca sıcaklık da tekdüzedir. Yıldızın fotosferi Roche modeli tarafından tanımlanan eşpotansiyel yüzeylerden birine denk gelir.

Çift sistemde iki yıldız ortak kütle merkezi etrafında dolandığından birbirlerinin kütle

çekimsel potansiyel enerjilerini etkilerler. Ayrıca sistemin merkezkaç kuvveti de bu durumda etkili olmaktadır. Yıldızlardan birine yaklaştıkça diğer yıldızın çekim etkisi azalır ve kütle çekimsel potansiyel enerjilerin yıldız yarıçapı boyunca sabit kaldığı yüzeyler küresel kalmaya devam ederler. Fakat bileşenler yörüngede birbirine yaklaştıkça yüzeyleri deforme olmaya başlar. Buna ek olarak yörüngede dolanan bileşen yıldızların merkezkaç kuvveti de etkili olur. Sonuç olarak bileşen yıldızların potansiyel enerji yüzeyleri bir noktada buluşur. Bu noktaya 1. Lagrange noktası (L_1) noktası denir. Bu nokta sistemdeki bileşen yıldızların kütle çekim etkisi altında maksimum büyüyebileceği alanı belirtir ve her iki bileşenin de kendine ait bir Roche lobu vardır. Roche lobu yüzeyi ise kütle çekimsel eşpotansiyel yüzeyler olarak adlandırılır. Her bileşenin merkezine doğru eşpotansiyel yüzeyler neredeyse küreseldir. Sistemden uzaklaştıkça eşpotansiyel yüzeyler elipsoidal şeklini alır ve bir yerden sonra iki yıldızın yüzeyleri kesişerek bileşenler etrafını 8 şeklinde sarmaya başlar. Bu 8 rakamına benzeyen şekil kritik Roche potansiyeli olarak bilinir. Kütle çekimsel ve merkezcil ivmenin ortadan kaybolduğu toplamda beş nokta vardır. Bu noktalar Lagrange noktaları olarak bilinir. L_1 noktasından madde transferi bileşenler arasında gerçekleşirken L_2 noktasında madde sistemden kaçabilir. Bu iki Lagrange noktasındaki madde sistem etrafında ortak zarf oluşturur. L_3 noktası büyük bileşenin daha ilerisine denk gelir ve madde bu noktadan da sistemi terk edebilir. L_1 - L_3 noktaları iki yıldızın kütle merkezlerinin birleştiren doğru üzerindedir. L_4 - L_5 noktaları ise iki yıldız ile eşkenar üçgen oluşturur.

Kritik Roche yarıçapı aynı Roche hacmine sahip küresel bir yıldızın yarıçapına eşit yarıçap olarak tanımlanır. Roche loblarının boyutları Kopal (1978) tarafından ve kesin olarak Eggleton (1983) tarafından %1 hata payıyla elde edilmiştir. Formülden de görüleceği üzere Roche yarıçapı kütle oranına (hangi bileşenin yarıçapının hesaplanacağına bağlı olarak M_2/M_1 ya da M_1/M_2 olarak değişir) ve bileşenler arası uzaklığa bağlıdır. Bileşenlerin birbiriyle değme durumunda olmaması halinde R_l Roche lobu olmak üzere:

$$\frac{R_L}{a} = \frac{0.49q^{2/3}}{0.6q^{2/3} + \ln(1 + q^{1/3})} \tag{2.12}$$

Eğer $0.1 < q < 0.8$ ise (2.12) formülü daha basit şekilde verilebilir (Eggleton, 2006):

$$\frac{R_1}{a} \sim \frac{1}{2}\, q^{1/3} \tag{2.13}$$

Bundan başka Roche lobunun ekvatoral yarıçapı da (y-ekseninde) önemli bir değerdir ve %1 hata payıyla şöyle hesaplanır (Plavec ve Kratochvil, 1964):

$$\frac{R_{L\,(eq)}}{a} = 0.378 q^{-0.2084} \quad , \quad 0.2 \leq q \leq 1 \quad , \quad (q=M_2/M_1) \tag{2.14}$$

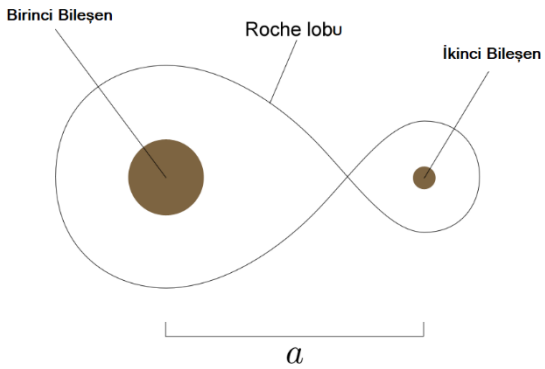
L_1 noktası oldukça önemlidir çünkü bileşenler arası kütle aktarımı bu noktadan Roche lobunun taşması olarak gerçekleşir. Kütlece büyük olan bileşenin hızla evrimleşerek L_1 noktasından diğer bileşene aktardığı madde Coriolis kuvvetiyle kütle kaybeden bileşenin yörünge hareketi yönünde yoğun bir akıntı oluşturur. Daha sonra bu gaz diğer bileşen etrafında çevrelenerek ilk akıntıyla karşılıklı olarak etkileşir. Maddenin çoğu "yığılma diski" oluşturur ve ikinci bileşen etrafındaki disk maddesi yavaşça yüzeye çarpar. Maddenin bir kısmı ise yine ikinci bileşen etrafında sadece küresel bir disk oluşturabilir ya da yörünge düzlemine dik jetler oluşturabilir ve bir noktada disk-akıntı etkileşimi olabilir. Kayda değer miktarda madde sistemden tamamen kurtularak uzaya kaçabilir ve sistemin toplam kütle ve açısal momentumunu düşürebilir. Çift sistem etrafında yığılan madde sistemin gözlemini zorlaştırabilir. Dahası böyle bazı sistemler tam olarak klasik çift yıldız tanımıyla açıklanamayabilir ve sistem etrafındaki maddenin çalışılmasıyla sistem hakkındaki bazı sırlar açığa çıkabilir.

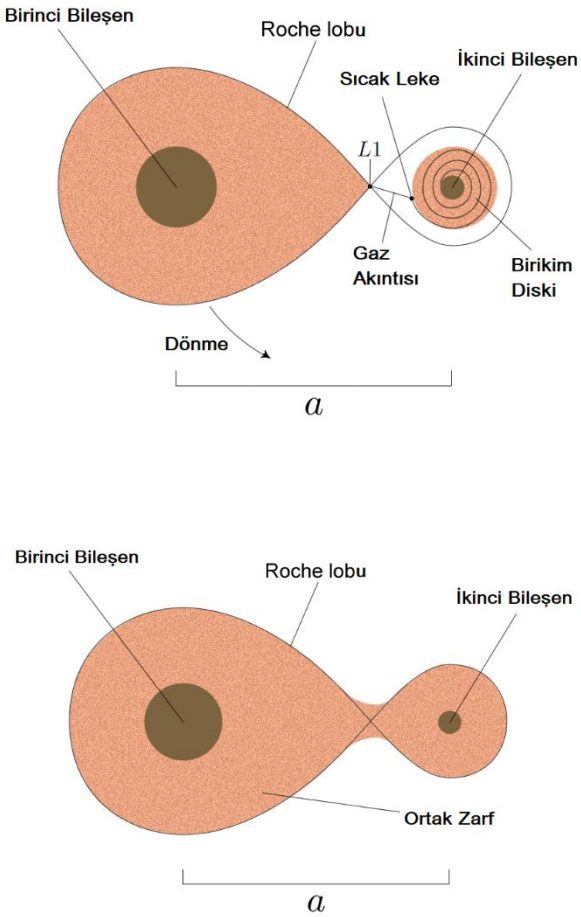
Roche modelinde yapılan kabuller şunlardır;

- Yıldızın yoğunluğu yüzeye doğru azalıp merkezde çok fazla olduğundan bileşen yıldızlar nokta kütle kaynak olarak kabul edilir
- Işınım basıncı, manyetik etkiler, viskozite dikkate alınmaz
- Bileşen yıldızların dönme ve kütle merkezi etrafında dolanma süreleri eşittir (eş dönme).
- Bileşen yıldızların dönme eksenleri ile yörünge düzlemleri birbirine diktir.

- Çekim gecikmesi yoktur.
- Sistemin yörüngesi daireseldir.
- Bileşen yıldızları oluşturan maddenin dönme ve dolanma dışında başka bir hareketi yoktur.

Limber (1963) tarafından genişletilmiş Roche modelinde senkronize olmayan dönme hesaba katılmıştır. Avni (1976) eksantrik yörüngeler için çözüm gerçekleştirmiştir. Bu iki etkinin birleştirilerek oluşturulduğu Roche modeli ise Wilson (1979) tarafından gerçekleştirilmiştir. Çift yıldızları sınıflandırmanın ikinci yolu sistemdeki yıldızların bireysel Roche loblarını nasıl doldurduklarına bakmaktır. Bu sınıflandırma morfolojik sınıflandırma olarak da bilinir ve Kopal (1959) tarafından gerçekleştirilmiştir. Eğer sistemdeki bileşenlerin ikisi de Roche loblarını doldurmadıysa sistem ayrık çift olarak adlandırılır. Bileşenler Roche loblarına göre küçüklerse şekilleri nerdeyse küreseldir. Karşılıklı etkileşme hemen hemen yoktur. Bu nedenle yüzey boyunca yüzey çekim ivmesi ve etkin sıcaklık değişmez. Dinamik olarak dengededirler. Işık eğrileri düzenlidir. Tayfsal analizlerinde standart model atmosfer uygulaması güvenilir sonuç verir. Ayrık çiftler evrimleşmemiş anakol bileşenlerine sahiptirler ve Kütle - Işınım gücü ve Kütle - Yarıçap ilişkilerinin araştırılmasında kullanılırlar. Aynı zamanda tek yıldızların yapısı ve evrim teorilerinin test edilebildiği çift sistemlerdir.





Şekil 2.15 Bileşenlerin birbiriyle etkileşimine göre sınıflandırma (Schmidt, 2019. Web Sitesi: https://www.astrofranzi.com/msc-project/, Erişim Tarihi: 17.12.2019)

Eğer bileşenlerden biri Roche lobunu doldurmuş ve diğeri doldurmamış ise sistem yar-ayrık çift olarak adlandırılır. Bu aşamada Roche lobunu doldurmuş bileşen L_1 noktasından diğer bileşene madde aktarmaya başlamış olabilir. Aktarılan madde diğer bileşen etrafında birikim diski oluşturur. Bu madde aktarım yapan yıldız üzerinde ya da birikim diskinden diğer bileşene madde çarptığı noktada sıcak leke oluşturabilir. Beta Lyare türü sistemler genelde bu türdendir. Roche lobunu dolduran bileşen dinamik olarak dengede değildir. Algoller, kataklizmik değişenler ve bazı X-ışın çiftleri bu türe örnektir. Algol'ün (Beta Persei) kendisi de yarı-ayrık bir sistemdir.

Roche loblarına göre sınıflandırılan çift yıldızlardan bir diğer tür ise her iki bileşenin de Roche lobunu doldurduğu sistemlerdir. Bileşenler önemli ölçüde küresellikten sapmıştır. Eğer yıldız maddesi Roche lobundan taşarak her iki bileşenin de etrafını sarmış ise sistem aşırı-değen olarak adlandırılır ve ortak bir zarfa sahiptir. Bu durum bileşenlerin ısısal

dengeye ulaşmasını artırır. Madde aktarımıyla evrimlerini etkilediklerinden tek yıldızlara göre daha hızlı evrimleşirler. Değen çift sistemler iki gruba ayrılırlar; W UMa'lar (düşük sıcaklıklı değen çiftler (LTCBs) ve radyatif katmanla çevrili yüksek sıcaklıklı değen çiftler (HTCBs).

Bu sınıflandırma daha sonra Wilson ve Twigg (1980) tarafından genişletilmiştir. Dahil edilen bir sistem "double-contact" olarak adlandırılmıştır. Bileşenlerin her ikisi de Roche loblarını doldurmalarına rağmen fiziksel bir değme noktası yoktur ve bileşenlerden biri daha hızlı dönmektedir. Bu durum bileşenler arası kütle aktarımıyla madde alan yıldızın dolanma momentumunu açısal dönme momentumuna çevirmesinin bir sonucudur. Hızlı kütle aktarımının sonlarına yakın ya da sonunda madde kaybeden yıldız Roche hacmi içinde ve senkronize dönmekteyken kütle alan yıldız taşıyabileceği tüm açısal momentumu sağlar ve daha fazla madde kabul edemez. Beta Lyrae'nın kendisi de dahil bazı Algol türü sistemler bu türe örnektir. Bu sistemler kısa süreli yaşarlar ve çok azı bilinmektedir.

Yarı-ayrık ve değen sistemlerin önceden madde aktarımı nedeniyle etkileşen çiftlerin tamamını oluşturduğu düşünülüyordu. Fakat kritik Roche şişimini doldurma olayının çift sistem üyesi yıldızlar ile tek yıldızların evrim farklılıklarını açıklamak için tek yol olmadığı zamanla anlaşılmıştır. Yıldız rüzgarları, karşılıklı çekim kuvvetleri, ışımasal ışıtma ve diğer az bilinen etkiler etkileşen çiftlerin bileşen yıldızlarının özellikle evrimleşmiş olanlarının evrim tarihçesini önemli ölçüde farklı kılmaktadır. Yakın (etkileşen) çift sistemlerde bileşenler arası kütle aktarımı ya da uzaya kütle kaybı sistemin yörünge parametrelerini de değiştirdiğinden önem arz etmektedir.
Deb ve Singh (2011) çift yıldızları değme derecesine (*f*) göre ayrık, yarı-ayrık ve değen çiftler olarak sınıflandırmışlardır. Değme derecesi bileşen yıldızların iç potansiyel yüzeylerini doldurma ölçüsüdür. Ω sistemin ortak zarfının yüzey potansiyeli, $\Omega_{iç}$ iç Roche kritik yüzey potansiyeli, $\Omega_{dış}$ dış Roche kritik yüzey potansiyeli olmak üzere değme derecesi şu şekilde ifade edilir:

$$f = \frac{\Omega_{iç} - \Omega}{\Omega_{iç} - \Omega_{dış}} \tag{2.15}$$

Sistemin değme derecesi $0 \leq f \leq 1$ aralığındadır. Maksimum değerde bileşenler dış kritik zarflarını doldurmuşlardır, minimumda ise bileşenler yeni değme durumundadır.

2.8 Işık Eğrisi Analizi ve Çözüm Yöntemleri

Çift yıldızların ışık eğrilerinin analizi birçok farklı etkiyi barındırdığından karmaşık bir işlemdir. Düşük eğim açısı nedeniyle sistem parçalı tutulma gösteriyor olabilir, bileşenler küresellikten sapmış olabileceklerinden yüzey parlaklık dağılımları tek düze olmayabilir, bileşenlerin birbirlerine yakınlığı nedeniyle yansıma etkisi gösteriyor olabilirler ve bunun gibi etkenler ışık eğrisine de yansıyabilir. Işık eğrisine etkiyen parametreleri sayacak olursak; kenar kararması, basıklaşma ve çekim etkisiyle armutlaşma, çekim kararması, yansıma etkisi ve yıldız lekeleridir. Salt ışık eğrisinden elde edilen parametreler sisteme ilişkin geometrik ve bileşenlere ilişkin kesirsel (göreli) parametrelerdir. Sistemi oluşturan bileşen yıldızların mutlak parametrelerine ise bu yıldızların dikine hızlarının elde edilmesiyle ulaşılır. Ayrıca tayfsal veri sayesinde bileşenlerin tayf türleri dolayısıyla sıcaklıkları hakkında doğrudan ve daha kesin olarak elde edilebilmektedir.

Işık eğrileri için kullanılan birçok yöntemde (Wilson & Devinney 1971, Prsa & Zwitter 2005) ışık yeğinliğinin analitik bir ifadesi kullanırlar. Bu ifade I ($r_{1,2}$, i, e, q, $T_{1,2}$…) şeklindedir ve $r_{1,2} = R_{1,2}/a$ bileşen yıldızların göreli (kesirsel) yarıçaplarını, i yörünge eğimini, e yörünge basıklığını, $q = M_2/M_1$ kütle oranını ve $T_{1,2}$ bileşenlerin sıcaklığını ifade eder. Burada a yörünge yarı-büyük eksen uzunluğudur ve ancak tayfsal gözlemlerden elde edilebilir. Işık eğrisi çözümünden yukarıdaki parametreler elde edilir ancak elde edilen bileşen yıldızların yarıçapları mutlak değil görelidir. Sistemin çift çizgili tayfsal çift olması durumunda radyal hız eğrileri elde edilir ve ışık eğrisi ile birlikte eş zamanlı çözümü gerçekleştirilirse yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğu ve bileşenlerin ayrı ayrı kütleleri hesaplanabilir. Buradan elde edilecek yarı-büyük eksen uzunluğu a, ışık eğrisinden elde edilen göreli yarıçaplardan mutlak yarıçapların elde edilmesine de olanak sağlar. Yarıçapları ve sıcaklıkları bilinen bileşen yıldızların toplam akıları da hesaplanarak sistemin elde edilebilir. Bu uzaklık hesaplama yönteminin hatası çok düşüktür. Yakın galaksilerde keşfedilen örten çiftler galaksilerin uzaklıklarının

hesaplanmasında çok kesin sonuçlar vermektedir (Kaluzny vd. 1998).

Işık eğrisinden eğer sistem üçüncü bir bileşene sahip ise bu bileşenin ışık eğrisine katkısı olan I_3 de elde edilebilir. Hem ışık hem de tayfsal verinin analizinden elde edilecek sonuçların bizi daha kesin bir sonuca ulaştıracağı unutulmamalıdır.

Işık eğrisi analizleri için kullanılan programlar bazı kabuller yaparak çalışmaktadır. Örneğin yıldızların küresel olduğu, tüm yüzeyinin eş yönlü ve eşit miktarda ışınım yaydığı, sistemin yörüngesinin dairesel olduğu gibi. Yıldızların biçimlerinin modellenmesi için Roche geometrisi kullanılmıştır.

Örten çift sistemlerin ışık eğrilerinin modellenmesi ve çözümünde en çok tercih edilen ve güvenilir bir yöntem olarak Wilson ve Devinney (kısaca WD) (1971) yöntemi kullanılmaktadır. Programı literatürdeki diğer programlardan ayıran en önemli özelliği aynı anda farklı bandlardaki ışık eğrilerini çözebilmesi ve radyal hız eğrisiyle ışık eğrisini eş zamanlı olarak çözebilme yeteneğidir. WD programının en güncel sürümü 2015 yılında yayınlanmış olup bu tez çalışmasında kullanılan PHOEBE programı 2003 sürümünü temel almaktadır.

2.8.1 Phoebe

PHOEBE (Physics Of Eclipsing Binaries) 1.0 sürümü çift sistemlerin ışık eğrilerini ve radyal hız eğrilerini modellemek için kullanılan bir programdır. Program Roche geometrisini baz alan bir Wilson-Devinney (1971, 1979, 2003) algoritmasının arayüzlü halidir. Andrej Prsa (Prsa ve Zwitter 2005b) ve arkadaşları tarafından geliştirilmiştir. PHOEBE programı ışık eğrisi çözümünü yapabilmek için 30'dan fazla fiziksel ve geometrik parametreye sahiptir. Bu parametrelerden bazıları aşağıdaki tabloda verilmiştir.

Çizelge 2.2 Wilson – Devinney programında kullanılan parametreler ve tanımları

Parametre	**Tanım**
HJD_0	Başlangıç zamanı (T_0)
P_0	Sistemin yörünge dönemi (gün)
ε	Yörünge dış merkezliği
$\Delta\phi$	Evre kayması
dP/dt	Yörünge döneminin zamana göre değişimi
ω_0	Enberi doğrultusunun boylamı
$d\omega/dt$	Enberi doğrultusunun zamana göre değişimi
q	Kütle oranı (M_2/M_1)
i	Yörünge eğimi (°)
a	Yarı büyük eksen uzunluğu ($R_\odot$)
V_γ	Kütle merkezinin hızı (km/sn)
T_1 , T_2	Baş ve yoldaş bileşenin etkin sıcaklıkları
Ω_1 , Ω_2	Baş ve yoldaş bileşenin yüzey potansiyelleri
$logg_1/g_0$, $logg_2/g_0$	Baş ve yoldaş bileşenin yüzey çekim ivmeleri
$[M/H]_1$, $[M/H]_2$	Baş ve yoldaş bileşenin metalisiteleri
A_1, A_2	Baş ve yoldaş bileşenin yüzey albedoları
g_1, g_2	Baş ve yoldaş bileşenin çekim kararma sabitleri
F_1, F_2	Baş ve yoldaş bileşenin eş dönme parametreleri
L^i_1 , L^i_2	Baş ve yoldaş bileşenin bandlara göre ışınım güçleri
$x^{ld,i}{}_1$, $x^{ld,i}{}_2$	Baş ve yoldaş bileşenin lineer kenar kararma katsayıları
$y^{ld,i}{}_1$, $y^{ld,i}{}_2$	Baş ve yoldaş bileşenin lineer olmayan kenar kararma katsayıları

Çizelge 2.3 Wilson – Devinney programında kullanılan parametreler ve tanımları (devam)

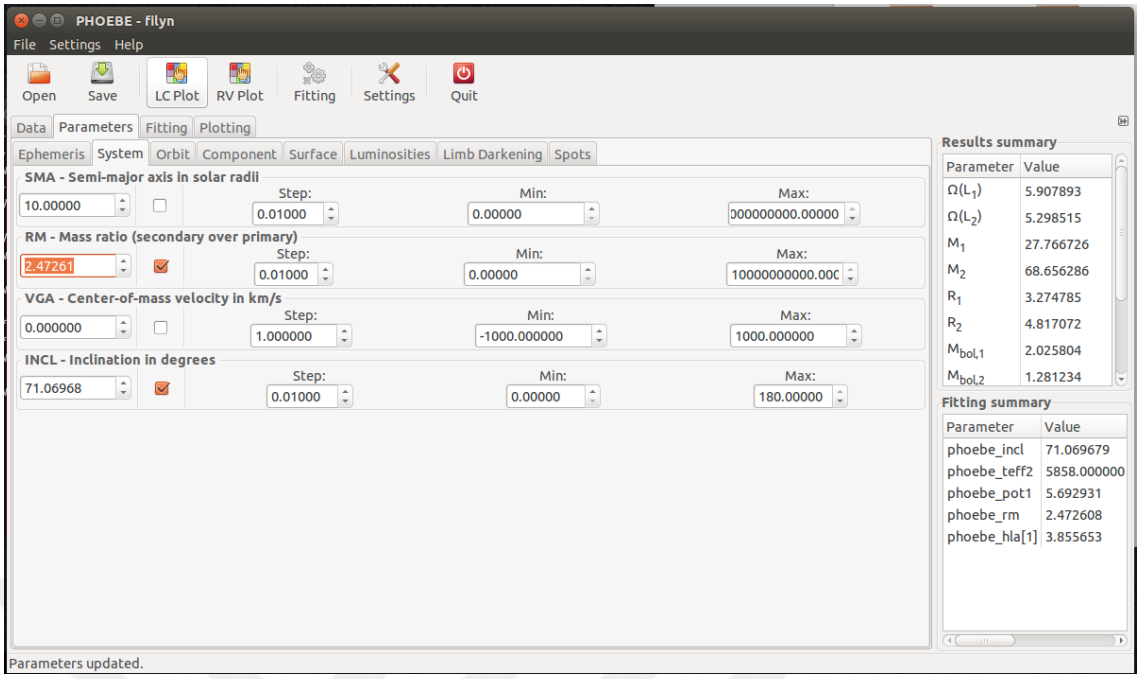
L^i_3	Üçüncü ışık
φ^k_{sp}	n' inci leke boylamı
θ^k_{sp}	n' inci leke enlemi
ρ^k_{sp}	n' inci leke açısal yarıçapı
τ^k_{sp}	n' inci leke sıcaklık faktörü

Program temel olarak iki kısımdan oluşur. Bunlar;

1. LC (Light Curve): Girdi parametrelerine dayanarak teorik ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi üretir. Tayfsal çizgi profili oluşturur. Roche geometrisi çizimini gerçekleştirir.

2. DC (Differantial Correction): En küçük kareler yöntemine göre parametreleri değiştirerek diferansiyel düzeltme yapar ve bu şekilde gözlemsel eğriyi en iyi temsil eden sentetik ışık eğrisi üretir ve çözüm gerçekleştirilir.

Wilson-Devinney kodu sisteme ait kesirsel parametreleri ve sistemin geometrik parametrelerini diferansiyel düzeltme yöntemi ile hesaplar. Bunun için başlangıçta girdi parametrelerine ihtiyaç vardır. Girilen başlangıç parametreleri ile sentetik ışık eğrisi oluşturur ve gözlemsel eğri ile karşılaştırarak farklarını hesaplar. Bu fark en küçük kareler yöntemiyle hesaplanır. Sentetik ve gözlemsel eğriler arasındaki farka bakılarak girdi parametreleri düzeltilebilir. Program bu işlemi iterasyon yöntemiyle yaptığı için girdi parametreleri çok önemlidir. Yanlış girilen girdi parametreleri bizi yanlış çözüm uzayına götürecektir. Programda ilk adım fotometrik veriyi yüklemektir. Verinin alındığı band seçildikten sonra modellemek istediğimiz sistemin morfolojik türünü seçmemiz gerekecektir. Bunun için program bize farklı modlar sunmaktadır. Programda yedi farklı mod seçeneği bulunmaktadır. Eğer elimizdeki sistem hakkında hiçbir bilgiye sahip değilsek ve ışık eğrisi biçiminden de hangi türe ait olduğunu kestiremiyorsak serbest olarak (MOD0) seçebiliriz. Bu çalışmada Algol sistemleri için MOD5, W UMa sistemleri için MOD3 seçeneği kullanıldı. Programdaki modlar gözlemsel verilere sentetik eğri oluştururken bazı kabuller ve kısıtlamalar yapmaktadır.



Şekil 2.16 Wilson-Devinney kodunun arayüzlü hali olan PHOEBE programının bir görüntüsü

Mod 3: Değen çiftlerin ışık eğrisi analizi için kullanılır. W UMa türü sistemler için mod1 ve mod3 kullanılır. Mod3 bileşenleri fiziksel olarak değen fakat ısısal değen olmayan sistemler içindir. Bu mod'daki tek kısıtlama şöyledir: birinci ve ikinci bileşenler eşit potansiyele ($\Omega_1 = \Omega_2$) sahiptir. İkinci bileşenin etkin sıcaklığı bileşenin etkin kutup sıcaklığından hesaplanır. İkinci bileşenin ışınım gücü (L_2) kara cisim yasası ya da yıldız atmosferi modelinden program tarafından hesaplanır. Çekim kararmaları, sıcaklıklar, bolometrik albedolar, kenar kararma katsayılarında kısıtlama yoktur.

Mod 5: Yarı-ayrık sistemler için kullanılır. İkinci bileşen Roche lobunu doldurmuştur. İkinci bileşinin Roche lobu ve ışınım gücü sabit parametrelerdir. Algol sistemleri için uygundur.

Bu adımlardan sonra ışık eğrisini modelleme kısmına geçilir. PHOEBE teorik bir ışık eğrisi üretirken birçok parametreyi kullanabilmektedir. Daha sonra bu teorik ışık eğrisini alır ve gözlemlerden elde edilen ışık eğrisinin üzerine bindirir. Bunu yaparken bazı başlangıç parametrelerine ihtiyacı vardır. Bunlar gözlemlerden elde edilmiş bir T_0 epoch zamanı, ışık eğrisinin değişkenliğini temsil eden sistemin P yörünge dönemi ve T_1 birinci bileşenin sıcaklık bilgisidir. Diğer girdi parametreleri olarak bileşenlere ait albedolar ve çekim kararma sabitlerine ihtiyaç vardır. Radyatif (ışımasal) ve konvektif zarfa sahip

yıldızlar arasındaki sıcaklık sınırı 7200° *K*'dir (Lucy 1967). Yüzey sıcaklığı 7200° *K*'den küçük yıldızlar konvektif katmana sahiptirler. Bolometrik albedo değerleri radyatif yıldızlar için $A = 1.0$, konvektif katmana sahip yıldızlar için ise $A = 0.5$ alınır (Rucinski 1967). Çekim kararma sabitleri için radyatif katmana sahip yıldızlarda $g = 1.0$ (von Zeipel 1924) ve konvektif katmana sahip yıldızlarda $g = 0.32$ (Lucy 1967) alınır. Bu parametreler çözüm esnasında sabit tutulmaktadır. Ayrıca bileşen yıldızların eş dönme yaptıkları kabulü altında $F_1 = F_2 = 1$ seçilmektedir. Sonradan eklenebilir parametreler yörünge eğimi, ikinci bileşenin sıcaklığı ve kütle oranı WD kodu çalıştırıldıktan sonra seçilebilir.

