

**ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

YÜKSEK LİSANS TEZİ

BAZI ALGOL TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLERİN IŞIK ve DÖNEM ANALİZİ

Mehmed Naim BAĞIRAN

ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ ANA BİLİM DALI

ANKARA

2015

Her hakkı saklıdır

ETİK

Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü tez yazım kullarına uygun olarak hazırladığım bu tez içindeki bütün bilgilerin doğru ve tam olduğunu, bilgilerin üretilmesi aşamasında bilimsel etiğe uygun davrandığımı, yararlandığım bütün kaynakları atıf yaparak belirttiğimi beyan ederim.

27.04.2015

Mehmed Naim BAĞIRAN

ÖZET

Yüksek Lisans Tezi

BAZI ALGOL TÜRÜ ÖRTEN ÇİFT SİSTEMLERİN IŞIK VE DÖNEM ANALİZİ

Mehmed Naim BAĞIRAN

Ankara Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman: Doç. Dr. Birol GÜROL

Algol türü örten çift sistemler, bileşen yıldızların evrimsel durumları ile birlikte aralarındaki çeşitli etkileşimlerin açık olarak ortaya çıkarılabildiği sistemlerdir. Yörünge dönemlerinin uzun olması, bileşen yıldızlar arasındaki uzaklığın büyük olmasını ve diğer sistemlere göre aralarındaki etkileşimin daha az olmasını gerektirmektedir. İlk zamanlarda düşünülenin aksine bu tür sistemlerde bileşenlerden biri anakolda iken, diğer bileşenin evrimleşerek Roche Şişimini doldurmuş veya doldurmak üzere olduğu ve karşısındaki bileşene doğrudan veya dolaylı olarak kütle aktarımında bulunduğu anlaşılmıştır. Bu çalışmada literatürde Algol olarak sınıflandırılmış ve üzerinde önemli bir çalışması bulunmayan V1046 Cas ile V882 Per sistemleri incelenmiştir. Fotometrik gözlemleri Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde (AÜKR) gerçekleştirilmiştir. Gözlenen sistemlerin standart sistemdeki parlaklık ve renk eğrileri elde edilmiş, dönem analizleri gerçekleştirilmiş ve ışık eğrilerinin çözümleri gerçekleştirilerek sistemlere ilişkin geometrik parametreler elde edilmiştir. Her iki sistem için baş bileşenlerin normal anakol yıldızı olduğu kabul edilerek fiziksel parametreler elde edilmiş ve diğer Algol türü sistemler ile karşılaştırılmıştır.

Nisan 2015, 79 sayfa

Anahtar Kelimeler: Yöntem: fotometri; Tür: değişen, örten; Yıldız: V1046 Cas ve V882 Per

ABSTRACT

Master Thesis

LIGHT AND PERIOD ANALYSIS OF SOME ALGOL TYPE ECLIPSING BINARY STARS

Mehmed Naim BAĞIRAN

Ankara University

Graduate School of Natural and Applied Sciences

Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor: Assoc. Prof. Dr. Birol GÜROL

Algol type binaries are the systems that can be discovered to have various interactions between component stars along with their evolutionary statuses precisely. Having long periods requires that they have long distances between component stars and have less interactions considering other systems. In contrast with early times, it has been realized that in this type of systems while one of the components is still a member of main sequence, the other one has filled or is about to fill its Roche Lobe and transferring mass onto the other component directly or indirectly. In this study, V1046 Cas and V882 Per which are Algol type binaries and currently do not have significant studies in the literature, have been examined. Photometric observations were carried out at Ankara University Kreiken Observatory (AUKO). Magnitudes and color curves in standard system were obtained, period analyses were carried out and after solutions of light curve, geometric parameters of the systems were obtained. Assuming that the primary components for both systems are main sequence stars, physical parameters were obtained and systems were compared to other Algol type binaries.

April 2015, 79 pages

Key Words: EA, Eclipsing Binaries, Photometry, Light Curve, V1046 Cas, V882 Per

TEŞEKKÜR

Fotometrik indirgeme ve analizleri, çift yıldızların evrimi ve ihtiyacım olan her konuda desteklerini esirgemeyen, takıldığım noktalarda her zaman yardımcı olan, ders aralarında resmi tatillerde ve hafta sonlarında bile sorularımı yanıtlayan danışman hocam Doç.Dr. Birol GÜROL'a (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı) teşekkür ederim. Arkadaşlarım ve hocalarım, Zahide TERZİOĞLU, Öğr.Gör. Yahya DEMİRCAN (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı), Doç.Dr. Hakan Volkan ŞENAVCI (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı) ve Araş.Gör. S. Hande GÜRİSOYTRAK'a en yoğun zamanlarında bile yardımlarını esirgemedikleri için teşekkür ederim. Özellikle Araş.Gör. Mustafa Burak DOĞRUEL'e birden fazla defa, vazgeçmek istediğimde beni devam etmemde ve çalışmalarımı tamamlamamda cesaretlendirdiği için teşekkür ederim.

Son olarak maddi ve manevi desteği ile sürekli olarak yanımda olan sevgili anneme sonsuz teşekkürlerimle birlikte o güzel ellerinden hasretle öperim.

Mehmed Naim BAĞIRAN

Ankara, Nisan 2015

İÇİNDEKİLER

TEZ ONAY SAYFASI

ETİK.....	i
ÖZET.....	ii
ABSTRACT	iii
TEŞEKKÜR	iv
SİMGELER DİZİNİ	vii
ŞEKİLLER DİZİNİ	ix
ÇİZELGELER DİZİNİ	xi
1. GİRİŞ.....	1
1.1 Çift Yıldızlar	2
1.2 Algol Türü Örtün Çift Yıldızlar.....	9
2. KURAMSAL TEMELLER	14
2.1 Dönem Analizi	14
2.1.1 (O – C) değişimi	14
2.1.2 Minimum zamanı hesabı.....	15
2.1.3 O – C analizi.....	16
2.2 Işık Eğrisi Analizi.....	21
2.2.1 Işık eğrisi çözümü	23
2.2.2 PHOEBE (PHysics of Eclipsing BinariEs)	26
2.3 V1046 Cas Sistemi.....	31
2.4 V882 Per Sistemi	33
3. MATERYAL ve YÖNTEM.....	36
3.1 Materyal	36
3.2 Yöntem	37
3.2.2 V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için belirlenen yeni ışık elemanları.....	43
3.2.3 V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için standart parlaklık ve renk değerleri	47
3.2.4 Işık eğrisi analizi.....	55

3.2.5 ($i - q$) taraması.....	56
4. BULGULAR	60
5. TARTIŞMA VE SONUÇ	74
KAYNAKLAR	76
ÖZGEÇMİŞ.....	79

SİMGELER DİZİNİ

a	Yarı büyük eksen uzunluğu
α	Sağ açıklık
A	Albedo
$\text{\AA}$	Angstrom (Dalgaboyu birimi)
δ	Dik açıklık
e	Dışmerkezlik
G	Evrensel çekim sabiti
g	Yüzey çekim ivmesi
g_1, g_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşen için çekim kararına sabitleri
HJD	Güneş merkezli Jülyen günü
i	Yörünge eğim açısı
j_λ	Salma katsayısı
κ	Donukluk, soğurma katsayısı
L_1, L_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşen için ışıyım gücü
l_3	Üçüncü ışık
$\log g$	İşınım sınıfı, yüzey çekim sabitinin logaritması
$L_\odot$	Güneş'in ışıyım gücü
M_1, M_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşen kütlesi
M_{bol}	Mutlak bolometrik parlaklık
$M_\odot$	Güneş kütlesi
P	Yörünge dönemi (gün)
q	Kütle oranı ($q=m_2/m_1$)
r_1, r_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşen için kesirsel yarıçaplar ($r_1=R_1/a$, $r_2=R_2/a$)
ρ	Yoğunluk
$R_\odot$	Güneş yarıçapı
σ	Stefan-Boltzmann sabiti
τ	Optik derinlik
T_0	Başlangıç zamanı
T_e	Etkin sıcaklık (K, Kelvin)

T_λ	Geçirgenlik fonksiyonu
$T_\odot$	Güneş sıcaklığı
Ω	Boyutsuz yüzey potansiyeli
x_1, x_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşen için doğrusal kenar kararma katsayıları
y_1, y_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşen için logaritmik kenar kararma katsayıları

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1 Castor'un (α Gem) görsel yörüngesi (Hartkopf 2007)	3
Şekil 1.2 Astrometrik bir çift olan 99 Her'in yörüngesel hareketi.....	4
Şekil 1.3 Üç ayrı çift yıldız sisteminin Asiago Gözlemevi'nde farklı evrelerde alınmış tayfsal gözlemleri (Marrese vd. 2003).....	5
Şekil 1.4 Üç farklı türden (EA, EB ve EW) örten değişen sistemin ışık eğrisi	7
Şekil 1.5 Kütle – Işınım (M-L) gücü bağıntısı (Hartkopf 1999).....	8
Şekil 1.6 β Persei'nin farklı dalgalı boylarındaki ışık eğrisi	12
Şekil 1.7 Algol (β Persei) sistemindeki kütle aktarımının şematik gösterimi (Percy 2007).....	13
Şekil 2.1 Eksen dönmesi gösteren AG Per sisteminin O – C diyagramı	18
Şekil 2.2 Küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle aktarımına örnek β Lyr sisteminin O – C diyagramı	19
Şekil 2.3 Büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene kütle aktarımına örnek VW Boo sisteminin O – C diyagramı.....	19
Şekil 2.4 Manyetik aktivite gösteren CG Cyg sisteminin O – C diyagramı	20
Şekil 2.5 Sisteme bağlı üçüncü cisim etkisinin görüldüğü AR Aur sisteminin O – C diyagramı	20
Şekil 2.6 V1046 Cas keşif ışık eğrisi	32
Şekil 2.7 V882 Per için keşif ışık eğrisi.....	34
Şekil 3.1 Farklı açıklık değerlerine (piksel olarak) göre parlaklık farkının değişimi.	40
Şekil 3.2 V1046 Cas sitemi için gözlem tarihine göre gözlem kalitesinin değişimi.....	42
Şekil 3.3 V882 Per sitemi için gözlem tarihine göre gözlem kalitesinin değişimi	42
Şekil 3.4 V1046 Cas sisteminin (O – C) değişimi	45
Şekil 3.5 V882 Per sisteminin (O – C) değişimi.....	46
Şekil 3.6 Standart sisteme dönüşüm katsayılarının elde edilmesi.....	49
Şekil 3.7 V1046 Cas sistemi için standart BVRI bantlarındaki ışık eğrisi	50
Şekil 3.8 V1046 Cas için renk eğrileri	51
Şekil 3.9 V882 Per sisteminin BVRI bantlarına ilişkin standart sistemdeki ışık eğrisi	52

Şekil 3.10 V882 Per için standart sistemdeki renk eğrileri.....	53
Şekil 3.11 V1046 Cas sistemi $i - q$ taraması.....	58
Şekil 3.12 V882 Per sistemi $i - q$ taraması	59
Şekil 4.1 V1046 Cas sistemi B bandı çözümü.....	62
Şekil 4.2 V1046 Cas sistemi V bandı çözümü	62
Şekil 4.3 V1046 Cas sistemi R bandı çözümü	63
Şekil 4.4 V1046 Cas sistemi I bandı çözümü	63
Şekil 4.5 V882 Per sistemi B bandı çözümü.....	65
Şekil 4.6 V882 Per sistemi V bandı çözümü	65
Şekil 4.7 V882 Per sistemi R bandı çözümü.....	66
Şekil 4.8 V882 Per sistemi I bandı çözümü	66
Şekil 4.9 Sırasıyla V1046 Cas (üstte) ve V882 Per (altta) sistemlerinin 0.25 evresindeki yüzey potansiyelleri	67
Şekil 4.10 Tez çalışmasında incelenen sistemlerin H – R diyagramındaki konumları.....	73

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 2.1 WD2003 sürümünde kullanılan program parametreleri ve anlamları	27
Çizelge 2.2 Sisteme ilişkin SIMBAD veritabanında verilen parametreler.	33
Çizelge 2.3 V882 Per sisteminin SIMBAD veritabanında bulunan koordinat ve parlaklıkları.....	35
Çizelge 3.1 V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için gözlem tarihleri, gözlem sayıları ve gözlemciler. Gözlem sayıları parantez içerisinde verilmiştir.....	36
Çizelge 3.2 Gözlemlerimize ilişkin gecelik hata değerleri	41
Çizelge 3.3 İncelenen sistemlerin AÜKR gözlemlerinden elde edilen minimum zamanları	43
Çizelge 3.4 V1046 Cas sisteminin literatürde bulunan minimum zamanları.....	44
Çizelge 3.5 V882 Per sisteminin minimum zamanları.....	46
Çizelge 3.6 Standart sisteme dönüşüm için kullanılan yıldızlara ilişkin parlaklık ve renk değerleri (Pickles, 2010).....	47
Çizelge 3.7 Tüm sezon boyunca elde edilen gözlemlerden hesaplanan atmosfer dışı ortalama parlaklık değerleri ve hataları	48
Çizelge 3.8 Standart sisteme dönüşümü yapılmış yıldızlar için parlaklık ve renk değerleri arasındaki farklar	49
Çizelge 3.9 Sistemlere ilişkin renk ve sıcaklık değerleri	54
Çizelge 4.1 V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için baş bileşen mutlak parametreleri	60
Çizelge 4.2 V1046 Cas sistemi için ışık eğrisi çözüm parametreleri.....	61
Çizelge 4.3 V882 Per sistemi için ışık eğrisi çözüm parametreleri	64
Çizelge 4.4 Sistemler için hesaplanan mutlak parametreler	72

1. GİRİŞ

Klasik Algol türü örten değişenler, bileşen yıldızları hakkında belki de en güvenilir bilgiye ulaşabildiğimiz sistemlerdir (Budding 1986). Yörünge büyüklüklerine göre bileşen yıldızların boyutlarının küçük olması, bu tür sistemlerin ayırık olarak tanımlanmasına ve bileşenlerin birbirlerinden bağımsız bir şekilde, tek yıldızlara benzer şekilde evrimleşeceklerini düşündürmektedir. Yıldız evriminin en önemli parametresi olan kütlenin, Algol türü sistemlerde çok güvenilir bir şekilde elde edilebileceği düşünülür. Çift yıldız sistemi olmaları nedeniyle kütle gibi fiziksel parametrelerin elde edilebilir olması ve bileşenlerin birbirlerinin evrimini etkilemiyor oldukları düşüncesi dikkate alındığında bu tür sistemler yıldız evrimlerinin araştırılmasında en önemli kaynak olarak görülmelerine neden olmuştur.

Algol türü sistemler üzerinde gerçekleştirilen çalışmalar sonucunda karşılaşılan önemli bir problem, sistemde bulunan daha küçük kütleli bileşenin daha büyük kütleyle sahip olan bileşene göre evrimde daha ileride bulunuyor olması olmuştur. Günümüzde “Algol Paradoksu” olarak adlandırılan bu durum, uzun yıllar boyunca yıldız evrimine ilişkin bilgilerimizin sorgulanmasına yol açmıştır. Bu paradoksun çözümü konusunda ilk mantıklı ve doğru açıklama Crawford (1955) ve Kopal (1955) tarafından yapılmıştır. Algol türü sistemlerde evrimde ileri aşamada bulunan bileşenin aslında başlangıçta daha büyük kütleli bileşen olduğu, dolayısıyla daha önce evrimleşerek Roche Şişimini doldurduğu ve bu evrede sahip olduğu maddenin önemli bir kısmını daha küçük kütleli olan bileşenine aktardığını ileri sürmüşlerdir. Dolayısıyla Algol türü sistemlerin mevcut durumlarının, bilinen yıldız evrimi teorileri ile birlikte kolaylıkla açıklanabildiği ortaya konmuştur. Algol türü sistemlerde bileşen yıldızların birbirlerinin evrimlerini etkilemedikleri düşüncesinin doğru olmadığı da bu şekilde anlaşılmıştır.

Bu çalışmada Algol türü ışık eğrisine sahip V1046 Cas ve V882 Per sistemlerinin fotometrik analizleri gerçekleştirilmiş ve sistemlere ilişkin geometrik parametreler elde edilmiştir. Gözlemsel veriler 2010 ve 2013 yılları arasında Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi’nde (AÜKR) 40 cm çaplı Kreiken Teleskobu ve ona bağlı Apogee ALTA-

U47 (1024x1024) CCD'si kullanılarak elde edilmiştir. Çalışmaya konu olan sistemler hakkında literatürde keşiflerine ilişkin bilgi ile birlikte birkaç minimum zamanı haricinde çok az bilgi bulunmaktadır.

Çalışmada dikkate alınan sistemlere ilişkin tayfsal gözlemler bulunmadığından Algol türü sistemler için gerçekleştirilmiş çalışmalar dikkate alınarak benzeşim yöntemi ile bileşen yıldızların mutlak parametreleri hesaplanmıştır. Elde edilen parametrelerin doğru olup olmadığı ancak sistemlerin dikine hız eğrilerinin elde edilmesi durumunda ortaya konulabilecektir. Bileşen yıldızlara ilişkin hesaplanan geometrik parametreler konusunda bir tereddüt bulunmamaktadır. Ayrıca çalışma kapsamında her iki sisteme ilişkin ışık elemanları güncellenmiştir ve literatüre sunulmuştur.

1.1 Çift Yıldızlar

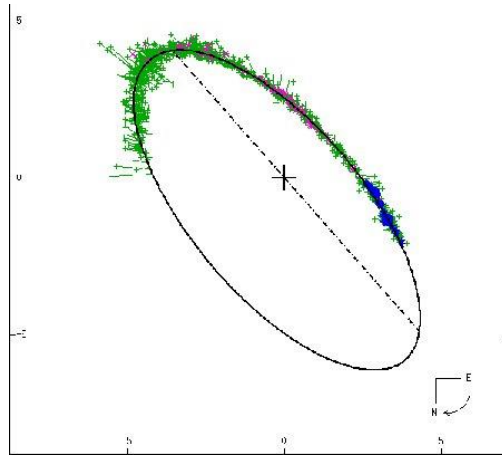
Çift yıldızlar, ortak kütle merkezi etrafında birbirleri etrafında dolanan iki veya daha fazla bileşene sahip yıldız sistemleri olarak tanımlanırlar. Gözlem ve keşfedilme yöntemlerine bağlı olarak; Görsel, Astrometrik, Tayfsal ve Örtün Çift Yıldızlar olarak çeşitli alt sınıflara ayrılırlar. Gözlemsel olarak bir çift yıldız sistemi, aynı zamanda birden farklı alt sınıf içerisinde bulunabilir. Astronomik açıdan bu tür sistemlerin önemi fiziksel ve geometrik parametrelerinin elde edilebiliyor olmalarıdır. Güneş hariç, tek yıldızların fiziksel parametrelerinin elde edilmesi ancak teorik modeller kullanılarak gerçekleştirilebilmektedir. Teorik modellerin temelinde ise yine çift yıldızların çözümlerinden elde edilen kütle ve diğer fiziksel parametreler bulunmaktadır.

Tarihsel olarak ilk keşfedilen çift yıldız sistemi v^1 ve v^2 Sagittari'nin Mısır'da Batlamyus tarafından M.S. 130'lu yıllarda keşfedildiği ileri sürülmektedir. Fakat güvenilir tarihi kayıtlara dayalı olarak ilk çift yıldız sistemi keşfinin 1617 yılında Galile'nin arkadaşı olan Benedetto Castelli tarafından yapıldığı bilinmektedir. Aynı sistem Castelli'nin bulgusundan bağımsız bir şekilde 1650 yılları civarında Peder Giovanni Baptista Riccioli, Bologna (Romanya), tarafından da keşfedildiği kayıtlara geçmiştir.

Çift yıldızlar konusunda gerçekleştirilen ilk çalışma Mizar (zeta UMa) sistemi hakkında Mayer (1781) ve Sir William Herschel (1802) tarafından yapılmıştır. Bu dönemde “çift yıldız” tanımını yapan ilk kişi ise Herschel (1802) olmuştur. O dönemde gözlemlerin teleskop kullanılıyor olsa dahi çıplak gözle yapılması nedeniyle, ancak bileşen yıldızları birbirinden çok ayırık olan görsel çift yıldızların gözlenebilmesi mümkün olabilmektedir.

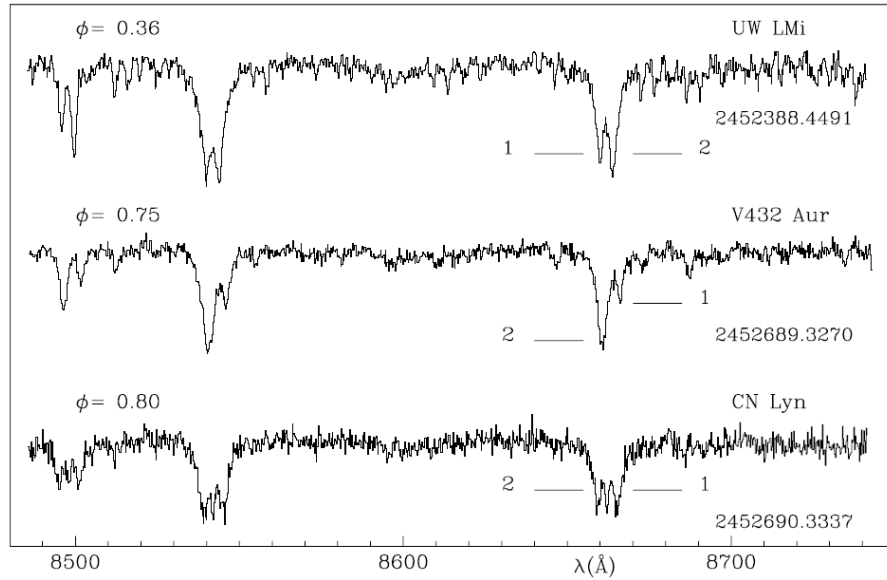
Görsel Çift Yıldızlar, bileşen yıldızların çıplak gözle ve/veya teleskopla ayrı ayrı görülebildiği ve yörünge dönemlerinin çok uzun olduğu sistemlerdir. Bu tür sistemlerde bileşen yıldızların evrimleri birbirlerinden bağımsız olarak gerçekleştiğinden, yıldızların fiziksel ve geometrik parametrelerinin elde edilmesi çok önemlidir. Yörünge dönemlerinin çok uzun olması, gerçekleştirilecek gözlemlerin de uzun yıllar boyunca yapılması gerektiğini gösterir.

Şekil 1.1’de 1719 yılında James Bradley (İngiltere) tarafından keşfedilen Castor (α Gem)’un günümüze kadar elde edilmiş görsel yörüngesi verilmiştir. Görsel Çift Yıldızların yörüngeleri genellikle parlak (baş bileşen)’e göre yoldaş bileşenin konum gözlemi yapılarak elde edilir. Sistemin yörünge dönemi Rabe (1959) tarafından 420 yıl olarak hesaplanmıştır. Keşfinden itibaren günümüze kadar bileşen yıldızların birbirleri etrafında bir turunu tamamlayamamıştır. Kataloglara geçmiş bu türden 80000’den fazla görsel çift yıldız sistemi bulunmaktadır ve gözlemleri günümüzde de devam etmektedir.



Şekil 1.1 Castor’un (α Gem) görsel yörüngesi (Hartkopf 2007)

oldukları tayflarındaki çizgilerin dönemli yer değiştirmesinden ortaya çıkarılabilen sistemlerdir. Gözlemsel olarak duyarlı ve yüksek ayırma güçlü tayfsal gözlemlere ihtiyaç duyulur. Şayet bu tür sistemlerde örtme ve örtülme olayları da gözleniyorsa bu durumda bileşen yıldızların kütleleri, yörünge büyüklüğü gibi fiziksel parametreler kolaylıkla hesaplanabilmektedir. Sistemin geometrik parametreleri ise genel olarak ışık eğrilerinin analizlerinden elde edilebilen sistemlerdir. Gözlem yöntemi dikkate alındığında diğer bütün çift yıldız sistemlerinin de aynı zamanda tayfsal çift yıldız olduklarını söylemek hatalı olmayacaktır.



Şekil 1.3 Üç ayrı çift yıldız sisteminin Asiago Gözlemevi'nde farklı evrelerde alınmış tayfsal gözlemleri (Marrese vd. 2003)

Bileşen yıldızlara ait tayfsal çizgiler şekil üzerinde 1 ve 2 ile gösterilmiştir.

Yörünge düzlemlerinin bakış doğrultumuza dik olduğu sistemlerde tayfsal çizgilerde dönemli değişimler gözlenemez. Şayet bu açı farklı bir değere sahipse bu durumda tayfsal çizgiler yörünge eğim açısına ve yörünge dönemine bağlı olarak çevrimli bir şekilde yer değiştirirler. Böyle yörüngesel hareketlerde bileşen yıldızlar farklı hızlara sahip olarak birbirlerine zıt yönlerde yaklaşıp uzaklaşırlar. Zamana bağlı olarak farklı hızlarda yaklaşma ve uzaklaşma söz konusu olduğundan yıldızların tayflarındaki

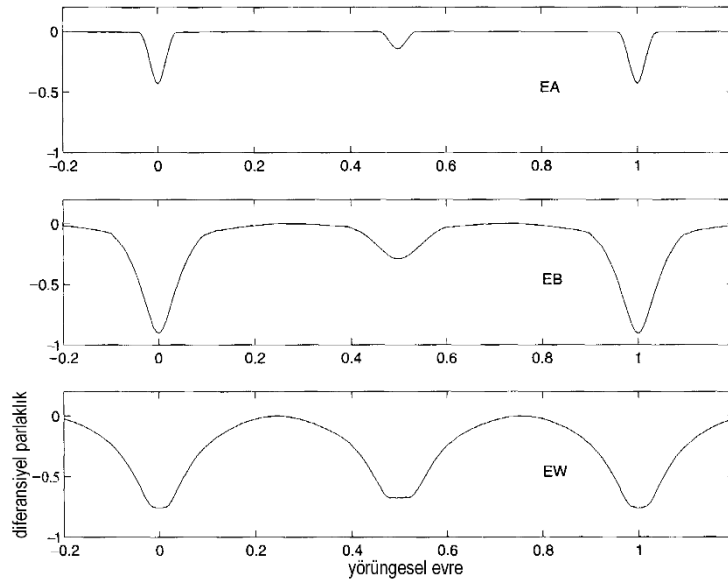
Çizgilerin frekansı veya dalgaboyları değişim gösterir. Doppler olayı olarak adlandırılan bu tür değişimlerin incelenmesi sonucunda çok büyük uzaklıklarda dahi olsa çift yıldı sistemlerinin fiziksel parametrelerinin elde edilmesi mümkün olabilmektedir.

