

**T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**GÜNEY YARIMKÜREDE BULUNAN HH CAR SİSTEMİNİN YÜKSEK
ÇÖZÜNÜRLÜKLÜ TAYFLARINDAKİ SALMA VE/VEYA SOĞURMA
YAPILARININ MODELLENMESİ**

Doğan Tekay KÖSEOĞLU

**YÜKSEK LİSANS TEZİ
UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI**

2015

**T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**GÜNEY YARIMKÜREDE BULUNAN HH CAR SİSTEMİNİN YÜKSEK
ÇÖZÜNÜRLÜKLÜ TAYFLARINDAKİ SALMA VE/VEYA SOĞURMA
YAPILARININ MODELLENMESİ**

Doğan Tekay KÖSEOĞLU

**YÜKSEK LİSANS TEZİ
UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI**

(Bu tez TÜBİTAK tarafından 112T928 nolu proje ile desteklenmiştir.)

2015

**T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**GÜNEY YARIMKÜREDE BULUNAN HH CAR SİSTEMİNİN YÜKSEK
ÇÖZÜNÜRLÜKLÜ TAYFLARINDAKİ SALMA VE/VEYA SOĞURMA
YAPILARININ MODELLENMESİ**

Doğan Tekay KÖSEOĞLU

**YÜKSEK LİSANS TEZİ
UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI**

Bu tez .././201.. tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Oybirliği/Oyçokluğu ile kabul edilmiştir.

Doç. Dr. Hicran BAKIŞ (Danışman)

Prof. Dr. Zeki EKER

Doç. Dr. Hasan ESENOĞLU

ÖZET

GÜNEY YARIMKÜREDE BULUNAN HH CAR SİSTEMİNİN YÜKSEK ÇÖZÜNÜRLÜKLÜ TAYFLARINDAKİ SALMA VE/VEYA SOĞURMA YAPILARININ MODELLENMESİ

Doğan Tekay KÖSEOĞLU

Yüksek Lisans Tezi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı
Danışman: Doç. Dr. Hicran BAKIŞ
Haziran 2015, 71 sayfa

HH Car yakın çift yıldızının, yüksek çözünürlüklü ($R=48000$) tayfları, modern analiz teknikleri kullanılarak analiz edilmiştir. Bu tayflar, sistemin literatürden elde edilen ışık eğrisi verileri ile beraber analiz edilmiş ve HH Car'ın duyarlı mutlak parametreleri belirlenmiştir. Buna göre, baş bileşen etkin sıcaklığı $33500\text{ }^{\circ}\text{K}$ olan O9 tayf türünden bir anakol yıldızı ve yoldaş bileşen ise etkin sıcaklığı $27500\text{ }^{\circ}\text{K}$ olan B0 tayf türünden bir dev/altdev yıldızdır. Ayrıca, sistemin uzaklığı $d=3.0\text{ kpc}$ ve kütle merkezinin hızı $V_{\gamma}=-16\text{ km/s}$ olarak belirlenmiştir. Belirlenen uzaklık ve kütle merkezinin hız değeri, Car OB1 oymağı için verilen bu değerler ile hata sınırları içinde uyumludur.

HH Car'ın tayflarında baskın şekilde H_{α} salması göze çarpmaktadır. Bu salma, bileşenlerin mutlak parametrelerini de hesaba katan *SHELLSPEC* kodu ile modellenmiştir. Bileşen yıldızların ön tayf türünden büyük kütleli yıldızlar olması nedeniyle, yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybı göz önünde bulundurulmuş ve yapılan modellemelerde, HH Car sisteminde bileşenlerin yıldız rüzgarlarına sahip oldukları ve ayrıca yoldaş bileşenden baş bileşene akan maddenin varlığı belirlenmiştir. Yıldız rüzgarı ve akan madde, sistemin etrafında $\sim 22000\text{ }^{\circ}\text{K}$ sıcaklığında bir kabuk ile modellenmiştir. Ayrıca, rüzgar ve akan maddenin etkileşmesi sonucunda yüksek sıcaklıklı ($100000\text{ }^{\circ}\text{K}$) bir çarpma bölgesi oluştuğu da belirlenmiştir.

ANAHTAR KELİMELER: Etkileşen çift yıldızlar, tayf, yıldız rüzgarları, madde aktarımı, yıldızların mutlak parametreleri

JÜRİ: Doç. Dr. Hicran BAKIŞ (Danışman)
Prof. Dr. Zeki EKER
Doç. Dr. Hasan ESENOĞLU

ABSTRACT

MODELLING THE EMISSION AND/OR ABSORPTION FEATURES IN THE HIGH RESOLUTION SPECTRA OF THE SOUTHERN BINARY SYSTEM: HH CAR

Doğan Tekay KÖSEOĞLU

MSc Thesis in Space Sciences and Technologies

Supervisor: Assoc. Prof. Dr. Hicran BAKIŞ

June 2015, 71 pages

High-resolution spectra ($R=48000$) of the close binary system, HH Car, has been analyzed with modern analysis techniques. Precise absolute parameters were derived from the simultaneous solution of the radial velocity, produced in this study and the light curves, published. According to the results of these analyses, the primary component is an O9 type main sequence star with an effective temperature of 33500 °K while the secondary component is a giant/subgiant star with a spectral type of B0 and an effective temperature of 27500 °K. The distance and the center of mass velocity of the system were determined from the light curves and the spectra as $d=3.0$ kpc and $V_{\gamma}=-16$ km/s, respectively. These calculated values of d and V_{γ} are in good agreement with those of Car OB1 association.

H_{α} emissions can be seen explicitly in the spectra of HH Car. These features were modelled using the SHELLSPEC code which requires the absolute parameters of the components for modelling. Since components of HH Car are massive early-type stars, mass loss through stellar winds can be expected. This study revealed that the components of HH Car have stellar winds and the secondary component loses mass to the primary. Stellar winds and the gas stream between the components were modelled as a hot shell around the system, with a temperature of ~22000 K. Also, it is determined that the interaction between the winds and the gas stream leads to formation of a high-temperature (100000 K) impact region.

KEYWORDS: Interacting close binaries, spectrum, stellar winds, mass transfer, absolute stellar parameters.

COMMITTEE: Assoc. Prof. Dr. Hicran BAKIŞ (Supervisor)
Prof. Dr. Zeki EKER
Assoc. Prof. Dr. Hasan ESENOĞLU

ÖNSÖZ

Tez çalışmalarım boyunca içinde bulunduğum araştırma sürecinde, bilgi, öneri ve yardımlarını hiç esirgemeyen, karşılaştığım her türlü soruna yorulmadan çözümler üreterek hep daha iyiye gitmem için çabalayan sayın danışman hocam Doç. Dr. Hicran BAKIŞ'a, engin tecrübelerinden ve fikirlerinden yararlanma fırsatını bana sunan, motivasyonumu her daim yüksek tutarak, beni her zaman destekleyen sayın hocam Doç. Dr. Volkan BAKIŞ'a, bana bilgilerinden ve tavsiyelerinden yararlanma imkanı veren, çalışmalarımı akademik bir düzeye taşımamda yardım eden sayın hocam Prof. Dr. Zeki EKER'e, yoğun ve stresli dönemlerimde her türlü maddi ve manevi katkılarıyla, bana umut veren, dualarını hiç eksik etmeyen, canım aileme; babam Kemal KÖSEOĞLU, annem Süheyla KÖSEOĞLU ve kardeşim Berkay KÖSEOĞLU'na, kendi çalışmalarının ortasında bir de bana katlanan, yardımlarını hiç esirgemeyen dostlarım, Özlem TAŞPINAR ve Efecan TUNÇ'a, benden kilometrelerce uzaklıkta bulunmalarına rağmen beni hiç yalnız bırakmayan, manevi destekleriyle yüzümü güldüren dostlarım Elifnur ÖZEL ve Engin BAHAR'a ve tüm bölüm arkadaşlarıma teşekkürlerimi bir borç bilirim.

İÇİNDEKİLER

ÖZET	i
ABSTRACT	ii
ÖNSÖZ	iii
İÇİNDEKİLER	iv
SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ	v
ŞEKİLLER DİZİNİ	vii
ÇİZELGELER DİZİNİ	xi
1. GİRİŞ	1
1.1. Çift Yıldızların Önemi	1
1.2. OB Türü Çift Sistemler ve Önemi	2
2. KURAMSAL BİLGİLER VE KAYNAK TARAMALARI	4
2.1. B Tayf Sınıfı Yıldızlar	4
2.1.1. Sınıflandırma	4
2.1.2. Be ve kabuk yıldızları	6
2.1.3. P Cygni çizgi kesiti	8
2.2. O Tayf Sınıfı Yıldızlar	8
2.2.1. Sınıflandırma	9
2.2.2. Wolf-Rayet yıldızları	11
2.2.3. Kütle kaybı	12
2.2.4. O-tayf türü yıldızlar ve kütle aktarımı	12
2.2.5. Etkileşen yıldız rüzgarları	13
2.2.6. OB oymakları	15
2.3. HH Carinae Sistemi	16
3. MATERYAL VE METOT	18
3.1. Tayfsal Gözlemler	18
3.1.1. Tayflardan sinyal/gürültü oranının belirlenmesi	20
3.1.2. Tayf çizgilerinin belirlenmesi	21
3.1.3. Tayftan dikine hızların ölçülmesi	22
3.1.3.1. Gauss fiti yöntemi ve çizgilerde blending etkisi.....	22
3.1.3.2. KOREL programı	23
3.2. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Çözümü	23
3.3. Model Atmosfer Uygulaması	24
3.4. SHELLSPEC kodu	27
4. BULGULAR ve TARTIŞMA	29
4.1. HH Car Sisteminin Yörünge Parametrelerinin Belirlenmesi	29
4.2. Fotometrik ve Tayfsal Analiz	46
4.3. Yakın Çift Yıldız Parametreleri	51
4.4. HH Car Sisteminde Model Atmosfer Uygulamaları	53
4.5. Çevresel Maddenin Modellenmesi	56
5. SONUÇ	64
6. KAYNAKLAR	65
ÖZGEÇMİŞ	

SİMGELER VE KISALTMALAR DİZİNİ

Simgeler

a	Yarı-büyük Eksen Uzunluğu
e	Basıklık
ω	Enberinin Boylamı
q	Kütle Oranı ($K_1 / K_2 = M_2 / M_1$)
i	Yörünge Eğim Açısı
T_0	Başlangıç Minimum Zamanı
P	Yörünge Dönemi
R	Tayfsal Çözümleme Gücü
ρ	Yoğunluk (kütle)
$M_\odot$	Güneş Kütle
$R_\odot$	Güneş Yarıçapı
V_γ	Ortak Kütle Merkezinin Dikine Hızı
$M_{1,2}$	Bileşenlerin Kütleleri
$K_{1,2}$	Bileşenlerin Dikine Hızlarının Yarı-genlikleri
$\Omega_{1,2}$	Bileşenlerin Yüzey Potansiyelleri
$T_{1,2}$	Bileşenlerin Etkin Sıcaklıkları
$R_{1,2}$	Bileşenlerin Yarıçapları
$r_{1,2}$	Bileşenlerin Kesirsel Yarıçapları
$A_{1,2}$	Bileşenlerin Yansıtma (Albedo) Katsayıları
$g_{1,2}$	Bileşenlerin Çekim Kararma Katsayıları
$\log g$	Yüzey çekim ivmesinin logaritması
V_{rot}	Dönme Hızı
V_{synch}	Senkron Dönme Hızı
χ^2	Ki-Kare Değeri
$L_{1,2}$	Bileşenlerin Işıtmaları
ξ	Mikro Türbülans Hızı
T_{eff}	Etkin Sıcaklık
A_v	Johnson V bandında Yıldızlararası Sönümleme Miktarı
d	Uzaklık
ϕ	Evre Kayması Miktarı
M_v	Mutlak Parlaklık
M_{bol}	Bolometrik Parlaklık
c	Işık Hızı
°	Derece
'	Yay Dakikası
"	Yay Saniyesi

Kısaltmalar

Sp	Tayf Türü
H-R	Hertzprung-Russell Diyagramı
UV	Mor-öte
IRAF	Görüntü İndirgeme ve Analiz Programı (Image Reduction and Analysis Facility)
KOREL	Fourier Analizi ile Bileşen Yıldızların Ayrıştırılmış Tayflarını Veren Yazılım
NIST	Ulusal Standartlar ve Teknoloji Enstitüsü
CCD	Charge Coupled Device
O-C	Gözlenen ve Hesaplanan Minimum Zamanları Arasındaki Fark
S/G	Sinyal/Gürültü Oranı
SB1	Tek Tayf Çizgili Çift Sistem
SB2	Çift Tayf Çizgili Çift Sistem
WD	Wilson-Devinney Kodu
WR	Wolf-Rayet
LC	Işık Eğrisi
DC	Diferensiyel Düzeltme
JD	Jülyen Tarihi (Gün)
HJD	Heliosentrik Jülyen Tarihi (Gün)
MJD	Modifiye Jülyen Tarihi (Gün)
ESO	Avrupa Güney Gözlemevi
FEROS	The Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph
MPIA	Max Planck Astronomi Enstitüsü
WFI	Wide Field Imager
GROND	Gamma-Ray Burst Optical/Near-Infrared Detector
EEV	English Electric Valve
DRS	Veri İndirgeme Paketi
JKTLD	Kenar Kararması Katsayılarını Hesaplayan Kod
ASAS	All Sky Automated Survey
LTE	Lokal Termodinamik Denge Durumu
TE	Termodinamik Denge
NLTE	Lokal Termodinamik Dengenin Olmadığı Durum (<i>Non-LTE</i>)
H _α	Hidrojen-alfa
RLOF	Roche Lobu Taşması
rms	Kare Ortalama Kök Hata

ŞEKİLLER DİZİNİ

- Şekil 2.1. O9-B9 tayf türleri arasında, 8 adet yıldızın tayfları (Morgan, Keenan ve Kellman 1943). Kıyaslama yapılması açısından Hidrojen ve Helyum çizgilerinden bazıları kırmızı kutu içine alınmıştır. Hidrojen çizgilerinin artan sıcaklıkla, şiddetlerindeki değişim görülebilmektedir.....5
- Şekil 2.2. η Cma ve κ Hya yıldızlarının tayf türleri ve tayflarındaki H I çizgilerinin şiddet değişimi (Morgan, Keenan ve Kellman 1943).
H I çizgileri işaretlenmiştir.....6
- Şekil 2.3. Yıldız tayflarında görülen çift uçlu salma çizgi kesitine neden olan, yıldız ve etrafındaki disk/kabuk yapısı (Kogure ve Hirata 1982).
Taralı kısım, bakış doğrultusuna göre yıldız tarafından örtülen kısmı göstermektedir.....7
- Şekil 2.4. P Cygni çizgi kesitinin oluşumu. a) Merkezdeki gri bölge yıldızı, çevresindeki daire ise genişlemekte olan kabuğu göstermektedir. Kabuktaki taralı bölge, gözlenemeyen kabuk bölgesidir. b) P Cygni çizgi kesiti gösterilmektedir, λ_0 çizginin merkezi dalgaboyudur..... 8
- Şekil 2.5. O5-B0 tayflarından 7 adet anakol yıldızının tayflarındaki çizgiler (Morgan Keenan ve Kellman 1943). He I ve He II çizgilerindeki şiddetin değişimi işaretlenmiştir. Erken tayf türüne ilerlendikçe He I çizgisinin zayıfladığı He II çizgisinin ise şiddetinin arttığı görülebilmektedir..... 10
- Şekil 2.6. O6.5 tayf türünden farklı ışınım sınıflarındaki yıldızlarda Si IV ve O IV çizgisinin değişimi. Parlaklık arttıkça, Si IV çizgisinin P Cygni çizgi kesiti göstermeye başladığı görülmektedir. Grafiğin alt eksen $\text{\AA}$ biriminde dalgaboyunu belirtmektedir. Her bir tayfın sol alt tarafında HD numarası ile yıldızın ismi, sağ alt tarafında ise tayf türü gösterilmiştir (Walborn ve Panek 1984).....10
- Şekil 2.7. Bir WN5 yıldızı olan EZ CMA'ya ait 4200 – 6800 $\text{\AA}$ aralığındaki tayf kesiti. Görüldüğü gibi tayfta salma yapıları hakimdir.....11

Şekil 2.8	Yıldız rüzgarlarının çarpıştığı bölgede gösterilen “değme süreksizliği” ve oluşan şok bölgesi. Çarpışma bölgesindeki koyu kısımlar, maddenin hızla soğuyarak ince bir kabuk yapısı oluşturduğu kısımlardır. “D”, iki bileşen arasındaki uzaklığı, “d ₁ ” ve “d ₂ ” sırasıyla birinci ve ikinci bileşenin, değme süreksizliği bölgesine olan uzaklıklarıdır. Bileşenleri saran halkalar yıldızların etrafındaki gaz yoğunluğunu gösteren, yoğunluk çizgileridir. a) Değme süreksizliği bölgesi ve rüzgarların aynı fiziksel özelliklere sahip olması durumunda oluşabilecek şok bölgesinin konumu. b) Aynı hızda fakat farklı momentumlardaki rüzgarların oluşturduğu yapı. c) Sağ tarafta bulunan yıldızın rüzgarındaki soğuma miktarının fazla olduğu durum ve oluşan ince kabuksu yapı. d) İki yıldızdan gelen rüzgarın da hızla soğuduğu durum ve oluşturduğu ince kabuksu yapı (Stevens vd 1992).....	14
Şekil 2.9.	Oymakların galaktik düzlem boyunca gösterdikleri dağılımın haritası. Görüldüğü gibi oymaklar genel olarak galaktik düzlemde $\pm 20^\circ$ enlem aralığında bulunmaktadır.	15
Şekil 3.1.	Yıldız tayflarında, sıcaklık ve tayf türlerine karşılık, görülebilen çizgilerin şiddet değişimi.....	22
Şekil 4.1.	4471 Å He I çizgisinden gaussian fiti ile elde edilen ortalama dikine hız değerleri ve bu verilere yapılan en uygun dikine hız eğrilerinin gösterimi.....	30
Şekil 4.2.a)	Baş bileşen (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda, 3889 Å He I, 3890 Å H I blend olmuş çizgileri.....	31
Şekil 4.2.b)	Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4088-4116 Å Si IV, 4101 Å H I, 4120-4143 Å He I çizgileri.....	32
Şekil 4.2.c)	Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4340 Å H I, 4317 - 4348 Å O II çizgileri.....	33
Şekil 4.2.d)	Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4379 Å N III, 4388 Å He I çizgileri.....	34
Şekil 4.2.e)	Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4416 Å - 4447 Å O II çizgileri.....	35
Şekil 4.2.f)	Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda, 4471 Å He I, 4481 Å Mg II çizgileri.....	36
Şekil 4.2.g)	Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4541 Å He II, 4552-4567-4574 Å Si III çizgileri.....	37
Şekil 4.2.h)	Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4640 Å N III, 4650 Å C III, 4661-4676 Å O II, 4686 Å He II çizgileri.....	38

Şekil 4.2.i) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda, 4713 Å He I çizgisi.....	39
Şekil 4.2.j) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4921 Å He I çizgisi.....	40
Şekil 4.2.k) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 5015-5048 Å He I çizgileri.....	41
Şekil 4.2.l) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 5875 Å He I çizgisi.....	42
Şekil 4.2.m) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 6678 Å He I çizgisi.....	43
Şekil 4.2.n) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 7064 Å He I çizgisi.....	44
Şekil 4.3.a) HH Car sisteminin U bandındaki gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrisi fiti.....	48
Şekil 4.3.b) HH Car sisteminin B bandındaki gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrisi fiti.....	49
Şekil 4.3.c) HH Car sisteminin V bandındaki gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrisi fiti.....	50
Şekil 4.4 HH Car sistemindeki bileşenlerin sahip oldukları potansiyel yüzeyler.....	51
Şekil 4.5.a) Yoldaş bileşeni ait 4471 Å He I, 4481 Å Mg II çizgilerine yapılan model atmosfer fiti.....	54
Şekil 4.5.b) Yoldaş bileşene ait 5875 Å He I çizgisine yapılan model atmosfer fiti.....	54
Şekil 4.5.c) Yoldaş bileşene ait 6678 Å He I çizgisine yapılan model atmosfer fiti.....	55
Şekil 4.5.d) Yoldaş bileşene ait 4640 Å N III, 4650 Å C III, 4661-4676 Å O II, 4686 Å He II çizgilerine yapılan model fiti.....	55
Şekil 4.5.e) Yoldaş bileşene ait 4541 Å He II, 4552-4567-4574 Å Si III çizgilerine yapılan model fiti.....	56
Şekil 4.6. HH Car sisteminin H _α çizgileri. Sağ tarafta tayfların alındığı evreler belirtilmiştir.....	57

- Şekil 4.7. r_1 - q diyagramı ve HH Car da dahil olmak üzere bazı sistemlerin bu diyagramdaki yerlerinin gösterimi. r_1 , baş bileşenin kesirsel yarıçapı olup q ise kütle oranıdır. w_d ve w_{min} eğrileri Lubow ve Shu (1975) tarafından farklı q değerleri için hesaplanan kuramsal eğrilerdir. 58
- Şekil 4.8. HH Car sisteminin tayflarındaki çift uçlu salmaların ölçülen V (kısa dalgaboyu) ve R (uzun dalgaboyu) bileşenlerinin yörünge evresi ile değişimi.59
- Şekil 4.9. HH Car sisteminin H_α tayflarına yapılan kabuk ve kabuk + leke modellemesi. Sol tarafta, tayfların alındığı evreler verilmiştir.....61

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 3.1. HH Car sisteminin, <i>FEROS</i> tayfçekeri ile elde edilen tayflarına ait gözlem kütüğü. Burada, UT görüntü ortası zamanını göstermektedir.....	19
Çizelge 3.2. Her bir tayf bölgesindeki evreye karşılık S/G oranları	20
Çizelge 3.3. İncelenen bölgeler ve bu bölgelerdeki belirgin tayf çizgilerinin listesi	21
Çizelge 4.1. HH Car sistemi için farklı tayf bölgelerinde yapılan <i>KOREL</i> analizinin sonuçları. * işaretli bölgelerde, T_0 başlangıç minimum zamanı sabit tutularak çözüm yapılmıştır.....	45
Çizelge 4.2. HH Car sisteminin sonuç yörünge parametreleri ve hataları.....	45
Çizelge 4.3. HH Car sisteminin ışık eğrisinin çözümünden elde edilen model parametreleri. Parantez içindeki değerler, son basamaklardaki hataları vermektedir.....	47
Çizelge 4.4. HH Car sisteminin hesaplanan mutlak parametreleri.....	52
Çizelge 4.5. Modellemeler sonucunda, HH Car sistemi için elde edilen kabuk ve leke parametreleri	63

1. GİRİŞ

1.1. Çift Yıldızların Önemi

Çift yıldızlar, gökbilimciler için bir çok sebepten dolayı son derece önemlidirler. Bu sistemler yıllar boyu incelenmiş ve Newton mekaniği ile yerçekimi kuvvetinin, güneş sistemi dışında da geçerli olduğunun kanıtlanmasında kullanılmışlardır. Çift sistemlerin sayıca bol bulunması ve üzerlerinde çok sayıda inceleme yapılmış olması, yıldız oluşumuyla ilgili teorilerin gelişmesine olanak sağlamıştır. Etkileşen çift sistemlerin ömürlerinin son safhaları, bir çift sistemin üyesi olabilen beyaz cüce, nötron yıldızı ve kara delik gibi cisimlerin incelenmesinde de, doğal bir laboratuvar ortamı oluşturmaktadır. Ayrıca, O ve B tayf türü bileşenleri olan “OB” çift sistemlerinin, Yerel Grup galaksileri için birer uzaklık belirteci olarak kullanılması da söz konusudur (Giménez vd 1994). Bunların ötesinde, çift sistemler, yıldızların kütlelerinin ve yarıçaplarının doğrudan ölçülebilmesi için kullanılmaktadırlar.

Bileşenlerinin her ikisi de görsel olarak ayırt edilebilen “görsel” çift sistemlerde yörünge dönemi birkaç on yıl ıla birkaç yüz yıl arasında olabilmektedir. Bu sistemlerde bileşenlerin birbirleri etrafında takip ettikleri yörüngeler gözlenebilmekte ve buradan yörünge eğimi, basıklığı, dönemi ve yörünge açısı saniyesi cinsinden yarı büyük eksen uzunluğu elde edilebilmektedir. Uzaklık bilindiği takdirde, görsel yörüngeden mutlak yörünge parametrelerine geçilebilir ve yörünge dönemi ile yarı büyük eksen değerleri kullanılıp, Kepler’in üçüncü yasasıyla bileşenlerin ayrı ayrı kütleleri hesaplanabilir. Bu uzun dönemli sistemlerde özellikle yörünge gözlemleri çok uzun süreler gerektirdiği için, bu tür sistemler çift yıldız çalışmalarında daha az tercih edilmektedir.

Birçok çift sistemde, bileşenlerin birbirlerine yakın olması durumuna göre, sistemin bileşenlerini teleskoplarla ayırt etmek mümkün olmayabilir. Yörünge düzleminin bakış doğrultumuzda olmadığı, yörünge eğim açısının sistemde örtme-örtülme olayının gözlenmesine olanak sağlamayacak derecede küçük olduğu durumlarda tayfsal gözlemler öncelik kazanır. Yüksek çözünürlüklü tayfsal gözlemi yapılabilen birçok çift sistemin tayflarında, bileşenlerin tayf çizgileri ayrı ayrı görülebilmektedir. Bu çizgiler, tayfta, bileşenlerin yörünge hareketlerine göre, Doppler yasası çerçevesinde, dalgaboyunda kayma gösterirler. Çünkü, yörünge eğiminin sıfır dereceye yakın olduğu durumlar hariç, belirli bir yörünge eğim açısı, i , için, bileşenlerin, bakış doğrultumuzda zamana bağlı bir hareket bileşeni olacaktır. İki bileşenin tayf çizgisinin de gözlenebildiği bu tür sistemler “SB2” türü çift sistemler olarak adlandırılırlar. Bileşenlerden yalnızca birinin tayf çizgilerini belirleyebildiğimiz sistemlere “SBI” türü tayfsal çift sistemler denir.

Tayfsal çift olarak sınıflandırılan sistemlerde, bileşenlerin yörünge hızları tayftaki çizgilerin Doppler kaymalarından ölçülebilir. Dikine hız eğrisi elde edildiği takdirde yörünge açısı basıklık değerine de ulaşılabilmektedir. Bu parametreler yörünge dönemi ile birlikte, bileşenlerin kütleleri için birer alt limit değeri belirlemeye olanak sağlar. Fakat bunun için yörünge eğim açısı da bilinmelidir.

Sonuç itibariyle, çift sistemlerin önemi, tek yıldızların aksine, Kepler yasalarıyla doğrudan kütle belirlemeye olanak sağlamasından gelmektedir. Bu tür sistemlerde

yıldız yarıçaplarının duyarlı şekilde ölçülebilmesi ise, sistemin örten ve ayırık olmasını gerektirir. Çünkü kütle aktarımının var olması, yarı-ayırık ve değen sistemlerle yapılan tek yıldız evrimi araştırmalarında, kolaylıktan çok zorluk getirmektedir. Örten, ayırık SB2 türü çift sistemlerden elde edilen yıldız parametreleri, gözlemsel olarak elde edilebilen yıldız parametreleri içinde, en güvenilir olmaktadır. Bu sistemlerden elde edilen parametrelerin en duyarlı olanları, teorik yıldız evrim modellerinin test edilmesinde kullanılmaktadırlar.

1.2. OB Türü Çift Sistemler ve Önemi

Örten ve tayfsal çift sistemlerin araştırılmasında özellikle son 20 yıl içinde, *CCD* teknolojisinin ve tayftan dikine hız ölçme yöntemlerinin (çapraz-eşleştirme), tayfın bileşenlerine ayrılması (*KOREL*) tekniğiyle beraber gelişmesi sonucunda, önemli derecede ilerleme kaydedilmiştir. Bu sayede H-R diagramının bir çok bölgesinde kütle, yarıçap başta olmak üzere diğer yıldız parametreleri de oldukça yüksek doğruluklarla elde edilmiştir. Bu parametreler yıldız teorilerine sınırlamalar getirmede, onları test etmede kullanılır. Bu alandaki araştırmalar Anderson (1991) tarafından oldukça ayrıntılı şekilde ele alınmıştır. Fakat, H-R diagramındaki belirli bölgelerde veriler tatmin edici duyarlılıkta değildir. Bu bölgelerden bir tanesi de en sıcak yıldızların yani, O-B tayf türü yıldızların olduğu bölgedir.

O ve B tayf sınıfına ait yıldızların listelendiği, Hilditch ve Bell'in (1987) tarafından yapılan çalışmada, bu tür yıldızlar için belirlenen sıcaklık aralığı 15000-38000 °K'dir. Bu sıcaklıklarda, tayflarda, baskın şekilde Hidrojen Balmer serisi çizgileri ve geniş Helyum çizgileri bulunmaktadır. Bu çizgilerin, özellikle de bu sıcaklık aralığında, Stark Genişlemesi "Stark Broadening" etkisine maruz kalmaları ihmal edilmemesi gereken bir ayrıntıdır. Bu etki, yüksek derecede iyonize atomların olduğu ortamda, hareket halindeki iyonların sahip oldukları elektrik alan nedeniyle, Helyum ve Hidrojen atomlarının enerji düzeylerinde yarılmalara sebep olarak, tayf çizgilerini genişletir. Böylece çizgiler, normalde oldukça dar olmalarına rağmen, hem bu etkiyle hem de yıldızın yüksek dönme hızının etkisiyle genişler ve tayftaki gürültü seviyesinin içinde görünemeyecek hale gelebilir. Üstelik genişleyerek uzayan çizgi kanatları, yakındaki diğer çizgilerin üzerine binebilir. Böyle durumlarda, "line-blending" (çizgilerin iç içe geçmesi) etkisi tayfta oldukça etkili hale gelir. Çift sistemlerin tayflarında bu etki iki şekilde görülebilir. Birinci durumda, sadece bir bileşenin tayfında görülen, iki tayf çizgisinin birbirine karışması söz konusudur. Bu durum, çok büyük bir problem teşkil etmemesine rağmen özellikle yıldızın kimyasal bolluk analizi yapıyorsa dikkatle incelenmelidir. İkinci durumda ise, bileşen yıldızlara ait tayf çizgilerinin, birbirleriyle karışması söz konusudur ki bu durum analizi ve bileşenlerin temel parametrelerine ait sonuç değerlerini, ihmal edilemeyecek düzeyde etkileyebilir. Üstelik iç içe geçen tayf çizgileri aynı elementlere ya da farklı elementlere ait olabilir. Bu durum "pair-blending" etkisi olarak bilinmektedir ve günümüzde "tayf ayırıştırma (spectral disentangling)" gibi modern analiz teknikleri ile çözümlenebilmektedir. Ayrıca, yıldız atmosferlerinin modellenmesinde, tayf çizgilerinin yapısına doğrudan katkıda bulunan bu tür etkileri hesaba katarak, kapsamlı model atmosfer kodları kullanmak, elde edilen sonuçların doğruluğunu ve duyarlılığını arttırmaktadır.

Popper (1980), B5 ve daha erken tayf türleri içeren, aralarında ayrık, yarı-ayrık ve değen sistemlerin olduğu 20 çift sistem listelemiştir. Analizler sonucunda, bu sistemlerden sadece 4 tanesinin kütle değerlerinin, %15 doğrulukla, elde edilebildiğini belirtmiştir. Hilditch ve Bell (1987) bu listeyi genişletmeye çalışmışlar ve Popper'ın incelediği 20 sistemin de içinde olduğu, toplamda 31 sistemi inceledikleri yeni bir liste oluşturmuşlardır. Bu çalışmada kütle değerleri %10 hata ile belirlenebilmiştir. Anderson (1991), bu sistemler arasından sadece 8 sisteme ait parametreleri duyarlı bir şekilde elde edebilmiştir.

Literatürden elde edilen sonuçlar ışığında, OB türü çift sistemlerin araştırılması ve yüksek hassasiyette kütle, yarıçap gibi fiziksel parametrelerinin belirlenmesinin gerekli olduğu aşikardır. Özellikle erken tayf türünden tek ve çift yıldızların, evrimlerinin daha iyi anlaşılması ve bünyelerindeki fiziksel süreçlerin daha duyarlı şekilde ortaya konması için, OB türü sistemlerin incelenmesi çok önemlidir. Dolayısıyla bu tür sistemlerin çok sayıda tayfsal ve fotometrik gözlemlerine ihtiyaç vardır.

OB türü çift sistemler üzerinde yapılan araştırmalar, yıldız gözlemlerinde ve yıldız tayflarının incelenmesinde kullanılan yöntemlerin hızla gelişmesi sayesinde, artarak devam etmektedir. Böylece henüz detaylı şekilde incelenmemiş ve duyarlı fiziksel parametreleri elde edilmemiş olan bir çok OB türü sistem de araştırma konusu olmuştur. Bu tür sistemlerden bir tanesi de, güney yarımküreden gözlenebilen HH Car sistemidir.

Bu tez çalışmasında amaç, HH Car'ın 2011 yılında, La Silla / Şili'de, FEROS tayfçekeri ile elde edilmiş yüksek çözünürlüklü tayflarının ($R=48000$) ve literatürdeki fotometrik verisinin analizini yapmaktır. Bu sayede HH Car'ın bileşenlerinin duyarlı mutlak parametrelerinin belirlenmesi ve daha sonra, sistemin tayflarındaki H_{α} bölgesinde baskın şekilde görünen salma yapılarının modellenmesi hedeflenmiştir.

2. KURAMSAL BİLGİLER VE KAYNAK TARAMALARI

2.1. B Tayf Sınıfı Yıldızlar

Gökyüzünde, kolayca bulunabilen Avcı, Akrep gibi meşhur takımyıldızlarda, çıplak göze ilk çarpan bir çok yıldız B tayf sınıfındandır. Örneğin, kuzey yarımkürede, bahar aylarında rahatça gözlenebilen Spica ve Regulus, Avcı takımyıldızındaki kırmızı süperdev Betelgeuse, Avcının kemerindeki 3 parlak yıldızdan Mintaka (δ Ori) ve Alnitak (ζ Ori), Akrep (Scorpio) takımyıldızın baş bölgesini oluşturan yıldızlar ve Ülker açık kümesindeki 7 parlak yıldız, B tayf sınıfına ait yıldızlardır. Güneş sistemimize en yakın yıldızlar listesi içinde B tayf sınıfından bir yıldız bulunmasa da, gökyüzündeki en parlak 100 yıldızın üçte birini B tayf sınıfından yıldızlar oluşturmaktadır.

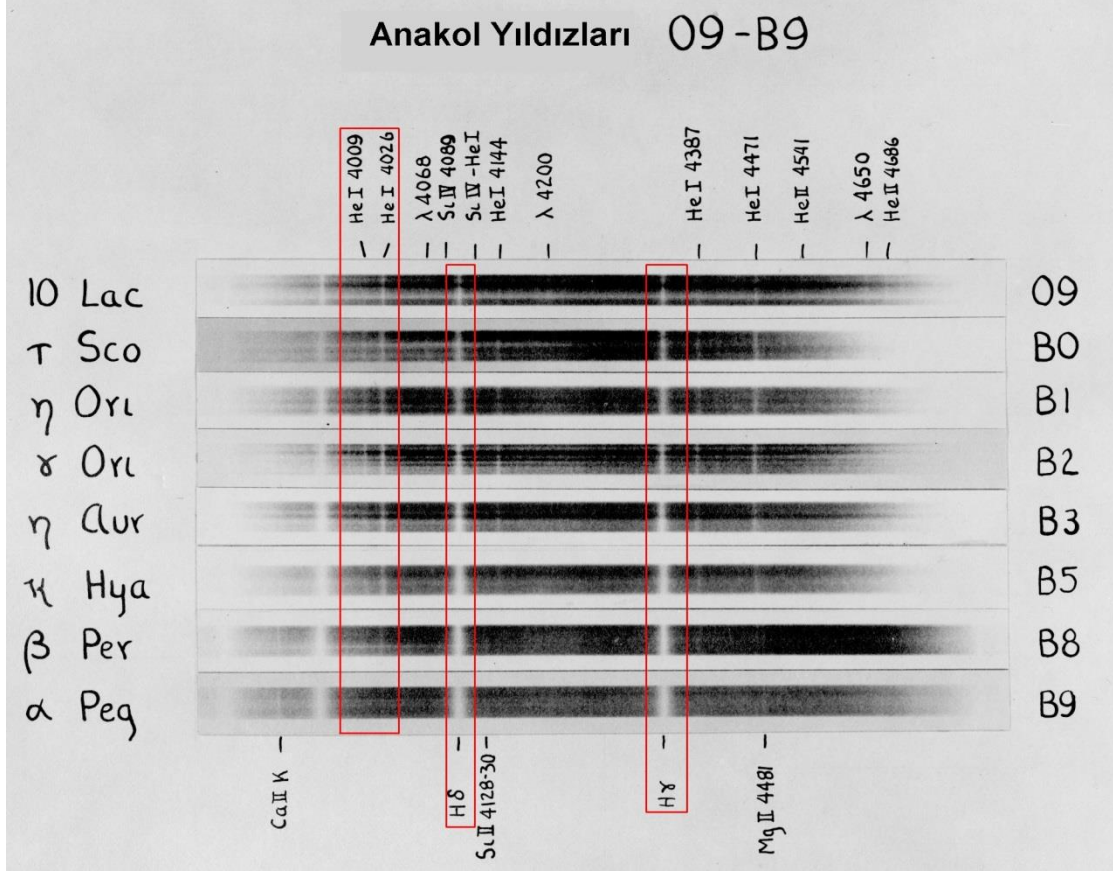
B tayf sınıfı yıldızlar, genellikle galaksimizin oldukça yoğun gaz ve toz içeren, disk bölgesinde, O tayf sınıfından yıldızlarla beraber, toplu halde bulunmaktadır. Disk nüfusunun büyük çoğunluğunu oluşturmaları sebebiyle, disk bölgesinin parlaklığının büyük kısmı da bu yıldızlardan gelmektedir. Ayrıca, Güneş sistemimizi çevreleyen, galaktik disk düzlemine göre küçük bir eğime sahip olan, parlak yıldızların oluşturduğu “Gould Kuşağı” bölgesindeki yıldızlar O ve B tayf sınıfına ait yıldızlardır. Bu yıldızların galaktik disk düzleminde toplanmış olmalarının başlıca sebebi, sahip oldukları büyük kütleleri sebebiyle, nükleer yakıtlarını oldukça hızlı şekilde tüketmeleri, dolayısıyla geç tayf türünden yıldızlara göre ömürlerinin oldukça kısa olması sebebiyle, doğum yerleri olan galaktik disk bölgesinden uzaklaşamamalarıdır.