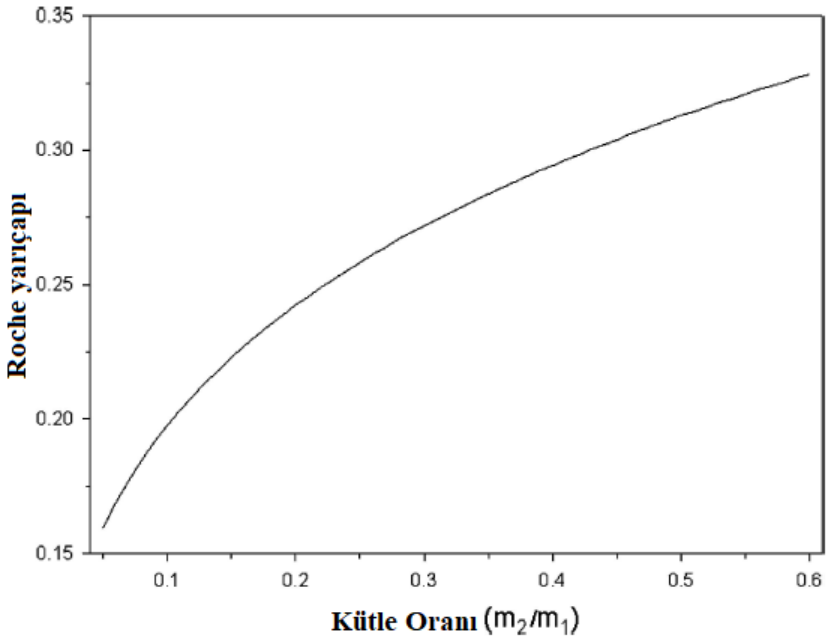
Modelleme işlemi süresince girilen başlangıç parametreleri değişmez. İşlem sırasında diğer parametreler modelleme sürecine katılabilir, bunlardan ilki birinci bileşenin ışınım gücüdür. Daha sonra ikinci bileşenin sıcaklığı ve yüzey potansiyeli, kütle oranı ve yörünge eğimi de çözüme dahil edilir. Bu parametreler uygun bir çözümle elde edilebilir fakat elde edilen yarıçaplar sistemdeki bileşen yıldızların mutlak yarıçap değerleri değil kesirsel yarıçap değerleridir.

2.8.2 q taraması yöntemi

Çift yıldızların ışık eğrileri birçok paraemtreyi barındırdığından ışık eğrisi çözümlerinden önce bileşenler ya da sisteme ait parametreler şayet mevcut ise literatürden toplanmalıdır ki doğru veri seti bizi doğru çözüme ulaştırsın. Bu başlangıç parametrelerinden en önemlisi kütle oranıdır (q) ve sistemin dikine hız eğrisi yok ise buna ulaşmak oldukça zordur. Kütle oranı yıldızları biçimini belirleyen en önemli parametre olmakla birlikte bu değer bilinmeden bileşenlere ilişkin parametrelere ulaşmak mümkün değildir.

Işık eğrisinden yarıçap ve kütle oranına geçiş (fotometrik kütle oranı) ilk defa aşırı değen çift sistemler için Wilson (1978) tarafından verilmiştir. Çok basit bir yöntemle ışık eğrisine baktığımızda eşit kütlelerin büyük genlik, farklı kütlelerin ise küçük genliğe neden olduğunu söyleyebiliriz. W UMa türü yıldızların sıcaklığı neredeyse aynı olduğundan tutulma derinlikleri I. minimumdaki örtülen kesirsel alanlardan bulunur. Bu da bize direkt olarak kesirsel yarıçap oranını (R/a) verir. Kesirsel yarıçap oranının bilinmesiyle ise Roche geometrisi için olası q değeri aralığı kısıtlanmış olur. Tutulma derinlikleri de ışık eğrisi genliği olduğundan genliğe karşılık kütle oranını (q) elde etmiş

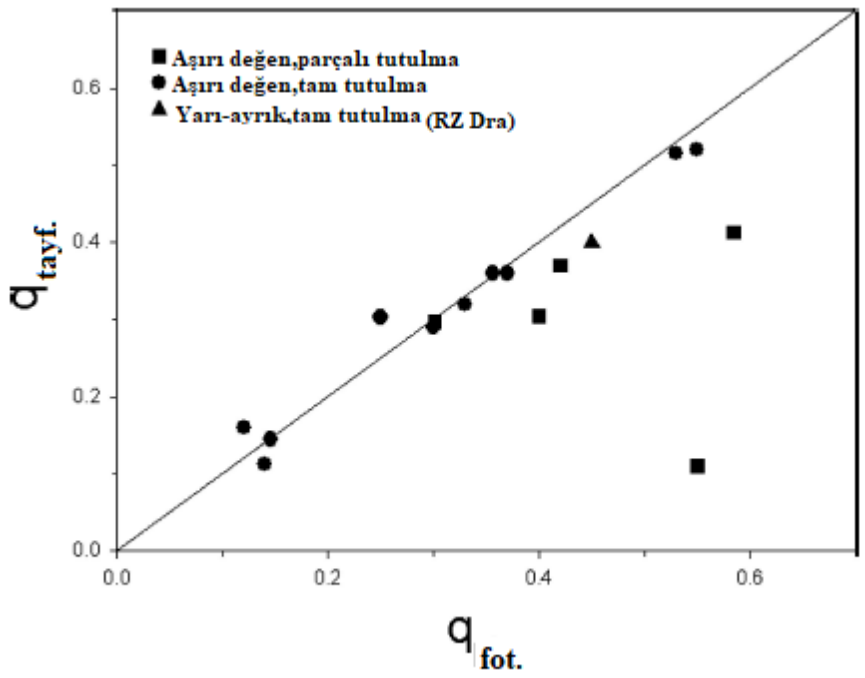
oluruz. Eğer sistemdeki bileşen Roche lobunu doldurduysa yıldız boyutu bize Roche lobu boyutunu verir (Wilson 1994). Bileşenler arası uzaklık (a) bilindiğinde elimizdeki bilgilerden bileşenlerin gerçek yarıçap değerlerine de ulaşılmaktadır. Kısaca fotometrik kütle oranı bize sistemin fiziksel modeli hakkında bilgi verir.



Şekil 2.17 Yarı-ayrık çift sistemlerde Roche lobunu dolduran bileşen için göreli Roche yarıçapı ve kütle oranı grafiği (Terrell ve Wilson 2004'ten değiştirilerek alınmıştır)

Parçalı tutulma gösteren sistemlerde tutulma derinliklerindeki değişim yörünge eğimindeki değişim ile dengelenebilir. Eğer bir sistemde yarıçapların boyutundan tam tutulma yerine parçalı tutulma görülüyorsa bu sistemin yörünge eğiminin biraz daha büyük olması durumunda tam tutulma görülebilmektedir. Bununla birlikte tam tutulmadaki derinlikler tutulma süresi le birlikte olası r ve i aralıklarını büyük oarnda sınırlar (Wyithe ve Wilson 2001). Sonuç olarak fotometrik kütle oranı tam tutulma gösteren değen/aşırı değen sistemlerde doğru bir şekilde belirlenebilmesi beklenir. Ayrıca yarı-ayrık sistemlerde de boyut sınırlandırması vardır. Tam tutulmalardan kesin bir yarıçap değeri elde edildiğinden tam tutulma gösteren yarı-ayrık sistemlerde de kesin kütle oranı değerlerine ulaşılması beklenir. Roche lobunu dolduran bileşenin göreli yarıçapı bilinirse sistemin kütle oranı bulunabilir.

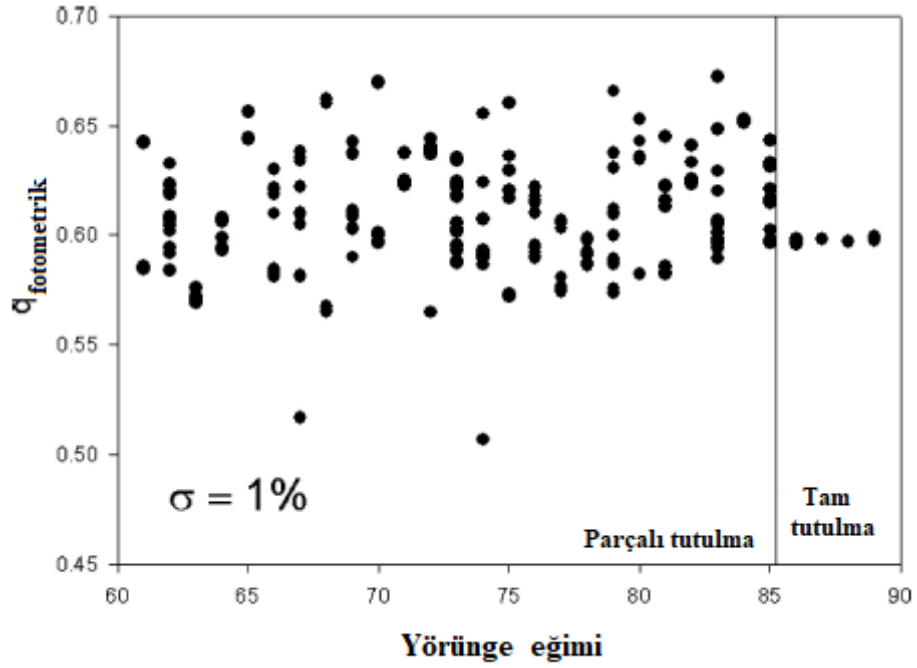
Fotometrik kütle oranı için doğruluğun tutulmaların doğasına bağlı olduğuna ilişkin gözlemsel kanıtlar vardır (Pyc vd. 2004).



Şekil 2.18 Aşırı değen sistemler için fotometrik ve tayfsal kütle oranı karşılaştırması. Düz çizgi fotometrik ve tayfsal kütle oranı değerlerinin eşit olduğu yeri temsil etmektedir. (Terrell ve Wilson 2004)

Şekil 2.18'de tam tutulmalar için iki yöntemle de elde edilen kütle oranı değerlerinin iyi bir uyum gösterdiği gösterilmektedir. Fakat parçalı tutulma gösteren sistemlerde bu değerler arasındaki uyumun daha kötü olduğu görülmektedir. Yarı-ayrık bir sistem ve tam tutulma gösteren RZ Dra içinse bu değerlerin iyi bir uyum içinde olduğu görülmektedir. Şekil 2.18 grafiğinde parçalı tutulma gösteren sistemler için uyumun bozulmasındaki neden olarak yarıçap bilgisinin eksikliğinden kaynaklandığı düşünülmüştür (Terrell ve Wilson 2004).

Terrell ve Wilson (2004) çalışmasında fotometrik kütle oranı değerinin kesinliğini etkileyen parametrelerin etkisini incelemişlerdir. Sonuç olarak tutulmanın türü ve bileşenlerdeki elipsoidal değişimin kütle oranı değerini etkilediğini göstermişlerdir.



Şekil 2.19 Aşırı değen bir çift sistem için simüle edilmiş verilerin çözümünden elde edilen yörünge eğimine karşılık yörünge eğimi grafiği. Sistemin gerçek fotometrik kütle oranı değeri q = 0.6'dır. σ = 1, verideki saçılmayı ifade etmektedir. (Terrell ve Wilson 2004)

Şekil 2.19'da aşırı değen bir çift sistem için tam tutulma durumundan parçalı tutulma durumuna geçişte fotometrik kütle oranının kesinliğindeki düşüş açıkça görülmektedir. Tam tutulmanın görüldüğü kısımda ise fotometrik kütle oranının bazı yerlerde yine saçıldığı görülmektedir. Bunun nedeni ışık eğrisi çözümünün parçalı tutulma durumunu bulmasıdır. Terrel ve Wilson (2004) aynı işlem yarı-ayrık bir sistem içinde yapılmış ve aynı sonuçlar bulunmuştur.

3. MATERYAL VE YÖNTEM

3.1 Materyal

Bu tez çalışmasında ışık eğrisi analizi için seçilen altı örten çift sisteme ait katalog bilgileri çizelge 3.1'de verildi. Aday yıldızdan W UMa türü olan adayların gözlemleri Ankara Üniversitesi Kreiken Gözlemevi'nde bulunan Maksutov-Cassegrain türü 35 cm ayna çaplı T35 Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu Teleskobu (Şekil 3.1) ve ona bağlı Apogee ALTA U47 + CCD kamerası ve Bessel BVR filtreleri ile gözlendiler. Algol türü sistemler ise TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan Ritchey-Chretien türü 60 cm ayna çaplı robotik T60 Teleskobu ve ona bağlı FLI Proline 3041-UV CCD kamerası ve Bessell BVR filtreleri kullanılarak gerçekleştirildi. T35 Teleskobunun odak oranı f/10, odak uzaklığı 3556 mm ve görüntü ölçeği ise 58"/mm'dir. T35 Teleskobuna bağlı CCD kameranın boyutu 1024x1024 ve her bir pikselin boyutu 13x13 mikron ve görüş alanı 11′x11′'dir. T60 Teleskobu ise *f*/10 odak oranı, 6000 mm odak uzaklığı ve 34"/mm görüntü ölçeğine sahiptir. T60 Teleskobuna bağlı CCD kamerasının boyutu 2048x2048 ve her bir pikselin boyutu 15x15 mikrondur. Görüntü alanı 17′.6x17′.6 ve görüş değeri fotometrik bir gece için yaklaşık 2"dir



Şekil 3.1 Solda Ankara Üniversitesi Kreiken Gözlemevi'nde bulunan T35 Yrd. Doç. Dr. Zekeriya Müyesseroğlu Teleskobu, sağda TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde bulunan robotik T60 Teleskobu

Çizelge 3.1 Sistemlere ilişkin SIMBAD ve APASS-DR9 veritabanından alınan katalog bilgileri

Sistem	α_{2000}	δ_{2000}	B	V	R	J	H	K
FI Lyn	08° 17′ 27"	+51° 51 ′ 47"	10.29	9.67	-	8.391	8.156	8.035
BD+42 765	03° 26 ′ 39"	42° 43 ′ 25"	10.49	9.87	-	8.631	8.448	8.293
V531 And	01° 30 ′ 16"	+33° 39 ′ 18"	11.77	11.399	11.211	10.264	9.972	9.915
V1370 Tau	05° 32 ′ 49"	+19° 02 ′ 04"	11.87	11.09		9.648	9.332	9.228
V357 Cas	23° 29 ′ 50 65"	+54° 57 ′ 60"	13.52	12.94		12.127	11.92	11.835
V509 Cyg	20° 37 ′ 39"	+47° 13 ′ 07"	13.08	12.37		11.933	11.710	11.674
CT Sct	18° 54 ′ 21"	-06° 00 ′ 17"	11.06	10.71		10.054	10.031	9.999

Aşağıdaki çizelge 3.2'de ise yapılan gözlemlere ait bilgiler listelendi.

Çizelge 3.2 İlgili yıldızlara ait gözlem tarihleri, bandlara göre veri sayıları ve hata değerleri

Sistem	Gözlem tarihi	Veri Sayısı			Hata		
		B	V	R	σ(B)	σ(V)	σ(R)
FI Lyn	08.03.2015	230	234	231	0.003	0.002	0.002
V 531 And	03.09.2015	129	129	129	0.002	0.001	0.001
	02.11.2015	234	234	234	0.002	0.001	0.001
V1370 Tau	23.11.2015	162	166	166	0.004	0.002	0.002
CT Sct	2014 - 2015	902	902	898	0.003	0.004	0.004
V509 Cyg	2014 - 2015	552	1048	850	0.008	0.012	0.011
V357 Cas	2014 - 2015	1233	668	1122	0.010	0.012	0.010

3.2 Yöntem

Bu tez çalışmasında gözlemsel verilerin indirgenmesinde IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) programı kullanıldı. Veriler üzerinde önce görüntü başlıklarının düzenlenmesi ve eksik olan bilgilerin başlıklara yazılması yapıldı. Bu aşamada görüntü türü, filtre, okuma gürültüsü (readnoise), kazanç (gain), tarih, zaman ve yıldızın koordinatı (*RA, DEC*) gibi bilgiler ilgili başlıklara eklendi. Ardından, yıldız zamanı (*ST*), epoch, gözlemevi bilgileri ve hava kütlesi değerleri hesaplattırılarak ilgili başlıklara atandı. Son olarak gözlem zamanları Jülyen günü (*JD, HJD, LJD*) cinsinden hesaplandı, poz sürelerinin orta (UTMIDDLE) zamanına göre ilgili başlıklara bilgileri girildi. Tüm bu işlemler indirgeme sırasında bize gerekli olacak ve indirgeme sonuçlarına etki edecek bilgiler olup gözlemciden kaynaklanan hataların giderilmesi, indirgeme aşamasında doğru hava kütlesinin elde edilmesi, gözlem zamanlarının Güneş merkezine

indirgenmesi, yıldıza ait koordinatların doğru olması, CCD'ye ait okuma gürültüsü, kazanç değerleri ve zaman bilgilerinin doğru olması amacıyla yapıldı. Ham veriler işlenmeye geçilmeden önce aletsel etkilerden arındırmak amacıyla görüntülere Bias, Dark ve Flat düzeltilmesi yapıldı. Teleskop takibinden kaynaklanan hatanın giderilmesi için görüntüler referans yıldızlar seçilerek hizalandı ve işlenmeye hazır hale getirildi.

Fotometri bir cisimden alınan akı miktarının ölçümü iken ışık eğrisi o cismin akısının zaman içinde nasıl değiştiğinin bir ifadesidir. Pogson formülüne göre:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log (I_1 / I_2) \quad (3.1)$$

iki yıldızın parlaklık farkları akıları oranıyla orantılı olarak hesaplanabilir (Berry ve Burnell, 2005). Formülden de anlaşılacağı üzere fotometride bir yıldızın akısını ölçmek istiyorsak bir mukayese yıldızına ihtiyacımız vardır.

Temel olarak iki tür fotometri vardır; diferansiyel (fark) fotometri ve mutlak fotometri. Her ikisinde de hedef yıldızın akısı referans yıldızlara göre mukayese edilir. Böylece dış etkenlerden, hava durumu ve gözlem koşulları, hem hedef yıldız hem de referans yıldızlar aynı miktarda etkileneceklerinden hedef yıldızın parlaklığındaki değişim o yıldıza atfedilebilir. Burada önemli nokta referans yıldızların uzun zaman ölçeklerinde gözlemi yapılmış ve parlaklığının değişmediği anlaşılmış yıldızlardan seçilmiş olmasıdır. Diferansiyel fotometri yıldızların parlaklıklarındaki değişimi ölçmek için en pratik ve hata oranı az olan bir yöntemdir. Bu yöntem Young vd. (1991) tarafından önerilmiş ve gözlemsel astronomide sıklıkla tercih edilen bir yöntemdir. Diferansiyel fotometride amaç ilgili yıldızın (değişen) yakınlarında seçilen sabit (mukayese) bir yıldıza göre parlaklığındaki değişimin ölçülmesidir. Ayrıca üçüncü bir yıldız (denek) daha seçilerek gözlemin hassasiyeti ve mukayese yıldızı kontrol edilir. Mukayese ve denet yıldızları değişen yıldıza yakın bölgede, aynı CCD görüntüsünün içinde kalacak şekilde seçilir. Böylece yıldızlardan gelen akılar aynı hava kütlesinden geçeceği için atmosferdeki türbülans etkisi yok sayılabilir. Ayrıca bu yıldızların parlaklıkları ve renkleri de birbirine oldukça yakın, neredeyse aynı seçilir. Böylece standart sistem ve aletsel sistem arasındaki fark gözlem yapılan dalgaboyunda elimine edilmiş olur ve görüntülerde yıldızlar için aynı poz süresi kullanılabilir. Bu tez çalışmasında aday yıldızların ışık eğrileri diferansiyel fotometri yardımıyla elde edildi. Bunun için bu çalışmada AstroImageJ (Collins vd. 2017) isimli programı tercih edildi. AstroImageJ programının avantajlarından biri grup

(ensemble) fotometri seçeneği olmasıdır. Grup fotometrisinde bir mukayese yerine birçok mukayese yıldızı seçilir. Mukayese yıldızlarının sayıca fazla olması değişen yıldızın parlaklığının istatistiksel olarak hata değerini düşürür. Üstelik bu mukayese yıldızları her görüntüde olmak zorunda değillerdir ve aday yıldızla benzer tayf türüne sahip olma zorunluluğu da bulunmamaktadır. Bu yöntem homojen olmayan grup fotometrisi olarak adlandırılmış ve detayları Honeycutt (1992) tarafından verilmiştir. Açıklık fotometrisi seçilen yıldızların etrafında iç içe geçmiş 3 dairesel alan koyularak gerçekleştirilir. En içteki halka ilgili yıldızın akısını ölçer. Program ilk ve ikinci daire arasında kalan boşluğu dikkate almaz. Böylece ilk açıklıktan gelebilecek yıldız akısından kaçınılmış olur. İkinci ve üçüncü halka arasında kalan bölgeden gökyüzü arka alan parlaklık akısı ölçülür.

Diferansiyel ışık eğrilerini oluşturmak için hedef yıldızın parlaklık değeri referans yıldızın parlaklık değerinden çıkarıldı. Daha sonra Pogson formülü yardımıyla yıldızın diferansiyel parlaklık değerleri 1'e normalize edilerek akı değerleri elde edildi. Böylelikle çift sistemlerin ışık eğrileri elde edilmiş oldu. Elde edilen bu ışık eğrileri Heliosentrik Jülyen gününe karşılık gelen normalize akı değerleri olduğundan evrelendirilmesi gereklidir. Bu amaçla ışık elemanlarına ihtiyaç vardır. Bunlar başlangıç olarak seçilen herhangi bir minimum zamanı gösteren T_0 ve çiftin yörünge dönemi P'dir. Çift sistemler doğaları gereği kütle aktarımı, açısal momentum kaybı gibi nedenlerle dönem değişimi gösterirler. Yanlış hesaplanmış bir dönem ışık eğrisinin saçılmasına neden olmaktadır. Bu nedenle literatürden sistemlere ait son 5 yıldaki minimum zamanlarıyla birlikte bu çalışma kapsamında Kwee van Woerden (1956) yöntemiyle elde edilen minimum zamanları birleştirilerek sistemin en güncel ışık elemanları hesaplandı. Bulunan yeni ışık elemanları aşağıdaki formül yardımıyla ışık eğrisinin evrelendirilmesinde kullanıldı:

$$\text{Evre} = (T - T_0) / P - \text{tamkısım}((T - T_0) / P) \tag{3.2}$$

Evrelendirilmiş ışık eğrileri Wilson – Devinney kodunu temel alan PHOEBE arayüzlü programı kullanılarak analiz edildi. Analizleri gerçekleştirmek için ilk olarak sistemlerin bazı başlangıç parametrelerinin programa girilmesine ihtiyaç vardır. Bu parametreler baş bileşene ait sıcaklık ve sistemin kütle oranıdır. Bu tez çalışmasında seçilen sistemlerin daha önce tayfsal çalışmaları bulunmamaktadır. Dolayısıyla baş bileşenlere ait sıcaklık bilgisine ancak renk ölçekleri yardımıyla ulaşıldı. Bunun için sistemlere ait J-K renk ölçekleri kullanıldı. Çünkü uzun dalgaboyları yıldızlararası sönümlemeden daha az

etkilenmektedir. J-K renk ölçeklerine karşılık gelen sıcaklık bilgisine Houdashelt (2000) kalibrasyon tablolarından yararlanılarak ulaşıldı ve elde edilen sıcaklık bilgisi B-V renk ölçeğine karşılık gelen sıcaklık bilgisinden daha güvenilir bir sonuç verdi. Aday yıldızlarımızın literatürde tayfsal çalışmaları bulunmadığı için, yani sistemlere ait bir dikine hız grafiği olmadığı için sistemlere ait kütle oranı q (kütle oranı) taraması yöntemiyle belirlendi. Bu yöntem, belirli i ve q aralıkları için çözüm uzayında sisteme ait geometrik ve kesirsel parametreleri bulmaya çalışır. Işık eğrisi çözümlerinde WD kodunun mod seçeneklerinden Algol sistemleri için mod5, W UMa sistemleri için ise mod3 seçilerek taramalar gerçekleştirildi. Çalışmada W UMa sistemlerinde yörünge eğimi (i) 60° – 90° aralığı, Algol sistemlerinde ise 70°/80° – 90° aralığı seçildi. Kütle oranı (q) ise W UMa sistemleri için 0.1 – 5.0 aralığında, Algol sistemleri için ise 0.1 – 3.0 aralığında seçilmiştir. Tarama işleminde ilk olarak i değeri 1 ve q değeri 0.2 artımlarla bir tarama yapıldı ve gözlemsel ışık eğrisi ile teorik ışık eğrisi arasındaki fark karelerin en küçük olduğu bölgeler belirlendi. Ardından bu bölge aralığı içinde 0.05 artımlarla daha hassas bir tarama yapıldı ve fark karenin en küçük olduğu noktaya karşılık gelen i ve q değeri ilgili sisteme ait en olası kütle oranı ve yörünge eğimi olarak varsayıldı. Bu iki parametre ve baş bileşenin sıcaklık değeri ile birlikte ışık eğrileri modellenerek T_2, L_2, $\Omega_{1,2}$, $r_{1,2}$ parametreleri hesaplandı. Elde edilen sonuçlar yardımıyla mutlak parametrelerin hesaplanma adımına geçildi. Hesaplamada Algol'ler ve W UMa'lar için iki farklı yöntem kullanıldı. W UMa'larda baş bileşenin kütlesi ve yarıçapı Gazeas (2009) tarafından yapılan çalışmada elde edilen korelasyonlardan hesaplandı ($M_\odot$ ve $R_\odot$ cinsinden hesaplanmıştır).

$$\text{Log } M_1 = 0.725 \,.\, \log(P) - 0.076 \,.\log(q) + 0.365 \tag{3.3}$$

$$\text{Log } R_1 = 0.930 \,.\, \log(P) - 0.141 \,.\, \log(q) + 0.434 \tag{3.4}$$

Algoller için ise Budding ve Zeilik (1987) tarafından baş bileşenin kütlesini hesaplamada önerilen formülden yararlanıldı.

$$\text{Log } M_1 = 0.22^* [\, \log(1 + q) + 2^*\log P + 3^*\log r_1 + 6^*\log T_1 - 20.99 \,] \tag{3.5}$$

Kütle oranından

$M_2 = q / M_1$ (3.6)

yoldaş bileşenlerin kütleleri $M_\odot$ cinsinden bulundu. Yörünge yarı-büyük eksen uzunlukları için Kepler'in 3. Yasasından,

$$M_1 + M_2 = \frac{a^3}{P^2} \quad (3.7)$$

P gün biriminde seçilerek a değeri $R_\odot$ cinsinden hesaplandı.

Bileşen yıldızların ortalama kesirsel yarıçapları (3.8) formülü ile hesaplandı.

$$r_{ort} = (r_{kutup}.r_{kenar}.r_{arka})^{1/3} \quad (3.8)$$

Algoller için bileşenlerin gerçek yarıçap değerleri için

$$R_1 = a \,.\, r_1 \quad , \quad R_2 = a \,.\, r_2 \quad (3.9)$$

formüllerinden yararlanıldı.

Işınım güçleri için

$$L_{1,2} = 4\,\pi\, {R_{1,2}}^2\, \sigma\, {T_{1,2}}^4 \quad (3.10)$$

formülü kullanılarak $L_\odot$ cinsinden bileşenlerin ayrı ayrı ışınım güçleri hesaplandı. Bu bilgiler ışığında sistemlerdeki bileşenlerin sıcaklık ve ışınım güçleri Girardi vd. (2000) tarafından oluşturulmuş evrim yolları kullanılarak HR diyagramında yerleştirildi ve evrim durumları irdelendi.

W UMa türü sistemlerin dinamiksel evrimlerini anlamak için ise yörünge açısal momentumları hesaplandı. Bu hesaplama Eker vd. (2006) tarafından verilen formül yardımıyla gerçekleştirildi.