şekil 1.3'te UW LMi, V432 Aur ve CN Lyn sistemleri için Asiago Gözlemevi'nde alınmış tayfsal gözlemler bulunmaktadır. Yörüngesel hareketleri sırasında bileşen yıldıızların bakış doğrultumuzdaki hız bileşenleri gözlenebildiğinden zaman zaman her iki bileşene ait tayfsal çizgiler st üste biner. Bu durum yörüngesel evre olarak 0.0 ve 0.5 evrelerinde gerçekleşir. Buna zıt olarak ise 0.25 ve 0.75 evrelerinde bileşen yıldıızlar sahip olabilecekleri en yüksek hızlara sahip olur ve tayfsal çizgiler bu evrelerde birbirlerinden en büyük ayrıklığa sahip olur.

rten ift Yıldıızlar, bileşen yıldıızların yörüngesel hareketleri sırasında birbirlerinin önünden veya arkasından geçerken, yıldıızlardan birinin diğerini örtmesi veya örtülmesi sonucu gerçekleşen parlaklık değişiminden çift oldukları anlaşılan sistemlerdir. Bu tür sistemlerin önemi, çok büyük uzaklıklarda olsalar dahi parlaklık değişimlerinin gözlenebiliyor olmasıdır. Gözlemsel olarak zamana bağlı parlaklık değişimi (ışık eğrisi) elde edilebilen bu tür sistemler özellikle bileşen yıldıızların geometrik özelliklerinin (kesirsel yarıçap gibi) belirlenmesinde çok önemlidir. Işık eğrileri, bileşen yıldıızların geometrik olarak örtme veya rtlmelerine bağlı olduğundan yıldıız boyutlarının belirlenmesinde en önemli anahtar gözlem türünü oluşturur. Onun dışında yıldıızları boyutları hakkında bilgimiz Ay örtmesi yöntemi ve doğrudan görüntüleme gibi yöntemlerle yapılabilmektedir ki bu yöntemler de ancak yıldıızların bize yakın olması durumunda yeteri duyarlılıkta sonuç verebilmektedir.

rten değişen sistemler konusunda ilk keşif 1783 yılında John Goodricke tarafından β Persei, diğer adıyla Algol'n parlaklığındaki değişim üzerine yaptığı açıklamaya atfedilir. Hoskin (1982)'in tarihsel kayıtlar üzerinde yaptığı incelemesi sonucunda Goodricke'in bu buluşuna bir ortak bulunduğu ortaya çıkmıştır. Bu konuda ilk keşfin Edward Pigott tarafından yapıldığı, fakat uzun yıllar boyunca Goodricke'in bu keşfi yaptığı kabul edilegelmiştir. Goodricke (1783), Algol'n parlaklığının yaklaşık 3.5 saat

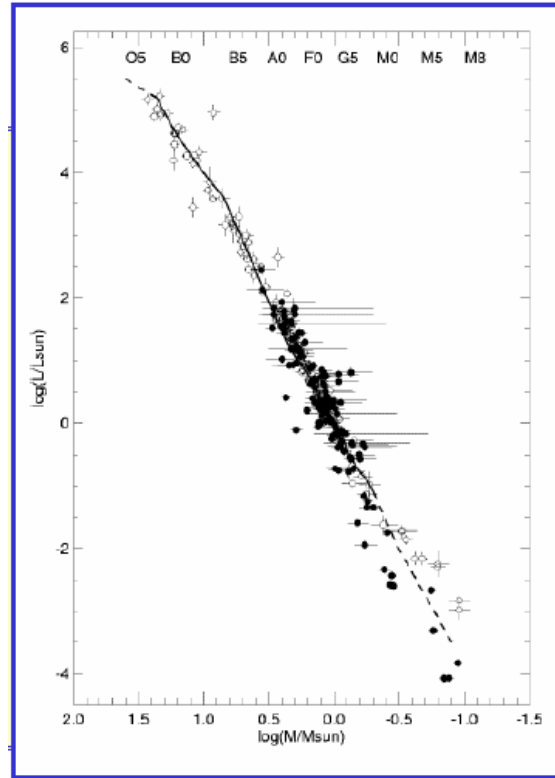
süren 2 kadirlik bir parlaklık değişimi gösterdiğini ve bu parlaklık değişiminin dönemli olarak $P = 2$ gün 20.6 saatte bir tekrarlandığını ortaya koymuştur. Örtün çift yıldız sistemleri, geleneksel olarak ışık eğrilerinin biçimlerine göre çeşitli alt sınıflara ayrılır. Bunlar sırasıyla, Algol (EA), Beta Lyrae (EB) ve W UMa (EW) şeklindedir (Şekil 1.4). Tez konum olan Algol türü sistemler, genel olarak uzun dönemli, bileşenleri küresellikten bozulmamış veya az bozulmuş olduğu sistemlerdir. Işık eğrilerinde maksimum bölgeleri (0.25 ve 0.75 evresi civarı) diğer sistemlere göre daha düzgün bir yapıya sahiptir. Bu durum bileşen yıldızların küresel biçime sahip olduklarının bir göstergesidir. Genel olarak sistemi oluşturan bileşen yıldızlardan biri erken diğeri ise geç tayf türündendir. Farklı tayf türü ve dolayısıyla farklı sıcaklıklara sahip olmaları nedeniyle ışıınım güçleri arasındaki fark da bu tür sistemlerde büyüktür. Dolayısıyla ışık eğrilerinde görülen birinci ve ikinci minimum derinlikleri birbirlerinden oldukça farklıdır. Genel olarak örtün değişen sistemlerin ışık eğrilerinde derin olan minimuma baş minimum veya birinci minimum, daha sığ olan minimuma ise yan veya ikinci minimum adı verilir. Her iki minimum derinliği birbirine çok yakın olan ve bileşen yıldızlarının küresellikten bozulmamış olduğu sistemler de mevcuttur.



Şekil 1.4 Üç farklı türden (EA, EB ve EW) örtün değişen sistemin ışık eğrisi

Bu sınıflandırma General Catalogue of Variable Stars'da sınıflandırma amacıyla kullanılmaktadır.

Bilinen yıldızların %85'e yakını çift ya da çoklu sistem üyesidir (Heintz 1978). Bu tür sistemlerde bileşen yıldızlara ilişkin önemli fiziksel süreçler bulunur. Bu süreçler arasında bileşen yıldızlar arasında kütle alışverişi veya sistemin dışına kütle atımı sayılabilir. Kütlenin yıldızların evriminin temel parametresi olduğu dikkate alındığında ise çift yıldızlarda bileşenlerin evriminin, tek yıldızlarda olduğundan daha farklı gerçekleştiğini söylemek mümkündür. Algol türü sistemlerin astronomik açıdan önemi, bu tür sistemler için elde edilen fiziksel ve geometrik parametrelerin, diğer sistemlere göre çok daha güvenilir olmasıdır (Budding 1986). Kütle-Işınım (M-L) gücü ve Kütle-Yarıçap (M-R) bağıntısı gibi astrofizik açıdan önemli olan bağıntıların daha doğru ve güvenilir hale getirilebilmesi, bu türden sistemlerin duyarlı geometrik ve fiziksel parametrelerinin elde edilmesine bağlıdır. Bu tür bağıntıların önemi ise tek yıldızlara ilişkin kütle, ışıınım gücü ve yarıçap gibi fiziksel parametrelere ulaşabilmek amacıyla kullanılmasıdır. Doğal olarak çift yıldızlar üzerine gerçekleştirilecek başka çalışmaların denetlenebilmesine ve yıldız evrimine ilişkin bilgilere ulaşabilmeyi sağlayan yöntemler sundukları için astronomi çalışmalarında önemli yer tutarlar.



Şekil 1.5 Kütle – Işınım (M-L) gücü bağıntısı (Hartkopf 1999)

Şekil 1.5’te uzaklıkları, dolayısıyla paralaksları çok duyarlı bir şekilde belirlenmiş olan sistemler için hesaplanmış Kütle–Işınım gücü (M-L) bağıntısı verilmiştir. Şekilde kullanılan farklı semboller farklı gözlem yöntemlerini göstermek amacıyla düzenlenmiştir. Kütle ve ışınım gücü parametrelerine ilişkin hata düzeyleri semboller üzerinde hata barları kullanılarak verilmiştir. Şekilden de anlaşılabileceği gibi çok küçük kütleli ve çok büyük kütleli yıldızlar için elde edilmiş mutlak parametrelerin az olduğu görülmektedir. Özellikle bu sınırlar için daha duyarlı bağıntıların oluşturulabilmesi için örnek sayısının artırılmasına ihtiyaç duyulur.

Bu tür araştırmalardaki temel problem, büyük kütleli yıldızlar sınırında yüksek ışınım gücüne sahip yıldızların aynı zamanda çok hızlı evrimleşmeleri ve dolayısıyla sayı olarak daha az olmalarıdır. Bu türden yıldızlar anakoldan ayrıldıktan sonra devler koluna ulaşmakta ve daha hızlı evrimleşerek evrimlerinin sonunda beyaz cüce, nötron yıldızı ve karadelik gibi cisimler haline dönüşürler. Küçük kütleli yıldızlarda ise problem bu tür yıldızların çok sönük olmaları ve ancak bize çok yakın olan örneklerin gözlenebilir olmasıdır. Ayrıca bir cismin yıldız olabilmesi için kütle sınırının bu kütle aralıklarına çok yakın olmasıdır. Evrimsel açıdan en uzun süre yaşamını sürdüren bu tür yıldızların kütleleri ancak çift yıldız üyesi olmaları durumunda hesaplanabilmektedir. Küçük kütleli yıldızlara ilişkin bilgimiz hızla artmaktadır.

1.2 Algol Türü Örtün Çift Yıldızlar

Algol türü sistemlere örnek olarak gösterilebilecek bir sistem β Persei yani Algol’ün kendisidir. Görsel bölgede, tutulmalar dışındaki ışık eğrisi sabittir. Tutulmalarda ise sistemin toplam ışınım gücünün yaklaşık %15’i kadar ani iniş çıkışlar ortaya çıkmaktadır. Yörünge dönemi büyük olan sistemlerin ışık eğrilerinde minimumlara giriş çıkış süreleri, toplam yörünge dönemine oranla çok daha küçüktür. Yörünge dışmerkezliği sıfır ise, yani yörünge dairesel ise bu durumda her iki minimuma giriş ve çıkış süreleri birbirlerine eşit olur. Algol türü sistemlerde dönem gün mertebesinde başlayıp haftalara ve hatta daha uzun zaman dilimlerine kadar ulaşır. Dönem uzadıkça bileşen yıldızlar arasındaki etkileşim de o oranda azalır. Bu çıkarım genel olarak doğru

olmakla birlikte ışık eğrisi analizlerinden elde edilen bilgilerin hatalı yorumlanabilmesi nedeniyle her zaman güvenilir bir bilgi olmayabilir.

Örneğin, minimum derinliklerinin çok farklı olduğu durumlarda, bileşen yıldızların sıcaklıkları arasındaki farkın büyük olduğu sonucuna doğrudan varılması güçtür. Bu tür bir karar verebilmek için öncelikle bileşen yıldızların sıcaklıkları yanında yarıçap bilgilerine de ihtiyaç duyulur. Ayrıca bileşen yıldızların yüzeylerinde bulunabilecek sıcak/soğuk lekelerin var olabileceği, madde atımı nedeniyle bileşen yıldızlardan biri etrafında soğurucu bir diskin varlığı gibi çeşitli parametreler sistemlerin ışık eğrilerinin farklılaşmalarına neden olabilmektedir. Farklı sıcaklıklara sahip yıldızların olması durumunda yansıma etkisinin güçlü bir şekilde hissedilmesi ve ışık eğrisinin biçimini değiştiriyor olması önemli bir etki olarak karşımıza çıkmaktadır. Bileşen yıldızların dönme hızları, kutupsal parlama ve kenar kararması gibi başka etkiler nedeniyle de ışık eğrilerinden elde edilebilecek bilgiler ancak doğru ve gerçekçi bir ışık eğrisi analizi ile ortaya konulabilecek bilgiler arasında bulunacaktır.

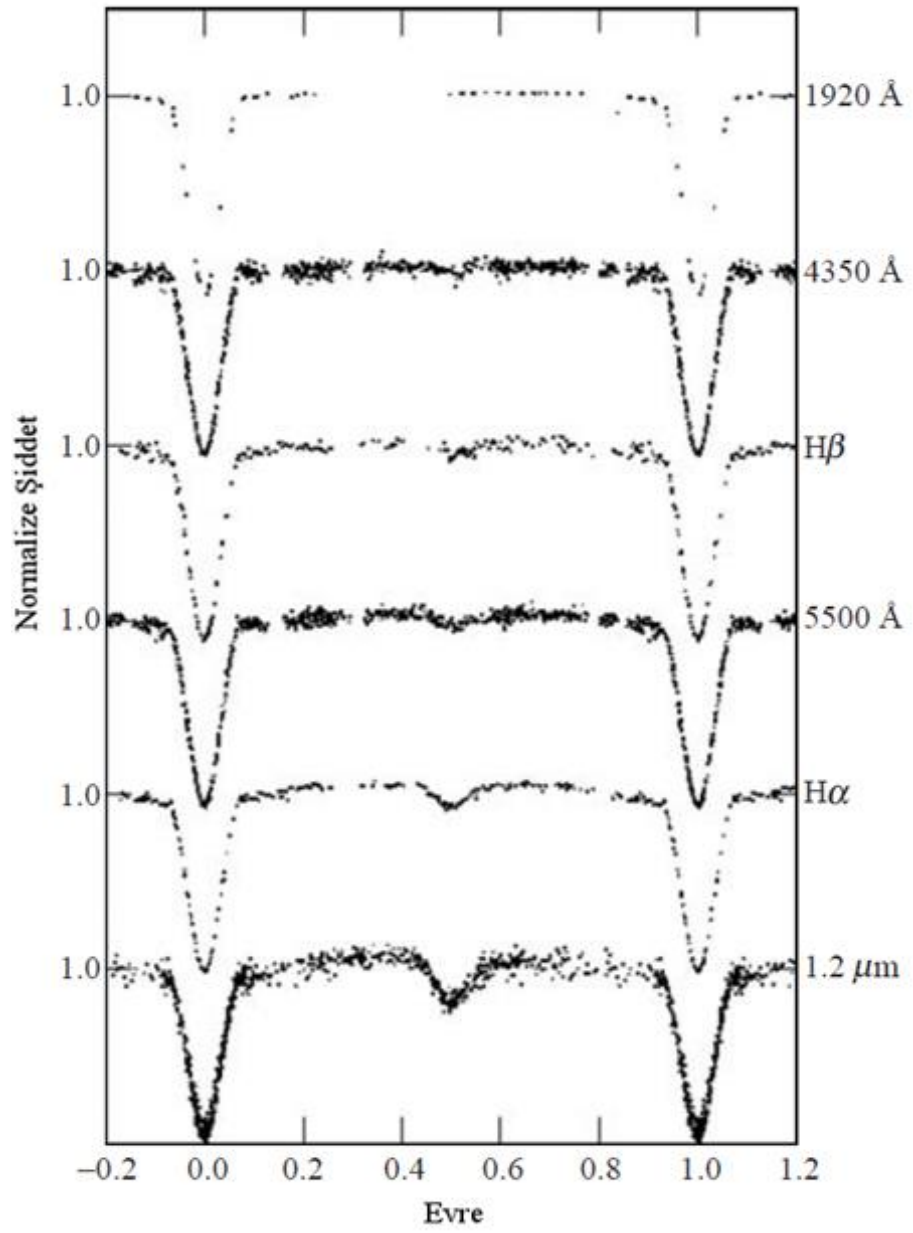
Bu tür analizler için dikkate alınması gereken önemli bir başka durum gözlemlerin olabildiğince farklı dalgalı boylarında yapılması olacaktır. Bileşenlerden biri sıcak diğer soğuk olan bir sistemde, bileşen yıldızların toplam ışıyım gücüne katkısı dalgalı boyuna göre oldukça farklı değerler alabilir. Ayrıca bileşen yıldızların evrimsel durumları da bu tür analizlerde önemli hale gelmektedir çünkü evrimleşmiş bileşene sahip bir sistemde bileşenlerden biri kendi Roche şişimini doldurmuş ve karşı bileşene madde aktarımında bulunabilir. Bu durum aslında Algol'un kendisinde görülen bir durumdur (Chen vd 1966).

Algol türü sistemler genel olarak ayırık sistemler olarak yani bileşen yıldızların Roche şişimlerini doldurmamış olduğu sistemler olarak sınıflandırılırlar. Bileşen yıldızlardan birinin evrimde ileri olması durumunda küresellikten ayrılarak yarı-ayırık sistemler haline gelebilirler. Böylesi durumlarda sistemlere ilişkin ışık eğrilerinde küresellikten bozulmalara ilişkin parlaklık değişimleri görülebilmektedir.

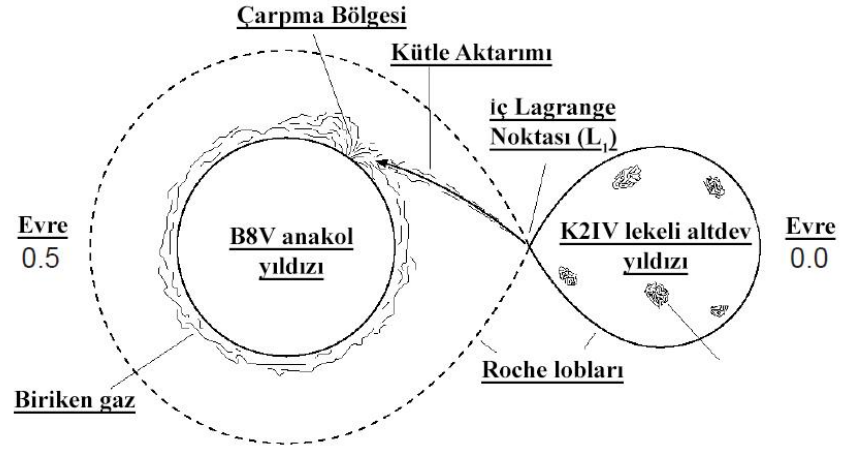
Şekil 1.6’da Algol’ün farklı dalgalaboylarında alınmış ışık eğrileri bulunmaktadır. Yukarıdan aşağıya doğru artan bir dalgalaboyu ile gözlemler sunulmuştur. En kısa dalgalaboyunda elde edilmiş gözlemde ikinci minimum neredeyse görülmemektedir. Daha uzun dalgalaboylarına doğru gidildikçe ikinci minimum çok daha belirgin hale gelmektedir. Böyle çok dalgalaboylu gerçekleştirilmiş gözlemler sayesinde sistemi oluşturan bileşen yıldızların sıcaklıkları arasında büyük farklılıkların bulunduğunu doğrudan söylemek mümkündür. Soğuk yıldızlar uzun dalgalaboylarında, sıcak yıldızlar ise kısa dalgalaboylarında daha fazla ışınmada bulunurlar. Böyle sistemlerde bileşen yıldızların geometrik özellikleri özellikle uzun dalgalaboylarında alınmış gözlemlerin analizleri ile daha doğru bir şekilde yapılabilmektedir.

Algol türü sistemlerde bileşen yıldızların evrimsel durumları Algol paradoksu ile açıklanabilmektedir. Büyük kütleli bileşen, küçük kütleli bileşenden daha genç bir cisim olarak görülür (Budding 1986). Böyle bir durumun ortaya çıkmasının temel nedeni ise kütle aktarımıdır ve

şekil 1.7’de daha büyük kütleli bileşenin daha az evrimleşmiş bir yıldız olarak görülmesine neden olur. Kütle, çok özel bir durum olmadığı sürece Roche geometrisi ile belirlenen Langrange 1 noktasından karşı bileşene aktarılır. Madde karşı bileşene doğru ilerlerken sistemin yapısına bağlı olarak doğrudan bileşen üzerine aktarılabilmesi gibi, karşıdaki bileşenin çevresinde bir birikim diski oluşmasına da neden olabilir. Maddenin bileşen üzerine doğrudan çarptığı bölgelerde parlak lekelerin ortaya çıkması mümkündür. Ayrıca böyle etkiler tayfsal olarak da ortaya konulabilen bilgiler arasındadır.



Şekil 1.6   Persei'nin farklı dalgaboylarındaki ışık eğrisi



Şekil 1.7 Algol (β Persei) sistemindeki kütle aktarımının şematik gösterimi (Percy 2007)

2. KURAMSAL TEMELLER

2.1 Dönem Analizi

2.1.1 (O – C) değişimi

Örten çift yıldız sistemlerinde bileşen yıldızların birbirlerinin önünden veya arkasından geçerken ortaya çıkan parlaklık değişimine “minimum” adı verilir. Sönük olan bileşenin parlak olan bileşeni örtmesi durumunda parlaklık değişimi en büyük olur ve bu tür minimumlara “birinci veya baş minimum” adı verilir. Parlak bileşenin sönük bileşenin önüne geçmesi durumunda ise parlaklık değişimi baş minimuma göre daha sık yapıya sahip olur ve bu minimuma “ikinci veya yan minimum” adı verilir.

Aynı türden ardışık iki minimum arasındaki zaman farkına ise “dönem” adı verilir ve genel olarak örten çift yıldızlarda gün biriminde verilir. Minimum zamanlarının belirlenmesindeki en büyük güçlük, yeterince gözlemsel verinin olmaması, minimumların asimetrik yapıda olması, minimumların iç kısımlarında çeşitli değişimlerin bulunması sayılabilir. Genel olarak kabul edilen bir durum minimum zamanlarının 1 saniyeden daha duyarlı olarak ölçülebildiğidir. Fakat literatür incelendiğinde genel olarak çok daha büyük hatalara sahip bir şekilde minimum zamanlarının ölçülebildiği görülebilir.

Yeterince uzun zaman aralığına dağılmış çok sayıda minimum zamanının incelenmesi sayesinde dikkate alınan sistemlerde herhangi bir dönem değişiminin olup olmadığı, ışık elemanlarının doğru olup olmadığı, minimum zamanlarını etkileyen başka etkilerin bulunup bulunmadığının ortaya çıkarılması mümkün olabilmektedir. Dönem değişimine neden olabilecek mekanizmalar;

- i. Bileşenler arası kütle aktarımı ve/veya sistemin dışına kütle aktarımı veya sistemi saran ortak zarfa veya diske kütle aktarımı,

- ii. Manyetik aktivite kaynaklı leke etkinliği ve manyetik frenleme nedeniyle açısal momentum kaybı,
- iii. Yörünge dış merkezliğinden kaynaklı eksen dönmesi,
- iv. Çift sisteme bağlı olan bir üçüncü cismin varlığı (ışık – zaman etkisi),

gibi nedenler sayılabilir. Gerçekçi bir dönem analizi için çok uzun zaman aralığına dağılmış, duyarlılığı yüksek minimum zamanlarına ihtiyaç duyulur. Genel olarak yeni keşfedilmiş sistemler için bu türden gözlemlerin sayısı oldukça azdır ve dolayısıyla gerçekçi bir dönem analizi yapabilmek mümkün değildir. Fakat kısa zaman aralığı içermesine rağmen gerçekleştirilecek bu türden analizler ile sistemlere ilişkin doğru ışık elemanlarının (T_0 , P) elde edilmesi mümkündür. Gerçekleştirilecek analizlerin çoğu için P (dönem) temel parametre olduğundan doğruluğunun denetlenmesi mutlaka yapılmalıdır.

2.1.2 Minimum zamanı hesabı

Gözlemsel olarak elde edilen ışık eğrilerinden minimum zamanı hesabı gerçekte hem kolay hem de oldukça zor olan bir işlemdir. Yakın zamana kadar bu tür hesaplamalarda kullanılan en uygun yöntem Kwee-van Woerden (1956) yöntemi olmuştur. Yöntemin en önemli özelliği hesaplanan minimum zamanları için hata ölçüsünü de verebiliyor olmasıdır. Yöntem temel olarak minimum civarındaki bir zamana göre gözlemsel verilerin katlanması ve karşılıklı gelen gözlemler arasındaki fark kareleri toplamını içermektedir.

Öncelikli olarak unutulmaması gereken önemli bir nokta böylesine hesaplamalarda minimumlar yöresinde yeterince gözlemsel veriye sahip olunup olmadığıdır. Günümüzde bilgisayar dünyasındaki gelişme sayesinde kullanılan yeni algoritmalar ile farklı yapılara sahip gözlemlerden minimum zamanlarının hesaplanabilmesi mümkün hale gelmiştir. Kullanılacak algoritmanın seçimi yine kullanıcı tarafından belirlenmelidir çünkü bu seçim elinizdeki gözlemsel verinin yapısına bağlıdır. Bu konuda yararlanılabilecek önemli bir program *Minima* adıyla bilinmektedir ve Bob

Nelson¹ tarafından üretilmiştir. Program farklı altı ayrı yöntem kullanarak minimum zamanı hesabı yapabilmekte ve her bir yöntem ile hesaplanan minimum zamanlarından ortak, daha duyarlı zamanlar hesaplayabilmektedir. Kwee-van Woerden yöntemi de bu seçenekler arasında bulunmaktadır. Bu çalışmada hesaplanan minimum zamanları *Minima* programı kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

2.1.3 O – C analizi

Herhangi bir sistemde dönem değişiminin olup olmadığının ortaya çıkarılmasında kullanılan en önemli yöntem (O – C) analizi olarak adlandırılan bir çalışma ile gerçekleştirilir. Bu gösterim şeklinde O (Observed): Gözlenen ve C (Calculated): Hesaplanan anlamında kullanılır. Dolayısıyla (O – C) tanımı, gözlenen minimum zamanları ile hesaplanan minimum zamanları arasındaki farkı bize gösterir. Bu fark ne kadar küçük ise veya fark yoksa bu durumda hesaplamada kullanılan ışık elemanları o kadar doğru olmaktadır.

Hesaplanan minimum zamanlarını elde edebilmek için örten değişen sistemler için ışık elemanları adı verilen iki parametre kullanılır. Bunlar T_0 : geçmiş başlangıç zamanı olarak tanımlanır ve genel olarak Jülyen Günü biriminde, baş veya birinci minimumun gerçekleştiği zamanlardan biri olarak alınır. İkinci parametre ise sistemin yörünge dönemini gösteren P terimidir ve genel olarak örten değişen sistemlerde gün biriminde verilir. Literatürde bir sistemin ışık elemanları verildiğinde aşağıdaki yazım şekli kullanılır;

$$\text{HJD (Min I)}=2444377.35+0.9805 \cdot E \quad (2.1)$$

Burada Min I ve HJD gösterimi sırasıyla verilen başlangıç zamanının birinci minimuma ait olduğunu ve verilen zamanın Güneş Merkezli Jülyen Günü olduğunu gösterir.

¹ Programa Bob Nelson'un sayfasından ulaşılabilir. <http://members.shaw.ca/bob.nelson/software1.htm>

Buradan da anlaşılabileceği gibi gözlemsel verilerin zamanları mutlak bir şekilde Güneş Merkezli veriler olmalıdır. Denklem (1) ile verilen ışık elemanına lineer ışık elemanı adı verilir. Bu parametreler gözlemsel olarak elde edilen parlaklık değerlerinin evrelendirilmesinde kullanılabileceği gibi sistemde herhangi bir dönem değişiminin bulunup bulunmadığının incelenmesinde de kullanılır. Bu nedenle ışık eğrisi analizlerinde doğru ışık elemanlarının kullanılması, sonrasında gerçekleştirilecek analizlerin de doğru olup olmadığını belirler. $(O - C)$ farkı gözlemsel olarak elde edilmiş her minimum için hesaplanmalıdır. Bu hesaplama için;

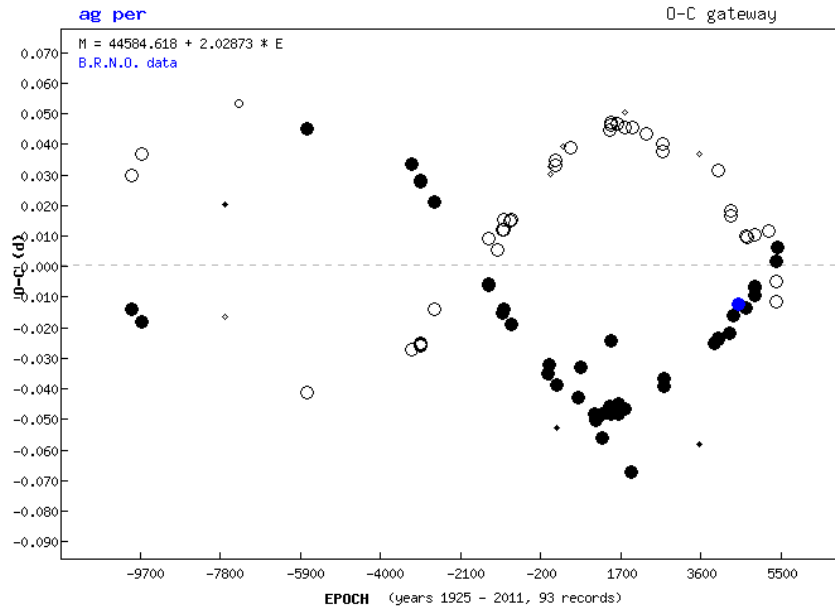
$$(O - C) = O - (E \cdot P + T_0) \quad (2.2)$$

ifadesi kullanılır. Bu ifadede yer alan O , T_0 ve P daha önce tanımlandığı şekliyle dikkate alınır. Parantez içerisinde yer alan E terimi ise Çevrim Sayısı (veya Epok) olarak adlandırılır. Epok değeri başlangıç olarak alınan T_0 zamanından sonra sistemin kaçınıcı çevrim içerisinde olduğunu gösterir ve basit bir şekilde

$$\left(\frac{T - T_0}{P} \right) = \text{tam sayı} + \text{kesir} \quad (2.3)$$

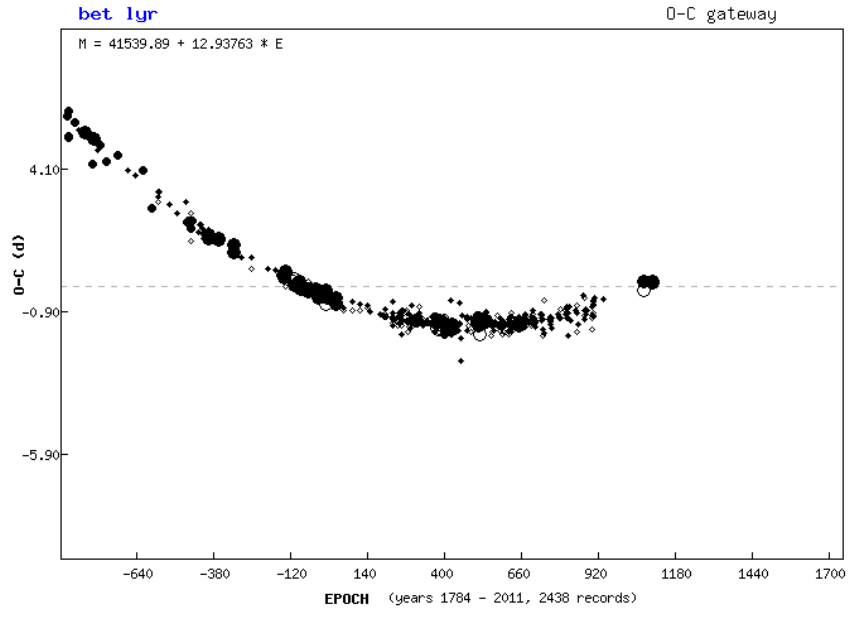
ifadesi kullanılarak hesaplanır. Burada T , gözlenen minimum zamanını göstermektedir. Sonuç olarak elde edilecek olan tam sayı, $(O - C)$ analizinde kullanılacak olan Epok (E) değerini verecektir. Bu değer 1.0 veya 0.5 değerinin katları şeklinde olabilir. 1.0 şeklindeki bir gösterim birinci minimumu, 0.5 şeklindeki bir gösterim gözlemsel olarak elde edilmiş olan minimumun ikinci minimum olduğunu ifade eder. Epok değeri, başlangıç zamanından itibaren geçen çevrim sayısını, kesirli kısım ise aynı çevrim içerisinde ve 0 ile 1 veya 0° ile 360° arasında ve evre olarak adlandırdığımız bir sayısal değere karşılık gelir. Birinci ve ikinci minimum zamanları için bu sayısal değerlerin 0.5'in katları şeklinde olması beklenir. Fakat bu hesaplama yapılırken kullanılan ışık elemanları doğru değilse veya sistemde herhangi bir nedenle dönem değişimi bulunuyorsa bu durumda böylesine bir durum ortaya çıkmaz.