B tayf sınıfı yıldızlar, yıldız nüfusunun büyük çoğunluğunda olduğu gibi daha çok çift ve çoklu sistemlerde bulunurlar. Kendileri gibi hatta kendilerinden daha büyük kütleli, daha parlak ve daha sıcak olabilen, O tayf sınıfı bileşenlerle OB türü sistemleri oluştururlar.

2.1.1. Sınıflandırma

Hidrojen Balmer serisi çizgilerinin en şiddetli görüldüğü A tayf sınıfı yıldızlardan, daha erken tayf sınıfları olan B ve O tayf sınıflarına gidildikçe, özellikle 9500 °K'den yukarıdaki etkin sıcaklık değerlerinde, bu çizgilerin şiddetleri azalmaya başlamaktadır. Yaklaşık 9500-10.000 °K mertebesinde, Balmer çizgileri veren nötr, uyartılmış Hidrojen atomlarının sayısı maksimum düzeye ulaşmaktadır. Bu eşik sıcaklığın üzerindeki değerlerde, H atomu hızlıca iyonize olmaya başlamakta ve Balmer soğurmasının şiddeti, nötr Hidrojen atomu (H I) miktarı ile birlikte düşüşe geçmektedir. He I çizgi şiddetlerinde ise artış gözlenmektedir. Bu çizgiler özellikle B9 tayf türünde görünür hale gelmekte ve daha B sınıfının daha erken tayf türlerine ilerledikçe He I çizgisinin şiddeti artmaktadır. He I çizgisinin şiddetindeki bu artış B2 tayf türüne kadar devam ettikten sonra, daha erken tayf türlerine gidildikçe, zayıflamaya başlamaktadır. Bu arada, iyonize Helyum (He II) çizgilerinin şiddeti ise hızla artmaktadır. Azalan He I çizgilerinin yerini artan He II çizgilerinin alması durumu B0 türü tayflarda rahatça görülebilmektedir. Bu durum sıcaklık yükseldikçe, artarak devam etmekte ve O tayf sınıfının genelinde, tayfta görülen bir özellik halini almaktadır. Metal çizgilerinin çoğu artık kaybolmuş ya da oldukça zayıflamıştır. Fakat Silikon (Si), Oksijen (O) ve Karbon

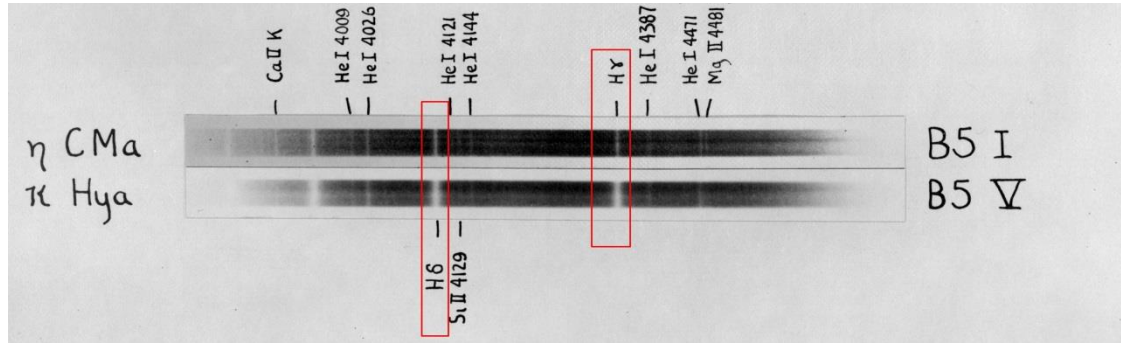
(C) gibi elementlerin yüksek iyonizasyon derecelerindeki soğurma çizgilerine halen rastlanabilmektedir. Şekil 2.1’de B tayf sınıfından farklı tayf türlerine sahip örnek yıldızlar ve tayfları gösterilmektedir. Erken tayf türlerine gidildikçe Hidrojen ve Helyum çizgi şiddetlerindeki değişim açıkça görülebilmektedir.



Şekil 2.1. O9-B9 tayf türleri arasında, 8 adet yıldızın tayfları (Morgan, Keenan ve Kellman 1943). Kıyaslama yapılması açısından Hidrojen ve Helyum çizgilerinden bazıları kırmızı kutu içine alınmıştır. Hidrojen çizgilerinin artan sıcaklıkla, şiddetlerindeki değişim görülebilmektedir

B tayf sınıfı yıldızların ışıınımları elektromanyetik tayfin UV bölgesinde oldukça baskındır. H-R diagramında, anakol üzerinde B tayf sınıfından O tayf sınıfına doğru ilerlendikçe, yıldızların UV bölgedeki ışıınımları da artar. Tayfin bu bölgesinde gözlenen tayfsal çizgiler tayf türü ve ısıtma sınıflandırması için kullanılan çizgilerdir. Bu tayf sınıflarında özellikle, Si IV ve C IV çizgi şiddetleri anakolda, cücelerden süperdevlere doğru gidildikçe artar, C II şiddeti ise azalır. Erken B tayf türü için Si IV veya C III çizgisinin He I çizgi şiddetine oranı kullanılır ki bu oran, artan sıcaklıkla beraber büyümektedir. Geç B tayf türü için ise, Si II veya Mg II şiddetinin de He I çizgi şiddetine oranı kullanılmaktadır. Bu oran ise, artan sıcaklıkla beraber azalmaktadır. Erken B tayf türü için Si IV veya C III çizgisinin He I çizgi şiddetine oranı kullanılır ki bu oran, artan sıcaklıkla beraber büyümektedir. Geç B tayf türü için ise, Si II veya Mg II şiddetinin de He I çizgi şiddetine oranı kullanılmaktadır. Bu oran ise, artan sıcaklıkla beraber azalmaktadır.

B tayf sınıfının genelinde kendini gösteren diğer bir özellik, Hidrojen çizgilerinin şiddetinin, yıldızın mutlak parlaklığı arttıkça, azalmasıdır. Bu etki B tayf sınıfında, aynı tayf türünden fakat farklı ısıtma sınıflarından yıldızlarda kolayca görülür. Örneğin B tayf sınıfından süperdevlerde, Hidrojen Balmer çizgi şiddetleri B türü anakol yıldızlarından çok daha zayıftır. Aynı etki B0 tayf türünde görülmeye başlayan He II için de söz konusudur ki, bu çizgi B0 türü anakol yıldızlarında kolayca fark edilebilirken, B0 türü devlerde neredeyse yok gibidir. Şekil 2.2’de B5 tayf türünden bir süperdev ve bir anakol yıldızı; η Cma ve κ Hya için, H I çizgilerindeki şiddet farklılıkları gösterilmiştir.



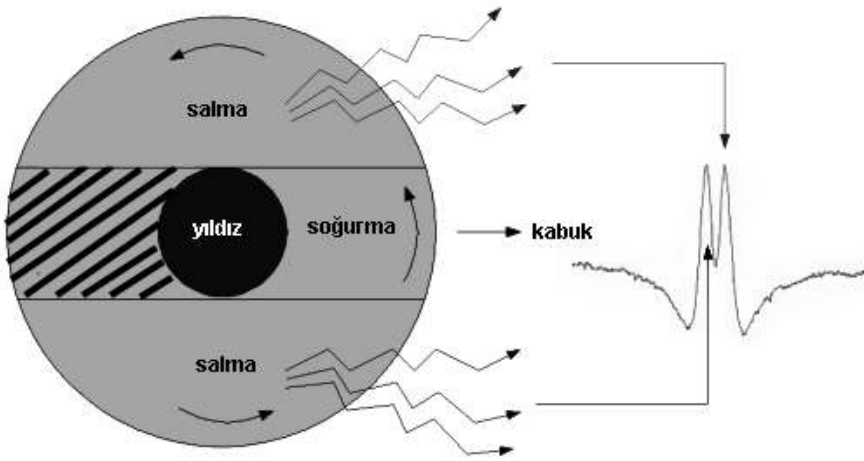
Şekil 2.2. η Cma ve κ Hya yıldızlarının tayf türleri ve tayflarındaki H I çizgilerinin şiddet değişimi (Morgan, Keenan ve Kellman 1943). H I çizgileri işaretlenmiştir

B tayf sınıfı ve türleri çok geniş bir sıcaklık aralığını kaplamaktadır. B9 tayf türü için yaklaşık 10.000 °K etkin sıcaklık verilirken, B0 tayf türü için yaklaşık 30.000 °K verilmektedir. (Habets ve Heintze 1981) Bu geniş sıcaklık aralığına bağlı olarak kütle değerlerindeki dağılım da oldukça fazla olmaktadır. Bu yıldızlar yaklaşık 3 $M_{\odot}$ - 20 $M_{\odot}$ arası kütle değerlerinde bulunmaktadır. Söz konusu durumda B sınıfının, standart alt türlere ayrılması yeterli olmamakta ve alt tür olarak B0.5, B9.5 tayf türlerine ihtiyaç duyulmaktadır.

2.1.2. Be ve kabuk yıldızları

Anakol üstünde yıldızların dönme hızı, B tayf sınıfında maksimuma ulaşmaktadır. Bu tayf türünde bulunan bazı yıldızlarda 200 km/s hızın üzerine çıkan dönme hızları gözlenmiştir. Bu yüksek dönme hızının, yıldızdan dışarı atılarak, yıldızı saran çevresel bir disk/halka yapısı oluşturabilen madde ile ilişkili olduğu düşünülmektedir (Kaler 1997).

Bazı B türü yıldızların tayflarında karakteristik olarak, geniş soğurma çizgileri üzerine binmiş salma yapıları görülmektedir. Bu sebeple, tayf sınıfının yanında, “salma” anlamındaki “emission” kelimesinin baş harfi bulunmaktadır. Bu tür yıldızlar “Be” türü yıldızlar olarak bilinirler. Bazı yıldızlarda genişleyen çevresel madde yıldızı saran bir kabuk halini almıştır. Bu tür yıldızlara “kabuk (shell) yıldızları” denilmektedir. Şekil 2.3’de, bu tür kabuk yıldızlarının tayflarında görülen çift uçlu çizgi kesitine neden olan geometri görülmektedir.



Şekil 2.3. Yıldız tayflarında görülen çift uçlu salma çizgi kesitine neden olan, yıldız ve etrafındaki disk/kabuk yapısı (Kogure ve Hirata 1982). Taralı kısım, bakış doğrultusuna göre yıldız tarafından örtülen kısmı göstermektedir

Tayfta soğurma ve salma çizgisinin oluşması “Kirchhoff ışınım yasaları” ile açıklanmaktadır (Böhm-Vitense 1989). 1859 yılında Gustav Kirchhoff, tayfta bulunan süreklilik, salma ve soğurma yapılarını inceleyerek deneysel kuramlar oluşturmuştur. Henüz atomdaki enerji seviyelerinin ve Bohr atom modelinin bilinmediği bir dönemde, bu üç temel tayf yapısını şu şekilde açıklamıştır:

1. Kirchhoff’un birinci yasası: Katılar, sıvılar ve yüksek basınç altındaki gazlar tüm dalgalı boylarında ışınım yayar ve sürekli tayf üretirler.

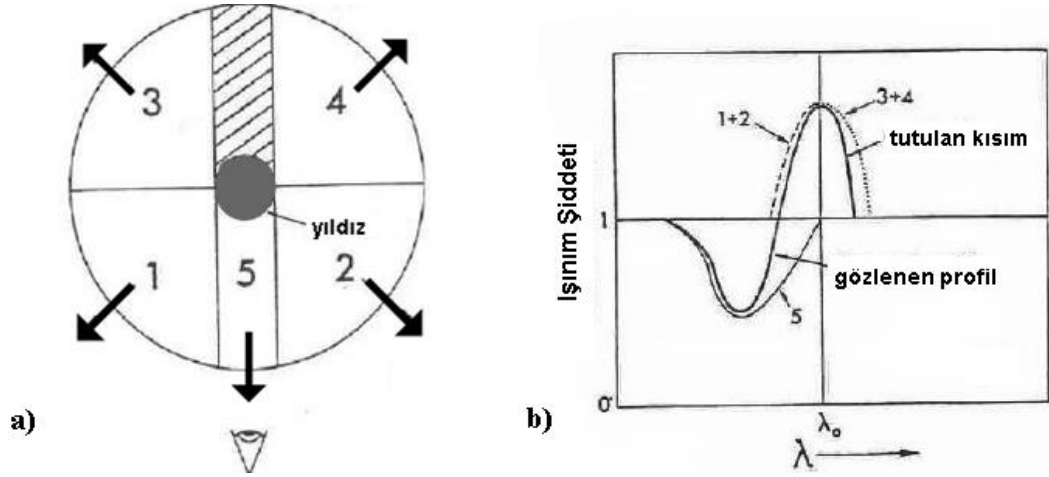
2. Kirchhoff’un ikinci yasası: Alçak basınç altındaki gazlar, gazın içerdiği kimyasal kompozisyona bağlı olarak belirli dalgalı boylarında parlak, salma çizgili tayf üretir.

3. Kirchhoff’un üçüncü yasası: Sıcak ve sürekli tayf veren bir ışık kaynağının önünde bulunan alçak basınçlı ve soğuk gaz, sürekli tayf üzerinde gazın kimyasal kompozisyonuna göre karanlık soğurma çizgileri üretir.

Burada görüldüğü gibi, Kirchhoff yasaları ile Be yıldızlarının tayflarında görülen salma yapılarının anlaşılmasında faydalı olacak temel ilkeler oluşturulmuştur. Bu salma yapılarının geometrisinin tam manasıyla anlaşılabilmesi için günümüzde bu yıldızlar Doppler Görüntüleme teknikleri ile incelenebilmekte ve bu kabuk/disk bölgelerinin sahip olduğu morfolojik yapılar belirlenebilmektedir. Ayrıca bu yapılar sadece optik bölgede değil, UV, kırmızı ve radyo bölgede de ışınım yayabildiklerinden, tayfin bu bölgelerinde yapılan gözlemler, bu tür yıldızlardaki fiziksel süreçlerin anlaşılmasında oldukça önem arz etmektedir.

2.1.3. P Cygni çizgi kesiti

B tayf sınıfına ait yıldızların tayflarında “P Cygni çizgi kesiti” ismi verilen yapılar görülebilmektedir. Bu yapılar, belirli bir tayf çizgisinde, tayfın mavi dalgaboyu tarafında soğurma ile birleşmiş salma şeklinde görünürler. Bunlar yıldız etrafında bulunan ve devinimini sürdüren çevresel bir halka yapısının değil, hızla genişlemekte olan bir zarf veya yıldız rüzgarlarının işaretçisidirler. Bu yapılar başlı başına bir tayf sınıfı oluşturmaz fakat erken tayf türlerinde rastlanan, belirgin bir özelliktir. P Cygni kesitindeki çizgilere O ve B tayf sınıfından yıldızların tayfları yanı sıra, gezegenimsi bulutsu tayflarında da rastlanmaktadır. Şekil 2.4.’de P Cygni çizgi kesiti ve oluşumu gösterilmiştir.



Şekil 2.4. P Cygni çizgi kesitinin oluşumu. a) Merkezdeki gri bölge yıldızı, çevresindeki daire ise genişlemekte olan kabuğu göstermektedir. Kabuktaki taralı bölge, yıldızın arkasında, gözlenemeyen kabuk bölgesidir. b) P Cygni çizgi kesiti gösterilmektedir, λ_0 çizginin merkezi dalgaboyudur

2.2. O Tayf Sınıfı Yıldızlar

O tayf sınıfına ait yıldızlar için, en sıcak, en parlak, en büyük kütleli ve en nadir özelliklerini kullanmak mümkündür. Avcı takımıyıldızının kemerinde bulunan δ ve ζ Orionis, bu tayf sınıfındandır ve yaklaşık 2 kadir görünür parlaklığında çift sistemlerdir. Bunlardan δ Orionis, O9 tayf türünden bir anakol yıldızı ve B0 tayf türünden bir dev yoldaş yıldızı bünyesinde barındırır. Kuzey yarımküreden gözlenen O tayf sınıfı yıldız sayısı çok az olmasına rağmen, Güney yarımküreden gözlenebilenlerin sayısı oldukça fazladır. Örneğin “O5” tayf türü bir süperdev yıldız olan ζ Puppis ve O7.5e türü bir bileşen ile bir Wolf Rayet yıldızı içeren γ^2 Velorum sistemi, Güney yarımküreden gözlenebilecek erken tür yıldızlar içinde en bilindik örneklerdir. Bu yıldızlar içlerinde bulundukları bulutsuları resmen kendileri aydınlatırlar. Işınım güçleri o kadar yüksektir ki, bu yıldızlar, yıldız oluşum bölgeleri için birer işaretçidirler.

Örneğin θ^1 Ori C, O6 tayf türünden olup, Orion Bulutsusu’nun parlaklığının büyük kısmından sorumludur. Bu sınıfa ait olup galaksinin bilinen en yüksek ısıtmasına sahip yıldızlarından bir tanesi de HD 93129A yıldızıdır. Bu yıldızın, O2 tayf türünden, parlak

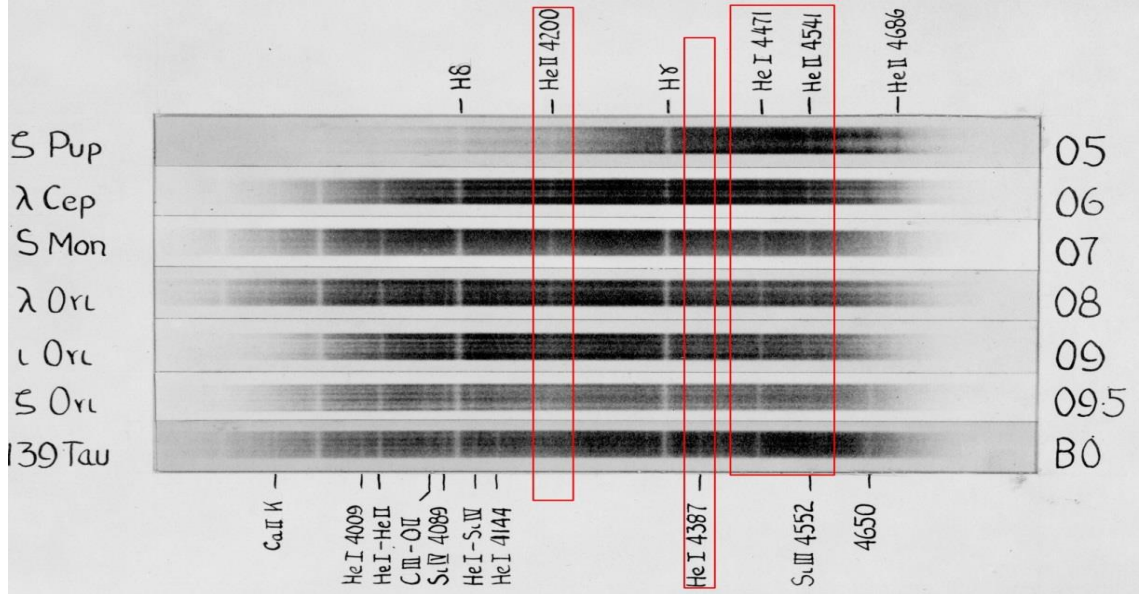
süperdev olduğu belirlenmiştir (Walborn vd 2002). Parlaklığıyla ve ilginç yapısıyla ünlü bir diğer sistem olan η Carinae'nin de içinde bulunduğu Carina bulutsusunda yer almaktadır.

O tayf sınıfından yıldızlar, ömürlerinin sonunda beyaz cüce haline gelemeyecek denli büyük kütlelidirler. Bunun yerine supernova patlaması meydana getirirler ve görkemli kalıntılar bırakırlar. Yaşamlarının çok hızlı olması ve merkezlerinde gerçekleşen kimyasal reaksiyonların açığa çıkardığı elementlerin yıldızlararası ortamı kimyasal açıdan zenginleştirmesi bakımından, özellikle galaksilerin evrimlerinde çok önemli bir konuma sahiptirler.

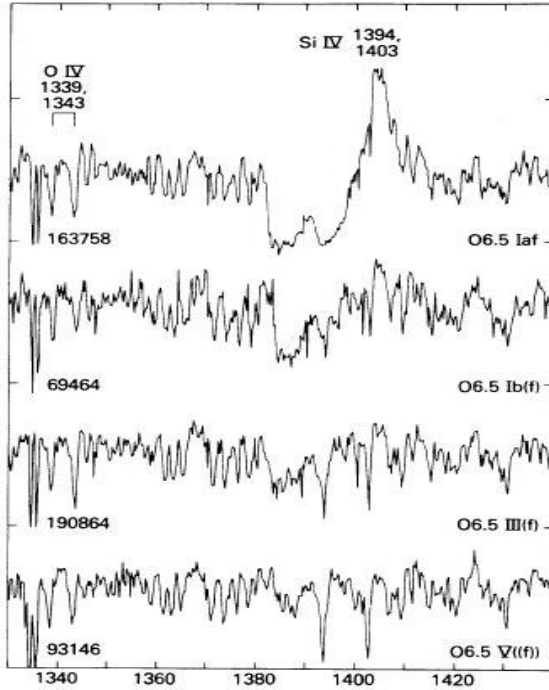
2.2.1. Sınıflandırma

O tayf sınıfı, diğer sınıfların aksine tayflarındaki salma yapılarından bağımsız olarak sınıflandırılmazlar. Bu yıldızlar o kadar büyük kütleli ve parlaktırlar ki, bir çok yıldız çevresel kabuk oluşturmaya yetecek kadar kütle kaybeder. Bu yıldızların, tayfta Hidrojen salma çizgileri gösteren türlerine "Oe" türü denilmektedir. 4686 Å He II, 4634 Å ve 4640 Å N III salması gösteren örneklerine ise "Of" türü denilmiştir. Bu türün de alt türleri olarak, tayflarında N III salması görünürken, 4686 Å He II çizgisi görünmeyen yıldızlar "O (f)" türü, N III iyonunun salma çizgilerini ve 4686 Å He II soğurması gösteren yıldızlar da "O ((f))" türü olarak adlandırılmıştır.

O tayf sınıfı yıldızların tayflarında Hidrojen çizgileri, He II çizgileri kadar şiddetli olsalarda da daha erken tayf türlerine ilerledikçe zayıflarlar ve He II soğurması baskın bir hal alır. He I çizgileri yerini He II ye bırakmaya başlar (Şekil 2.5). O tayf türleri genellikle He II ve He I çizgi şiddetlerinin oranlarına göre belirlenir. H-R diagramında erken O tayf türünün dev ve süperdevlerine doğru ilerlendikçe, artan parlaklığa karşı 4686 Å He II soğurma çizgisinin şiddetinin gittikçe zayıfladığı ve yavaşça salma çizgisine dönüştüğü de fark edilmiştir. Optik bölgede 4089 ve 4116 Å dalgaboyunda, mor-öte bölgede ise 1394 ve 1403 Å dalgaboylarında çiftler halinde görülen bu çizgi, aynı tayf türünden farklı ışınım sınıfına ait yıldızlar için bir belirteç olarak ele alınmaktadır. Bu çizgiler, özellikle O tayf sınıfına ait belirli bir tayf türünün farklı ışınım sınıfına ait yıldızlarda, örneğin süperdevlerde, P Cygni çizgi kesiti vermektedir. O tayf sınıfından dev ve süperdevlerin tayflarındaki Si IV çizgisinin, P Cygni çizgi kesiti yapısında bulunması, Şekil 2.6'da gösterilmiştir.



Şekil 2.5. O5-B0 tayflarından 7 adet anakol yıldızının tayflarındaki çizgiler (Morgan Keenan ve Kellman 1943). He I ve He II çizgilerindeki şiddetin değişimi işaretlenmiştir. Erken tayf türüne ilerlendikçe He I çizgisinin zayıfladığı He II çizgisinin ise şiddetinin arttığı görülebilmektedir

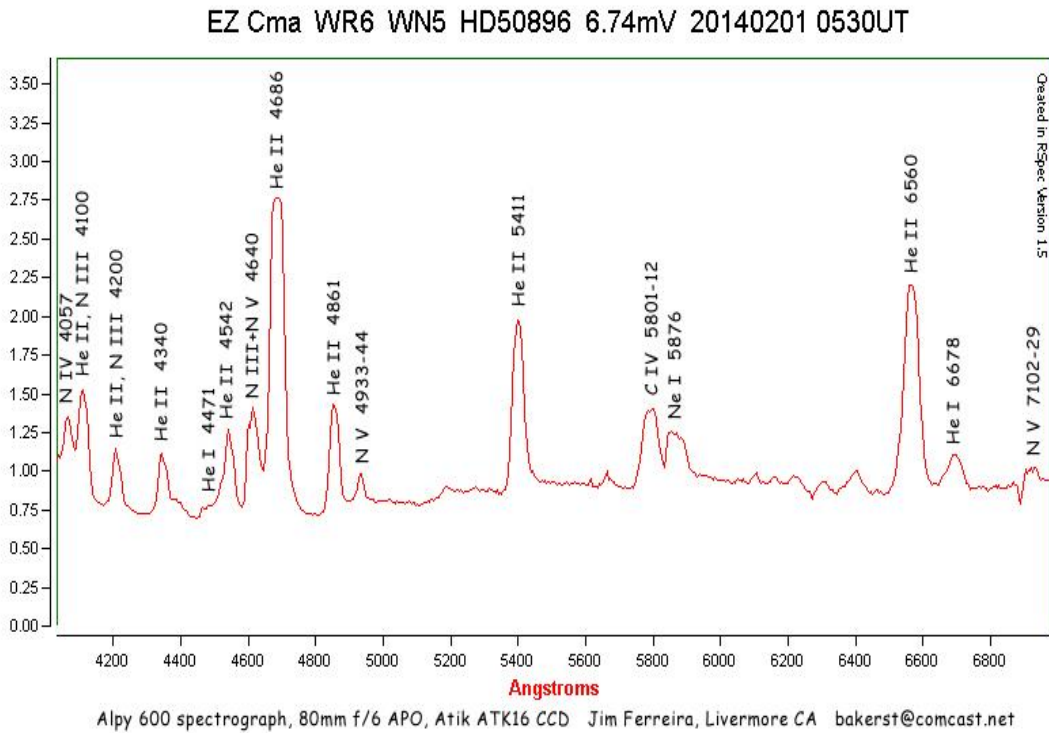


Şekil 2.6. O6.5 tayf türünden farklı ışınlım sınıflarındaki yıldızlarda Si IV ve O IV çizgilerinin değişimi. Parlaklık arttıkça, Si IV çizgisinin P Cygni çizgi kesiti göstermeye başladığı görülmektedir. Grafiğin alt eksen $\text{\AA}$ biriminde dalgaboyunu belirtmektedir. Her bir tayfın sol alt tarafında HD numarası ile yıldızın ismi, sağ alt tarafında ise tayf türü gösterilmiştir (Walborn ve Panek 1984)

2.2.2. Wolf-Rayet yıldızları

Wolf-Rayet (WR) yıldızları tayflarında geniş salma yapıları gösterirler. Bu yıldızlar o denli yüksek oranda kütle kaybetmektedirler ki, tayfta baskın olarak görülebilen tek şey, dışarı doğru akan düşük yoğunluklu gazın verdiği tayftır. Bu yüzden, tayflarında baskın olarak salma çizgileri görülmektedir. Bu yıldızlar WN ve WC türü olmak üzere iki ana gruba ayrılmıştır. WN türü Wolf-Rayet yıldızları tayflarında belirgin olarak Azot (N) elementine ait salma yapıları gösterirken, WC türü salma yapısında Karbon (C) çizgileri göstermektedir. WC türünün bazı örneklerinde azot, WN türünün bazı örneklerinde ise Karbon elementine ait çizgiler gözlenmesine rağmen, bu türler arasındaki ayırım oldukça nettir. Bunların dışında WO olarak adlandırılan ve oldukça nadir bulunan Wolf-Rayet yıldızları da bulunmaktadır. Bunlarda Karbon/Oksijen bolluk oranı 1'den küçüktür ve bu yıldızların, 25 $M_{\odot}$ 'den büyük kütleli olanları, supernova patlaması gerçekleştirmeden önceki son evrim aşaması olduğu düşünülmektedir (Meynet ve Maeder 2003).

WN ve WC türlerinde genel olarak Helyum çizgilerine rastlanır fakat Hidrojen'e ait çizgiler ya çok azdır ya da hiç yoktur. Şekil 2.7'de WN5 türü bir WR yıldızı olan EZ Cma'nın tayfindan bir kesit gösterilmektedir.



Şekil 2.7. Bir WN5 yıldızı olan EZ Cma'ya ait 4200 – 6800 Å aralığındaki tayf kesiti. Görüldüğü gibi tayfta salma yapıları hakimdir

2.2.3. Kütle kaybı

Of ve WR türü yıldızlarda birbirlerine benzer biçimde kütle kayıpları gerçekleştiği için, bu yıldızların tayflarında benzer yapıda salma çizgileri görülebilir. Of türü yıldızlar genelde elektromanyetik tayfin UV bölgesinde, P Cygni çizgi kesiti gösterirken, WR yıldızları hem UV bölgede hem de görünür bölgede P Cygni çizgi kesiti gösterirler. Kütle kaybı incelenirken, yıldızdan dışarı doğru akan gazın maksimum hızı için “terminal hız” ifadesi kullanılmaktadır. Bu hız, eğer tayfta bariz bir biçimde P Cygni çizgi kesiti görülüyor ise, buradaki soğurma çizgisinin mavi ucundaki dalgaboyu ölçülerek, Doppler formülü ile hesaplanabilir. Kütle kayıp oranlarını hesaplayabilmek ise bu işlemten biraz daha zahmetlidir. Öncelikle tayftaki çizgi şiddetlerini, bolluk cinsinden ifade etmek gerekmektedir. Başka bir deyişle, ilgili çizgiyi oluşturan iyonların sayısı hesaplanmalıdır.

Yapılan hesaplamalara göre, Of türü bir yıldız için ortalama kütle kaybı oranının yılda yaklaşık $10^{-5} M_{\odot}$ kadar olduğu tahmin edilmektedir. Fakat bu değer WR türü yıldızlar için $10^{-4} M_{\odot}$ kadar yüksek olabilmektedir (Langer vd 1994). Rüzgarın kırmızı öte ve radyo bölgede incelenmesi ile, yıldızların etrafında küçük bulutlar şeklinde kütle birikim bölgeleri fark edilebilmektedir.

Yüksek miktardaki kütle kayıpları, yıldızları bir tayf türünden başka bir tayf türüne çevirebilmektedir. Kütle kaybı ile ilgili yapılan hesaplamalar ve incelemeler sonucunda, WR türü yıldızların, Of türü yıldızların evrimlerindeki bir sonraki aşama olduğu ortaya çıkmıştır. Başlangıçta çok büyük kütleli ($\sim 50 M_{\odot}$) bir O yıldızının, çok büyük oranlarda kütle kaybetmesi sonucu, yıldızın dış katmanlarının atılması ve daha derinde bulunan iç katmanlarının ön plana çıkması ile, Karbon ve Azot’ça zengin olan WR yıldızlarının meydana geldiği düşünülmektedir.

2.2.4. O-tayf türü yıldızlar ve kütle aktarımı

Evrin yollarıyla yapılan kıyaslamalarda en yüksek ısıtmaya sahip O2 tayf türünden yıldızların $\sim 200 M_{\odot}$ ’e ulaşan kütle değerlerinin olabileceği görülmüştür (Walborn vd 2002). Böylesine büyük kütleli bir yıldız bir çift yıldız sisteminde bulunuyorsa ve eğer kütle oranı ($q=M_2/M_1$) çok küçükse, bu türden bir sistemin çift sistem olduğunun keşfi de zorlaşacaktır. O2 türünden büyük kütleli baş bileşenin, dikine hız eğrisi düşük genlikli olacaktır. Üstelik büyük kütle oranı, büyük ısıtma oranı anlamına gelir bu durumda ikinci bileşenin tayf çizgileri, gözlenen tayfta oldukça zayıf şiddette olacaktır (Rauw 2004).

Walborn vd’ nin (2002) çalışmaları göstermiştir ki, O2V-O3V tayf türlerindeki yıldızların kütleleri $50-200 M_{\odot}$ gibi oldukça geniş bir aralığa sahiptir. Bu aralığı küçülterek, duyarlı bir kütle aralığı bulabilmek için, büyük kütleli bileşen barındıran sistemlerin yüksek kalitede dikine hız eğrisi analizlerinin yapılması ve fotometrik olarak da gözlenmesi çok önemlidir. Böylece büyük kütleli tek ve çift yıldızların oluşumunda, kütle değerleri için bir üst limit farklılığının olup olmadığına dair bir çözüm, mümkün olabilir.

Erken tayf türü bileşenlere sahip çift sistemlerin incelenmesi ile elde edilen bilgiler ışığında büyük kütleli ve tek yıldızların parametrelerini de hesaplamak mümkündür. O ve B tayf türü yıldızlar içeren sistemlerin üzerindeki çalışmalar teorik olarak yeni modeller oluşturmak açısından bu sebeple büyük önem taşımaktadır. Sana vd (2001), HD 152248 (07.5 III(f) + 07 III(f)) sistemi üzerine çalışmalar yapmışlardır. Çalışma sonucunda, sistemdeki her iki bileşenin de sahip oldukları kütlelere göre yüksek ışıtmalı olduğunu bulmuşlardır. Gözlenen ışıtmalara karşılık gelen kütle değerlerinin evrim modellerinden bulunan kütlelerden %30 fazla olduğunu belirtmişlerdir. Bu durumu, çiftin daha önceden Roche Lobu Taşması (RLOF) aşamasından geçtiği şeklinde açıklamışlardır. Ayrıca, yıldızın dönmesinin de hesaba katıldığı tek yıldız evrim modellerinde, teorik ve gözlenmiş kütleler arasındaki bu uyumsuzluğu azaldığı fark edilmiştir.

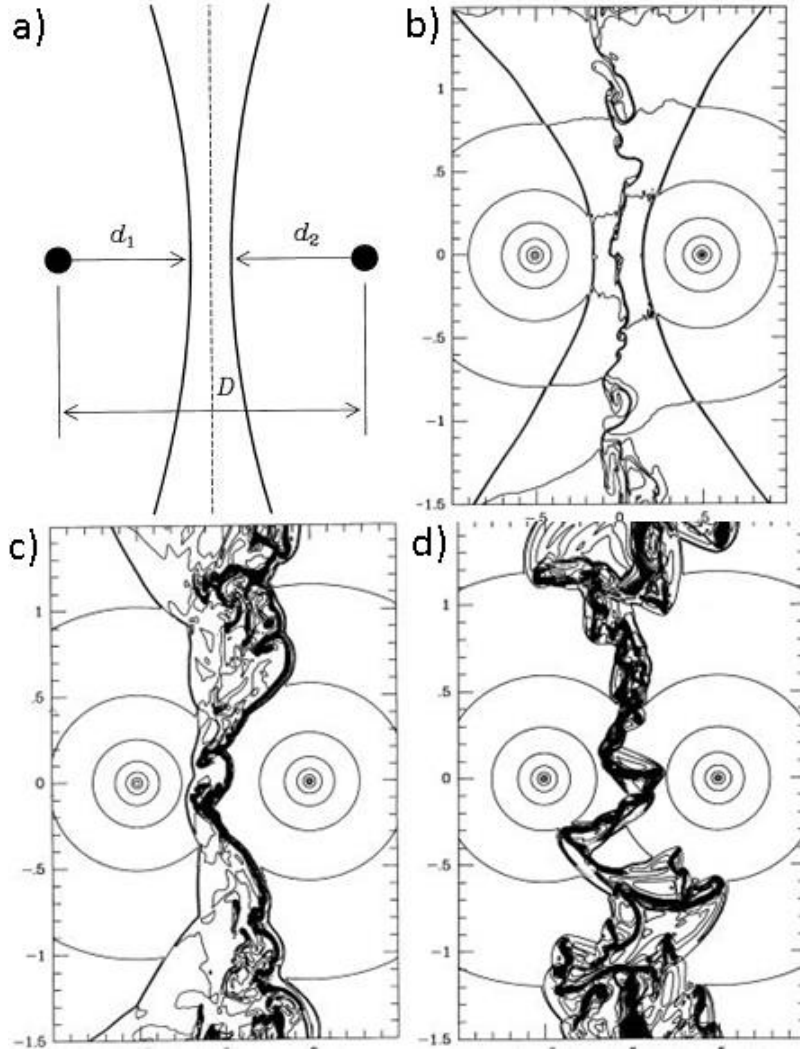
Yapılan çalışmalar göstermektedir ki, O ve B tayf türünden bileşenler içeren çift sistemlerin gözlenmesi, kütle değerlerinin duyarlı bir şekilde belirlenmesi, bu yıldızlar için oluşturulmuş evrim modellerinin geliştirilebilmesi bakımından gereklidir. Evrim modelleri ve gözlemsel veriler arasındaki kütle farklılıklarının, çift sistemlerin evrimleri ile doğrudan ilişkili olduğu düşünülmektedir. Dolayısıyla yıldız evrimini direkt olarak belirleyen kütle parametresinin doğru şekilde belirlenebilmesi, erken tayf türünden yıldızlarda gerçekleşen fiziksel süreçlerin anlaşılmasında şarttır.