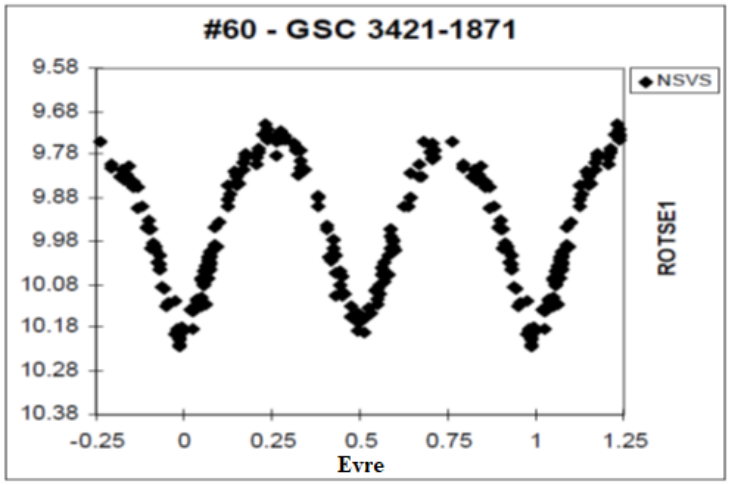
$$J_0 = \frac{q}{(1+q)^2} \sqrt[3]{\frac{G^2\, M^5\, P}{2\pi}} \quad (3.11)$$

Hesaplanan açısal momentumlar Eker vd. (2006) tarafından verilen Log M – Log J_0 grafiğinde yerleştirilerek sistemlerin ayrık ve etkileşen çiftler arasında hangi bölgeye düştüğü kontrol edildi.

4. ARAŞTIRMA BULGULARI

4.1 FI Lyn

FI Lyn (BD+52 1296, TYC 3421-1871-1, α: 08° 17 27".33, δ: +51° 51 46".94) çift yıldızı Vaşak takım yıldızında bulunmaktadır ve V bandı parlaklığı 9.67 kadirdir. ROTSE-1 projesi kapsamında keşfedilen sistemin Wozniak vd. (2004) tarafından NSVS'de verileri yayınlanmış ve ilk kez Otero (2008) tarafından analiz edilerek örten çift yıldız olduğu kaydedilmiştir. Değişen yıldız ismi ise Kazarovets vd. (2011) tarafından verilmiştir.



Şekil 4.1 FI Lyn çift sisteminin ışık eğrisi (Wozniak vd. 2004)

Sistemin NSVS'de (Wozniak vd. 2004) yayınlanan ışık eğrisindeki bazı özellikler şu şekilde verilmiştir:

Maximum parlaklık	$9^m.73$
Minimum I	$10^m.22$
Minimum II	$10^m.18$
J - K	$0^m.36$

Sisteme ait tek tayf çalışması Kharchenko (2001) tarafından yapılmış ve tayf türü *F8* olarak verilmiştir. Ayrıca bu çalışmada sistemin parlaklıkları B = $10^m.312$, V = $9^m.701$, J

= 8^m.390, H = 8^m.159, K = 8^m.034 olarak ölçülmüştür. Kreiner (2004) yayınladığı çalışmada sisteme ait ışık elemanlarını şu şekilde belirtmiştir:

$$HJD = 2452500.025 + E \times 0^g.3732607 \quad (4.1)$$

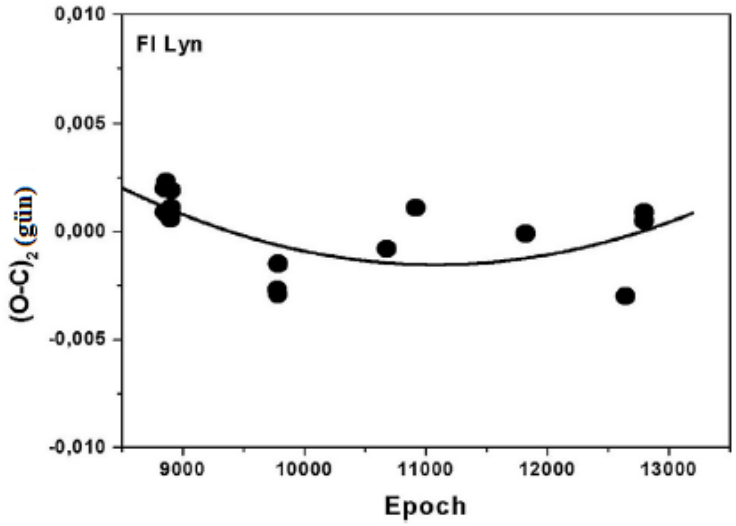
Otero, 2008 yılında yaptığı bir çalışmada 1999 ve 2000 yılları arasında aldığı ışık eğrilerinde O'Connell etkisinin göze çarptığını ifade etmiştir. Literatürden buldukları ve kendilerinin de Kwee ve van Woerden (1956) yöntemiyle hesapladıkları minimumları kullanarak ışık elemanlarını $P = 0^g.373260$, Epoch (HJD) = 2451578.812 olarak hesaplamışlardır. Sistemin literatürde tek bir ışık eğrisi çalışması vardır. Barani vd. (2015) literatürden topladıkları ve kendi buldukları minimum zamanlarını GCVS'den (Samus vd., 2012) aldıkları ışık elemanlarını kullanarak dönem değişimini incelemiş ve açıkça bir değişim gördüklerini belirtmişlerdir. Oluşturdukları $O - C$ grafiğine lineer fit yaparak yeni ışık elemanlarını

$$\text{Min I} = HJD2451578.8133(15) + 0^g.3732611(2) \times E \quad (4.2)$$

olarak bulmuşlardır. Buldukları yeni ışık elemanlarıyla (4.2) aynı minimum zamanlarını kullanarak yeniden bir O – C grafiği oluşturmuşlar ve grafiğe ikinci dereceden polinom fiti uygulamışlardır. Bu şekilde ışık elamanlarını şu şekilde bulmuşlardır:

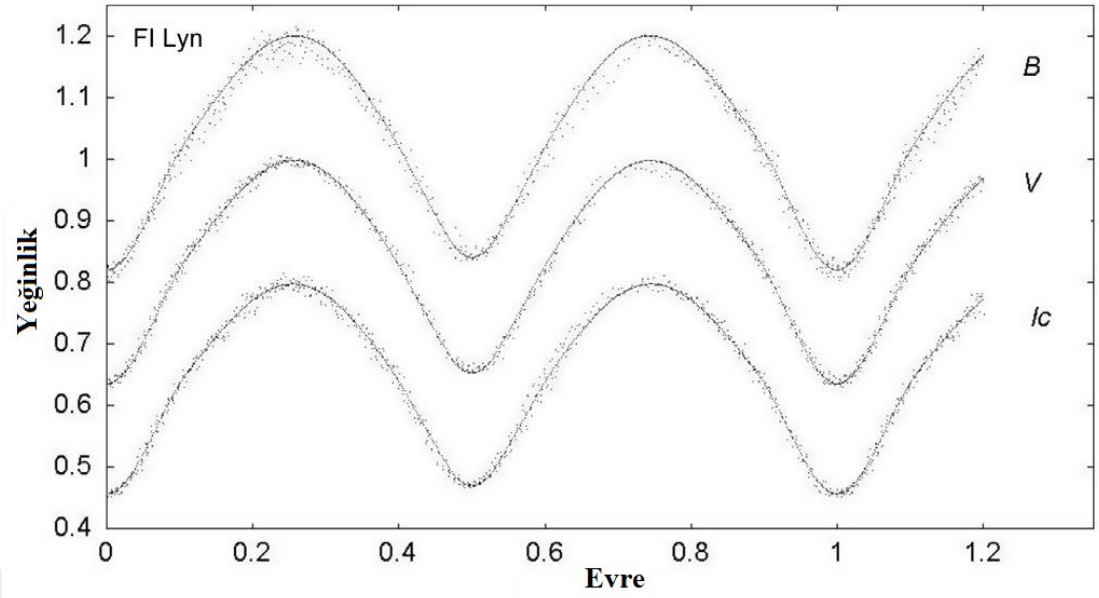
$$\text{Min I} = HJD2451578.8775(9) + 0^g.3732609(5) \times E + 5.35(3) \times 10^{-10} \times E\text{^}2 \quad (4.3)$$

Bu işlemi sistemdeki madde aktarım miktarını bulmak için yaptıklarını belirtmişlerdir.



Şekil 4.2 FI Lyn sisteminin elde edilen yeni ışık elemanları (4.2) ile oluşturulan yeni O-C grafiğine yapılan polinom fiti (Barani vd. 2015)

O-C grafiğinin dP/dT = 1.05×10^{-6} gün/yıl oranında uzun süreli bir dönem artışı gösterdiğini bulmuşlardır. Bu, küçük kütleli olan yıldızdan daha büyük kütleliye kütle transferi olduğunu göstermektedir. Ancak korunumlu bir kütle aktarımı oranı $M = 1.6 \times 10^{-6}$ $M_{\odot}$/yıl civarındadır. Bununla birlikte dP/dT = 1.05×10^{-6} gün/yıl oranında bir dönem artışı etkileşen bir sistem için oldukça fazla olduğunu ve yalnızca az sayıdaki minimum zamanı tarafından desteklendiğini belirtmişlerdir. Kolları yukarı parabol fitinin sistemdeki üçüncü bir cismin varlığı nedeniyle gözlenen çevrimli yapının çıkış kolunu temsil etmekte olabileceğini düşünmüşlerdir. Fakat bunu kesinleştirmek için daha fazla minimum zamanına ihtiyaç olduğunu vurgulamışlardır. Sistemin kısa dönemi de göz önünde bulundurularak ışık eğrisi karakteristiğininin W UMa olarak göze çarptığını ve kütle aktarımı nedeniyle etkileşen bir sistem olduğunu belirtmişlerdir. Barani vd. (2015) sistemin ışık eğrisini elde analizini de gerçekleştirmişlerdir. Sisteme ait tayf bilgisi ellerinde olmadığından parlaklıkları standart parlaklığa çevirip Worthey ve Lee (2011) kalibrasyonlarından B - V renk ölçeğini 0.63 kadir olarak bulmuşlardır.



Şekil 4.3 FI Lyn sisteminin BVI filtrelerindeki ışık eğrisi (Barani vd. 2015)

Renk ölçeğine karşılık gelen birinci bileşene (birinci minimumda örtülen bileşen) ait sıcaklığı $5680°K$ ve tayf türünü *G1* olarak almışlardır. Işık eğrisi analizini PHOEBE arayüzlü programıyla gerçekleştirmişlerdir. Elde ettikleri ışık eğrilerinde belirgin bir O'Connell etkisine rastlamadıklarını belirterek leke etkisini göz önünde bulundurmamışlardır. Ellerinde sadece fotometrik veri olduğundan kütle oranını bulmak için q taraması yöntemine başvurmuşlardır. 0.25 – 3.0 aralığında en küçük hata değerine sahip kütle oranına karşılık gelen değeri 2.58 olarak hesaplamışlardır. Elde ettikleri q = 2.58 değerini de çözümlerine serbest parametre olarak katıp nihai çözüme ulaşmışlardır.

Çizelge 4.1 FI Lyn sisteminin ışık eğrisinin çözümünden bulunan parametre ve değerleri (Barani vd. 2015)

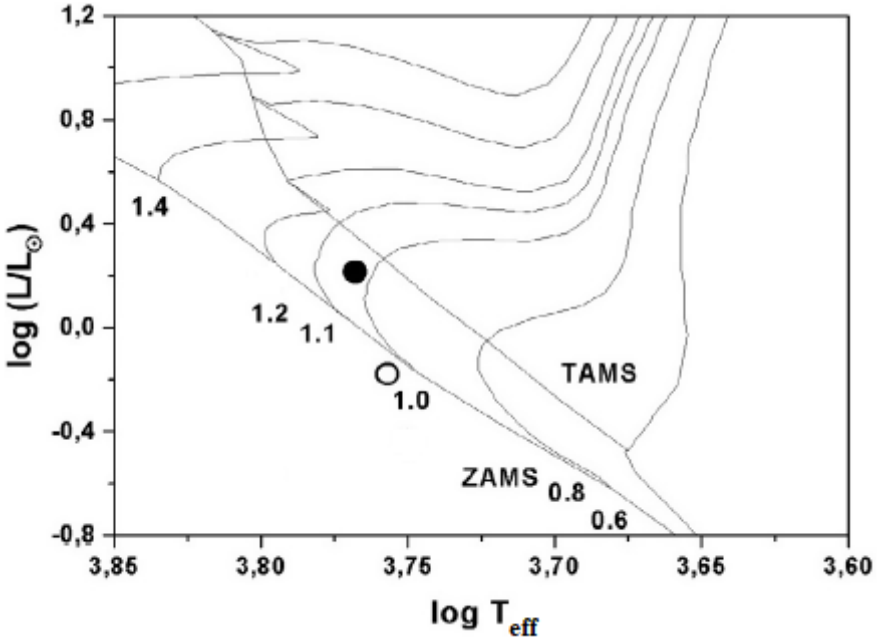
Parametre	Değer
i	71°.461 ± 0°.091
T_1 (K)	5860*
T_2 (K)	5721 ± 8
f	0.389 ± 0.009
$\Omega_1 = \Omega_2$	5.8128 ± 0.0063
$1/q$	0.38794 ± 0.00701
$A_1 = (A_2)$	0.5*
$g_1 = (g_2)$	0.32*
$L_{1B} / (L_1 + L_2)$	0.307 ± 0.021
$L_{2B} / (L_1 + L_2)$	0.608 ± 0.032
$L_{1V} / (L_1 + L_2)$	0.305 ± 0.018
$L_{2V} / (L_1 + L_2)$	0.620 ± 0.0022
$L_{1Rc} / (L_1 + L_2)$	
$L_{2Rc} / (L_1 + L_2)$	
$L_{1Ic} / (L_1 + L_2)$	0.300 ± 0.012
$L_{2Ic} / (L_1 + L_2)$	0.631 ± 0.012
$X_{1B} = X_{2B}$	0.496*
$X_{1V} = X_{2V}$	0.224*
$X_{1Rc} = X_{2Rc}$	
$X_{1Ic} = X_{2Ic}$	0.015*
L_3	0
Birinci Bileşen	
r (kutup)	0.2987 ± 0.0008
r (yan)	0.3142 ± 0.0009
r (arka)	0.3629 ± 0.0020
İkinci Bileşen	
r kutup)	0.4526 ± 0.0005
r (yan)	0.4880 ± 0.0007
r (arka)	0.5217 ± 0.0010
$(\Sigma(\text{artık})^2)$	0.0039662

Kütle oranını 1'den büyük buldukları için ikinci bileşenin baş bileşenden daha kütleli olduğunu ve birinci minimumdaki örtülmeden W-türü bir W UMa sistem olduğu yorumunda bulunmuşlardır. Gazaes (2009)'ın çalışmasından yararlanarak baş (sıcak) bileşen yıldızın kütle, her iki bileşen için ise mutlak yarıçapları hesaplamışlardır. Milano ve Russo (1983)'nun yayınladıkları çalışmadaki formül yardımıyla ışınım güçleri elde edilmiştir.

Çizelge 4.2 FI Lyn sisteminin yörünge ve bileşenlerinin mutlak parametreleri (Barani vd. 2015)

	Birinci Bileşen	İkinci Bileşen
Kütle (M_Θ)	1.219	0.472
Yarıçap (R_Θ)	1.242	0.828
Log (L/L_Θ)	0.216	-0.179
a (R_Θ)	2 .600	

Yukarıdaki çizelgede verilen mutlak parametreler kullanılarak Girardi vd. (2000) kalibrasyonu yardımıyla yıldızların evrimsel durumlarını incelemişlerdir. Baş bileşenin ZAMS ve TAMS arasında konumlandığı ve Webbink (2003)'e göre kütlesine nazaran ışınım gücünün az ve soğuk olduğu belirtilmiştir. İkinci (soğuk) bileşenin ise ZAMS çizgisinin hemen altında konumlandığı ve bunun ikinci bileşenin evrimleşmediğinin işareti olduğunu söylemişlerdir.



Şekil 4.4 Girardi vd. (2000) kalibrasyonlarından alınan güneş bolluğu ve 1MΘ için ZAMS ve TAMS evrim yolları ve izokronları. Koyu yuvarlak sembol FI Lyn sistemindeki baş bileşenin, içi boş yuvarlak sembol ise yoldaş bileşenin HR diyagramındaki konumunu göstermekte

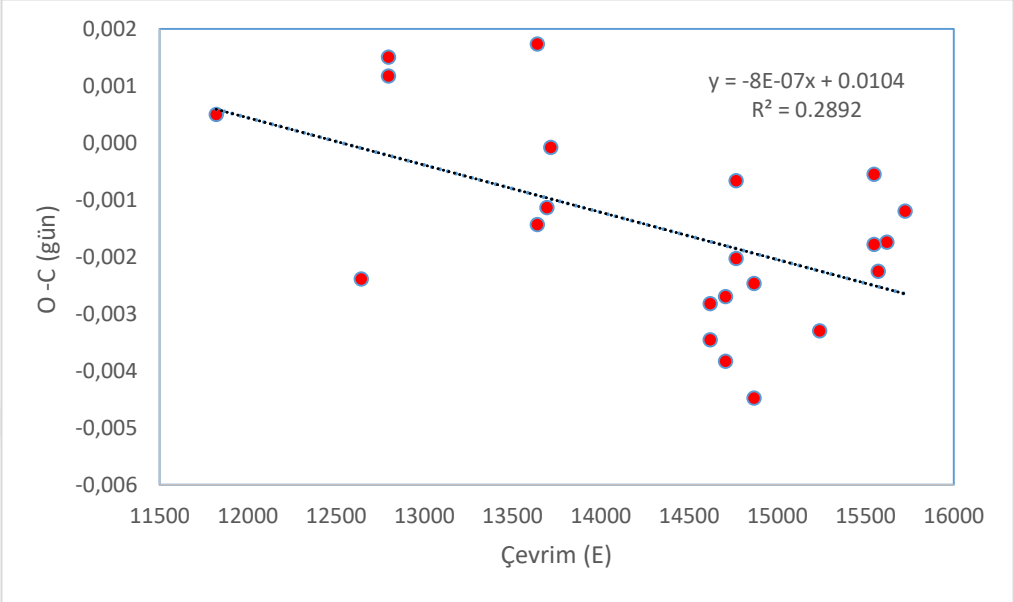
Bu çalışmada AVE programı kullanılarak Kwee van Woerden (1956) yöntemiyle FI Lyn sistemine ait 4 adet yeni minimum zamanı elde edildi. Fotometrik gözlemlerimizi Barani vd. (2015) çalışmasından elde edilen ışık elemanlarını (3.3) kullanarak oluşturduğumuz ışık eğrisinde evre kayması gözlenmiştir. Bu nedenle literatürden bulunan 2012 - 2016 yılları arasında alınan minimum zamanları ve bu çalışmada elde ettiğimiz minimum zamanlarına lineer fit uygulanarak yeni ışık elemanlarını elde edildi. Aşağıdaki çizelgede bu çalışma kapsamında elde edilen minimum zamanları listelenmiştir.

Çizelge 4.3 Bu çalışmada elde edilen FI Lyn sistemine ait minimum zamanları

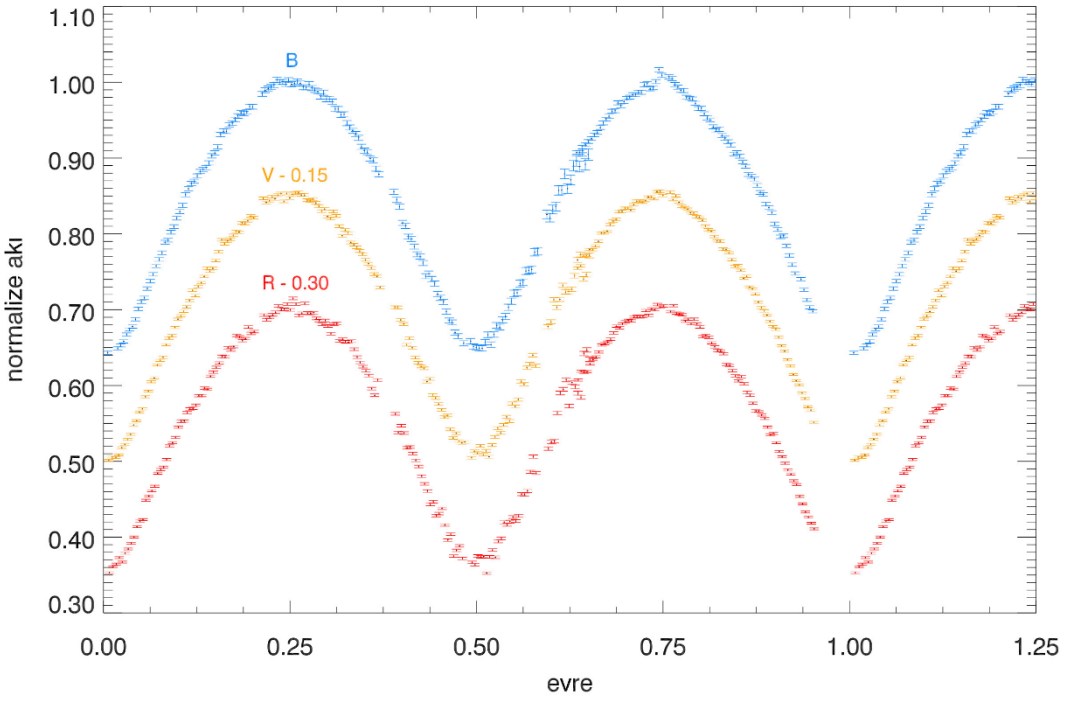
Tarih	***HJD*** **(+2400000)**	**Epoch**	***O-C***	**Hata**	**Tür**	**Filtre**
08.03.2015	57090.3860	14766	-0.0007	0.0006	1	V
09.03.2015	57090.5713	14766.5	-0.0020	0.0002	2	V,R
15.04.2015	57128.4569	14868	-0.0025	0.0009	1	B,R
15.04.2015	57128.2682	14867.5	-0.0045	0.0004	2	B,R

Bu çalışmada elde edilen yeni ışık elemanları şu şekildedir:

Min (*HJD*) = 2451578.8237 + 0^g.3732603 x *E* (4.4)

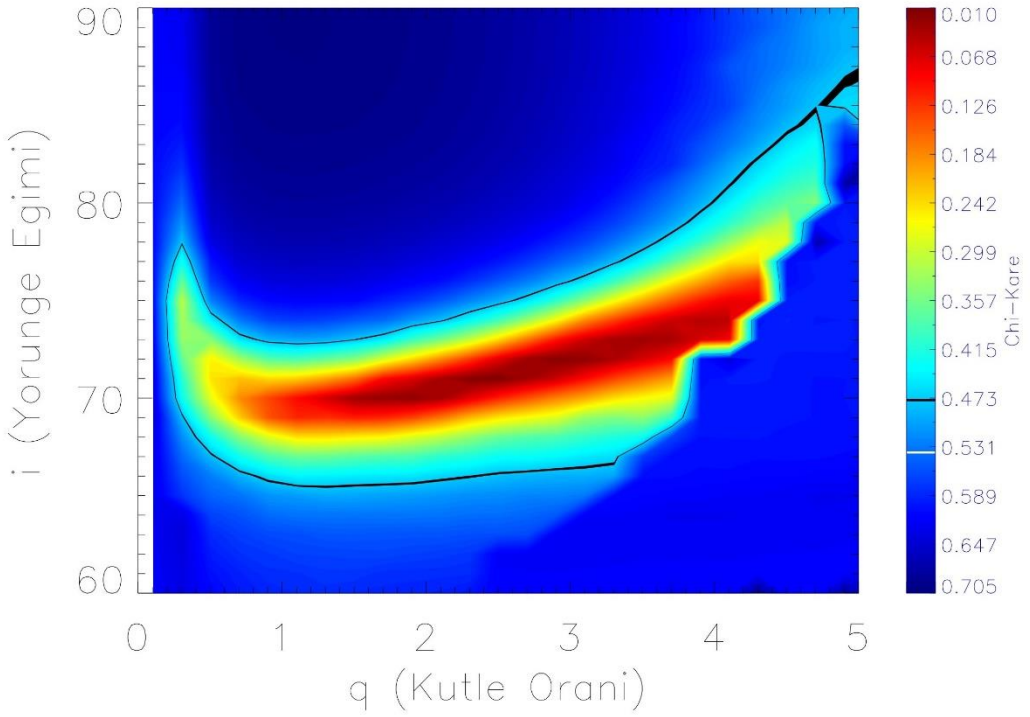


Şekil 4.5 FI Lyn sistemi için O – C grafiği

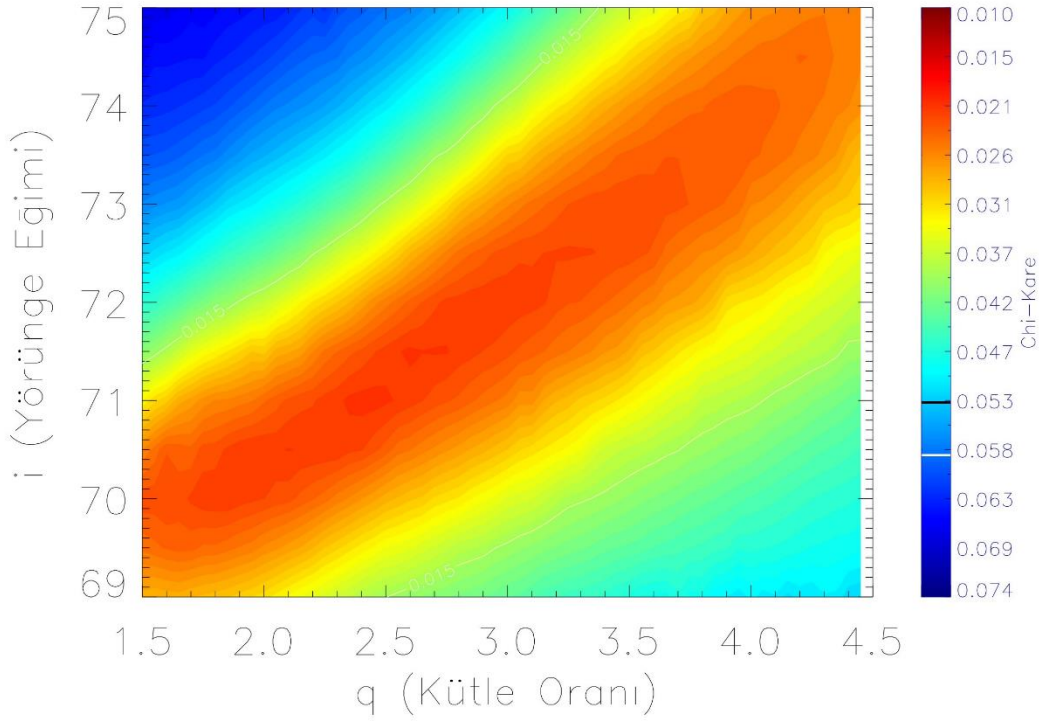


Şekil 4.6 FI Lyn sisteminin T35 Yrd. Doç Dr. Zekeriya Müyesseroğlu Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi

Şekil 4.6'da sisteme ait ışık eğrisi üzerinde her bir banttaki gözlem noktalarına karşılık gelen hata değerleri gözlem noktaları üzerine çizildi. Birinci minimum civarına ait veri eksikliği göze çarpmaktadır. Bu nedenle minimumun transit mi yoksa parçalı tutulma mı olduğu konusunda net bir yorum yapılamamakla beraber R bandındaki ışık eğrisinden daha çok tam tutulmaya benzediği söylenebilir. Ayrıca Barani vd. (2015) çalışmalarında sistemin W alt türü olduğunu belirtmişlerdir. Sistemin W türü olması bize bileşenler arası sıcaklık farkının göreceli olarak fazla olduğunu göstermektedir. Işık eğrisinde en fazla saçılmanın R bandında olduğu görülmektedir. Sisteme ait literatürde bir adet tayfsal çalışma bulunmakla birlikte çok güvenilir olmadığından baş bileşene ait sıcaklık değerinin renk ölçeğinden yararlanılarak bulunması tercih edilmiştir. Literatürde Ruiz-Dern vd. (2018) sistemin uzun dalgaboylarındaki renk ölçeğini J - K= $0^{m}.356$ olarak vermişlerdir. Bu değere karşılık gelen sıcaklık değeri Houdashelt (2000) kalibrasyon tablosundan 5967° *K* olarak bulundu. Barani vd. (2015) ise B - V renk ölçeğini $0^{m}.63$ olarak bu renk ölçeği değerine karşılık gelen sıcaklık değerini ise kalibrasyon tablolarından (Worthey 2011) 5860° *K* olarak bulmuşlardır. J – K renk değerinden daha güvenilir bir sonuç bulunacağı düşüncesiyle baş bileşen sıcaklık değeri 5967° *K* değerinde alınarak girdi parametresi olarak kullanıldı. Kaba tarama için *q* kütle oranı aralığı 0 – 5, i yörünge eğim açısı aralığı 60°-90° arasında yapıldı. Kaba taramadan elde edilen sonuca göre tarama aralığı küçültülerek daha hassas bir taramaya gidildi. Kaba tarama $\Delta q = 0.2$ ve $\Delta i = 1.0$ artımla, hassas tarama ise $\Delta q = 0.05$ ve $\Delta i = 0.5$ artımla gerçekleştirildi. Şekil 4.7 ve 4.8'de *i*-*q* taramasına ait sonuçları göstermektedir. Fark karelerin en küçük olduğu yer koyu kırmızı renk ile gösterilmektedir.