Sonuç olarak E , çevrim sayısına bağlı olarak bulunan $(O - C)$ değerlerinin grafiksel analizi ile sisteme ilişkin önemli bilgilerin ortaya çıkarılması mümkün olabilmektedir. Bu tür analizlerde dikkate alınması gereken önemli bir durum literatürde mevcut minimum zamanlarının farklı gözlem yöntemleri ile elde edilmiş olmasıdır. Şayet kullanılacak minimum zamanlarının hata boyutları verilmemiş ise bu durumda en kötüden en iyiye doğru görsel, fotoğrafik, fotoelektrik şeklinde bir sıralama yapılması veya analizlerin böylesine bir düşünce ile ağırlıklandırılarak yapılmasında fayda olacaktır. Şekil 2.1 – 2.5 'te $(O - C)$ Gateway²'de yayınlanmış farklı türden $(O - C)$ değişimlerine örnekler verilmiştir.

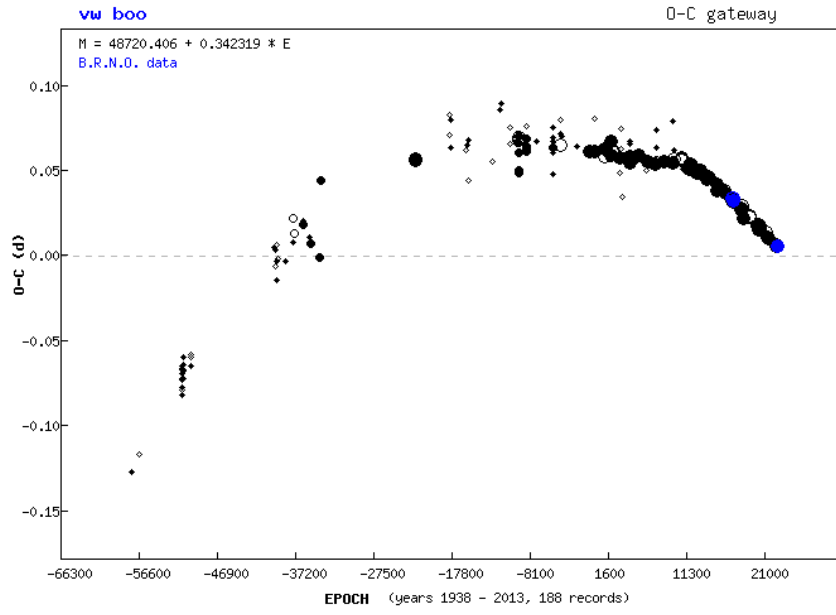


Şekil 2.1 Eksen dönmesi gösteren AG Per sisteminin $O - C$ diyagramı

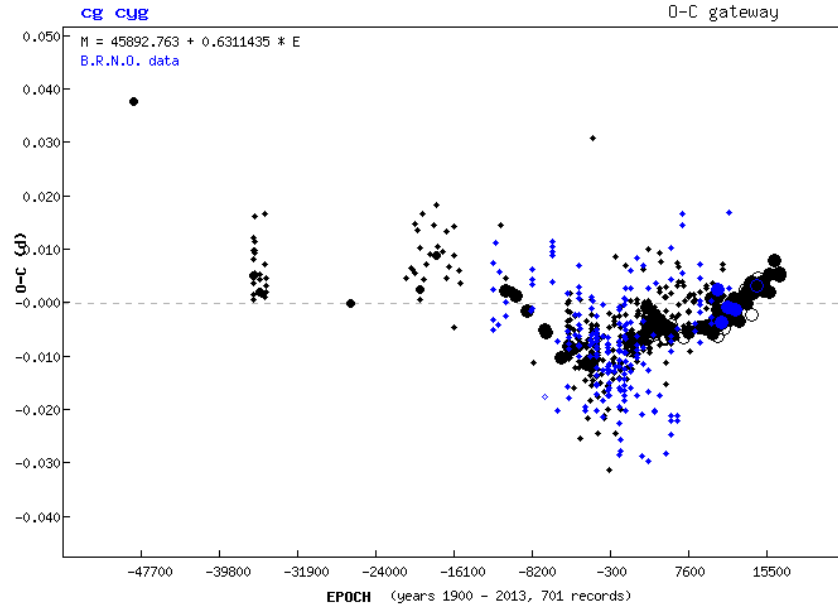
² $(O - C)$ Gateway sayfasına <http://astro.sci.muni.cz/variables/ocgate/index.php?lang=en> adresinden ulaşılabilir.



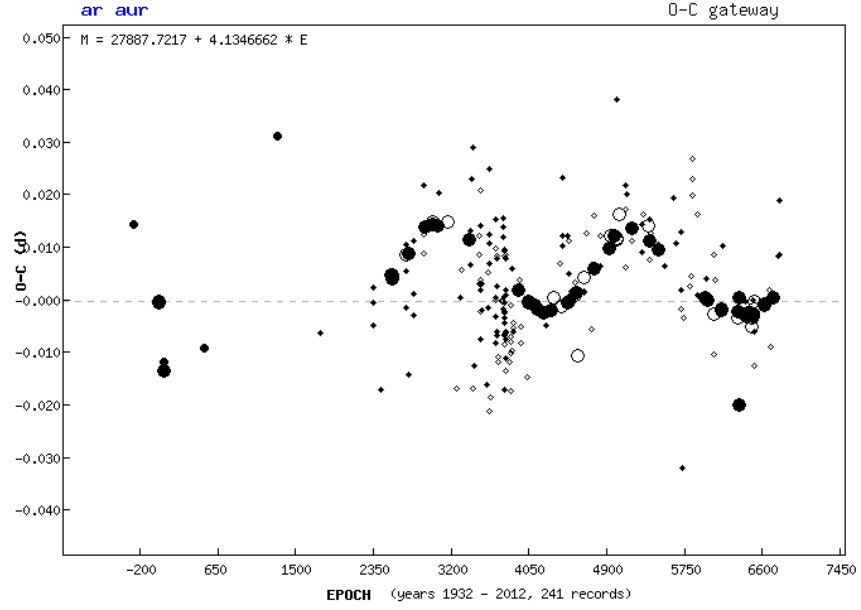
Şekil 2.2 Küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle aktarımına örnek β Lyr sisteminin O – C diyagramı



Şekil 2.3 Büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene kütle aktarımına örnek VW Boo sisteminin O – C diyagramı



Şekil 2.4 Manyetik aktivite gösteren CG Cyg sisteminin O – C diyagramı



Şekil 2.5 Sisteme bağlı üçüncü cisim etkisinin görüldüğü AR Aur sisteminin O – C diyagramı

2.2 Işık Eğrisi Analizi

Genel olarak değişen yıldızların ışık eğrileri (parlaklığın zamana göre değişimi) yıldızların çeşitli özelliklerinin hesaplanabilmesini sağlar. Tek yıldızlarda parlaklık değişimi genel olarak yıldızların iki temel parametresine bağlıdır; sıcaklık ve yarıçap. Onun dışında parlaklık değişimine neden olabilecek ikincil etkiler; sıcak/soğuk lekenin varlığı, yıldız biçiminin küresel olmaması, kenar kararması, kutup parlaması gibi parametrelere bağlıdır. Yıldızların kendi eksenleri etrafındaki dönmelerinden dolayı bu etkilerden bazıları gözlemci tarafından gözlenebilir ve/veya gözlenemez olduğunda tek yıldızlarda parlaklık değişimi görülebilir. Bunların dışında ayrıca yakında çok iyi bir şekilde incelemiş olduğumuz Güneş'te görülen flare türü etkinlikler veya yıldız rüzgârları ile de parlaklık değişiminin ortaya çıkması mümkündür.

Çift yıldızlar dikkate alındığında ise yukarıda bahsi geçen olayların her iki bileşen de görülmesi mümkün olacaktır. Bunun dışında, sistemin yörünge düzlemi bakış doğrultumuza yakın olması durumunda bileşen yıldızların birbirlerinin önüne veya arkasına geçerek örtme veya örtülmenin gerçekleşmesi mümkündür. Bunun dışında bileşen yıldızların Roche şişimlerini doldurarak kütle aktarması veya sistemde kütle atımı gibi olayların olmasını da bekleriz.

Örten değişen sistemlerin ışık eğrileri, yukarıda bahsi geçen bütün bu olayların bir arada görülebildiği sistemlerdir. Hem bünyesel, hem de geometrik etkiler nedeniyle değişim gösteren ışık eğrilerinin modellenmesi, yıldızlar hakkında bilinen astrofiziksel ve geometrik parametreler dikkate alınarak modellenebilir.

Yıldızların farklı dalga boylarında farklı miktarlarda enerji saldıkları dikkate alındığında daha gerçekçi ışık eğrisi modeli üretebilmek için ışık eğrisi çözümlerinde çok band gözlemlerin kullanılması tercih edilen bir durumdur. Bu sayede çözüm olarak ortaya konulacak parametrelerin güvenilirliği daha yüksek olacaktır.

Genel olarak salt ışık eğrisi çözümü ile analizi gerçekleştirilen sisteme ilişkin geometrik parametreler elde edilebilmektedir. Sistemi oluşturan bileşen yıldızların fiziksel parametrelerinin elde edilebilmesi için bu sistemin dikine hız eğrisinin (tayfsal olarak) kullanılması gerekmektedir. Aksi durumda sistemi oluşturan bileşen yıldızların fiziksel parametreleri konusunda kesin bir sonuca varmak mümkün değildir. Tayfsal gözlemler sayesinde ayrıca bileşen yıldızların tayf türleri dolayısıyla sıcaklıkları konusunda daha doğru bilgilere sahip olacağımızdan, daha sağlıklı çözümlere ulaşmak mümkündür.

Önemli bir başka problem ışık eğrisi gözlemlerinin genel olarak diferansiyel parlaklık olarak ölçülüyor olmasıdır. Diferansiyel (değişen – mukayese) parlaklık; değişen yıldız olmadığını bildiğimiz bir yıldıza göre, incelediğimiz yıldızın parlaklığını bize veren bir büyüklüktür. Mukayese olarak adlandırdığımız yıldızın standart sistemdeki parlaklığını biliyorsak bu durumda değişen yıldızın standart sistemdeki parlaklığını, kısmen doğru olarak hesaplayabiliriz. Yıldızların standart sistemdeki parlaklık ve renkleri, onlar hakkında önemli bazı parametrelerin tahmin edilebilmesini sağlar (örn. renk değerlerinden sıcaklık belirlenmesi gibi).

Gözlemlerimizde standart Johnson – Cousins UBVRi filtre seti kullanılmıştır fakat bu sistem oluşturulurken kullanılan fotokatlandırıcı bizlerin şu an kullandığı detektörlerden oldukça farklıdır. CCD türü dedektörler çok daha büyük bir dalgaboyu aralığında yüksek kuantum etkinliğine sahip gözlem araçlarıdır. Dolayısıyla bu tür bir dedektör kullanılarak elde edilen parlaklık ve renk değerleri standart sistemdeki değerlerinden oldukça farklıdır. Bu nedenle gözlemsel olarak elde ettiğimiz diferansiyel parlaklık değerlerinin standart sisteme dönüşümünün yapılması gerekmektedir ve bu tez çalışmasında dikkate aldığımız sistemlerin standart sistemdeki renk ve parlaklıkları hesaplanarak ışık eğrisi çözümünde kullanılmıştır.

Işık eğrisi analizinde öncelikli olarak sistemi oluşturan bileşen yıldızların sıcaklıkları hakkında bilgiye sahip olunmalıdır. Bu bilgi tayf türü biliniyorsa doğrudan ulaşılabilen bir bilgidir. Onun dışında bize yakın yıldızlar için gözlenen (B-V) renk ölçeği yine bize sıcaklık belirlemede önemli derecede yardımcı olabilen bir parametredir. Fakat

buradaki kötü durum, incelenen sistemlerin veya yıldızların uzaklıklarının genellikle bilinmiyor olmasıdır. Çok az sayıda yıldızın duyarlı bir şekilde uzaklığı bilinmektedir ve genellikle bu yıldızlar bize yakın olan yıldızlardır. Üzerinde hiç çalışılmamış yıldızlar veya sistemler için böylesine bir bilgiye sahip değilseniz bu durumda standart sistemde hesaplamış olduğunuz (B-V) renk ölçeğinden sıcaklık değeri belirlemede kuşku olacaktır. Bunun temel nedeni ise yıldızlararası ortamda bulunan gaz ve toz bulutlarının kısa dalgalı boyundaki fotonları, uzun dalgalı boyundaki fotonları daha fazla soğurmasıdır. Bu nedenle hesaplanmış olan (B-V) renk ölçeğinin ne ölçüde yıldızlararası ortamdan etkilendiğinin belirlenmesi gerekmektedir ki bu ise başlı başına bir başka problemidir.

Uzun dalgalı boyunda gerçekleştirilen gözlemler, yıldızlararası ortamdan en az düzeyde etkilenir. Bu nedenle üzerinde fazla bilgi sahibi olmadığımız sistemler için uzun dalgalı boyunda elde edilmiş parlaklık ve dolayısıyla renk bilgileri bizler için önemli hale gelir. V1046 Cas ve V882 Per sistemlerinin ışık eğrisi çözümünde kullanılacak başlangıç sıcaklık değerleri J, H ve K bandlarında 2MASS kataloğunda yayınlanmış olan parlaklıkları kullanılarak belirlenmiştir. Ayrıca çalışma kapsamında hesaplanan (B-V), (V-R) ve (R-I) renkleri yine karşılaştırma amacıyla incelenmiştir.

2.2.1 Işık eğrisi çözümü

Literatürde ışık ve dikine hız eğrisi yanında başka gözlemsel verilere bağlı olarak örten değişen sistemlerin geometrik ve fiziksel parametrelerinin hesaplanmasında kullanabileceğimiz çok sayıda program bulunmaktadır. Bunlar arasında sentetik ışık eğrisi üreten programlar; Russell-Merill, EBOB, WINK sayılabilir. Roche geometrisini dikkate alarak çözüm yapabilen programlar ise; Binnendijk Modeli, FOTEL (Hadrava), Hill Modeli, Linnell Modeli, Rucinski Modeli ve Wilson-Devinney Modeli sayılabilir. Bu programlar arasında Dünya’da en çok ve yaygın bir şekilde kullanılan program Wilson-Devinney tarafından ücretsiz olarak dağıtılan program olmuştur. Bu programı temel alarak üretilen çok sayıda arayüz bulunmaktadır (Phoebe ve Nightfall gibi) ve yaygın bir şekilde kullanılmaktadır.

Işık eğrisi çözümünde kullanılan programların tamamı girdi olarak verilen parametrelerin dikkate alınarak teorik ışık eğrisi (LC) üretilmesi ve bu eğrinin gözlemsel veriler ile karşılaştırılmasına dayanmaktadır. Üretilen ışık eğrisinin gözlemsel ışık eğrisine ne düzeyde uyumlu olduğu matematiksel olarak fark kare toplamlarına bakılarak yapılabildiğinden, girdi parametrelerinde yapılan değişiklikler sonucunda en küçük değere ulaşıldığında ışık eğrisi çözümüne ulaşılmış olarak kabul edilir.

Yöntem veya programlardan bazıları astrofizik açıdan ilkel sayılabilecek kabuller altında çalışmaktadır. Örneğin yıldızların küresel biçime sahip olması, tüm yüzeyinin eş yönlü ve eşit miktarda ışıyım salması, dairesel yörüngede dolanıyor olması gibi, şu anda bildiğimiz bilgiler ışığında gerçekçi olmayan yaklaşımlardır bunlar. Günümüzde yaygın olarak kullanılan ışık eğrisi çözüm programlarının en önemli özelliklerinden birisi yıldız biçimlerinin Roche geometrisi ile temsil edilmesidir. Roche geometrisi ile belirlenen yıldızlar matematiksel olarak grid adı verilen daha küçük yüzey parçalarına bölünerek her bir yüzey parçasından salınan enerjinin gözlemci doğrultusundaki değerleri toplanarak yıldızların ayrı ayrı toplam saldıkları enerjisi hesaplanır. Bu hesaplama yapılırken yakın zamana kadar yıldızların enerji salma mekanizmaları için karacisim enerji dağılımı kullanılırken, günümüzde çok daha gerçekçi yıldız atmosfer modelleri kullanılabilmektedir. Hesaplamalar cisimlerin farklı yörünge konumları dikkate alınarak hesaplanır ve temel olarak gözlemsel ışık ve dikine hız eğrisi ile karşılaştırılır. Bu karşılaştırma fark kareleri toplamı dikkate alınarak yapılır. Kullanıcı genel olarak en küçük fark kare toplamına ulaştığında çözüme ulaştığını kabul eder. Fakat hesaplanan parametrelerin astrofizik açıdan değerlendirilmesi ve doğruluğunun test edilmesi gerekmektedir. Wilson-Devinney (WD) gibi programlar ışık ve dikine hız eğrilerinin çözümünde girdi parametrelerini dikkate alarak yeni ve daha iyi fark kareleri toplamını verecek parametre setinin hesaplanması ilkesine göre çalışır. Bu işlemi gerçekleştiren program parçası DC ile gösterilir ve Diferansiyel Düzeltme işlemini gerçekleştirir. Yeni hesaplanan parametreler kullanılarak çözümler tekrarlanır ve en iyi parametre setine ulaşılması hedeflenir.

Yıldızlarda dönme, yüzey parlaklık dağılımının eş yönlü olmaması, kenar kararması ve yansıma gibi parametreler dikkate alındığında yıldız yüzeylerinin eş yönlü ışınlımda bulunmadıklarını söylemek mümkündür. Örneğin hızlı dönen yıldızlarda ekvator bölgelerinin şişkin, kutup bölgelerinin basık olması nedeniyle kutup parlamasının ortaya çıkması, yıldız yüzeyinde büyük boyutlu sıcak veya soğuk lekelerin bulunması gibi nedenler eş yönlü ışınlımın olmayacağını, en azından bazı yıldızlar için olmayacağını söylemek mümkündür. Ayrıca yıldız disklerinin kenar kısımlarının merkezi bölgelerine göre daha karanlık olması (kenar kararması), bileşenlerden birinin sıcak, diğerinin soğuk bir yıldız olması durumunda güçlü yansıma etkisinin ortaya çıkması gibi başka etkilerin de ışık ve dikine hız eğrisinin biçimini değiştirdiği bilinmektedir. Bu nedenle ışık ve dikine hız eğrisi analiz programları bu türden etkileri dikkate alabilecek özelliklere sahip olmalıdır.

Buraya kadar bahsi geçen konular dikkate alındığında örten değişen sistemlerin ışık eğrisi çözümünün kolay bir şekilde yapılamadığı görülür. Ayrıca gerçekleştirilecek analiz sonucunda ortaya çıkan parametrelerin doğru olup olmadığı da bir başka problemdir. Bunun temel nedeni ise analizlerde kullanılan ışık eğrilerinin temel olarak sistemin geometrik yapısı ile değişiyor olmasıdır. Örneğin çözüm olarak elde edilen yıldızların kesirsel yarıçapları, $r=R/a$, yörünge yarı-büyük eksen uzunluğuna bağlıdır. Aynı kesirsel yarıçap değerini daha büyük yıldız yarıçapı, R , ve daha büyük yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu ile elde etmek mümkündür. Bir diğer örnek ise bileşen yıldızların ışınlım güçleri oranıdır. Bileşen yıldızların ışınlım güçleri aynı oranda iki kat artırılrsa dahi orantısı değişmediğinden görelî olarak aynı ışık eğrisinin üretilmesi mümkün olabilmektedir. Bu nedenle geometrik parametreler, orantısal olarak aynı kalmak üzere farklı sayısal değerlerin kullanılması nedeniyle elde edilebilen parametreler olduğundan çözüm parametrelerinin doğru olup olmadığı konusunda kesin bir yargıya varmak mümkün değildir.

Literatürde ışık eğrisi analizini otomatik olarak gerçekleştiren çeşitli analiz programları bulunmaktadır. Bu tür analizlerde genel düşünce, her türlü parametrenin olası her türlü değeri alabileceğini dikkate alarak bütün çözüm uzayını taramak ve sonuç olarak en iyi çözüm parametresini veren parametre setine ulaşmaktır. Böyle analizlerde ortaya çıkan

bir sonuç farklı setlere sahip fakat aynı duyarlılıkta çözümün üretebildiğidir. Bu tür çözümlerin gerçekleştirilmesinde güçlü işlem kapasitesine sahip bilgisayarlar kullanılır ve önemli düzeyde bilgisayar zamanına gereksinim duyulur. (Coughlin, 2007)

2.2.2 PHOEBE (PHysics of Eclipsing BinariEs)

Wilson – Devinney (WD) programı (Wilson ve Devinney 1971) temel olarak örten değişen çift yıldız sistemlerinin ışık eğrisi modellemesinde kullanılan bir programdır ve LC (Light Curve) ve DC (Differential Correction) şeklinde iki temel programdan oluşmaktadır. Geliştirilmiş 2013 yılı sürümünde ışık eğrisi, dikine hız eğrisi, tayfsal çizgi profili, üçüncü cisim, dönem değişimi gibi gözlemsel verilerden yararlanarak çözüm yapabilmektedir. 1970’li yıllardan başlayarak günümüze kadar program üzerinde çok sayıda güncellemeler yapılmıştır. Güncellemeler yeni astrofizik gereksinimler, daha iyi çözüm algoritmalarının kullanılması, yeni parametrelerin eklenmesi gibi alanlar üzerinde olmuştur. Günümüzde bilinen her türden örten değişen ışık eğrisini (Ayrık, Yarı-Ayrık, Değen ve Aşırı Değen) çözebilecek yapıya kavuşmuştur ve yakın gelecekte gezegen örtmelerini de içeren güncellemelerin ortaya çıkacağı düşünülmektedir.

Işık eğrisi çözümü gerçekleştiren program parçası DC’dir ve farklı çözüm algoritmaları; MMS (Method of Multiple Subsets), LM (Levenberg-Marquardt), VLR (Vector Length Reduction) kullanarak kullanıcı tarafından seçilmiş parametreler üzerinde düzeltme terimlerini verecek şekilde düzenlenmiştir. Programın yeni sürümlerinde (2003 sürümü) iterasyon sayısı kavramı dikkate alınmış ve programın her bir iterasyonda ulaştığı çözümü yeni girdi parametresi olarak dikkate alarak tekrar tekrar hesap yapabilme yeteneği kazandırılmıştır. Ayrıca fotometrik gözlemlerde kullanılabilen yeni filtre tanımlamaları da yine bu sürümlerinde ilave edilmiştir (Kepler gözlemleri, JHK bandları gibi). Programın LC parçası ise girdi parametrelerine bağlı olarak sentetik ışık, dikine hız, tayfsal çizgi profili, Roche geometrisi gibi çıktıların elde edilmesini sağlamaktadır. Kullanıcı LC programının çıktılarını gözlemsel verileri ile karşılaştırma imkânına sahiptir.

Geliştirilmekte olan bir başka program ise yine örten değişen sistemlerin ışık eğrisi modellemesinde kullanılan ve ELC şeklinde kodlanmış Eclipsing Light Curve (Orosz ve Hauschildt 2000) programıdır. Program aşırı değen çift yıldızlar haricinde diğer tür sistemlerin ışık eğrisi çözümünde kullanılabilmektedir. Programın ana yapısı 1970’li yıllarda Yorham Avni tarafından geliştirilmiş olan “elc.f” kaynağına dayanmaktadır. Programın güncel sürümü ile W UMa türü sistemler hariç farklı türden ışık eğrisi çözümlerini, gezegen geçişini içeren ışık eğrilerinin çözümünü, yığılma diski içeren sistemler dâhil model atmosferleri dikkate alınarak çözebilmektedir. Ek olarak “genetik algoritma” kavramı ile çözüm parametrelerinden en olası sonuçların elde edilmesine yönelik düzenlemelerin bulunacağı düşünülmektedir.

Çizelge 2.1 WD2003 sürümünde kullanılan program parametreleri ve anlamları

Parametre	Tanım
HJD ₀	Başlangıç zamanı (T ₀)
P ₀	Sistemin yörünge dönemi
dP/dt	Yörünge döneminin zamana göre değişimi
Δφ	Evre kayması
ε	Yörünge dışmerkezliği
ω ₀	Enberi doğrultusunun boylamı
dω/dt	Enberi doğrultusunun zamana göre değişimi
a	Yarı büyük eksen uzunluğu (R ₀)
q	Kütle oranı (m ₂ /m ₁)
i	Yörünge eğikliği (°)
v _γ	Kütle merkezinin hızı (km/sn)
T _{e1} , T _{e2}	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin sıcaklıkları
Ω ₁ , Ω ₂	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin yüzey potansiyelleri
log g ₁ /g ₀ , log g ₂ /g ₀	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin yüzey çekim ivmeleri
[M/H] ₁ , [M/H] ₂	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin metalisiteleri
A ₁ , A ₂	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin yüzey albedoları
g ₁ , g ₂	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin çekim kararma sabitleri
F ₁ , F ₂	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin eş dönme parametreleri
L ₁ ⁱ , L ₂ ⁱ	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin bandlara göre ışıyım güçleri
x ^{ld,i} ₁ , x ^{ld,i} ₂	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin lineer kenar kararma katsayıları
y ^{ld,i} ₁ , y ^{ld,i} ₂	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin lineer olmayan kenar kararma katsayıları
L ₃ ⁱ	Üçüncü ışık
φ _{sp} ^k	n’inci leke boylamı
θ _{sp} ^k	n’inci leke enlemi
ρ _{sp} ^k	n’inci leke açısal yarıçapı
τ _{sp} ^k	n’inci leke sıcaklık faktörü

Temel olarak Wilson-Devinney (WD) programının 2003 yılı sürümüne ilişkin kaynak kodlarını kullanılarak üretilmiş olan ve kullanıcının programı kullanmasını kolaylaştıran bir arayüz olan PHOEBE ile farklı türden örten değişen çift yıldız sistemlerinin fotometrik, tayfsal, interferometrik ve/veya kutuplanma verilerini kullanarak gözlemsel verilerin çözümünü yapabilmektedir. Kullanıcı dostu bir arayüz olması nedeniyle ışık eğrisi analizlerimiz PHOEBE (v.0.31a) arayüzü kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Doğal olarak Wilson-Devinney programının 2003 yılı sürümüne ilişkin parametre setlerinin kullanılması mümkün olacaktır. Çizelge 2.1’de program tarafından dikkate alınan parametrelerin neler olduğu ve anlamları verilmiştir.