2.2.5. Etkileşen yıldız rüzgarları

Erken tayf türünden yıldızlarda ses hızını aşan, çok yüksek hızlı rüzgarlar mevcut olabilir. Böyle erken tayf türünden iki yıldızın çekimsel olarak bağlı olması durumunda, yani bir çift sistemin üyesi olduklarında bileşenlerin yıldız rüzgarları birbirleriyle etkileşir. Rüzgarların etkileştikleri noktada, hidrodinamik şok bölgeleri oluşabilir. Çarpışma öncesi, rüzgarlardaki yüksek hız sebebiyle, çarpışma sonrası plazma sıcaklığı çok yüksek olabilmektedir ($\geq 10^7$ K). Bu durum şokla ısıtılmış plazma bölgesinin yaptığı ışınının x-ışın dalgaboylarında baskın olması anlamına gelir.

Yoğunlaşarak sıkışan yıldız rüzgarları, yıldız rüzgarlarının momentum dengesine bağlı olarak oluşan “değme süresizliği” ile birbirinden ayrılır. Bu süresizlik bölgesinde, etkileşen rüzgarların sıcaklıklarına ve yoğunluklarına bağlı olarak oluşan ince, kabuksu yapı ve bu yapının gösterebileceği dağılımlar Şekil 2.8’de gösterilmiştir. Büyük kütleli yıldızlar içeren sistemlerdeki, çarpışan yıldız rüzgarları şok bölgesinin fiziğini incelemek için doğal birer laboratuvar gibidirler. Yıldız rüzgarlarının çarpışması ile ilgili ilk teorik inceleme Prilutskii ve Usov (1976) ve Cherepashchuk (1976) tarafından ortaya konmuştur. Bu fiziksel durum ile ilgili olan ve ilk modellerin temelini oluşturan diferensiyel hidrodinamik denklemlerinin nümerik çözümleri, Lebedev ve Myasnikov (1988), Luo vd (1990) ve Stevens vd (1992) tarafından yapılmıştır. Süreç oldukça karmaşık olsa da, basit yaklaşımlarla rüzgar ve şok bölgesinin geometrisini ve fiziğini anlamada ilerleme sağlanabilir. Stevens vd (1992) yaptıkları çalışmada, yıldız rüzgarlarının bileşenlerin yüzeylerinden ne kadar uzakta çarpışacaklarına, çarpışma bölgesinde çarpışma sonrası (post-shock) gazın sıcaklık ve yoğunluğunun hesabına, çarpıştıktan sonra o bölgedeki gaz akışının kinematik durumuna ve x-ışın bölgesindeki gözlemlerine ilişkin oldukça detaylı formüller vermişlerdir.

Ayrıca yıldız rüzgarlarının çarpışmasıyla meydana gelen şok bölgesi, yüksek derecede radyatif ise, şokun etkisini çabuk yitireceğini belirtmişlerdir. Bu durumda temas bölgesindeki maddenin iyonizasyonu, şoktan daha çok yıldızların ışıınmaları ile sağlanmaktadır. Bu bölgedeki madde, tayftaki salma yapılarına katkıda bulunabilmektedir.

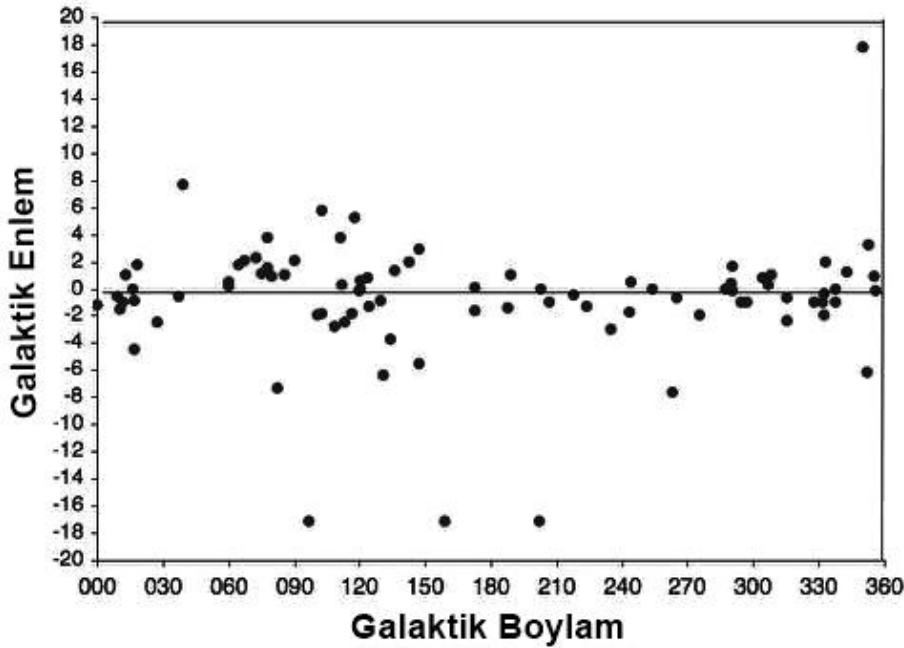


Şekil 2.8. Yıldız rüzgarlarının çarpıştığı bölgede gösterilen “değme süreksizliği” ve oluşan şok bölgesi. Çarpışma bölgesindeki koyu kısımlar, maddenin hızla soğuyarak ince bir kabuk yapısı oluşturduğu kısımlardır. “D”, iki bileşen arasındaki uzaklığı, “ d_1 ” ve “ d_2 ” sırasıyla birinci ve ikinci bileşenin, değme süreksizliği bölgesine olan uzaklıklarıdır. Bileşenleri saran halkalar yıldızların etrafındaki gaz yoğunluğunu gösteren, yoğunluk çizgileridir. a) Değme süreksizliği bölgesi ve rüzgarların aynı fiziksel özelliklere sahip olması durumunda oluşabilecek şok bölgesinin konumu. b) Aynı hızda fakat farklı momentumlardaki rüzgarların oluşturduğu yapı. c) Sağ tarafta bulunan yıldızın rüzgarındaki soğuma miktarının fazla olduğu durum ve oluşan ince kabuksu yapı. d) İki yıldızdan gelen rüzgarın da hızla soğuduğu durum ve oluşturduğu ince kabuksu yapı (Stevens vd 1992)

2.2.6. OB oymakları

O tayf sınıfına ait yıldızların oldukça büyük bir çoğunluğu erken B tayf türünden yıldızlarla beraber, O veya OB Oymakları denilen yıldız gruplarında yer almaktadır (Blaauw 1964). Oymaklar yıldız oluşum bölgelerini kapsayan, genç ve çok uzun ömürlü olmayan yıldız topluluklarıdır. Açık kümelerdeki yıldızların aksine, oymak yıldızlarının çekimsel olarak birbirlerine bağlılıkları ihmal edilebilecek düzeydedir bu yüzden bağlı olmadıkları kabul edilir. Buradaki yıldızlar, oluşum yerlerinden dışarı doğru uzaklaşıp dağılmaktadırlar.

Bunun bir sonucu olarak, çapça en büyük ve en çok alan kaplayan oymaklar, en yaşlı oymaklardır. OB oymakları galaksinin disk düzlemi boyunca yayılmış durumdadırlar. Bu dağılım Şekil 2.9'da verilmiştir.



Şekil 2.9. Oymakların galaktik düzlem boyunca gösterdikleri dağılımın haritası. Görüldüğü gibi oymaklar genel olarak galaktik düzlemde $\pm 20^\circ$ enlem aralığında bulunmaktadır

OB oymakları genel olarak, bir kaç düzineden, bir kaç bin yıldız kadar çok çeşitli bolluklarda yıldızlar içerirler. Bu oymakların çapları yüzlerce parsek olabilmektedir. Böyle bir alanda bulunan yıldızların oymak üyeleri olup olmadıkları kümenin ve yıldızın uzay hızlarına, uzaklıklarına, yaşlarına ve kimyasal bolluklarına göre belirlenmektedir. Oymaklar ve yıldızlar üzerinde yapılan uzay hızı ve dinamiği çalışmaları oldukça güvenilir sonuçlar vermektedir (Mathieu 1986). Ayrıca galakside keşfedilen tüm oymakların listesi ve sınıflandırılması Mel'nik ve Efremov (1995) çalışmasında verilmiştir.

2.3. HH Carinae Sistemi

HH Carinae (HH Car, HD 303503), O ve B tayf sınıfından iki yıldızdan oluşan ve görünür parlaklığı $11^m.49$ olan SB2 türü örten bir çift sistemdir. Güney yarımküreden gözlenebilen bu sistemin sağ açıklığı, α , $10^\circ 53' 36''.47$ dik açıklığı, δ , ise $-59^\circ 27' 18''.2$ olarak verilmektedir. Sistem, O'Connell (1968) tarafından Avustralya'daki Riverview College Gözlemevi'nde keşfedilmiştir. O'Connell, HH Car sisteminde çekimsel olarak birbirine bağlı iki yıldızın yanı sıra, çiftte çekimsel olarak bağlı olup olmadığı bilinmeyen, 1 tanesi çiftte yakın 2 tanesi ise uzak olmak üzere, toplamda 3 adet görsel bileşenin de olduğunu belirlemiştir. Çalışmasında 796 adet Riverview fotoğraf plağı ile yapılan gözlemlerden faydalanmıştır. Fotoğraf plaklarındaki görüntülerin çok net olmadığını belirterek verilerdeki duyarlılığın düşük olduğunu ifade etmiştir. Bu gözlemlerden belirlediği birinci ve ikinci minimum zamanlarını kullanarak sistemin ışık elemanlarını;

$$\text{Min I} = 2430860.162 (\text{HJD}) + 3^g.2315393 \text{ E} \quad (2.1)$$

$$\text{Min II} = 2430861.835 (\text{HJD}) + 3^g.2315674 \text{ E} \quad (2.2)$$

şeklinde elde etmiştir. Birinci ve ikinci minimum zamanlarından belirlediği dönemler arasında $0^g.0000281$ fark bulunmaktadır. Yani, minimumlar arasındaki mesafe değişmektedir. Bu durum, eğer sistem basık yörüngeliyse ve eksen dönmesi gösteriyorsa oluşabilmektedir. Eksen dönme dönemini belirlemek amacıyla elde ettiği ışık elemanlarını kullanarak sistemin O-C dönem analizini yapmıştır. Sonuç olarak ~ 660 yıllık bir eksen dönme dönemi belirlemiştir. Ayrıca, elde ettiği ışık eğrisinin analizinden sistemin dönemini, P , $3^g.23$, yörünge eğimini, i , $87^\circ.9$ ve basıklığını, e , 0.16 olarak hesaplamış, baş ve yoldaş bileşenin ışık katkılarını sırasıyla 0.546 ve 0.454 olarak vermiştir.

Soderhjelm (1975), sistemin UBV-bantlarında gözlemlerini yapmıştır. Gözlem gecelerine ait sönümleme katsayılarını belirleyerek elde ettiği verileri standart sisteme dönüştürmüştür. O'Connell'ın elde ettiği ışık eğrisinden daha farklı yapıda bir ışık eğrisi elde ettiğini belirten Soderhjelm, çift sistemin yörüngesinin dairesel olduğunu ve ışık eğrisinde dışmerkezlikli bir yörüngeye ait herhangi bir işaret bulunmadığını söylemiştir. Soderhjelm ayrıca, yoldaş bileşenin, baş bileşenden daha büyük ve daha parlak fakat daha soğuk olduğunu belirtmiştir. Sistemin yörünge dönemini $3^g.23$, yörünge eğimini $81^\circ.5$ ve baş bileşen kütlesinin, yoldaş bileşen kütlesine oranı, $1/q$, değerini 1.1 olarak bulmuştur. Soderhjelm (1975)'e göre, sistem yarı-ayrık (semi-detached) konfigürasyondur ve O-C analizi bileşenler arasında madde aktarımının gerçekleştiğine işaret etmektedir. Işık eğrisinde minimum kanatlarındaki çöküntüler de, yıldız etrafındaki çevresel maddenin yaptığı soğurmayı göstermektedir. Yani, minimumların öncesinde ve sonrasında görülen ışık şiddetindeki bu düşüşler, kütle aktarımının bir sonucu olarak meydana gelmiş disk ya da bulut yapısına bağlanmıştır. Çalışmasının sonucunda, bu durumu sistemden dışarı doğru bir kütle kaybı durumunun olabileceği fikriyle desteklemiştir.

Sistemin dikine hız eğrisi ilk kez Mandrini vd (1985) tarafından elde edilerek, tayfsal yörünge çözümü yapılmıştır. He I çizgilerinde gözlenen Doppler kaymalarını ölçen yazarlar HH Car'ın baş ve yoldaş bileşenlerinin dikine hız yarı genliklerini sırasıyla 202 ± 15 km/s ve 247 ± 8 km/s bulmuşlar ve sistemin tayfsal yörüngesinin basıklığı için $e = 0$ kabul etmişlerdir. Ayrıca, Mandrini vd (1985) bu çalışmalarında bileşenlerin kütlelerini ve boyutlarını da hesaplamışlardır. Oldukça saçılmalı noktalara sahip dikine hız eğrilerinden elde edilmiş tayfsal yörünge parametrelerini, Soderhjelm'in ışık eğrisi çözüm parametreleriyle birleştirerek çift sistemdeki baş ve yoldaş bileşenlere ait kütle değerlerini sırasıyla $17 M_{\odot}$ ve $14 M_{\odot}$, yarıçap değerlerini ise $6.1 R_{\odot}$ ve $10.7 R_{\odot}$ olarak hesaplamışlardır. Bu tayflardaki, He I 4471 Å çizgisinden daha sönük ve sadece bazı evrelerde net görülebilen He II 4541 Å çizgisinin varlığı, sıcak fakat daha küçük ve daha sönük olan baş bileşenin O8 tayf türünden bir anakol yıldızı olduğunu göstermiştir. Sıcak bileşenin soğuk yoldaş tarafından örtüldüğü birinci minimumda görülen şiddetli Si IV ve O II çizgilerinden hareketle, yoldaş bileşenin tayf türünü B0 III olarak belirlemişlerdir. Ayrıca, inceledikleri çizgilerde çevresel maddeye ilişkin tayfsal kanıt bulamadıklarını ve bu yüzden de yüksek çözünürlüklü tayflar ile H_{α} çizgilerine bakılması gerektiğini not etmişlerdir. Soderhjelm (1975)'in baş ve yoldaş bileşenler için sırasıyla 45000 °K ve 38000 °K olarak verdiği etkin sıcaklık değerlerinin, olması gerekenden yaklaşık 10000 °K daha yüksek olduğunun altını çizmişlerdir. Sistemde yakın çiftin dışındaki en parlak görsel bileşenin de tayfını elde eden yazarlar yine tayf çizgilerinden bu görsel bileşenin F0-2 II tayf türünden bir yıldız olup, 24 ± 5 km/s hızla hareket ettiğini belirlemişlerdir. Ancak görsel bileşenin sisteme fiziksel bağlılığı konusunda kuvvetli bir delil bulamamışlardır.

3. MATERYAL VE METOT

3.1. Tayfsal Gözlemler

HH Car sisteminin bu tez çalışmasında analiz edilen tayfsal gözlemleri Avrupa Güney Gözlemevi'nin (*ESO*) La Silla / Şili'deki 2.2-m çaplı *MPG/ESO* teleskobu ve ona takılı *FEROS* (The Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph) tayfçekeri ile yapılmıştır. *MPG/ESO* teleskobu, Almanya'daki Max Planck Astronomi Enstitüsü (*MPIA*) tarafından kurulmuştur. 1984 yılından beri faaliyetini sürdürmektedir. *ESO* ve *MPIA* gözlemcileri tarafından ortaklaşa kullanılmaktadır. Teleskobun bakımı ve işletmesi *ESO* tarafından yürütülmektedir. Çatal montaj bir Ritchey-Chretien teleskobu olan *MPG/ESO* teleskobu, deniz seviyesinden 2375 m yüksekte bulunmaktadır. Teleskop, üzerine monte edilmiş 3 adet cihaz ile beraber çalışmaktadır. Bunlardan WFI (Wide Field Imager), geniş alan görüntüleyici kameradır. Görüş alanı 34'x33' olup, 67 milyon pixel içermektedir (Baade vd 1999). *GROND* (Gamma-Ray Burst Optical/Near-Infrared Detector), gamma ışın patlamalarının ardıl ışınımını takip etmek için kullanılan dedektördür. İncelemeleri aynı anda 7 filtrede yapabilmektedir. 2007 yılında kullanılmaya başlanmıştır (Greiner vd 2008). *FEROS*, yüksek çözünürlüklü ($R=48000$) echelle tayfçekeridir. Elektromanyetik tayfın yaklaşık 350 nm ile 920 nm dalgaboyları arasındaki bölgesini tek bir tayf görüntüsüyle, 39 echelle dizisi (echelle order) boyunca elde etmektedir. Mekanik ve ısıl kararlılığı sayesinde çok hassas dalgaboyu kalibrasyonu yapılabilir. Aynı anda hem gökcisminin hem de gökyüzü (düz alan görüntüsü) ya da kalibrasyon lambalarının (dalgaboyu kalibrasyonu) tayflarını elde edebilen iki fiber kablo içermektedir. Bunların arasındaki mesafe gökyüzü düzlemi üzerinde 50 yay saniyesidir.

Dedektör olarak, inceltilmiş ve arkadan aydınlatmalı olan *EEV* türü 2k x 4k boyutlarında bir *CCD*'yi bünyesinde barındırmaktadır. Bu türden *CCD*'lerin kuantum etkinlikleri oldukça yüksektir ve *FEROS* için bu değer, 450 nm dalgaboyunda %98 olarak ölçülmüştür (Kaufer vd 1999).

Gözlemlerin indirgenmesi için, *FEROS*'a ait bir veri indirgeme yazılımı Heidelberg/Almanya'da geliştirilmiştir. *ESO-MIDAS* sistemine dahil edilen bu yazılım "feros" ismiyle, *MIDAS* yazılımıyla beraber dağıtımındadır. Yazılım, özellikle çift fiberli bir tayfçeker olan *FEROS* için geliştirilmiş ve optimize edilmiştir. Bu program, echelle dizilerini (order) ayıklama görevinin yanı sıra, kozmik ışınları temizlemede de kullanılabilir. Tayfların indirgenmesi işleminde, bias etkisi çıkarma, düz alan görüntüsünün normalizasyonu, echelle dizilerini ayıklama işlemi ve dalgaboyu kalibrasyonu gibi temel basamaklar bu yazılımla gerçekleştirilmiştir. Yazılımla ilgili ayrıntılı bilgiye erişmek, internet üzerinden kullanım ya da bilgisayara indirme işlemi için Avrupa Güney Gözlemevi'ne ait web adresi (www.eso.org) üzerinden "DRS" adı altında arama yapılabilir.

HH Car sisteminin toplam 22 adet tayfı 2011 yılının Mart ayında Christian Nitschelm tarafından La Silla'da *FEROS* tayfçekeri ile elde edilmiştir. (Bakış vd 2015). Alınan tayflara ait gözlem kütüğü Çizelge 3.1'de verilmektedir. Her bir tayf görüntüsünü için, ilgili tayf dosyasındaki "header" kısmından, tayf görüntüsünün başlangıç zamanı (MJD) alınmıştır. Daha sonra, "MJD = JD - 2400000.5" eşitliği

gereği, bu tarihlerin her birine 0.5 eklenmiş ve Jülyen tarihleri elde edilmiştir. Poz süresi ortası Jülyen tarihlerini hesaplamak için, 1200 saniyelik poz süresinin yarısı başlangıç zamanlarına eklenmiştir. Daha sonra HH Car sisteminin, sağ açıklık ve dik açıklık değerleri dikkate alınarak, bu tarihler güneş merkezli Jülyen Tarihi'ne (HJD) çevrilmiştir. HH Car sisteminin tayflarına ait evreler hesaplanırken, başlangıç minimum zamanı, T_o , ve yörünge dönemi, P , değerleri Kreiner (2004)'den alınmıştır. Yapılan analizler sonucu güncellenen T_o zamanları ile Çizelge 3.1'de verilen evreler hesaplanmıştır.

Çizelge 3.1. HH Car sisteminin, *FEROS* tayfçekeri ile elde edilmiş tayflarına ait gözlem kütüğü. Burada, *UT* görüntü ortası zamanını göstermektedir

No	Dosya	HJD	Tarih	UT	Evre
1	f031910000	2455647.5586	27.03.2011	01:24:23	0.512
2	f032010000	2455647.5731	27.03.2011	01:45:16	0.516
3	f032810000	2455647.7272	27.03.2011	05:27:10	0.564
4	f032910000	2455647.7417	27.03.2011	05:48:03	0.569
5	f045610000	2455648.6492	28.03.2011	03:34:51	0.849
6	f045710000	2455648.6637	28.03.2011	03:55:44	0.854
7	f058010000	2455648.4970	28.03.2011	23:55:41	0.112
8	f058110000	2455649.5115	29.03.2011	00:16:34	0.116
9	f058610000	2455649.5874	29.03.2011	02:05:51	0.140
10	f058710000	2455649.6019	29.03.2011	02:26:44	0.144
11	f059010000	2455649.6498	29.03.2011	03:35:43	0.159
12	f059110000	2455649.6643	29.03.2011	03:56:36	0.164
13	f072510000	2455650.5838	30.03.2011	02:00:40	0.448
14	f072610000	2455650.5983	30.03.2011	02:21:33	0.453
15	f072710000	2455650.6129	30.03.2011	02:42:35	0.457
16	f072810000	2455650.6274	30.03.2011	03:03:27	0.462
17	f072910000	2455650.6423	30.03.2011	03:24:55	0.466
18	f073010000	2455650.6568	30.03.2011	03:45:48	0.471
19	f073110000	2455650.6713	30.03.2011	04:06:40	0.475
20	f073210000	2455650.6859	30.03.2011	04:27:42	0.480
21	f085610000	2455651.5233	31.03.2011	00:33:33	0.739
22	f085710000	2455651.5378	31.03.2011	00:54:26	0.743

3.1.1. Tayflardan sinyal/gürültü oranının belirlenmesi

Tayflardan sinyal/gürültü (S/G) oranlarını hassas bir şekilde belirleyebilmek için, tayfin salma ve soğurmalardan etkilenmemiş, kozmik ışınlarla ya da CCD'deki bozuk piksel etkilerine maruz kalmamış bölgelerinin seçilmesi gerekir. Çizelge 3.1'den görüldüğü gibi, alınan tayfların zamanlarına bakıldığında ard arda gelen iki tayfin birbirlerine çok yakın evrede olduğu görülmektedir. Birbirlerine çok yakın evrelerde bulunan herhangi iki tayfta, sistemin bileşenleri yörüngelerinde çok fazla hareket etmeyecektir. Ayrıca, yıldızlarda ani değişimler meydana gelmiyor ise, salma ve soğurma çizgilerinin tayftaki yerinin ve şiddetinin bu iki evre süresince sabit kaldığı varsayılabilir. Bu nedenle, ardışık iki evredeki tayfların birbirine bölünmesi ile, kısa evre aralığı içinde değişim göstermeyen diğer tüm etkilerle beraber, salma ve soğurma yapıları da ortadan kalkacaktır.

Bölme işlemi yapılmadan önce tayflar, belirli dalgaboyu aralıklarındaki bölgelere ayrılmalı ve bu bölgelere süreklilik düzeltmesi (normalizasyon) yapılmalıdır. Ard arda gelen iki evredeki normalize edilmiş tayflar birbirine bölündükten sonra elde edilen tayf için S/G değerleri belirlenebilir. Çizelge 3.2'de, *IRAF* programında yapılan bu işlem sonucunda, HH Car'a ait tayfların ayrılmış bölgeleri ve bu bölgelerdeki S/G oranları verilmektedir. Buna göre 4000, 5000, 6000, 7000 ve 8000 Å'da ortalama S/G oranları sırasıyla, 46, 94, 114, 113 ve 94 şeklinde hesaplanmıştır.

Çizelge 3.2. Her bir tayf bölgesindeki evreye karşılık S/G oranları

Evre	Dalgaboyu (Å)				
	4000	5000	6000	7000	8000
0.112 / 0.116	35	88	97	92	83
0.140 / 0.144	53	104	120	133	108
0.159 / 0.164	46	93	117	124	99
0.448 / 0.453	48	96	116	119	95
0.457 / 0.462	45	95	121	117	88
0.466 / 0.471	45	94	115	115	93
0.475 / 0.480	45	83	110	97	81
0.512 / 0.516	38	76	106	104	89
0.564 / 0.569	36	85	96	105	86
0.739 / 0.743	54	100	127	121	97
0.849 / 0.854	55	115	127	122	115

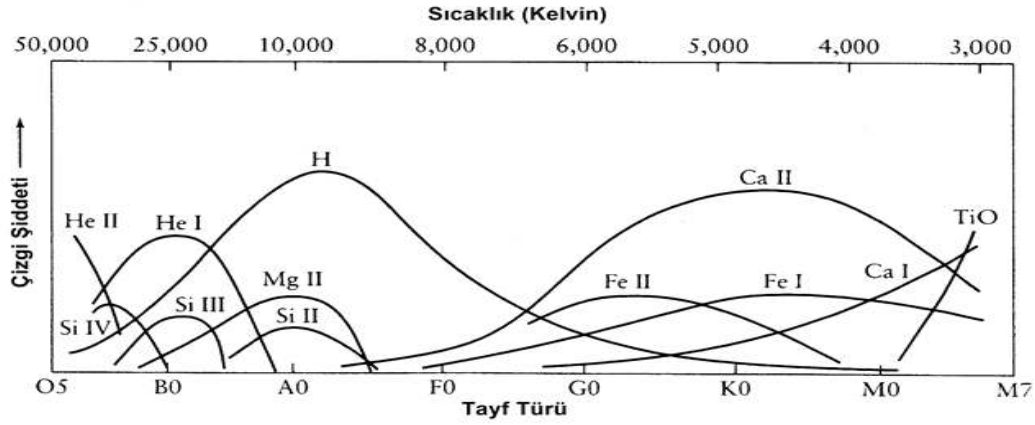
3.1.2. Tayf çizgilerinin belirlenmesi

HH Car sistemine ait tayflar mavi bölgede $\sim 3800 \text{ \AA}$ dalgaboyundan itibaren, belirgin tayf çizgilerinin görüldüğü bölgelere göre ayrılmıştır. Böylece, dalgaboyu aralığı 50 ila 150 $\text{\AA}$ arasında değişen tayf bölgeleri oluşturulmuştur. Bu bölgelerin süreklilik düzeltmesi *IRAF* programındaki “*continuum*” taskı ile yapılarak tayflar normalize edilmiştir. Her bölge için normalize edilen tayflardaki çizgilerin hangi elemente ait olduğu, *NIST* atomik çizgi veritabanından yararlanılarak belirlenmiştir. Çizelge 3.3’de, bu bölgelerdeki belirgin tayf çizgilerinin listesi verilmektedir.

Bilindiği gibi, yıldızlarda hangi tayf türlerinde, hangi elementlere ait çizgilerin görülebileceği atmosferin termodinamik şartları (T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$) ile bellidir. Şekil 3.1’de sıcaklık ve tayf türüne karşılık çizgi şiddetleri gösterilmektedir. Buradan yola çıkarak incelenen sistemin tayflarında var olan çizgilerden, sistemin tayf türüne ilişkin ön bilgiye ulaşılabilmektedir. HH Car’ın tayflarında baskın olarak He I ile ikinci/üçüncü dereceden iyonlaşmış metal çizgilerinin yanı sıra He II çizgilerinin de görölüyor olması sistemin bileşenlerinin erken tayf türünden olduklarını göstermektedir.

Çizelge 3.3. İncelenen bölgeler ve bu bölgelerdeki belirgin tayf çizgilerinin listesi

İncelenen bölgeler ($\text{\AA}$)	Aralık ($\Delta\lambda$)	Çizgi ($\text{\AA}$)
3872 – 3902	30	3889 He I, 3890 H I
4010 – 4041	31	4026 He I
4065 – 4187	122	4088-4116 Si IV, 4101 H I, 4120-4143 He I
4305 – 4367	62	4340 H I, 4317-4348 O II
4367 – 4400	33	4379 N III, 4388 He I
4400 – 4461	61	4416-4447 O II
4456 – 4487	31	4471 He I, 4481 Mg II
4528 – 4590	62	4541 He II, 4552-4567-4574 Si III
4628 – 4690	62	4640 N III, 4650 C III, 4661-4676 O II, 4686 He II
4700 – 4761	61	4713 He I
4829 – 4891	62	4860 H I
4904 – 4935	31	4921 He I
5000 – 5062	62	5015, 5048 He I
5853 – 5885	32	5875 He I
6540 – 6590	50	6563 H $_{\alpha}$
6660 – 6692	32	6678 He I
7030 – 7090	60	7064 He I



Şekil 3.1. Yıldız tayflarında, sıcaklık ve tayf türlerine karşılık, görülebilen çizgilerin şiddet değişimi

3.1.3. Tayftan dikine hızların ölçülmesi

Dikine hız ölçümleri dalgaboyu kalibrasyonu yapılmış ve normalize edilmiş tayflardan iki farklı yöntem kullanılarak; çizgi merkezlerine Gaussian profili fit edilerek (*Gauss Fiti Yöntemi*) ve *KOREL* programı kullanılarak bileşke tayfın bileşenlerine ayrıştırılması tekniği ile yapılmıştır. Bu şekilde dikine hızların ölçümünde iki bağımsız yöntemi kullanmak, ölçümlerin denetlenmesi açısından önemlidir. HH Car çift sisteminin, dikine hız ölçümünü yapmak için öncelikle *IRAF* programı kullanılarak, Gauss fiti yöntemiyle tayf çizgilerine ait merkezi dalgaboyları okunmuş ve Doppler formülü ile dikine hızlar elde edilmiştir. Bu değerler kullanılarak elde edilen dikine hız eğrisinin analizinden ilk adımdaki yörünge parametreleri hesaplanmıştır. Bulunan parametreler Fourier Analizi tekniğini kullanan *KOREL* programı için birer başlangıç parametresi olarak ele alınmıştır.

3.1.3.1. Gauss fiti yöntemi ve çizgilerde blending etkisi

Tayf çizgilerinden dikine hız ölçümü yapmak için incelenen çizgiye ait çizgi merkezinin doğru bir şekilde belirlenmesi gerekir. Çizgi merkezinin dalgaboyu, ilgili elementin laboratuvar dalgaboyu ile karşılaştırılarak, Doppler formülünden bu çizgiye ait dikine hız değeri hesaplanır.

SB2 türü bir örten çift sistem olan HH Car'ın tayflarında bileşenlerin her ikisine ait çizgiler görülebilmektedir. Özellikle her iki bileşende de nispeten daha kuvvetli olan Hidrojen ve Helyum elementlerine ait çizgilerin yörünge hareketi boyunca yer değiştirdiği kolayca görülebilir. Ancak bileşke tayfta H_{α} çizgisinde salma ve her iki bileşenin genişlemiş çizgi kesitleri göze çarpmaktadır. Hidrojen çizgilerinin salma göstermesi ve metal çizgilerinin de çok sık olması nedeniyle HH Car sisteminin dikine hız ölçümlerinde, her iki bileşen için de uygun olan Helyum çizgileri kullanılmıştır.

Bileşenlerin tayf çizgilerinin iç içe geçme durumu (blending) yüksek dönme hızına sahip erken tayf türü yıldızların Hidrojen çizgilerinde, Helyum ve diğer metal çizgilerine göre daha çok görülür (Petrie vd 1967). Aynı tayf çizgileri arasında görülen

bu blend etkisi Tatum (1968) tarafından teorik olarak ayrıntılı bir biçimde araştırılmıştır. Yapılan çalışmalarda, bu etkinin şiddetinin, bileşenlere ait çizgi genişliklerinin bileşenler arası ayrıklığa oranı ile ilişkili olduğu bulunmuştur. Hilditch (1973) yaptığı çalışmada, SB2 türü bir sistem olan 57 Cygni üzerinde bu etkiyi incelerken, He I, Si II, Mg II ve C II çizgileri üzerinde çalışmış ve metal çizgilerine göre, Helyum çizgilerinin iç içe geçme etkisinden daha fazla etkilendiğini belirtmiştir. Bu etkinin baskın olduğu durumlarda, çizgiler birbirleri içine fazlaca geçtiği için dikine hız eğrisinin genlik değerleri normalden daha düşük belirlenir. Bu nedenle, olması gerekenden daha düşük kütle değerlerine ulaşılır (Petrie vd 1967). Andersen vd (1980)'de yayınlanan ve bileşenler arasındaki çizgilerin iç içe geçme etkisini inceledikleri makalelerinde O8 ile A8 tayf türleri arasındaki yıldızlar için, Helyum çizgilerinden bileşen kütlelerini %10 daha küçük bulurken, Hidrojen Balmer çizgilerinden ise kütle değerlerini %40 daha küçük belirlemişlerdir. Erken tayf türünden, hızlı dönen yıldızlar içeren çift sistemlerin kütle değerlerindeki duyarlılığın düşük olmasının önemli sebeplerinden birisi de çizgilerin iç içe geçmesinden kaynaklanan yanlış dikine hız ölçümüdür.

3.1.3.2. KOREL programı

Fortran programlama dilinde yazılmış olan *KOREL* (KORelation ELeMents), Petr Hadrava tarafından programlanmıştır (Hadrava 1995, 2004). Programın amacı, çift veya çoklu bir sisteme ait (en fazla beş bileşen içeren), tayfları Fourier dönüşümlerini kullanarak, bileşenlerine ayırmaktır. Böylece, bileşenlerin her birinden gelen tayflardaki çizgiler ayrı ayrı elde edilebilmektedir. Girdi parametrelerine göre hem sistemin yörünge çözümünü hem de bileşenlerin dikine hızlarını verebilen *KOREL* programının internet üzerinden kullanımı da mevcuttur. HH Car'ın kompozit tayfları bu program ile bileşenlerine ayrıştırılmıştır.

3.2. Işık ve Dikine Hız Eğrilerinin Çözümü

HH Car çift sisteminin ışık eğrisi çözümü *Wilson-Devinney (WD)* kodunu (Wilson ve Devinney 1971, Wilson 1994) kullanan *PHOEBE* (Prša ve Zwitter 2005) arayüz programı ve bileşen yıldızların evrelere göre ışık katkılarını da çıktı olarak verebilen *WDWint56a* arayüz programı ile elde edilmiştir. Örtün çift yıldızların fiziksel parametrelerinin ve yörüngelerinin geometrik özelliklerinin çözülmesinde kullanılan WD programı, bu tür çalışmalar için oldukça sık kullanılan bir yazılımdır. Kod, Fortran dilinde yazılmış olup, bir çok işletim sisteminde çalışabilmektedir. WD, bileşen yıldızların biçimlerinin eşpotansiyel yüzeylerle tanımlandığı Roche modeli esas alınarak kodlanmıştır. Roche modeli ile ilgili ayrıntılı bilgiye Kopal (1959), Plavec ve Kratochvil (1964), Mochnecki ve Doughty (1972), Hilditch (2001) çalışmalarından ulaşılabilir.

WD kodu iki alt programdan oluşmaktadır. Bunlardan bir tanesi girilen parametrelere göre teorik ışık eğrisini ve dikine hız eğrisini çözümleyen *Light Curve (LC)*, diğeri de girilen parametrelerde diferensiyel düzeltme terimlerini bularak, girdi parametrelerini düzelten *Differential Correction (DC)*'dir.

Program genel yapısı itibariyle, yıllar içinde geliştirilmiş ve programa yeni özellikler eklenmiştir. Güncel haliyle, bir veya bir kaç renkte ışık eğrisi ile dikine hız eğrilerini (aynı anda en fazla iki tane dikine hız eğrisi olmak şartıyla) birlikte çözebilmektedir. Kodun analiz kısmında, çift sistemlerin konfigürasyonuna göre 8 mod bulunmaktadır. Bu modlar, -1, 0, 1, 2, 3, 4, 5, 6 şeklinde numaralandırılmıştır. -1 modu; x-ışın çiftlerinin ışık eğrisi analizleri için, 0 modu, parametrelerde herhangi bir kısıtlamaya gidilmeyen, tüm parametrelerin serbest parametreler olarak alınabildiği çözümlemeler için, 1 modu; W Uma türü, bileşenlerin eşit sıcaklıklarda alındığı aşırı değen (over contact) sistemler için, 2 modu; ayırık çift sistemler için, 3 modu; ikinci bileşenin sıcaklığı üzerinde bir sınırlamanın olmadığı aşırı değen çift sistemler için, 4 modu; baş bileşenin Roche lobunu doldurduğu yarı-ayırık sistemler için, 5 modu; yoldaş bileşenin Roche lobunu doldurduğu Algol tipi sistemler için, 6 modu, bileşenlerin her ikisinin de Roche lobunu doldurduğu “double-contact” olarak sınıflandırılan sistemler için kullanılmaktadır.