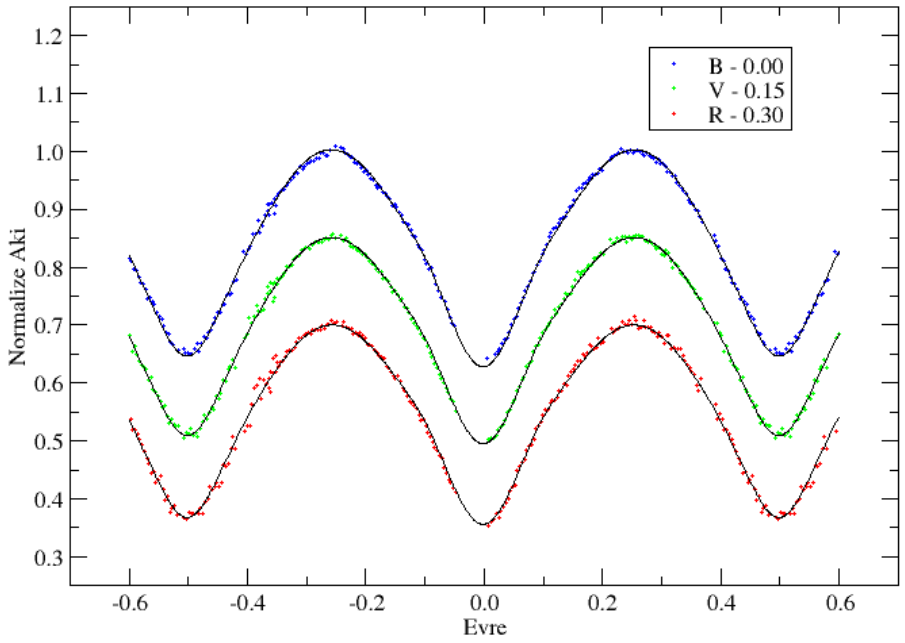


Şekil 4.7 FI Lyn sistemi için kaba q- i taraması

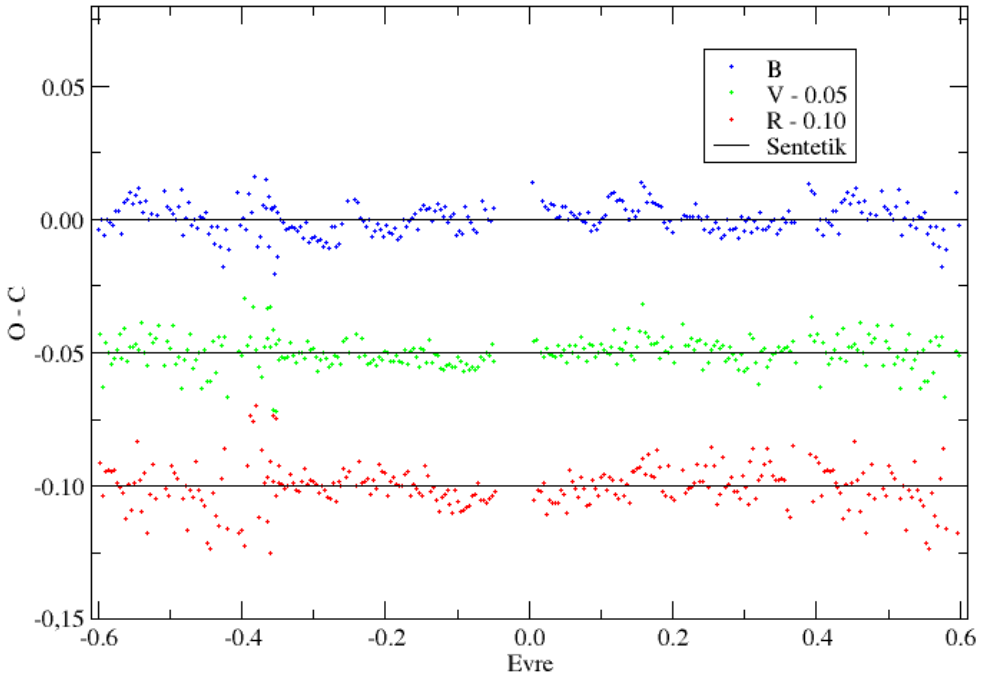


Şekil 4.8 FI Lyn sistemi için hassas q – i taraması

Hassas tarama sonucu elde edilen grafiğe göre fark-kare değerinin en küçük olduğu $i - q$ ikilisi 71° - 2.45'tir. Baş bileşen sıcaklığı 7200° K' den küçük olduğu için nihai çözümde başlangıç parametreleri q = 2.45, i = 71° ve T_1 = 5967° K olarak alındı ve iterasyon esnasında baş bileşenin sıcaklığı T_1, albedolar $A_1=A_2=0.5$ ve çekim kararma sabitleri $g_1=g_2$ = 0.32 sabit alınarak diğer tüm parametreler serbest bırakıldı. Şekil 4.9 ve 4.10'da gözlemsel ışık eğrisine yapılan en iyi model fit ve gözlemsel ve teorik ışık eğrileri arasındaki farklar (O-C) gösterilmiştir. Çizelge 4.4'te ise çözümden elde edilen BVR bandlarına ait parametreler verilmiştir.



Şekil 4.9 FI Lyn sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri



Şekil 4.10 FI Lyn sistemi için gözlemsel ve teorik ışık eğrileri arasındaki fark

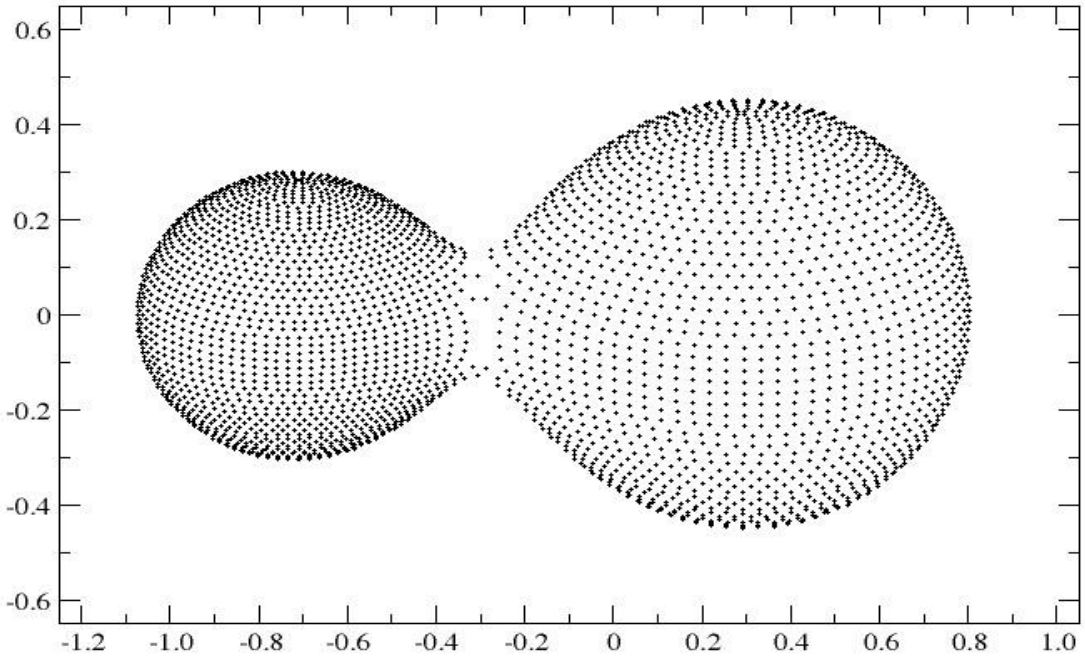
Çizelge 4.4 FI Lyn sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	**Bu çalışma**	**Barani vd. (2015)**
$q = m_2/m_1$	2.45 ± 0.01	2.58 ± 0.007
i (°)	71 ± 0.1	71.461 ± 0.091
T_1 (K)	5967*	5860*
T_2 (K)	5851 ± 7	5721 ± 8
$\Omega_1 = \Omega_2$	5.670 ± 0.008	5.8128 ± 0.0063
f (fillout)	0.347	0.389 ± 0.007
Phase shift	0.000881 ± 0.000243	
$A_1 = A_2$	0.5*	0.5*
$g_1 = g_2$	0.32*	0.32*
$x_{1B,V,R}$	0.829*/0.746*/0.654*	0.496*/0.224*/0.015*
$x_{2B,V,R}$	0.833*/0.752*/0.662*	
$y_{1B,V,R}$	0.175*/0.253*/0.266*	

Çizelge 4.5 FI Lyn sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları (devam)

$y_{2B,V,R}$	0.157*/0.242*/0.258*	
$L_{1B} / (L_1+L_2)$	0.340 ± 0.017	0.307 ± 0.021
$L_{1V} / (L_1+L_2)$	0.333 ± 0.013	0.305 ± 0.018
$L_{1R} / (L_1+L_2)$	0.329 ± 0.011	0.300 ± 0.012
$L_{2B} / (L_1+L_2)$	0.660 ± 0.017	0.608 ± 0.032
$L_{2V} / (L_1+L_2)$	0.667 ± 0.013	
$L_{2R} / (L_1+L_2)$	0.671 ± 0.011	
L_3	0	0
r_1 (kutup)	0.3011 ± 0.0009	0.2987 ± 0.0008
r_1 (kenar)	0.3166 ± 0.0012	0.3142 ± 0.0009
r_1 (arka)	0.3635 ± 0.0024	0.3629 ± 0.0002
r_1 (ort)	0.3260 ± 0.0015	
r_2 (kutup)	0.4469 ± 0.0007	0.4526 ± 0.0005
r_2 (kenar)	0.4808 ± 0.0009	0.4880 ± 0.0007
r_2 (arka)	0.5141 ± 0.0013	0.5127 ± 0.0001
r_2 (ort)	0.4798 ± 0.0010	
$\sum W (O - C)^2$	0.010125676	0.0039662

***** İterasyon sırasında sabit tutulan parametreler



Şekil 4.11 FI Lyn sisteminin V bandı 0.25 evresindeki Roche geometrisi

Çizelge 4.6 FI Lyn sistemine ait bu çalışmada elde edilen ve Barani vd. (2015) çalışmasında verilen mutlak parametreler

Mutlak Parametreler	**Bu Çalışma**	**Barani vd. (2015)**
$a\ (R_\odot)$	2.523	2.600
$M_1\ (M_\odot)$	1.215	1.219
$M_2\ (M_\odot)$	0.334	0.472
$R_1\ (R_\odot)$	1.234	1.242
$R_2\ (R_\odot)$	0.838	0.828
$L_1\ (L_\odot)$	1.729	1.644
$L_2\ (L_\odot)$	0.738	0.662

4.2 V1370 Tau

V1370 Tau (TYC 1305-1430-1, GSC 01305-01430, α: 05° 32 48$^{''}$.78, δ: +19° 02 03$^{''}$.69) Wozniak vd. (2004) tarafından NSVS veri tabanında fotometrik verisi yayınlanmış ve ilk kez Otero (2008) tarafından değişen yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Değişen yıldız ismi ise 2011 yılında Kazarovets ve arkadaşları tarafından verilmiştir. Otero (2008) bu sistemin türünü EW/KW olarak belirtmiş ve ışık elemanlarını T_0 = 11467.823, P = 0^g.2955252 olarak hesaplamıştır. 2009 yılında Hoffman ve arkadaşları NSVS'den aldıkları verilerle sistemi W UMa olarak sınıflandırıp dönemini P = 0.29555 gün olarak bulmuşlardır. GCVS' de sisteme ait verilen bilgiler ise aşağıdaki çizelgede verilmiştir.

Çizelge 4.7 GCVS veritabanında V1370 Tau sistemine ait bilgiler

T_0	53653.817
Dönem	0.295523
Maksimum parlaklık	10.9
Minimum I	11.31
Minimum II	11.28

Kreiner (2004) atlasında sisteme ait ışık elemanları şu şekilde verilmiştir:

$$HJD = 245200.124 + E \times 0^{g}.29551571 \quad (4.5)$$

Zejda ve arkadaşları (2012) V1370 Tau sisteminin açık küme üyesi olduğunu belirtmişlerdir. Aşağıdaki çizelgede sisteme ait bilgiler şu şekilde verilmiştir:

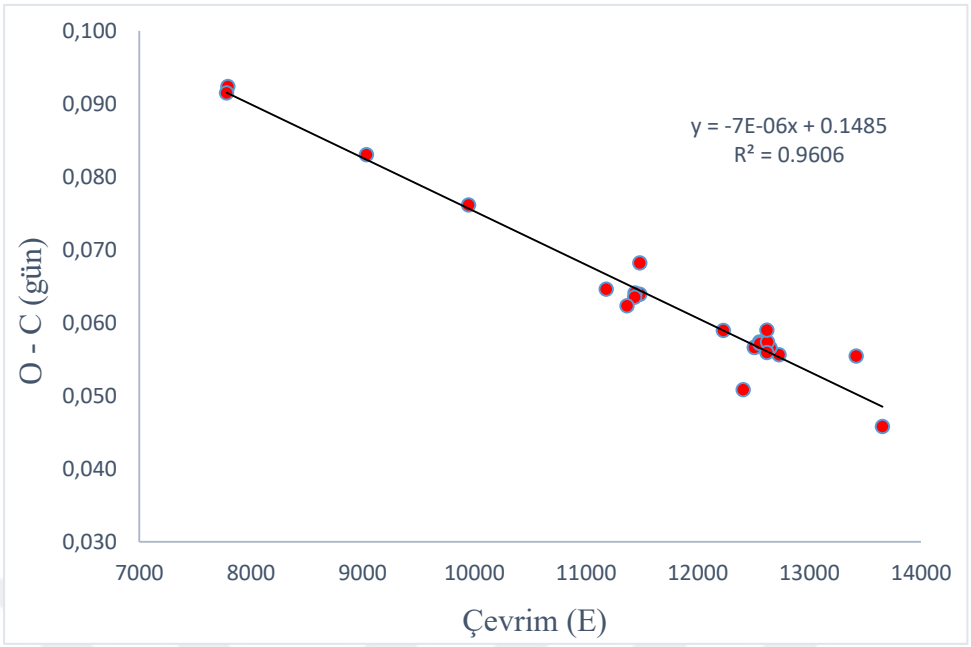
d (parsec)	*E (B-V)*	Log(yaş)	Ortalama küme radyal hızı
580	0.270	8.80	19.48 ± 4.57 km/s

Çizelge 4.8 Bu çalışma kapsamında elde edilen V1370 Tau sistemine ait minimum zamanları

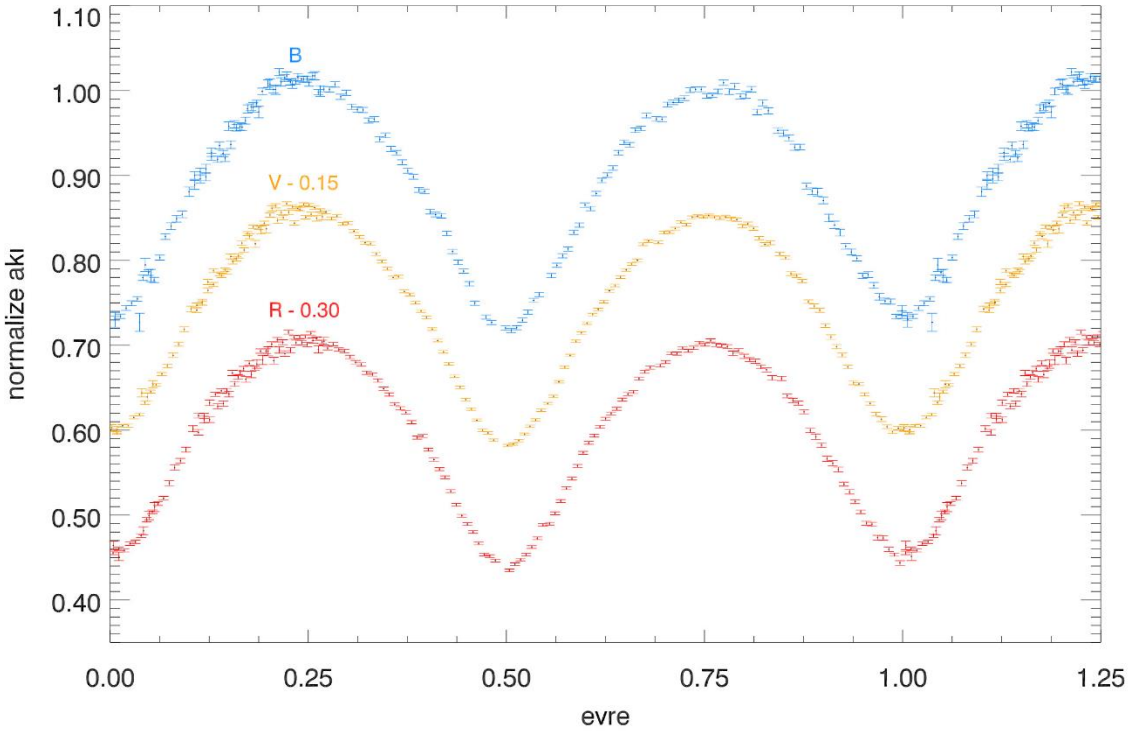
Tarih	***HJD* (+2400000)**	**Epoch**	***O-C***	**Hata**	**Tür**	**Filtre**
03.09.2015	57268.5655	12231.5	0.0590	0.0002	2	B,V,R
23.11.2015	57350.4231	12508.5	0.0566	0.0002	2	B,V,R
24.11.2015	57350.5708	12509	0.0566	0.0004	1	B,V,R
07.12.2015	57364.3134	12555.5	0.0573	0.0002	2	B,V,R
07.12.2015	57364.4610	12556	0.0572	0.0003	1	B,V,R

Literatürden toplanan ve bu çalışmada elde edilen minimum zamanları yardımıyla sistemin ışık elemanları yeniden hesaplandı:

$$\text{Min}\,(HJD) = 2453653.9655 + 0^{g}.295516 \times E \quad (4.6)$$



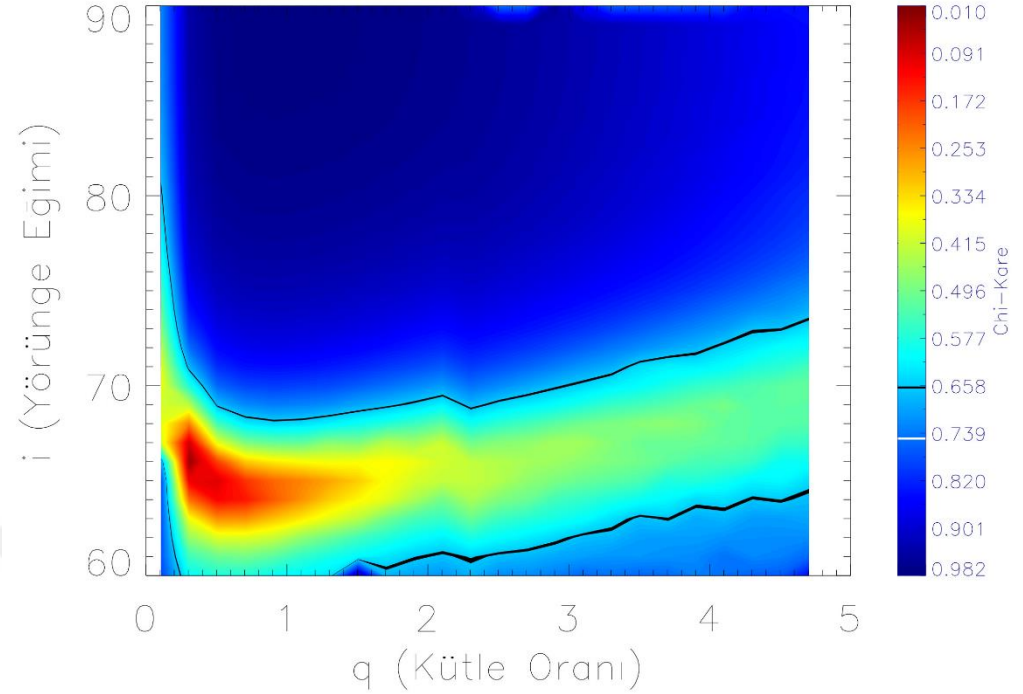
Şekil 4.12 V1370 Tau sisteminin O – C grafiği



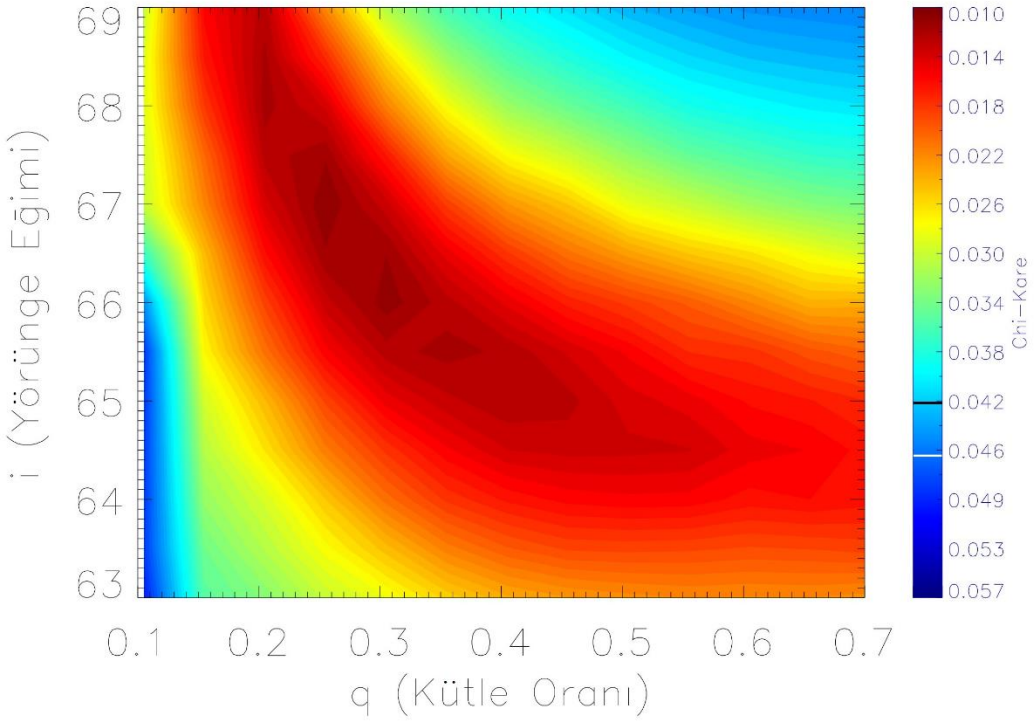
Şekil 4.13 V1370 Tau sisteminin T35 Yrd. Doç Dr. Zeekriya Müyesseroğlu Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğris

Şekil 4.13'teki grafikte sisteme ait ışık eğrisi üzerinde her bir bandındaki gözlem noktalarına karşılık gelen hata değerleri gözlem noktaları üzerine çizildi. Işık eğrisinde ilk göze çarpan özellik ikinci minimumun birinci minimumdan daha derin olmasıdır. Bu, ikinci bileşenin daha sıcak olduğunu gösterir. Dolayısıyla sistemin bir W alt türü bir W UMa sistemi olduğunu söyleyebiliriz. Işık eğrisinde en fazla saçılmanın B bandında olduğu görülmektedir. Göze çarpan başka yapı ise O'Connell etkisidir. 0.25 evresinde parlaklık daha fazla olmakla birlikte bu etki B bandında en fazladır. Sistemin W alt türü ve dolayısıyla konvektif dış katmana sahip olabileceği düşünüldüğünde bileşen/bileşenler üzerinde leke beklenebilir. Ancak B bandındaki iki maksimum arası fark değerinin saçılma bandı içerisinde kalması nedeniyle leke kaynaklı bir etki olamayacağını söyleyebiliriz.

Sistemin 2 MASS kataloğundaki parlaklıkları $J=9^{m}.65$, $K=9^{m}.23$ ve $J-K=0^{m}.42$ olarak verilmiştir (Cutri vd. 2003). APASS parlaklık değerleri ise $B=11^{m}.63$, $V=11^{m}.06$, $B-V=0^{m}.57$' dir (Henden vd. 2015). Sisteme ait literatürde hiçbir tayfsal ya da fotometrik çalışma bulunmamaktadır. $J - K= 0^{m}.42$ renk ölçeği değerinden baş bileşene ait sıcaklık değeri Houdashelt (2000) kalibrasyon tablosundan 5672° *K* olarak bulundu ve girdi parametresi olarak kullanıldı. Taramalar mod3 seçilerek gerçekleştirildi. Kaba tarama q değeri için 0 – 5, i değeri için ise 60° - 90° aralığında gerçekleştirildi. Kaba tarama Δq = 0.2 ve Δi = 1.0 artımla, hassas tarama ise Δq = 0.05 ve Δi = 0.5 artımla gerçekleştirildi. Şekil 4.14 ve 4.15 kaba ve hassas *i-q* taramasına ait sonuçları göstermektedir. Şekillerde fark karelerin en küçük olduğu yer koyu kırmızı renk ile gösterilmiştir.

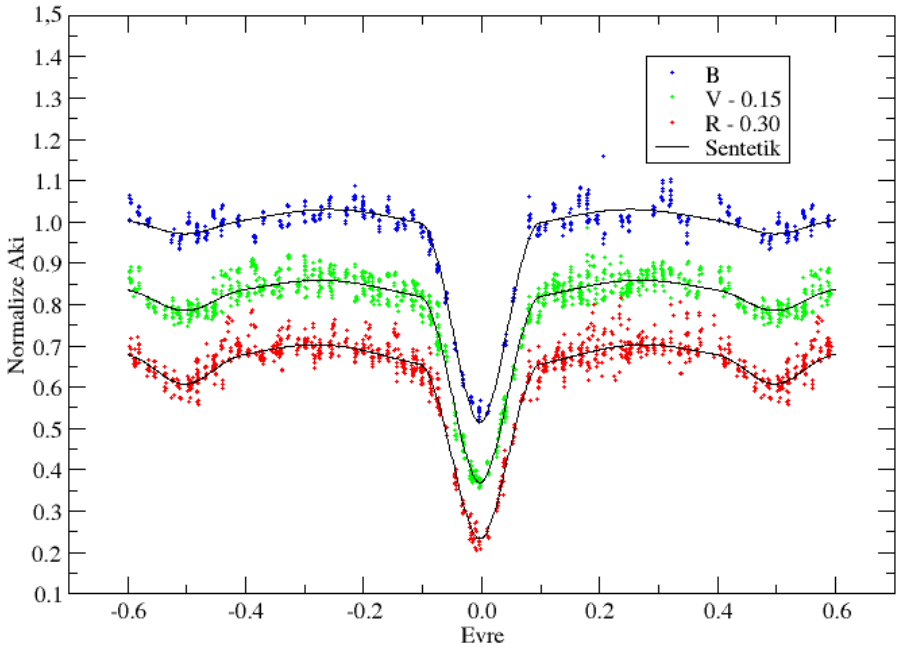


Şekil 4.14 V1370 Tau sistemi için kaba q - i taraması

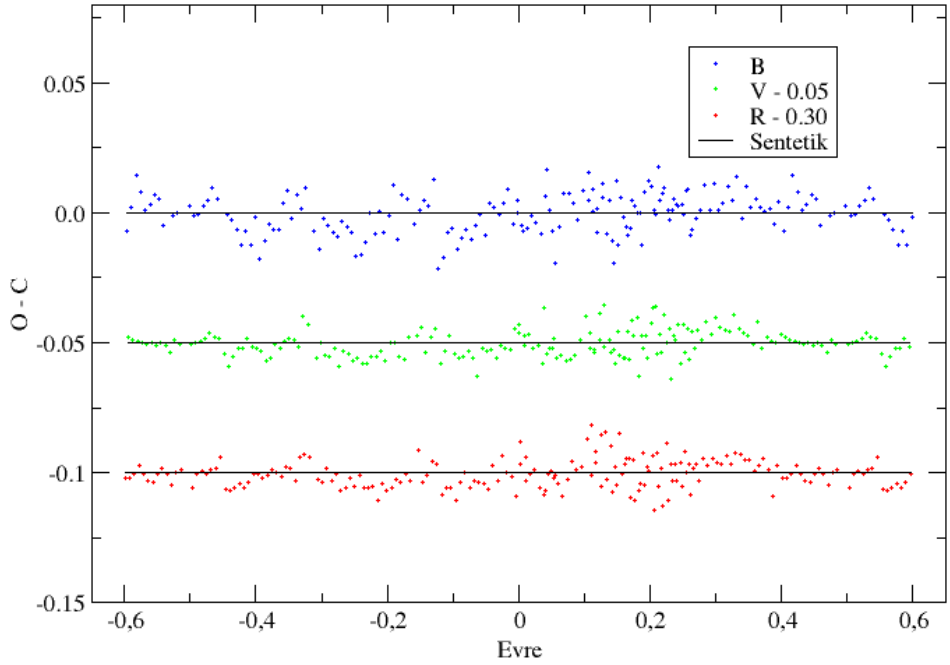


Şekil 4.15 V1370 Tau sistemi için hassas q – i taraması

Hassas $i - q$ taramasından fark kare değeri en küçük 67° - 0.255 olan $i - q$ ikilisinde elde edildi. Nihai çözümde ise bu değerler başlangıç parametresi olarak girilerek baş bileşenin sıcaklığı T_1, bileşenlere ait albedolar $A_1=A_2=0.5$ ve çekim kararma sabitleri $g_1=g_2=0.32$ sabit tutularak diğer tüm parametreler serbest bırakıldı. Şekil 4.16 ve 4.17'de gözlemsel ışık eğrisine yapılan en iyi model fit ve modelden olan farklar gösterilmiş, çizelge 4.8'de ise çözümden elde edilen BVR filtrelerine ait parametreler verilmiştir.