Öncelikli olarak WD programının farklı türden gözlem verilerini kullanabildiğini görmekteyiz. Örten değişen çift yıldız sistemlerinin doğru çözüm parametrelerini elde edebilmek için mümkün olduğu ölçüde fazla ve farklı gözlemsel veriye ihtiyaç duyulur. Örneğin salt olarak ışık eğrisi çözümü yapıldığında sisteme ilişkin ancak geometrik parametreler hakkında bilgiye ulaşmak mümkündür. Işık eğrisi ile birlikte dikine hız eğrisi çözümlerde kullanıldığında ise sistemin hem geometrik hem de fiziksel parametrelerine ulaşılabilir. Bu nedenle gerçek anlamda örten değişen sistemlerin bütün özelliklerinin ortaya çıkarılması ancak farklı türden gözlemsel verilerin mevcut olması durumunda mümkün olabilecek bir durumdur. Ayrıca çözümü gerçekleştirilmek istenen ışık eğrilerinin doğruluğu ancak başlangıç parametresi olarak seçilecek parametrelerin doğruluğuna bağlı olabilir. Bu nedenle farklı türden gözlemsel verilerden elde edilen bulgular dikkate alınarak olası en iyi başlangıç parametrelerinin belirlenme zorunluluğu bulunmaktadır. Aksi durumda çözüm parametrelerinizin doğruluğu konusunda şüphe duyulmalıdır. Doğru bir şekilde belirlenecek girdi parametrelerinin sayısının fazla olması çözüm için kullanılacak parametre sayısının azalmasına ve dolayısıyla daha doğru parametre setlerine ulaşmanın temelini oluşturur.

Örneğin, ışık eğrisi çözümünde belirlenmesi gereken ilk ve belki de en önemli parametrelerin başında baş bileşenin sıcaklığı gelmektedir. Bu bilgiye ulaşabilmenin çeşitli yöntemleri mevcuttur. Örneğin tayfsal gözleminin veya tayf türünün literatürde verilmiş olması durumunda tayf türünden sıcaklık belirlenmesi olabilir. Yıldızların tayf türlerine karşılık gelen sıcaklık değerleri literatürde örneğin Cox (2000) gibi çeşitli

araştırmacılar tarafından verilmiş durumdadır. Buradaki problem gözlenen tayfların gerçekte bileşke tayflardan oluşuyor olmasıdır. Fakat Algol türü sistemlerde karşılaştığımız önemli bir durum bileşen yıldızlardan birinin diğerine göre daha erken tayf türünden olmasıdır. Bu nedenle çoğunlukla bu tür sistemlerin tayfsal gözlemlerinde yoldaş bileşenin tayfsal izine ulaşılmakta güçlük çekilir. Baskın olan tayf baş bileşene ait olduğundan doğrudan onun tayf türünden sıcaklık değerini elde etmek ve ışık eğrisi çözümünde kullanmak mümkündür.

Bir diğer yöntem ise farklı bandlarda gerçekleştirilmiş gözlemlerden üretilecek renk eğrilerinin bu amaçla kullanılmasıdır. Örneğin B ve V bandlarında gözlemleriniz mevcutsa bu durumda sisteme ilişkin (B-V) rengi oluşturulabilir ve evreye göre grafiğe aktarıldığında minimumlar ve maksimumlardaki renk değişimine bakılabilir. Minimumlar civarında bileşen yıldızlar birbirlerinin önüne geçerek arkada kalan bileşenin ışınımını engellediği için (tam tutulma halinde) doğrudan bileşen yıldızların kendilerine ilişkin gözlenen renk değerlerinin elde edilmesi mümkün olabilmektedir. Parçalı tutulmaya sahip ışık eğrilerinde ise bileşen yıldızlarının ışıkları kısmen birbirine karışmış olacağından renk ölçeklerinin kullanılması problem yaratabilir. Ayrıca önemli bir başka problem gözlemsel verilerin standart sistemdeki parlaklık ve renk değerlerinin böylesine incelemelerde kullanılması gerektiğidir. Ek olarak ve belki de en önemli problemlerden biri ise elde edilen renk değerinin yıldızlararası ortamdan etkilenip etkilenmemiş olmasını bilmiyor olmamız olacaktır. Bu ise sistemin bize olan uzaklığına bağlıdır ve doğru bilgi ancak sistemin paralaksının biliniyor olması durumunda ve/veya mutlak parametrelerinin biliniyor olması durumunda ulaşılabilir olduğudur.

Işık eğrisi çözümünde dikkate alınması gereken bir başka konu ise olası ölçüde fazla bandda alınmış gözlemsel verinin kullanılması durumunda çözümlerin daha doğru elde edilebileceğidir. Şekil 1.6'da, buna en güzel örnek olan Algol'un kendisi için elde edilmiş farklı bandlardaki ışık eğrileri gösterilebilir. Kısa dalgaboylarındaki ışık eğrilerinde yoldaş bileşin ışık eğrisine katkısı yok denecek kadar az iken, uzun dalgaboylarında ışık eğrisinin biçimini, özellikle ikinci minimum civarını, önemli şekilde etkilemiştir. Bu nedenle farklı dalgaboylarında gerçekleştirilecek gözlemler sayesinde bileşen yıldızların ışınım güçleri oranları ve geometrik parametreleri çok daha

doğru ve duyarlı bir şekilde elde edilebilmektedir. Ayrıca ışık eğrilerinin incelenmesi ile de başlangıç parametrelerinin bazıları konusunda bilgi sahibi olabilmekteyiz. Örneğin ikinci minimumun tam olarak 0.5 evresinde görülüyor olması sistemin yörünge basıklığının sıfır olduğunu, yani dairesel bir yörüngeye sahip olduğunu söyleyebilmekteyiz. Fakat gerçek anlamda doğruluğu ancak dikine hız eğrilerinin incelenmesi sayesinde kesinleştirilebilecek bir bilgi olduğunu da biliriz. Işık eğrilerinde minimum tabanlarının düzgün yapıya sahip olması veya olmaması, tam tutulmanın veya parçalı tutulmanın olup olmadığını bize gösteren önemli bir başka bilgidir. Bu bilgi bize yörünge düzleminin bakış doğrultumuz ile ne düzeyde çakıştığını gösteren bir bilgi olmaktadır, dolayısıyla yörünge eğim açısı konusunda kabaca bir bilgiye sahip olabilmekteyiz.

Işık eğrilerinde maksimum bölgelerindeki değişimin düzgün olup olmaması gibi bilgiler ise bize bileşen yıldızların biçimsel olarak küresellikten ne derece sapmış olduğunu gösteren önemli bilgiler arasındadır. Minimum seviyeleri arasındaki fark ise bileşen yıldızların ışıyım güçleri arasındaki farkın boyutları hakkında bilgi verebilmektedir. Renk değişimine baktığımızda ise özellikle birinci ve ikinci minimumlarda örten veya örtülen bileşenin sıcak bileşenden mi kaynaklandığı yoksa soğuk bileşenden mi kaynaklandığını ortaya çıkarabilmekteyiz.

Yukarıda sayılan parametreler yanında ışık eğrisi çözümünde dikkate alınabilecek çok sayıda parametre için bir seçim yapmak ve çözüm aramak mümkün olabilmektedir. Fakat böyle sistemlerin çözülebilmesi için karşımıza çıkan ve belirlenmesi gereken en önemli parametrelerin başında sistemin q kütle oranı olmaktadır. Bu parametre yıldızların biçimini belirleyen en önemli parametredir ve gerçek anlamda dikine hız eğrisi gözlemlerinin olması durumunda doğru bir şekilde elde edilebilmektedir.

Fakat Algol gibi sistemlerde, bileşen yıldızlardan birinin erken tayf türünden ve diğerrinin ise evrimleşmiş geç tayf türünden olduğu sistemlerde, normal kütle – ışıyım gücüne uyan yıldızlar olduklarını kabul ettiğimizde bu değerin $q < 1$ olması gerektiğini söyleyebiliriz. Aksini gösterecek çok az örnek bulunabilir ve bunlar arasında bileşen

yıldızların ışıyım güçlerinin birbirine yakın olduğu sistemlerde rastlanabilir bir durum olacaktır.

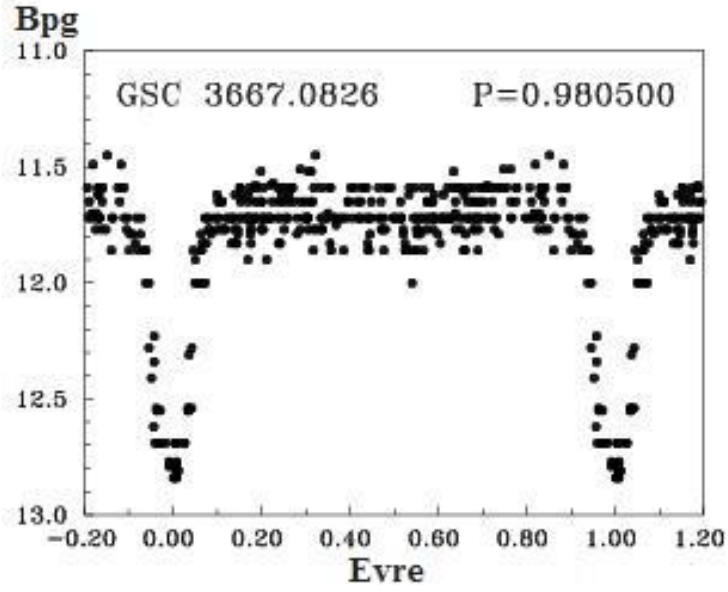
Bu çalışmada dikkate alınan sistemlerin literatürde neredeyse hiçbir çalışma bulunmadığı için tayf türü ve/veya sıcaklık ve kütle oranı gibi parametreler hakkında da bilgi bulunmamaktadır. Bu amaçla sıcaklık değerleri standart sisteme dönüşümünü gerçekleştirdiğimiz gözlemlerden elde edilen renk eğrilerinden ve kataloglarda mevcut JHK parlaklık ve renklerinden yararlanarak belirlenmiştir. Sistemin kütle oranı ise literatürde (Gürol ve Müyesseroğlu 2005, Gürol vd. 2006) yoğun bir şekilde kullanılan $i - q$ taraması yöntemi kullanılarak belirlenmiştir.

2.3 V1046 Cas Sistemi

Sorokin ve Antipin (2004) tarafından keşfedilen V1046 Cas ($V=11^m.97$, $\alpha_{2000}=00^s40^d44^s.222$, $\delta_{2000}=+58^{\circ}50'53''.86$) sistemi aynı araştırmacılar tarafından Algol türü örten değişen bir sistem olarak sınıflandırılmıştır. Literatürde sistem hakkında neredeyse hiç bilgi bulunmamaktadır. Sistemin keşfi ve birkaç tane minimum zamanı dışındaki bilgi sadece katalog bilgisinden oluşmaktadır. Sistemin ışık eğrisi analizi mevcut değildir ve ilk defa bu çalışmada yapılmıştır.

Sistem, Tycho kataloğunda TYC-3667-826-1 ve 2MASS kataloğunda ise J00404423+5850538 olarak kodlanmıştır. Algol türü örten bir değişen olduğu ilk defa Şekil 2.6'da verilen fotoğrafik ışık eğrisi ile gösterilmiştir (Sorokin ve Antipin 2004). Sorokin ve Antipin (2004) sistemin fotoğrafik olarak B bandında 1.1 kadirlik bir değişim gösterdiğini hesaplamış ve sisteme ilişkin ilk ışık elemanlarını aşağıdaki gibi elde etmiştir,

$$\text{HJD (Min. I)}=2444377.35+0^s.9805 \cdot E \quad (2.4)$$



Şekil 2.6 V1046 Cas keşif ışık eğrisi³

Gözlemler farklı zamanlarda alınmış fotoğraflık tarama gözlemleri kullanılarak elde edilmiştir ve ışık eğrisinin önemli düzeyde saçılmaya sahip olduğu görülmektedir. İkinci minimum neredeyse görülmemektedir veya yoktur. Böyle tarama gözlemlerinden elde edilen ışık elamanlarının çok güvenilir olmadığı bilinmektedir. Örneğin sistemin B_{pg} bandında gözlenen ışık eğrisinde ikinci minimumun görülmemesi art arda gelen birinci minimumlardan birinin ikinci minimum olma ihtimalini ortaya çıkarabilmektedir. Dolayısıyla böyle bir ışık eğrisinden yörünge döneminin iki kat hatalı olarak belirlenme ihtimali bulunur. İkinci minimumun belirlenemediği bu tür sistemlerde hatalı yörünge dönemi belirlenmesi sıkça rastlanabilen bir olaydır. Böyle bir hatanın olması durumunda sistemi oluşturan bileşen yıldızların küresel yapıda ve özdeş ışıyım gücüne sahip iki yıldızdan oluşma ihtimali ortaya çıkabilmektedir. Neyin doğru olduğunun ortaya çıkarılabilmesi için daha duyarlı çok renk ışık eğrileri bu amaçla incelenmelidir. Çizelge 2.2’de sisteme ait SIMBAD veri tabanında bulunan mevcut bilgiler verilmiştir.

İkinci minimumun görülmemesinin çeşitli sebepleri olabilir ki bunlardan ilki B (4500 Å civarı) bandı civarında yoldaş bileşenin ışıyımının düşük olması olabilir. İkinci bir

³ Kaynak: <http://www.konkoly.hu/pub/ibvs/5401/5500-t10.txt>

neden ise fotoğrafik parlaklık değerlerinin yeterince duyarlı olarak elde edilememesi sayılabilir. Birinci minimum civarı incelendiğinde ise gözlemlerin bir kısmı dikkate alındığında tam tutulma, diğer bir kısmı dikkate alındığında ise parçalı tutulmanın olduğu söylenebilir ki böyle bir durumun kısa zaman aralığında ortaya çıkma olasılığı çok düşüktür. Dolayısıyla gözlemsel verilerdeki hatanın çok büyük olduğunu söylemek mümkündür.

Çizelge 2.2 Sisteme ilişkin SIMBAD veritabanında verilen parametreler.

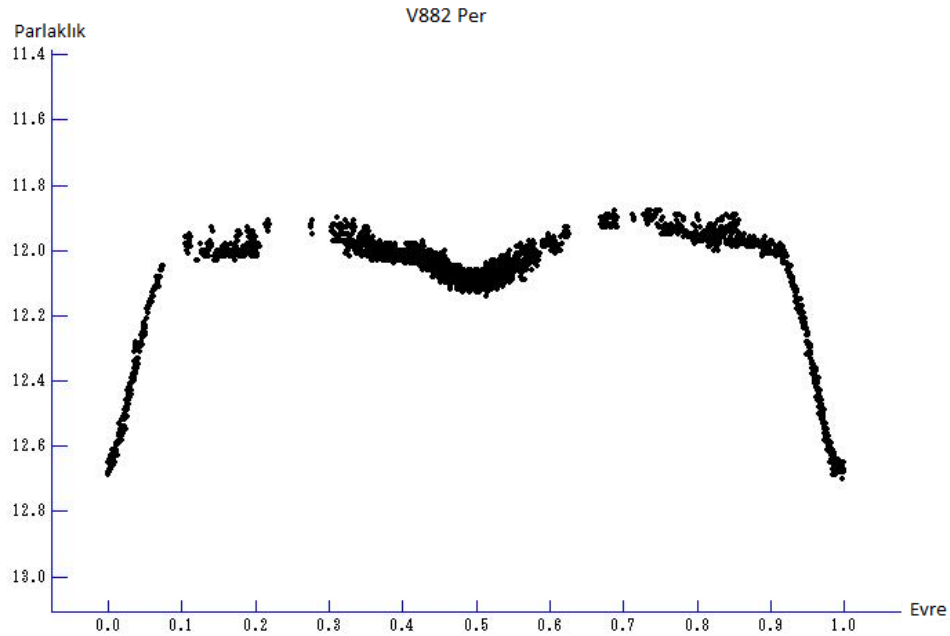
Parametre	Değer
α (J2000)	00 ^{sa} 40 ^{dk} 44 ^s
δ (J2000)	+58°50'53".86
B	12 ^m .040
V	11 ^m .970
J	10 ^m .736
H	10 ^m .605
K	10 ^m .491

2.4 V882 Per Sistemi

V882 Per (B=11^m.90, α_{2000} =03^{sa}03^{dk}53^{sn}.39, δ_{2000} =+57°03'34".5) ilk defa Nakajima vd. (2006) tarafından değişen olduğu belirlenmiş olan Algol türü bir sistemdir. Sistem 2MASS kataloğunda J03035338+5703345 olarak isimlendirilmiştir. Şekil 2.7'de Nakajima vd. (2006) tarafından 25 cm çaplı bir teleskop ve ona bağlı CCD kullanılarak (filtresiz) elde edilmiş keşif ışık eğrisi bulunmaktadır.

Sistemin ışık eğrisi incelendiğinde birinci minimum ile ikinci minimum arasında oldukça büyük bir farkın bulunduğunu, dolayısıyla bileşen yıldızların ışıyım güçleri arasındaki farkın yüksek olduğu görülmektedir. İkinci minimum dâhil maksimum bölgelerinde saçılmanın oldukça yüksek olduğu dikkat çekmektedir. Bu durum farklı gözlem geceleri için gözlem kalitesinin farklılığından ortaya çıkabileceği gibi mukayese olarak kullanılan yıldızdan kaynaklı bir etki de olabilir. Şayet bu değişim gerçek ise bu

durumda sistemde çeşitli aktivitelerin (flare, kütle aktarımı, zonklama vb.) bulunduğu söylenebilir. Bileşen yıldızlardan birinin zonklama gösterdiği Algol sistemlerinin sayısı daha dikkatli gerçekleştirilmiş gözlemler sayesinde her geçen gün daha da artmaktadır. Bileşenlerden biri zonklayan Algol türü sistemleri genel olarak oEA olarak sınıflandırılır ve böyle bir çalışmaya örnek olarak EW Boo sistemi gösterilebilir (Doğruel ve Gürol 2015). Birinci minimumdaki parlaklık değişimi yaklaşık olarak $0^m.8$ kadardır ve minimumların yapısı dikkate alındığında örtme ve/veya örtülmenin parçalı bir yapıya sahip olduğu söylenebilir.



Şekil 2.7 V882 Per için keşif ışık eğrisi⁴

Işık eğrisinde ikinci maksimum (0.75 evresi bölgesi), birinci maksimumdan bir miktar daha parlak olduğu görülmektedir. Bu durum, bileşen yıldızlardan birinin yüzeyinde leke olduğu ihtimalini güçlendirmektedir (O’Connell etkisi). Fakat bu çıkarım gözlemsel verilerdeki saçılmanın gerçek nedeni veya nedenleri bilinmediği sürece yanıltıcı bir çıkarım olabilir. Genel olarak maksimum bölgelerin parlaklık değişimi dikkate alındığında bileşen yıldızlardan biri veya ikisinin de küresellikten bir miktar sapmış olduğunu söylemek mümkündür. V882 Per sistemine ilişkin ışık eğrisi için

⁴ Kaynak: <http://skydot.lanl.gov/nsvs/star.php?num=1942509&mask=18708>

ortaya konan bu düşünceler Algol türü sistemlerde karşılaşılan koşulları sağlar niteliktedir. Işık eğrisi analizi gerçekleştirilirken yansıma etkisinin de dikkate alınması gerektiğini söyleyebiliriz. Çizelge 2.3’de V882 Per sisteminin SIMBAD veritabanında bulunan koordinat ve farklı bandlara ilişkin parlaklık değerleri verilmiştir.

Çizelge 2.3 V882 Per sisteminin SIMBAD veritabanında bulunan koordinat ve parlaklıkları

Parametre	Değer
α (J2000)	03 ^{sa} 03 ^{dk} 53 ^s
δ (J2000)	+57°03'34".5
B	11 ^m .900
J	10 ^m .202
H	9 ^m .869
K	9 ^m .720

3. MATERİYAL ve YÖNTEM

3.1 Materyal

Bu çalışmada, Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi'nde bulunan 40 cm çaplı Kreiken Teleskobu ve ona bağlı Apogee Alta U47 CCD'si kullanılarak gerçekleştirilen gözlemler kullanılmıştır. Gözlemsel veriler Temmuz 2010 ile Eylül 2013 tarihleri arasında farklı zamanlarda yapılmıştır. 2012 yılından önceki gözlemler kısa zaman aralıklarında ve az sayıda gözlemsel verilerden oluşmaktadır.

Çizelge 3.1 V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için gözlem tarihleri, gözlem sayıları ve gözlemciler

Tarih (Yıl-Ay-Gün)	Sistem (veri sayısı)	Sistem (veri sayısı)	Gözlemci(ler)
2010-07-11	V1046 Cas (80)		BG
2010-08-06	V1046 Cas (60)	V882 Per (60)	AO, SC
2010-08-10	V1046 Cas (40)	V882 Per (40)	GG, MÖ
2010-08-19	V1046 Cas (100)	V882 Per (100)	GG
2010-08-25	V1046 Cas (80)	V882 Per (80)	HG, SI
2010-09-15	V1046 Cas (60)	V882 Per (60)	HG
2011-10-01	V1046 Cas (1420)		YD, TO
2011-10-30	V1046 Cas (1105)		AY, MMK
2011-10-31	V1046 Cas (968)		AO, GG
2011-11-13		V882 Per (142)	CY, MMK
2011-12-02		V882 Per (280)	CY, GG
2011-12-10		V882 Per (288)	YD, TO
2012-07-22	V1046 Cas (724)		MNB, MBD
2012-07-31	V1046 Cas (544)		MNB, MBD
2012-08-21	V1046 Cas (980)		MNB, MBD
2012-08-22	V1046 Cas (256)	V882 Per (608)	MNB, MBD
2012-08-31	V1046 Cas (336)	V882 Per (1068)	MNB, MBD
2012-09-05	V1046 Cas (1476)		MNB, MBD
2012-09-18	V1046 Cas (1612)		MNB, MBD
2012-09-27		V882 Per (1052)	MNB, MBD
2012-12-26		V882 Per (288)	MNB, MBD
2013-07-27	V1046 Cas (536)		MNB, MBD
2013-09-06		V882 Per (364)	MNB, MBD
2013-09-08		V882 Per (440)	MNB, MBD
Toplam (BVRI):	10377	4870	

BG: Birol Gürol, AO: Abdullah Okan, SC: Sonay Cerit, GG: Gökhan Gökay, HG: Hande Gürsoytrak, MÖ: Maksude Öztürk, TO: Tahsin Özün, AY: Arzu Yolku, MMK: Metehan Metin Keklik, CY: Ceren Yıldırım

(): Gözlem sayılarını göstermektedir.

Çalışmada bu gözlemlerden sinyal/gürültü oranı (SNR) yüksek olan verilerin tamamı kullanılmıştır. Çizelge 3.1’de gerçekleştirilen gözlemlere ilişkin bilgiler verilmiştir.

3.2 Yöntem

Gözlemsel verilerin indirgenmesi Dünya genelinde yaygın bir şekilde kullanılan IRAF (Image Reduction and Analysis Facility – V2.16)⁵ programı kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Program Linux/Unix türü işletim sistemi üzerinde çalışan ve temel olarak her türlü görüntü işleme amacıyla kullanılan bir programdır ve komut bazlı çalışan bir yapıya sahiptir.

Gözlemler sonucunda elde edilen FIT/FITS uzantılı ham görüntülerinin IRAF programı ile indirgemesine başlamadan önce görüntü başlık bilgileri üzerinde gerekli düzeltmeler yapılmıştır. Bu aşamada dikkate alınan parametrelerin başında gözlenen cisimlere ilişkin koordinat bilgilerinin düzeltilmesi ve koordinatlara ilişkin epok değerlerinin girilmesi, gözlemevi bilgisinin IRAF veritabanında bulunan gözlemevi tanımlaması ile uygun hale getirilmesi, gözlemci hatası sonucu ortaya çıkabilen görüntü türü tanımlamalarının düzeltilmesi (BIAS, DARK, FLAT, OBJECT) gibi işlemler yapılmıştır.

Görüntü başlıklarında bulunan bilgiler, gözlemlerin indirgenmesi aşamasında doğru hava kütlesi değerlerinin hesaplanabilmesi ve Güneş merkezli gözlem zamanlarının doğru bir şekilde hesaplanabilmesi için önemlidir. Ayrıca ham gözlemler bu aşamada gözden geçirilmiş ve çeşitli nedenlerle kötü ve/veya bozuk olan verilerin indirgeme aşamasında kullanılmaması sağlanmıştır (satüre olmuş Flat görüntüleri gibi).

Ham gözlemsel veriler öncelikli olarak aletsel etkilerin giderilmesi amacıyla ön indirgemeye tabii tutulmuştur. Bu aşamada IRAF programında mevcut NOAO.IMRED.CCDRED paketi kullanılmıştır. Paket içerisinde bulunan ve *task* olarak

⁵ <http://iraf.noao.edu/>

adlandırılan *zerocombine*, *darkcombine*, *flatcombine* komutları kullanılarak sırasıyla aynı gözlem gecesinde alınmış olan Bias, Dark ve Flat görüntüleri uygun algoritmalar kullanılarak MasterBias, MasterDark ve MasterFlat görüntüleri oluşturulmuştur. Bu görüntüler çok sayıda Bias, Dark ve Flat görüntüsünün birleştirilmesinden elde edilen ve aletsel sıfır seviyesi, kara akım seviyesi ve piksel yanıtlarının doğrusallaştırması amacıyla kullanılmıştır. Aynı gözlem gecesinde hava koşulları nedeniyle Flat görüntüsü alınamamış ise bu durumda gözlem gecesine en yakın zamanda alınmış Flat görüntüleri bu amaçla kullanılmıştır.

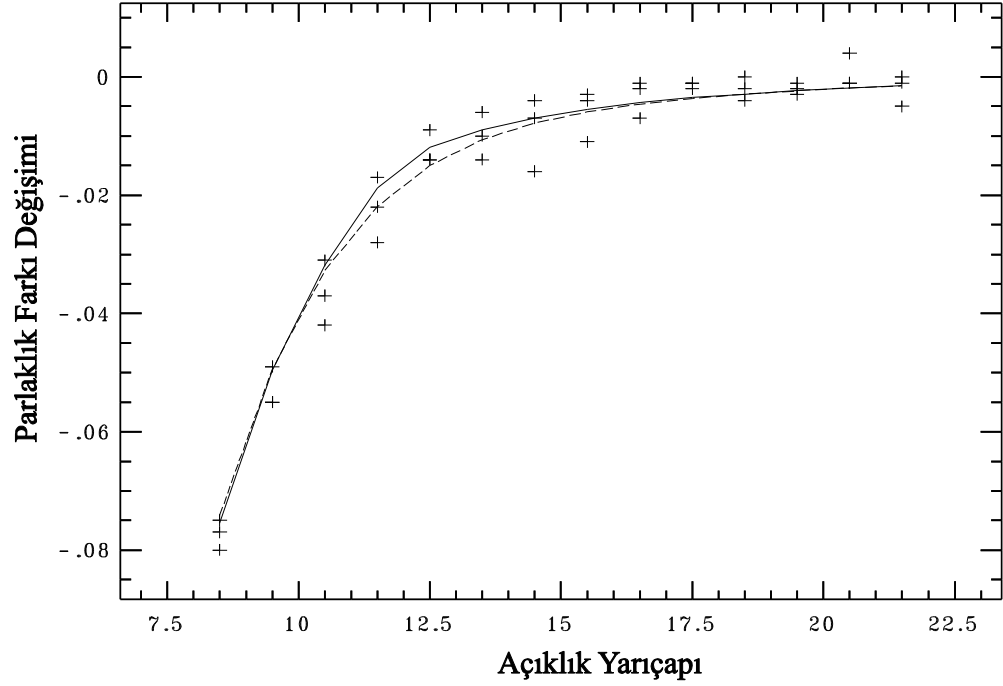
Gözlemevi bilgisi IRAF programında mevcut olan gözlemevi veritabanına eklenmiş ve bu veritabanından kullanılarak indirgemelerin yapılması sağlanmıştır. Gözlemlere ilişkin JD, LJD ve HJD zamanları, gözlem anına ilişkin ST (yıldız zamanı) bilgileri *astutil* paketi içerisinde bulunan *asthedit*, *setjd* ve *setairmass* taskları kullanılarak hesaplanmış ve görüntü başlıklarına eklenmiştir. Ardından ham görüntülerin indirgenmesi aşaması IRAF programının temel indirgeme taskı olan CCDPROC kullanılarak önceki aşamalarda oluşturulmuş MasterBias, MasterDark ve farklı filtre türü dikkate alınarak elde edilmiş MasterFlat görüntüleri kullanılarak indirgenmesi tamamlanmıştır.

Teleskop takibinin iyi olmaması nedeniyle ortaya çıkan ve yıldızların görüntüler üzerinde aynı koordinatlarda bulunmamasına neden olan etkilerin giderilmesi amacıyla tüm görüntülerde bulunan en parlak yıldızlardan birinin koordinat bilgisi *imexamine* taskı kullanılarak ve/veya uygun olması durumunda ise yıldız bulma taskları (*starfind* gibi) kullanılarak elde edilmiştir. Bu koordinat bilgilerinden yararlanarak temel olarak seçilen bir görüntüye göre Δx ve Δy kayma miktarları tüm görüntüler için hesaplanmış ve *imshift* taskı kullanılarak görüntülerin birbirlerine göre hizalanması sağlanmıştır.

