

ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

DOKTORA TEZİ

ORION YILDIZ OLUŞUM BÖLGESİNDEKİ ERKEN B TAYF TÜRÜ
YILDIZLARIN KİMYASAL BOLLUK DAĞILIMLARI

Kübra Özge ÜNAL

ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ ANABİLİM DALI

ANKARA
2024

Her hakkı saklıdır

ÖZET

Doktora Tezi

ORION YILDIZ OLUŞUM BÖLGESİNDEKİ ERKEN B TAYF TÜRÜ YILDIZLARIN KİMYASAL BOLLUK DAĞILIMLARI

Kübra Özge ÜNAL

Ankara Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman: Doç. Dr. Aslı ELMASLI AKÇAR

Doktora tez çalışmasında, Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin beş farklı bölgesinde ve Güneş komşuluğunda yer alan 35 erken B ve üç O tayf türü yıldızın kimyasal bileşimi ayrıntılı bir şekilde incelendi. Dahası, Orion Nebulası, λ Orionis grubu, Orion X ve Trapezyum bölgelerinde bulunan B-türü yıldızlarının homojenlik dereceleri araştırıldı. Erken B-türü yıldızların göreceli kısa ömürleri, genellikle doğdukları ortamdan uzaklaşmamalarına yol açar. Bu durum da bu yıldızların bulundukları bölgenin kimyasal bolluklarını yansıtmalarını sağlamaktadır. Hedef yıldızların yüksek çözünürlüklü tayfları AUKR ve TUG'da gözlemlendi. Ayrıca, yine yüksek çözünürlüklü tayfları ESO, EsPaDons ve Sophie arşivlerinden elde edildi. Tüm yıldızların atmosfer parametreleri iyonize silikon ve gözlemsel hidrojen Balmer profil çizgilerinin sentetik tayflarıyla uyumu gözetilerek hesaplandı. Dahası, HD 36512, HD 46660 ve HD 37032 yıldızlarının helyum çizgilerinin eşdeğer genişlik oranları dikkate alınarak bu yıldızların O tayf türünden olduğu tespit edildi. Ardından tüm yıldızların kimyasal bolluk analizleri gerçekleştirildi. Analiz sonuçları, her bir bölgenin element bolluk dağılımlarının homojen yapıda olduğunu gösterdi. Bölgelerin H-R diyagramlarına ayrı ayrı bakıldığında ise 36 yıldızın anakol, HD 46883 yıldızının mavi süperdev ve LP Ori'nin ise Herbig Ae/Be yıldızı olduğu görüldü. Tüm yıldızların doğasına uygun evrim yolları ve eş yaş eğrileri yardımıyla kütleleri ve yaşları hesaplandı.

Mart 2024, 225 sayfa

Anahtar Kelimeler: Orion Yıldız Oluşum Kompleksi, Erken B- ve O-türü yıldızlar, kimyasal bolluk analizi, Herbig Ae/Be yıldızları

ABSTRACT

PhD Thesis

CHEMICAL ABUNDANCE DISTRIBUTIONS OF EARLY B-TYPE STARS IN THE ORION STAR FORMING REGION

Kübra Özge ÜNAL

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

Supervisor: Doç. Dr. Aslı ELMASLI AKÇAR

In this PhD thesis, the chemical composition of 35 early B- and three O- type stars located in the Orion Star Forming Complex and solar neighborhood were examined. Moreover, the degree of homogeneity of the B-type stars in the Orion Nebula, λ Orionis group, Orion X and Trapezium regions were investigated. The relatively short lifetime of B-type stars usually mean that they do not move far away from their birth environment. This enables these stars to reflect the chemical abundance of the region in which they are located. High-resolution spectra of the target stars were observed at AUKR and TUG. Additionally, high-resolution spectra were obtained from ESO, EsPaDons and Sophie archives. The atmospheric parameters of each star was calculated by taking into consideration the observational ionized silicon and hydrogen Balmer profile lines compatibility with their synthetic spectra. Furthermore, the helium equivalent width ratios of HD 36512, HD 46660 ve HD 37032 showed that these stars are O spectral type. Detailed chemical abundance analysis were performed to each star. According to these results, the element abundance distributions of each region is homogeneous. The H-R diagrams constructed for each region revealed that 33 B- and three O-type stars are main sequence, HD 46883 is a blue supergiant and LP Ori is a Herbig Ae/Be star. Moreover their mass and age were determined by using the evolution tracks and isochrones suitable for each stars' nature.