Şekil 4.16 V1370 Tau sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri



Şekil 4.17 V1370 Tau sistemi için gözlemsel ve teorik ışık eğrileri arasındaki fark

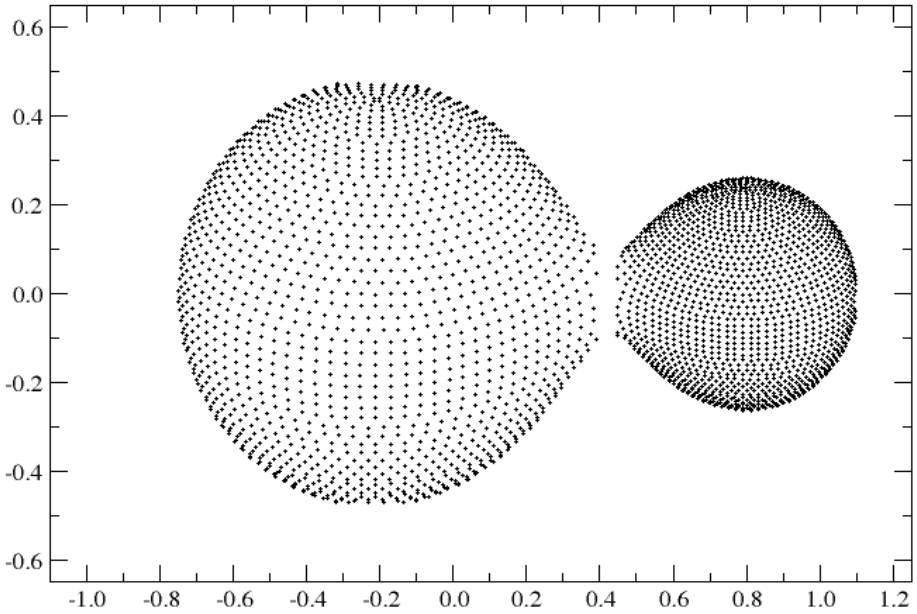
Çizelge 4.9 V1370 Tau sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	**Bu çalışma**
$q = m_2/m_1$	0.262 ± 0.0016
i (°)	67°.14 ± 0°.12
T_1 (K)	5672*
T_2 (K)	5767.9 ± 11
$\Omega_1 = \Omega_2$	2.3464 ± 0.0038
f (fillout)	0.213
$A_1 = A_2$*	0.5*
$g_1 = g_2$*	0.32*
$x_{1B,V,R}$	0.839/0.766/0.674
$x_{2B,V,R}$	0.836/0.759/0.667
$y_{1B,V,R}$	0.126/0.223/0.245
$y_{2B,V,R}$	0.145/0.234/0.254
$L_{1B} / (L_1+L_2)$	0.747 ± 0.034

Çizelge 4.10 V1370 Tau sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları (devam)

$L_{1V} / (L_1+L_2)$	0.752 ± 0.027
$L_{1R} / (L_1+L_2)$	0.755 ± 0.025
$L_{2B} / (L_1+L_2)$	0.253 ± 0.034
$L_{2V} / (L_1+L_2)$	0.248 ± 0.027
$L_{2R} / (L_1+L_2)$	0.245 ± 0.025
L_3	0
r_1 (kutup)	0.4745 ± 0.0009
r_1 (kenar)	0.5143 ± 0.0013
r_1 (arka)	0.5411 ± 0.0017
r_1 (ort)	0.5092 ± 0.0013
r_2 kutup)	0.2595 ± 0.0017
r_2 (kenar)	0.2713 ± 0.0021
r_2 (arka)	0.3112 ± 0.0042
r_2 (ort)	0.2798 ± 0.0027
$\sum W (O - C)^2$	0.006841897

***** İterasyon sırasında sabit tutulan parametreler



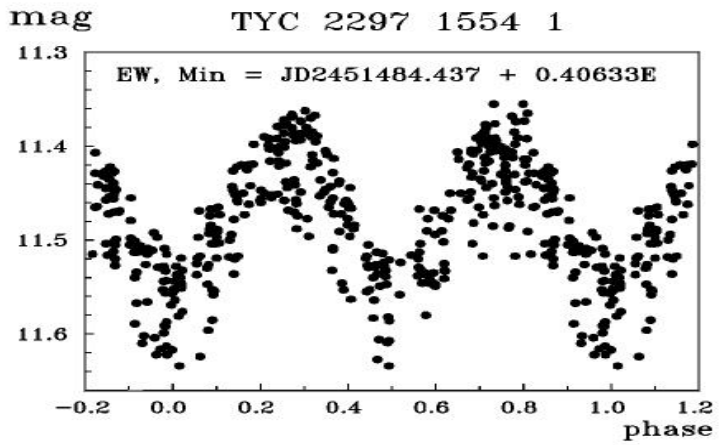
Şekil 4.18 V1370 Tau sisteminin V bandı 0.25 evresindeki Roche geometrisi

Çizelge 4.11 V1370 Tau sistemine ait bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler

Mutlak Parametreler	**V1370 Tau**
$a\ (R_\odot)$	2.055
$M_1\ (M_\odot)$	1.062
$M_2\ (M_\odot)$	0.273
$R_1\ (R_\odot)$	1.059
$R_2\ (R_\odot)$	0.592
$L_1\ (L_\odot)$	1.039
$L_2\ (L_\odot)$	0.350

4.3 V531 And

V531 And (TYC 2297-1554-1, GSC 02297-01554, α: 01° 30 16$^{''}$.92, δ: +33° 39 18$^{''}$.50) NSVS projesi kapsamında 1999-2000 yıllarına ait ışık eğrisi Wozniak ve arkadaşları (2004) tarafından alınmıştır. Antipin (2008) tarafından NSVS veri tabanındaki verisi alınarak dönem analizi gerçekleştiriliyor. Türünü EW olarak sınıflandırıp dönem ve epoch değerini P = 0.40633 gün, Epoch = 2451484.437(min) olarak hesaplamışlardır.



Şekil 4.19 NSVS veri tabanında V531 And sisteminin ışık eğrisi (Wozniak vd 2004)

Wozniak (2004) tarafından V531 And sisteminin ışık eğrisi karakteristiği şöyle verilmiştir:

Maksimum Parlaklık	$11^{m}.40$
I. Minimum Parlaklık	$11^{m}.6$
II. Minimum Parlaklık	$11^{m}.55$

Resmi olarak Kazarovets ve arkadaşları (2011) tarafından değişen yıldız ismi V531 And olarak verilmiştir ve türü EW olarak belirlenmiştir. Lohr ve arkadaşları (2015) SuperWASP örten değişen adayları kataloğundan (Payne, 2013) verisini alarak üçüncü cisim kaynaklı olabilecek dönem değişimine bakmışlar ve bulguları aşağıdaki çizelgedeki gibi vermişlerdir:

Çizelge 4.12 Lohr (2015) tarafından V531 And sistemi için bulunan sonuçlar

***P* (saniye)**	35108.4883	**hata**	0.0065
Dönem değişimi (yıl/sn)	0.09971	**hata**	0.00504
Artık (chikare)	1.87		

Dönem değişim miktarını literatürden toplanan minimum zamanlarına ikinci dereceden polinom fiti kullanarak yılda 0.0971 saniye olarak hesaplamışlardır.

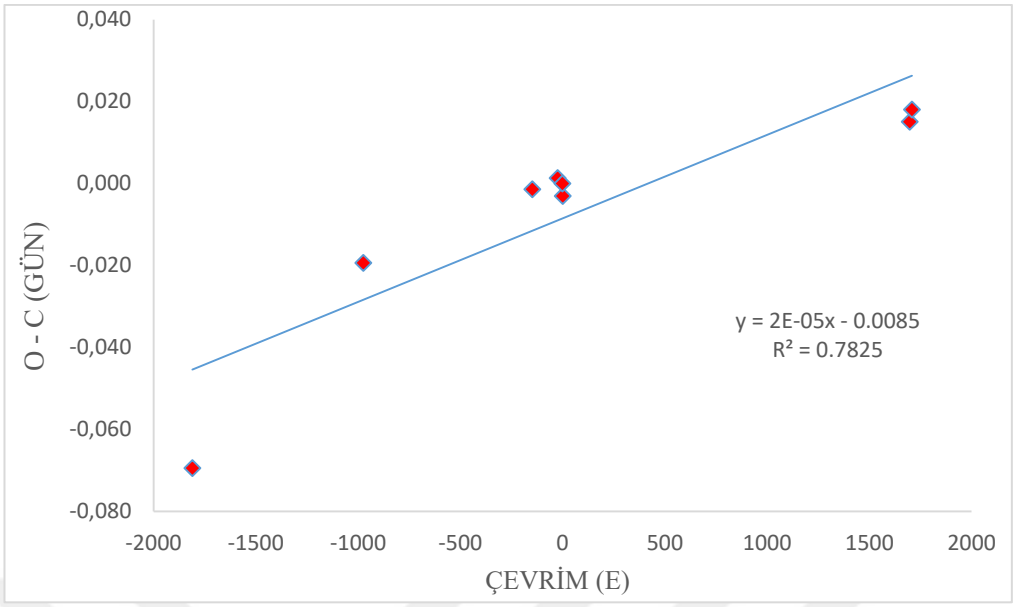
Bu tez çalışmasında 03.09.2015 ve 02.11.2015 tarihli günlerde elde edilmiş BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrilerinden AVE programı kullanılarak 3 adet yeni minimum zamanı elde edildi.

Çizelge 4.13 V531 And sisteminin bu çalışmada elde edilen minimum zamanları

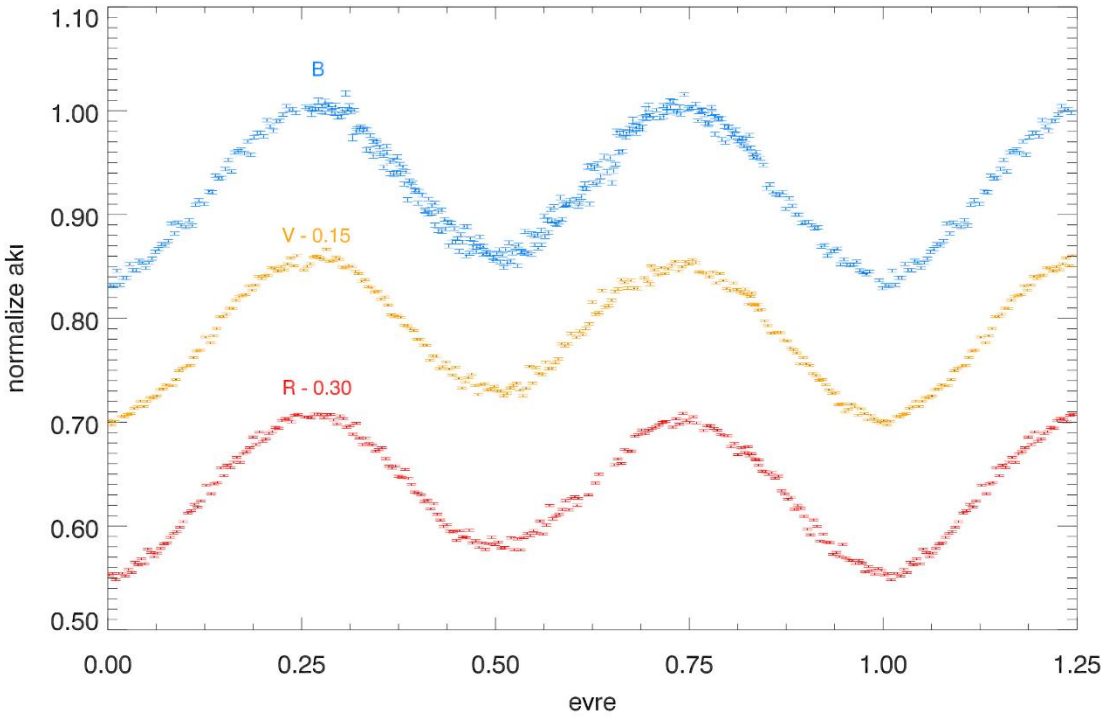
Tarih	***HJD* (+2400000)**	**Epoch**	***O-C***	**Hata**	**Tür**	**Filtre**
03.09.2015	57269.4069	-147.50	-0.0014	0.0003	2	B,V,R
02.11.2015	57329.3446	0.49	0.0000	0.0003	1	V,R
03.11.2015	57329.5448	0.00	-0.0030	0.0007	2	V,R

Literatürden toplanan 2012 – 2017 yıllarına ait minimum zamanları ve bu çalışmadan elde edilen minimum zamanları yardımıyla sistemin yeni ışık elemanları aşağıdaki gibi bulundu:

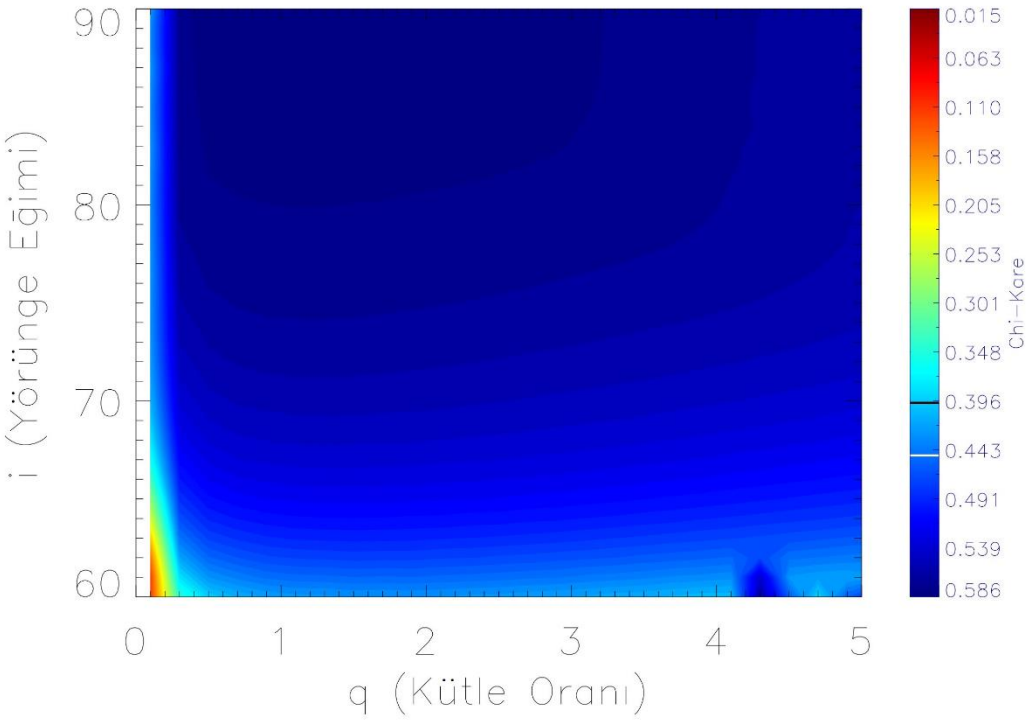
$$\text{Min}\,(HJD) = 2457329.3446 + 0^{g}.406368 \times E \qquad (4.7)$$



Şekil 4.20 V531 And sistemi için O – C grafiği



Şekil 4.21 V531 And sisteminin T35 Yrd. Doç Dr. Zeekriya Müyesseroğlu Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi



Şekil 4.22 V531 And sistemi için kaba q - i taraması

4.4 V357 Cas

V357 Cas (GSC 04003-02012, NSVS 1522772, α: 23° 29 50$^{''}$.65, δ: +54° 57 59$^{''}$.58) ilk kez Hoffmeister (1943) tarafından fotoğrafik yöntemle değişen yıldız olduğu keşfedilen bir sistemdir. 2000 yılında Kinnunen ve arkadaşları tarafından IBVS veri tabanında ismi ve koordinatları belirtilmiştir. GCVS veri tabanında türü EB olarak sınıflandırılmış ışık eğrisine ait özellikler aşağıdaki çizelgede verilmiştir

Çizelge 4.14 V357 Cas sistemine ait ışık eğrisi karakteristiği

Max Parlaklık	Min I	Min II	Epoch	Dönem (gün)
13.0	13.6	13.4	55874.594	1.588678

Kreiner (2004) *O-C* atlasında lineer ışık elemanları bu sistem için şu şekilde verilmiştir:

$$\text{Min}\,(HJD) = 2452500.243 + 0^{g}.7943372 \times E \qquad (4.8)$$

2006 yılında ise yine IBVS veri tabanında Nelson tarafından yeni dönem değeri P = 0.79434 $\pm$ 0.004 gün olarak hesaplanmıştır. 2009 yılında Hoffmann ve arkadaşları sistemin türünün Algol veya Beta Lyrae olduğunu belirtip ışık elemanlarını ve bazı renk ölçeklerini yayınlamışlardır.

Çizelge 4.15 Hoffmann ve arkadaşları tarafından verilen V357 Cas sistemine ait bilgiler

P (gün)	Epoch	J-H	H-K
1.58858	0.210	$0^m.082$	$11^m.835$

Avvakumova ve arkadaşları 2013 yılında yayınladıkları değişen yıldız kataloğunda sistemin ışık eğrisine bakarak Beta Lyrae olarak sınıflandırmışlardır. Sistemin evrimsel durumunu CB; bilinmeyen alt türün değme sınırında olan sistem olarak belirtmişlerdir. Sisteme ait verdikleri bazı bilgiler aşağıdaki çizelgede verilmiştir

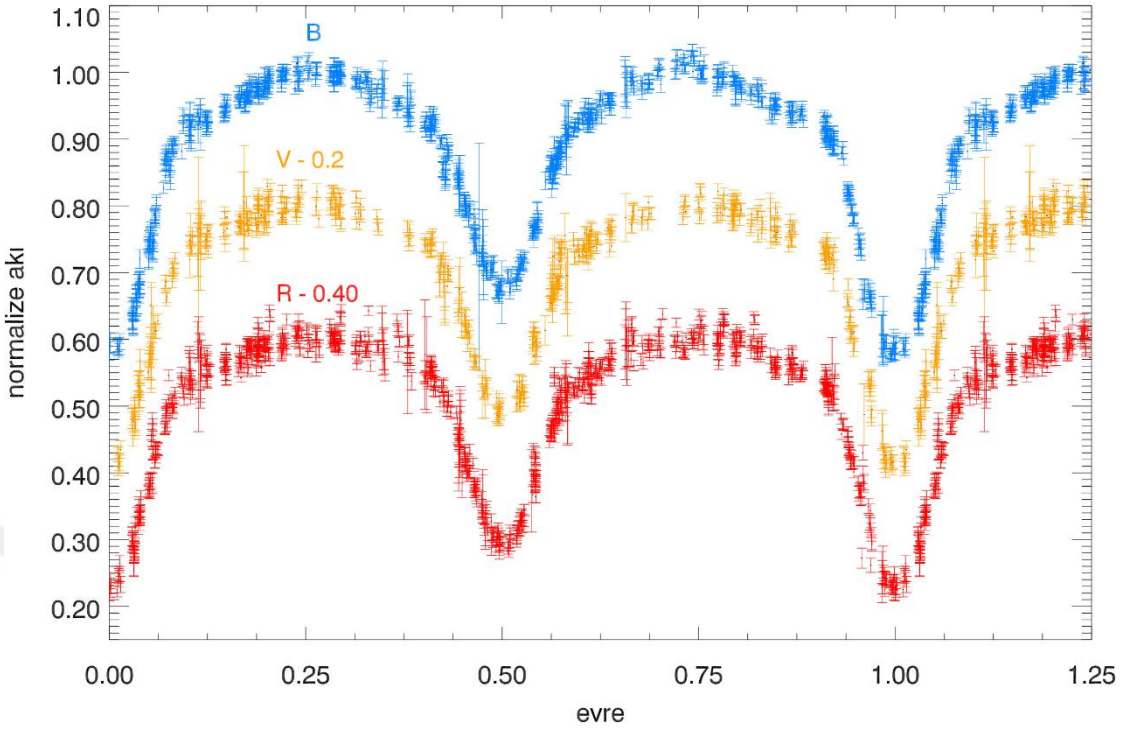
Çizelge 4.16 V357 Cas sistemine ait ışık eğrisi karakteristiği ve dönem değeri (Avvakumova vd. 2013)

Dönem (gün)	Max Parlaklık	Min I	Min II
0.7607470155	$13^m.00$	$13^m.9$	$13^m.6$

Elimizde 2014-2015 yılları arasında çok fazla sayıda fakat bir tam tutulmayı kapsayacak kadar tek gecelik veri olmadığından sisteme ait minimum zamanları hesaplanamadı. Literatürde sisteme ait en son 2011 yılına ait minimum zamanı bulunmaktadır. Son 5 yılın minimum zamanları literatürde de bulunmadığından sistemin yeni ışık elemanları hesaplanamadı. Işık elemanları GCVS veri tabanından;

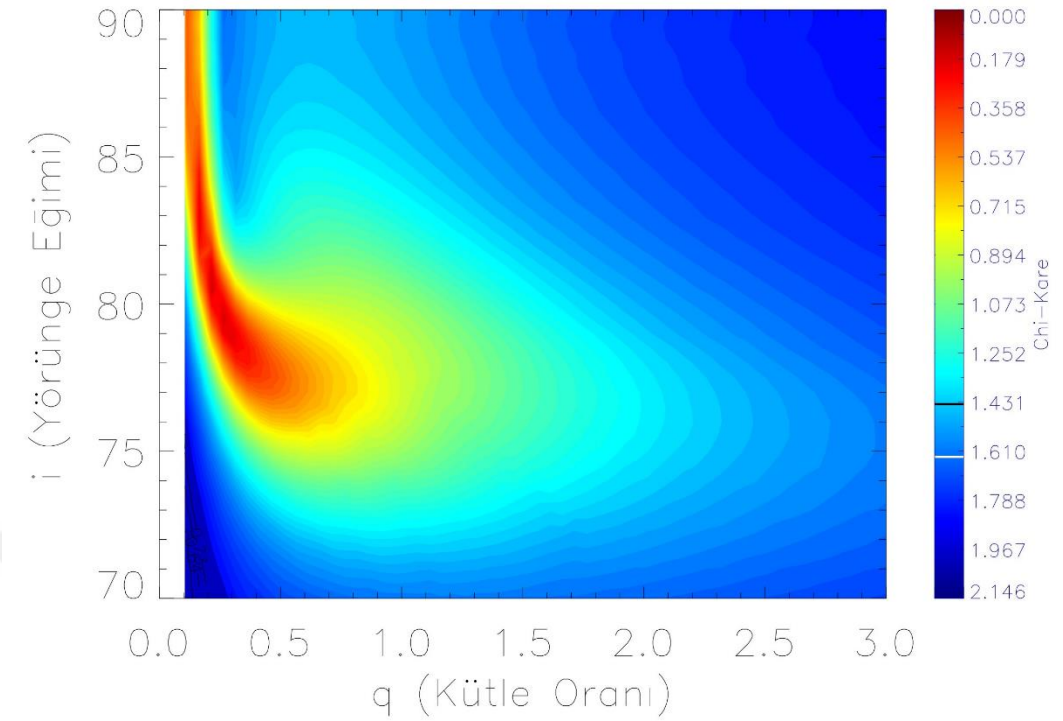
$$\text{Min}\,(HJD) = 2455874.594 + 1^g.588678 \times E \qquad (4.9)$$

olarak dikkate alındı.



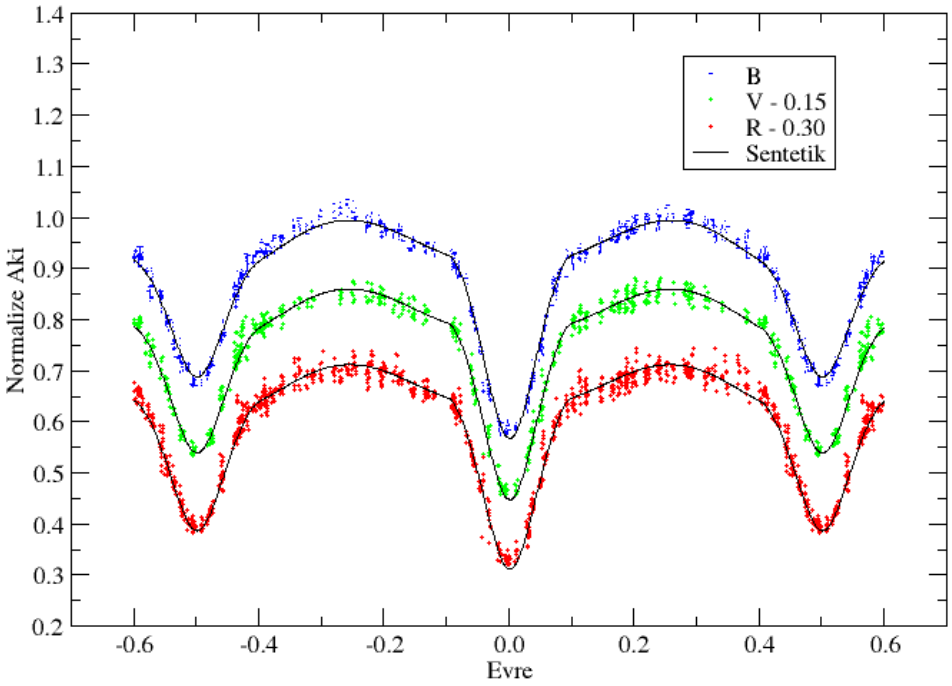
Şekil 4.23 V357 Cas sisteminin T60 Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi

V357 Cas sistemine ait 2MASS parlaklıkları şu şekildedir; J=12^{m}.13, H=11^{m}.92, K=11^{m}.84, J-K=0^{m}.29. Yıldızlararası sönümlemeden uzun dalgaboyları daha az etkileneceğinden baş bileşene ait sıcaklığın belirlenmesinde J-K renk ölçeğinden yararlanıldı. Houdashelt (2000) kalibrasyonundan göre J-K = 0^{m}.29 renk ölçeğine karşılık gelen sıcaklık değeri 6293° *K*'dir. Şekil 4.24 hassas *q-i* taramasına ait sonuçları göstermektedir. Fark karelerin en küçük olduğu yer koyu kırmızı renk ile gösterilmektedir.