Aletsel etkilerin giderilmiş olduğu ve sonraki aşamada birbirlerine göre hizalanmış olan görüntüler kullanılarak bir sonraki aşama olan fotometrik parlaklık değerlerinin elde edilmesi amacıyla indirgenmesine geçilmiştir. Fotometrik parlaklık değerleri IRAF.DIGIPHOT paketi içerisinde bulunan *apphot* taskı kullanılarak elde edilmiştir. Bu

aşamada görüntülerde bulunan ve uygun parlaklığa sahip bütün yıldızların ham parlaklık değerlerinin elde edilmesine özen gösterilmiştir. Ham parlaklık değerlerinin doğru bir şekilde elde edilmesi ve/veya en küçük hata değerine sahip olacak şekilde elde edilebilmesi için en uygun açıklık değerinin belirlenmesi gerekmektedir. Genel olarak en uygun açıklık değeri, görüntülerde bulunan yıldızlar için belirlenen FWHM (Full Width Half Maximum: Yarı Yükseklikteki Tam Genişlik) değerine bağlıdır. Genel olarak fotometrik parlaklık değerlerinin elde edilmesi aşamasında kullanılan açıklık değeri FWHM değerinin 3 veya 4 katı olarak kullanılır (Gürol vd. 2008). Bu sayede görüntülerde bulunan yıldızlara ilişkin optimum parlaklık değerinin elde edilebileceği belirlenmiştir. Gözlemler süresince ortaya çıkabilen atmosferik değişimler, sıcaklık değişimi, teleskop takibinin iyi olmaması gibi nedenlerden dolayı gözlemlerde bulunan yıldız biçimleri her zaman dairesel bir yapıya sahip olmamakta ve oval bir biçime sahip olmasına neden olabilmektedir. Böyle durumlarda hesaplanacak parlaklık değerlerinin hata düzeyleri de daha yüksek olabilmektedir.

Bu amaçla gözlemsel verilerde bulunan yıldızlar için farklı açıklık değerleri dikkate alınarak parlaklık değerleri belirlenmiş ve bu parlaklık değerlerinin açıklık değerlerine göre değişiminin incelenmesi yapılmıştır. Bu sayede gözlem gecesi için en uygun açıklık değerinin belirlenerek fotometrik indirgemedde kullanılması tercih edilmiştir. Bu amaçla *photcal* paketi içerisinde bulunan *mkapfile* taskı *apphot* taskı tarafından üretilen çıktı veri dosyasına uygulanmış ve fotometrik parlaklık değeri elde edilecek her bir yıldız için en uygun açıklık değerleri belirlenmiştir. Şekil 3.1’de farklı açıklık değerlerine göre parlaklık değerleri arasındaki farkın değişimi gösterilmiştir. Parlaklık değişimi, her bir açıklık için belirlenen parlaklıklar arasındaki fark olarak kullanılmıştır. Şekil 3.1 incelendiğinde belirli bir açıklık değerinden sonra incelenen yıldızın parlaklığının çok az değiştiği görülmektedir. Parlaklığın artık çok az değişim gösterdiği sınır açıklık değeri, fotometrik parlaklık değerlerinin belirlenmesinde kullanılan açıklık değeri olmuştur. Çizelge 3.2’de ise farklı gözlem geceleri için elde edilen gecelik gözlem hataları listelenmiştir. Bu hata değerleri aynı gözlem gecesinde dikkate alınan Denet ve Mukayese yıldızlarının parlaklıkları arasındaki farklardan elde edilen standart sapma değerini göstermektedir. Gözlem gecesi boyunca her iki sistem için Denet ile Mukayese yıldızları arasındaki farkın değişim göstermediği görülmüştür.



Şekil 3.1 Farklı açıklık değerlerine (piksel olarak) göre parlaklık farkının değişimi

Grafik en uygun açıklık değerinin belirlenmesinde kullanılmıştır.

Şekil 3.2 ve 3.3'te gözlem zamanına göre gözlem hatalarının değişimi gösterilmiştir. Genel olarak kısa dalgaboylarında hatanın daha yüksek, uzun dalgaboylarına doğru ise hata miktarının daha küçük olduğu görülmektedir. Bazı gözlem geceleri için ortaya çıkan aykırı durumlar standart sapma değerleri belirlenirken çok aykırı değerlerin de dikkate alınmasından kaynaklanmaktadır.

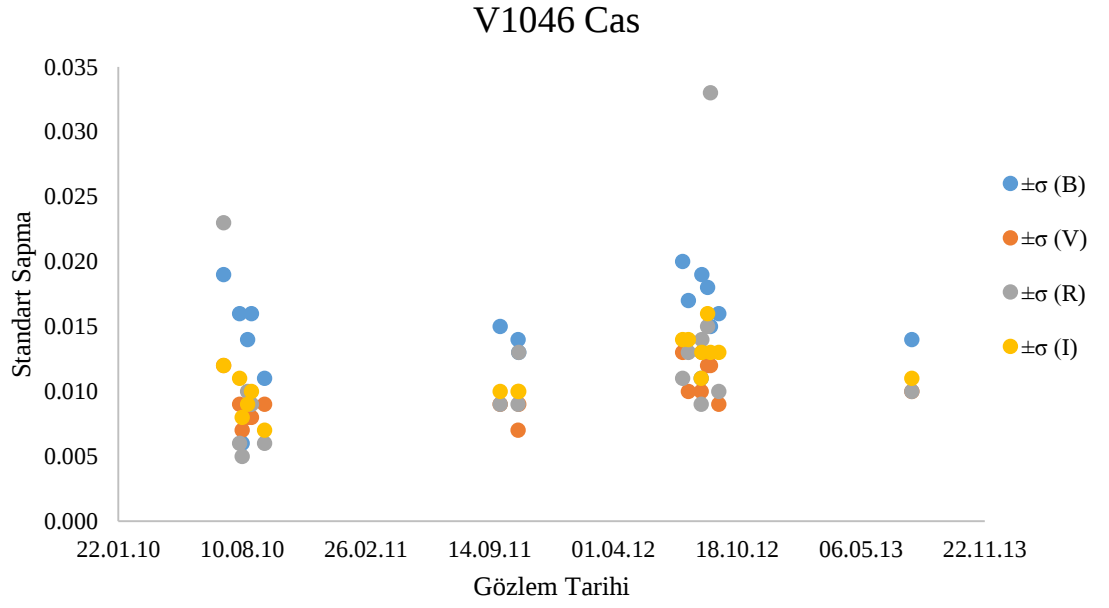
Gözlemsel verilerden elde edilen fotometrik parlaklık değerleri V1046 Cas ve V882 Per sistemlerinin farklı bandlardaki ışık eğrilerinin elde edilmesinde kullanılmıştır. Gözlem zamanlarının tamamı Güneş merkezli zamanlardan oluşmaktadır. Işık eğrisi analizine geçmeden önce elimizdeki mevcut ışık eğrilerinden yararlanarak sistemlere ilişkin minimum zamanlarının belirlenmesi aşamasına geçilmiştir. Literatürde üzerinde çalıştığımız sistemlere ilişkin çok az sayıda minimum zamanının bulunması ve sistemlere ilişkin ışık elemanlarının ne düzeyde doğru olup olmadığı ancak sistemlere özgün O – C değişimlerinin incelenmesi ile mümkün olabilmektedir. Ve bu tür örten

değişen sistemlerin en önemli parametrelerinden birini sistem için dikkate alınacak dönem parametresinin doğruluğu olacaktır. Bu parametre gerçekleştirilecek neredeyse bütün hesaplamaların temelini oluşturmaktadır.

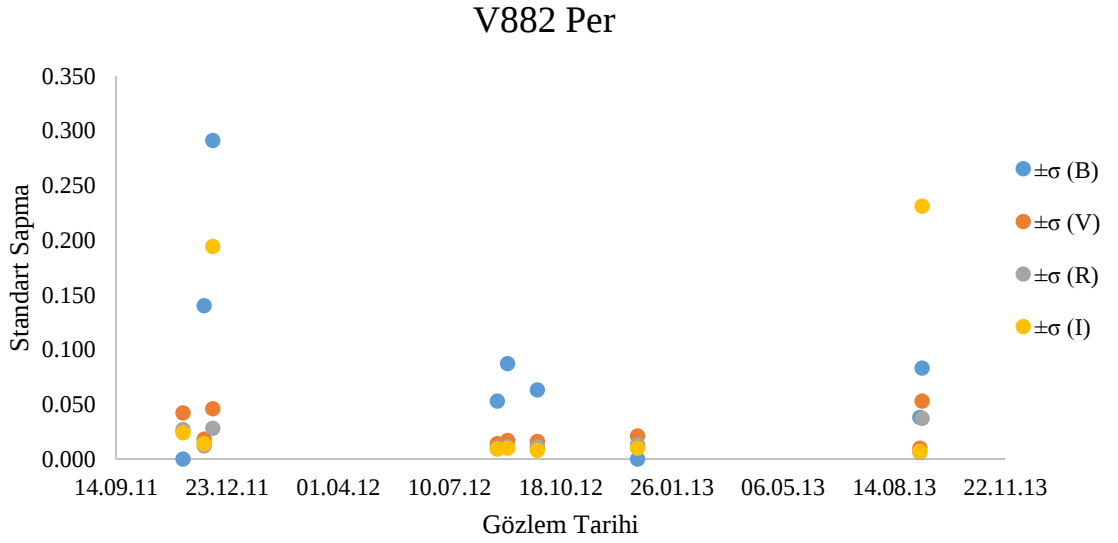
Çizelge 3.2 Gözlemlerimize ilişkin gecelik hata değerleri

Sistem	Tarih	$\pm\sigma$ (B)	$\pm\sigma$ (V)	$\pm\sigma$ (R)	$\pm\sigma$ (I)
V1046 Cas	11.07.2010	0,019	0,012	0,023	0,012
	06.08.2010	0,016	0,009	0,006	0,011
	10.08.2010	0,006	0,007	0,005	0,008
	19.08.2010	0,014	0,008	0,010	0,009
	25.08.2010	0,016	0,008	0,009	0,010
	15.09.2010	0,011	0,009	0,006	0,007
	01.10.2011	0,015	0,009	0,009	0,010
	30.10.2011	0,014	0,007	0,009	0,010
	31.10.2011	0,013	0,009	0,013	0,010
	22.07.2012	0,020	0,013	0,011	0,014
	31.07.2012	0,017	0,010	0,013	0,014
	21.08.2012	0,011	0,010	0,009	0,011
	22.08.2012	0,019	0,013	0,014	0,013
	31.08.2012	0,018	0,012	0,015	0,016
	05.09.2012	0,015	0,012	0,033	0,013
	18.09.2012	0,016	0,009	0,010	0,013
	27.07.2013	0,014	0,010	0,010	0,011
V882 Per	13.11.2011	-	0,042	0,027	0,024
	02.12.2011	0,140	0,018	0,012	0,014
	10.12.2011	0,291	0,046	0,028	0,194
	22.08.2012	0,053	0,014	0,010	0,009
	31.08.2012	0,087	0,017	0,011	0,010
	27.09.2012	0,063	0,016	0,011	0,008
	26.12.2012	-	0,021	0,013	0,010
	06.09.2013	0,038	0,010	0,006	0,007
	08.09.2013	0,083	0,053	0,037	0,231

Farklı gözlem tarihlerinde BVRI bandlarında alınmış gözlemler için belirlenmiş gözlem hataları. Değerler Denet ile Mukayese yıldızlarının parlaklıkları arasındaki farkın standart sapma değerini göstermektedir.



Şekil 3.2 V1046 Cas sistemi için gözlem tarihine göre gözlem kalitesinin değişimi



Şekil 3.3 V882 Per sistemi için gözlem tarihine göre gözlem kalitesinin değişimi

Bu amaçla öncelikli olarak elimizdeki ışık eğrilerinden yararlanarak minimum zamanlarının belirlenmesi işlemi gerçekleştirilmiştir. Bu amaçla araştırmacı Bob Nelson tarafından hazırlanmış Minima25c programı kullanılmıştır. Program aynı anda farklı algoritmalar (Kvee van Woerden, Fourier, Parabol fit'i gibi) yararlanarak minimum

zamanı hesabı yapabilmekte ve bu farklı yöntemlerle hesaplanan zamanlardan ağırlıklı ortalama zaman değeri verebilmektedir. Bu çalışmada V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için toplam 8 adet minimum zamanı hesaplanmıştır ve sonuçlar Çizelge 3.3’de hataları ile birlikte verilmiştir.

Çizelge 3.3 İncelenen sistemlerin AÜKR gözlemlerinden elde edilen minimum zamanları

Sistem	Tarih	Minimum (HJD)	Hata	Min.Türü
V1046 Cas	01.10.2011	2455836,443474	0,000030	I
	30.10.2011	2455865,367518	0,000044	II
	31.10.2011	2455866,348122	0,000049	II
	21.08.2012	2456161,479014	0,000047	II
	18.09.2012	2456189,423278	0,000032	I
V882 Per	22.08.2012	2456162,504743	0,000105	I
	31.08.2012	2456171,500024	0,000065	I
	27.09.2012	2456198,480012	0,000120	I

Literatürde mevcut minimum zamanları ile birlikte bu çalışmada elde edilen minimum zamanları kullanılarak V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için (O–C) değişimleri elde edilmiş ve sistemlere ilişkin daha güncel ve yeni ışık elemanları belirlenmiştir.

3.2.2 V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için belirlenen yeni ışık elemanları

V1046 Cas sisteminin ilk ışık elemanı Sorokin ve Antipin (2004) tarafından gerçekleştirilen keşif gözlemi ile birlikte aşağıdaki gibi verilmiştir;

$$HJD(\text{Min.I})=2444377.35+0^{\text{g}}.9805 \cdot E \quad (3.1)$$

Literatürde bulunan bu ışık elemanlarına ek olarak toplam 19 adet görsel ve 1 adet fotoğrafik minimum zamanı bulunmaktadır. 2010 ve 2011 yılları arasında gerçekleştirmiş olduğumuz gözlemsel veriler dikkate alınarak toplam 5 adet minimum

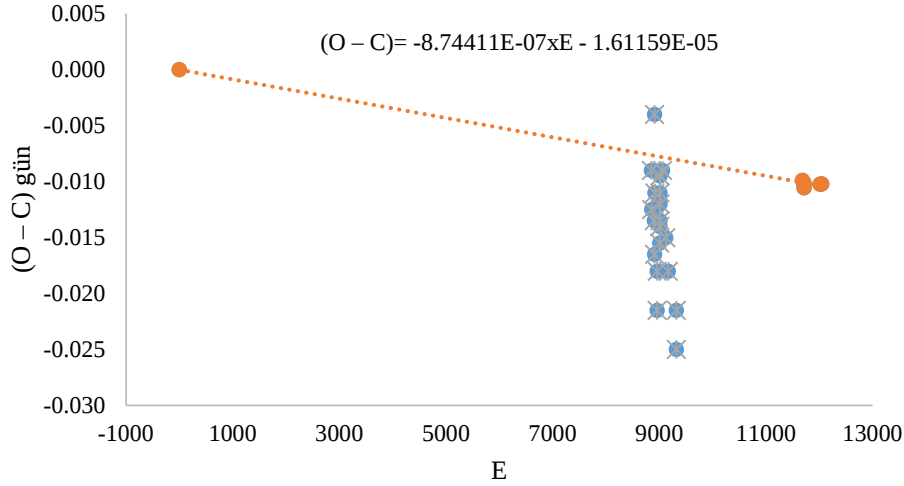
zamanı bulunmaktadır. Çizelge 3.4’te verilen minimum zamanlarından bir kısmı daha önce Gürsoytrak vd. (2013) tarafından yayınlanmıştır.

Çizelge 3.4 V1046 Cas sisteminin literatürde bulunan minimum zamanları

Sıra No	HJD+2400000	$\pm\sigma$	Göz. Türü	Min. Türü.	Referans
1	44377.35	-	Bpg	I	Sorokin and Antipin (2004)
2	53060.649	0.003	Vis	I	Diethelm (2004)
3	53063.587	0.002	Vis	I	Diethelm (2004)
4	53112.611	0.001	Vis	I	Diethelm (2004)
5	53117.523	0.003	Vis	I	Diethelm (2004)
6	53120.452	0.005	Vis	I	Diethelm (2004)
7	53121.438	0.005	Vis	I	Diethelm (2004)
8	53165.550	0.002	Vis	I	Diethelm (2004)
9	53166.534	0.002	Vis	I	Diethelm (2004)
10	53214.581	0.002	Vis	I	Kurt (2005)
11	53215.566	0.002	Vis	I	Kurt (2005)
12	53216.548	0.002	Vis	I	Kurt (2005)
13	53217.524	0.002	Vis	I	Kurt (2005)
14	53218.505	0.003	Vis	I	Kurt (2005)
15	53219.487	0.004	Vis	I	Kurt (2005)
16	53266.554	0.005	Vis	I	Kurt (2005)
17	53325.378	0.002	Vis	I	Kurt (2005)
18	53370.478	0.005	Vis	I	Kurt (2005)
19	53515.585	0.002	Vis	I	Kurt (2005)
20	53516.569	0.003	Vis	I	Kurt (2005)
21	55836.44347	0.00003	CCD (BVRI)	I	Gürsoytrak vd. (2013)
22	55865.36752	0.00004	CCD (BVRI)	II	Gürsoytrak vd. (2013)
23	55866.34812	0.00005	CCD (BVRI)	II	Gürsoytrak vd. (2013)
24	56161.47901	0.00005	CCD (BVRI)	II	Bu çalışma
25	56189.42328	0.00003	CCD (BVRI)	I	Bu çalışma

Sorokin ve Antipin (2004) tarafından verilen ışık elemanları ile birlikte literatürde bulunan ve bu çalışmada elde edilen minimum zamanları kullanılarak V1046 Cas sistemi için (O – C) değişimi elde edilmiştir (Şekil 3.4). Öncelikli olarak sisteme özgü minimum zamanlarının çoğunun görsel (Vis.) minimum zamanı olması, (O – C) değişiminde önemli düzeyde saçılmanın ortaya çıkmasına neden olmuştur. Bu tür gözlemsel verilerin kalitesi çok iyi değildir ve mecbur kalınmadıkça dönem analizlerinde kullanılması pek tercih edilmez.

Şekil 3.4'ten de görülebileceği gibi V1046 Cas sistemi için dönem değişiminin varlığından şu an için söz etmek mümkün değildir. Değişimin karakteristik yapısından başlangıç ışık elemanlarının hatalı olduğunu söylemek mümkündür.



Şekil 3.4 V1046 Cas sisteminin (O – C) değişimi

Bu aşamada yapılabilecek tek işlem sisteme özgü ışık elemanlarının düzeltilmesi olacaktır. Şekil 3.4'te görsel minimum zamanları haricindeki güvenilir minimum zamanları kullanılarak gerçekleştirilen doğrusal fit ve bu fite ilişkin sonuçlar verilmiştir. Doğrusal fite ilişkin parametreler dikkate alınarak V1046 Cas sistemi için yeni ışık elemanları;

$$\text{HJD}(\text{Min.I})=2444377.34999(26)+0^{\text{s}}.98049914(24)\cdot E \quad (3.2)$$

olarak düzeltilmiş ve bu çalışmanın geri kalan kısmında kullanılmıştır. V882 Per (GSC 3709-00849) sistemine ilişkin ilk ışık elemanları Nakajima et al. (2006) tarafından keşif gözlemi ile birlikte aşağıdaki gibi verilmiştir;

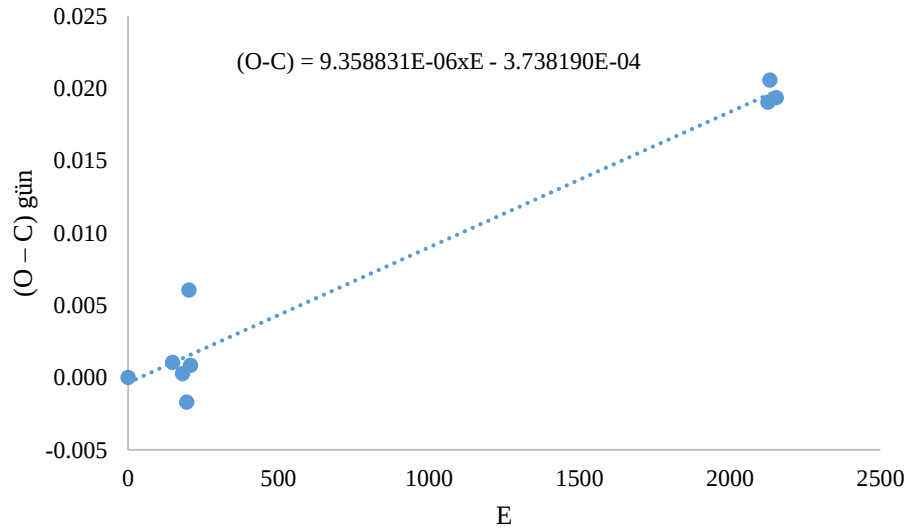
$$\text{HJD}(\text{Min.I})=2453430.9584+1^{\text{s}}.28482\cdot E \quad (3.3)$$

Çizelge 3.5’te Sisteme ilişkin literatürde bulunan çok az sayıdaki minimum zamanları verilmiştir.

Çizelge 3.5 V882 Per sisteminin minimum zamanları

Sıra No	HJD+2400000	$\pm\sigma$	Göz.Türü	Min.Türü.	Referans
1	2453430.9584	-	CCD	I	VSB 44*
2	2453621.1128	-	CCD	I	VSB 44*
3	2453664.1535	-	CCD	II	VSB 44*
4	2453682.1390	-	CCD	II	VSB 44*
5	2453691.1405	-	CCD	II	VSB 44*
6	2453698.2018	-	CCD	I	VSB 44*
7	2456162.5047	0.0001	CCD	I	Bu çalışma
8	2456171.5000	0.0001	CCD	I	Bu çalışma
9	2456198.4800	0.0001	CCD	I	Bu çalışma

* Vasilevskis vd. 1965



Şekil 3.5 V882 Per sisteminin (O – C) değişimi

Şekil 3.5’ten de görülebileceği gibi sistem için herhangi bir dönem değişiminden bahsetmek için yeterince uzun zaman aralığına dağılmış veri bulunmamaktadır. Sistem için denklem (7) ile verilen ışık elemanlarının hatalı olduğu görülmektedir ve bu bilgiden yararlanarak sisteme özgü yeni ışık elemanları aşağıdaki gibi hesaplanmıştır;

$$\text{HJD}(\text{Min.I})=2453430.9580 (10)+1^{\text{g}}.2848294(8)\cdot\text{E} \quad (3.4)$$

şeklinde düzeltilmiş ışık elemanları bu çalışmanın geri kalan kısmında kullanılmıştır.

3.2.3 V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için standart parlaklık ve renk değerleri

Çizelge 3.6’da bu çalışmada standart sisteme dönüşüm amacıyla kullanılan yıldızların listesi ve standart Johnson BVRI bandlarındaki parlaklık ve renk bilgileri verilmiştir. Bu bilgiler Pickles (2010) tarafından yayınlanan katalogdan alınmıştır. Bu katalog literatürde mevcut farklı filtreler kullanılarak elde edilmiş parlaklık değerleri dikkate alınarak hesaplanmış/düzeltilmiş parlaklık, renk ve tayf türü bilgilerini içeren bir katalogdur. V882 Per sistemi için mukayese olarak kullanılabilecek yıldız sayısı çok azdır bu nedenle standart sisteme dönüşüm katsayıları hesaplamasında kullanılmamıştır. Standart sisteme dönüşüm işlemleri bu sistemin gözlemlerinin V1046 Cas sistemi ile aynı sezonda yapılmış olduğu dikkate alınarak aynı katsayılar kullanılarak gerçekleştirilmiştir.

Çizelge 3.6 Standart sisteme dönüşüm için kullanılan yıldızlara ilişkin parlaklık ve renk değerleri (Pickles 2010)

Yıldız	B	V	R	I	B-V	V-R	R-I
TYC 3667-510-1	12.997	12.321	11.983	11.659	0.676	0.338	0.324
TYC 3667-964-1	11.599	11.277	11.069	10.933	0.321	0.208	0.136
TYC 3667-636-1	10.108	10.016	9.948	9.895	0.092	0.068	0.053
TYC 3667-388-1	10.380	10.226	10.105	10.012	0.154	0.121	0.093
HD3764	8.649	8.674	8.699	8.669	-0.025	-0.025	0.030

Aletsel parlaklık değerlerinin standart sistemdeki parlaklık değerlerinden farklı olmasının temel nedenleri; kullanılan filtre, teleskop ve detektörün farklılığından kaynaklanır. Ayrıca gözlemlerde atmosferik etkinin de bulunması bu tür bir dönüşümün doğru bir şekilde yapılmasını zorlaştıran parametreler arasındadır.

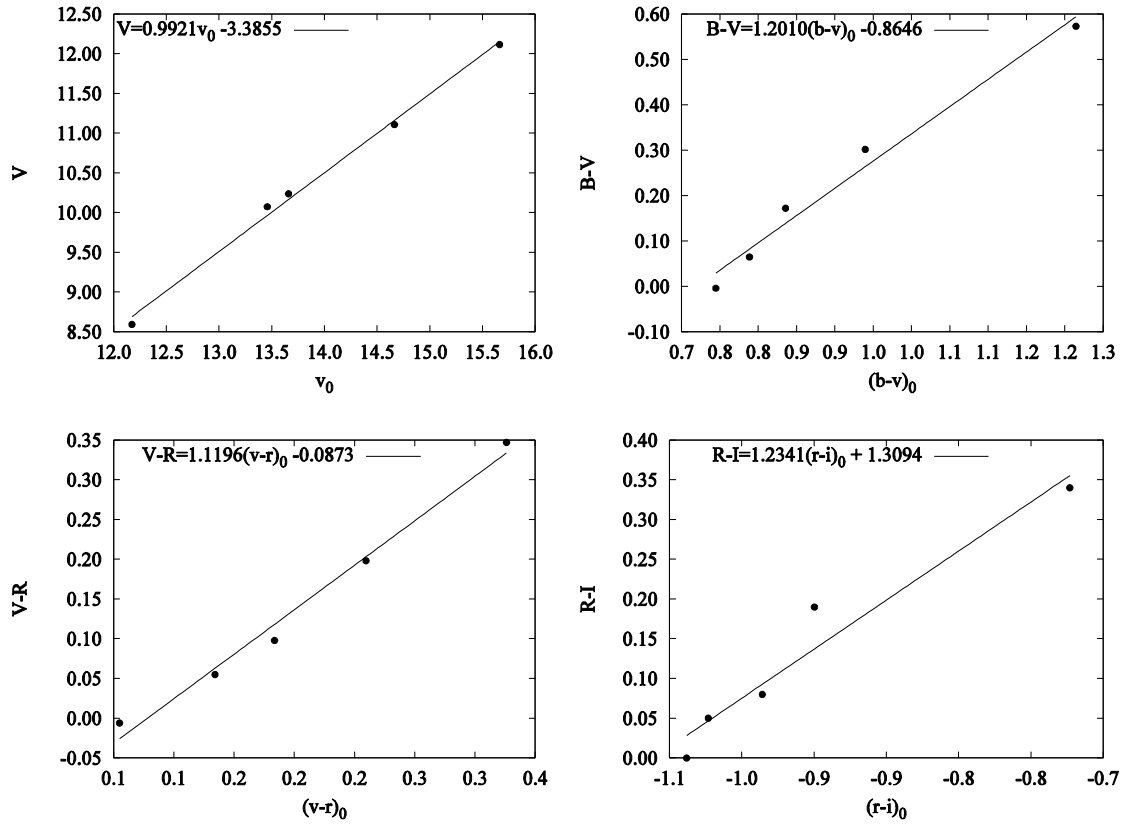
Standart sisteme dönüşüm katsayılarının belirlenmesi amacıyla aynı görüntü üzerinde bulunan yıldızlar için gecelik sönümleme katsayıları hesaplanmış ve bundan

yararlanarak aynı yıldızların atmosfer dışı aletsel parlaklık değerleri bulunmuştur. Bu işlem yeterince büyük hava kütlelerine sahip bütün gözlemler için uygulanmıştır. Az sayıda ve kısa zaman aralığında alınmış gözlem verilerinden sönümleme katsayılarının doğru bir şekilde hesaplanmasında problemler ortaya çıkabilmektedir. Çizelge 3.7’de tüm gözlemlerimizden elde edilen ortalama atmosfer dışı parlaklık değerleri ve bu değerlere karşılık gelen hataları verilmiştir.