March 2024, 225 pages

Key Words: Orion Star Forming Complex, Early B- and O-type stars, chemical abundance analysis, Herbig Ae/Be stars

ÖNSÖZ ve TEŞEKKÜR

Lityumdan daha ağır kimyasal elementler, yıldızlarda sentezlenir (Abel vd. 2001). Bu ağır elementlerin sentezi, kısa ömürlü büyük kütleli yıldızların yaşamlarının sonunda süpernova patlaması geçirmesiyle bir zenginleşme mekanizması sağlamaktadır. Bu süpernova patlamalarının sonucunda, ilk nesil kozmik yapıların büyük kütleli yıldızları oluşturduğu ön görülmektedir. Başlangıçtaki moleküler bulutun kimyasal bileşimi, çöken maddenin donukluğunu, yıldız oluşumu sırasında meydana gelen kimyasal süreçleri veya üst kütle sınırını etkilediğinden büyük kütleli yıldız oluşumu sürecindeki temel unsurlardan biridir. Yıldızlararası ortamın (ISM) yıldız rüzgarları, süpernovalardan gelen metalce zengin ürünler veya metalce fakir gazın çökmesi nedeniyle önceki zenginleşme geçmişi, başlangıçtaki var olan moleküler bulutun kimyasal bileşimini doğrudan etkiler. Samanyolu ve diğer galaksilerin yıldız oluşum hızını, evrimini ve etkinliğini araştırmanın yolu ISM'nin kimyasal yapısını çözümlemekten geçer. Fakat ISM'nin toz yapısının karakteristiğinden ötürü, kimyasal bileşimini bu nedenle yıldız oluşum hızını veya etkinliğini doğrudan çözümlemek mümkün değildir. Çünkü nötr ve iyonize ISM gazının kimyasal bileşimi toz tanelerine parçalanarak değişim gösterir. Bu nedenle ISM'deki yıldız oluşumuna katkı sağlayan toza katılan metal miktarını doğrudan gözlemler aracılığıyla elde etmek zordur. Bu sorunu çözmenin en güvenilir yolu; ISM gibi gaz halinde bulunan moleküler bolluklarının toz tanelerine parçalanmasından etkilenmeyen uygun bir referans ile dolaylı olarak belirlemektir. Bunun için en uygun referanslar, yıldız oluşum bölgelerinde konumlanan büyük kütleli genç erken B-türü yıldızlar veya Güneş benzeri genç F ve G tayf türü yıldızlardır. Yıldız oluşumunda, başlangıç kimyasal bileşimin; yıldızların yapısı, oluşumu ve evrimi üzerinde büyük bir etkisi vardır. Bu nedenle F ve G yıldızları bulundukları bölgenin kimyasal yapısını yansıtmakta yetersiz kalmaktadır. Çünkü bu yıldızların anakol yaşam süresi uzundur ve galaksi içerisinde yerlerini büyük ölçüde değiştirirler. Sonrasında da bu yıldızlar alt dev ve devler kolunda bir süre birçok karışım süreçleri geçirmektedir. Bu nedenle F ve G tayf türü Güneş benzeri yıldızlardan doğrudan başlangıç kimyasal bileşimi hakkında bilgi almak mümkün değildir. Büyük kütleli genç erken B-türü yıldızlar ise, ISM'deki kozmik maddenin kimyasal bileşimi için bir referans olmada ve H II bölgelerinin Evren'in günümüzdeki ve yerel kimyasal bollukları hakkında bilgi sağlayabilen güvenilir gök cisimleridir. Çünkü

bu yıldızlar kısa ömürleri ($\sim 10^7$ yıl) boyunca ilk oluştukları dönemlere ait bolluklarını korurlar ve kendilerine göre daha soğuk, yaşlı, küçük ve/veya orta kütleli yıldızlar gibi karışım süreçlerinden etkilenmeden bir Tip II süpernovasına dönüşürler (Bodenheimer, P. 2011).