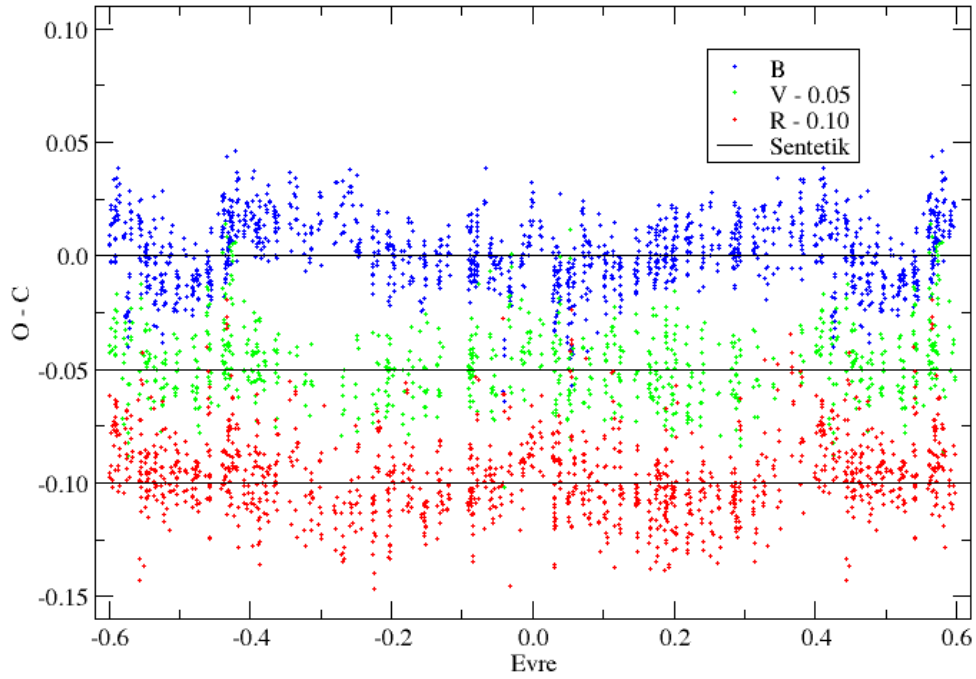


Şekil 4.24 V357 Cas sisteminin hassas q – i taraması

Kütle oranı (q) 0.105 – 3.015 aralığında Δq = 0.05 artımla, yörünge eğimi (i) ise 70° – 90° aralığında Δi = 0.5 artımla tarandı. Baş bileşene ait sıcaklık 7200° K'den küçüktür. Algol sistemlerinde yoldaş bileşen baş bileşenden daha soğuktur. Bu nedenle bileşenlere ait yüzey çekim ivmeleri $g_{1,2}$ = 0.32, bolometrik albedolar $A_{1,2}$ = 0.5 alındı ve taramada sabit tutuldu. Tarama işlemi WD kodunda mod5 kullanılarak gerçekleştirildi ve en küçük hata değerine sahip i – q ikilisi 80°.5 – 0.215 olarak elde edildi. Nihai çözümde ise q- i taramasından çıkan q ve i değerleri başlangıç parametresi seçilerek albedolar, yüzey çekim ivmeleri, baş bileşene ait sıcaklık ve ikinci bileşene ait yüzey potansiyeli sabit tutularak çözüm gerçekleştirildi. Çözüm ayrık sistemler için kullanılan mod2 seçilerek denendiğinde ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu görüldü ve mod5'in kullanılması gerektiği anlaşıldı. İterasyon işlemi serbest bırakılan parametreler üzerinde hesaplanan düzeltme terimlerinin hesaplanan hata değerlerinden daha küçük olduğu sürece devam ettirildi. Şekil 4.25'te gözlemsel ışık eğrisine yapılan en iyi model fit gösterilmiştir. Bileşenlere ait BVR bandları için çözümden bulunun parametre değerleri ise çizelge 4.15'te verilmiştir.



Şekil 4.25 V357 Cas sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri



Şekil 4.26 V357 Cas sistemi için gözlemsel ve teorik eğri arasındaki fark

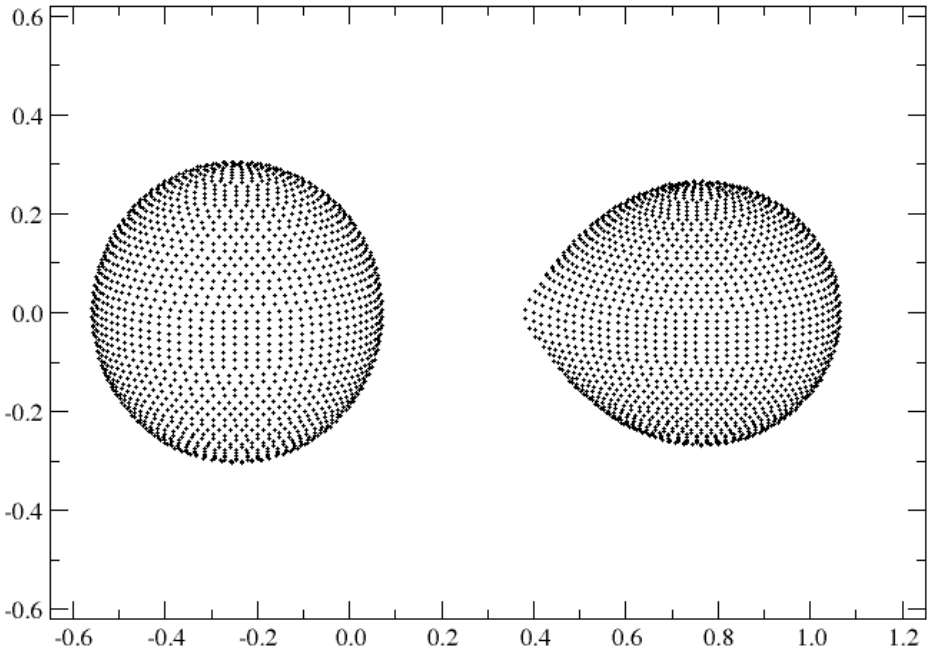
Çizelge 4.17 V357 Cas sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	**Bu Çalışma**
$q = m_2/m_1$	0.35 ± 0.005
i (°)	79 ± 0.1
T_1 (K)	6293*
T_2 (K)	5885 ± 7
$\Omega_1 = \Omega_2$	3.701 ± 0.018
Phase shift	0.001909 ± 0.000123
$A_1 = A_2$	0.5*
$g_1 = g_2$	0.32*
$x_{1B,V,R}$	0.813*/0.722*/0.629*
$x_{2B,V,R}$	0.828*/0.748*/0.656*

Çizelge 4.18 V357 Cas sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları (devam)

$y_{1B,V,R}$	0.211*/0.268*/0.278*
$y_{2B,V,R}$	0.151*/0.244*/0.265*
$L_{1B} / (L_1+L_2)$	0.625 ± 0.041
$L_{1V} / (L_1+L_2)$	0.601 ± 0.042
$L_{1R} / (L_1+L_2)$	0.587 ± 0.042
$L_{2B} / (L_1+L_2)$	0.375 ± 0.035
$L_{2V} / (L_1+L_2)$	0.399 ± 0.036
$L_{2R} / (L_1+L_2)$	0.413 ± 0.034
L_3	0
r_1 *(kutup)*	0.3038 ± 0.0017
r_1 *(uç)*	0.3098 ± 0.0018
r_1 *(kenar)*	0.3137 ± 0.0019
r_1 *(arka)*	0.3160 ± 0.0020
r_1 *(ort)*	0.309 ± 0.0018
r_2 *(kutup)*	0.2663 ± 0.0011
r_2 *(uç)*	0.2774 ± 0.0011
r_2 *(kenar)*	0.3101 ± 0.0011
r_1 *(arka)*	0.3859 ± 0.0010
r_2 *(ort)*	0.2841 ± 0.0011
$\sum W (O - C)^2$	0.274870753

***** İterasyon sırasında sabit tutulan parametreler



Şekil 4.27 V357 Cas sisteminin 0.25 evresindeki Roche geometrisi

Çizelge 4.19 V357 Cas sistemine ait bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler

Mutlak Parametreler	**V357 Cas**
a ($R_\odot$)	7.173
M_1 ($M_\odot$)	1.530
M_2 ($M_\odot$)	0.434
R_1 ($R_\odot$)	2.313
R_2 ($R_\odot$)	1.983
L_1 ($L_\odot$)	7.517
L_2 ($L_\odot$)	4.245

4.5 V509 Cyg

V509 Cyg (TYC 3578-2519-1, GSC 03578-02519, α: 20° 37 38".55, δ: +47° 13 07".39) ilk kez 1943 yılında Hoffmeister tarafından değişen yıldız olduğu keşfedilen bir sistemdir. Değişen yıldız ismi ilk kez 2000 yılında Kinnunen tarafından verilmiş ve IBVS veritabanında yayınlanmıştır. 2004 yılında Kreiner sistemin ışık elemanlarını şu şekilde hesaplamıştır:

$$HJD = 2452501.5995 + E \times 1^{g}.6091756 \quad (4.10)$$

GCVS'de $T_0 = 2426214.44$, $P = 1.609146$ olarak verilmiştir. 2009 yılında Hoffmann ve arkadaşları NSVS veri tabanında sistemin türünü Algol olarak belirtip dönem ve renk ölçeklerini aşağıdaki çizelgede vermişlerdir:

Çizelge 4.20 V509 Cyg sistemine ait NSVS veri tabanındaki bazı bilgiler

Dönem (gün)	J-H	H-K	K
1.60903	$0^{m}.223$	$0^{m}.036$	$11^{m}.674$

2013 yılında Avvakumova ve arkadaşları yayınladıkları değişen yıldız kataloğunda sistemin ışık eğrisinden Algol olduğunu belirtip evrimsel durumunu DM; ayrık anakol sistemi olarak vermişlerdir.

Çizelge 4.21 V509 Cyg sistemine ait Avvakumova (2013) tarafından verilen bilgiler

Max parlaklık	Min I	I. Min derinliği	Dönem (gün)	I. Min süresi
$13^{m}.10$	$13^{m}.7$	$0^{m}.60$	1.6091455999	$150x10^{-3}$

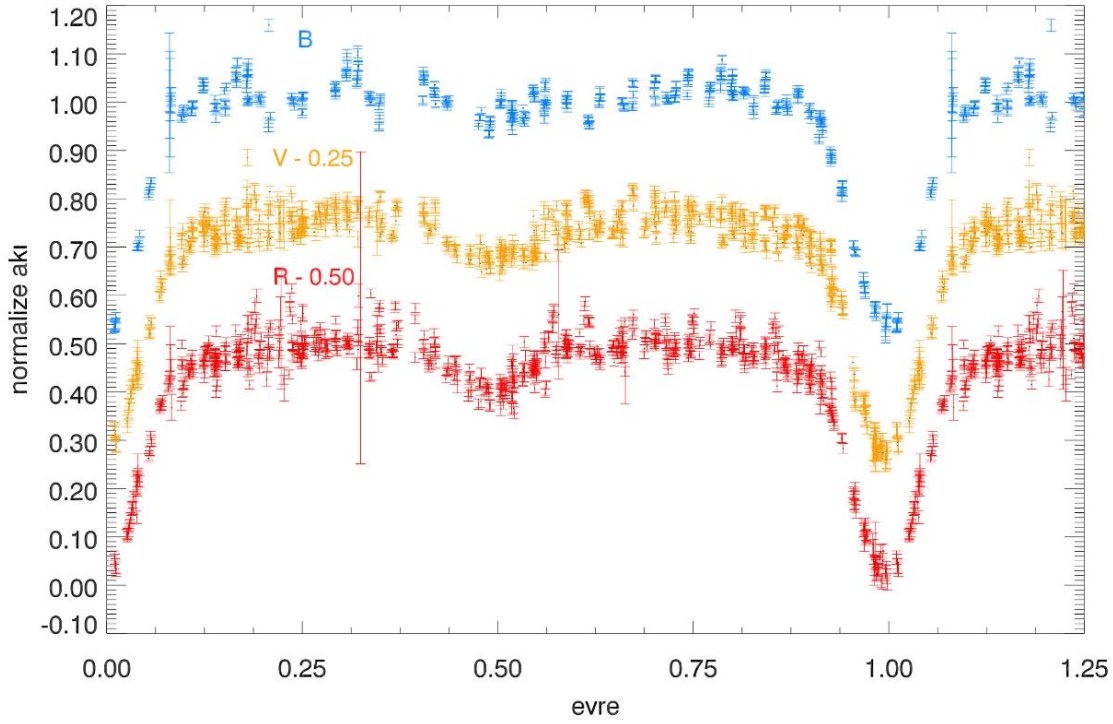
Sistem Kepler Uzay teleskobu tarafından gözlenerek dönemi $P = 1.60917560$ gün olarak bulunmuştur (Coughlin vd., 2014). V bandı parlaklığını $13^{m}.10$ ve tutulma derinliğini $424560x10^{-6}$ ppm (milyonda bir birim) olarak vermişlerdir.

Bu çalışmada 2014-2015 yılları arasında çok fazla sayıda fakat bir tam tutulmayı

kapsayacak kadar tek gecelik gözlem noktası olmaması nedeniyle sisteme ait yeni minimum zamanı hesaplanamadı. Literatürde sisteme ait en son 2010 yılına ait minimum zamanı bulunmaktadır. Son 5 yılın minimum zamanları literatürde de bulunmadığından sistemin yeni ışık elemanları hesaplanamadı. Bu nedenle ışık elemanları Kreiner atlasından;

$$\min(HJD) = 2452501.5995 + E \times 1^{g}.6091756 \qquad (4.11)$$

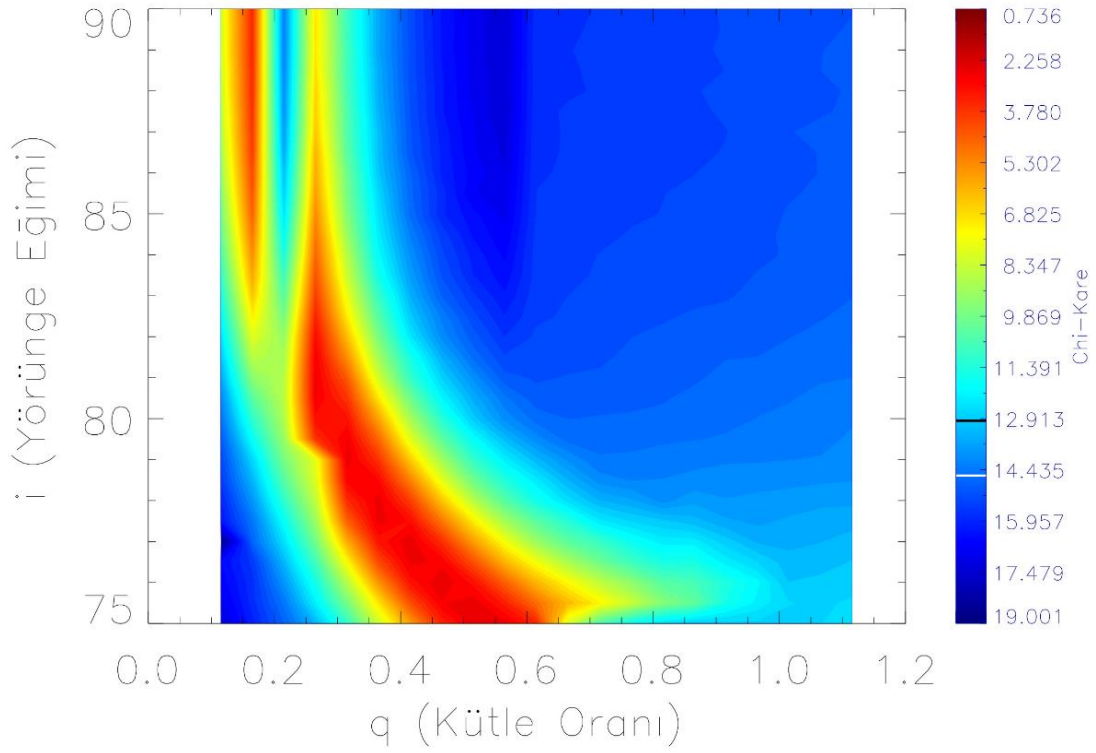
olarak alındı.



Şekil 4.28 V509 Cyg sistemine ait T60 Teleskobu ile elde edilen Bessel BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi

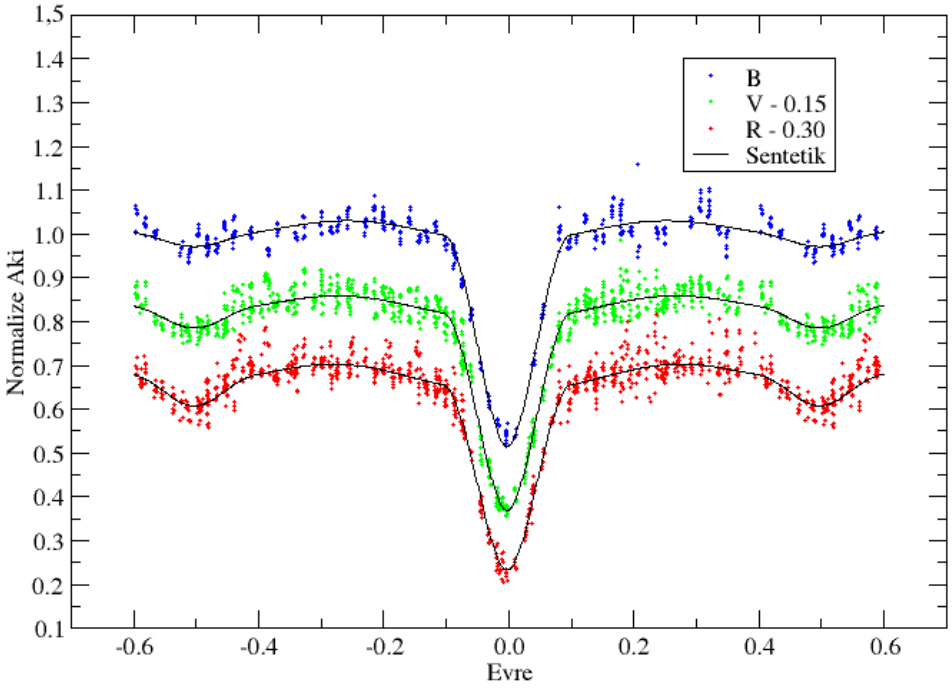
Sistemin 2MASS parlaklıkları J = $11^{m}.93$, H = $11^{m}.71$, K = $11^{m}.67$, J-K = $0^{m}.26$ şeklindedir. J – K renk ölçeğine karşılık gelen baş bileşene ait sıcaklık değeri Haudashelt (2000) kalibrasyon tablosundan T = 6449 *K*° olarak bulundu ve baş bileşenin sıcaklığı

olarak atfedilerek çözümlerde sabit tutuldu. Kütle oranı (q) taraması 0.115 – 1.115 aralığında Δq = 0.05 artımla, yörünge eğimi (i) ise 75° – 90° aralığında Δi = 0.5 artımla tarandı. Tarama işlemi mod5 kullanılarak gerçekleştirildi ve en küçük hata değerine sahip $i - q$ ikilisi 76 – 0.465 elde edildi. Şekil 4.29 $q - i$ taramasına ait sonuçları göstermektedir. Fark karelerin en küçük olduğu yer koyu kırmızı renk ile gösterilmektedir. Nihai çözüm q-i taramasından çıkan q ve i değerleri başlangıç parametresi seçilerek albedolar, yüzey çekim ivmeleri, baş bileşene ait sıcaklık ve ikinci bileşene ait yüzey potansiyeli sabit tutularak çözüm gerçekleştirildi. Çözüm ayrık sistemler için kullanılan mod2 seçilerek denendiğinde ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu görüldü ve bu nedenle analizlerde mod5'in kullanılması gerektiği anlaşıldı. İterasyon işlemi serbest bırakılan parametreler üzerinde hesaplanan düzeltme terimlerinin hesaplanan hata değerlerinden daha küçük olduğu sürece devam ettirildi.

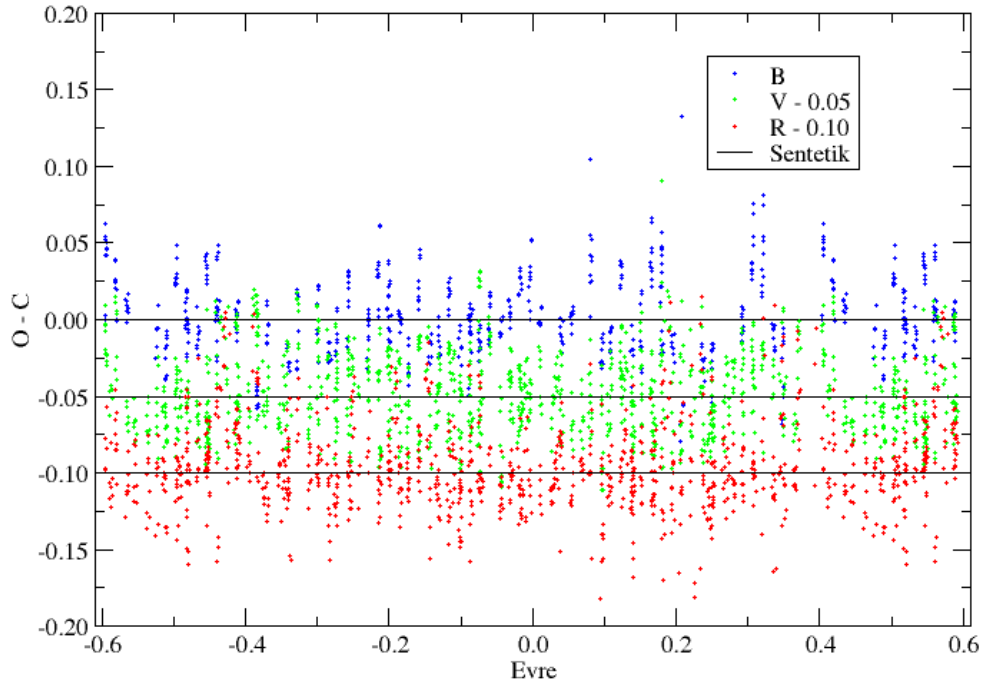


Şekil 4.29 V509 Cyg sistemine ait hassas q – i taraması

Şekil 4.30 ve 4.31'de gözlemsel ışık eğrisine yapılan en iyi model fit ve modelden olan farklar, bileşenlere ait BVR bandları için çözümden bulunun parametre değerleri ise çizelge 4.19'da verilmiştir.



Şekil 4.30 V509 Cyg sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri



Şekil 4.31 V509 Cyg sistemi için gözlemsel ve teorik eğri arasındaki fark

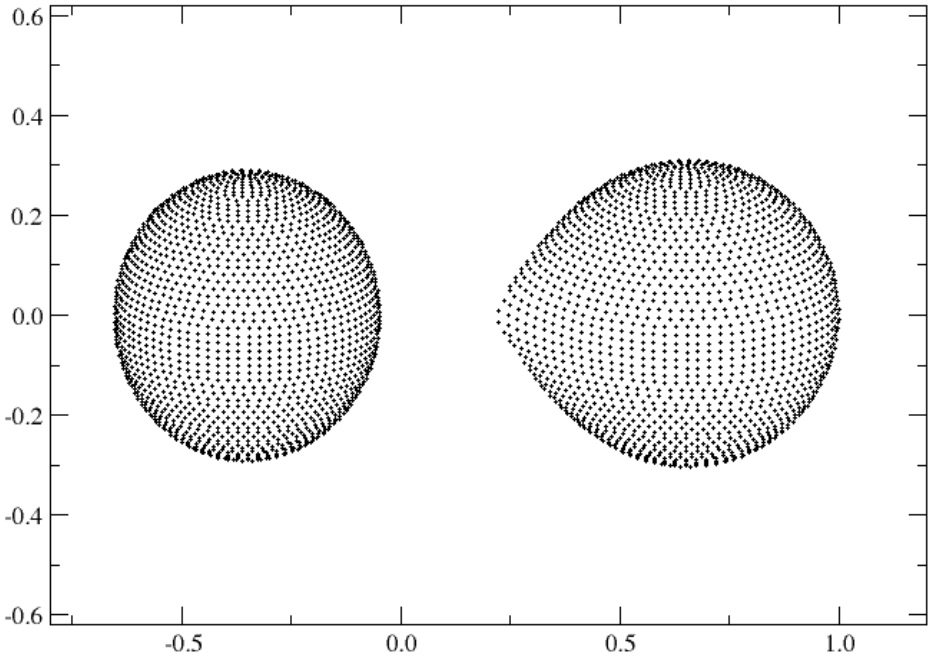
Çizelge 4.22 V509 Cyg sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	**Bu Çalışma**
$q = m_2/m_1$	0.54 ± 0.01
i (°)	74 ± 0.2
T_1 (K)	6449*
T_2 (K)	4052 ± 26
$\Omega_1 = \Omega_2$	3.962 ± 0.039
Phase shift	-0.002956
$A_1 = A_2$	0.5*
$g_1 = g_2$	0.32*
$x_{1B,V,R}$	0.807*/0.713*/0.619*
$x_{2B,V,R}$	0.821*/0.803*/0.754*
$y_{1B,V,R}$	0.226*/0.273*/0.282*
$y_{2B,V,R}$	-0.261*/-0.072*/0.048*

Çizelge 4.23 V509 Cyg sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları (devam)

$L_{1B} / (L_1+L_2)$	0.964 ± 0.033
$L_{1V} / (L_1+L_2)$	0.925 ± 0.052
$L_{1R} / (L_1+L_2)$	0.878 ± 0.073
$L_{2B} / (L_1+L_2)$	0.035 ± 0.045
$L_{2V} / (L_1+L_2)$	0.074 ± 0.042
$L_{2R} / (L_1+L_2)$	0.121 ± 0.052
L_3	0
r_1 (kutup)	0.2904 ± 0.0028
r_1 (uç)	0.2961 ± 0.0031
r_1 (kenar)	0.3017 ± 0.0033
r_1 (arka)	0.3051 ± 0.0035
r_1 (ort)	0.2983 ± 0.0033
r_2 (kutup)	0.3059 ± 0.0011
r_2 (uç)	0.3194 ± 0.0012
r_2 (kenar)	0.3518 ± 0.0012
r_1 (arka)	0.4371 ± 0.0011
r_2 (ort)	0.3535 ± 0.0012
$\sum W (O - C)^2$	0.639293147

***** İterasyon sırasında sabit tutulan parametreler



Şekil 4.32 V509 Cyg sisteminin 0.25 evresindeki Roche geometrisi

Çizelge 4.24 V509 Cyg sistemine ait bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler

Mutlak Parametreler	**V509 Cyg**
a ($R_\odot$)	7.731
M_1 ($M_\odot$)	1.583
M_2 ($M_\odot$)	0.814
R_1 ($R_\odot$)	2.346
R_2 ($R_\odot$)	2.423
L_1 ($L_\odot$)	8.532
L_2 ($L_\odot$)	1.460

4.6 CT Sct

CT Sct (BD-06 4951, GSC 05127-01139, α: 18° 54$'$ 21$''$.64, δ: -06° 00 16$''$.7) Kalkan takımyıldızında bulunan ve ilk kez 1943 yılında Oosterhof tarafından fotoğrafik yöntemle değişen yıldız olduğu fark edilen bir sistemdir. 1980 yılında Brancewicz ve Dworak (1980) tarafından yayınlanan katalogda dönemi P = 4.9536 gün, sistemin paralaks değeri 80", bileşenler arası uzaklık Güneş çapı biriminde a = 19.09 olarak bulunmuştur. Bileşenlere ait bulunan mutlak parametreler Çizelge 4.21'de verilmiştir. Sistemin tayf türünü *A2* olarak bulmuş, uzaklığını ise d = 1250 pc hesaplamışlardır. Kütle oranını ise q = 0.42 olarak vermişlerdir.