Çizelge 3.7 Tüm sezon boyunca elde edilen gözlemlerden hesaplanan atmosfer dışı ortalama parlaklık değerleri ve hataları

Yıldız	b_0	$\sigma(b_0)$	v_0	$\sigma(v_0)$	r_0	$\sigma(r_0)$	i_0	$\sigma(i_0)$
TYC 3667-510-1	16.875	0.004	15.661	0.002	15.285	0.002	16.058	0.002
TYC 3667-964-1	15.602	0.002	14.663	0.001	14.404	0.001	15.354	0.002
TYC 3667-636-1	14.246	0.001	13.457	0.000	13.323	0.000	14.346	0.001
TYC 3667-388-1	14.493	0.001	13.658	0.001	13.474	0.001	14.460	0.001
HD3764	12.918	0.001	12.173	0.001	12.118	0.001	13.157	0.001

Standart sisteme dönüşüm katsayılarının belirlenmesi işlemi dikkate alınan yıldızların atmosfer dışı parlaklıkları ile standart sistemdeki parlaklıkları arasında doğrusal bir değişimin bulunduğu dikkate alınarak hesaplanmıştır. Gerçek anlamda standart sisteme dönüşüm katsayılarının belirlenebilmesi için farklı renklerde standart yıldızların bu amaçla kullanılması gerekmektedir. Fakat gözlemlerimiz boyunca bu tarz gözlemler yapılmadığı için böyle bir işlem ile doğru sonuçlara ulaşabileceğimiz düşünülmüştür. Şekil 3.6’da BVRI bandları için atmosfer dışı aletsel parlaklık değerlerine göre standart parlaklık değerlerinin değişimi verilmiştir. Genel değişim doğrusal bir yapıya sahiptir ve bu nedenle her bir band için hesaplanan hata değerleri de dikkate alınarak doğrusal bir fit işlemi gerçekleştirilmiştir. Bu fitlere ilişkin denklemler aynı şekiller üzerinde verilmiştir.



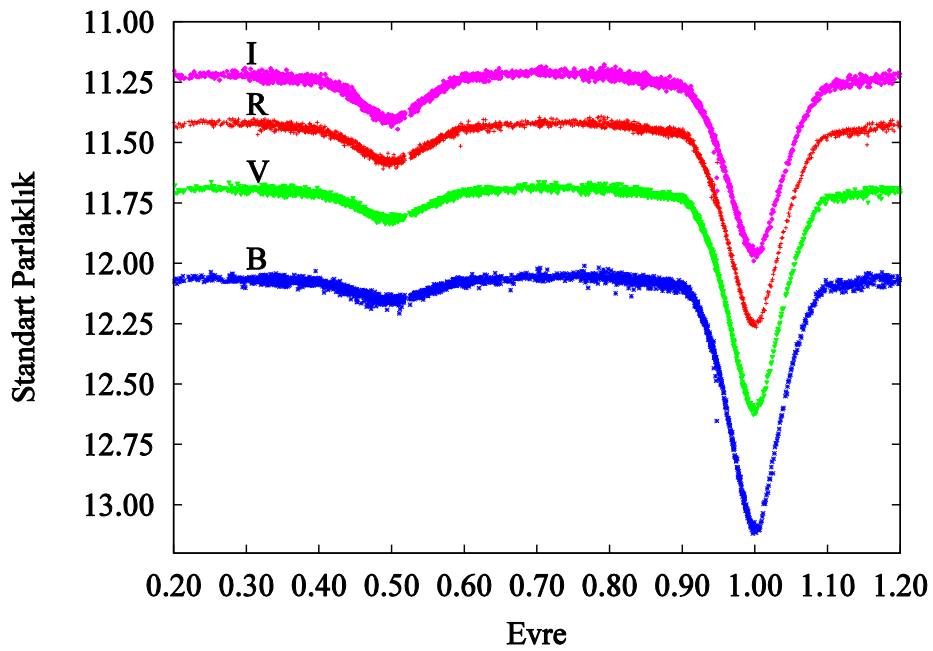
Şekil 3.6 Standart sisteme dönüşüm katsayılarının elde edilmesi

Yukarıda hesaplanan dönüşüm katsayıları kullanılarak dikkate alınan her bir yıldızın parlaklıkları standart sisteme dönüştürülmüştür ve renk değerleri hesaplanmıştır. Çizelge 3.8’de bu dönüşüm sonucu hesaplanan parlaklık ve renk değerlerinin, standart sistemdeki değerleri ile farkları verilmiştir.

Çizelge 3.8 Standart sisteme dönüşümü yapılmış yıldızlar için parlaklık ve renk değerleri arasındaki farklar

Yıldız	B	V	R	I	B-V	V-R	R-I
TYC 3667-510-1	-0.324	-0.265	-0.264	-0.301	-0.059	-0.001	0.038
TYC 3667-964-1	-0.146	-0.122	-0.116	-0.148	-0.024	-0.007	0.032
TYC 3667-636-1	0.043	0.050	0.066	0.072	-0.007	-0.016	-0.005
TYC 3667-388-1	0.008	0.021	0.041	0.047	-0.013	-0.019	-0.006
HD3764	0.228	0.233	0.269	0.331	-0.006	-0.035	-0.062

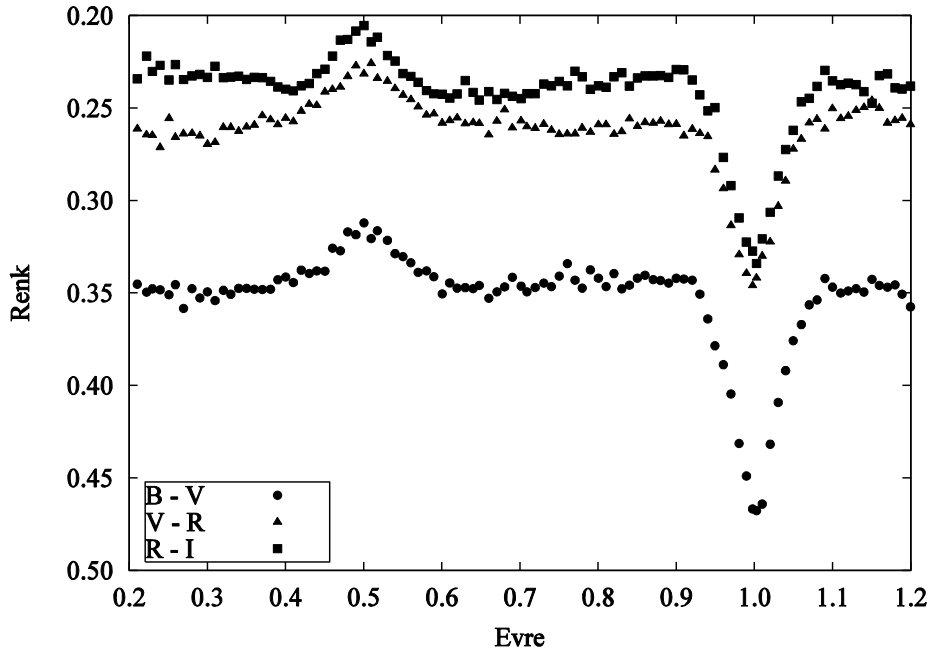
Çizelge 3.8 incelendiğinde iki yıldız hariç (TYC3667-636-1 ve TYC3667-388-1) hesaplanan parlaklık değerlerinin Çizelge 3.7’de verilen parlaklık değerlerinden 0.2 - 0.3 kadir düzeyinde farklı olduğu görülmeye karşın elde edilen renk değerlerinin kabul edilebilir ölçülerde doğru olduğu görülmektedir. Buradaki problem, standart dönüşüm için dikkate alınan yıldızların parlaklıklarının da gerçek gözlemsel veriler değil, çeşitli dönüşüm işlemleri ile elde edilmiş veriler olmasından kaynaklanabilir. Fakat bu aşamada önem verdiğimiz konu hesaplanan renk değerlerinin kabul edilebilir duyarlılıkta doğru olarak belirlenebilmiş olmasıdır. Öten değişen sistemlerin parlaklıklarının standart sistemdeki değerleri, (değişen-mukayese) olarak hesaplanan diferansiyel parlaklık değerlerine mukayese yıldızının parlaklığı eklenerek bulunmuştur. Şekil 3.7 ve 3.8’de V1046 Cas sistemi için BVRI bandlarına ilişkin standart ışık eğrileri ve bu verilerden yararlanarak hesaplanan renk eğrileri verilmiştir.



Şekil 3.7 V1046 Cas sistemi için standart BVRI bantlarındaki ışık eğrisi

Şekil 3.7’den de görülebileceği gibi uzun dalgalı boylarına doğru gidildikçe ikinci minimuma ilişkin derinliğin daha belirgin olarak ortaya çıktığı görülmektedir. V1046 Cas sistemi için hesaplanan yeni ışık elemanlarının en azından 2010-2013 yılları arasındaki gözlemler için yeterince doğru olduğu görülmektedir. Özellikle B bandı

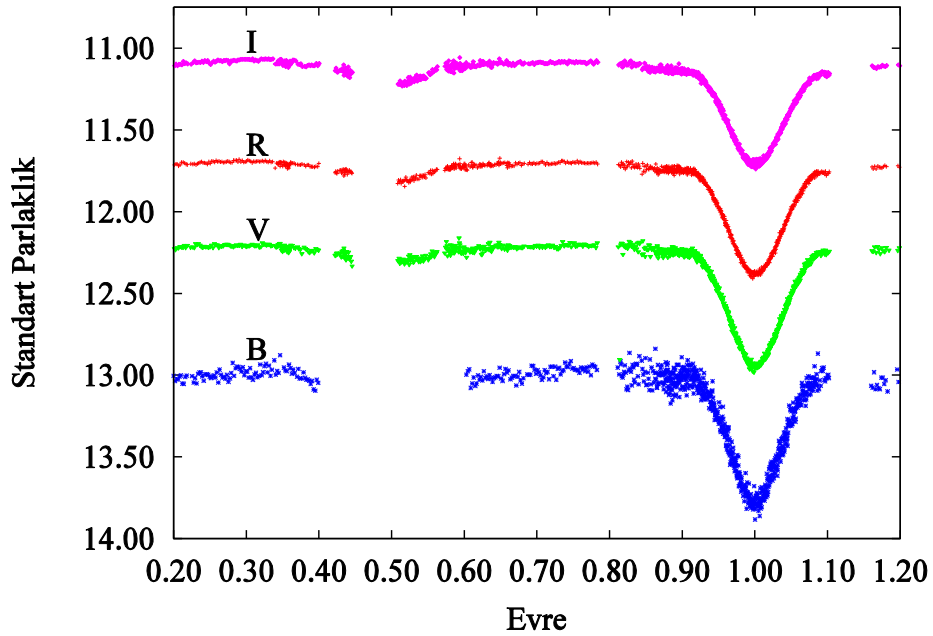
gözlemlerinde ikinci minimum civarında saçılmanın daha yüksek olduğu görülmektedir. Şekil 3.8’de verilen (B-V), (V-R) ve (R-I) renk eğrileri standart sisteme dönüşümü gerçekleştirilmiş parlaklık değerlerinin 0.01 evre aralıklarındaki ortalama parlaklık değerleri arasındaki farklar alınarak hesaplanmıştır. Renk eğrilerinin değişiminden birinci minimumda sıcak olan bileşenin örtüldüğü çok net bir şekilde görülmektedir. İkinci minimumda ise (B-V) rengi en küçük değere sahip olmakta ve bu nedenle önde bulunan bileşenin sıcak olan bileşen olduğunu söylemek mümkündür. Bu durumda V1046 Cas sistemi için bileşen yıldızların renk ölçekleri konusunda bir değerlendirme birinci ve ikinci minimumlara karşılık gelen (B-V), (V-R) ve (R-I) renkleri dikkate alınarak gerçekleştirilebilir.



Şekil 3.8 V1046 Cas için renk eğrileri

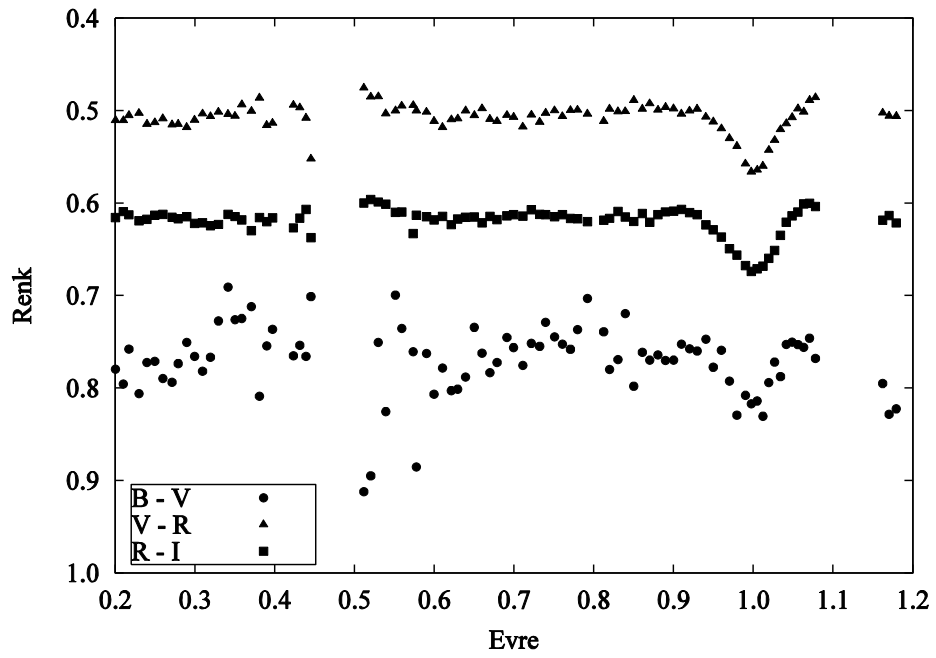
Fakat unutulmaması gereken önemli bir nokta sistemde tam tutulmanın bulunmadığı ve dolayısıyla renk bilgileri içerisinde her iki bileşene ait bilginin bulunduğu olmalıdır. Ayrıca tam tutulma gibi bir durum söz konusu dahi olsa bu durumda ele aldığımız sistemin uzaklığı konusunda bir bilgi sahibi olmadığımız için renk değerlerinin ne düzeyde yıldızlararası kızarmadan etkilendiğini bilmemiz mümkün değildir.

V882 Per sistemi için de benzer şekilde mukayese yıldızının standart sistemdeki parlaklık değeri belirlenmiş ve diferansiyel parlaklık değerlerine eklenerek standart sistemdeki karşılıkları hesaplanmıştır. Şekil 3.9 ve 3.10’da sırasıyla standart sistemdeki ışık ve renk eğrileri verilmiştir. Şekil 3.9 incelendiğinde, özellikle B bandı için ikinci minimum civarında gözlemsel veri eksikliğinin fazla olduğu görülmektedir. Bu durum doğal olarak renk eğrilerinde de karşımıza çıkmaktadır. Işık eğrisi incelendiğinde VRI bandlarındaki gözlemlerin oldukça kaliteli olduğu, fakat B bandı gözlemlerine çok güvenilemeyeceği ve hatasının yüksek olduğunu söylemek mümkündür.



Şekil 3.9 V882 Per sisteminin BVRI bantlarına ilişkin standart sistemdeki ışık eğrisi

Bu tür bir problemin ortaya çıkmasının temel nedeni alınan CCD görüntülerinde mukayese olarak kullanılabilecek sadece bir tek yıldızın bulunuyor olmasıdır. Ayrıca V882 Per sistemi ile diferansiyel parlaklık hesabında kullanılan mukayese yıldızının parlaklığı diğer sisteme göre daha sönüktür. Fazla poz süresi verilerek alınan gözlemlerde ise teleskobun takip problemi nedeniyle elde edilebilen veri sayısı oldukça az olmuştur. Standart sistemdeki ışık eğrileri incelendiğinde özellikle ikinci minimumun uzun dalgaboylarına gidildikçe derinlik olarak V1046 Cas sistemindeki gibi belirgin bir şekilde artmadığı görülmektedir.



Şekil 3.10 V882 Per için standart sistemdeki renk eğrileri

Bu durum örtülen bileşenin VRI bandlarında hemen hemen aynı düzeyde parlaklık değerine, dolayısıyla ışınımgücüne sahip olduğunu bize göstermektedir. Birinci minimumlara ilişkin derinlik ise uzun dalgaboylarına doğru gidildiğinde azaldığı dikkati çekmektedir. Maksimum bölgelerdeki eğrisellik V1046 Cas sistemine göre daha az olduğundan sistemi oluşturan bileşen yıldızların küresellikten çok az sapmış olduğunu söylemek mümkündür.

Renk eğrileri incelendiğinde ise (B-V) rengi için elde edilen değişimin çok net bir şekilde ortaya çıkarılamadığı görülmektedir. Fakat renk eğrilerinin tamamında birinci minimumda daha sıcak olan bileşenin, aynı zamanda ışınım gücü daha büyük olan bileşenin örtüldüğünü söylemek mümkündür. Ayrıca renk eğrilerinde görülen değişim düzeyi V1046 Cas sistemindeki kadar büyük boyutlara ulaşmamakta ve yaklaşık olarak 0.1 kadar değişim göstermektedir. Küçük genlikli renk değişimleri genellikle değen sistemlerde karşılaşılan bir durumdur ve bu durumda V882 Per sisteminin ayırık veya yarı-ayırık bir sistem olmama ihtimalinin bulunduğu söylenebilir. Sistem için en iyi belirlenebilen renk değerleri (V-R) ile (R-I) için elde edilen değerler olacaktır.

Literatürde V1046 Cas ve V882 Per sistemlerinin tayf türüne ilişkin herhangi bir bilgi bulunmamaktadır, ancak Cutri vd. (2003) tarafından yayınlanmış olan 2MASS kataloğunda JHK bandlarına ilişkin parlaklık değerleri bulunmaktadır. Bu parlaklık değerleri aynı zamanda uzun dalgaboylarına karşılık geldiğinden yıldızlararası ortamdan da en az etkilenmiş olan parlaklık değerleri olmalıdırlar. Sistemleri oluşturan baş bileşenlere ilişkin sıcaklık değerleri, gözlemlerimizden elde ettiğimiz (B-V) renk ölçeği değerleri ile (J-K) renkleri dikkate alınarak belirlenmiş ve aynı zamanda bir karşılaştırma yapılmıştır. Çizelge 3.9’da her iki sistem için (J-K) ve (B-V) renklerine karşılık gelen sıcaklık değerleri verilmiştir. Renk-Sıcaklık dönüşümü için Houdashelt vd. (2000) tarafından verilen çizelgeler kullanılmıştır.

Çizelge 3.9 Sistemlere ilişkin renk ve sıcaklık değerleri

Sistem	(J-K)	$T_{(J-K)}$ (K)	(B-V)	$T_{(B-V)}$ (K)	ΔT
V1046 Cas	0.245	6621.5	0.312	7226	604.4
V882 Per	0.482	5422.4	0.780	5218	204.4

Çizelge 3.9 incelendiğinde V1046 Cas sistemi için her iki renk değerinden elde edilen sıcaklık değerleri arasında yaklaşık 600 K kadar bir fark olduğu, V882 Per sistemi için ise bu farkın 200 K gibi çok daha küçük olduğu görülmektedir. V882 Per sistemi için 0.5 evresine karşılık gelen (B-V) rengi kaba bir şekilde belirlenmiş olmasına rağmen elde edilen sıcaklık farkının küçük olması sevindirici bir durumdur. V1046 Cas için ise (J-K) renginden elde edilen sıcaklık değerinin küçük çıkmasının temel nedeni, özellikle renk eğrilerinin evreye göre değişimin büyük olduğu dikkate alındığında ortaya konulabilmektedir. V1046 Cas sistemi için verilen JHK parlaklık değerleri 0.285 evresine karşılık gelen bir zamanda alınmıştır ki bu durumda her iki bileşenin doğrudan görülebildiği bir renk bilgisi içerdiğini söylemek mümkündür. Bu nedenle V1046 Cas sistemi için baş bileşenin sıcaklığı (B-V) renginden hesaplanan sıcaklık olarak dikkate alınmıştır. V882 Per sistemi için elde edilen renk eğrilerindeki değişim, V1046 Cas sistemine göre oldukça az değişim göstermektedir bu nedenle her iki renk değerinden benzer sıcaklık değerlerine ulaşılması gayet normal bir durumu göstermektedir. V882 Per sistemi için verilen JHK parlaklık değerleri 0.7 evresine karşılık gelmesine karşın

renk değişiminin çok büyük olmaması nedeniyle bu sistem için (J-K) renk değerinden elde edilen sıcaklık değeri baş bileşenin sıcaklığı olarak dikkate alınmıştır.

3.2.4 Işık eğrisi analizi

Her iki sistemin ışık eğrisi analizinde MS Windows sistemi üzerinde çalışan PHOEBE(0.31a) arayüzü kullanılmıştır. Temel olarak Wilson-Devinney kodlarını kullanan bu yazılıma ilişkin dokümanlara internet ortamında ulaşmak mümkündür. Yazılım ücretsiz olarak yayınlanmaktadır.

V1046 Cas sisteminde baş bileşen için sıcaklık değeri 7226 K olarak alınmıştır. Bu sıcaklık değeri çalışmamızda standart sisteme dönüşümü gerçekleştirilmiş (B-V) rengi dikkate alınarak belirlenmiştir. V882 Per sistemi için ise baş bileşen sıcaklığı, (J-K) rengine karşılık gelen 5422 K olarak alınmıştır. Literatürde ışımasal ve konvektif zarfa sahip yıldızlar için sıcaklık sınırı 7200 K olarak verilmektedir. Bu sıcaklık değeri özellikle V1046 Cas sistemi için elde edilen baş bileşen sıcaklık değerine oldukça yakın bir değerdir. Çalışmada hesaplanan (B-V) renk ölçeği değerinin yıldızlararası ortamdan etkilenmiş olma ihtimali dikkate alındığında gerçek sıcaklık değerinin daha yüksek bir değere sahip olma olasılığı bulunmaktadır. Bu durumda baş bileşenin ışımasal bir yıldız olduğunun kabul edilmesinde bir problem ortaya çıkmayacaktır. Işımasal ve konvektif yıldızlar için belirlenmiş sınır sıcaklık değerinin tam olarak 7200 K olup olmadığı da ayrıca bir problem olarak karşımızda durmaktadır. Gerçek anlamda bir çözüm yapabilmek için dikkate aldığımız sistemin tayfsal gözlemlerine mutlak ihtiyaç bulunmaktadır.

Bolometrik albedo değerleri (A_1 , A_2) sırasıyla, radyatif (ışımasal) zarfa sahip yıldızlar için 1.0 ve konvektif zarfa sahip yıldızlar için 0.5 olarak alınmıştır (Rucinski, 1969). Çekimsel kararım sabitleri (g_1 , g_2), 7226 K sıcaklığındaki yıldız için 1.0 (von Zeipel 1924) ve daha soğuk olan konvektif yıldızlar için 0.32 (Lucy 1967) değerleri alınmıştır. Radyatif ve konvektif yıldızlar için tartışma Claret (1999) tarafından ayrıntılı bir şekilde yapılmıştır.

İkinci minimumların 0.5 evresinde gerçekleşiyor olması ve birinci minimuma iniş ve çıkış sürelerinin birbirine eşit oldukları dikkate alınarak, her iki sistem için de yörüngelerin dairesel olduğu kabul edilmiştir. Ayrıca yörünge dönemlerinin kısa olmaları dikkate alınarak baş ve yoldaş bileşenler için eş dönme yaptıkları kabul edilmiştir ve $F_1=F_2=1$ olarak alınmıştır. Her iki sisteme etkide bulunan üçüncü bir ışık kaynağının bulunmadığı kabul edilmiştir ve bu nedenle $l_3 = 0$ olarak alınmıştır. Böyle bir kaynağın olup olmadığı tayfsal olarak ve/veya sistemlerin (O-C) analizleri sonucunda ortaya çıkarılabilmesi mümkündür. Fakat her iki sistemin tayfsal gözleminin bulunmadığı ve (O-C) değişimlerinin ise yeterince uzun zaman aralığını kapsamadığı dikkate alındığında böylesine bir bilgiye bu çalışmada mümkün olmadığını belirtmek gerekmektedir.

3.2.5 ($i - q$) taraması

Bu çalışmada ışık eğrisi analizi gerçekleştirilecek olan sistemler hakkında literatürde neredeyse hiçbir bilginin bulunmadığı belirtilmiştir. Wilson-Devinney programı ile ışık eğrisi analizi gerçekleştirebilmek için başlangıç parametrelerine ihtiyaç duyulur. Sistemlere özgü baş bileşen yıldızların sıcaklık değerleri bir önceki kesimde elde edilmişti. Bu başlangıç parametreleri ile birlikte V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için olası $i-q$ (yörünge eğim açısı – kütle oranı) parametreleri için başlangıç değerlerinin elde edilmesi gerekmektedir. Gerçek anlamda sistemin $q=m_2/m_1$ kütle oranı parametresi ancak sistemlere özgü dikine hız eğrilerinin olması durumunda hesaplanabilmektedir. Bu şekilde belirlenen kütle oranı parametresine tayfsal kütle oranı adı verilmektedir ve örten değişen sistemlerde bileşen yıldızların fiziksel parametrelerinin hesaplanmasında kullanılan temel parametrelerden birini oluşturur. Ayrıca sistemlere özgü dikine hız eğrilerinin olması durumunda yörünge büyüklüğü de ortaya çıkarılabildiğinden fiziksel parametreler çok daha doğru bir şekilde hesaplanabilmektedir. Fakat elimizde tayfsal gözlemler bulunmadığı için ışık eğrisi çözümlerinde kullanabileceğimiz parametreler ancak farklı yörünge eğim açıları için kütle oranı taraması ile elde edilmesi mümkündür. Böyle bir analizde hesaplanacak q kütle oranı parametresine fotometrik kütle oranı adı verilir ve özellikle tam tutulma gösteren ışık eğrilerinin analizlerinden doğru parametrelere ulaşılabildiği bilinmektedir (Terrell ve Wilson 2005).

Işık eğrisi çözümünde dikkate alınması gereken ilk parametrelerden biri sistemlerin çözümünde kullanılacak olan Mod'un seçilmesi olmalıdır. Farklı türden örten değişen yıldızların ışık eğrisi çözümlerinde farklı modlar kullanılır ve *Ayrık* ile *Yarı-Ayrık* sistemler için uygun olan modlar sırasıyla *Mod 2*, *4* ve *5* olarak tanımlanmıştır (Wilson ve Devinney 1971, 1978, 1979, 1990). Her bir mod kendine özgü serbest bırakılabilir parametre setine sahiptir. Kullanılabilecek modlara ilişkin bilgiler aşağıdaki gibi verilmiştir;

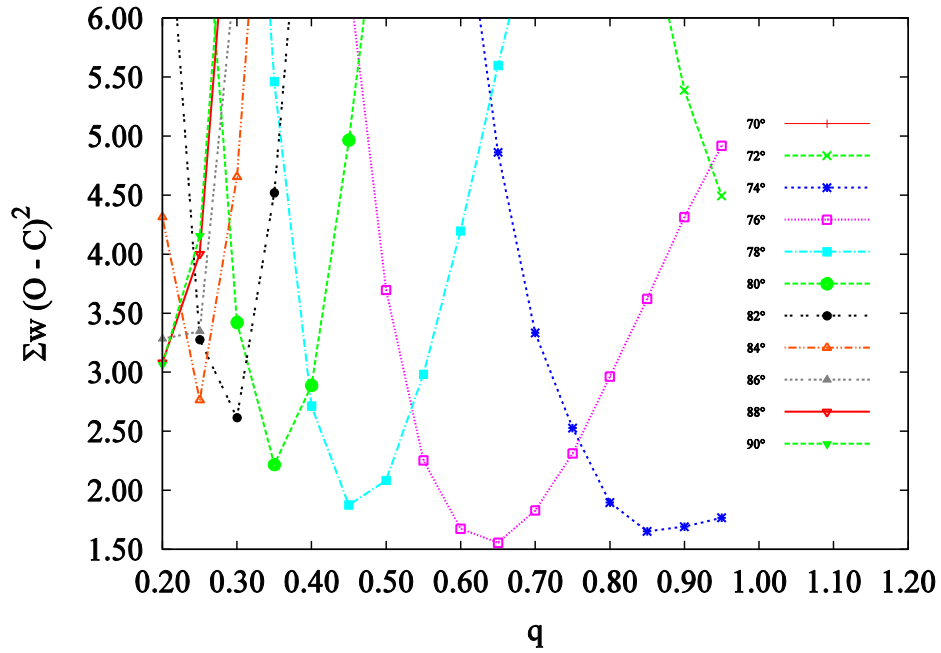
Mod 2: Yüzey potansiyeli değerlerinde herhangi bir kısıtlama olmadığı ayrık çift yıldız sistemleri için kullanılır. Bu modda tek kısıtlama yoldaş bileşenin ışıyım gücü değeri olan L_2 üzerinde bulunur ve yıldızın ışıyımı için karacisim ya da yıldız atmosferleri modelinin kullanılmasında bir seçimi içerir. L_2 değeri girdi olarak kullanılan sıcaklık değerlerine bağlı olarak hesaplanır.

Mod 4: Yarı-Ayrık çift yıldız sistemleri için kullanılan moddur ve bu seçenekte baş bileşen Roche şişimini doldurmuş, dairesel yörüngede dolanan senkronize dönmeye sahip yıldız olarak dikkate alınır. Buradaki kısıtlama baş bileşenin yüzey potansiyel değeri ile yoldaş bileşen için L_2 değerinin girilen sıcaklık değerinden hesaplanıyor olmasıdır.