3.3. Model Atmosfer Uygulaması

Atmosfer, yıldızlar için, yoğun ve derin merkez tabakalarında üretilen ışıının üst katmanlara taşınmasının ardından, yıldızlararası ortama geçişinin gerçekleştiği, yıldızın “en üst katmanı” olarak tanımlanır. Yıldızların fotosferleri bu atmosfer bölgesinin en alt katmanıdır. Soğuk yıldızlarda bulunan kromosfer ve korona yapıları da, atmosferin diğer tabakalarıdır. Sıcak yıldızlarda ise, fotosfer ve fotosferin üzerinde bulunan düşük yoğunluklu genişleyen bölgeler atmosfer olarak kabul edilmektedir.

Yıldızların tayflarındaki salma ve soğurma gibi yapılar yıldızın atmosfer bölgelerinde oluşmaktadır. Dolayısıyla yıldızlar hakkında elde ettiğimiz bilgiler bu katmandan gelmektedir. Bu tayfların incelenmesi ile, yıldızların tayf sınıfları, kimyasal bollukları, bileşen yıldızların dikine hızları, yıldız rüzgarları ve manyetik alan parametreleri gibi bir çok bilgi elde edilebilmektedir. Bu sebeple, yıldız atmosferlerinin temel parametrelerini ve tayflarında görülen salma soğurma yapılarının hangi fiziksel şartlarda oluştuğunu anlayabilmek için atmosfer modellemelerinin yapılması gerekmektedir. Bu modellemelerle direkt olarak etkin sıcaklık (T_{eff}), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve metalisite ($[M/H]$) gibi temel atmosfer parametrelerinin yanı sıra, mikro türbülans hızı (ξ) ve dönme hızı (V_{rot}) gibi diğer atmosfer özelliklerine de kolayca ulaşılabilmektedir.

Modellemeleri yaparken Yerel Termodinamik denge (Local Thermodynamic Equilibrium, LTE) varsayımının, incelenen yıldız için geçerliliği araştırılmalıdır. Aksi takdirde modellemeler Yerel Termodinamik Denge Olmaması (NLTE) durumu için oluşturulmalıdır.

Termodinamik denge (TE) durumundaki bir sistemde, net madde ve enerji akışı sıfırdır. Böyle bir sistem, çevresinden izole bir durumdadır. Dış ortamdan madde ve enerji alışverişi yoktur. Gaz içindeki parçacıkların çarpışmasıyla zaman içinde ısısal denge sağlanır ve eğer ortamda parçacıklara etki eden mekanik kuvvetler de dengede ise, o ortamda TE durumdan bahsedilir. Bu durumda ortam sıcaklığı, ortamdaki kinetik sıcaklık, uyarılma sıcaklığı ve iyonizasyon sıcaklığı, aynı sıcaklık, T , değeri ile temsil edilebilmektedir. Fakat, yıldız atmosferlerinde TE durumu geçerli değildir. Çünkü

ışınım üst atmosfer katmanlarından uzaya kaçmakta ve bize ulaşabilmektedir. Dolayısıyla atmosfer katmanlarından, fotonların yani enerjinin kaçıışı ve denge durumunun bozulması söz konusudur. Ortamdaki sıcaklık gradiyenti ve atmosferin açık bir sistem oluşu, parçacıkların atmosferin her bölgesi için aynı denge koşullarında olamaması anlamına gelir. Bunun yerine atmosfer modellemelerinde ve diğer astrofizik hesaplamalarda, termodinamik denge bağıntılarının, tüm atmosfere değil, fakat yerel atmosfer bölgelerine uygulanabildiği LTE varsayımı kullanılmaktadır. Böylece denklemlerin geçerliliği sağlanmakta ve hesaplamalar daha basit formlara indirgenebilmektedir. LTE koşullarında yıldız içerisinde dar bir katman ve yerel hacim içinde (yıldızın merkezinden aynı r uzaklığında), ortam sıcaklığı, $T(r)$, ile termodinamik denge sağlanabilmektedir. Buradaki toplam parçacık sayısı yoğunluğu, $N(r)$ ve elektron sayısı yoğunluğu, $n_e(r)$ değerleri termodinamik denge koşulundan etkilenirler. Bu yerel hacim ve dar katman ise, ortamdaki molekül, atom, elektron ve foton gibi parçacıkların, diğer parçacıklarla etkileşime geçmeden alabileceği yol olarak tanımlanan “ortalama serbest yol” ile bağlantılıdır. Çünkü LTE durumu için parçacıklar, sıcaklık gibi denge koşullarını doğrudan etkileyen bir parametrede neredeyse hiç değişimin olmadığı bir hacimde bulunmalıdırlar. Örneğin bir atom, atmosfer içindeki hareketi esnasında farklı sıcaklıktaki bölgelerden geçerek diğer parçacıklarla etkileşimde bulunuyor ise, bu atom için belirlenen sabit bir sıcaklık değerinden bahsetmek olanaksızdır.

LTE durumunda gaz parçacıklarının durumu ve dağılımını ilgilendiren 3 temel denklem vardır:

i. Maxwell Hız Dağılımı

$$f(\vec{v})d\vec{v} = \left(\frac{m}{2\pi kT}\right)^{3/2} 4\pi v^2 \exp\left(-\frac{mv^2}{2kT}\right) d\vec{v} \quad (3.1)$$

Burada, parçacığın kütlesi, m , parçacığın hızı, v , Boltzmann sabiti, k olarak gösterilmektedir. TE veya LTE durumunda yerel sıcaklığın değeri için parçacıkların sahip oldukları hız dağılımı bu ifadeyle belirlenebilmektedir. Ortamda TE veya LTE olmaması durumunda, buradan bulunan sıcaklık “*kinetik sıcaklık*” olarak adlandırılır. Çünkü TE ve LTE’de kinetik sıcaklık ortam sıcaklığına eşittir.

ii. Boltzmann Uyarılma Denklemleri

$$\left(\frac{n_j}{n_i}\right) = \left(\frac{g_j}{g_i}\right) \exp\left[-\frac{(E_j - E_i)}{kT}\right] \quad (3.2)$$

Burada, g_i ve g_j ; i . ve j . enerji düzeylerinin istatistik ağırlığı, n_i ve n_j ; i . ve j . düzeylerdeki popülasyon yoğunluğu, E_i ve E_j ; bu düzeylerin enerjileridir. Termodinamik denge koşullarında enerji düzeylerini işgal eden popülasyon bu denklem ile belirlenir. Bu eşitlikten bulunan sıcaklığa “*uyartılma sıcaklığı*” denmektedir ve bu sıcaklık TE veya LTE durumunda ortam sıcaklığı ile aynıdır.

Uyartılma sıcaklığı doğrudan, atomdaki enerji düzeylerinin gösterdiği dağılımı etkilemektedir.

iii. Saha İyonizasyon Denklemi

Saha iyonizasyon denklemi, Boltzmann uyartılma denkleminin, iyonlaşma için adapte edilmiş halidir. Buradaki sıcaklık “*iyonlaşma sıcaklığı*” olarak bilinir ve bu sıcaklık TE veya LTE durumunda ortam sıcaklığına eşittir.

$$\frac{n_{j+1}}{n_j} P_e = 2 \frac{U_{j+1}(T)}{U_j(T)} \left(\frac{2\pi m}{h^2} \right)^{3/2} (kT)^{5/2} e^{-\frac{E_j}{kT}} \quad (3.3)$$

Denklemdaki $\frac{n_{j+1}}{n_j}$ oranı ard arda gelen iki iyonlaşma düzeyinin, popülasyon yoğunluğu oranını vermektedir. $\frac{U_{j+1}(T)}{U_j(T)}$ oranı, bu iyonlaşma düzeyleri için katılım fonksiyonlarının oranıdır. Katılım fonksiyonları, istatistik ağırlık ve sıcaklık ile ilişkilidir. Saha denklemi, Boltzmann denkleminde farklı olarak, sıcaklığın yanında elektron yoğunluğuna doğrudan bağlıdır.

LTE durumu temel bir prensip olarak şu şekilde açıklanabilir: A durumundan B durumuna geçen parçacık sayısı, B durumundan A durumuna geçen, yani ters süreçteki parçacık sayısına eşittir. NLTE ise, bu koşullardan ayrılan durumları belirtmektedir. Eğer, A durumundan B durumuna geçişteki denge bozulursa, orada LTE durumdan söz edilemez. Örneğin belirli atom veya iyonlardaki bazı enerji düzeylerine ait popülasyonların, LTE değerlerinden ayrılması söz konusudur. Bu durumda hala parçacıkların hız dağılımı Maxwell hız dağılımı ile belirlenebilir ancak sıcaklık ortam sıcaklığından farklıdır. LTE yerine NLTE koşullarının geçerli olduğu durumda, Saha ve Boltzmann denklemlerinin yerini istatistiksel denge şartı alır. Böyle bir yaklaşımda belirli bir atomun tüm enerji düzeyleri arasındaki iki yönlü radyatif ve çarpışmalı geçişlerin sayısı birbirlerine eşit olarak alınır. Belirli bir düzeyden olan uyartılmalar ile yine o düzeye olan ters uyartılmalar denge halindedir ve $dn_i / dt = 0$ ifadesi sağlanmaktadır. Bu ifadede n_i , radyatif yolla veya çarpışma yoluyla, i düzeyini işgal eden popülasyondur ve i düzeyinden tüm düzeylere, tüm düzeylerden i düzeyine geçişte, her farklı i değeri için geçerlidir.

Yıldız atmosferlerinde, parçacıklar arasındaki geçişler “çarpışma” ya da “radyatif” yol ile sağlanır. Çarpışmayla sağlanan geçişlerde, elektronlar, iyonlar ve varsa nötr atomlar çarpışarak uyartılma veya bir üst düzey iyonizasyona sebep olurlar. Bu çarpışmalar LTE dengeyi sağlamaya eğilimlidirler. Yoğunluğun yüksek olduğu bölgelerde çarpışmalar daha sık olacağı için denge sağlanabilmektedir. Fakat bu LTE varsayımının geçerliliği, radyatif geçişlerin dengede olup olmama durumuna bağlıdır. Yıldızdan, uzaya kaçan ışınım (fotonlar), atmosferin belirli bir bölgesinden itibaren LTE şartlarının sağlanmadığının açık bir göstergesidir. Çünkü radyatif geçişlerdeki denge durumu oldukça belirgin bir şekilde atmosferin üst katmanlarında bozulmaya başlar. Uzaya kaçan fotonların bulunduğu üst atmosfer katmanında, kayıplardan dolayı birim hacimdeki foton sayısı göreceli olarak azalır. Bu sebeple foton soğurarak birim zamanda

uyartılan atom ve iyonların sayısı, uyartılmanın tam tersi olan, ters-uyartılma sürecindeki (foton salan) atom ve iyon sayısından daha az olacak ve radyatif denge bozulacaktır. Foton salımının soğurmadan fazla olması, ortamda enerji kaybı olduğu anlamına gelmektedir.

Genel olarak atomik geçişlerdeki radyatif süreçlerin, çarpışma ile uyartılma/iyonlaşma süreçlerinin önüne geçmesi ve TE durumunun bir alt koşulu olan ışıyım dengesinin bozulması, ortamdaki parçacıkların LTE durumundan ayrılmasına doğrudan bir sebep teşkil etmektedir. Atmosfer kalınlığının oldukça küçük olduğu ve birim yüzeyden geçen ışıyım akısının atmosfer boyunca neredeyse değişmediği yıldızlar için LTE iyi bir yaklaşım olsa da, yıldız yarıçapıyla kıyaslanabilecek derecede büyük, genişleyen atmosfere sahip erken tayf sınıfı sıcak yıldızlarda, bu yaklaşım yetersiz olmaktadır. Yüksek sıcaklık ve düşük yoğunluklu geniş atmosferlerde, ortalama serbest yol parametresi de hesaba katıldığında, parçacıkların atmosferdeki sıcaklık gradientinden etkilenecek derecede yol alabilmeleri LTE koşullarının sağlanamaması sonucunu ortaya çıkarmaktadır.

NLTE yaklaşımı ile yıldızların atmosferlerini modelleyebilmek için, ışıyım transfer denkleminin çözümü ile istatistik denge şartlarını birleştirerek, atomlardaki enerji düzeylerinin dağılımını ve bu düzeylerin popülasyonlarını özel olarak hesaplamak gerekmektedir (Hubeny ve Mihalas 2014). Bu çalışmada da NLTE yaklaşımı yapan model atmosfer kodları ve bu kodlardan elde edilen atmosfer tablolarından (grid) yararlanılmıştır.

Literatürde NLTE yaklaşımı ile model atmosfer gridleri üreten bir çok bilgisayar kodu bulunmaktadır. Bu kodlar, yıldızların atmosfer parametrelerinin ve element bolluklarının belirlenmesinde kullanıldığı gibi, kütle kayıp oranlarının hesaplanması için de oldukça kullanışlıdır. En yaygın NLTE model kodlarından bazıları şunlardır: CMFGEN (Hillier ve Miller 1998), TLUSTY/SYNSPEC (Hubeny 1988, Hubeny Lanz ve Jeffrey 1994), FASTWIND (Santolaya-Rey vd 1997, Puls vd 2005), WM-Basic (Pauldrach vd 2001), PoWR (Hamann ve Gräfener 2003), PHOENIX (Hauschildt vd 1999, Short ve Doyle 1998, Short vd 1999), DETAIL/SURFACE (Butler ve Giddings 1985). Fakat bu modellerin bazıları NLTE yaklaşımında birbirlerinden farklı metodlar kullanılmaktadırlar. Bu sebeple kullanılmadan önce kodun tarifi, amacı ve yaptığı varsayımlar hakkında bilgi sahibi olunmalıdır (Puls 2008).

3.4. SHELLSPEC kodu

Çevresel maddenin modellenmesi işlemi, modern analiz teknikleri ile yıldız, yıldız ve etrafındaki disk, yıldız, disk ve bileşenler arası gaz akışlarını birlikte ele alarak sentetik tayflar üretebilen, Fortran programlama dilinde kodlanmış SHELLSPEC (Budaj ve Richards 2004) kodu ile yapılabilmektedir.

SHELLSPEC kodu, yıldızları, yıldızların etrafındaki yığılma disklerini veya halka şeklindeki toplanma yapılarını, yıldız lekelerini, bileşenler arası gaz akışını ve çarpma bölgelerini, yıldızları saran kabuk yapısını modelleyerek sentetik tayflar üretebilmektedir. Bu yapıların hepsi analiz edilip aynı anda modellenenilmekte ya da istenilen yapılar analize katılmadan çözüm yapılabilmektedir. Fakat bu kod, bu yapıların

homojen ve simetrik bir dağılımda olduğu varsayımı ile çalışmaktadır. Analizin sonucunda çevresel maddenin sıcaklığı, yoğunluğu, büyüklüğü ve genişleme hızı gibi parametrelere ulaşılabilir. Eğer leke, gaz akımı ve çarpma bölgesi modellenmesi yapılıyorsa, bu yapıların yıldız yüzeyi üzerindeki konumları da belirlenebilir.

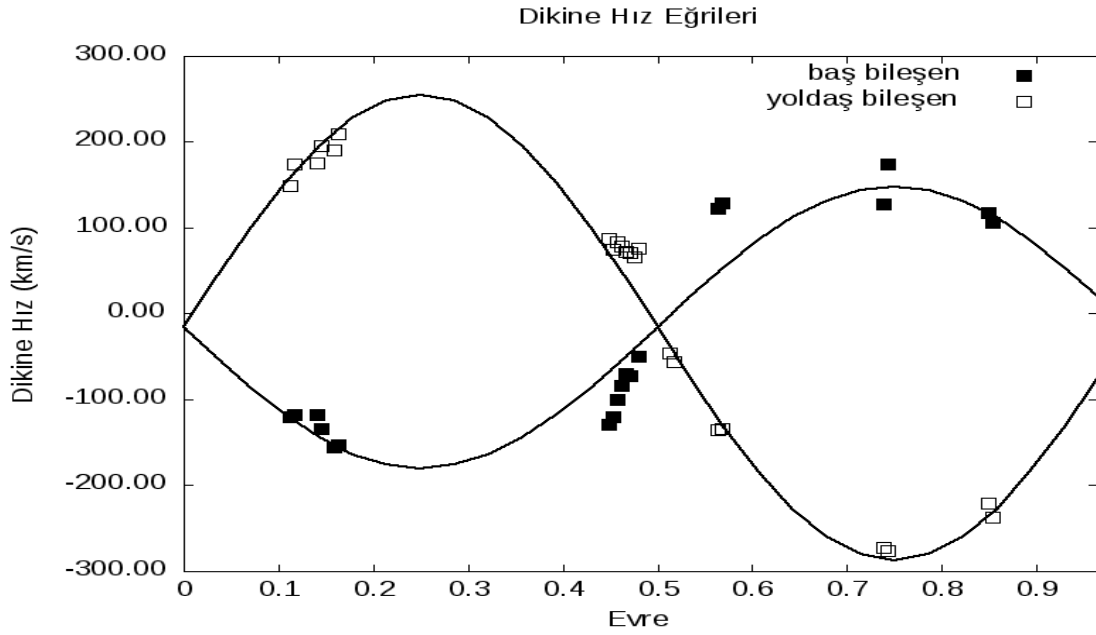
4. BULGULAR ve TARTIŞMA

4.1. HH Car Sisteminin Yörünge Parametrelerinin Belirlenmesi

HH Car sisteminde, daha soğuk olan, dev yoldaş bileşenin tayfında metalik çizgiler gözlenmesine rağmen, ışık katkısı düşük olan, sıcak baş bileşenin tayfında, dikine hız ölçümünün yapılabileceği metal çizgileri çok zor ayırt edilebilmektedir. Bu sebeplerden dolayı, dikine hız ölçümleri 4387 Å, 4471 Å, 5875 Å ve 6678 Å He I çizgilerine ayrı ayrı Gaussian profili fiti edilerek merkez dalgaboyu belirlenmiştir. Bu işlem yapılırken *IRAF* programındaki “deblend” fonksiyonu kullanılmıştır. Daha sonra her bir tayfin alındığı evreye karşılık gelen HJD tarihleri ve bu evrelerdeki dikine hız değerleri ile her bir bileşenin ayrı ayrı dikine hız eğrisi elde edilmiştir. Farklı çizgilerden elde edilen dikine hız verileri, Downhill-Simplex (Nelder ve Mead 1965) algoritması ile kullanılarak, yörünge çözümü yapılmıştır.

Çözüm süresince, K_1 , K_2 , q , kütle merkezi hızı (V_γ), dış merkezlik (e), enberinin boylamı (ω), evre kayması miktarı (ϕ) belirlenebilmektedir. Dikine hız eğrisinin çözümü esnasında bu parametrelerden aynı anda bir kaç tanesi sabit tutulabilmekte bir kaç tanesi ise serbest parametre olarak bırakılabilmektedir. HH Car için yapılan ilk çözümleme, Soderhjelm (1975)’in belirttiği gibi çiftin yörüngesinin dairesel ($e=0$) olduğu kabulüyle yapılmıştır. Ayrıca, ışık eğrisi çözümünden elde edilen yörünge eğim açısı (i) biliniyor ise, bileşenlerin ayrı ayrı kütleleri ile yarı büyük eksen uzunlukları hesaplanabilmektedir. Bu programın analizi sonucunda en hassas ölçümün elde edildiği dikine hız yarı-genlik değerleri (K_1 , K_2) ve kütle oranı (q), sonuç parametreleri olarak alınmıştır. Çözümlerin duyarlılığının değerlendirilmesinde, yörünge fitlerinin standart sapma (rms) değerleri dikkate alınmıştır.

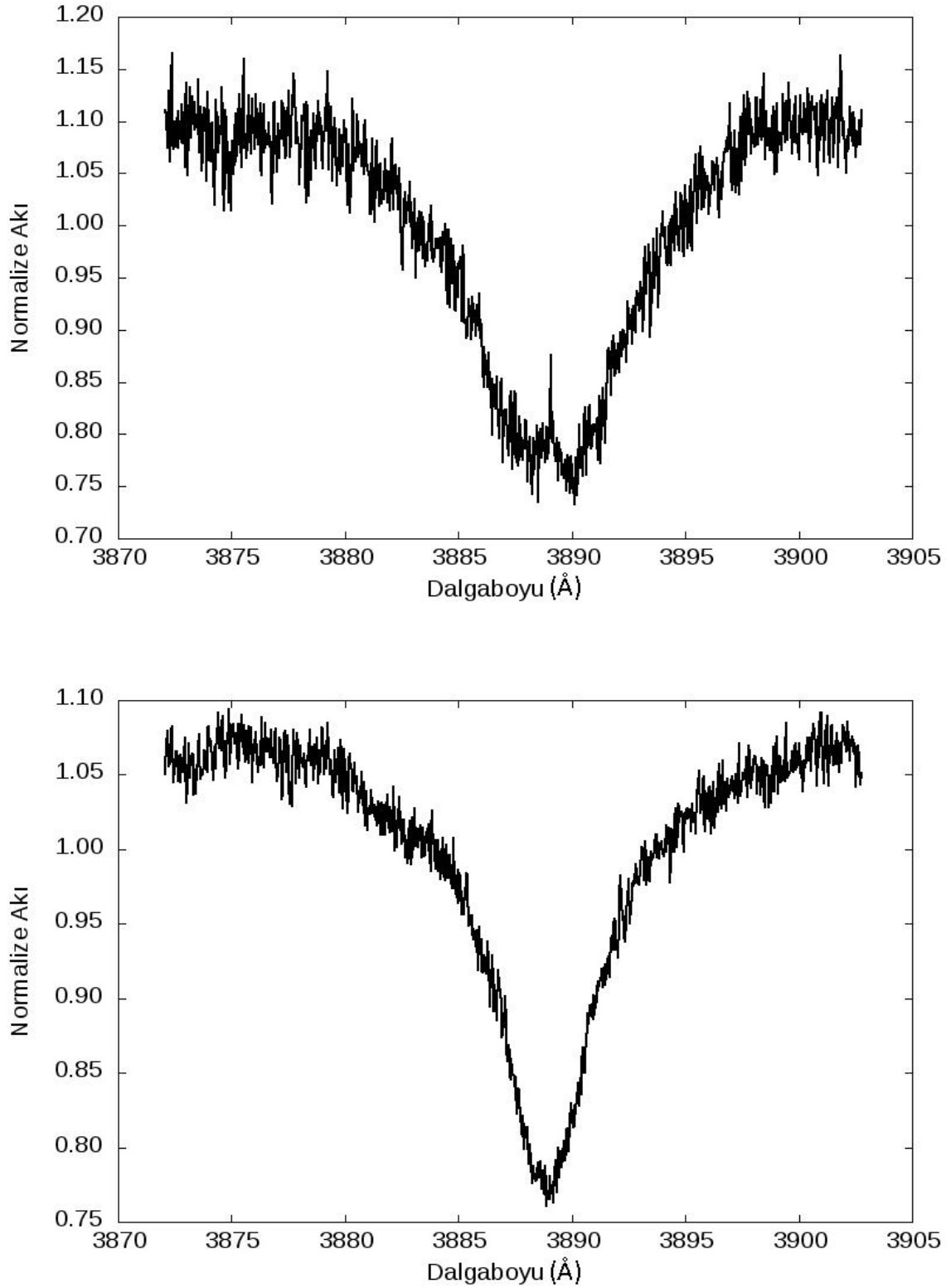
Sonuçta, gaussian fiti ile çizgi merkezlerine tekabül eden dikine hızların okunduğu He I çizgilerinin içinde, dikine hız eğrilerinin çözümünde en düşük hatayı veren 4471 Å He I çizgisinden, baş ve yoldaş bileşenlerin dikine hız yarı genlikleri sırasıyla, 164 km/s ve 271 km/s, sistemin kütle merkezi hızı, V_γ , ise -15.9 km/s olarak elde edilmiştir. Buna göre sistemin kütle oranı 0.61 olarak hesaplanmıştır. Şekil 4.1’de 4471 Å He I çizgisinden gaussian fiti ile elde edilen dikine hız değerleri ve bu verilere yapılan en uygun dikine hız eğrileri görülmektedir.



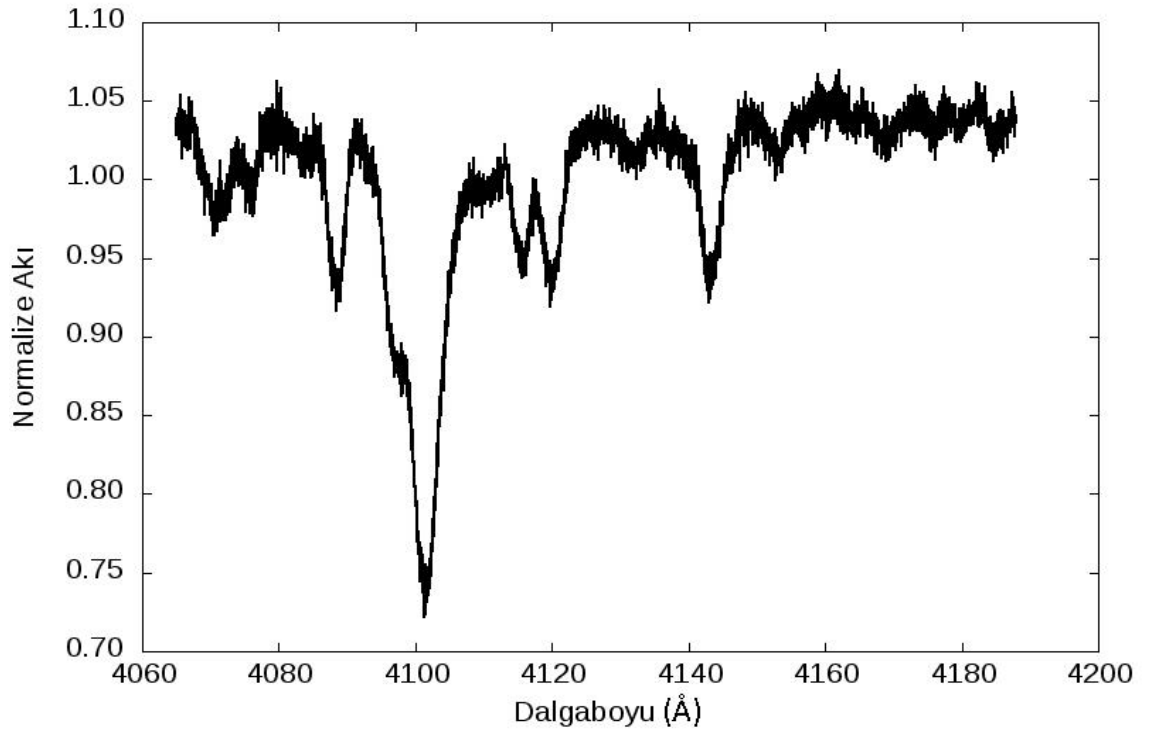
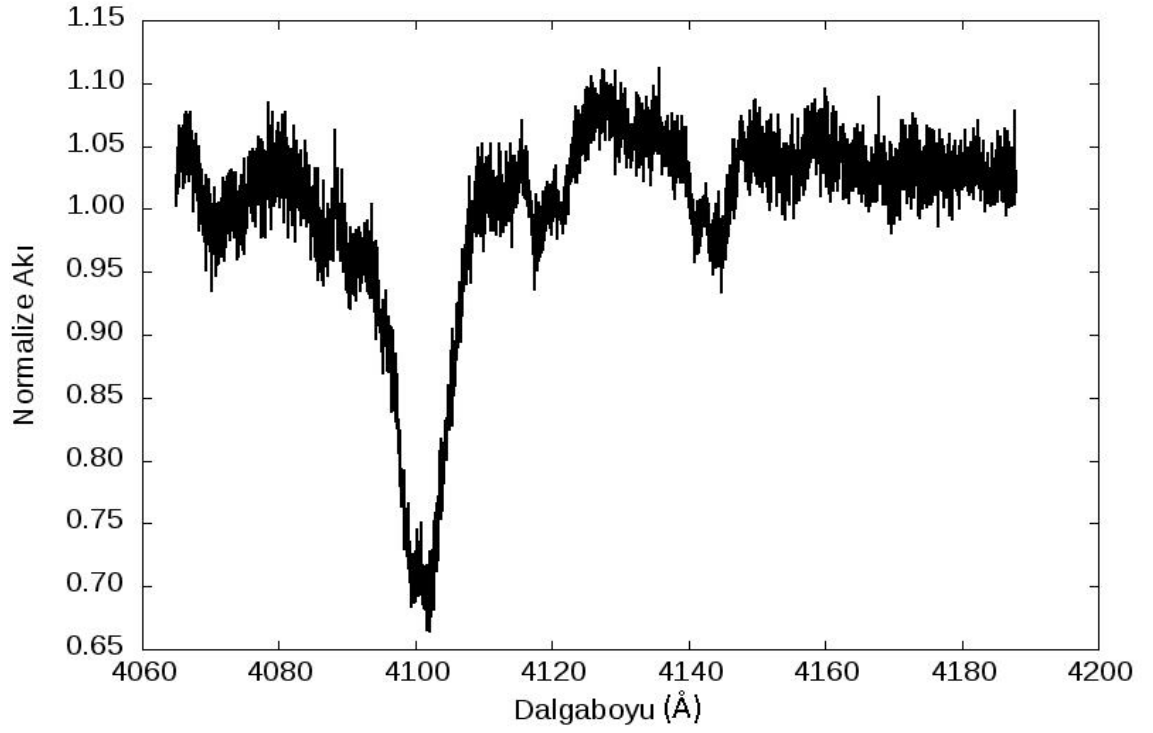
Şekil 4.1. 4471 Å He I çizgisinden gaussian fiti ile elde edilen ortalama dikine hız değerleri ve bu verilere yapılan en uygun dikine hız eğrilerinin gösterimi

Mandrini vd (1985), Soderhjelm'in dairesel yörünge varsayımını desteklemektedir. Ancak, elde ettiğimiz dikine hız verilerinin eliptik bir yörüngeyi destekleyip desteklemediğini test etmek amacıyla eliptik yörünge çözümü de yapılmıştır. Dış merkezlikli çözümlerde, bileşenlerin dikine hız yarı genliklerine ait hataların arttığı görülmektedir. Bu nedenle, daha sonraki çözümler dairesel yörünge kabulüyle yapılmıştır. Genel olarak hataların yüksek olmasının sebebi, HH Car'ın baş bileşeninin tayftaki katkısının yoldaşa göre daha küçük olmasından kaynaklanmaktadır. Bu sebeple, geniş çizgileri olan baş bileşeninin tayfindan hesaplanan hızlar, yoldaş bileşeninin dikine hız değerlerine göre daha az duyarlıdır. Bu da genel olarak hatayı artırmaktadır.

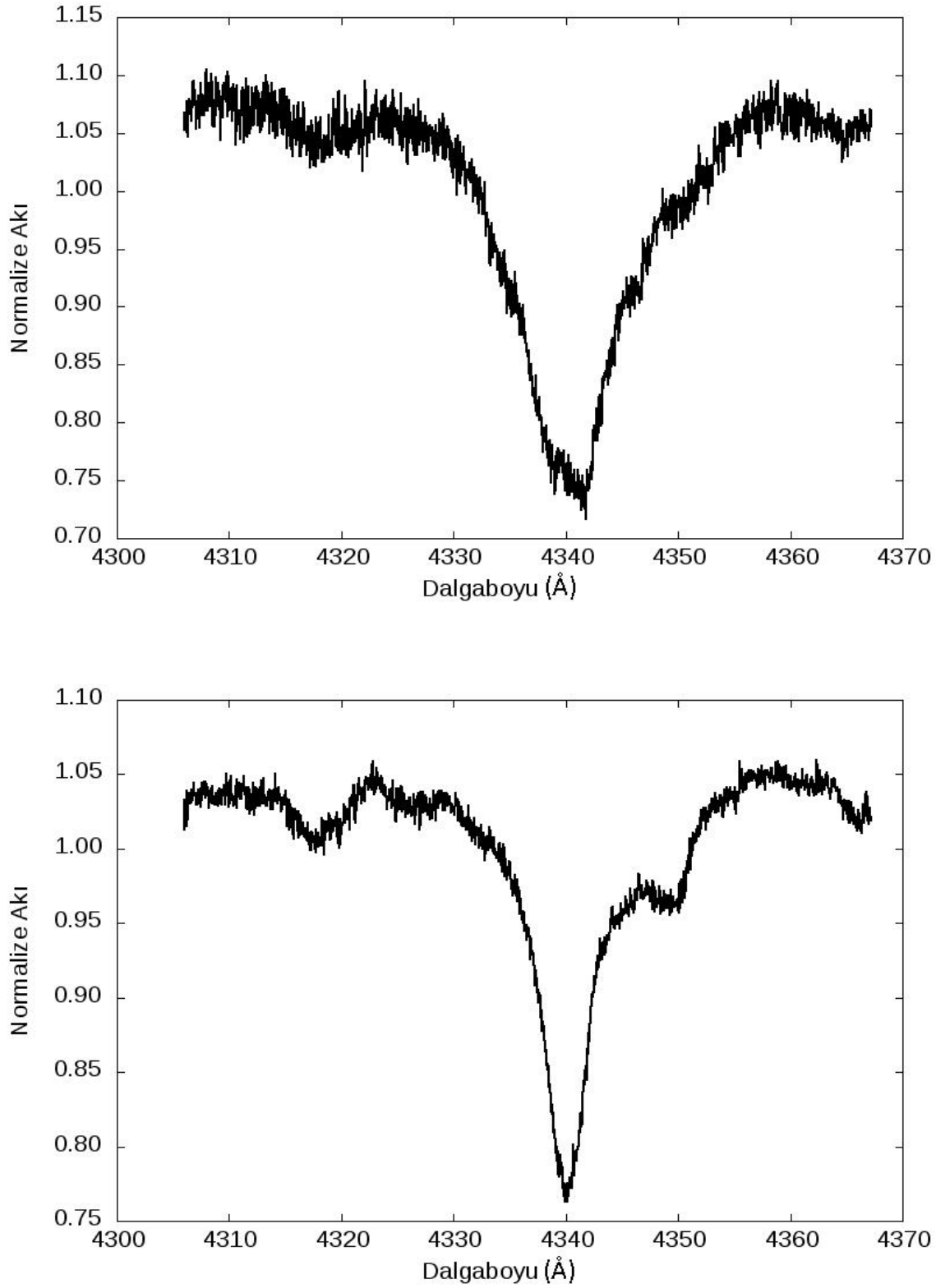
Sonuç yörünge parametrelerini belirlemek amacıyla kullanılan *KOREL* programı için girdi parametresi olarak, sistemin yörünge dönemi, başlangıç minimum zamanı, dışmerkezlik, enberinin boylamı, baş bileşeninin dikine hız yarı-genliği ve kütle oranı değerleri kullanılmaktadır. Daha sonra bu parametreler içinden, çözüm süresince sabit tutulacaklar ve iterasyona girecek serbest parametreler belirlenmektedir. *KOREL* programı için, T_0 ve P değeri Kreiner (2004)'den, K_1 ve q değerleri ise, gaussian fiti ile elde edilen dikine hızlara yapılan dairesel yörünge çözümünde, en düşük hatalı, 4471 Å He I çizgisinin çözümünden alınmıştır. Çözümlerde T_0 , K_1 ve q değerlerinin hepsi serbest bırakılmıştır. *KOREL* ile çözümlere başlamadan önce sisteme ait ışık eğrisi analizinin yapılarak bileşenlerin ışık katkılarının belirlenmesi gerekir. Bu amaçla HH Car sisteminin Soderhjelm (1975) tarafından U, B, V filtrelerinde elde edilmiş olan ışık eğrileri analiz edilerek evreye göre bileşenlerin ilgili dalga boylarındaki ışık katkıları belirlenmiştir. Şekil 4.2.a, b, c, d, e, f, g, h, i, j, k, l, m, n'de, ışık katkıları göz önüne alınarak yapılan *KOREL* analizi sonucu bileşenlerin farklı dalga boyu bölgeleri için elde edilen, ayıklanmış tayfları ve bu tayflarda belirlenen baskın tayf çizgileri gösterilmektedir.