Çizelge 4.25 Ct Sct Sistemine ait Brancewicz ve Dworak (1980) tarafından verilen bilgiler

Parametre	**1.Bileşen**	**2.Bileşen**
R ($R_{\odot}$)	3.26	5.71
RL (%)	38	95
L ($L_{\odot}$)	65.01	54.64
T ($T_{\odot}$)	9120	6300

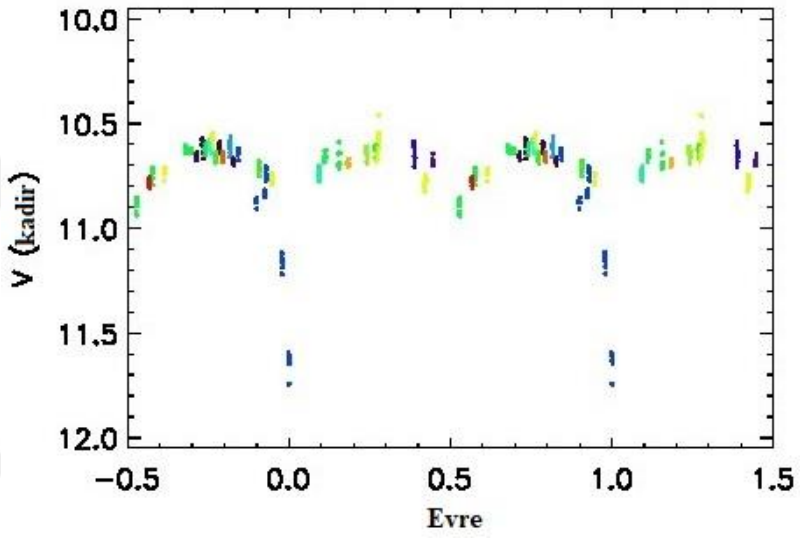
1984 yılında Bidelman IBVS veri tabanında sistemin tayf türünü *OB* olarak vermiştir. Halbedel (1984) ise yine IBVS veri tabanında sistemin tayf türünü *B7 V(n)* olarak vermiştir. Budding (1984) klasik Algol çiftlerini topladığı katalogda CT Sct sistemine ait dönemi 4.7976, tayf türünü *B9* olarak vermişlerdir. Reed (1988) CT Sct sisteminin ışınım gücü sınıfını OB olarak vermiştir. Dvorak (2004) GCVS veri tabanından seçtiği yıldızların ışık elemanlarını hesaplamış ve IBVS'de yayınlamıştır. Buna göre ışık elemanlarını;

$$HJD\,(\text{min}) = 2453074.900 + E \times 4^{g}.9536000 \qquad (4.12)$$

olarak vermiştir. Dvorak sistemin parlaklık değişimini V bandı için Vmax=10^{m}.90 ve Vmin=11^{m}.90 olarak vermiştir. Kreiner atlasında (2004) ise sistemin ışık elemanları şu şekilde verilmiştir;

$$HJD\,(\text{min}) = 2452500.2633 + E \times 4^{g}.9537168 \qquad (4.13)$$

Alfonso-Garzon ve arkadaşları (2012) ilk defa INTEGRAL-OMC (The International Gamma-Ray Astrophysics Laboratory) teleskobuyla yapılan gözlemler sonucu optik değişen kaynakların olduğu katalogda sisteme ait V bandındaki ışık eğrisini yayınlayarak dönemini P = 4.9536 gün olarak vermişlerdir. Sistemin tayf türünü ise *B9* olarak belirtmişlerdir. V bandındaki ortalama parlaklığı $10^{m}.67$ olarak hesaplamışlardır.



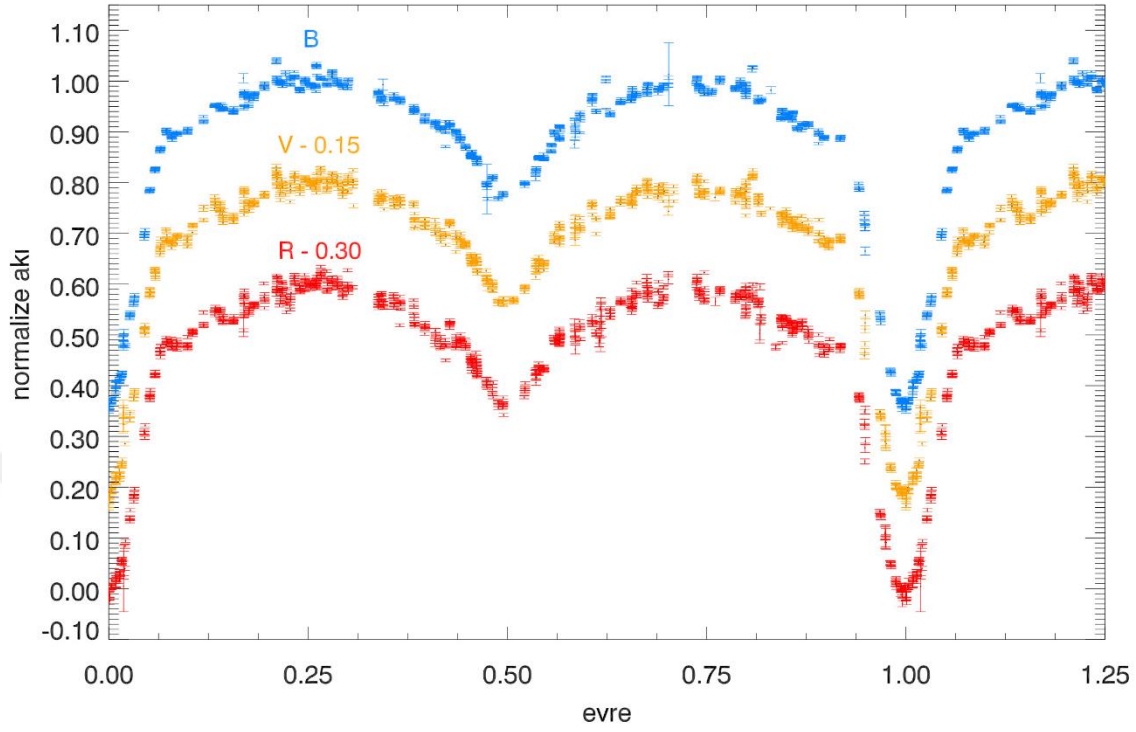
Şekil 4.33 CT Sct sisteminin V bandındaki ışık eğrisi (Alfonso-Garzon vd. 2012)

Avvakumova ve arkadaşları (2013) yayınladıkları çift yıldız kataloğunda CT Sct sisteminin evrimsel durumunu Klasik Algol olarak sınıflandırmışlardır. GCVS veri tabanında sistemin ışık elemanları ise şu şekilde verilmiştir:

$$HJD\,(\text{min}) = 2428727.374 + E \times 4^{g}.95360 \qquad (4.14)$$

Bu çalışmada ışık eğrisini evrelendirmek için GCVS'den alınan başlangıç minimum zamanı T_0 ve Avvakumova (2013)'dan alınan dönem değeri P ışık elamanları olarak kullanıldı:

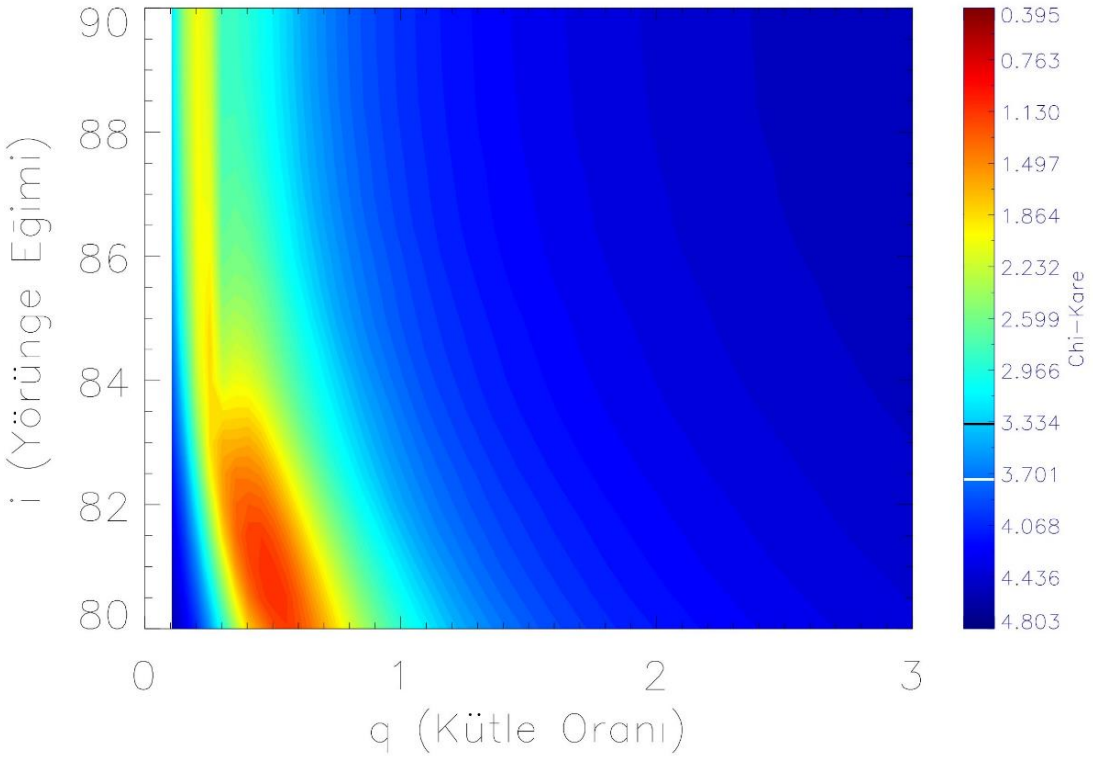
$$HJD\,(\text{min}) = 2428727.374 + E \times 4^{g}.9535993 \qquad (4.15)$$



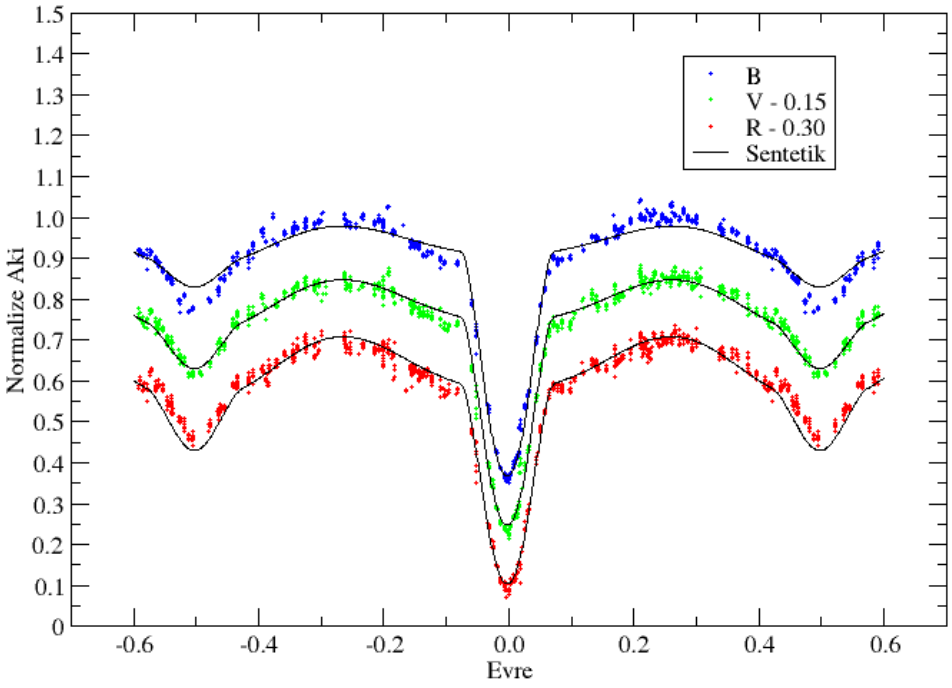
Şekil 4.34 CT Sct sisteminin T60 Teleskobu ile elde edilen Bessell BVR filtrelerindeki diferansiyel ışık eğrisi

CT Sct sisteminin 2MASS parlaklık değerleri J = 10^m.054, H = 10^m.031, K = 9^m.999, J – K = 0^m.055 şeklindedir. J-K = 0^m.055 renk ölçeğine karşılık gelen baş bileşenin sıcaklık değeri Houdashelt (2000) kalibrasyonlarından T = 7638° K' dir. Literatürde baş bileşene ait verilen sıcaklık değerinden ya da tayf türüne karşılık gelen sıcaklık değerlerinden çok farklı bulundu. B-V = 0^m.35 renk ölçeğine karşılık gelen sıcaklık değeri ise T = 6779° K bulundu. J-K renk ölçeğine karşılık gelen sıcaklık değeri bekleneceği gibi B-V renk ölçeğinden elde edilen sıcaklık değerinden 859° K daha fazladır. Literatürde Budding (2004) tarafından verilen B – V rek ölçeği değeri ise 0^m.153 olup bu değere karşılık gelen sıcaklık değeri Houdashelt (2000) tablosundan T = 7609° K'dir ve J – K renk ölçeğinden elde edilen sıcaklık değerine daha yakındır. Bu nedenle çözümlerde baş bileşene ait sıcaklık olarak T = 7638° K seçildi. Elimizde sadece fotometrik veri olduğundan q-i taraması yönetime başvuruldu. Kütle oranı (q) 0.105 – 3.05 aralığında Δq = 0.05 artımla,

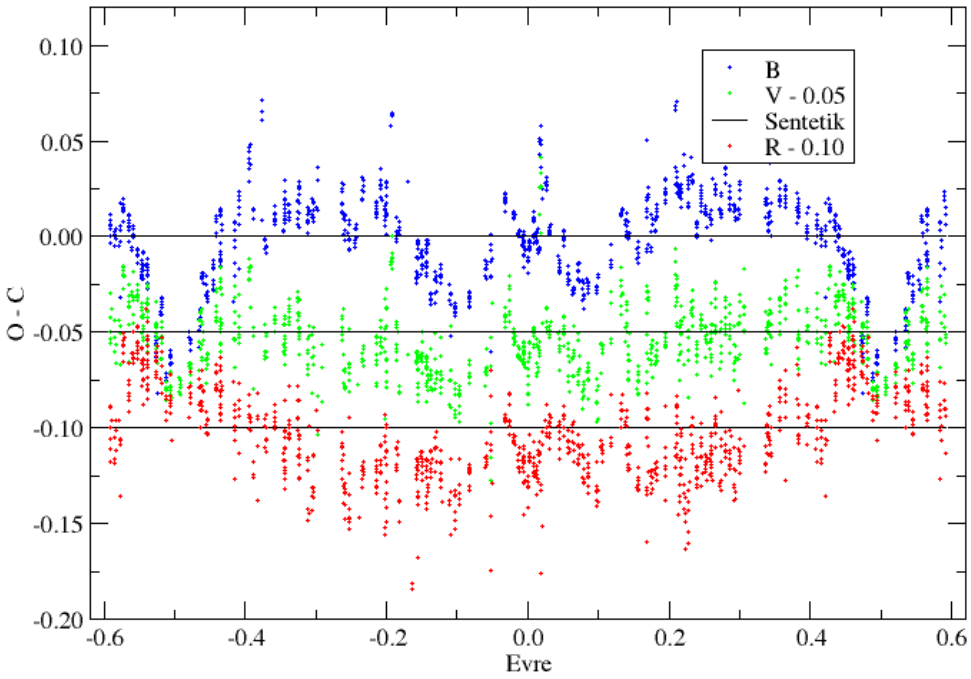
yörünge eğimi (i) ise 80° – 90° aralığında Δi = 0.5 artımla tarandı. Algol sistemlerinde yoldaş bileşen baş bileşenden daha soğuk olduğundan yoldaş bileşene ait yüzey çekim ivmesi g_2 = 0.32 ve bolometrik albedo değeri A_2 = 0.5 alındı ve taramada sabit parametre olarak tutuldu. Analiz WD koduyla mod5 seçilerek gerçekleştirildi. Tarama sonucunda fark-kare değeri en küçük i – q ikilisi 80°.5 – 0.505 bulundu. Şekil 4.35 q - i taramasına ait sonuçları göstermektedir. Fark karelerin en küçük olduğu yer koyu kırmızı renk ile gösterilmektedir. Çözüm ayrık sistemler için kullanılan mod2 seçilerek denendiğinde ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu görüldü ve mod5'in kullanılması gerektiği anlaşıldı. Nihai çözüm q - i taramasından çıkan q ve i değerleri başlangıç parametresi seçilerek albedolar, yüzey çekim ivmeleri, baş bileşene ait sıcaklık ve ikinci bileşene ait yüzey potansiyeli sabit tutularak çözüm gerçekleştirildi. İterasyon işlemi serbest bırakılan parametreler üzerinde hesaplanan düzeltme terimlerinin hesaplanan hata değerlerinden daha küçük olduğu sürece devam ettirildi. Bileşenlere ait BVR filtreleri için bulunun parametre değerleri Çizelge 3.22'de verilmiştir.



Şekil 4.35 CT Sct sisteminin hassas q – i taraması



Şekil 4.36 CT Sct sistemi için yapılan çözüm sonucu elde edilen teorik (sürekli) ve gözlemsel ışık eğrileri



Şekil 4.37 CT Sct sistemi için gözlemsel ve teorik eğri arasındaki fark

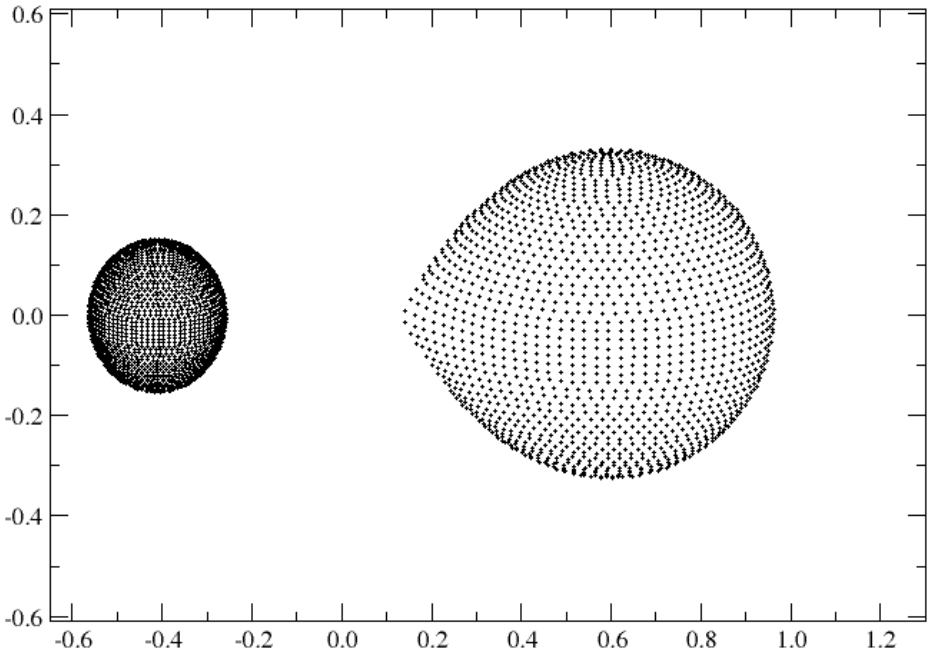
Çizelge 4.26 CT Sct sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları

Parametre	Bu Çalışma
$q = m_2/m_1$	0.70 ± 0.008
i (°)	76.7 ± 0.06
T_1 (K)	7638*
T_2 (K)	5306 ± 11
$\Omega_1 = \Omega_2$	7.3476 ± 0.0438
Phase shift	-0.002512
A_1	1.0*
A_2	0.5*
g_1	1.0*
g_2	0.32*
$x_{1B,V,R}$	0.8111*/0.7066*/0.5899*
$x_{2B,V,R}$	0.8487*/0.7866*/0.6974*

Çizelge 4.27 CT Sct sisteminin BVR bandlarındaki ışık eğrisi çözüm sonuçları (devam)

$y_{1B,V,R}$	0.3237*/0.2861*/0.2566*
$y_{2B,V,R}$	0.0545*/0.1717*/0.2117*
$L_{1B} / (L_1+L_2)$	0.646 ± 0.052
$L_{1V} / (L_1+L_2)$	0.504 ± 0.026
$L_{1R} / (L_1+L_2)$	0.412 ± 0.032
$L_{2B} / (L_1+L_2)$	0.354 ± 0.062
$L_{2V} / (L_1+L_2)$	0.496 ± 0.035
$L_{2R} / (L_1+L_2)$	0.587 ± 0.045
L_3	0
r_1 (kutup)	0.1560 ± 0.0011
r_1 (uç)	0.1570 ± 0.0011
r_1 (kenar)	0.1565 ± 0.0011
r_1 (arka)	0.1569 ± 0.0011
r_1 (ort)	0.1566 ± 0.0011
r_2 (kutup)	0.3100 ± 0.0011
r_2 (uç)	0.4423 ± 0.0011
r_2 (kenar)	0.3239 ± 0.0011
r_1 (arka)	0.3562 ± 0.0011
r_2 (ort)	0.3581 ± 0.0011
$\sum W (O - C)^2$	0.429995683

***** İterasyon sırasında sabit tutulan parametreler



Şekil 4.38 CT Sct sisteminin 0.25 evresindeki Roche geometrisi

Çizelge 4.28 CT Sct sistemine ait bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler

Mutlak Parametreler	**CT Sct**
a ($R_\odot$)	18.347
M_1 ($M_\odot$)	2.224
M_2 ($M_\odot$)	1.156
R_1 ($R_\odot$)	3.137
R_2 ($R_\odot$)	5.879
L_1 ($L_\odot$)	30.001
L_2 ($L_\odot$)	27.814

5. SONUÇ ve TARTIŞMA

Bu çalışmada kısa ve uzun dönemli altı adet örten çift sistemin AUKR ve TUG'da Bessell BVR filtrelerindeki ışık eğrileri elde edildi. Tez çalışması süresince BD+42 765 çift sisteminin ışık eğrisi tamamlanamadığı için ışık eğrisi analizi gerçekleştirilemedi. Çalışmada ilk kez V1370 Tau, V531 And, V509 Cyg, V357 Cas ve CT Sct sistemlerinin ayrıntılı fotometrik analizleri yapıldı. Analizler sonucunda sistemlere ilişkin q – i taramasıyla kütle oranları hesaplandı ve bu parametrelerden yararlanarak sistemlerin geometrik ve fiziksel parametrelerine ulaşıldı. Elde edilen sistemlere ilişkin parametreler 4. Bölümde çizelgeler ve şekiller halinde verildi.

FI Lyn sisteminin baş bileşenin sıcaklığı T_1 = 5967° K seçilerek ikinci bileşenin sıcaklığı T_2 =5850° K bulunurken kütle oranı q = 2.46 bulunmuştur. Barani vd. (2015) çalışmalarında buldukları kütle oranına (q=2.58) yakın olup farklılığın baş bileşene ait sıcaklık bilgisinin farklı seçilmesinden kaynaklanabileceği düşünülmektedir. Kütle oranı 1'den büyük olduğu için ikinci bileşen daha büyük kütleli olmalıdır. Buradan büyük kütleli bileşenin daha soğuk olması nedeniyle bu sistemin W alt türü bir W UMa olduğunu söyleyebiliriz. Binnendijk (1965, 1970) sınıflandırmasına göre W alt türlerinde birinci minimum büyük kütleli bileşenin küçük kütleli bileşen tarafından örtülmesiyle gerçekleşir. Bileşenler arasında ΔT = 116° K sıcaklık farkı bileşenlerin termal dengede olduğunu göstermektedir.

Işık eğrisine bakıldığında maksimum evrelerinde leke kaynaklı bir asimetri (O'Connell etkisi) görülmedi. Barani vd. (2015) çalışmalarında sistemin yörünge döneminde dP/dT = 1.05×10^{-6} gün/yıl oranında bir dönem artışı tespit etmişlerdir. Bu değişimin bileşenler arası korunumlu madde madde aktarımı kaynaklı olabileceği varsayımıyla küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene doğru M = 1.6×10^{-6} $M_{\odot}$/yıl civarında olduğunu belirtmişlerdir. Ancak bu sonucun değen bir sistem için fazla olduğundan ve az miktarda minimum zamanından elde edildiğinden dönem değişiminin 3. cisim kaynaklı olup olmadığını anlamak için daha fazla sayıda minimum zamanlarına ihtiyaç olduğunu belirtmişlerdir. Sistemin modellenmesinde 3. ışık katkısına ihtiyaç duyulmadı. Mutlak parametrelerin hesabında Barani vd. (2015) çalışmasında olduğu gibi baş bileşenlerin kütle ve yarıçapları için Gazeas (2009), bileşenlerin ışınım güçleri için ise Milano ve

Russo (1983) çalışmasındaki kalibrasyonlardan yararlanıldı.
Bulunan mutlak parametreler Barani vd. (2015) çalışmasıyla karşılaştırıldı ve kütle oranı dışında çok büyük farkların olmadığı görüldü. Elde edilen mutlak parametreler Şekil 5.1'deki LogT_{eff} – Log$L$ (HR) diyagramına yerleştirildiğinde birinci bileşenin (daha küçük kütleli) neredeyse TAMS ile ZAMS arasında anakol bandında yer aldığı, ikinci bileşenin (daha büyük kütleli) ise ZAMS çizgisinin altında kaldığı görüldü. Buradan baş bileşenin $1M_{\odot}$ kütleli yıldızın evrim yoluna yakın bir konumda olan bir anakol yıldızı ve ikinci bileşenin henüz evrimleşmemiş olduğunu söyleyebiliriz. Webbink (2003) çalışmasında da belirtildiği gibi bir W UMa türü olan sistemin ikinci bileşeni kütlesine göre beklenenden daha soğuk ve ışınım gücü daha azdır. Bu çalışmada FI Lyn sisteminin bileşenlerinin HR diyagramındaki konumları Barani vd. (2015) çalışmasıyla karşılaştırıldığında bileşenlerin neredeyse aynı konumda bulundukları görüldü. Barani vd. (2015) çalışmasında birinci bileşen TAMS çizgisine daha yakın konumda bulunmaktadır.

W UMa sistemleri etkileşen çiftlerdir ve bileşenler birbirleriyle temas halindedirler. Dolayısıyla sistem hızlı dönmekte ve yörünge açısal momentumları da fazladır. Değen çift sistemlerin yörünge dinamiklerini dolayısıyla yörünge evrimlerini anlamada yörünge açısal momentumları önemli bir araçtır. Mutlak parametrelerin yardımıyla yörünge açısal momentumu Eker vd. (2006) tarafından yapılan çalışmadaki kalibrasyonlardan yararlanarak bulundu. Yörünge açısal momentumu çift sistemlerin dönem değişimini dolayısıyla bileşen yıldızlarda madde aktarımı, manyetik etkinlik gibi süreçlerin araştırılmasında bize yol gösterir. Bu bağlamda Eker vd. (2006) tarafından W UMa yıldızları seçilerek oluşturulan LogJ_o – Log$M$ grafiklerinde ayrık ve değen sistemlerin birbirlerinden farklı konumlandığı ve "değen sınırı" ile birbirlerinden ayrıldığı gösterilmiştir. Bu sınır değen bir sistemin alabileceği maksimum toplam yörünge momentumunu J_{lim} gösterir. Yörünge açısal momentumu bu limit altında ise sistem bağlı kalmaya devam ederken limit üstünde sistemin geometrik olarak değme durumu bozulur. Şekil 5.2'deki LogJ_o – Log$M$ grafiğinde FI Lyn sistemi konumlandırılarak değen çiftler arasına düştüğü görüldü.

Diğer bir W UMa türü sistem olan V1370 Tau'nun baş bileşeninin sıcaklığı T_1 = 5672°

K seçilerek ikinci bileşenin sıcaklığı T_2 = 5768° K bulunurken kütle oranı q = 0.26 olarak bulundu. Buradan büyük kütleli bileşenin baş bileşen olduğunu söyleyebiliriz. Büyük kütleli bileşenin daha soğuk olması nedeniyle bu sistemin W alt türü bir W UMa olduğunu söyleyebiliriz. Bileşenler arasında ΔT = 95° K sıcaklık farkı bileşenlerin termal dengede olduğunu göstermektedir. Işık eğrisinde B bandında asimetri göze çarpmaktadır. İki maksimum arası farka bakıldığında bu asimetrinin leke kaynaklı olamayacak kadar küçük bir değerde olduğu ve B bandındaki saçılma göz önünde bulundurulduğunda bu saçılmada kaybolacağı görüldü. Sistemin modellenmesinde 3. ışık katkısına ihtiyaç duyulmadı. Mutlak parametrelerin hesabında Barani vd. (2015) çalışmasında olduğu gibi baş bileşenlerin kütle ve yarıçapları için Gazeas (2009), bileşenlerin ışınım güçleri için ise Milano ve Russo (1983) çalışmasındaki kalibrasyonlardan yararlanıldı.

Elde edilen mutlak parametreler Şekil 5.1'deki LogT_{eff} – Log$L$ (HR) diyagramına yerleştirildiğinde birinci bileşenin (daha küçük kütleli) neredeyse TAMS ile ZAMS arasında anakol bandında yer aldığı, ikinci bileşenin (daha büyük kütleli) ise ZAMS çizgisinin altında kaldığı görüldü. Buradan baş bileşenin $1M_{\odot}$ kütleli yıldızın evrim yoluna yakın bir konumda olan bir anakol yıldızı ve ikinci bileşenin henüz evrimleşmemiş olduğunu söyleyebiliriz. Webbink (2003) tarafından yapılan çalışmada belirtildiği gibi bir W UMa türü olan sistemin ikinci bileşeni kütlesine göre beklenenden daha soğuk ve ışınım gücü daha azdır. Şekil 5.2'deki LogJ_o – Log$M$ grafiğinde V1370 Tau sistemi konumlandırılarak değen çiftler arasında yer aldığı görüldü.