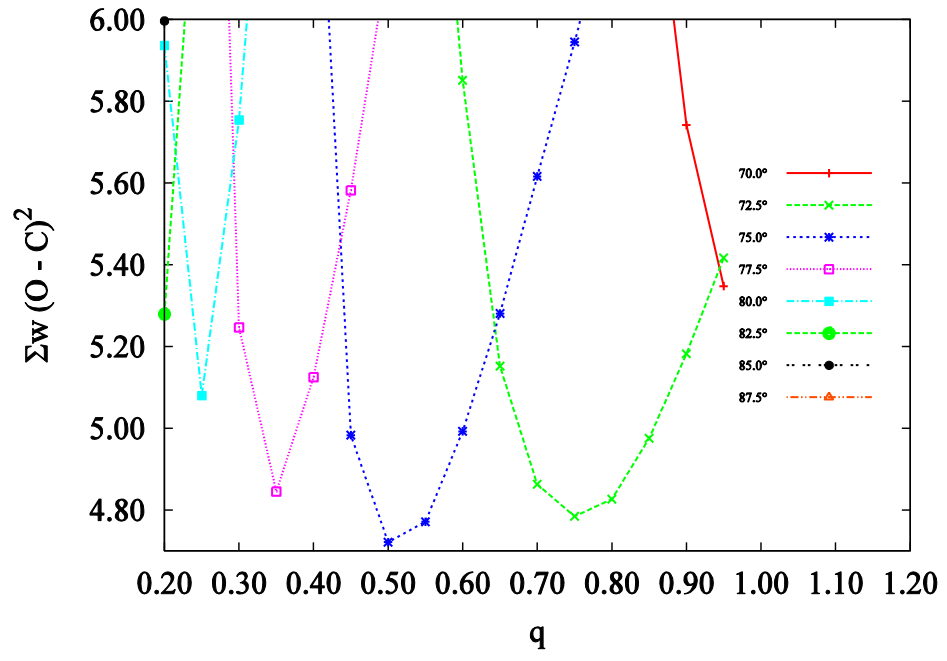
Mod 5: Mod 4'de verilen özelliklerin aynısı geçerlidir, tek bir farkla Roche şişimini dolduran bileşen yoldaş olmalıdır ve Algol türü sistemler için uygun olan moddur.

Modlara ilişkin bilgiler dikkate alındığında ışık eğrisi çözümünde kullanılabilecek üç ayrı modun bulunduğu görülmektedir. Gerçek anlamda hangi modun üzerinde çalışmakta olduğumuz sistemler için uygun olduğunu belirleyen temel parametre sisteme özgü kütle oranı parametresi olacaktır. Bu parametre aynı zamanda bileşen yıldızların yüzey potansiyeli değerlerini de belirleyen parametredir. Bu nedenle başlangıç parametresi olarak sistemi temsil edebilecek yaklaşık bir q kütle oranı ve yüzey potansiyeli değerlerinin belirlenmesi hedeflendiğinden çözüm parametrelerinin

Mod 5 seçiminin yapılarak elde edilmesi yeterli olacaktır. Bu mod, Algol türü sistemlerin analizinde kullanılan moddur. V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için $i=70^\circ$ - 90° derece aralığında, $\Delta i=2^\circ$ derecelik adımlar kullanılarak, her bir i değeri için $q=0.1$ - 1.0 aralığında $\Delta q=0.1$ artımlar dikkate alınarak serbest bırakılan parametreler Ω_1 , T_2 ve L_1 olmak üzere en küçük fark kare toplamını veren çözüm parametresi aranmıştır. Şekil 3.11 ve 3.12’de sırasıyla V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için elde edilmiş i - q taramasına ilişkin sonuçlar verilmiştir. V1046 Cas sistemi için en küçük fark kare toplamının $i=75^\circ$ - 80° aralığında ve $q\sim 0.65$ civarında olduğu, V882 Per sistemi için ise $i=73^\circ$ - 77° aralığında ve $q\sim 0.50$ civarında en iyi sonuçlara ulaşıldığı görülmektedir. Işık eğrilerinin gerçek çözümlerinin yapılmasında bu başlangıç parametreleri kullanılmıştır. V1046 Cas sistemi için i - q taramasının $q=0.1$ - 1.5 aralığına kadar uzatılması ile daha sağlıklı bir değerlendirme yapılabileceği düşünülmektedir. Bu işlemin yapılmamış olması çalışmanın bir eksikliği olarak dikkate alınabilir.



Şekil 3.11 V1046 Cas sistemi $i - q$ taraması



Şekil 3.12 V882 Per sistemi $i - q$ taraması

4. BULGULAR

Başlangıç olarak seçilen baş bileşen sıcaklıkları, $i - q$ taraması sonucunda elde edilen yörünge eğim açısı ile q kütle oranı parametreleri ilk girdi parametreleri olarak dikkate alınmıştır. Çizelge 4.1 Harmanec (1988) tarafından anakol yıldızları için verilen sıcaklık-kütle, sıcaklık-yarıçap ve sıcaklık-bolometrik parlaklık bağıntıları dikkate alındığında V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için baş bileşen parametreleri verilmiştir.

Çizelge 4.1 V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için baş bileşen mutlak parametreleri

Sistem	Sıcaklık (T_1)	Tayf Türü*	$M_1(M_\odot)$	$R_1(R_\odot)$	$M_{1,bol}$
V1046 Cas	7226 K	F1V	1.576	1.624	2.670
V882 Per	5430 K	G6V	0.992	1.091	4.774

*Tayf türü bilgisi için Cox (2000) çizelgeleri kullanılmıştır.

V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için hesaplanan q kütle oranı değerleri dikkate alındığında ilgili sistemlerde mevcut yoldaş bileşenler için anakol yıldızı oldukları kabul edilerek kütle değerlerinin belirlenmesi mümkündür. Gerçek anlamda yoldaş bileşenlerin anakoldan ayrılmış (evrimleşmiş) olma ihtimali dikkate alındığında bu kestirimin tam olarak doğru olmayacağını fakat kaba bir tahmini bilgi olarak elde edilebileceğini söyleyebiliriz. V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için $q=M_2/M_1=0.65$ ve 0.50 değerleri kullanıldığında sırasıyla $M_2(M_\odot)=1.024$ ve 0.496 kütle değerlerine ulaşılır. Bu bilgi bize sistemin sahip olabileceği yörünge yarı-büyük eksen uzunluğunun hesaplanmasında kullanılacaktır. V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için yörünge dönemleri ve sistemin toplam kütleleri dikkate alındığında, Kepler'in üçüncü yasası kullanılarak yörünge yarı-büyük eksen uzunlukları sırasıyla $a(R_\odot)=5.673$ ve 5.640 olarak hesaplanmıştır. Bu parametreler ışık eğrisi çözümünde başlangıç parametreleri olarak dikkate alınacaktır.

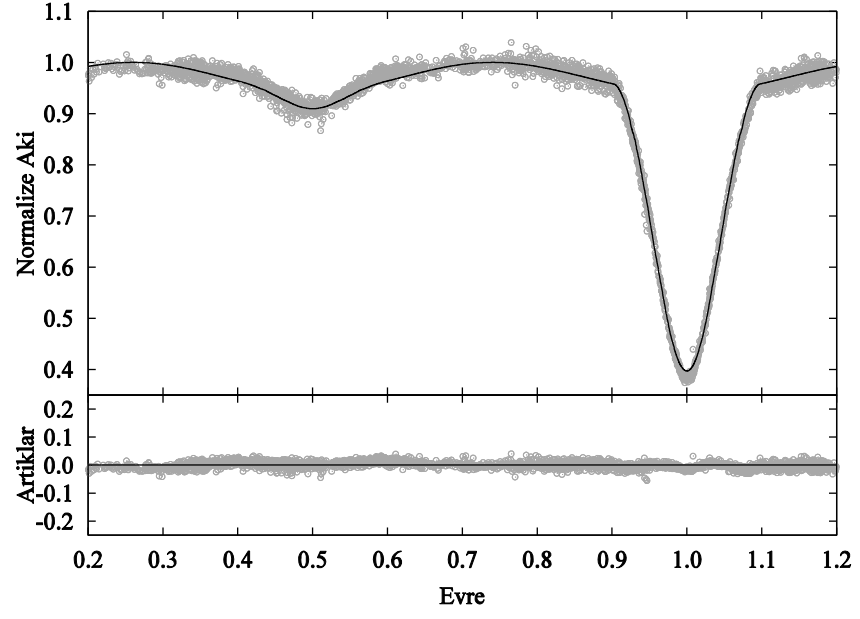
Başlangıç parametreleri olarak belirlenen parametreler başlangıçta sabit olarak alınarak ışık eğrisi analizi işlemine geçilmiştir. Işık eğrilerinin analizlerinde serbest bırakılan parametreler sırasıyla sistemin q kütle oranı, yoldaş bileşen sıcaklıkları (T_2), yörünge eğim açıları (i), baş bileşenlerin boyutsuz yüzey potansiyeli (Ω_1) ve baş bileşenlerin

ışınım güçleri (L_1) değerleri olmuştur. İterasyon işlemi serbest bırakılan parametreler üzerinde hesaplanan düzeltme terimlerinin, hesaplanan hata değerlerinden daha küçük olduğu sürece devam ettirilmiştir. Çizelge 4.2’de V1046 Cas sistemine ilişkin çözüm parametreleri verilmiştir. Şekil 4.1 – 4.4’te BVRI bandları için gözlemsel ve teorik ışık eğrileri sırasıyla verilmiştir. V882 Per sistemi için çözüm parametreleri çizelge 4.3’te ve sırasıyla şekil 4.5 – 4.8’de verilmiştir.

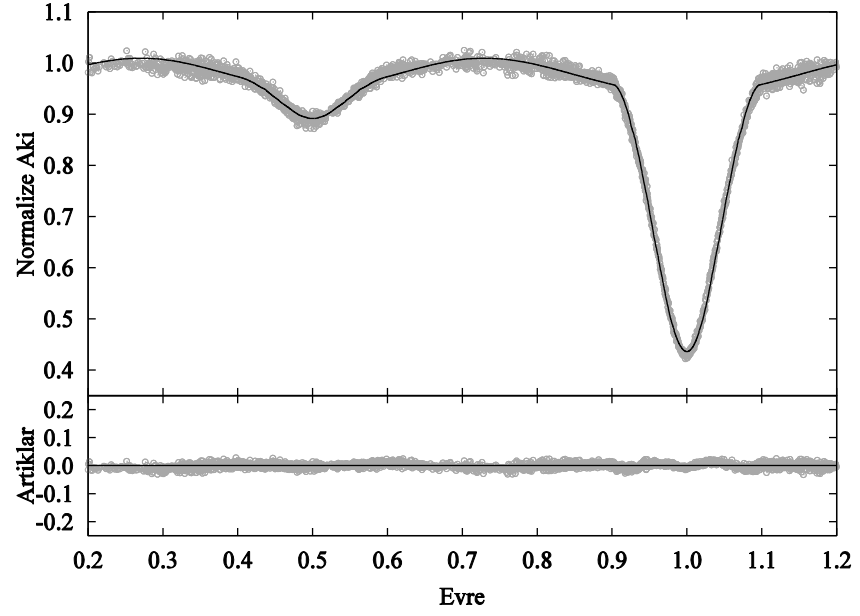
Çizelge 4.2 V1046 Cas sistemi için ışık eğrisi çözüm parametreleri

Parametre	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
T (Kelvin)	7226*	4550±3
i (°)	76.252±0.016	
q = m₂/m₁	0.654±0.002	
e	0.00*	
Ω	4.533±0.006	3.162
A	1.0*	0.50*
g	1.0*	0.32*
x_{bol}, y_{bol}	0.646, 0.250	0.631, 0.154
x_B, y_B	0.778, 0.300	0.847, -0.141
x_V, y_V	0.681, 0.296	0.805, 0.016
x_R, y_R	0.583, 0.294	0.732, 0.116
x_I, y_I	0.491, 0.277	0.636, 0.159
L_{1,2} / (L₁+L₂)_B	0.92145±0.00005	0.07855
L_{1,2} / (L₁+L₂)_V	0.85467±0.00013	0.14533
L_{1,2} / (L₁+L₂)_R	0.78507±0.00022	0.21493
L_{1,2} / (L₁+L₂)_I	0.72176±0.00030	0.27824
r (kutup)	0.25644±0.00039	0.32119±0.00063
r (uç)	0.26615±0.00047	0.45645±0.00255
r (kenar)	0.26013±0.00042	0.33590±0.00068
r (arka)	0.26418±0.00045	0.36796±0.00067
r (ortalama)	0.26023±0.00024	0.34113±0.00038
Σ w(O – C)²_B	0.916	
Σ w(O – C)²_V	1.350	
Σ w(O – C)²_R	1.792	
Σ w(O – C)²_I	1.944	

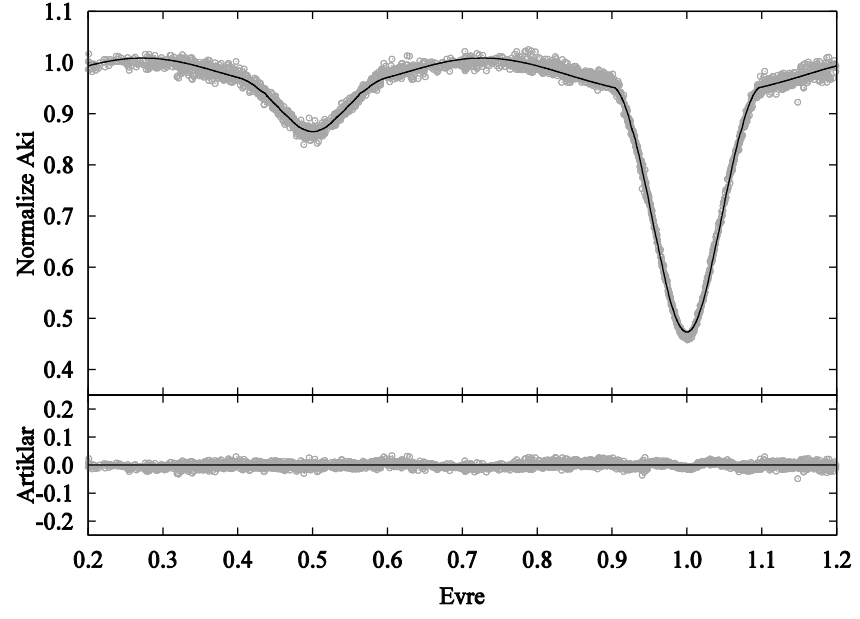
* Çözüm sırasında sabit tutulan parametreler.



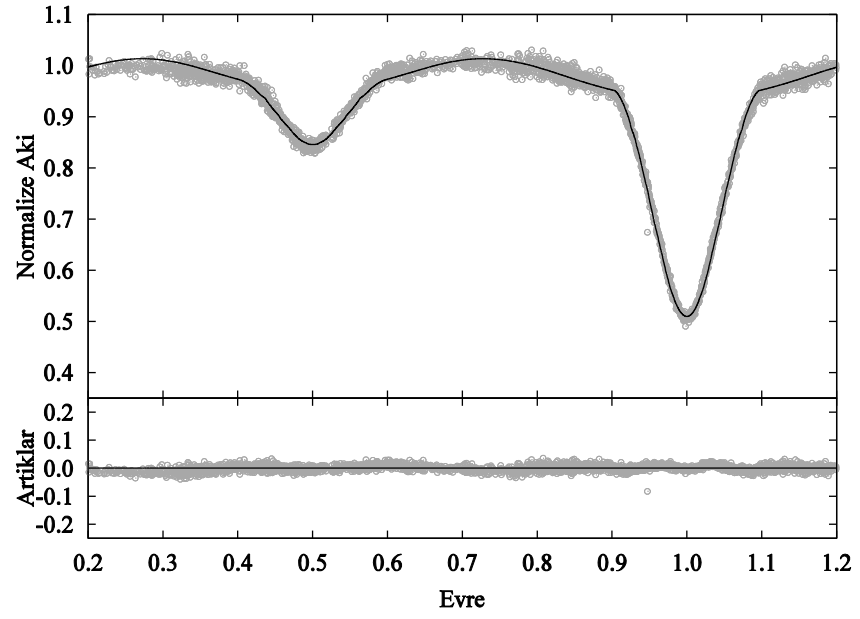
Şekil 4.1 V1046 Cas sistemi B bandı çözümü



Şekil 4.2 V1046 Cas sistemi V bandı çözümü



Şekil 4.3 V1046 Cas sistemi R bandı çözümü

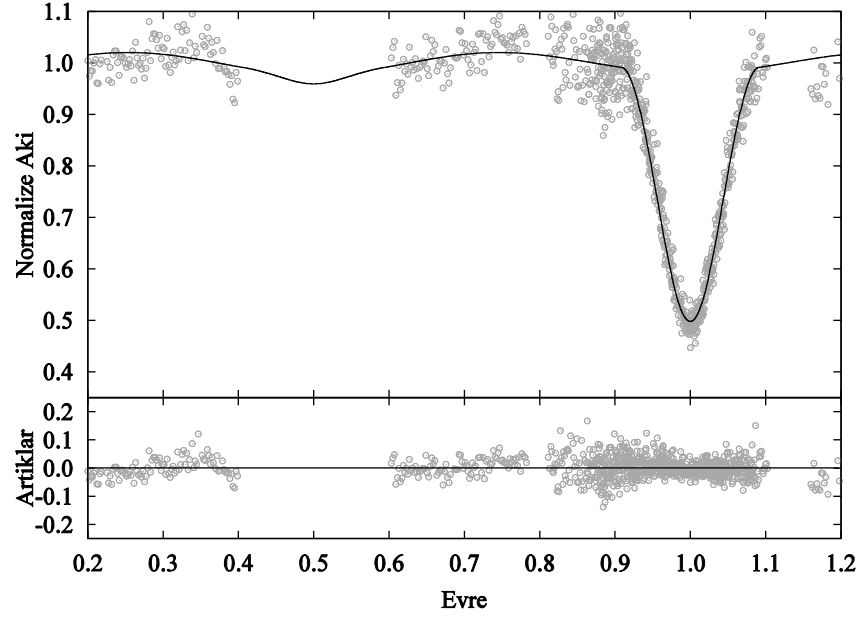


Şekil 4.4 V1046 Cas sistemi I bandı çözümü

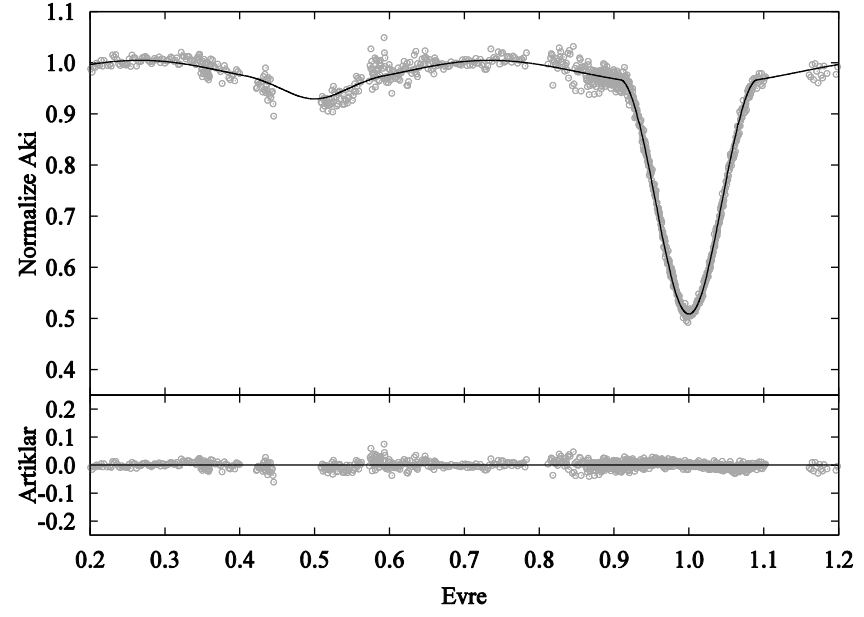
Çizelge 4.3 V882 Per sistemi için ışık eğrisi çözüm parametreleri

Parametre	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
T (Kelvin)	5430*	3878
i (°)	75.147±0.043	
q = m ₂ /m ₁	0.534±0.005	
e	0.00*	
Ω	4.607±0.021	2.941
A	0.50*	0.50*
g	0.32*	0.32*
X _{bol} , y _{bol}	0.646, 0.188	0.562, 0.231
X _B , y _B	0.846, 0.081	0.825, -0.142
X _V , y _V	0.780, 0.191	0.806, -0.003
X _R , y _R	0.690, 0.224	0.748, 0.078
X _I , y _I	0.594, 0.226	0.653, 0.174
L _{1,2} / (L ₁ +L ₂) _B	0.90134±0.00029	0.09866
L _{1,2} / (L ₁ +L ₂) _V	0.84190±0.00064	0.15810
L _{1,2} / (L ₁ +L ₂) _R	0.77631±0.00109	0.22369
L _{1,2} / (L ₁ +L ₂) _I	0.69773±0.00137	0.30227
r (kutup)	0.24456±0.00122	0.30496±0.00070
r (uç)	0.25125±0.00144	0.43588±0.00280
r (kenar)	0.24738±0.00134	0.31844±0.00070
r (arka)	0.25007±0.00140	0.35084±0.00070
r (ortalama)	0.24733±0.00074	0.32419±0.00038
Σ w(O – C) ² _B	3.660	
Σ w(O – C) ² _V	0.315	
Σ w(O – C) ² _R	0.184	
Σ w(O – C) ² _I	0.259	

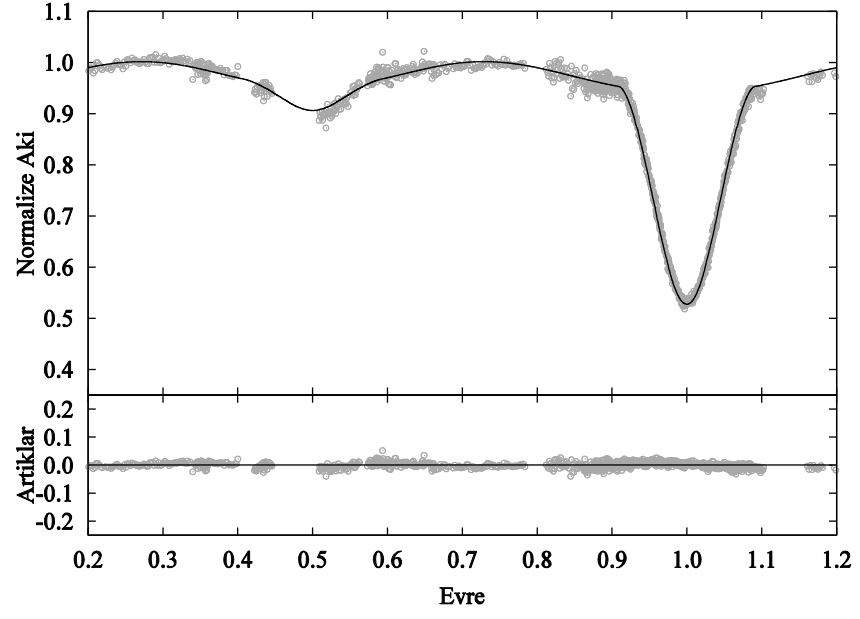
* Çözüm sırasında sabit tutulan parametreler.



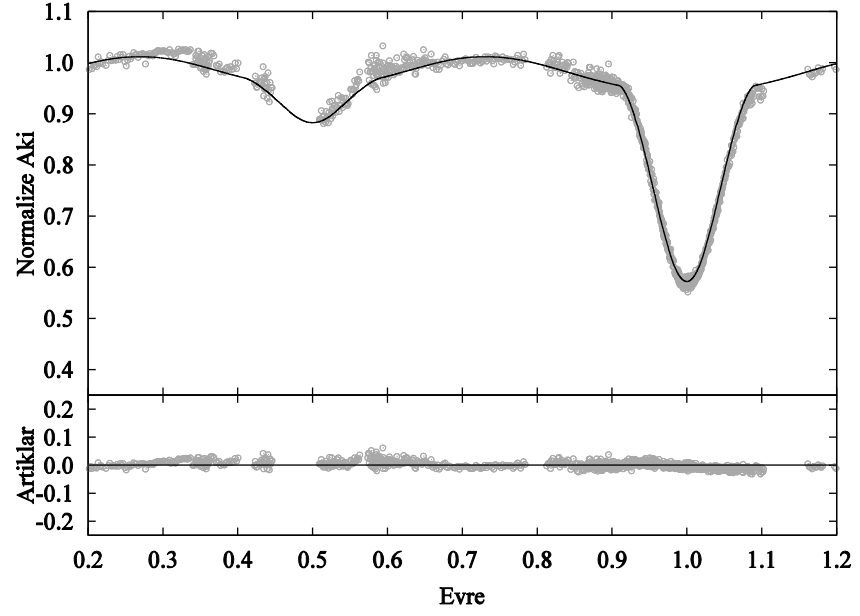
Şekil 4.5 V882 Per sistemi B bandı çözümü



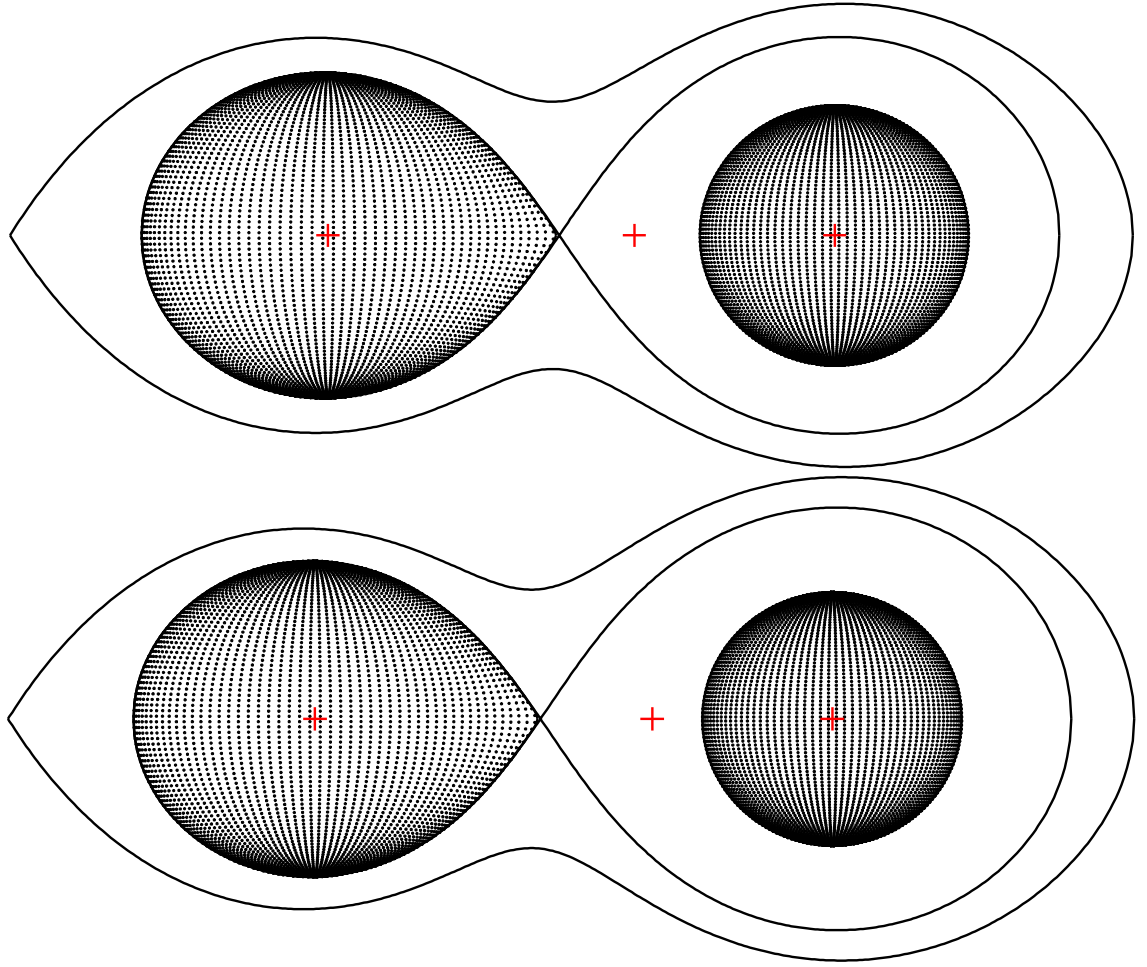
Şekil 4.6 V882 Per sistemi V bandı çözümü



Şekil 4.7 V882 Per sistemi R bandı çözümü



Şekil 4.8 V882 Per sistemi I bandı çözümü



Şekil 4.9 Sırasıyla V1046 Cas (üstte) ve V882 Per (altta) sistemlerinin 0.25 evresindeki yüzey potansiyelleri

Şekil 4.9’da V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için hesaplanan Roche geometrisi verilmiştir. Işık eğrisi analizinde Algol türü sistemler için seçilen mod gereği yoldaş bileşenin Roche şişimini doldurduğu görülmektedir. Bu tür sistemlerde Roche şişimini doldurmuş olan bileşenden baş bileşene kütle aktarımının gerçekleşmesi mümkündür. Böylesi bir durum mevcut ise bu durumda sistemlere ilişkin (O-C) değişimlerinde yörünge döneminin zamanla değişmesi beklenir. Fakat üzerinde çalıştığımız sistemler için yeterince uzun zaman aralığına dağılmış veri bulunmadığından ancak gelecekte böylesine bir değişimin olup olmadığı anlaşılabilir. Ayrıca bu tür ışık eğrilerinin analizlerinde karşılaşılan önemli bir durum, bu tür ışık eğrilerinin çözümünün Roche şişimini doldurmak üzere olan Ayırık mod kullanılarak da elde edilebilir olmasıdır. Çözümlerde kullanılan mod seçimi bu anlamda kritik bir öneme sahiptir ve bunu

destekleyecek en önemli parametre doğru kütle oranı ve yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu olacaktır.