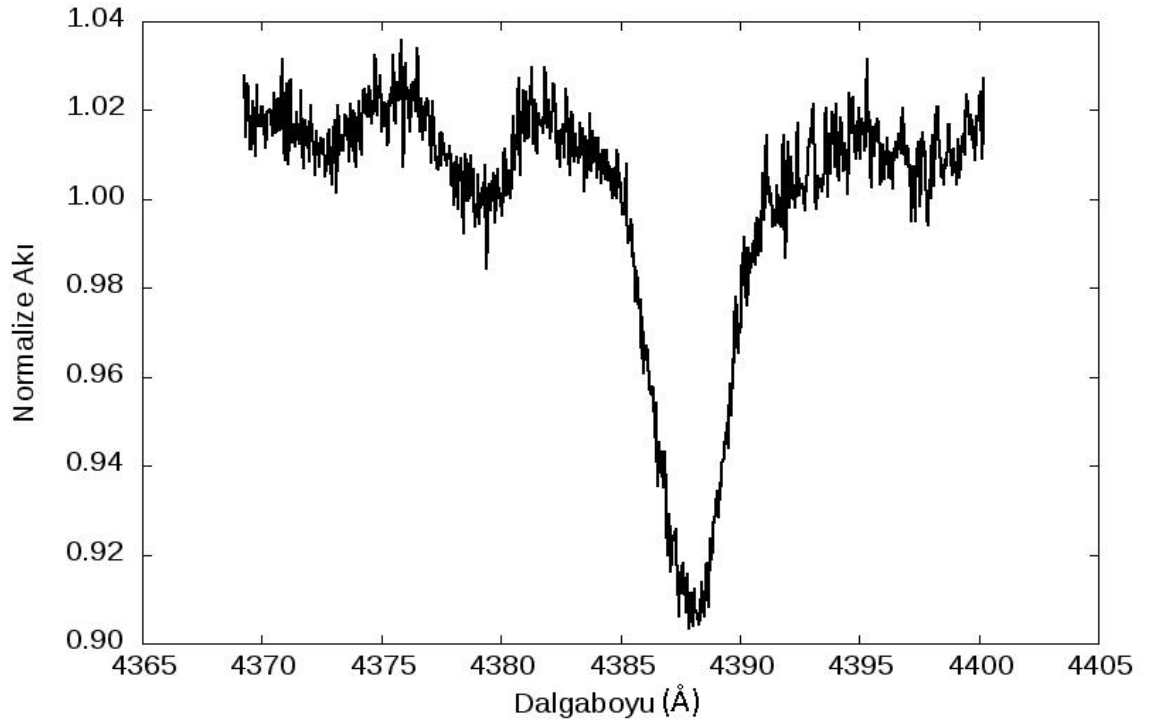
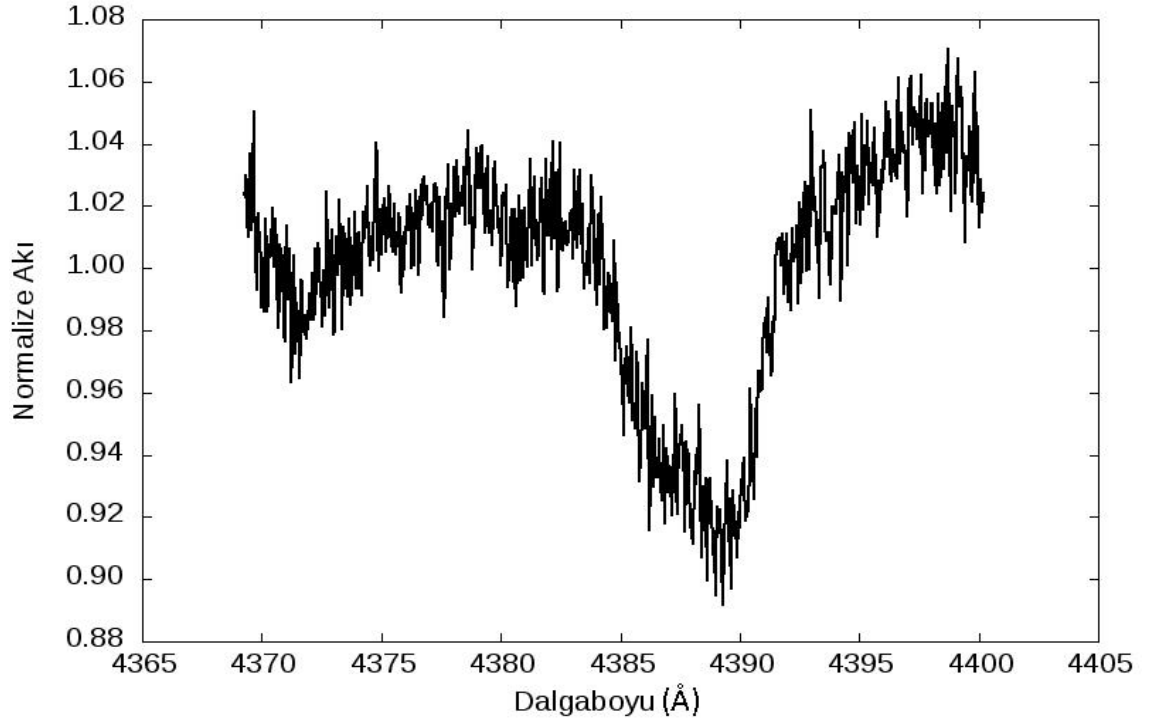
Şekil 4.2.a) Baş bileşen (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda, 3889 Å He I, 3890 Å H I blend olmuş çizgileri



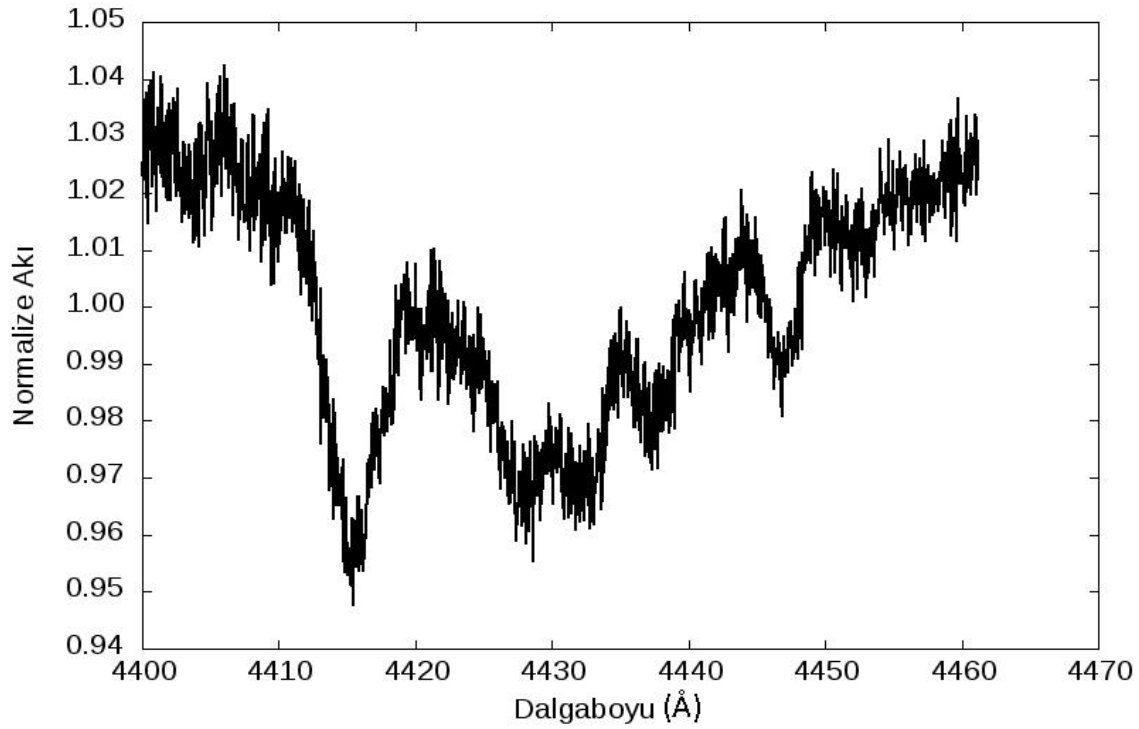
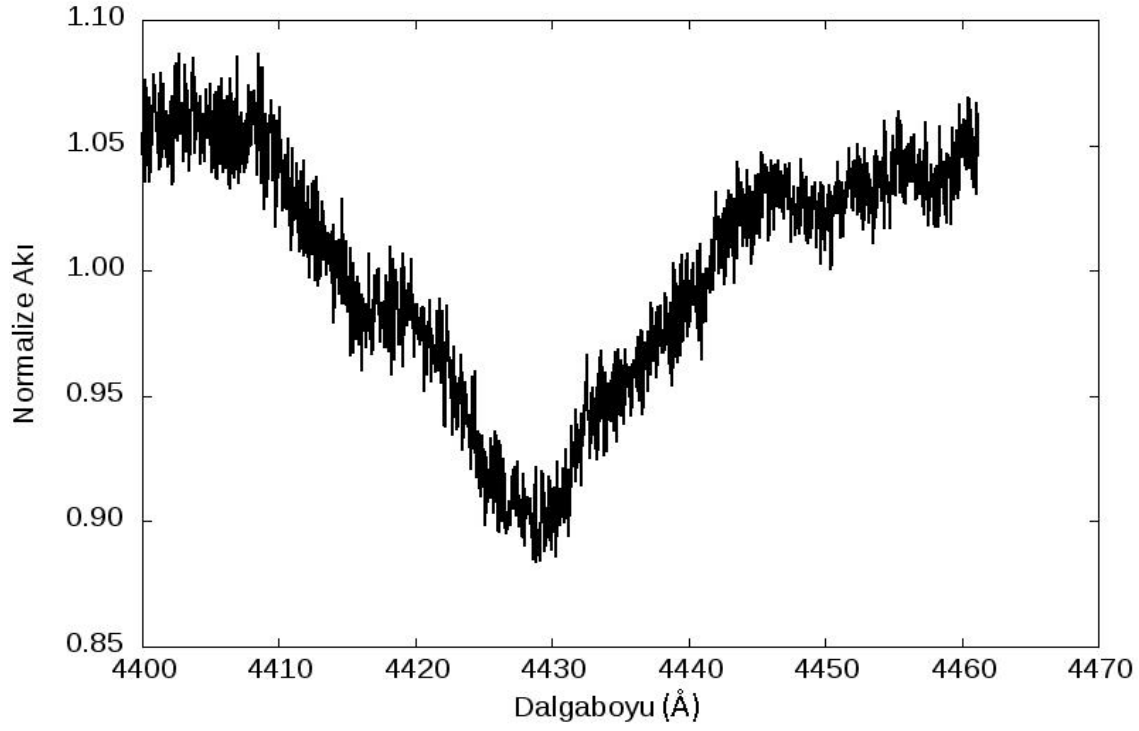
Şekil 4.2.b) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4088-4116 Å Si IV, 4101 Å H I, 4120-4143 Å He I çizgileri



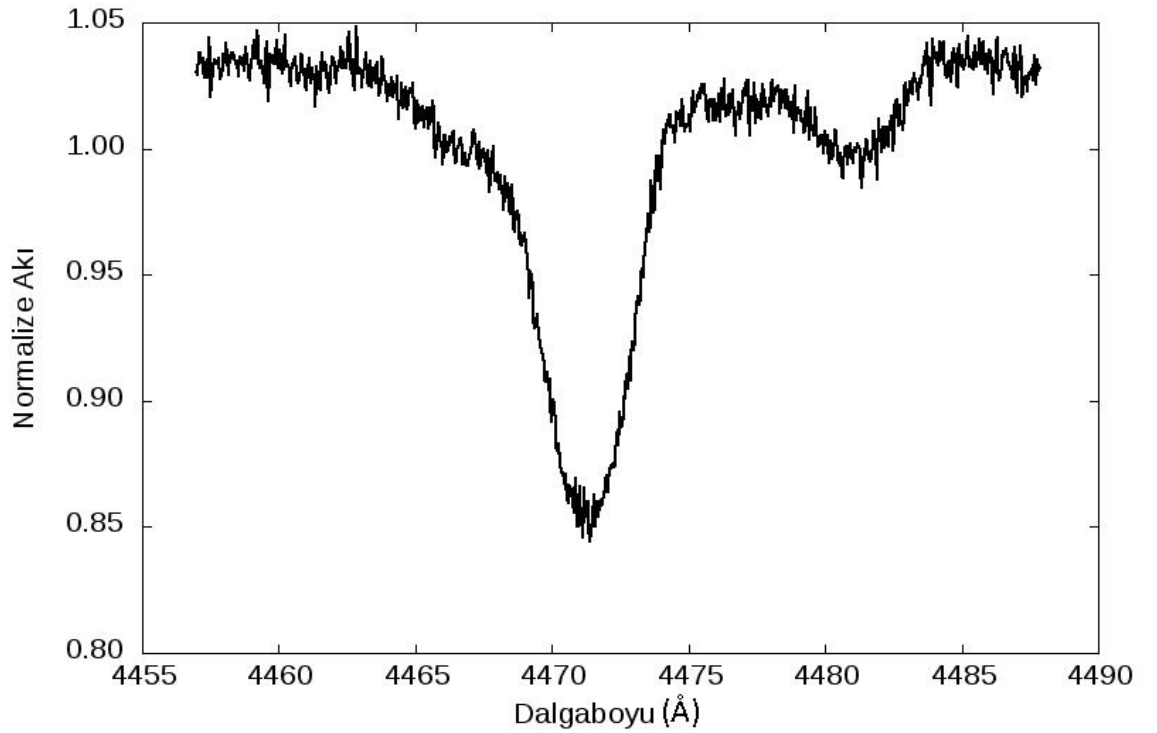
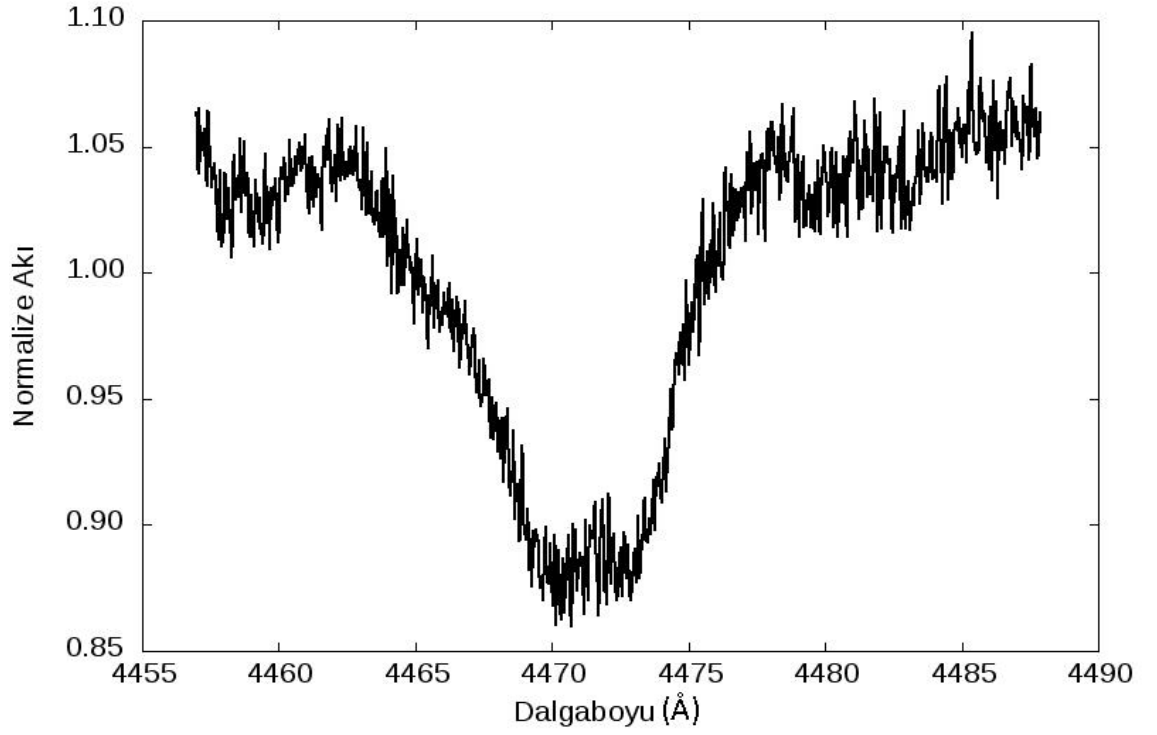
Şekil 4.2.c) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4340 Å H I, 4317 - 4348 Å O II çizgileri



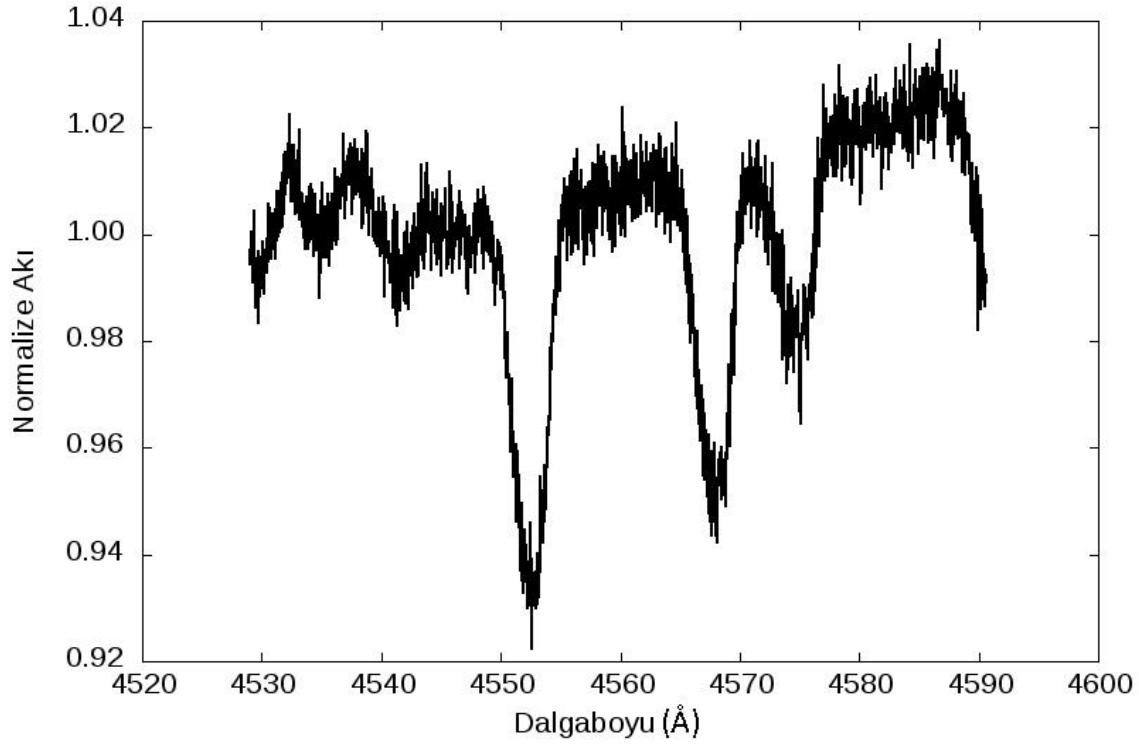
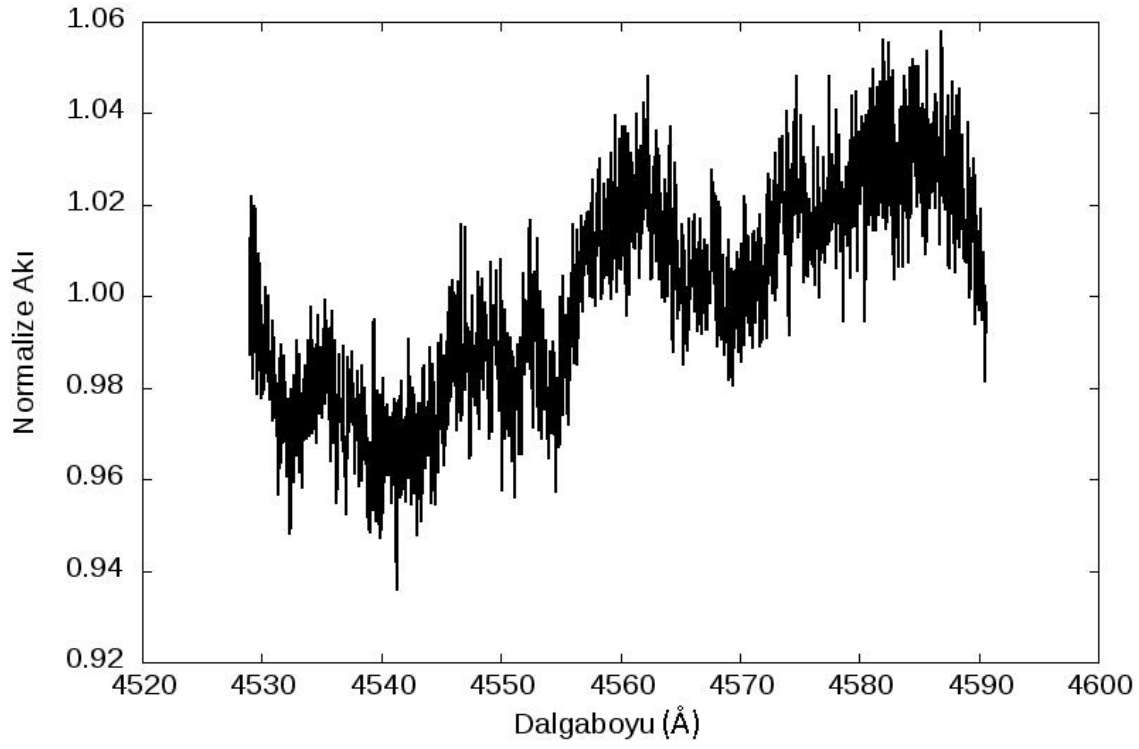
Şekil 4.2.d) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4379 Å N III, 4388 Å He I çizgileri



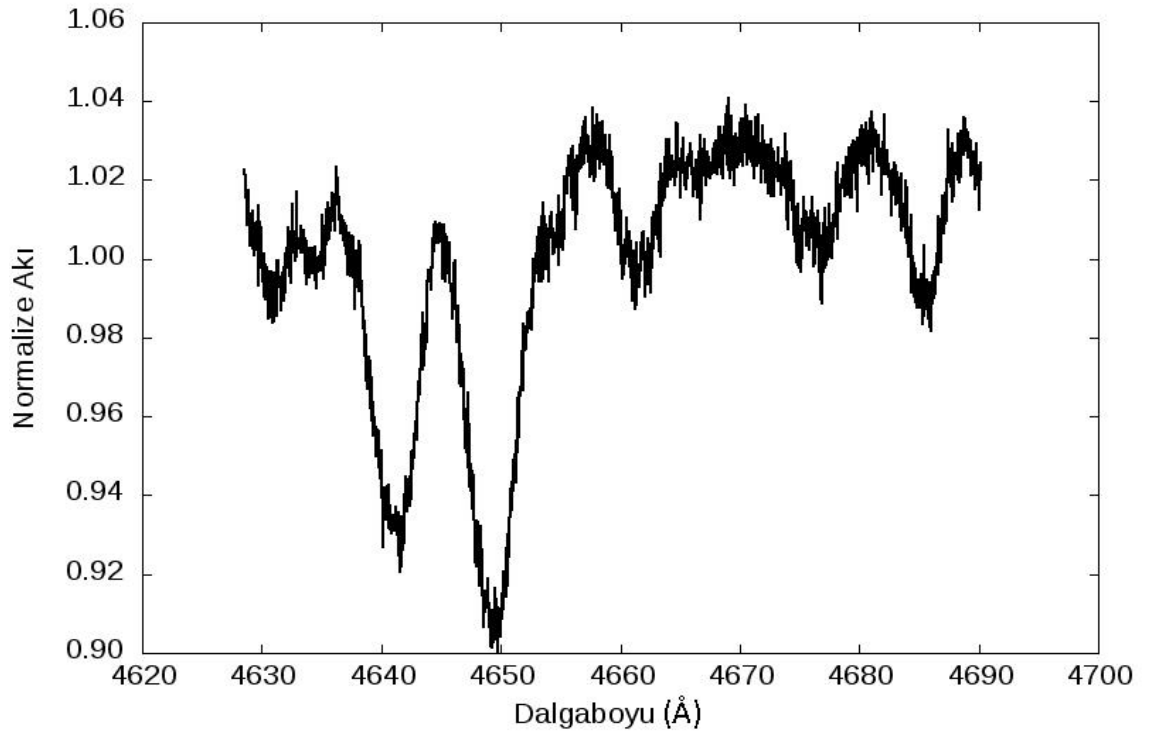
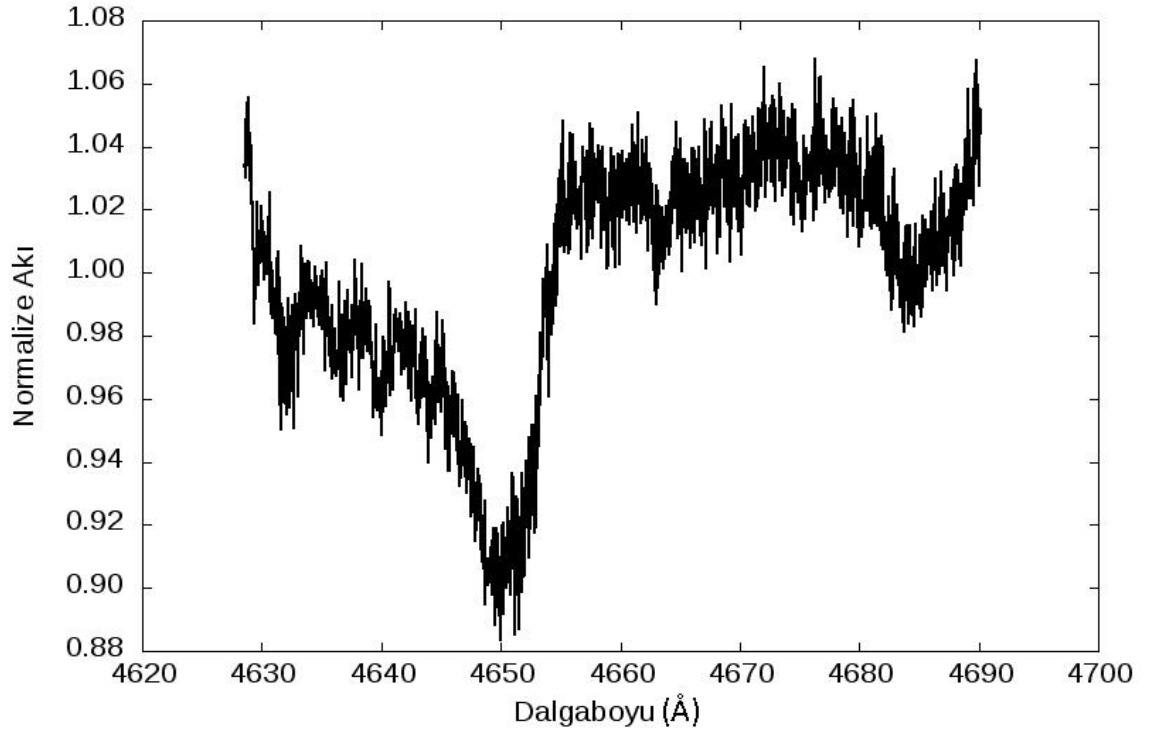
Şekil 4.2.e) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4416 Å - 4447 Å O II çizgileri



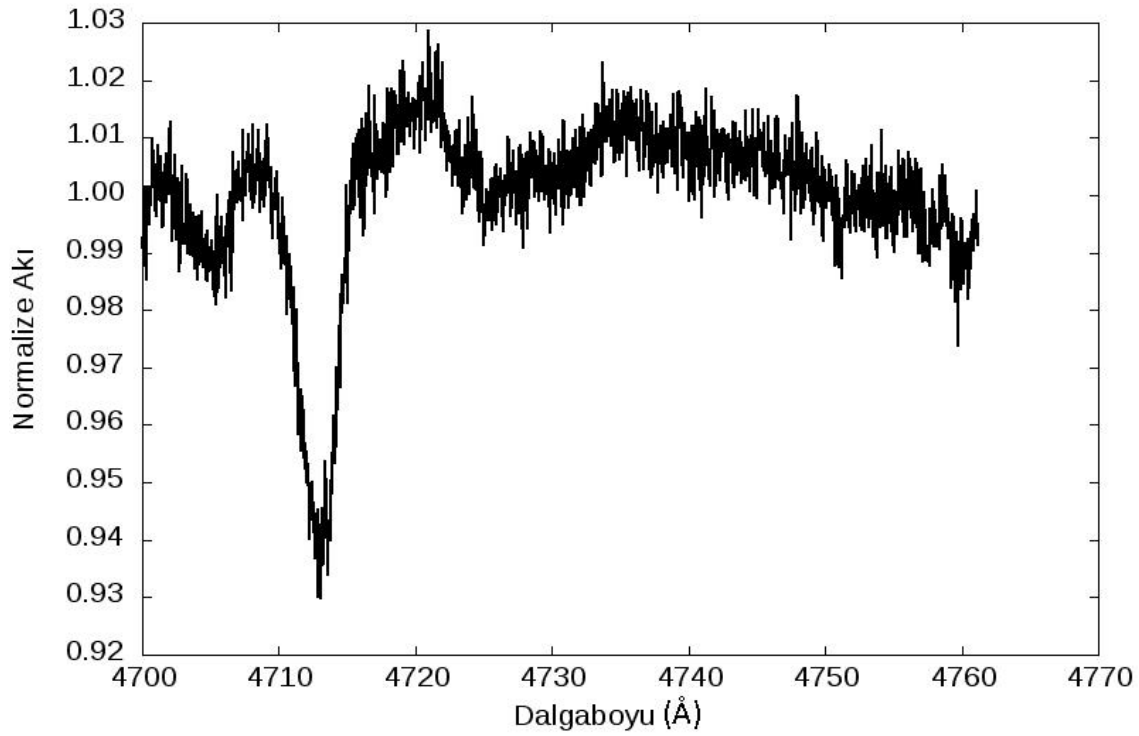
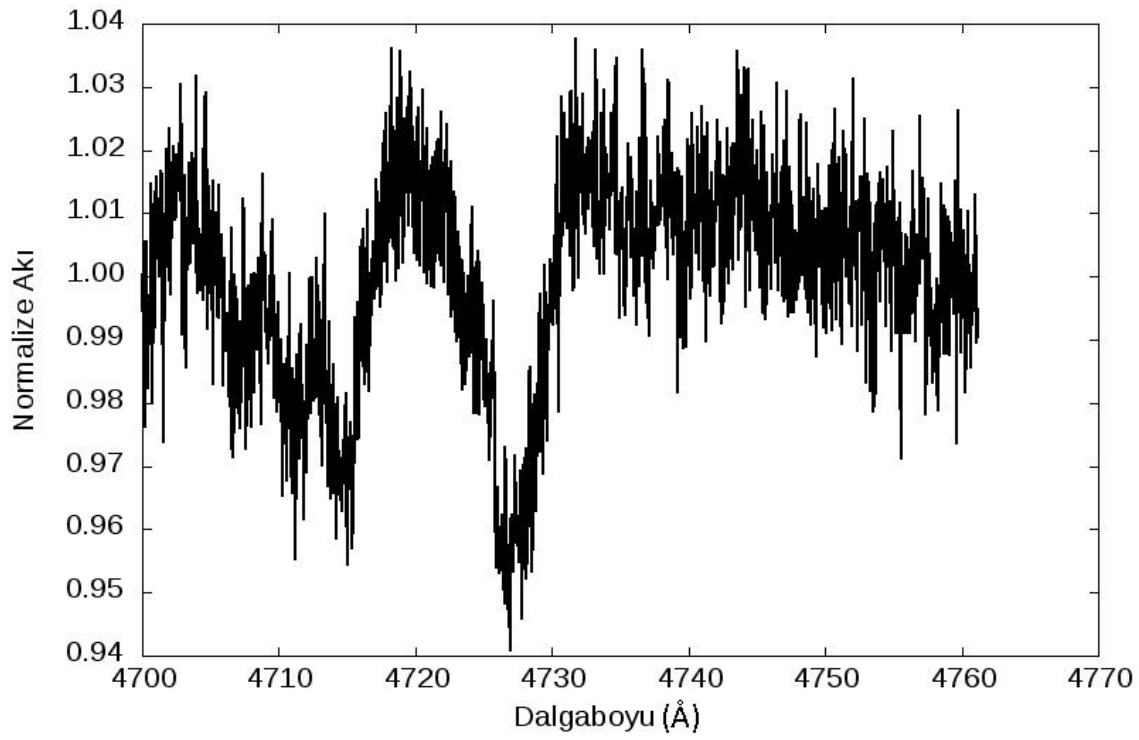
Şekil 4.2.f) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda, 4471 Å He I, 4481 Å Mg II çizgileri



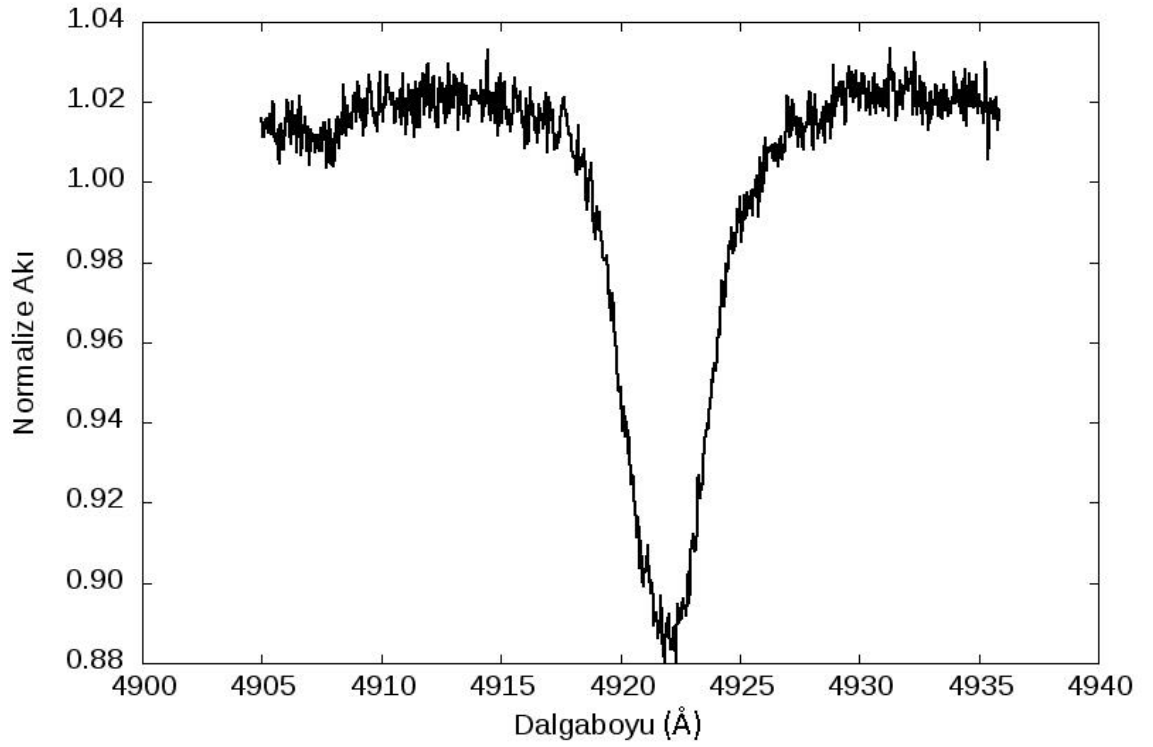
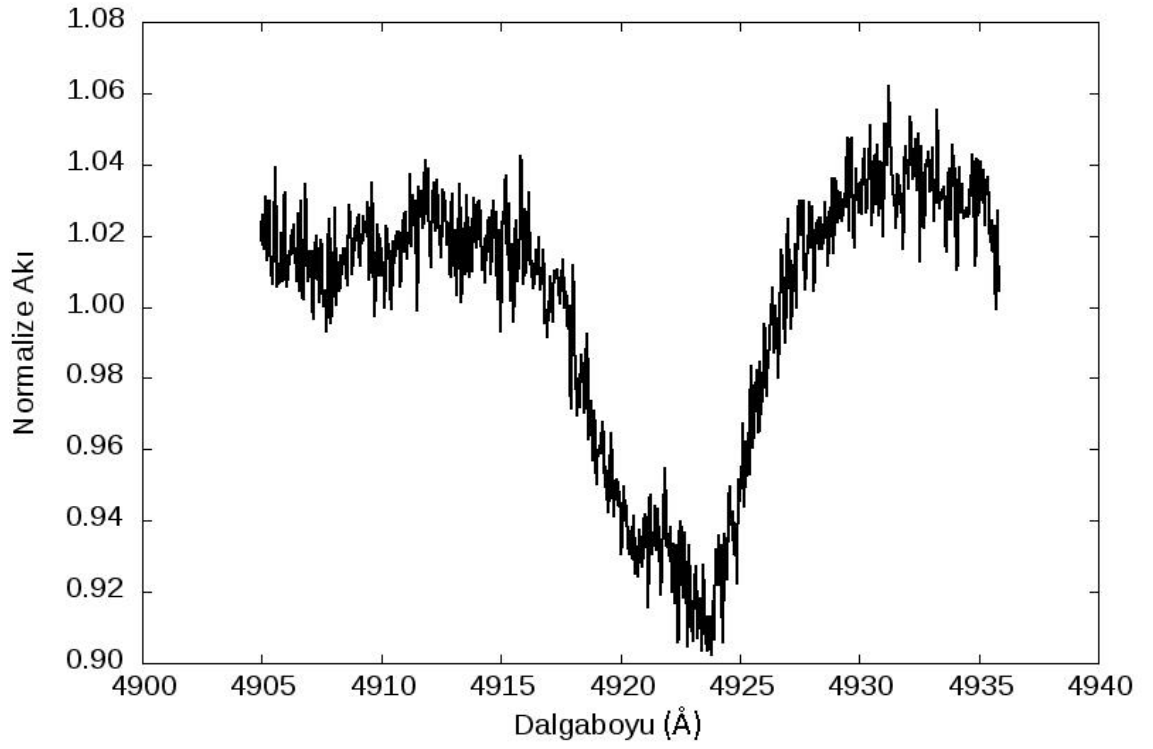
Şekil 4.2.g) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4541 Å He II, 4552-4567-4574 Å Si III çizgileri