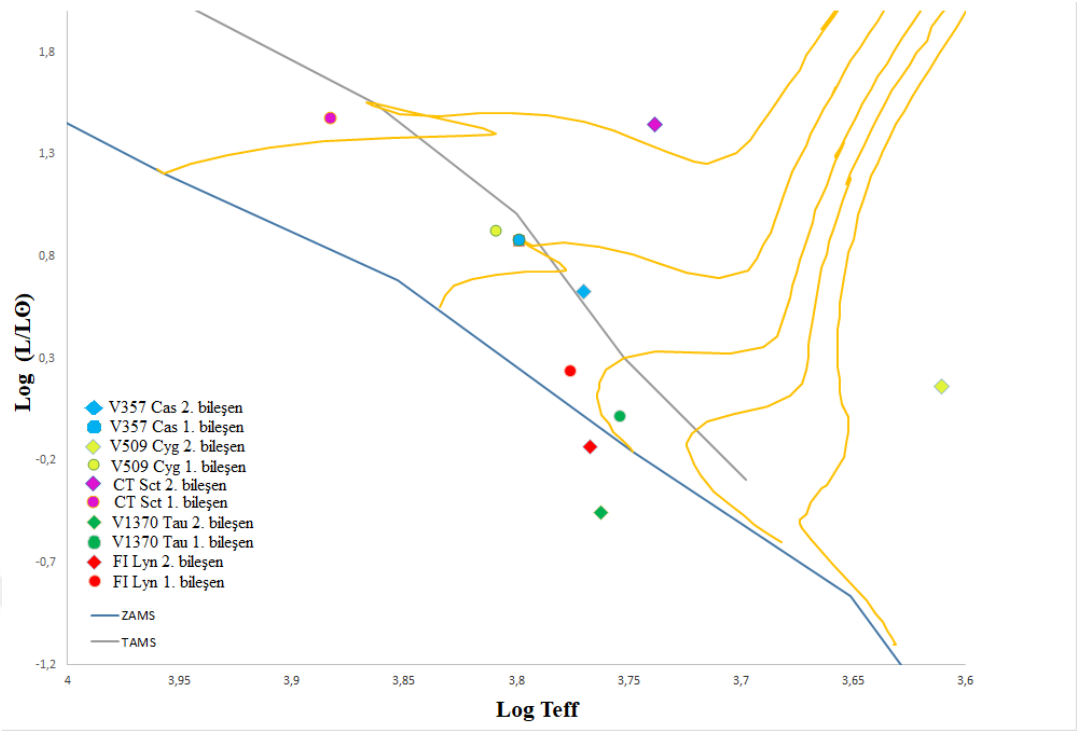
V531 And sistemi literatürde W UMa türü olarak sınıflandırılmıştır. Bu çalışmada literatürden toplanan ve bu çalışmada elde edilen minimum zamanları ile yeni ışık elemanları hesaplanmıştır. Elde edilen ışık eğrisinin kaba taraması sonucunda kütle oranının 0.1, i yörünge eğiminin ise 60° olarak bulunmuştur. Sistemin doğru q değerinin 0.1'in altında kalmış olabileceği düşüncesiyle q değeri 0.06'dan başlatılarak bir tarama yapıldı fakat PHOEBE programının bu kadar küçük değerler için çözüm bulamadığı görüldü.

Bir Algol sistemi olan CT Sct'nin baş bileşeninin sıcaklığı T_1 = 7638° K seçilerek ikinci bileşenin sıcaklığı T_2 = 5306° K bulunurken kütle oranı q = 0.70 bulundu. Sistemin

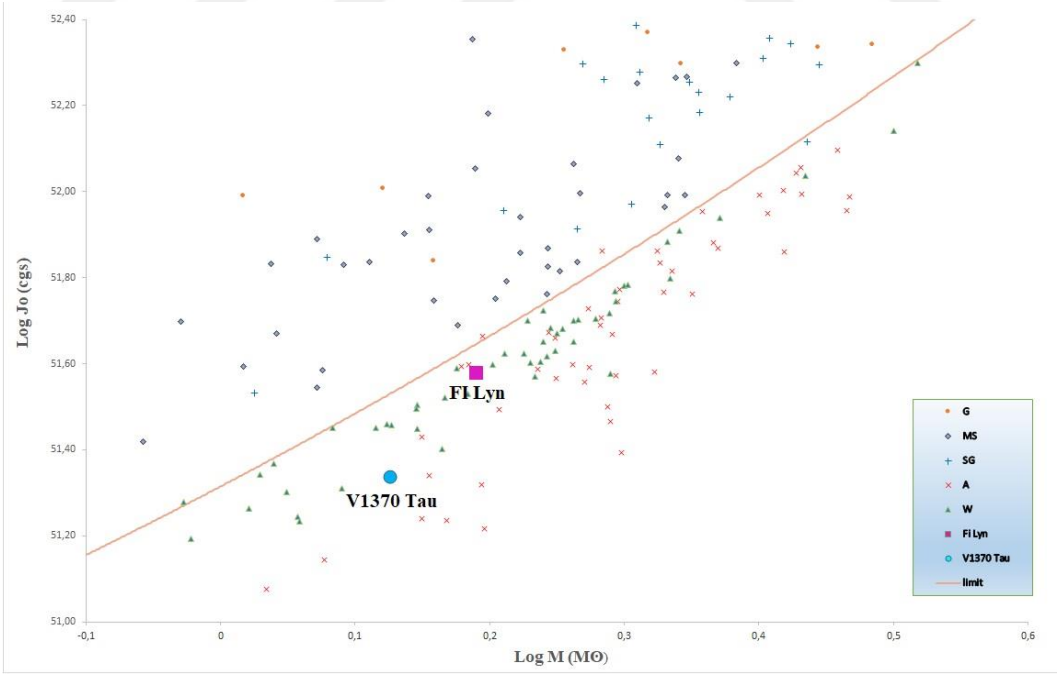
modellenmesinde 3. ışık katkısına ihtiyaç duyulmadı. Algoller çoğunlukla yarı ayrık sistemlerdir. Çözümlerimizde ayrık sistemler için kullanılan mod2 seçilerek ışık eğrisinin çözümü gerçekleştirilmeye çalışıldı ve ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu görüldü. Böylelikle sistemin yarı ayrık olduğuna kanaat getirdikten sonra mod5 seçilerek çözümler yapıldı. Yarı ayrık sistemlerde Algol paradoksu görülmekte yani büyük kütleli bileşen aslında ikinci bileşen olmaktadır. Elde edilen mutlak parametreler Şekil 5.1'deki HR diyagramına yerleştirildiğinde baş bileşenin anakol bandında TAMS çizgisine ilerlemekte olduğu, yoldaş bileşenin Algollerden beklendiği üzere anakoldan ayrılıp alt dev türünden evrimleşmekte olan bir yıldız olduğu görülmektedir.

Algol olarak sınıflandırılmış diğer sistem V509 Cyg'nin baş bileşeninin sıcaklığı T_1 = 6449° K seçilerek ikinci bileşenin sıcaklığı T_2 = 4052° K bulunurken kütle oranı q = 0.54 olarak bulundu. Sistemin modellenmesinde 3. ışık katkısına ihtiyaç duyulmadı. Algoller çoğunlukla yarı ayrık sistemler olduğundan çözümde önce CT Sct sisteminde olduğu gibi mod2 seçilerek gerçekleştirildi. Çözüm sonucunda ikinci bileşenin Roche lobunu doldurduğu görülüp mod5 seçilerek nihai çözüm yapıldı. Elde edilen mutlak parametreler Şekil 5.1'deki HR diyagramına yerleştirildiğinde baş bileşenin anakol bandı içinde yer aldığı ikinci bileşenin çoğu Algolde olduğu gibi evrimleşmekte olan bir alt dev yıldızı olduğu görülmektedir.

Bir başka Algol türü olan V357 Cas sisteminin baş bileşeninin sıcaklığı T_1 = 6293° K seçilerek ikinci bileşenin sıcaklığı T_2 = 5885° K bulunurken kütle oranı q = 0.35 olarak bulundu. Işık eğrisi çözümleri önce mod2 seçilerek ardından çözümün mod5'e daha yakın çıkması nedeniyle mod5 seçilerek gerçekleştirildi. Sistemin modellenmesinde 3. Işık katkısına ihtiyaç duyulmadı. Elde edilen mutlak parametreler Şekil 5.1'de HR diyagramında yerleştirildiğinde baş bileşenin anakol bandında TAMS çizgisi sınırında normal bir yıldız, ikinci bileşenin TAMS çizgisinden yeni ayrılmış alt devler kolunda evrimleşmekte olan bir yıldız olduğunu söyleyebiliriz.



Şekil 5.1 Çift sistemlerin HR diyagramındaki konumları (İzokronlar için evrim yolları, ZAMS ve TAMS çizgileri Girardi vd. (2000) çalışmasından alındı).



Şekil 5.2 Eker vd. (2006) çalışmasından alınan LogJ0 – LogM grafiği (G ile temsil edilen noktalar bileşenlerden en az birinin dev olduğu, SG ile temsil edilen noktalar bileşenlerden en az birinin alt dev olduğu, MS ile temsil edilen noktalar her iki bileşenin de

KAYNAKLAR

Alfonso-Garzón, J., Domingo, A., Mas-Hesse, J. M., Giménez, A. 2012. The first INTEGRAL-OMC catalogue of optically variable sources. Astronomy & Astrophysics, 548, A79.

Anonymous. 2015. Web Sitesi: https://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/binary_mass.html, Erişim tarihi: 04.11.19.

Anonymous. 2015. Web Sitesi: http://coffee.ncat.edu:8080/Flurchick/Lectures/Stellar Modelling/SectionI/LectureI-6.html, Erişim tarihi: 4.11.2019.

Antipin S.V. 2008. New eclipsing binaries in the NSVS data. Peremennye Zvezdy Prilozhenie, 8 (19).

Avni, Y. 1976. The eclipse duration of the X-ray pulsar 3U 0900-40. Astrophysical Journal, 209, 574-577.

Avvakumova, E.A., Malkov O.Yu. and Kniazev A.Yu. 2013. Eclipsing variables: Catalogue and classification. Astronomische Nachrichten, 334 (8), 860.

Barani, C., Martignoni, M., Acerbi, F. 2015. The first multi-color light curve analysis of FI Lyn and new V and Rc light curve analysis for GN Boo, two W-subtype W Ursae Majoris systems. New Astronomy, 39, 1-8.

Berry; M., Burnell, J. 2005. The handbook of astronomical image processing , The handbook of astronomical image processing. by R. Berry and J. Burnell. xxviii, 684 p., 1 CD-ROM (incl. Astronomical Image Processing Software AIP4WIN, v.2.0). Richmond, VA: Willmann-Bell

Bidelman, W.P. Additional variable stars in the northern luminous stars catalogues. 1984. IAU Information Bulletin Variable Stars, 2514, 1-2.

Binnendijk, L. 1977. Synthetic light curves for contact binaries. Vistas in Astronomy, 21 (4), 359-391.

Binnendijk, L. 1970. The orbital elements of W Ursae Majoris systems. Vistas in Astronomy. 12 (1), 217-256.

Brancewicz, H.K. and Dworak, T.Z. 1980. A catalogue of parameters for eclipsing binaries. Acta Astronomica, 30, 501-524.

Budding E., A. 1984. Catalogue of classical (evolved) Algol-type binary candidate stars. Bulletin Information Centre Donnees Stellaires, 27, 91-129.

Budding, E. 1981. in E. B. Carling and Z. Kopal (eds.) Photometric and spectroscopic binary systems, D. Reidel Publ. Co., Dordrecht, Holland, p. 207.

Collins, Karen A., Kielkopf, John F., Stassun, Keivan G., Hessman, Frederic V. 2017. AstroImageJ: Image Processing and Photometric Extraction for Ultra-precise Astronomical Light Curves, The Astronomical Journal, 153 (2), 77.

Coughlin, Jeffrey L., Thompson, Susan E., Bryson, Stephen T., Burke, Christopher J., Caldwell, Douglas A., Christiansen, Jessie L., Haas, Michael R., Howell, Steve B., Jenkins, Jon M., Kolodziejczak, Jeffery J., Mullally, Fergal R., Rowe, Jason F. 2014. Contamination in the Kepler Field. Identification of 685 KOIs as False Positives via Ephemeris Matching Based on Q1-Q12 Data. The Astronomical Journal, 147 (5), 119.

Crawford, J. A., 1955. On the Subgiant Components of Eclipsing Binary Systems. Astrophysical Journal, 121, 71.

Csizmadia, Sz., Klagyivik, P. 2004. On the properties of contact binary stars. Astronomy and Astrophysics, 426, 1001-1005.

Cutri, R. M., Skrutskie, M. F., van Dyk, S., Beichman, C. A., Carpenter, J. M., Chester, T., Cambresy, L., Evans, T., Fowler, J., Gizis, J., Howard, E., Huchra, J., Jarrett, T., Kopan, E. L., Kirkpatrick, J. D., Light, R. M., Marsh, K. A., McCallon, H., Schneider, S., Stiening, R. Sykes, M., Weinberg, M., Wheaton, W. A., Wheelock, S., Zacarias, N., VizieR Online Data Catalog: 2MASS All-Sky Catalog of Point Sources (Cutri+ 2003), VizieR On-line Data Catalog: II/246. Originally published in: 2003yCat.2246....0C

Deb, Sukanta, Singh, Harinder P. 2011. Physical parameters of 62 eclipsing binary stars using the All Sky Automated Survey-3 data – I. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 412 (3), 1787-1803.

Deschamps, R., Braun, K., Jorissen, A.; Siess, L., Baes, M., Camps, P. 2015. Non-conservative evolution in Algols: where is the matter?, Astronomy & Astrophysics, 577, A55.

Duerbeck, H.W. 1984. W UMa Systems - the Outside Story. Mitteilungen der Astronomischen Gesellschaft, 62, 87.

Dvorak, S.W. 2004. Updated elements for southern eclipsing binaries. IAU Information Bulletin of Variable Stars, 5542, 1

Eaton, J. A., Wu, C. C., Rucinski, S. M. 1980. Ultraviolet colors of W UMa : gravity darkening, temperature differences and the cause of W-type light curves. Astrophysical Journal, 239, 919-927

Eggleton, P. P. 1983. Aproximations to the radii of Roche lobes. Astrophysical Journal, 268, 368-369.

Eker, Z., Demircan, O., Bilir, S., Karataş, Y. 2006. Dynamical evolution of active

detached binaries on the logJo-logM diagram and contact binary formation. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 373, (4), 1483-1494.

Gazeas, K. D. 2009. Physical parameters of contact binaries through 2-D and 3-D correlation diagrams, Communications in Asteroseismology, Proceedings of "JENAM 2008 Symposium No 4: Asteroseismology and Stellar Evolution", September 8-12 , Vol 159, 129-130.

Gazeas, K., Stepien, K. 2008. Angular momentum and mass evolution of contact binaries. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 390, 1577 – 1586.

Gazeas, K.D., Niarchos, P.G., Zola, S., Kreiner, J.M., Rucinski, S.M., 2006. Physical Parameters of Components in Close Binary Systems: VI. AcA, 56, 127 - 143.

Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., Chiosi, C. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 Msun, and from Z=0.0004 to 0.03. Astronomy and Astrophysics Supplement, 141, 371-383.

Gürol, B. 1999. Wilson-Devinney programının macintosh türü bilgisayarlara uyarlanarak bazı örten değişen çift yıldızların parametrelerininn elde edilmesi, Doktora Tezi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Ankara.

Haldebel, E.M. 1984. Spectral types of eclipsing binaries. IAU Inform. Bulletin of Variable Stars, 2549, 1-2.

Heintz, Wulff D. 1969. A Statistical Study of Binary Stars. Journal of the Royal Astronomical Society of Canada, 63, 275.

Herczeg, T. J. 1982. Double stars - The closest and the most distant systems, In: Binary and multiple stars as tracers of stellar evolution; Proceedings of the Sixty-ninth Colloquium, August 31- September 3, (A82-48076 24-90) Dordrecht, D. Reidel Publishing Co., 145-151, Bamberg, West Germany.

Hiller, M. E., Osborn, W., Terrell, D. 2004. New Light Curves and Orbital Solution for AM Leonis, The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 116, (818), 337-344.

Hoffman D.I., Harrison, T.E. and McNamara, B.J. 2009. Automated variable star classification using the Northern Sky Variability Survey. Astronomical Journal, 138, 466-477.

Hoffmeister, C. 1943. 213 neue Veraenderliche., Astronomische Nachrichten, 274, 36-40.

Honeycutt, R. K. 1992. CCD Ensemble Photometry on an Inhomogeneous Set of Exposures. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 104, 435.

Houdashelt, M. L., Bell, R.A., Sweigart, A.V. 2000. “Improved Color-Temperature

Relations and Bolometric Corrections for Cool Stars". The Astronomical Journal, 119 (3), 1448-1469.

Huang, S. S., 1956. A dynamical problem in binary systems and its bearing on stellar evolution. Astronomical Journal, Vol. 61, p. 49-61.

Ibanoğlu, C., Soydugan, F., Soydugan, E., Dervişoğlu, A. 2006. Angular momentum evolution of Algol binaries. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 373 (1), 435-448.

Kallrath, J., Milone, E. F. 1999. Eclipsing binary stars : modeling and analysis. Springer, New York.

Kaluzny, J., Stanek, K. Z., Krockenberger, M., Sasselov, D. D., Tonry, J. L., Mateo, M. 1998. DIRECT Distances to Nearby Galaxies Using Detached Eclipsing Binaries and Cepheids. I. Variables in the Field M31B. The Astronomical Journal, 115, (3), 1016-1044.

Kazarovets, E.V., Samus N.N., Durlevic O.V., Kireeva N.N. and Pastukhova E.N, The 80th name-list of variable stars. Part I - RA 0h to 6h., IBVS 5969, 1.

Kharchenko, N. V. 2001. All-sky compiled catalogue of 2.5 million stars , Kinematika i Fizika Nebesnykh Tel, 17 (5), 409-423.

Kılıç, Y. 2013. Bazı Beta Lyrae türü örten değişen çift yıldızların fotometrisi, ışık eğrisi ve dönem analizi, Yüksek Lisans Tezi, Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri Dalı, Ankara

Kinnunen, T. and Skiff, B.A. 2000. Coordinates and identifications for Sonneberg variables on MVS 275-281. IAU Information Bulletin of Variable Stars, 4878, 1-7.

Kopal, Z. 1978. Dynamics of close binary systems. Springer.

Kopal, Z. 1955. The classification of close binary systems. Annales d'Astrophysique, 18; 379.

Kopal, Z. 1956. Evolutionary processes in close binary stars. Annales d'Astrophysique, 19, 298.

Kopal, Z. 1959. Close binary systems. The International Astrophysics Series, London: Chapman & Hall.

Kuiper, G. P. 1941. On the Interpretation of β Lyrae and Other Close Binaries. Astrophysical Journal, 93, 133.

Kwee K. K., van Woerden H., 1956. A method for computing accurately the epoch of minimum of an eclipsing variable, Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands, 12, 327-330.

Limber, D. Nelson. 1963. Surface Forms and Mass Loss for the Components of Close Binaries-General Case of Non-Synchronous Rotation. Astrophysical Journal, 138, 1112.

Lohr M.E., Norton A.J., Payne S.G., West R.G. and Wheatley P.J. 2015. Orbital period changes and the higher-order multiplicity fraction amongst SuperWASP eclipsing binaries. Astronomy and Astrophysics, 578A, 136-136.

Lucy L.B. 1967. Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. Zeitschrift für Astrophysik, 65, 89-92.

Lucy, L. B. 1968a. The Structure of Contact Binaries. Astrophysical Journal, 151, 1123.

Lucy, L. B. 1968b. The Light Curves of W Ursae Majoris Stars. Astrophysical Journal, 153, 877.

Lucy, L.B., Wilson, R. E. 1979. Observational tests of theories of contact binaries. Astrophysical Journal, 231, 502-513.

Mauder, H. 1971. Investigations on the structure of W UMa stars. Astronomy and Astrophysics, 17, 1.

Maxted, P. F. L., Hilditch, R. W. 1996. A comparison of accurate absolute parameters of Algol systems with recent evolutionary models. Astronomy and Astrophysics, 311, 567-571.

Mennickent, R. E., Djurašević, G. 2013. On the accretion disc and evolutionary stage of β Lyrae. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 432 (1), 799-809.

Milano, L., Russo, G. 1983. V388 Cygni: a binary system in the rapid phase of mass exchange?. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 203 (2), 235–243.

O'Connell, D. J. K. 1951. The so-called periastron effect in close eclipsing binaries(summary). Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 111, 642.

Oosterhoff, P.T. 1943. Twenty new variable stars in or near the constellation Scutum. Bulletin of the Astronomical Institutes of the Netherlands, 9, 383-397.

Otero S. 2008. New eclipsing binaries found in the NSVS database. II. Open European Journal on Variable stars, 83, 1.

Pilecki, B., 2009, PhD Thesis, Warsaw University.

Plavec, M., Kratochvil, P. 1964. Tables for the Roche model of close binaries. Bulletin of the Astronomical Institute of Czechoslovakia, 15, 165.

Pribulla, T., Rucinski, S. M. 2006. Contact Binaries with Additional Components. I. The

Extant Data. The Astronomical Journal, 131 (6), 2986-3007.

Prsa A., Zwitter, T. 2005b. A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. Astrophysical Journal, 628, 426.

Prsa, A., Zwitter, T. 2004. Introducing Adapted Nelder & Mead's Downhill Simplex Method to a Fully Automated Analysis of Eclipsing Binaries, "Proceedings of the Gaia Symposium "The Three-Dimensional Universe with Gaia" (ESA SP-576), 4-7 October, Observatoire de Paris-Meudon.

Qian, S. 2001a. A possible relation between the period change and the mass ratio for W-type contact binaries, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 328 (2), 635-644.

Qian S. B. 2001b. Period Studies of Some Neglected Close Binaries: EP Andromedae, V724 Aquilae, SS Comae, AM Eridani, FZ Orionis, BY Pegasi, EQ Tauri, and NO Vulpeculae. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 113 (784), 754-763.

Reed, B.C. 1998. UBV beta database for Case-Hamburg Northern and Southern Luminous Stars. Astrophysics Journal Supplement Series, 115, 271-276.

Rucinski, R. M., 1969. The proximity effects in close binary systems. II. the bolometric reflection effect for stars with deep convective envelopes. Acta Astronomica, 19, 245-254.

Rucinski, S. M. 1974. Binaries. II. A- and W-type Systems. The W UMa-type Systems as Contact. Acta Astronomica, 24, 119.

Ruciński, S. M. 1973. The W UMa-type Systems as Contact Binaries. I. Two Methods of Geometrical Elements Determination. Degree of Contact. Acta Astronomica, 23, 79.

Rucinski, S. M. 2006. The Astronomical Journal, 131 (6), 2986-3007.

Samus, N. N., Kazarovets, E. V., Durlevich, O. V., Kireeva, N. N., Pastukhova, E. N. 2017. General catalogue of variable stars: Version GCVS 5.1. Astronomy Reports, 61 (1), 80-88.

Samus, N.N., Goranskij, V.P., Durlevich, O.V., Kazarovets, E.V., Kireeva, N.N., Pastukhova, E.N. Zharova, A.V. 2012. General Catalogue of Variable Stars. VizieR On-line Data Catalog.

Sarna, Marek J. 1993. The evolutionary status of beta Per. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 262, 534-542.

Sarna, M. J., Muslimov, A, Yerli, S. K. 1997. Magnetic activity and evolution of Algol-type stars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 286 (1), 209-214.

Sarna, M. J., Yerli, S. K., Muslimov, A. G. 1998. Magnetic activity and evolution of Algol-type stars – II. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 297 (3), 760-768.

Schmidt, F. 2019. Web Sitesi: https://www.astrofranzi.com/msc-project/, Erişim Tarihi: 17.12.2019.

Selam, S. O. 2004. Key parameters of W UMa-type contact binaries discovered by HIPPARCOS. Astronomy and Astrophysics, 416, 1097-1105.

Sriram, K., Shanti Priya, D., Vivekananda Rao, P. 2014. Photometry and Halpha studies of a Low Mass Ratio Overcontact binary ASAS J082243+1927.0. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 1,15.

Stępień, K., Gazeas, K. 2012. Evolution of Low Mass Contact Binaries. Acta Astronomica, 62 (2), 153-177.

van Hamme, W. 1993. New Limb-Darkening Coefficients for Modeling Binary Star Light Curves. Astronomical Journal, 106, 2096.

Von Zeipel H. 1924. Radiative equilibrium of a double-star system with nearly spherical components. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 84, 702-721.

Webbink, R. F. 2003. Contact Binaries. ASP Conference Proceedings, 293, 76.

Wilsey, Nicholas J., Beaky, Mathew M. 2009. Revisiting the O'Connell Effect in Eclipsing Binary Systems, The Society for Astronomical Sciences 28th Annual Symposium on Telescope Science, May 19-21, Published by the Society for Astronomical Sciences, 107, Big Bear Lake, CA.

Wilson R. E., Devinney E. J. 1971. Realization of accurate close-binary light curves: application to MR Cygni. The Astronomical Journal, 166, 605-619.

Wilson, R. E. 1979. Eccentric orbit generalization and simultaneous solution of binary star light and velocity curves. Astrophysical Journal, 234, 1054-1066.

Wilson, R. E., Twigg, L. W. 1980. On the Existence of Double-Contact Binaries , Close Binary Stars: Observations and Interpretation, Proceedings of IAU Symposium No. 88, D. Reidel Publishing Co., 263.

Wyse, A. B. 1934. A study of the spectra of eclipsing binaries. Lick Observatory bulletin, 17, 37-52.

Worthey, G. and Lee, Hyun-chul. 2011. An Empirical UBV RI JHK Color-Temperature Calibration For Stars. The Astrophysical Journal Supplement Series, 193 (1).

Yang, Y.Gui., Yang, Y., Li, Shu-Zheng. 2014. Photometric Properties For Selected Algol-type Binaries. VIII. The Triple Systems DI PEG and AF GEM Revisited. The

Astronomical Journal, 147 (6).

Yildiz, M., Doğan, T. 2013. On the origin of W UMa type contact binaries - a new method for computation of initial masses. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 430 (3), 2029-2038.

Young, Andrew T., Genet, Russell M., Boyd, Louis J., Borucki, William J., Lockwood, G. Wesley, Henry, G. W., Hall, D. S., Smith, D. P., Baliumas, S. L., Donahue, R., Epand, D. H. 1991. Precise Automatic Differential Stellar Photometry, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 103, 221.

Zejda, M., Paunzen, E., Baumann, B., Mikulášek, Z., Liška, J. 2012. Catalogue of variable stars in open cluster fields. Astronomy & Astrophysics, 548, A97 (6).

ÖZGEÇMİŞ

Adı Soyadı : Damla GÜMÜŞ

Doğum Yeri : ANKARA

Doğum Tarihi : 26.10.1989

Medeni Hali : Bekar

Yabancı Dili : İngilizce

Eğitim Durumu

Lise : KayaBayezitoğlu Lisesi (2004)

Lisans : Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (2007)

Yüksek Lisans: Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı (02/2014 - 2020)

Yayınlar (SCI)

1. Basturk, O., Bahar, E., Senavci, H. V., Kilicoglu, T., Ozavci, I., Burdanov, A., Yilmaz, M., Caliskan, S., Tezcan, C. T., Yorukoglu, O., Ozkeles, A.; Izci, D. D., **Gumus, D.**, Avci, Z., Ozturk, D., Selam, S. O., Ekmekci, F., Albayrak, B. " Times of Minima of Eclipsing Binaries and Mid – Transit Times of Transiting Exoplanets" 2014, IBVS, 6125.

2. Yılmaz, M., İzci, D. D., **Gümüş, D.**, Özavcı, İ., Selam, S, O. 2015. "Period Variations of the Eclipsimg Binary Systems T LMi and VX Lac" ,ASPC, 273

3. Yılmaz, M., Nelson, R. H., Şenavcı, H. V., İzci, D. D., Özavcı, İ., **Gümüş, D.**, "Light Curve and Orbital Period Analysis of VX Lac", RMXAA, 2017, 53, 29