Salt ışık eğrisi çözümü ile elde edilebilir parametreler ancak geometrik parametreler olabilmektedir. Örneğin çözüm parametrelerinden bileşen yıldızların ışıyım güçleri gerçekte bir orantıdır veya yörünge yarıçaplarına ilişkin bilgiler yine bir orantıdır. Bu parametrelerin gerçek anlamda fiziksel anlam ifade edebilmesi için sistemin gerçek uzaklığının ve yörünge yarı-büyük eksen uzunluğunun tam olarak bilinmesi gerekir.

Bu çalışmada ışık eğrisi çözümü sayesinde sistemi temsil eden i ve q değerleri hesaplanmış olduğundan, baş bileşen için belirlenen sıcaklığa karşılık gelen normal bir anakol yıldızının kütlelerinin doğru olduğunu kabul edebiliriz. Bu kabul altında V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için baş bileşenler için kütle değerleri sırasıyla $1.576 M_{\odot}$ ve $0.992 M_{\odot}$ olarak alınmıştır (Cox 2000). Sistemi temsil eden q kütle oranlarına ilişkin değerler ışık eğrisi çözümü sonucunda hesaplandığından yoldaş bileşenlerin kütle değerleri, $m_2=q \cdot m_1$, ifadesini kullanılarak sırasıyla V1046 Cas için $1.031 M_{\odot}$ ve V882 Per sistemi için $0.530 M_{\odot}$ olarak hesaplanmıştır.

Bileşen yıldızların ayrı ayrı kütle değerleri biliniyorsa bu durumda sistemlerin toplam kütleleri hesaplanabilir olacaktır. Bu hesaplama yapıldığında V1046 Cas sistemi için $M_1+M_2=2.606 M_{\odot}$ ve V882 Per sistemi için $M_1+M_2=1.522 M_{\odot}$ olarak bulunur. Bu durumda 3 ncü Kepler yasası kullanılarak sistemlere ilişkin yörünge yarı-büyük eksen uzunluklarının hesaplanması mümkündür. Bu hesaplama yapıldığında V1046 Cas sistemi için $a(R_{\odot})=5.71354 \pm 0.00003$ ve V882 Per sistemi için $a(R_{\odot})=5.7193 \pm 0.0001$ bulunur.

Işık eğrisi çözümü sonucunda bileşen yıldızların kesirsel yarıçapları ($r=R/a$) hesaplandığından aynı bilgiden yararlanarak bileşen yıldızlar için yarıçap değerlerini de hesaplamak mümkündür. Böylesine bir hesaplamada en önemli parametre olarak karşımıza yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu çıkmaktadır ve yıldızların fiziksel

parametrelerinin hesaplanmasında büyük öneme sahiptir. Doğru olup olmadığı ancak tayfsal gözlemler ile elde edilebilen dikine hız gözlemlerine bağlıdır.

Wilson-Devinney programı kullanılarak gerçekleştirilen hesaplamalarda yıldızların biçimleri Roche geometrisi kullanılarak modellenir ve yıldızların boyutları için çıktı olarak toplam dört adet kesirsel yarıçap bilgisi bize verir (Çizelge 4.2 ve 4.3). Bileşen yıldızlar küresellikten ne ölçüde sapmış olmasına bağlı olarak bu dört adet kesirsel yarıçap değeri de birbirinden o ölçüde farklılık gösterir. Küresel yıldızlar için bu yarıçap değerleri birbiri ile aynı olmalıdır. Kesirsel yarıçap değerlerinin birbirinden farklı olması yıldızların biçimsel olarak bozulmuş olduğunu bize göstermektedir. Bu nedenle literatürde yoğun bir şekilde kullanılan “*ortalama kesirsel yarıçap*” hesabı yapılarak yıldızların boyutları için aynı Roche geometrisini temsil edecek hacme karşılık gelen küresel biçimli tek bir yarıçapa sahip bir yıldız olarak yüzey alanı belirlenir. Bu amaçla literatürde en çok kullanılan yöntemlerden biri olan aşağıdaki ifade kullanılarak bileşen yıldızların ortalama kesirsel yarıçapları hesaplanmıştır;

$$r_{ort} = (r_{kutup} \cdot r_{kenar} \cdot r_{arka})^{1/3} \quad (4.1)$$

V1046 Cas sistemi için baş ve yoldaş bileşenin ortalama kesirsel yarıçapları sırasıyla $r_{1ort} = (0.26023 \pm 0.00024)$ ve $r_{2ort} = (0.34113 \pm 0.00038)$ olarak, V882 Per sistemi için ise $r_{1ort} = (0.24733 \pm 0.00074)$ ve $r_{2ort} = (0.32419 \pm 0.00038)$ olarak bulunmuştur. Her iki sistem için yörünge yarı-büyük eksen uzunlukları için bir önceki adımda bir kestirimde bulunulduğundan baş ve yoldaş bileşenlerin yarıçaplarının hesaplanması mümkündür. Bu hesaplama yapıldığında V1046 Cas sistemi için sırasıyla baş ve yoldaş bileşeni için $R_1(R_\odot) = a \times r_{1ort} = 5.71354 \times 0.26023 = 1.487 \pm 0.001$ ve $R_2(R_\odot) = a \times r_{2ort} = 5.71354 \times 0.34113 = 1.949 \pm 0.002$ değerleri bulunur. Benzer işlemler V882 Per sistemi için yapıldığında ise sırasıyla baş ve yoldaş bileşen için $R_1(R_\odot) = 1.415 \pm 0.004$ ve $R_2(R_\odot) = 1.854 \pm 0.002$ bulunur.

Bileşen yıldızların ışınlam gücüne ilişkin bilgi yıldızların sıcaklıkları ve yarıçapları bilinmesi durumunda hesaplanabilmektedir. Güneş'in ışınlam gücü birimlerinde ifademiz $L/L_{\odot}=(R/R_{\odot})^2 \cdot (T/T_{\odot})^4$ şeklindedir. Işık eğrisi çözümünde elde edilen sıcaklık değerleri ile bir önceki adımda hesaplanan yarıçap değerleri dikkate alındığında V1046 Cas sistemi için baş ve yoldaş bileşenin ışınlam gücü sırasıyla $L_1(L_{\odot})=5.400 \pm 0.032$ ve $L_2(L_{\odot})=1.543 \pm 0.005$ olarak bulunur. Benzer bir işlem ile V882 Per sistemi için bu değerler sırasıyla $L_1(L_{\odot})=1.559 \pm 0.015$ ve $L_2(L_{\odot})=0.697 \pm 0.002$ olarak bulunur.

Kütle ve yarıçapları bilinen yıldızların yüzey çekim ivmesi, $g=(GM)/R^2$ [cgs], ifadesi ile hesaplanır. Sonuçlar bize bileşen yıldızların ışınlam sınıfı hakkında bir fikir ortaya koyabilmemizi sağlar. V1046 Cas sistemi için baş ve yoldaş bileşen için sırasıyla $\text{Log } g_1=4.2909 \pm 0.0008$ ve $\text{Log } g_2=3.8713 \pm 0.0017$, V882 Per sistemi için benzer şekilde hesaplama yapıldığında ise baş ve yoldaş bileşen için $\text{Log } g_1=4.133 \pm 0.003$ ve $\text{Log } g_2=3.626 \pm 0.003$ olarak bulunur. Anakolda bulunan yıldızlar yüzey çekim ivmesi değerleri 4.0-4.5 olarak verilir, daha küçük değerlere sahip yüzey çekim ivmesi yıldızların anakolun üzerinde bulunduğu anlamına gelir. Bu bilgi ışığında her iki sistem için baş bileşen yıldızların anakola yakın konumlarda, yoldaş bileşenlerin ise anakolun üzerinde bir konumda bulunduğunu söyleyebiliriz.

Ayrıca yarıçap ve sıcaklık değerleri bilinen yıldızlar için bolometrik parlaklıklarının hesaplanması mümkündür,

$$M_{\text{bol},1,2}=4^m.75-5\log(R_{1,2}/R_{\odot})-10\log(T_{1,2}/T_{\odot}) \quad (4.2)$$

Bu hesaplama yapıldığında V1046 Cas sistemi için sırasıyla baş ve yoldaş bileşenleri için $M_{\text{bol},1}=2.909 \pm 0.005$ ve $M_{\text{bol},2}=4.269 \pm 0.003$ değerleri ve V882 Per sistemi için ise $M_{\text{bol},1}=4.258 \pm 0.008$ ve $M_{\text{bol},2}=5.133 \pm 0.002$ bulunur.

Bileşen yıldızların ayrı ayrı mutlak parlaklık değerleri yıldızların sıcaklıklarına karşılık gelen bolometrik düzeltme (BC) teriminin bilinmesi durumunda mümkündür. Farklı

sıcaklıklara karşılık gelen bu düzeltme terimleri Allen tarafından yayınlanmış olan çizelgelerde verilmiştir (Cox 2000). Işık eğrisi analizi sonucu elde edilen sıcaklık değerleri dikkate alındığında V1046 Cas sistemi için baş ve yoldaş bileşeni için sırasıyla $BC_1=-0.008$ ve $BC_2=-0.929$ olarak alınmıştır. V882 Per sistemi için ise bu değerler sırasıyla $BC_1=-0.248$ ve $BC_2=-1.488$ olarak alınmıştır. Bolometrik parlaklıkları bilinen yıldızların mutlak parlaklıkları $M=M_{bol}-BC$ şeklinde bir ifade kullanılarak hesaplanmaktadır. BC düzeltme teriminin işaretine bağlı olarak ifadede bulunan eksi işareti değişebilir. Sonuç olarak bolometrik parlaklık değerinin mutlak parlaklık değerinden daha parlak yani daha küçük değere sahip olması gerektiği dikkate alınarak bir hesaplama yapılır. Bu hesaplama yapıldığında V1046 Cas sistemi için sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin mutlak parlaklıkları $3^M.018$ ve $5^M.299$ olarak bulunur. V882 Per sistemi için ise $4^M.009$ ve $6^M.124$ olarak bulunur.

V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için standart sistemdeki toplam parlaklıkları bu çalışmada hesaplandığından ve ışık eğrisi çözümü ile bileşen yıldızların ışıyım güçleri arasındaki oran belirlendiğinden Pogson [$m_1-m_2=-2.5\log(L_1/L_2)$] ifadesi kullanılarak bileşen yıldızların ayrı ayrı görünür parlaklıklarını hesaplamak mümkündür. V bandına ilişkin parlaklık ve ışıyım gücü oranları dikkate alındığında V1046 Cas sistemi için baş ve yoldaş bileşenin görünür parlaklıkları sırasıyla $11^m.966$ ve $13^m.326$ olarak ve V882 Per sistemi için ise $12^m.693$ ve $13^m.567$ olarak bulunur.

Bu çalışmada incelenen sistemlerin uzaklıkları konusunda literatürde herhangi bir bilgi bulunmadığından yıldızlararası ortamın gözlenen parlaklık ve renkleri üzerindeki etkisinin ne boyutlarda olduğunu söylemek mümkün değildir. Bu nedenle yıldızların veya sistemlerin uzaklıkları konusunda ancak bir kestirimde bulunmak mümkün olacaktır. Sistemde mevcut baş bileşen yıldızlar dikkate alındığında uzaklıklara ilişkin bilgi uzaklık modülü olarak adlandırdığımız ve temel olarak görünür parlaklık ile mutlak parlaklık arasındaki bağıntı kullanılarak hesaplanabilir. Bu bağıntı,

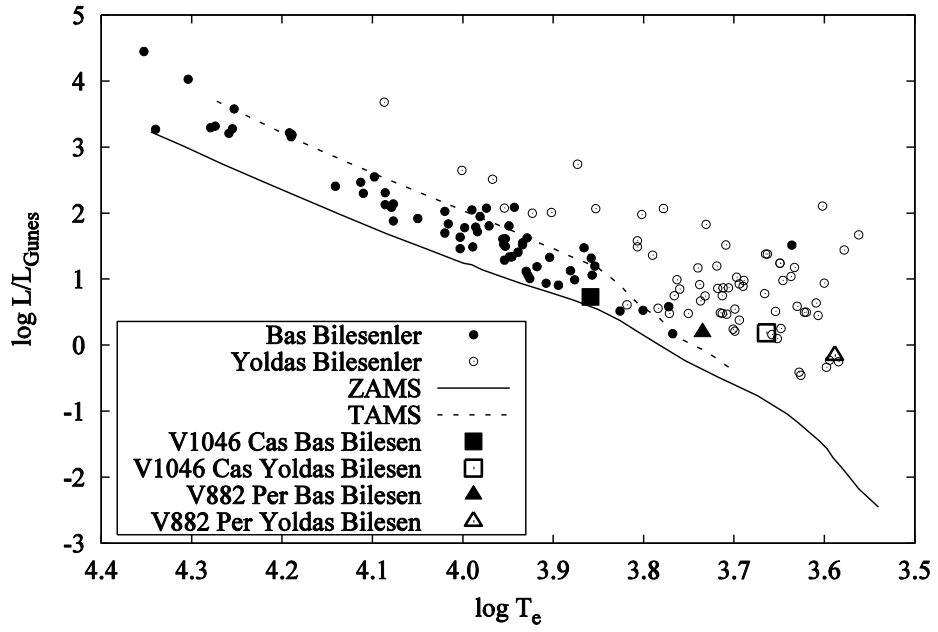
$$d(pc) = 10^{\left[\left(V-M_V+5\right)/5\right]} \quad (4.3)$$

şeklindedir. V1046 Cas için baş bileşenin V bandı mutlak ve görünür parlaklıkları dikkate alındığında sistemin uzaklığı için 620 ± 2 pc ve V882 Per sistemi için 314 ± 1 pc değerleri bulunmuştur. Bu hesaplama ile sistemlerin yıldızlararası ortamdan önemli miktarda etkileneceği bir uzaklıkta bulundukları ortaya çıkmaktadır. Bu uzaklıklar bir alt sınırdır ve sistemlerin bu değerlerden daha uzakta bulunması gerektiğini söyleyebiliriz.

Çizelge 4.4'te bu çalışmada dikkate alınan ve analizi gerçekleştirilen V1046 Cas ile V882 Per sistemlerine ilişkin hesaplanan mutlak parametreler verilmiştir. Şekil 4.10'da ise bu çalışmada elde edilen parametreler ile literatürde Algol türü sistemler için elde edilen sonuçlar karşılaştırılmıştır. Buna göre V1046 Cas sistemi için baş bileşenin anakola çok yakın benzer sistemler arasında bulunduğunu, yoldaş bileşenin ise anakolun üzerinde ve yine benzer yıldızlar arasında bulunduğu görülmektedir. Aykırı bir durum V882 Per sistemi için ortaya çıkmıştır ve bu sistemde baş bileşenin de aynı zamanda yoldaş bileşen gibi evrimleşmiş olduğu görülmektedir.

Çizelge 4.4 Sistemler için hesaplanan mutlak parametreler

Parametre	V1046 Cas	V882 Per
a (R₀)	5.71354 ± 0.00003	5.7193 ± 0.0001
M₁ (M₀)	1.5758 ± 0.0009	0.9925 ± 0.0015
M₂ (M₀)	1.0306 ± 0.0032	0.5300 ± 0.0041
R₁ (R₀)	1.487 ± 0.001	1.415 ± 0.004
R₂ (R₀)	1.949 ± 0.002	1.854 ± 0.002
Log g₁ (cgs)	4.2909 ± 0.0008	4.133 ± 0.003
Log g₂ (cgs)	3.8713 ± 0.0017	3.626 ± 0.003
L₁ (L₀)	5.400 ± 0.032	1.559 ± 0.015
L₂ (L₀)	1.543 ± 0.005	0.697 ± 0.002
M_{bol1}	2.909 ± 0.005	4.258 ± 0.008
M_{bol2}	4.269 ± 0.003	5.133 ± 0.002
d (pc)	620 ± 2	314 ± 1



Şekil 4.10 Tez çalışmasında incelenen sistemlerin H – R diyagramındaki konumları

Diyagramdaki diğer Algol türü bileşenler İbanoğlu vd. (2006) ve Brancewicz vd (1980)’den alınmıştır. ZAMS ve TAMS çizgileri ise Girardi vd. (2000)’den alınmıştır.

Bu aykırılığın temel nedenlerinden birinin bu sisteme ait özellikle B bandı gözlemlerimizin kalitesinin düşük olması, renk-sıcaklık ilişkisinin doğru olarak belirlenememiş olması olabilir. Bu sistem için muhtemelen ışık eğrisi analizinde dikkate aldığımız sıcaklık değeri uygun belirlenmemiş durumdadır. Özellikle V882 Per sisteminin sıcaklığının tayfsal gözlemler ile belirlenmesi ve analizlerin bu bilgi ışığında gerçekleştirilmesi gerektiğini söyleyebiliriz.

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

Bu çalışmada Algol türü ışık eğrisine sahip V1046 Cas ve V882 Per sistemlerinin ışık eğrileri elde edilmiştir. Analizi gerçekleştirilen sistemlerin literatürde herhangi bir çalışması bulunmamaktadır ve bu anlamda ortaya konan sonuçlar ilk defa elde edilmiştir. V1046 Cas sistemi için beş adet ve V882 Per sistemi için ise üç adet yeni minimum zamanı hesaplanmış ve O–C analizi yapılarak güncel ışık elemanları belirlenmiştir. V1046 Cas sisteminin ışık eğrisi büyük oranda tamamlanmış olmasına karşın özellikle sistemlerin bir gün yörresindeki dönemleri ve bazı gözlem günlerindeki kötü hava koşulları nedeniyle V882 Per sisteminin ışık eğrisi tam olarak elde edilememiştir.

Işık eğrisi analizleri Wilson-Devinney kodlarını kullanan PHOEBE arayüzü kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Başlangıçta ışık eğrisi analizi ayırık sistemler için uygun olan Mod 2 kullanılmış ve çözümlerin yarı-ayırık sistemlere karşılık gelen Mod 5'e yakınsaması nedeniyle bu modda analizler sürdürülmüştür. Bu mod, bileşen yıldızlardan birinin evrimleşerek Roche şişimini doldurduğu ve diğer bileşenin ise anakol üzerinde veya anakola yakın olduğu sistemler için kullanılmaktadır. Çözüm olarak elde ettiğimiz ve sistemlerin Roche şişimlerini gösteren şekil 4.9 ile en iyi çözüm parametrelerine ulaşıldığı görülmektedir. Böyle sistemlerde bileşenler arası kütle aktarımının olma olasılığı bulunduğundan yörünge dönemlerinde değişimler beklenen bir durumdur. Bu değişim aktarılan kütle miktarına bağlı olarak hızlı veya yavaş gerçekleşebilir. Analizini gerçekleştirdiğimiz sistemlere ilişkin yeterince uzun zaman aralığına dağılmış minimum zamanı olmadığından şu an için böylesine bir çıkarımda bulunmak mümkün görülmemektedir.

Analizi gerçekleştirilen V1046 Cas ve V882 Per sistemleri için tayfsal ve/veya dikine hız eğrisi gözlemleri bulunmadığından bu çalışmada elde edilen mutlak parametreler ancak çeşitli kabuller altında doğru olarak kabul edilebilir. V1046 Cas sistemi için elde edilen sonuçların benzer Algol türü sistemler ile uyumlu olduğu, V882 Per sistemi için ise bir miktar problemli olduğunu söylemek mümkündür. Bu problemin ise V882 Per

sistemi için başlangıç parametresi olarak belirlenen sıcaklık değerinden kaynaklandığı düşünülmektedir.

Sonuç olarak V1046 Cas ve V882 Per sistemlerindeki yoldaş bileşenlerin, klasik Algollerden beklendiği gibi evrimleşmiş ve anakoldan ayrıldığı ve altdev türü birer yıldız olduklarını söylemek mümkündür. V1046 Cas için baş bileşenin sıfır yaş anakoluna (ZAMS) çok yakın bir konumda bulunduğu, V882 Per için ise anakoldan bir miktar ayrılmış olduğu ortaya çıkmıştır (Şekil 4.10). V882 Per'in baş bileşeni gerçekten anakolu terk etmişse bu durumda çözüm olarak ortaya konan parametreler dikkate alındığında bu yıldızın da Roche şişimini doldurmuş veya doldurmak üzere olan bir sistem olması gerektiğini söyleyebiliriz. Gerçek anlamda sistemlerin fiziksel parametrelerinin belirlenebilmesi için mutlak bir şekilde tayfsal gözlemlere ihtiyaç duyulmaktadır ve sonuçlar ancak bu durumda denetlenebilir olacaktır.

KAYNAKLAR

- Brancewicz, H. K. and Dworak, T. Z. 1980. A Catalogue of Parameters for Eclipsing Binaries. *Acta Astronomica*, vol. 30, no. 4, pp. 501-524.
- Budding, E. 1986. Classical Algol Systems (Invited Review). *Ap&SS*, 118, pp. 241-255.
- Claret, A. 1999. A New Method for Calculating Gravity-Darkening Using Interior Models: Convective and Radiative Envelopes. *ASPC*, 173, 277.
- Cox, A. N. 2000. *Allen's Astrophysical Quantities*. The Athlone Press, 721, London.
- Coughlin, L. J. 2007. Observations and Models of Eclipsing Binary Systems, Emory University Department of Physics, A thesis submitted to the Faculty of Emory College of Emory University in partial fulfillment of the requirements of the degree of Bachelor of Sciences with Honors.
- Diaz-Cordoves, J. and Gimenez, A. 1992. A New Nonlinear Approximation to The Limb-darkening of Hot Stars. *Astronomy and Astrophysics* (ISSN 0004-6361), vol. 259, no. 1, pp. 227-231.
- Doğruel, M. B. and Gürol, B. 2015. Photometric and Spectroscopic Investigation of the Oscillating Algol Type Binary: EW Boo, *New Astronomy*, 40, pp. 20 – 27.
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G. and Chiosi, C. 2000. Evolutionary tracks and isochrones for low- and intermediate-mass stars: From 0.15 to 7 M_{sun} , and from $Z=0.0004$ to 0.03, *A&AS*, 141, pp. 371-383.
- Gürol, B. and Müyesseroğlu, Z. 2005. First light curve and period study of LO Andromedae, *Astronomische Nachrichten*, Vol. 326, p. 43.
- Gürol, B., Müyesseroğlu, Z. and Özdemir, T. 2006. Light curve and period study of V Trianguli, *Astronomische Nachrichten*, Vol.327, Issue 7, p.698.
- Gürol, B., Derman, E., Çağlar, H., Cuhacı, L., Demircan, Y. ve Gokay, G. 2008. IRAF ve Tayfsal İndirgeme, IV. Temel Bilimler Lisansüstü Yazokulu. ISBN 978-605-4233-08-3. Istanbul.
- Gursoytrak, H., Demircan, Y., Gokay, G., Okan, A., Terzioğlu, Z., Saral, G., Semuni, M., Kilic, Y., Cerit, S., Alpsoy, M., Yolkolu, A., Sahin, S., Gürol, B. 2013. *Information Bulletin on Variable Stars*, 6075, 1.
- Harmanec, P. 1988. Stellar Masses and Radii Based on Modern Binary Data. *Astronomical Institutes of Czechoslovakia, Bulletin* (ISSN 0004-6248), vol. 39, no. 6, pp. 329-345.

- Hartkopf, W. I. 2007. The Prospects and Promise of High Angular Resolution Binary Orbits. *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 31, p.1462.
- Heintz, W. D. 1978. *Double stars*. Dordrecht, D. Reidel Publishing Co. (Geophysics and Astrophysics Monographs. Volume 15). 184 p.
- Houdashelt, M. L., Bell, R. A., Sweigart, A. V. 2000. Improved Color – Temperature Relations and Bolometric Corrections for Cool Stars. *AJ*, 119,1448 – 1469
- İbanoğlu, C., Soyduğan, F., Soyduğan, E., Dervişoğlu, A. 2006. Angular Momentum Evolution of Algol Binaries, *MNRAS*, 373, pp. 435-448.
- Klinglesmith, D. A. and Sobieski, S. 1970. Nonlinear Limb Darkening for Early-Type Stars. *Astronomical Journal*, Vol. 75, p. 175.
- Kopal, Z. 1959. *Close binary systems*. The International Astrophysics Series, London: Chapman & Hall.
- Kwee, K. K. and 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*, Vol. 12, p.327.
- Lang, K. R. 1992. *Astrophysical data: planets and stars*. Springer-Verlag, 937, New York.
- Lucy, L. B. 1967. Gravity-Darkening for Stars with Convective Envelopes. *ZA* 65, 89.
- Marrese, P. M., Munari, U., Siviero, A., Milone, E. F., Zwitter, T., Tomov, T., Boschi, F., Boeche, C. 2003, *Astronomy and Astrophysics*, v.413, pp. 635-642.
- Nakajima, H. 2006. Reports on new discoveries. *Information Bulletin on Variable Stars*, 5700, 1-21.
- Percy, J. R. 2007. *Understanding Variable Stars*. Cambridge University Press, 121-122, New York.
- Pickles, A. and Depagne, E. 2010. All-Sky Spectrally Matched UBVRI-ZY and u'g'r'i'z' Magnitudes for Stars in the Tycho2 Catalog. *PASP*, 122, 1437-1464.
- Prša, A. 2006. PHOEBE Scientific Reference. University of Ljubljana, <http://phoebe-project.org/1.0/?q=node/8> adresinden ulaşılabilir.
- Prša, A. and Zwitter, T. 2005. A Computational Guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. *ApJ*, 628, pp. 426-438.
- Rucinski, S. M. 1969. The Proximity Effects in Close Binary Systems. II. The Bolometric Reflection Effect for Stars with Deep Convective Envelopes. *AcA* 19, 245.

- Sorokin, P. 2004. IAU Information Bulletin on Variable Stars, 5500, 1
- Surkova, L. P. and Svechnikov, M. A. 2004. VizieR Online Data Catalog: Semi-detached eclipsing binaries. VizieR On-line Data Catalog: V/115.
- Terrell, D. and Wilson, R. E. 2005. Photometric Mass Ratios of Eclipsing Binary Stars. *Ap&SS*, 296, 221.
- van Hamme, W. 1993. New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves. *AJ*, 106, 2096.
- van Hamme, W. and Wilson, R.E. 2003. Stellar atmospheres in eclipsing binary models. *GAIA Spectroscopy: Science and Technology*, ASP Conf. Ser., vol. 298, p. 323.
- Vasilevskis, S., Sanders, W. L., Balz, A. G. A. 1965. Membership of the open cluster NGC 2264, *AJ*, 70, 797.
- von Zeipel, H. 1924. The radiative equilibrium of a rotating system of gaseous masses. *MNRAS* 84, 665.
- Wilson, R.E. and Devinney, R.J. 1971. Realization of Accurate Close-Binary Light Curves: Application to MR Cygni. *ApJ* 166, 605.
- Wilson, R. E. 1990. Accuracy and efficiency in the binary star reflection effect. *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 356, June 20, 1990, pp. 613-622.
- Zola, S. 2000. Reflection Effect in PG 1336-018. *Baltic Astronomy*, 9, pp. 197-204.

ÖZGEÇMİŞ

Adı Soyadı : Mehmed Naim BAĞIRAN

Doğum Yeri : Kayseri

Doğum Tarihi : 01.05.1985

Medeni Hali : Bekar

Yabancı Dili : İngilizce

Eğitim Durumu

Lise : Özel Kılıçaslan Lisesi (2003)

Lisans : Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri
Bölümü (2010)

Yüksek Lisans : Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay
Bilimleri ABD (Eylül 2010 – Mayıs 2015)