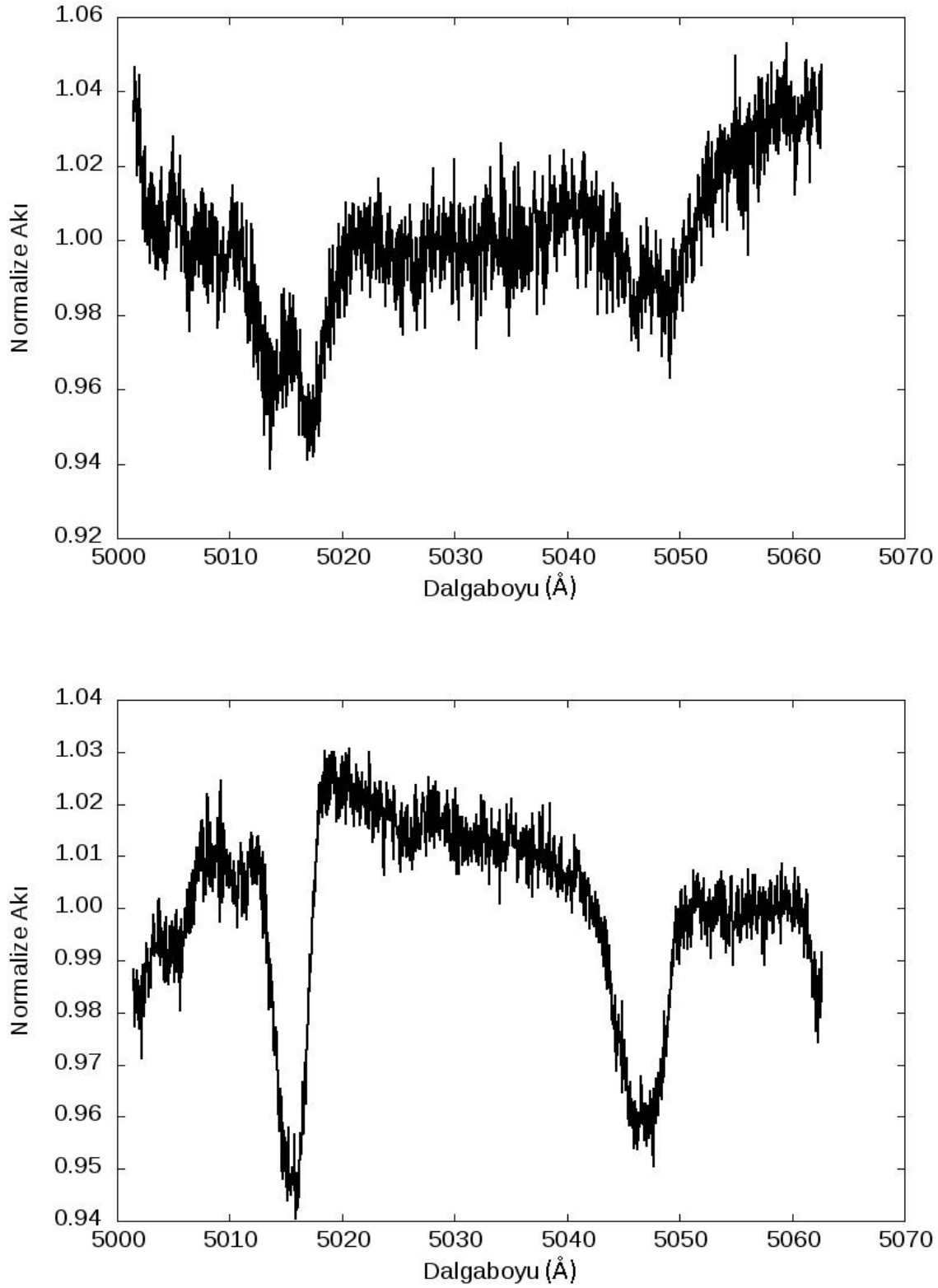
Şekil 4.2.h) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4640 Å N III, 4650 Å C III, 4661-4676 Å O II, 4686 Å He II çizgileri



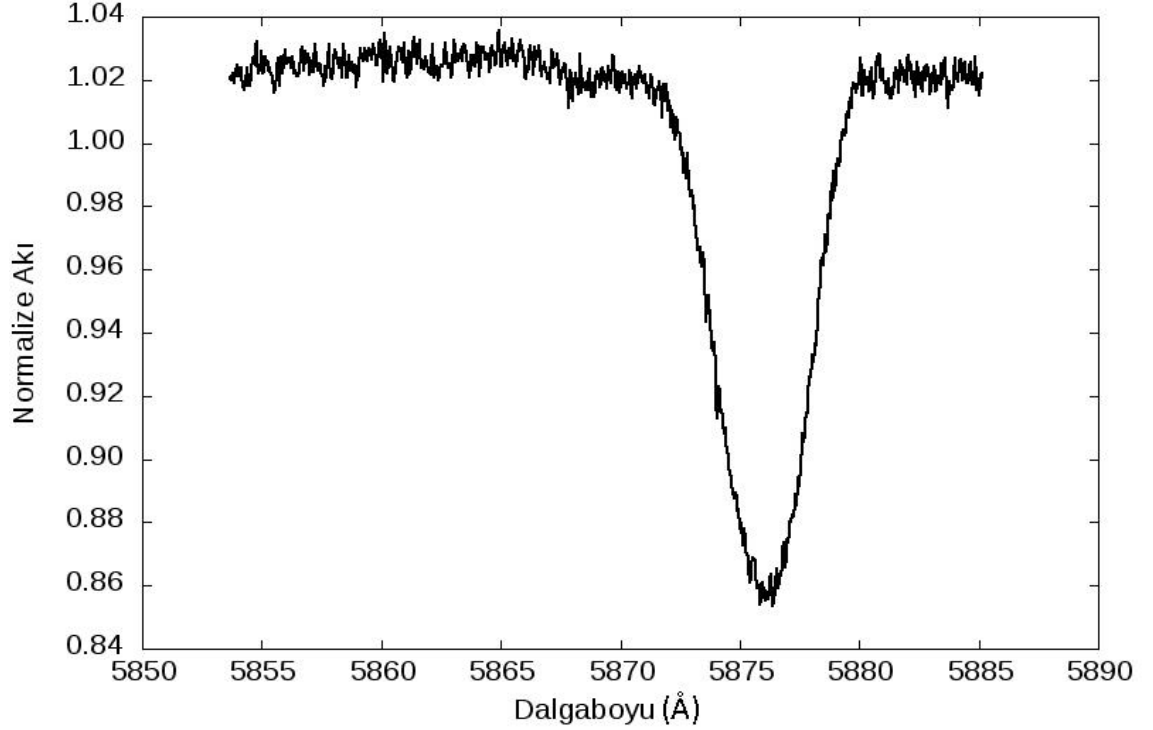
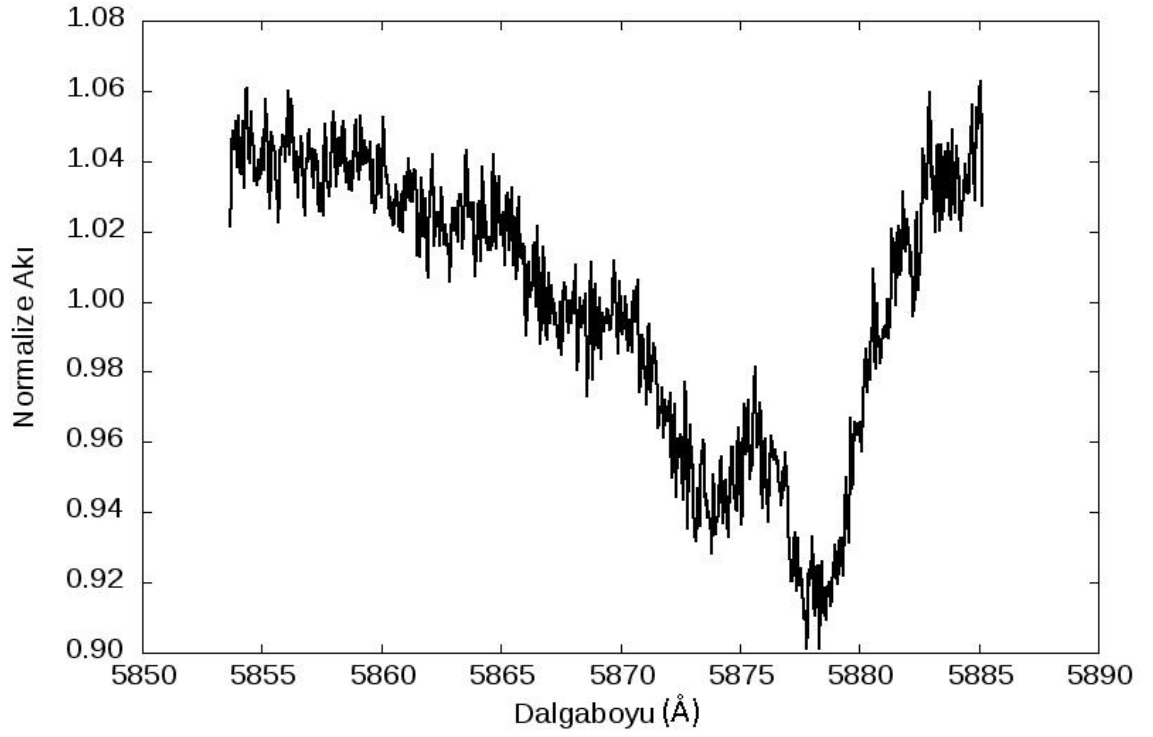
Şekil 4.2.i) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda, 4713 Å He I çizgisi



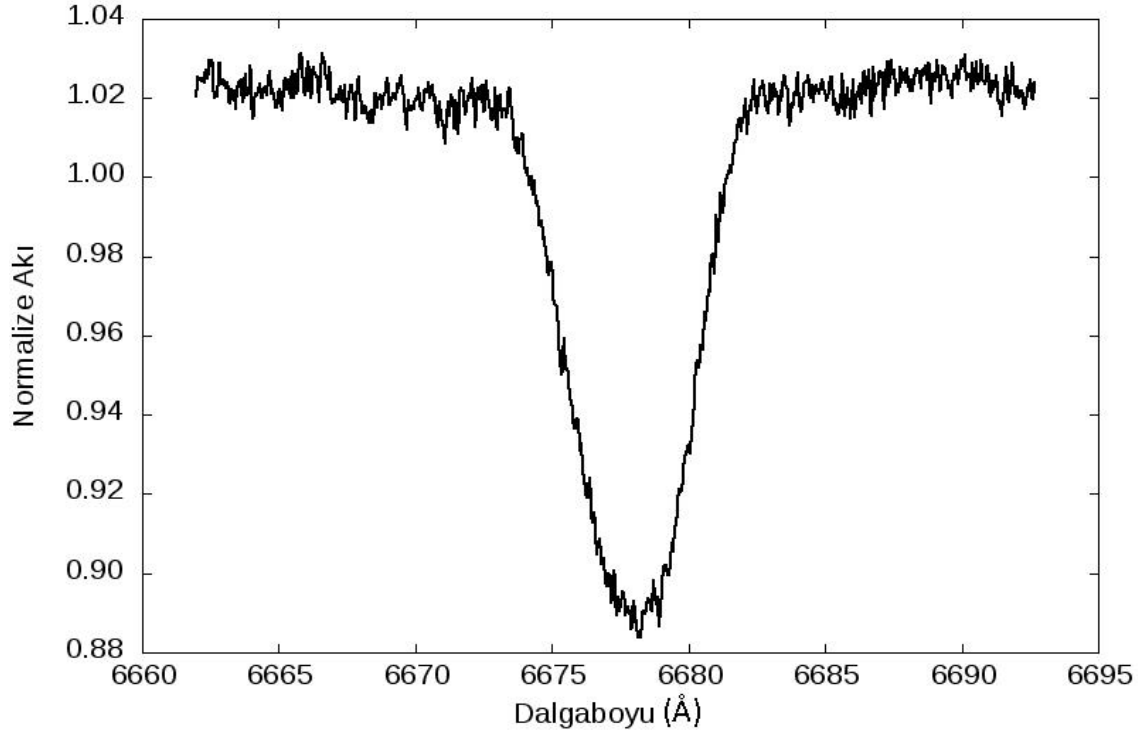
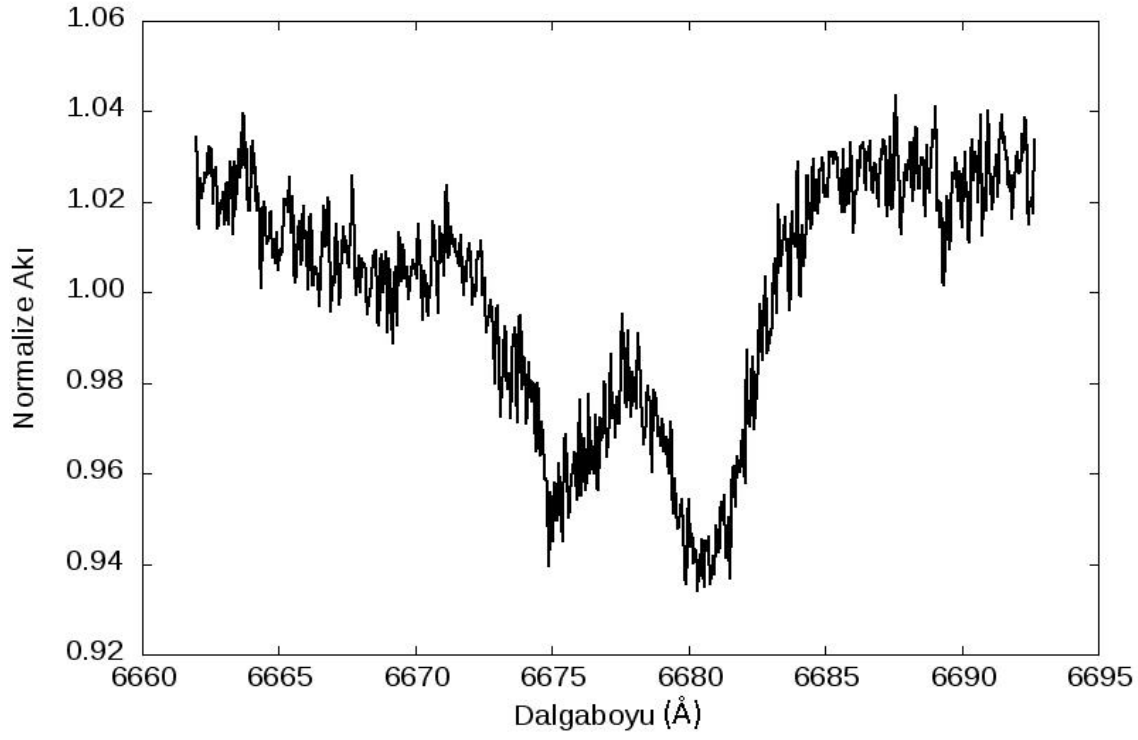
Şekil 4.2.j) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 4921 Å He I çizgisi



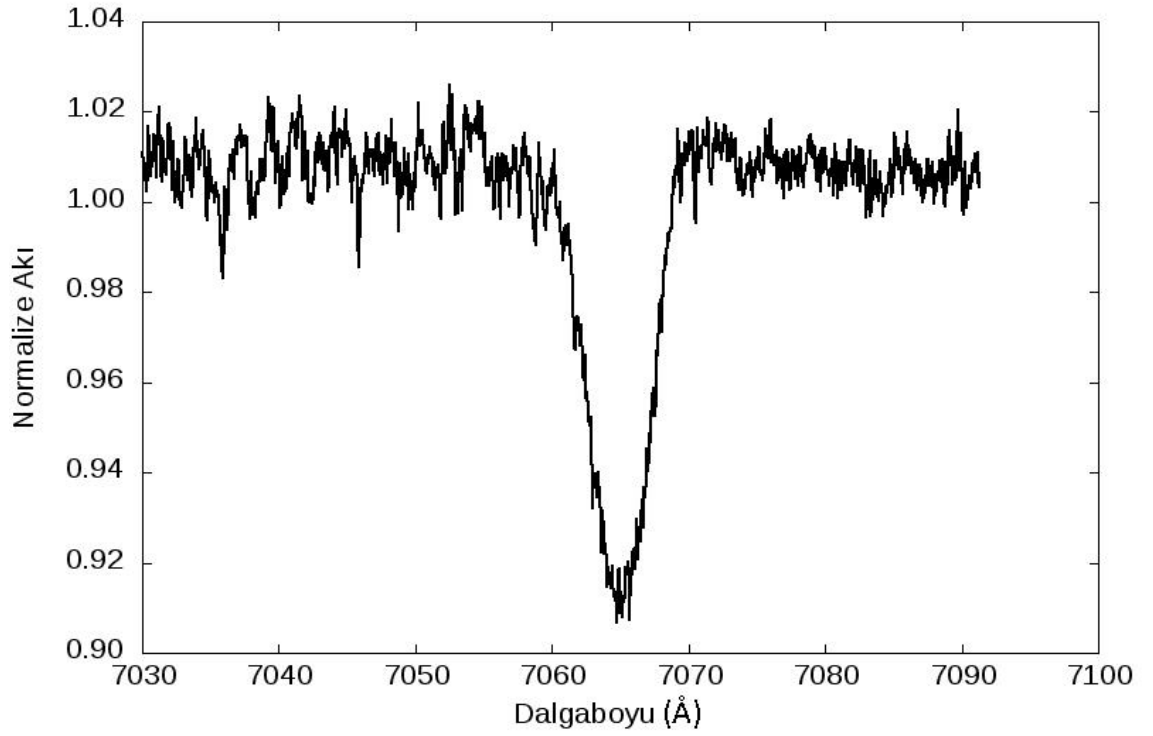
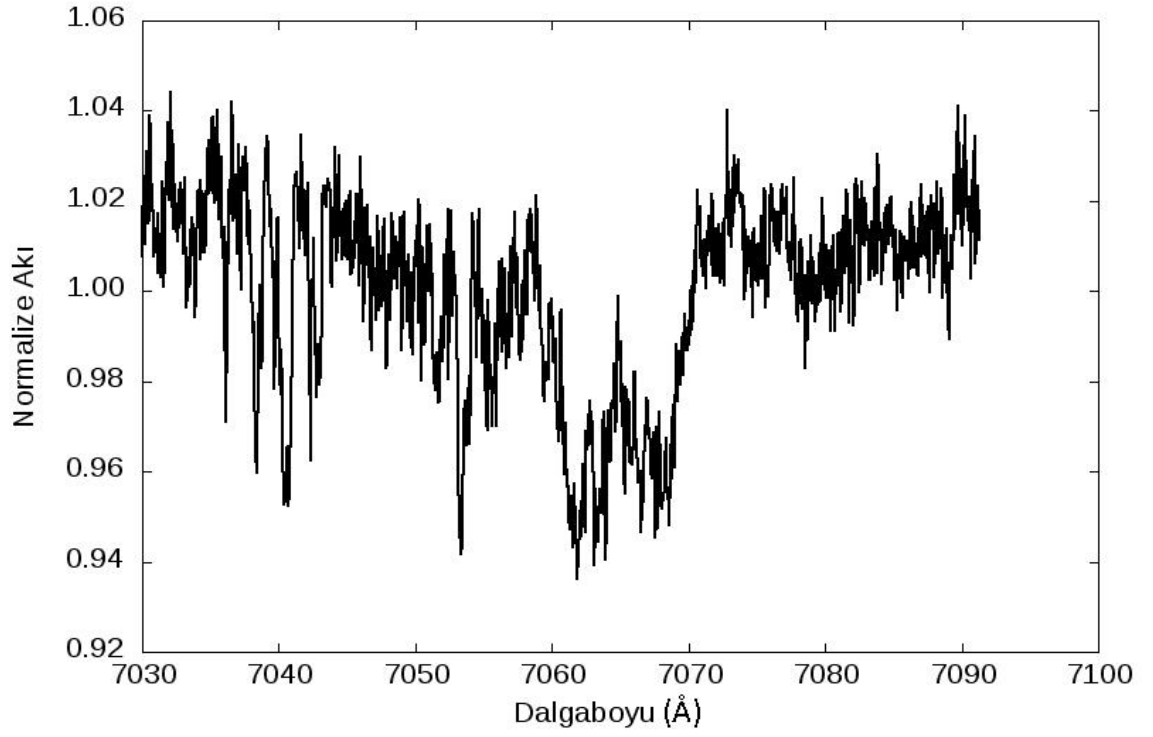
Şekil 4.2.k) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 5015-5048 Å He I çizgileri



Şekil 4.2.1) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 5875 Å He I çizgisi



Şekil 4.2.m) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 6678 Å He I çizgisi



Şekil 4.2.n) Baş bileşene (üstte) ve yoldaş bileşene (altta) ait ayrıştırılmış tayflarda 7064 Å He I çizgisi

Çizelge 4.1’de HH Car sistemi için farklı tayf bölgelerinde elde edilen T_0 , K_1 , K_2 ve q değerleri verilmektedir. Çizelge 4.2’de ise sistemin sonuç yörünge çözüm parametreleri, hataları ile beraber verilmiştir.

Çizelge 4.1. HH Car sistemi için farklı tayf bölgelerinde yapılan *KOREL* analizinin sonuçları. * işaretli bölgelerde, T_0 başlangıç minimum zamanı sabit tutularak çözüm yapılmıştır

Bölge (Å)	T_0 (HJD)	K_1 (km/s)	K_2 (km/s)	q (K_1/K_2)
3872-3902	2452501.6406	158.16	253.87	0.623
4065-4187	2452501.6407	164.78	263.04	0.627
4305-4367	2452501.6396	156.37	258.60	0.605
4367-4400	2452501.6401	160.71	263.88	0.609
4400-4461	2452501.6399	160.26	268.47	0.597
4456-4487	2452501.6390	165.08	266.64	0.619
4528-4590*	2452501.6400	165.45	285.83	0.579
4628-4690	2452501.6385	151.94	273.54	0.555
4700-4761	2452501.6398	161.03	271.10	0.594
4904-4935	2452501.6407	163.26	263.52	0.620
5000-5062	2452501.6399	164.87	281.22	0.586
6660-6692*	2452501.6400	158.77	268.22	0.592

Çizelge 4.2. HH Car sisteminin sonuç yörünge parametreleri ve standart hataları

Parametre	Değer
P(gün)	3.231515
T_0 (HJD)	2452501.6399 ± 0.0007
e	0.0
K_1 (km/s)	160.9 ± 4.1
K_2 (km/s)	268.2 ± 9.0
q (K_1/K_2)	0.60 ± 0.04
$m_1 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	16.53 ± 1.57
$m_2 \sin^3 i$ ($M_\odot$)	9.92 ± 0.86
$a \sin i$ ($R_\odot$)	27.39 ± 0.84

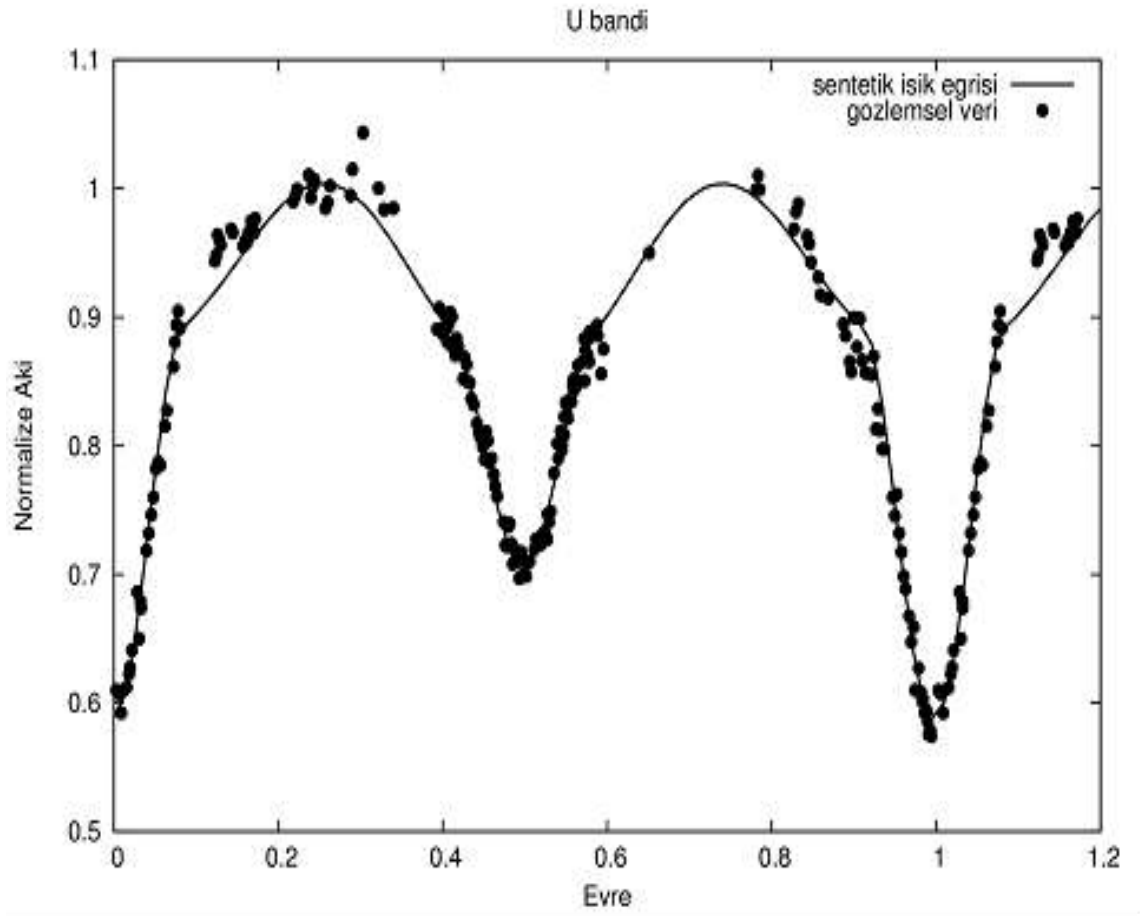
4.2. Fotometrik ve Tayfsal Analiz

Hilditch (2001), Algol türü yarı-ayrık sistemleri, klasik ve O-B türü Algol sistemler olarak iki gruba ayırmıştır. Klasik Algol türüne giren sistemlerde baş bileşenin B veya A tayf sınıfından bir anakol, yoldaş bileşenin ise F ya da K tayf sınıfından bir alt dev veya dev olduğunu belirtmiştir. O-B türü Algol sistemleri için ise, baş bileşenin tayf sınıfının O ya da B, yoldaş bileşenin tayf sınıfının ise B yada A olması gerektiğini söylemiş, fakat özel bir ışınım sınıfı kriteri belirtmemiştir. Klasik Algoller için q kütle oranının yaklaşık 0.1-0.3 değerleri arasında, O-B türü Algoller için ise yaklaşık 0.3-0.7 değer aralığında bulunduğunu da eklemiştir. Bu kriterlere bakıldığında HH Car, O-B türü bir Algol sistemi olarak düşünülmektedir. Ayrıca, Soderhjelm (1975) ve O'Connell (1968) da sistemin ışık eğrilerini yarı-ayrık konfigürasyon yaklaşımı altında çözmüştür. Bu sebeple, ışık eğrisinin çözümünde kullandığımız WD kodunda analiz için 5. mod seçilmiştir. Johnson U, B, V filtrelerinde yapılan gözlemlere ait veriler, Soderhjelm (1975) çalışmasından alınmıştır. Çift sistemin yörünge dönemi ve başlangıç zamanı, Kreiner (2004)'den alınmış ve analizlerde bu parametrelerden P sabit, T_0 ise serbest bırakılmıştır. *KOREL* programından elde edilen yarı büyük eksen uzunluğu ve kütle oranı ise analizlerde sabit değerler olarak alınmıştır. Baş ve yoldaş bileşenin sırasıyla yüzey potansiyelleri, Ω_1 ve Ω_2 değerlerinden sadece Ω_2 sabit tutulmuştur. Sistemin yörünge eğimi, $87^\circ.5$ olarak, Soderhjelm (1975)'den alınmış ve analizde serbest bırakılmıştır.

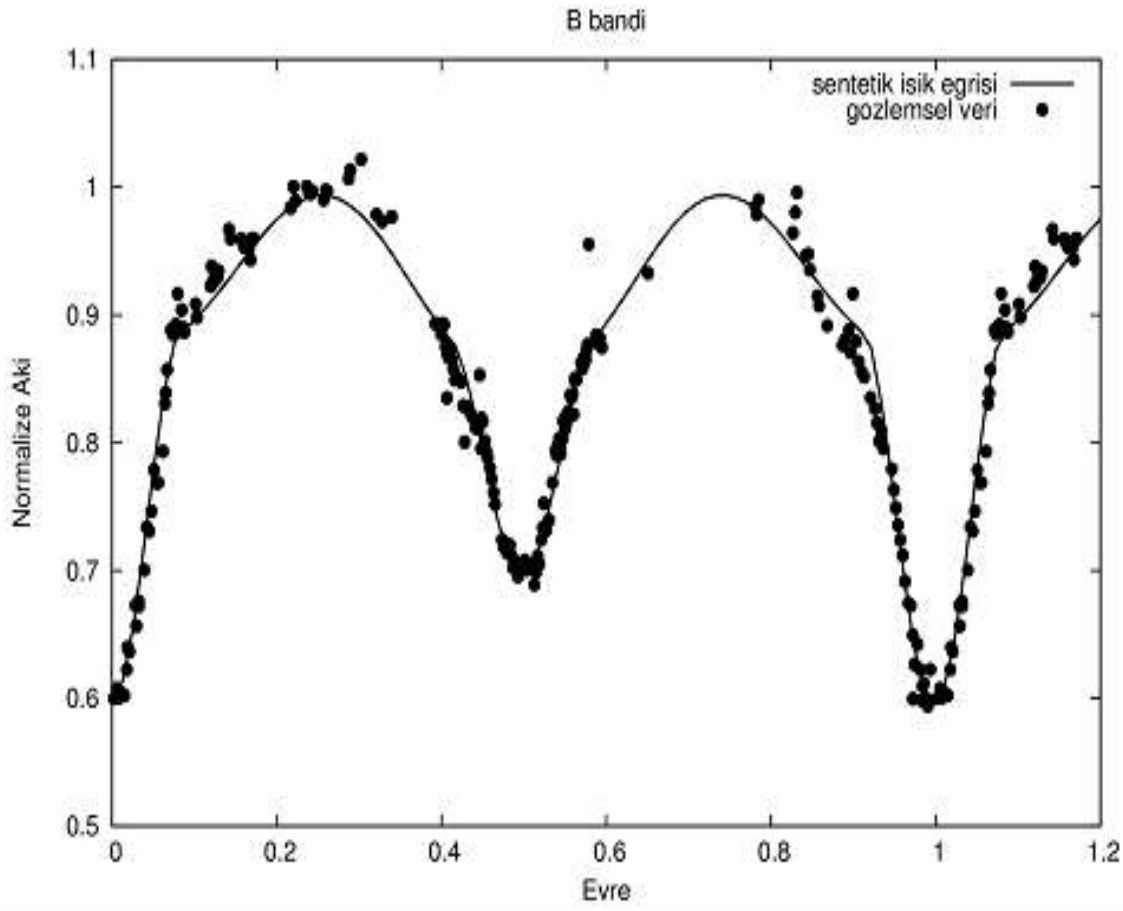
Işık eğrisi analizinde sabit tutulmuş bir parametre olan baş bileşenin etkin sıcaklığı, T_1 değerinin hesaplanması için Johnson ve Morgan (1953) tarafından verilen Q-yöntemi kullanılmıştır. Soderhjelm (1975), HH Car sisteminde baş bileşen için (U-B) ve (B-V) renk değerlerini sırasıyla, $-0^m.68$ ve $0^m.27$ olarak vermiştir. Q-yönteminde kullanılan bağıntılarla, kızarmadan arındırılmış renkler, (U-B)₀ ve (B-V)₀ için sırasıyla $-1^m.093$ ve $-0^m.304$ olarak hesaplanmaktadır. Worthey ve Lee (2011)'nin çalışmalarında verdikleri renk-sıcaklık kalibrasyon tablolarına göre, hesaplanan bu renk değerleri birinci bileşen için 32000 °K etkin sıcaklığını vermektedir. Bu parametre ışık eğrisi analizinde sabit parametre olarak alınmış ve ikinci bileşen yıldızın etkin sıcaklığı olan T_2 ise serbest parametre olarak bırakılmıştır. Her iki bileşen için, çekim kararması (g_1 , g_2) ve albedo değerleri (A_1 , A_2) radyatif zarflı yıldızlarda olduğu gibi, 1 olarak alınmış ve sabit tutulmuştur. Kenar kararma katsayılarının belirlenmesi için *JKTLD* kodu (Southworth 2008) kullanılmıştır. Bu kodla, aralarında van Hamme (1993) ve Claret (2000) tarafından hazırlanan kenar kararma katsayıları tablolarının da olduğu 9 ayrı tablodan lineer interpolasyon yöntemi kullanılarak, belirli bir sıcaklık, metalisite ve mikrotürbülans hızı için, lineer ve logaritmik kenar kararma katsayıları bulunabilmektedir. HH Car için, logaritmik kenar kararma katsayıları, Claret (2000) tablosunda yapılan interpolasyon ile bulunmuştur. Çözümünden elde edilen sonuç model parametreleri Çizelge 4.3'de verilmektedir ve gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrileri de Şekil 4.3.a, b, c'de gösterilmektedir. Aynı zamanda, Şekil 4.4'de bileşenlerin sahip oldukları potansiyel yüzeyleri de verilmektedir.

Çizelge 4.3. HH Car sisteminin ışık eğrisinin çözümünden elde edilen model parametreleri. Parantez içindeki değerler, son basamaklardaki hataları vermektedir

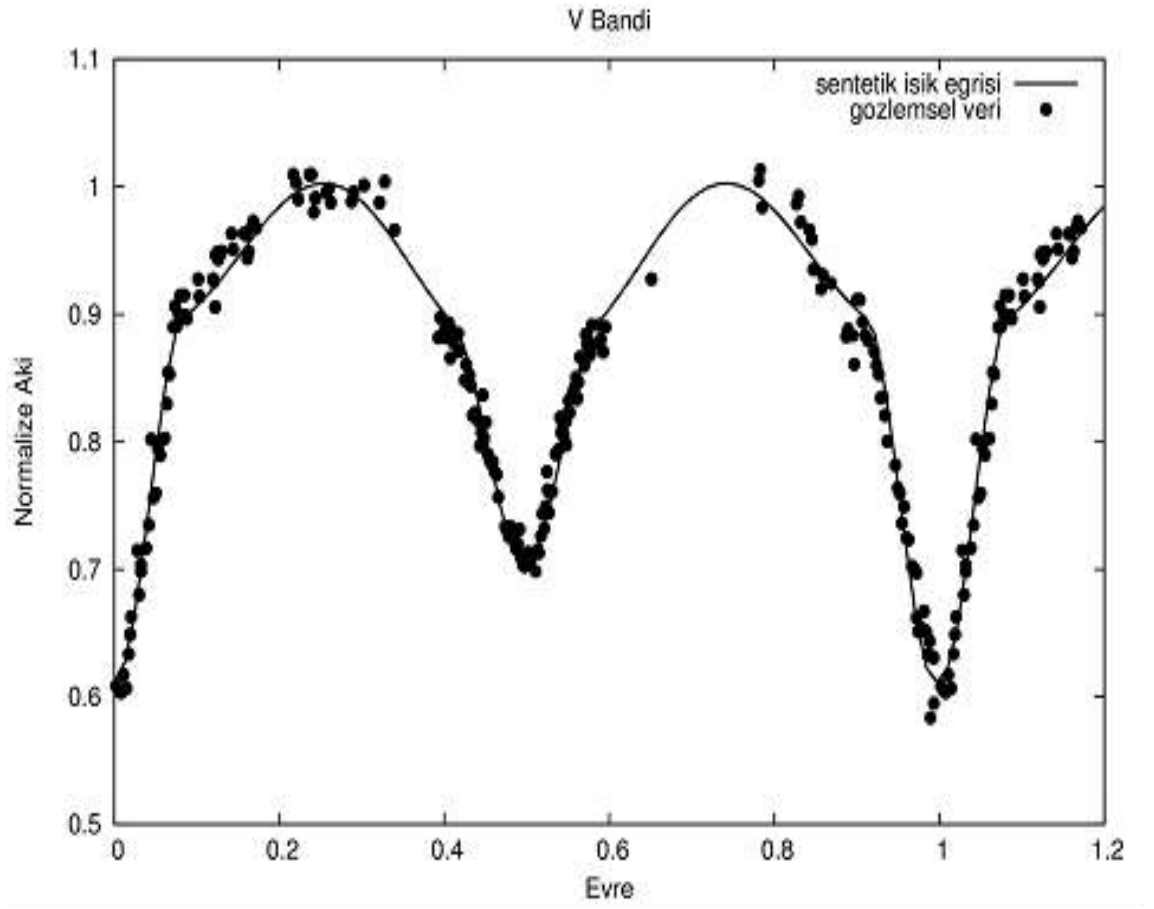
Parametre	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
P (gün)	3.231515	
T_0 (HJD)	2452501.6400 (8)	
q	0.60	
$T_{1,2}$ (°K)	32000	26300(950)
I_{1U}/I_{toplam}	0.276(7)	0.727(7)
I_{1B}/I_{toplam}	0.265(7)	0.728(7)
I_{1V}/I_{toplam}	0.263(7)	0.739(7)
i (°)	80.90(6)	
a ($R_{\odot}$)	27.74(85)	
$\Omega_{1,2}$	6.301(22)	3.021
e	0.0	
$A_{1,2}$	1.0	
$g_{1,2}$	1.0	
χ^2 (U,B,V)	0.048, 0.068, 0.058	



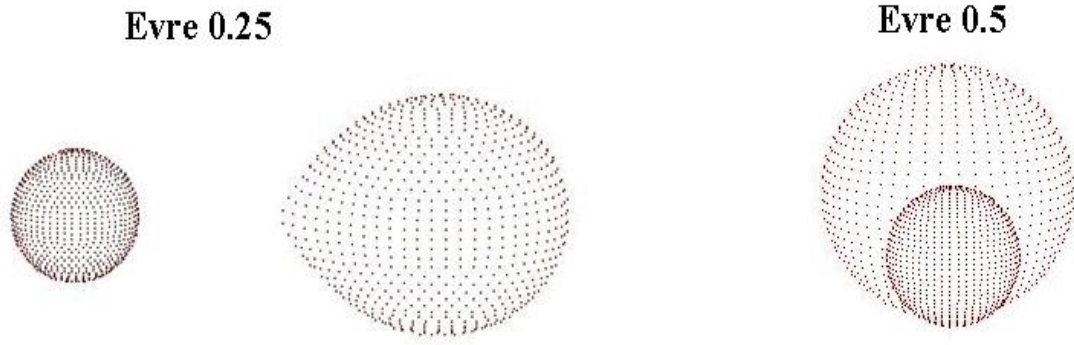
Şekil 4.3.a) HH Car sisteminin U bandındaki gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrisi fiti



Şekil 4.3.b) HH Car sisteminin B bandındaki gözlem verilerine yapılan teorik ışıık eğrisi fiti



Şekil 4.3.c) HH Car sisteminin V bandındaki gözlem verilerine yapılan teorik ışık eğrisi fiti



Şekil 4.4. HH Car sistemindeki bileşenlerin sahip oldukları potansiyel yüzeyler

Sistemin yapılan fotometrik gözlemlerindeki duyarlılığın yetersizliği ve sistemdeki çevresel maddenin varlığı HH Car'ın ışık eğrilerinin çözümünden elde edilen parametrelerin duyarlılığını azaltmaktadır. Sistemin güncel sayılabilecek fotometrik verisi ASAS (All Sky Automated Survey, Pojmanski 2002) kataloğuna ait veritabanında bulunmaktadır. Fakat burada bulunan ışık eğrileri, tam bir yörünge dönemini kaplamamış olup, rastgele zamanlarda alınan verilerden oluşmuştur. Başka bir deyişle, HH Car'ın ASAS kataloğunda bulunan ışık eğrilerindeki veri noktaları, bir kaç yörünge dönemi boyunca farklı evrelerde alınarak elde edilmiştir. Ayrıca, ASAS gözlemlerine, HH Car çift sisteminin yanı sıra, HH Car'ın görsel bileşenlerinden bir tanesinin de girmiş olması ihtimalinin yüksek olduğu görülmektedir. Bu sebeplerden ötürü, ASAS ışık eğrisi, analizlerde tercih edilmemiştir. Soderhjelm (1975), c_1 , c_2 ve c_3 olarak adlandırdığı görsel bileşenlerden çifte yakın olan c_2 'yi ayrıca gözlediğini, c_3 'ün parlaklığını ise (c_1+c_3) toplam parlaklığından c_1 'i çıkartarak elde ettiğini belirtmiştir. Bu sebepten, ışık eğrisi analizi için, ASAS verilerinin dışında, en güncel veri olan, Soderhjelm (1975) verileri esas alınmıştır.