Bu doktora tez çalışması için önerilen 38 yıldızın hidrojen Balmer çizgileri ve He, C, N, O, Mg, Si, S gibi hafif elementlerinin bolluk analizi gerçekleştirilerek genç yıldızların sürekli ve çizgi tayfını etkileyen ışıınım transferi, iyonlaşma gibi kavramlara önemli bir katkı sağlanmıştır. Ayrıca yıldızların kütle ve yaş hesabı gerçekleştirilerek evrim durumları hakkında, Samanyolu Galaksisi'ne nispeten yakın bölgeler için en güncel evrim teorilerini test etmeye de yardımcı olmak hedeflenmiştir. Dahası, yapılan kimyasal bolluk sonuçlarıyla doktora tez kapsamında çalışılan Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin, büyük kütleli yıldızların oluşum senaryolarından biri olan süpernova patlamasıyla kimyasal yapısının oluştuğu desteklenmektedir.

Öncelikle, tayf bilimi üzerine değerli bilgisiyle bana çok yardımcı olan ama belki daha da önemlisi, sürekli beni baştan sona motive eden ve lisans eğitimime başladığım ilk günden bugüne kadar akademik anlamda kendimi geliştirmem için katkıda bulunan, değerli önerilerini, desteğini ve özellikle yaşadığım tüm zor zamanlarda anlayışını, sabrını esirgemeyen danışman hocam Sayın Doç. Dr. Aslı ELMASLI AKÇAR'a teşekkürlerimi bir borç bilirim. Özellikle, 121F426 numaralı TÜBİTAK projesindeki akademik çalışmalarda büyük yardımlarda bulunan Sayın Dr. Öğr. Üyesi Doğuş ÖZUYAR hocama teşekkür ederim. Merak ettiğim her konuda sabırlı bir şekilde cevap veren değerli hocalarım Sayın Doç. Dr. Tolgahan KILIÇOĞLU hocama ve Sayın Doç. Dr. Şeyma ÇALIŞKAN TÜRKSOY hocama sonsuz teşekkür ederim. Bu doktora tezi "121F426" proje numarasıyla TÜBİTAK 3501 Kariyer Geliştirme Programı projesi tarafından desteklenmiştir. Projede katkısı bulunan bütün hocalarıma, projede bana yardım eden Elif Şura ETİŞKEN'e ve Jannat ALAZZAWİ'ye çok teşekkür ederim.

Yüksek lisans mezuniyetimi ve doktora tezimin son dönemlerini göremeden hayata veda eden ve biliyorum ki yaşasaydı benimle çok gurur duyacak olan, bana her zaman insanlara karşı dürüst ve saygılı olmamı, hiçbir zaman kimsenin hakkını yememem gerektiğini

öğreten maddi manevi her konuda arkamda olan sevgili babam Zafer ÜNAL'a, benim ve kardeşlerim için hiçbir fedakarlıktan kaçınmayan, karşılıksız seven, gece gündüz tez çalışmalarımda beni yalnız bırakmayan sevgili annem Selma ÜNAL'a, hayatımın her anında beni yalnız bırakmayan, bana her konuda inanan ve güvenen benden hiçbir konuda desteğini esirgemeyen sevgili halam Selma ÜNAL'a, sürekli yanımda olan, beni hep motive ederek huzurlu ve mutlu olmamı sağlayan sevgili kardeşlerim Gözde ve Elif ÜNAL'a ve son olarak bütün lisans, yüksek lisans ve doktora yaşamım boyunca benden desteğini esirgemeyen, her zor anımızda yanımda olan aile dostumuz sevgili Fatih Enes DEMİRBAŞ'a sonsuz teşekkür ediyorum, hepsine minnettarım.

Kübra Özge ÜNAL
Ankara, Mart 2024

İÇİNDEKİLER

TEZ ONAYI

ETİK.....	i
ÖZET.....	ii
ABSTRACT	iii
ÖNSÖZ ve TEŞEKKÜR.....	iv
SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ	vii
ŞEKİLLER DİZİNİ	xi
ÇİZELGELER DİZİNİ	xvi
1. GİRİŞ	1
2.1 Büyük Kütleli Yıldız Oluşum Bölgelerinin Özellikleri	3
2.2 Dev Moleküler Bulutlar	3
2.3 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi	7
2.3.1 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesi ve Orion X Bölgesi.....	11
2.4 Cepheus Yıldız Oluşum Bölgesi	16
2.5 IC 1396 H II Bölgesi.....	18
2.6 Monoceros Yıldız Oluşum Bölgesi.....	20
2.7 Sagittarius Yıldız Oluşum Bölgesi	21
2.8 Rho-Ophiuchus Yıldız Oluşum Bölgesi.....	23
2.9 Kartal Bulutsusu	24
2.10 OB Oymakları	25
2.11 Genç Yıldız Cisimleri.....	27
2.12 Herbig Ae/Be Cisimleri.....	33
2.13 Erken B-Türü Yıldızların Oluşum Aşaması.....	36
2.12.1 Erken B-Türü yıldızların oluşum senaryosu	36
2.13 Büyük Kütleli Yıldız Evriminin Anakol ve Sonrası.....	39
2.14 Büyük Kütleli Yıldızların Yaşamlarının Sonu	41
2.15 Erken B-Türü ve Büyük Kütleli Yıldızların Önemi ve Evrendeki Kimyasal Bolluğa Katkısı.....	41
2.17 Hedef Yıldızların Literatür Bilgileri	43
3. MATERYAL ve YÖNTEM.....	51
3.1 Gözlemler	51
3.2 Hız Düzeltmeleri ve Çizgi tanısı.....	51