4.3. Yakın Çift Yıldız Parametreleri

HH Car sisteminin ışık ve dikine hız eğrilerinin eş zamanlı çözümünden elde edilen mutlak parametreleri Çizelge 4.4'de özetlenmektedir. Yörünge parametreleri ve ışık eğrisinin sonuçları bileşen yıldızların merkezleri arasındaki uzaklığı $27.7 R_o$, bileşenlerin kütlelerini $17 M_o$ ve $10 M_o$ olarak vermektedir. Bileşenlerin kütleleri, baş ve yoldaş bileşen için sırasıyla B0 V ve B2 IV/III tayf türünden yıldızlara uygundur (Straizys ve Kuriliene 1981). Yıldızların yarıçapları ise baş ve yoldaş bileşen için sırasıyla, $4.85 R_o$ ve $9.34 R_o$ olarak bulunmuştur. Bu yarıçaplar, baş bileşen için B2 V, yoldaş bileşen için ise B0 IV/III tayf türünü işaret etmektedir. Ancak bileşenlerin her ikisinin de tayflarında He II çizgisi görülmektedir. He II çizgisinin varlığı, bu bileşenlerin B0 tayf türünden veya O tayf sınıfından olmaları gerektiğini göstermektedir (Gray ve Corbally 2009). HH Car'ın baş ve yoldaş bileşenlerinin sıcaklıklarından bulunan tayf türleri sırasıyla O9 V ve B0 IV/III olarak belirlenmiştir. Dolayısıyla, bu tür madde aktarımının olduğu sistemlerde, kütleye göre tayf türü belirlemek yanlış sonuçlara götürebilir. Tayf türlerinin kütle, yarıçap ve sıcaklığa göre farklılıklar göstermesi yarı ayırık sistemlerde özellikle kütle alış-verişi yapanlarda beklenen bir

özelliğdir. Kütle aktarımı, sistemdeki yıldızların evrimlerinin tek yıldız evriminden farklı olmasına neden olmaktadır. Bu sebeple, baş bileşen H-R diyagramında kütlelerine göre daha düşük ısıtılmalı, yoldaş ise daha büyük ısıtılmalı görünmektedir (İbanoğlu vd 2006).

Çiftin bileşenlerinin sıcaklıklarına uygun Bolometrik Düzeltme değerleri (BC), Budding ve Demircan (2007)'den alınmıştır. Baş ve yoldaş bileşenin mutlak ısıtılmaları, L_1 ve L_2 , ve uzaklık modülü kullanılarak HH Car sistemi için fotometrik uzaklık 3060 ± 325 pc olarak belirlenmiştir.

Çizelge 4.4. HH Car sisteminin hesaplanan mutlak parametreleri

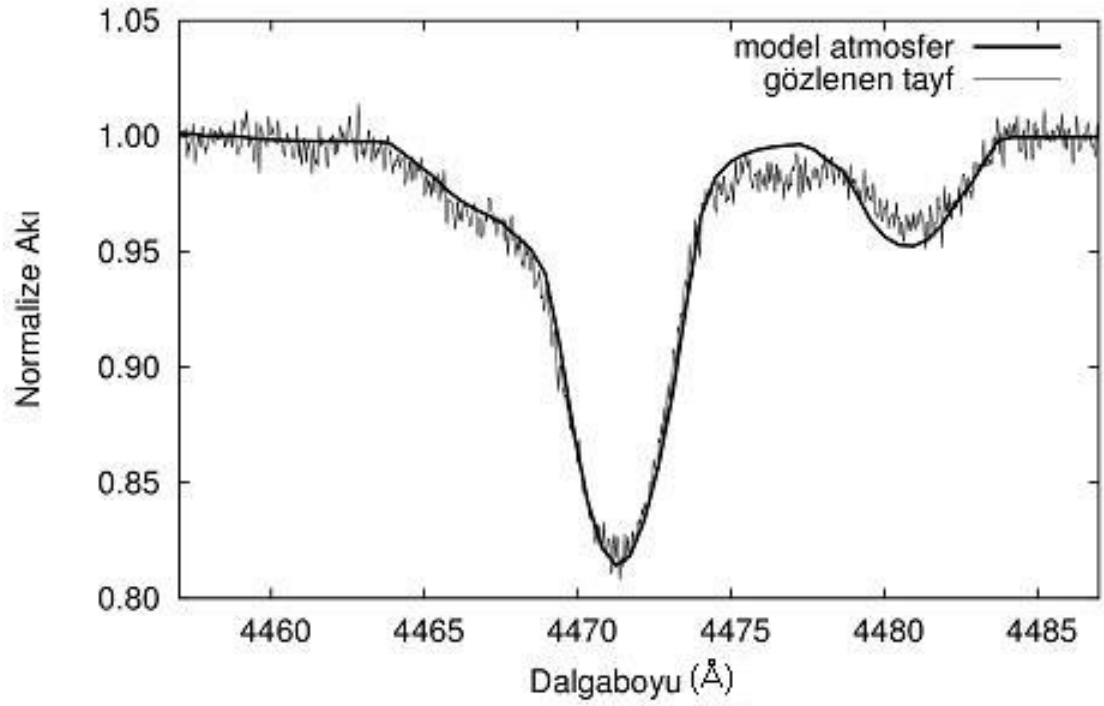
Parametre	Sembol	Baş Bileşen	Yoldaş Bileşen
Tayf Türü	Sp	O9V	B0 IV-III
Kütle ($M_{\odot}$)	M	17.2(1.2)	10.3(9)
Yarıçap ($R_{\odot}$)	R	4.85(18)	9.34(31)
Yarı Büyük Eksen Uzunluğu ($R_{\odot}$)	a		27.7(9)
Yörünge Eğimi (i)	i		80.90(9)
Kütle Oranı	q		0.600(35)
Yüzey çekim ivmesi (cgs)	$\log g$	4.301(63)	3.511(66)
Görsel parlaklık (kadir)	V		10.3
Bileşenlerin görsel parlaklığı (kadir)	$V_{1,2}$	9.45(2)	8.25(2)
Renk indisi (kadir)	$B-V$		-0.321(1)
Görsel sönümlleme (kadir)	A_v		2.36(3)
Sıcaklık ($^{\circ}K$)	T	33500(2500)	27500(2500)
Isıtma ($L_{\odot}$)	$\log L$	4.347(59)	4.574(36)
Bolometrik Parlaklık (kadir)	M_{bol}	-6.118(148)	-6.685(888)
Mutlak Görünür Parlaklık (kadir)	M_v	-3.03(19)	-4.15(88)
Hız Yarıgenlikleri (km/s)	$K_{1,2}$	161(4)	268(9)
Kütle Merkezi Hızı (km/s)	V_{γ}		-15.9(3.0)
Hesaplanan Eşzamanlı Dönme Hızı (km/s)	V_{synch}	76(2)	147(4)
Gözlenen Dönme Hızı (km/s)	V_{rot}	220(30)	150(5)
Uzaklık (pc)	d		3060 (325)

4.4. HH Car Sisteminde Model Atmosfer Uygulamaları

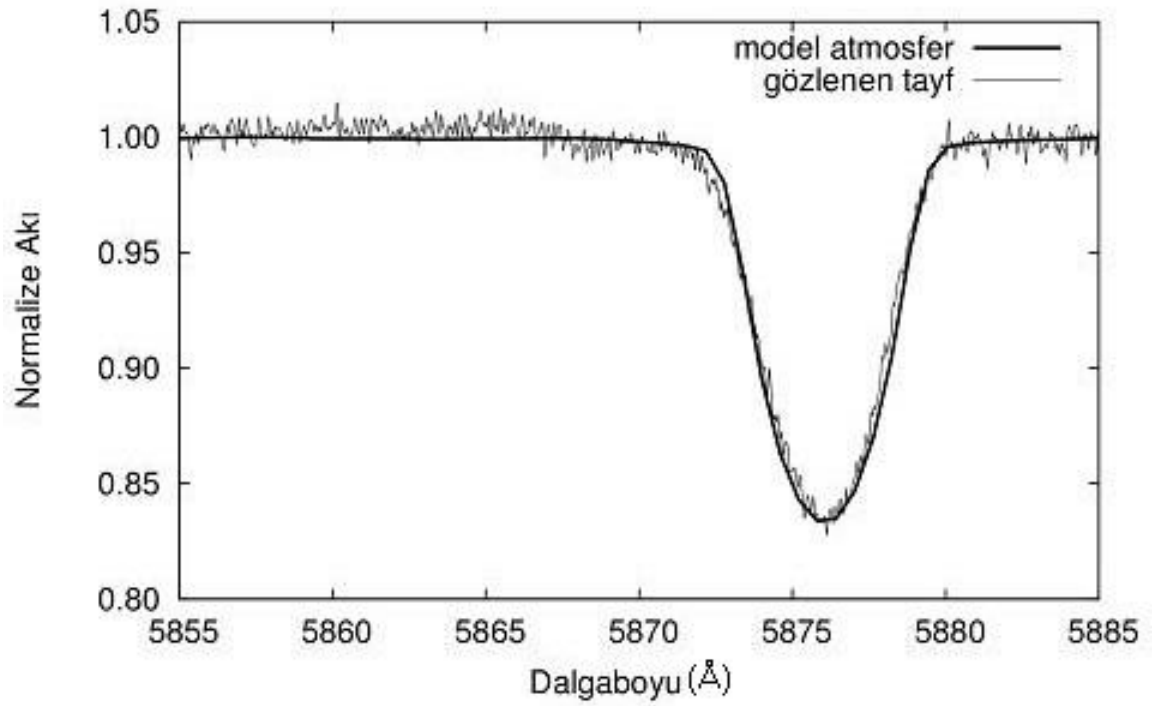
HH Car sisteminin O-B tayf sınıfına ait bileşenlerden oluşması, dolayısıyla bileşenlerin yüksek yüzey sıcaklıkları sebebiyle model atmosfer uygulamalarında, LTE varsayımının dışına çıkan ve NLTE yaklaşımı kullanan model atmosfer kodları tercih edilmiştir.

HH Car sisteminin model atmosferlerinin oluşturulmasında, “*OSTAR2002*” kataloğu kullanılmıştır (Lanz ve Hubeny 2003). Bu katalogda bulunan atmosfer gridleri, model atmosferler oluşturan *TLUSTY* kodu ve sentetik tayf üreten *SYNSPEC* kodu ile hesaplanmıştır. Katalogdaki model atmosfer gridleri, 300 ile 750 nm dalgaboyu aralığında, 2500 °K derecelik artışlarla 27500 °K ile 55000 °K sıcaklık aralığında ve 0.25 artışla 3.00 ile 4.75 çekim ivmesi, $\log g$, değerleri aralığında hazırlanmıştır. Ayrıca, bu modeller Güneş metal bolluğunun yanı sıra yüksek metal içeren ve metale fakir atmosferler dahil 10 farklı kimyasal bolluk için hesaplanmıştır. Görünür bölge dışında 90 ile 200 nm aralığındaki mor öte bölgenin detaylı model atmosferleri de aynı katalog içinde mevcuttur. *OSTAR2002* model atmosfer gridleri, yıldızların dönme hızının sıfır olması kabulüne göre hesaplanmış olduğundan, dönmenin gözönüne alındığı sentetik tayfları oluşturmak amacıyla *ROTIN3* (Hubeny Lanz ve Jeffrey 1994) kodu kullanılmıştır.

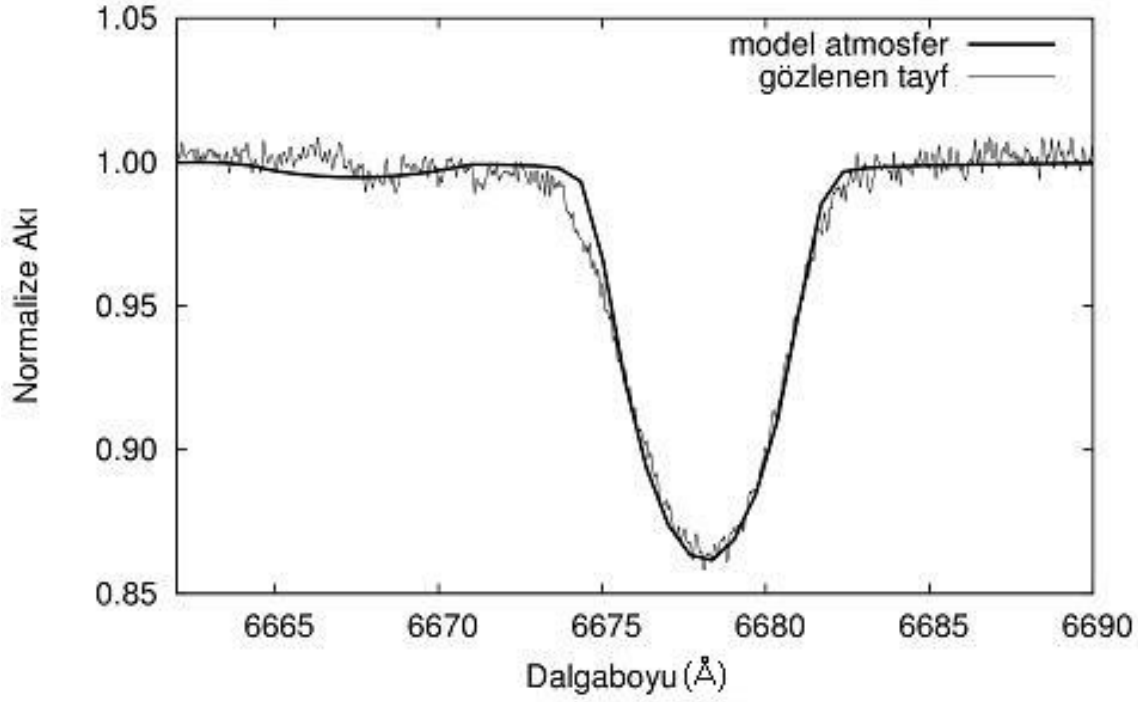
KOREL programının çıktısından elde edilen baş bileşenin tayf çizgileri, dönmeden dolayı geniş ve asimettiktir, ayrıca, salmadan etkilenmektedir. Salmaların He ve metal çizgilerinde de görünmesi sistemdeki kütle aktarım aktivitesinin ne kadar kuvvetli olduğuna işaret etmektedir. Bu nedenle, baş bileşene ait olmak üzere, sadece dönme hızının belirlenmesi amacıyla, farklı dönme hızlarında sentetik tayflar oluşturulmuştur. Burada amaç salmadan oldukça etkilenen birinci bileşen tayflarından yaklaşık bir dönme hızı belirlemektir. Bu tayflar arasından dönme hızı, $v \sin i = 220 \pm 30$ km/s olan model baş bileşen tayfı ile en iyi uyumu göstermiştir. Yoldaşın tayf çizgileri ise, daha simetrik ve atmosfer parametreleri belirlemek için uygun görünmektedir (Şekil 4.2). Dolayısıyla, ayrıştırılmış tayflardan yoldaş bileşen için temel atmosfer parametreleri ve dönme hızı belirlenmiş ve bu tayflara en iyi uyan model fitleri Şekil 4.5.a, b, c, d, e’de gösterilmektedir. Model atmosferler ve sentetik tayflar, kimyasal element bolluğu olarak güneş bolluğu ($[M/H]=0$ dex) ve mikro-türbülans hızı olarak da 10 km/s (ζ) alınarak, Linux’de oluşturulmuştur. Buna göre yoldaş bileşenin etkin sıcaklığı $T_e = 27500$ °K, yüzey çekim ivmesi, $\log g=3.50$ cgs ve dönme hızı, $v \sin i = 150 \pm 5$ km/s olarak belirlenmiştir. Yoldaş bileşenin senkronize dönme hızı, yörünge dönemi ve çapı dikkate alındığında, 147(6) km/s olarak hesaplanmaktadır. Buna göre yoldaş bileşen senkronize dönmektedir.



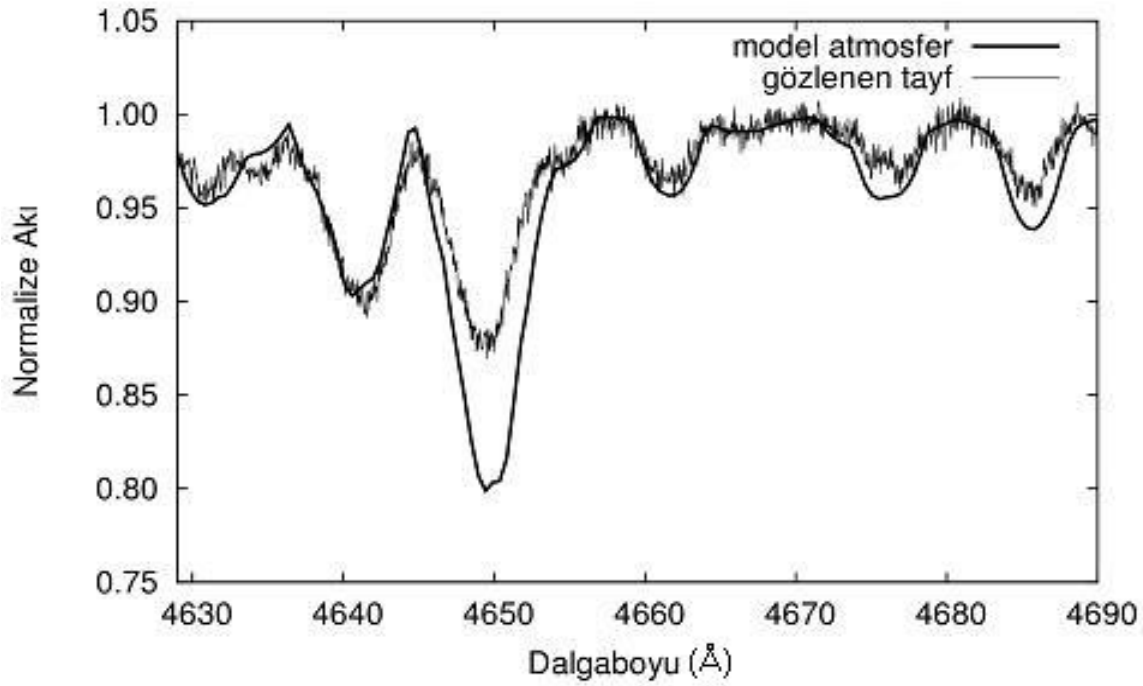
Şekil 4.5.a) Yoldaş bileşeni ait 4471 Å He I, 4481 Å Mg II çizgilerine yapılan model atmosfer fiti



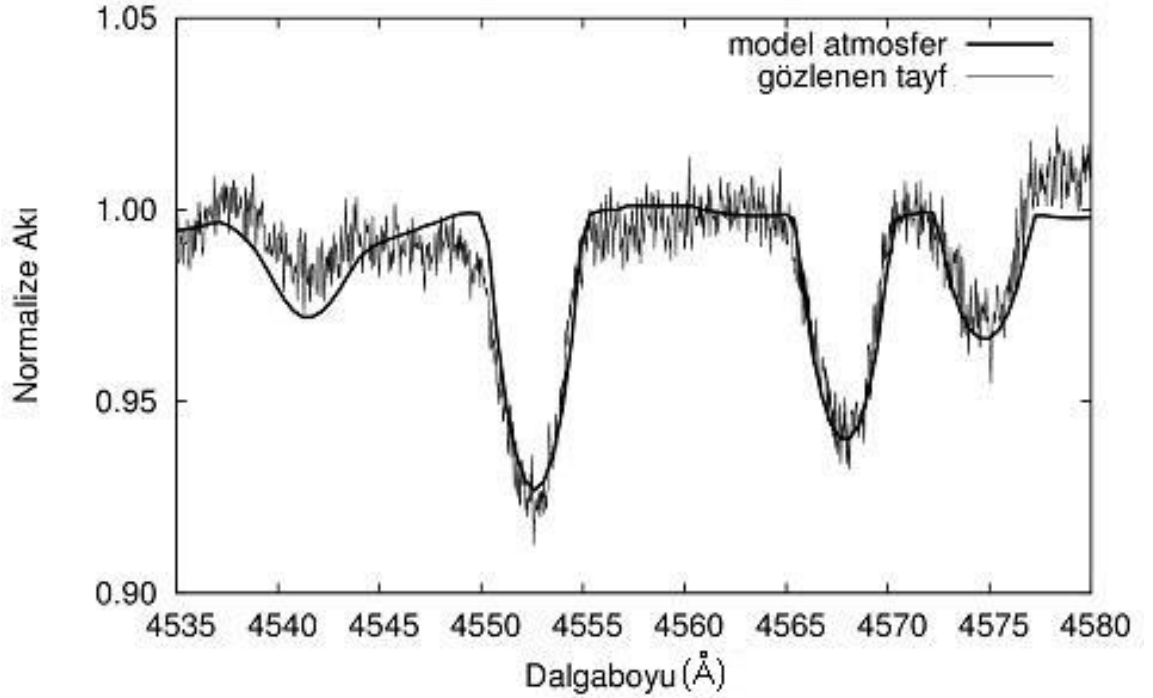
Şekil 4.5.b) Yoldaş bileşene ait 5875 Å He I çizgisine yapılan model atmosfer fiti



Şekil 4.5.c) Yoldaş bileşene ait 6678 Å He I çizgisine yapılan model atmosfer fiti



Şekil 4.5.d) Yoldaş bileşene ait 4640 Å N III, 4650 Å C III, 4661-4676 Å O II, 4686 Å He II çizgilerine yapılan model fiti

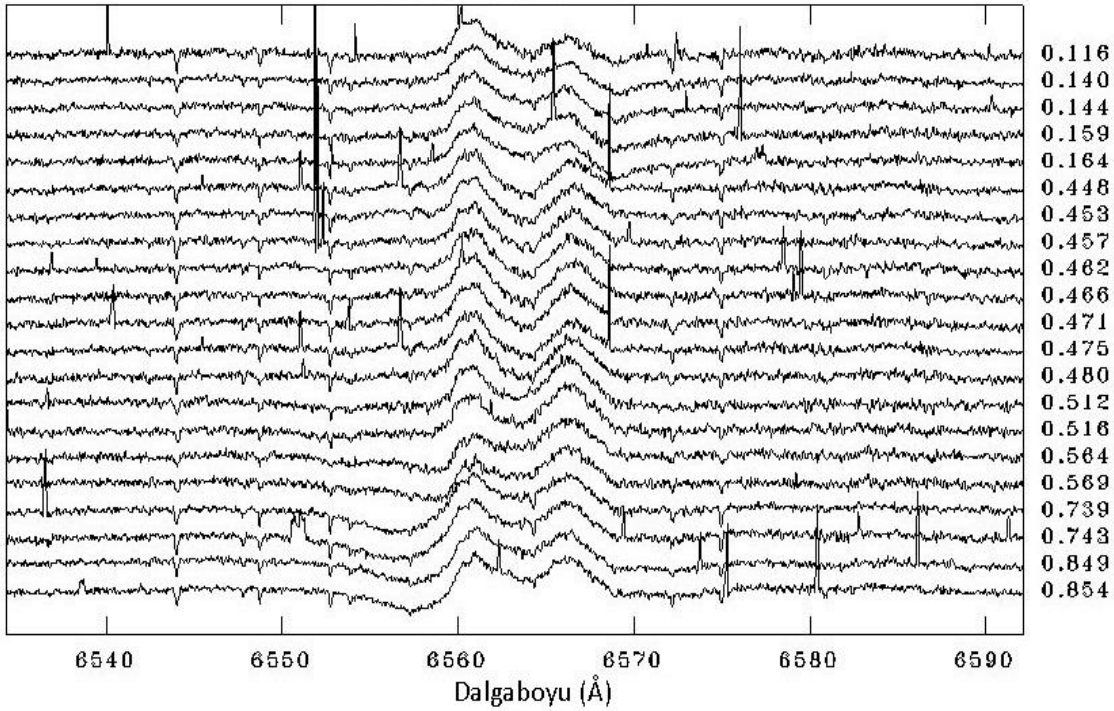


Şekil 4.5.e) Yoldaş bileşene ait 4541 Å He II, 4552-4567-4574 Å Si III çizgilerine yapılan model fiti

Modellemelere bakıldığında şekil 4.5.d'deki N III, C III, O II, He II bölgesi hariç, model atmosfer fitlerinin yapıldığı diğer çizgiler, modellerle oldukça uyumlu görünmektedir. Şekil 4.5.d'de 4650 Å C III, 4676 Å O III ve 4686 Å He II çizgilerinde, model fitinin, gözlemsel veriyle tam uyuşmadığı fark edilmektedir. Özellikle de 4650 Å C III çizgisinde, sentetik tayf ile gözlemsel tayf arasındaki oldukça fazladır. Bu farklılıkların, yıldızın gösterdiği salmadan kaynaklandığı düşünülebilir. Fakat bahsi geçen C III çizgisindeki farkın, yıldızın karbonca fakir bir kompozisyona sahip olduğu şeklinde açıklanması da mümkündür.

4.5. Çevresel Maddenin Modellenmesi

Yıldızların hatta yıldız oluşum bölgelerinin ve bulutsuların tayflarında, nötr Hidrojenin Balmer serisi çizgilerindeki salma ve soğurma yapılarının modellenmesi, bu bölgelerin morfolojisini, çevresel gazın dağılımını, yıldızları saran disk ve kabuk yapılarını araştırmada en çok kullanılan yöntemlerden biridir. HH Car sisteminin bileşenlerini saran çevresel maddeye ilişkin tayfsal kanıt da, sistemin tayfında özellikle H_{α} çizgi kesitlerinden açıkça görülebilmektedir. HH Car'ın H_{α} çizgilerine ait evreye göre tayfları Şekil 4.6'da verilmiştir. Şekilden görüldüğü gibi, HH Car'ın tayflarında çift uçlu salma ve bazı evrelerde bu salmaya eşlik eden bir soğurma yapısı görülmektedir.

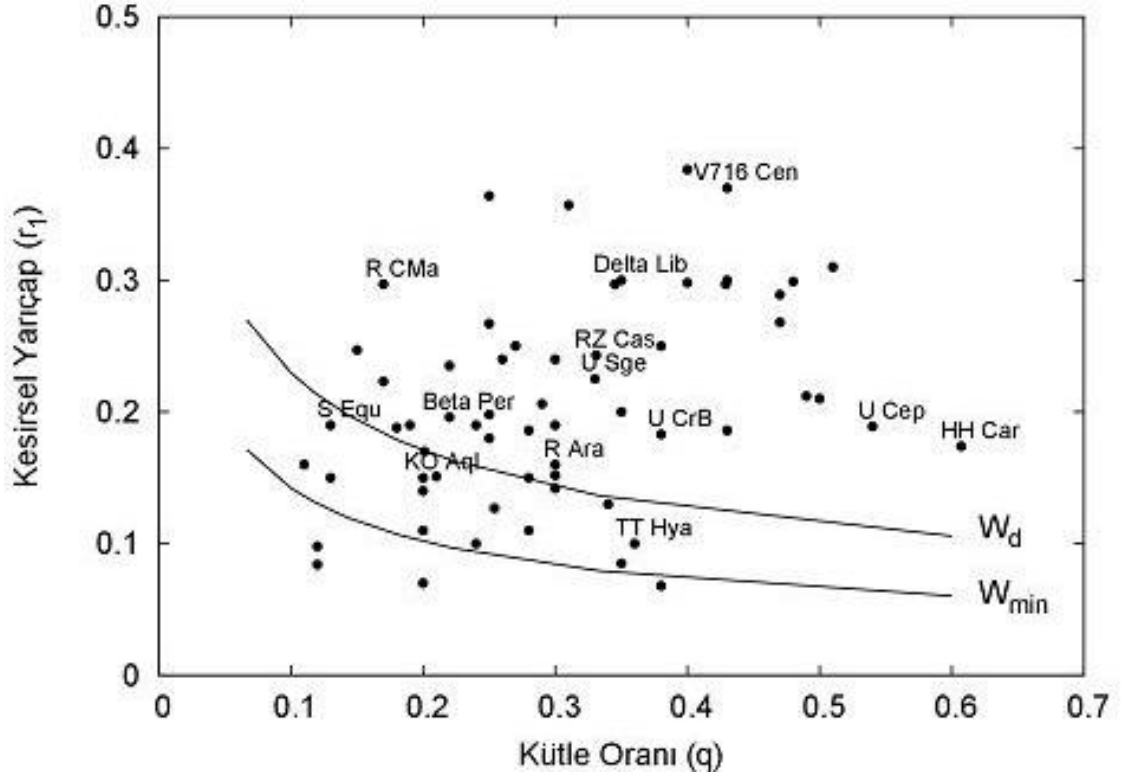


Şekil 4.6. HH Car sisteminin H_{α} çizgileri. Sağ tarafta tayfların alındığı evreler belirtilmiştir

HH Car sisteminin H_{α} çizgilerinde görünen çift uçlu salmanın, bileşen yıldızlardan birinin ya da her ikisinin etrafını saran geniş bir disk veya kabuk yapısına işaret etmektedir. Kabuk yıldızlarının tayflarında gözlenen bu çift uçlu yapılar incelenerek modeller yapılabilir ve kabuğun genişleme hızı, yoğunluğu, sıcaklığı gibi temel parametrelerin hesaplanmasında kullanılabilir. Kabuk yıldızlarında ve “Be” tayf türü yıldızlarda, Algol türü çift sistemlerde, yıldız rüzgarlarının oldukça baskın olduğu OB türü bileşenlere sahip sistemlerde, tayflarda gözlenen H_{α} çizgi kesitleri hakkında literatürde oldukça kapsamlı çalışmalar mevcuttur (Richards ve Albright, 1999; Silaj vd, 2010; Richardson vd, 2010; Nemravová vd 2010; Petrenz ve Puls, 1996; Thaller, 1997).

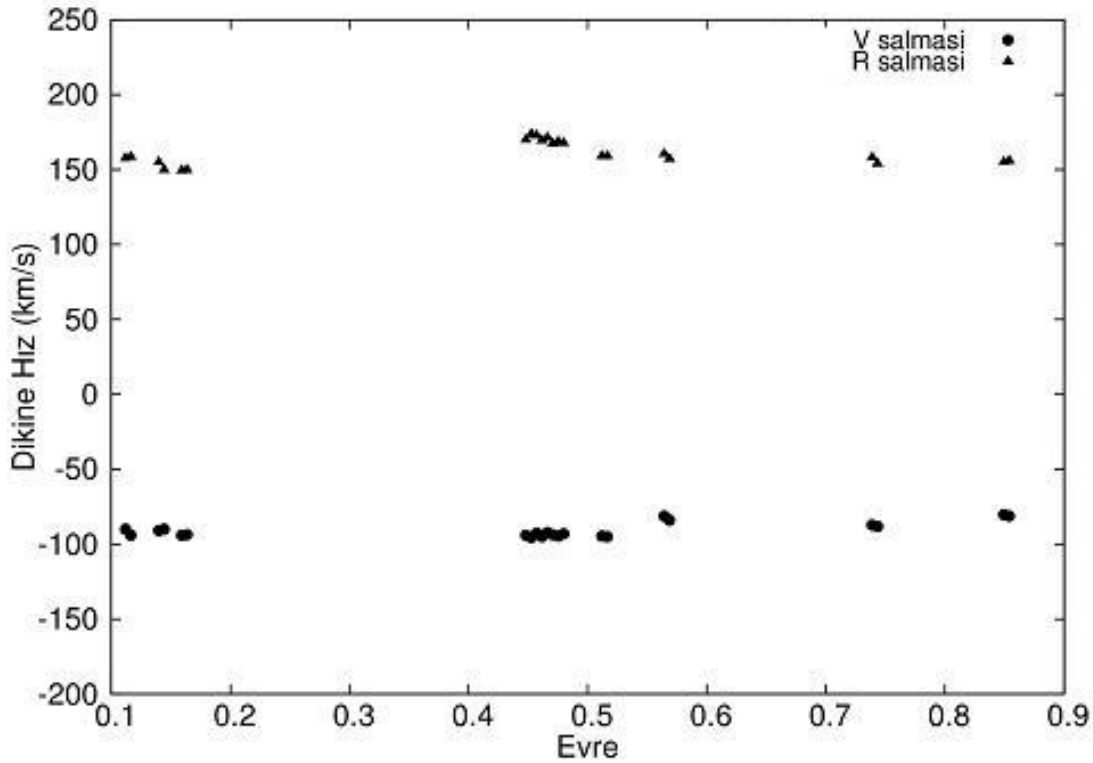
HH Car sisteminde yoldaş bileşenin Roche lobunu doldurmuş olmasından dolayı bu bileşenden baş bileşene doğru madde aktarılmaktadır. Bu tür madde aktarımı gerçekleşen sistemler için aktarılan maddenin baş bileşen etrafında nasıl bir toplanma yapısı oluşturabileceği, sistemin r_1 - q diyagramındaki yerinden tahmin edilebilmektedir (Lubow ve Shu 1975; Peters 1989). Burada, r_1 baş bileşenin kesirsel yarıçapı, q ise M_2/M_1 olarak bileşenlerin kütle oranıdır. Bu diyagramda w_d ve w_{min} eğrileri Lubow ve Shu (1975) tarafından, farklı kütle oranı değerleri için hesaplanan kuramsal eğrilerdir. Bu iki eğri arasında kalan bölge geçici disk yapıları gösteren sistemleri içermektedir. w_{min} eğrisinin altında kalan bölgede ise kalıcı diske sahip sistemler bulunmaktadır ve bu bölgedeki sistemlerin bileşenleri arasındaki mesafe büyük ve kütle alan bileşenin kesirsel yarıçapı da küçüktür. Bu sebeple akan madde, kütle alan bileşeni sıyrarak kalıcı bir disk oluşturabilmektedir. Ancak, w_d eğrisinin üzerinde yer alan sistemlerde, bileşenler arasındaki mesafe küçük ve kütle alan bileşenin kesirsel yarıçapı oldukça büyüktür. Dolayısıyla akan madde doğrudan kütle alan bileşenin yüzeyine çarpmakta ve

burada sıcak bir bölge oluşturmaktadır. HH Car sistemi, disk yapısının görülmediği ve gaz akımının doğrudan baş bileşene çarptığı bölgede bulunmaktadır. Şekil 4.7’de, r_1 - q diyagramı ve HH Car sisteminin bu diyagramdaki yeri gösterilmektedir.