3.3 Yıldızların Kimyasal Bolluk Değerlerinin Hesaplanması	53
3.3.1 Atmosfer parametrelerinin belirlemesi	55
3.4 Atmosfer Modeli	58
3.5 TLUSTY ve SYNSPEC 54 Kodlarının Özellikleri	59
3.6 Kimyasal Bolluk Değerlerinin Hata Hesaplamaları	64
4. ARAŞTIRMA BULGULARI	69
4.1 Hedef Yıldızların Atmosfer Parametreleri	69
4.2 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'ndeki Yıldızlar İçin Elde Edilen Bulgular ..	107
4.2.1 M 42 Yıldız Oluşum Bölgesindeki yıldızlar için elde edilen bulgular	107
4.2.2 Orion-X Bölgesindeki yıldızlar için elde edilen bulgular	123
4.2.3 λ Orionis Bölgesindeki yıldızlar için elde edilen bulgular	127
4.2.4 Güneş komşuluğundaki bölgesindeki yıldızlar için elde edilen bulgular	128
4.3 Kimyasal Bolluk Analizi	131
4.5 Yıldızların Evrim Durumları	148
5. TARTIŞMA ve SONUÇ	156
KAYNAKLAR	163
EKLER	173
ÖZGEÇMİŞ	221

SİMGELER ve KISALTMALAR DİZİNİ

AUKR	Ankara Üniversitesi Kreiken Rasathanesi
A_v	Atmosferik Sönme
c	Işık Hızı ($299792.458 \text{ kms}^{-1}$)
CCSN	Çekirdeği Çöken Süpernova
DEC	Dik Açıklık
DMB	Dev Moleküler Bulut (İng. Giant Molecular Clouds)
ξ	Mikrotürbülans Hızı
ζ	Makrotürbülans Hızı
Exp	Poz Süresi
E(B-V)	Renk Artığı
ESC	Gömülü Yıldız Kümeleri (İng. Embedded Stellar Clusters)
ESO	Avrupa Güney Gözlemevi (İng. European Southern Observatory's)
EsPaDons	CFHT'de Yıldızların Gözlemlenmesi için Echelle SpectroPolarimetrik Cihaz (İng. Echelle SpectroPolarimetric Device for the Observation of Stars at CFHT)
FEROS	Fiber-Beslemeli Genişletilmiş Aralıklı Optik Tayfçeker (İng. The Fiber-fed Extended Range Optical Spectrograph)
ISM	Yıldızlararası Ortam (İng. Interstellar Medium)
kpc	Kiloparsek
LBN 866	H II İyonize Bölgesi
$\log g$	Yüzey Çekim ivmesi
MC	Moleküler Bulut (İng. Molecular Clouds)
m_v	Görünür Parlaklık
$M_{\odot}$	Güneş Kütlesi
NASA	National Aeronautics and Space Administration
NIST	Ulusal Standartlar ve Teknoloji Enstitüsü (İng. National Institute of Standard and Technology)
OMC	Orion Moleküler Bulutu (İng. Orion Molecular Clouds)