Şekil 4.7. r_1 - q diyagramı ve HH Car da dahil olmak üzere bazı sistemlerin bu diyagramdaki yerlerinin gösterimi. r_1 , baş bileşenin kesirsel yarıçapı olup q ise kütle oranıdır. w_d ve w_{min} eğrileri Lubow ve Shu (1975) tarafından farklı q değerleri için hesaplanan kuramsal eğrilerdir

Yapılan çalışmalar göstermiştir ki çift uçlu H_α salma yapısı genellikle “Be” ve kabuk yıldızlarında oldukça yaygın görülen, genişlemekte olan kabuğun veya kalın bir disk yapısının işaretidir. HH Car sisteminde de görülen bu çift uçlu H_α salmasının hangi bileşenden kaynaklandığını, yani bu yapıya sebep olan çevresel maddenin hangi bileşen etrafında olduğunu belirleyebilmek için, çift salma piklerine ait kısa dalgaboyu (V) ve uzun dalgaboyu (R) salmalarının merkezi dalgaboyları Gaussian profili fiti ile okunmuş ve dikine hız değerleri elde edilmiştir (Şekil 4.8).



Şekil 4.8. HH Car sisteminin tayflarındaki çift uçlu salmaların ölçülen V (kısa dalgaboyu) ve R (uzun dalgaboyu) bileşenlerinin yörünge evresi ile değişimi

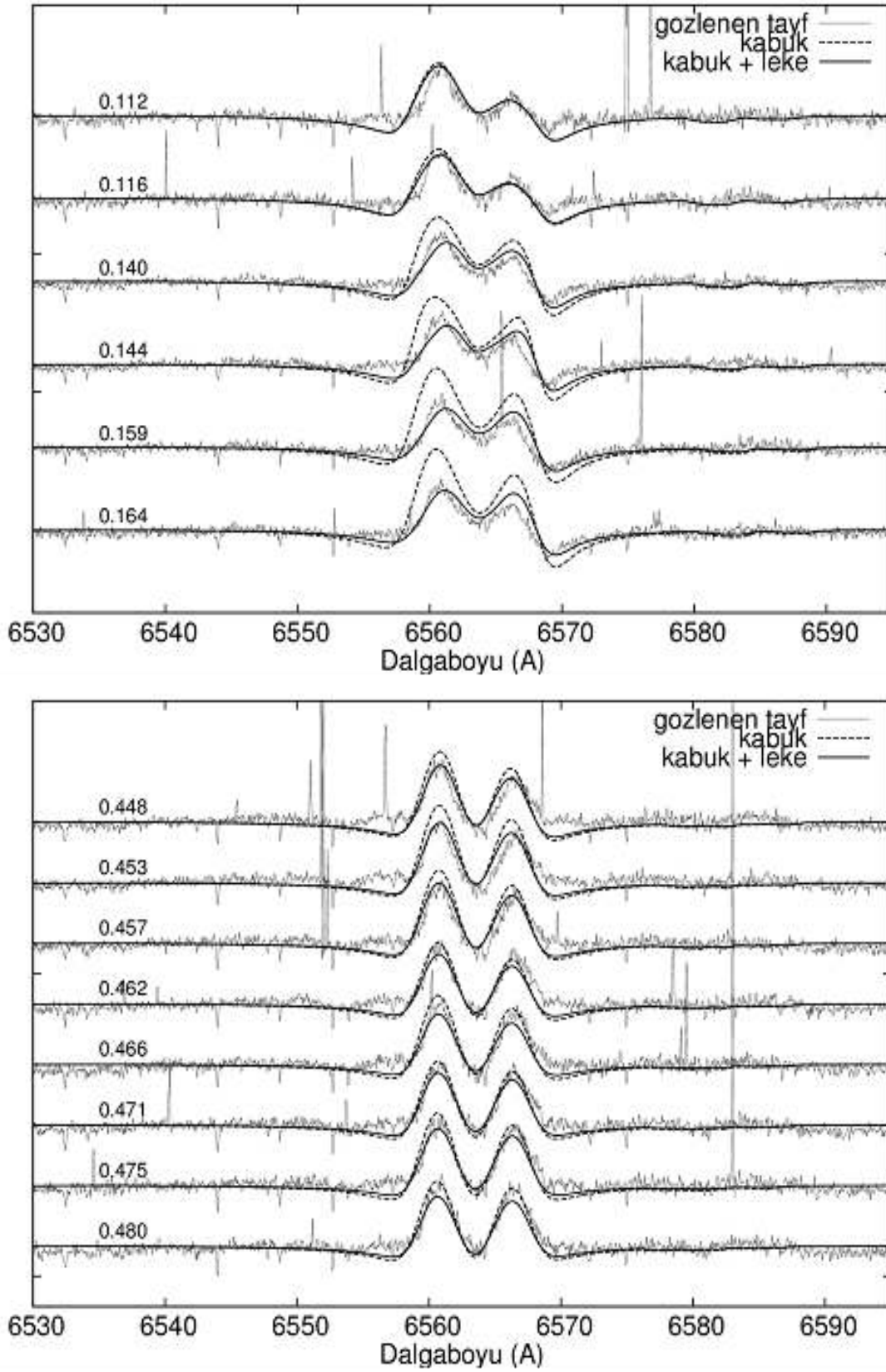
Sonuç olarak, bu salma tepelerine ait dikine hız değerlerinin her evrede hemen hemen aynı kaldığı ve bileşenlerin yörünge hareketleriyle uyumlu şekilde hareket etmediği görülmüştür. Bunun nedeni bu salma tepelerinin, bileşenlerin K_1 ve K_2 dikine hızlarına uyumlu hızlar göstermemesidir. Dolayısıyla salmayı oluşturan bu disk veya kabuk yapısı sadece bir bileşenin etrafında değil, çift sistemin etrafında bulunmalıdır. Ayrıca, bu durum çift uçlu salmaların, yalnızca yoldaş bileşenden baş bileşene aktarılan maddenin, baş bileşen etrafında toplanması sonucu oluşmadığını göstermektedir. HH Car ön tayf türünden (O9V + B0 IV-III) bileşenleri olan bir sistemdir. Bu tür yıldızlarda ışıyım basıncı dolayısıyla yıldız rüzgarları önemli duruma gelmektedir. Erken tayf türünden yıldızların ses hızını aşan, çok yüksek hızlı süpersonik rüzgârları vardır. Böyle erken tayf türünden iki yıldızın çekimsel olarak bağlı olması durumunda yani bir çift sistemin üyesi olduklarında bileşenlerin yıldız rüzgârları birbirleriyle etkileşir. Dolayısıyla, bu sistemde bileşenler arası aktarılan maddenin yanısıra bileşenlerin yıldız rüzgârlarının toplam etkisi de göz önüne alınmıştır.

HH Car sistemindeki, çevresel maddenin modellenmesinde SHELLSPEC programı kullanılmıştır. Sistemin bileşenleri için elde edilen kütle, yarıçap, dönme hızları, sıcaklıkları, sistemin kütle oranı, uzaklığı ve eğimi bu programda girdi parametresi olarak kullanılmıştır.

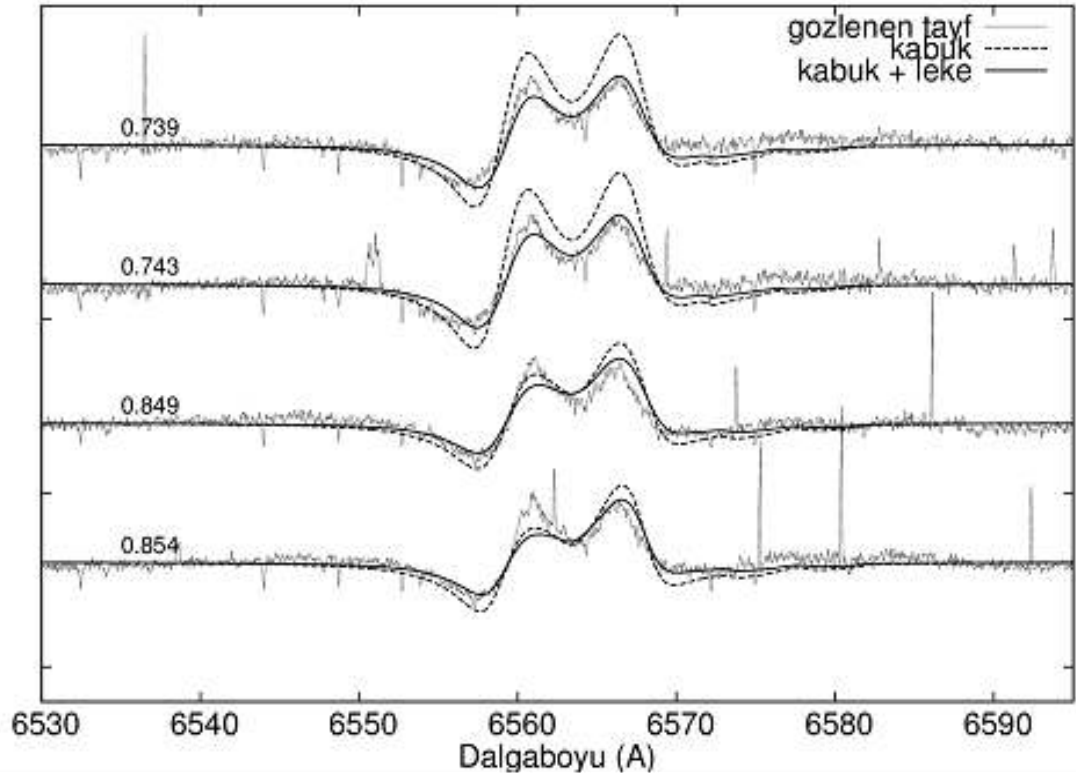
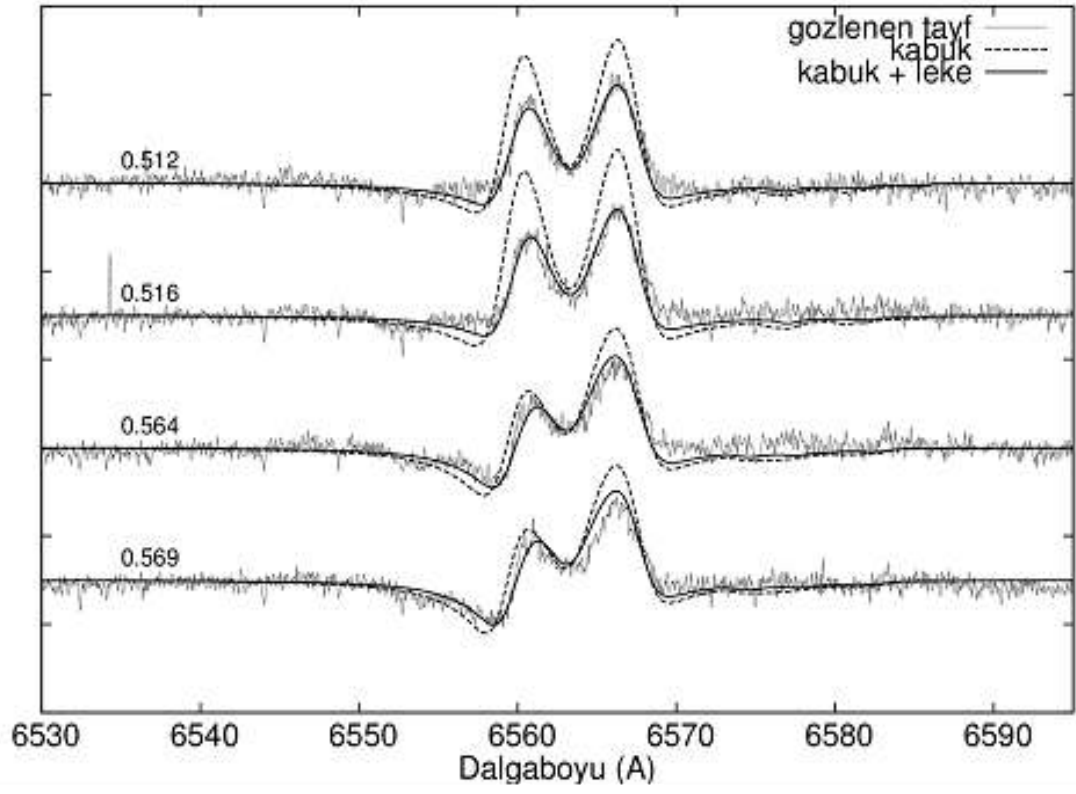
Yoldaş bileşenin baş bileşene kütle aktardığı bilindiği için, gaz akımı (stream) modellenmesi aktif hale getirilmiş ve $r_1 - q$ diyagramından hareketle bu gaz akımının bir çarpma bölgesi meydana getirdiği düşünülmüştür. Her iki bileşende de yıldız rüzgarları

ile kütle kaybının mümkün olması ve bu bileşenlerin yıldız rüzgarlarının birbirleriyle etkileşebilme durumu söz konusudur. Dolayısıyla, akan maddenin ve etkileşen yıldız rüzgarlarının iki bileşen arasında, yüksek sıcaklıklı bir bölge oluşturması beklenmektedir. Bileşenlerin yıldız rüzgarları, sistemin etrafında genişleyen bir kabuk olarak düşünülmüş, belirli yoğunluk ve kalınlık değerleri verilerek kabuk yapısı modellenmeye çalışılmıştır. Analizde, *SHELLSPEC* kodunun, kabuğa ait hız ve yoğunluk niceliklerini değişken olarak aldığı, *ishell*=2 modu kullanılmıştır.

HH Car sistemiyle ilgili kabuk modeli, bileşenlerden yıldız rüzgârı ile madde atılması ve bunun bileşenler etrafında bir kabuk meydana getirmesi şeklinde oluşturuldu. Ayrıca, bileşenler arası bölge yıldız rüzgârlarının ve yoldaş bileşenin L_1 , Lagrange noktasından aktardığı maddenin etkileşmesi nedeniyle oldukça aktif olmalıdır. Bu etkileşimin bu alanda yüksek sıcaklıklı bir bölge oluşturduğu varsayımı modellere eklendi. Bu bölge çözümlerde leke olarak ele alındı. Modellenen kabukta sıcaklığın, yoğunluğun ve genişleme hızının az da olsa evreden evreye farklılıklar gösterdiği bulunmuştur. Bu durum, genişleyen kabuk yapısının her iki bileşenden de gelen yıldız rüzgarlarının etkisiyle homojenliğinin bozulduğunu ve kabuğun farklı bölgelerinde farklı yoğunlukların olabileceğini göstermektedir. Şekil 4.9’da ise HH Car’a yapılan *SHELLSPEC* modellemesi sonucu H_α bölgesi için oluşturulan sentetik tayflar gösterilmektedir. Sol tarafta, her tayf görüntüsünün üzerine, tayfin alındığı evreler yazılmıştır. Sıcak lekenin (sıcak bölgenin), dahil edildiği (*kabuk + leke*) ve edilmediği (*yalnızca kabuk*) iki farklı kabuk modelinin arasındaki fark açık bir şekilde görülebilmektedir. Ayrıca şekilden fark edilebileceği gibi, neredeyse tüm evrelerde, sentetik tayflarla, çift uçlu salma yapısı genel olarak modellenebilmesine rağmen, salma çizgisinin V ve R salmalarının yükseklikleri her evrede düzgün modellenememiştir. Bu durum yıldızları saran çevresel maddeyi küresel ve homojen bir kabuk olarak varsaymamızdan kaynaklanmaktadır. Sonuçta, leke parametreleriyle modellenen, bileşenler arasındaki sıcak bölgenin de kabuk modellerine dahil edildiği durumlarda, gözlenen tayflarla daha iyi uyum sağlandığı açıkça fark edilmektedir. Çizelge 4.5’de ise modellemeler sonucunda, kabuk ve sıcak bölge için elde edilen model parametreleri verilmiştir.



Şekil 4.9. HH Car sisteminin H_{α} tayflarına yapılan kabuk ve kabuk + leke modellemesi. Sol tarafta, tayfların alındığı evreler verilmiştir



Şekil 4.9'un devamı

Çizelge 4.5. Modellemeler sonucunda, HH Car sistemi için elde edilen kabuk ve leke parametreleri

Parametre	Değer
<u>Kabuk</u>	
T (°K)	22000 ± 3000
R _{iç} / R _{dış} (R _☉)	28.7 ± 1.3 32.2 ± 2.2
V _{türb} (km/s)	62.5 ± 7.5
V _{kabuk} (km/s)	192.5 ± 7.5
ρ (yoğunluk, cgs)	(2.2 ± 0.7) x 10 ⁻¹³
<u>Sıcak Leke (Sıcak Bölge)</u>	
T (°K)	100000 ± 5000
R (R _☉)	3.2 ± 0.5
ρ (yoğunluk, cgs)	~ 90 x 10 ⁻⁹

5. SONUÇ

Bu tez çalışmasında, Güney yarımküre yıldızı olan HH Car sisteminin ESO gözleminde elde edilen yüksek çözünürlüklü tayfları ve Soderhjelm (1975) tarafından elde edilen ışık eğrileri ile birlikte analiz edilerek sistemin duyarlı astrofiziksel parametreleri belirlenmiştir. Bu parametrelerin doğru şekilde belirlenmesi sistemin tayflarında görülen salmaların modellenmesine imkan tanımıştır.

Elde edilen tayfsal veri ile hem sistemin yörünge parametreleri hem de bileşenlerin ayrıştırılmış tayfları elde edilmiştir. HH Car, bileşenleri ön tayf türünden yüksek sıcaklığa sahip yıldızlar olması nedeniyle, bileşenlerin ayrıştırılmış tayflarına model atmosferlerin ve sentetik tayfların oluşturulmasında NLTE yaklaşımı esas alınmıştır. Baş bileşenin tayf çizgilerinin genişlemiş ve salmadan etkilenmesi sebebiyle sentetik tayfları yalnızca dönme hızını belirlemek amacıyla oluşturulmuştur. Sonuçta baş bileşenin dönme hızı 220 ± 30 km/s olarak belirlendi, bu hız bileşenin senkronize dönme hızından yaklaşık 3 kat daha hızlıdır. Yoldaş bileşen için ise oluşturulan atmosfer modellerinden bileşenin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, dönme hızı gibi parametrelerine ulaşılmıştır. Buna göre bu bileşenin senkronize döndüğü belirlenmiştir.

Model atmosfer uygulamasından elde edilen sıcaklıklar, ışık eğrisinin dikine hız eğrisi ile eş zamanlı çözümü sonucu bulunan sıcaklık değerleri ile hata sınırları dahilinde uygun görünmektedir. Bu sebeple, model atmosfer uygulamaları ile bulunan sıcaklık değerleri esas alındığında HH Car'ın, bileşenlerinin O9V+ B0 III-IV tayf türlerinden olduğu belirlenmiştir.

HH Car sisteminde bileşenler arası kütle aktarımının yanı sıra bileşenlerin sahip oldukları yıldız rüzgarları ile madde kaybı da söz konusudur. Bileşenler etrafındaki bu madde nedeniyle sistemin tayfında güçlü salmalar göze çarpmaktadır. Sistemdeki toplanma yapılarını, gaz akışını ve olası sıcak lekenin parametrelerini belirlemek amacıyla sistemin bileşke tayfları (baş bileşen, yoldaş bileşen, akan madde, kabuk ve sıcak leke) SHELLSPEC programı ile modellenmiştir. Sonuç olarak, HH Car sistemi için, yoldaş bileşenden baş bileşene doğru, düşük yoğunluklu bir gaz akımı ve iki bileşen arasında yıldız rüzgarlarının çarpışmasıyla oluşmuş sıcak bir bölge ve sistemi çevreleyen fakat homojen yapıda olmayan bir kabuk modellenmesi yapılmıştır.

Bir sistemin oymak üyeliğinin belirlenmesinde kullanılan kriterlerden uzaklık ve kütle merkezi hızı parametreleri HH Car sistemi için sırasıyla 3 kpc ve -16 km/s olarak hesaplanmıştır. Bulunan bu değerler Car OB1 oymağının değerleri ile hata sınırları içinde uyumludur. O halde HH Car sisteminin bu oymağın üyesi olduğu düşünülürse yaşı 1-2 Myıl olmalıdır (Walborn 2010).

6. KAYNAKLAR

- ANDERSEN, J., CLAUSEN, J.V. and NORDTSROM, B., 1980. Close binary stars: observations and interpretation. eds. M.J. PLAVEC, D.M. POPPER, R.K. ULRICH, IAU Symp. 88, Reidel, Dordrecht, 615 p.
- ANDERSON, J. 1991. Accurate masses and radii of normal stars. *Astron. Astrophys. Rev.* 3: 91-126.
- BAADE, D., MEISENHEIMER, K., IWERT, O., ALONSO, J., AUGUSTEIJN, T., BELETIC, J., BELLEMANN, H., BENESCH, W., BÖHM, A., BÖHNHARDT, H., BREWER, J., DEIRIES, S., DELABRE, B., DONALDSON, R., DUPUY, C., FRANKE, P., GERDES, R., GILLIOTTE, A., GRIMM, B., HADDAD, N., HESS, G., IHLE, G., KLEIN, R., LENZEN, R., LIZON, J.-L., MANCINI, D., MÜNCH, N., PIZARRO, A., PRADO, P., RAHMER, G., REYES, J., RICHARDSON, F., ROBLEDO, E., SANCHEZ, F., SILBER, A., SINCLAIRE, P., WACKERMANN, R. and ZAGGIA, S. 1999. The Wide Field Imager at the 2.2-m MPG/ESO telescope: first views with a 67-million-facette eye. *The Messenger* 95: 15-21.
- BAKIŞ, V., HENSBERGE, H., DEMİRCAN, O., ZEJDA, M., BİLİR, S. and NITSCHHELM, C. 2015. Study of Eclipsing Binary and Multiple Systems in OB Associations III: A Review (baskı aşamasında).
- BLAAUW, A. 1964. The O Associations in the Solar Neighborhood. *ARA&A*, 2: 213.
- BÖHM-VITENSE, E. 1989. Introduction to Stellar Astrophysics, Volume 2: Stellar Atmospheres. Cambridge University Press, 2: 26-38.
- BUDAJ, J. and RICHARDS, M. T. 2004. "A description of the shellspec code", *CoSka*, 34: 167-196.
- BUDDING, E. and DEMİRCAN, O. 2007. A New Catalogue of Eclipsing Binary Stars with Eccentric Orbits. *MNRAS*, 378: 179-181.
- BUTLER, K. and GIDDINGS, J. 1985. Newsletter on Analysis of Astronomical Spectra University of London, 9.
- CHEREPASHCHUK, A.M. 1976. Detectability of Wolf-Rayet binaries from X rays. *SvAL*. 2: 138-139.
- CLARET, A. 2000. A new non-linear limb-darkening law for LTE stellar atmosphere models. Calculations for $-5.0 \leq \log[M/H] \leq +1$, $2000 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 50000 \text{ K}$ at several surface gravities. *A&A*, 363: 1081-1190.
- FERREIRA, J. 2012. Low Resolution Spectroscopy of Wolf-Rayet Stars. http://www.lafterhall.com/Spectroscopy_Wolf-Rayet_type_stars.html.

- GIMÉNEZ, A., CLAUSEN, J.V., GUINAN, E.F., MALONEY, F.P., BEDSTREET, D.H., STORM, J. and TOBIN, W. 1994. Eclipse Monitoring of Eccentric Binary Systems. *Experimental Astronomy*, 5: 91-97.
- GRAY, R.O. and CORBALLY, C.J. 2009. *Stellar Spectral Classification*. Princeton University Press, 616 p.
- GREINER, J., BORNEMANN, W., CLEMENS, C., DEUTER, M., HASINGER, G., HONSBURG, M., HUBER, H., HUBER, S., KRAUSS, M., KRÜHLER, T., KÜPCÜ YOLDAŞ, A., MAYER-HASSELWANDER, H., MICAN, B., PRIMAK, N., SCHREY, F., STEINER, I., SZOKOLY, G., THÖNE, C. C., YOLDAŞ, A., KLOSE, S., LAUX, U. and WINKLER, J. 2008. GROND-a 7-channel imager. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 120(866): 405-424.
- HABETS, G.M.H.J. and HEINTZE, J.R.W. 1981. Empirical bolometric corrections for the main-sequence. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 46: 193-237.
- HADRAVA, P. 1995. Orbital Elements of multiple spectroscopic stars. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 114: 393-396.
- HADRAVA, P. 2004. KOREL – User’s guide. *Publications of the Astronomical Institute of the Czechoslovak Academy of Sciences*, 92: 15-35.
- HADRAVA, P., SKODA, P. and FUCHS, J. 2011. VO-KOREL Web Service. <https://stelweb.asu.cas.cz/vo-korel/>.
- HAMANN W.-R. and GRÄFENER, G. 2003, A temperature correction method for expanding atmospheres. *A&A*, 410: 993-1000.
- HAUSCHILDT, P.H., ALLARD, F. and BARON, E. 1999. The NextGen Model Atmosphere Grid for $3000 \leq T_{\text{eff}} \leq 10,000$ K. *ApJ*, 512: 377-385.
- HAWLEY, J.F. 1999. <http://www.astro.bas.bg/~petrov/hawley99.html>.
- HILDITCH R.W. 1973. The Binary System 57 Cygni-Apsidal Motion and Effects of Spectral Line Blending. *MNRAS*, 164: 101.
- HILDITCH, R.W. and BELL, S.A. 1987. On OB-type close binary stars. *MNRAS*, 229: 529-538.
- HILDITCH, R.W. 2001. *An Introduction to Close Binary Systems*. Cambridge University Press, 392 p.
- HILLIER, D.J. and MILLER, D.L. 1998. The Treatment of Non-LTE Line Blanketing in Spherically Expanding Outflows. *ApJ*, 496: 407-427.

- HUBENY, I. 1988. A computer program for calculating non-LTE model stellar atmospheres. *CoPhC*, 52: 103-132.
- HUBENY, I., LANZ, T. and JEFFREY, C.S. 1994. *TLUSTY and SYNSPEC: A User's Guide, Newsletter on Analysis of Astronomical Spectra (St. Andrews: Univ. of St. Andrews)*.
- HUBENY I. and MIHALAS, D. 2014. *Theory of Stellar Atmospheres: An Introduction to Astrophysical Non-equilibrium Quantitative Spectroscopic Analysis*. Princeton Series in Astrophysics, 944 p.
- IBANOGLU, C., SOYDUGAN, F., SOYDUGAN, E., and DERVİŞOĞLU, A. 2006. Angular Momentum Evolution of Algol Binaries. *MNRAS*, 373: 435-448.
- JAMES, A. 2012. <http://www.southastrodel.com/Page03002.htm>.
- JOHNSON, H.L. and MORGAN, W.W. 1953. Fundamental stellar photometry for standards of spectral type on the revised system of the Yerkes spectral atlas. *Astroph. J.*, 117: 313.
- KALER, J.B. 1997. *Stars and Their Spectra: An Introduction to the Spectral Sequence*. Cambridge University Press. 300 p.
- KAUFER, A., STAHL, O., TUBBESING, S., NØRREGAARD, P., AVILA, G., FRANCOIS, P., PASQUINI, L. and PIZZELLA, A. 1999. Commissioning FEROS, the new high-resolution spectrograph at La-Silla. *The Messenger*, 95: 8.
- KOGURE, T., and HIRATA, R. 1982. The Be-Star Phenomena - Part One - General Properties. *Bull. Astr. Soc. India (BASI)*, 10: 281-1982.
- KOPAL, Z. 1959. *Close Binary Systems*, Chapman & Hall Ltd., London.
- KREINER, J.M. 2004. Up-to-Date Linear Elements of Eclipsing Binaries. *Acta Astronomica*, 54: 207-210.
- LANGER, N., HAMANN, W.-R., LENNON, M., NAJARRO, F., PAULDRACH, A. W.A. and PULS, J. 1994. Towards an understanding of very massive stars. A new evolutionary scenario relating O stars, LBVs and Wolf-Rayet Stars. *A&A*, 290: 819-833.
- LANZ, T. and HUBENY, I. 2003. A grid of non-lte line-blanketed model atmospheres of o-type stars. *ApJS*, 146: 417-441.
- LEBEDEV, M.G. and MYASNIKOV, A.V. 1988. *Numerical Methods in Aerodynamics*. eds. V.M. Paskonov, G.S. Roslyakov, Moscow State University Press, Moscow, 3.

- LUBOW, S.H. and SHU, F.H. 1975. Gas dynamics of semidetached binaries. *ApJ*, 198: 393-405.
- LUO, D., MCGRAY, R. and MACLOW, M.-M. 1990. X-rays from colliding stellar winds. *ApJ*, 362: 267-273.
- MANDRINI, C.H., MENDEZ, R.H., FERRER, O.E. and NIEMELA, V.S. 1985. The Spectrographic Orbit of the Eclipsing Binary HH-Carinae. *RMxAA*, 11: 99.
- MATHIEU, R.D. 1986. The Dynamical Evolution of Young Clusters and Associations. *Highlights of Astronomy* 7: 481-488.
- MEL'NIK, A.M. and EFREMOV, YU. N. 1995. A New List of OB Associations in Our Galaxy. *Astronomy Letters*, 21 (1): 10-26.
- MEYNET, G. and MAEDER, A., 2003. Stellar evolution with rotation. X. Wolf-Rayet star populations at solar metallicity, *A&A*, 404: 975-990.
- MOCHNACKI, S.W. and DOUGHTY, N.A. 1972. A model for the totally eclipsing W Ursae Majoris system AW Uma. *MNRAS*, 156: 51-56.
- MORGAN, W.W., KEENAN, P.C. and KELLMAN, E. 1943. An atlas of stellar spectra, with an outline of spectral classification. Chicago, Ill., The University of Chicago press. 35 p.
- NELDER, J.A. and MEAD, R. 1965. A simplex method for function minimization. *Computer Journal*, 7: 308–313.
- NEMRAVOVA, J., HARMANEC, P., KUBAT, J., KOUBSKY, P., ILIEV, L., YANG, S., RIBEIRO, J., SLECHTA, M., KOTKOVA, L., WOLF, M., and ŠKODA, P., 2010. Properties and nature of Be stars. 27. Orbital and recent long-term variations of the Pleiades Be star Pleione = BU Tauri. *A&A*, 516: A80.
- O'CONNELL, D. J. K. 1968. Orbital elements and apsidal motion of the eclipsing binary HH Carinae. *RA*, 7: 399.
- PAULDRACH, A.W.A., HOFFMAN, T.L. and LENNON, M. 2001. Radiation-driven winds of hot luminous stars. XIII. A description of NLTE line blocking and blanketing towards realistic models for expanding atmospheres. *A&A*, 375: 161-195.
- PETERS, G.J. 1989. The H-alpha emitting regions of the accretion disks in ALGOLS. *Space Sci. Rev.*, 50: 9-22.
- PETRENZ, P. and PULS, J. 1996. H α line formation in hot star winds: the influence of rotation. *A&A*, 312: 195-220.

- PETRIE, R.M., ANDREWS, D.H. and SCARFE, C.D. 1967. Determination of Radial Velocities and their Applications. ed. A. H. Batten, and J. F. Heard, *Proc. IAU Symp.*, 30: 221.
- PLAVEC, M. and KRATOCHVIL, P. 1964. Tables for the Roche model of close binaries. *Bull. Astron. Inst. Czechosl.*, 15: 165.
- POJMANSKI, G. 2002. The All Sky Automated Survey. Catalog of Variable Stars. I. 0^h - 6^h Quarter of the Southern Hemisphere. *Acta Astronomica*, v. 52: 397-427.
- POPPER, D.M. 1980, Stellar Masses. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 18: 115-164.
- PRSA, A. and ZWITTER, T. 2005. A computational guide to Physics of Eclipsing Binaries. I. Demonstrations and Perspectives. *ApJ*, 628: 426-438.
- PRILUTSKII, O. and USOV, V. 1976. X-rays from Wolf-Rayet Binaries, *SvA*, 20: 2.
- PULS, J., URBANEJA, M.A., VENERO, R., REPOLUST, T., SPRINGMANN, U., JOKUTHY, A. and MOKIEM, M.R. 2005. Atmospheric NLTE-models for the spectroscopic analysis of blue stars with winds. II. Line-blanketed models. *A&A*, 435: 669-698.
- PULS, J. 2008. Physical and Wind Properties of OB-Stars. *IAU Symposium*, ed. F. Bresolin, P. A. Crowther and J. Puls, 250: 25–38.
- RALCHENKO, Y. 2012. NIST Atomic Spectra Database Lines Form. http://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html.
- RAUW, G. 2004. Evolution of Massive Stars, Mass Loss and Winds. ed. M. Heydari-Malayeri, P. Stee, and J.-P. Zahn, *EAS Publ. Ser.*, 13: 293.
- RICHARDS, M.T. and ALBRIGHT, G.E. 1999. Morphologies of H α Accretion Regions in Algol Binaries. *The ApJS*, 123: 537-626.
- RICHARDSON, N.D., GIES, D.R., HENRY, T.J., FERNANDEZ-LAJUS, E. and OKAZAKI, A.T. 2010. The H α Variations of η Carinae During the 2009.0 Spectroscopic Event. *AJ*, 139 (4): 1534-1541.
- RIVINIUS, T., CARCIOFI, A.C. and MARTAYAN, C. 2013. Classical Be stars. Rapidly rotating B stars with viscous Keplerian decretion disks. *A&ARv*, 21: 69.
- RYDEN, B.S. 2011. Astronomy 825 - Radiative Gas Dynamics. <http://www.astronomy.ohio-state.edu/~ryden/ast825/ch1>.
- SANA, H., RAUW, G. and GOSSET, E. 2001. HD 152248: Evidence for a colliding wind interaction. *A&A*, 370: 121-135.

- SANTOLAYA-REY, A.E., PULS, J. and HERRERO, A. 1997. Atmospheric NLTE-models for the spectroscopic analysis of luminous blue stars with winds. *A&A*, 323: 488-512.
- SHORT, C.I. and DOYLE, J.G. 1998. Chromospheric modelling of the H α and Na I D lines in five M dwarfs of low to high activity level. *A&A*, 336: 613-625.
- SHORT, C. I., HAUSCHILD, P.H. and BARON, E. 1999. Massive Multispecies, Multilevel Non-LTE Model Atmospheres for Novae in Outburst. *ApJ*, 525 (1): 375-385.
- SILAJ, J., JONES, C.E., TYCNER, C., SIGUT, T. A.A. and SMITH, A.D. 2010. A Systematic Study Of H α Profiles Of Be Stars. *ApJS*, 187: 228-250.
- SODERHJELM, S. 1975. Observations of six southern eclipsing binaries for apsidal motion. *A&AS*, 22: 263-283.
- SOUTHWORTH, J. 2008. Homogeneous studies of transiting extrasolar planets. I. Light curve analyses. *MNRAS*, 386 (3): 1644-1666.
- STEVENS, I.R., BLONDIN, J.M. and POLLOCK, A.M.T. 1992. Colliding winds from early-type stars in binary systems. *ApJ*, 386: 265-287.
- STRAIZYS, V. and KURILIENE, G. 1981. Fundamental stellar parameters derived from the evolutionary tracks. *Astrophysics and Space Science*, 80: 353.
- TATUM, J.B. 1968. The blending effect in the measurement of spectroscopic binary spectra. *MNRAS*, 141: 43.
- THALLER, M.L. 1997. A Survey For H α Emission in Massive Binaries: The Search For Colliding Wind Candidates. *ApJ*, 487: 380-384.
- van HAMME, W. 1993. New limb-darkening coefficients for modeling binary star light curves. *AJ*, 106: 2096-2117.
- WALBORN, N.R. and PANEK, R.J. 1984. Ultraviolet spectral morphology of the O stars - The remarkable luminosity dependence of the SI IV stellar wind effect. *ApJ*, 280: L27-L30.
- WALBORN, N.R., HOWARTH, I.D., LENNON, D.J., MASSEY, P., OEY, M. S., MOFFAT, A.F.J., SKALKOWSKI, G., MORRELL, N.I., DRISSEN, L. and PARKER, J.W. 2002. A New Spectral Classification System for the Earliest O Stars: Definition of Type O2. *AJ*, 123: 2754-2771.
- WALBORN, N. R. 2010. Age Paradigms for Massive Young Clusters. *ASP Conference Series*, 425: 45.

- WILSON, R.E. and DEVINNEY, E.J. 1971. Realization of accurate close-binary light curves: application to MR Cyg. *ApJ*, 166: 605.
- WILSON, R.E. 1994. Binary-star light curve models. *PASP*, 106: 921-941.
- WORTHEY, G. and LEE, H. 2011. An Empirical UBVRIJHK Color-Temperature Calibration for Stars. *ApJS*, 193: 1-11.

ÖZGEÇMİŞ



Doğan Tekay KÖSEOĞLU 1988 yılında Samsun'da doğdu. İlk, orta, lise öğrenimini Samsun'da tamamladı. 2006 yılında girdiği Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri bölümünden, 2011 yılında Astronom olarak mezun oldu. Şubat 2012'de, Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Astronomi ve Uzay Bilimleri anabilim dalında Yüksek Lisans öğrenimine başladı. Yüksek lisans öğrenimine Eylül 2013'de yatay geçişle girdiği Akdeniz Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri anabilim dalında yüksek lisans eğitimine devam etmektedir.