ONC	Orion Bulutsu Kümesi (İng. Orion Nebulae Cluster)
pc	Parsek
π	Paralaks
PMS	Anakol Öncesi Yıldızlar (İng. Pre Main-sequence Stars)
PMF	Nokta Kütle Fonksiyonu (İng. Point Mass Function)
RA	Sağ Açıklık
R_v	Yıldızlararası Sönümleme (İng. Interstellar extinction)
SED	Tayfsal Enerji Dağılımı (İng. Spectral Energy Distribution)
S/G	Sinyal/Gürültü
SNe	Süpernova
T_{et}	Etkin Sıcaklık
UVES	Moröte ve Görsel Eşel Tayfölçeri (İng. Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph)
$v_{göz}$	Gözlemsel Tayftan Hesaplanan Dikine Hız
VLT	Very Large Telescope
v_r	Dikine Hız
v_{sini}	İz düşüm Dönme Hızı
YSO	Genç Yıldız Cisimleri (İng. Young Star Objects)
YTDsiz	Yerel Termodinamik Dengenin Olmadığı Durum
Z	Hubble Sabiti
λ	Dalgaboyu
$\lambda_{göz}$	Gözlenen Dalgaboyu
λ_{lab}	Laboratuvar Dalgaboyu

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 2.1 Chandra uydusuyla elde edilen ONC'nin IR (sol), optik (orta) ve X-ışını (sağ) görüntüleri	4
Şekil 2.2 M 42 ve M 43 yıldız oluşum bölgeleri	7
Şekil 2.3 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin IRAS alanı.....	9
Şekil 2.4 Trapezyum kümesinin görsel ve IR görüntüleri (NASA).....	10
Şekil 2.5 Trapezium'un interferometri gözlemlerinden ortaya çıkarılan çoklu yıldız sistemleri (Schertl vd. 2003 ve Kraus vd. 2007)	11
Şekil 2.6 Orion OB1 oymağının alt grupları (Bally 2008).....	14
Şekil 2.7 Orion OB1 oymağında yer alan OB1c (genç) ve OB1d (yaşlı) alt grupları (Großschedl vd. 2020).	15
Şekil 2.8 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin farklı filtreler ile elde edilen görüntüsü. mavi: H_{α} salması, sarı: tükenen gaz, mor: ^{26}Al salması (Foley vd. 2020)	16
Şekil 2.9 Cepheus oymağındaki yıldızların AstraLux ile elde edilen görüntüsü.....	17
Şekil 2.10 IC 1396 H II bulutunun ortamı ve içeriği (Bodenheimer 2011)	19
Şekil 2.11 Cep OB2'nin (sol) IRAS görüntüsü. CO bulutlarının hız dağılımı (sağ) (Bodenheimer 2011).....	20
Şekil 2.12 Monoceros bölgesindeki Mon OB1 ve Mon OB2 oymakları (sol, Costado & Alfaro 2018). Rozetta Bulutsusu'nun detaylı gösterimi (sağ) (Dahm 2008).....	21
Şekil 2.13 Galaktik merkezde bulunan G-0.02-0.07, H II bölgesi kompleksi (Yusef-Zadeh vd. 2010).....	23
Şekil 2.14 ρ Ophiuchus Kompleksi (https://www.astrobin.com/2wkyjp/?constellation=Oph)	24
Şekil 2.15 Kartal Bulutsusu'nun içinde bulunan NGC 6611 yer alan büyük kütleli yıldızların oluşturduğu H II bölgesi (NASA).....	25
Şekil 2.16 Anakol öncesi gök cisimlerinin HR diyagramı. Alecian vd. (2013) & Villebrun vd. (2019).....	32
Şekil 2.17 SED şekline (solda) ve her bir evrim aşamasındaki çevresel ortama ilişkin şematik diyagramlarına (sağda) dayalı genç yıldız cisimlerinin evrimsel sınıflandırması (Wilking vd. 1989)	34
Şekil 2.18 218 Herbig yıldızını içeren HR diyagramı (Vioque vd. 2018)	35
Şekil 2.19 Yıldız oluşumunu, yıldız evrimini ve yıldızlararası maddeyi birbirine bağlayan döngü (Bodenheimer 2011)	38
Şekil 3.1 30 OB-türü yıldızın Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'ndeki konumları.....	55
Şekil 3.2 Kimyasal bolluk analizi için kullanılan algoritma	56
Şekil 4.1 HD 37744 yıldızının H_{γ} çizgi profili.....	71

Şekil 4.2 HD 37744 için atmosfer parametre hesabında kullanılan Si III tripleti.....	72
Şekil 4.3 HD 39777 yıldızının H_γ çizgi profili.....	72
Şekil 4.4 HD 39777 için atmosfer parametre hesabında kullanılan Si III tripleti.....	73
Şekil 4.5 HD 39291 yıldızının H_γ çizgi profili.....	73
Şekil 4.6 HD 39291 yıldızının Si III tripleti	74
Şekil 4.7 HD 37000 yıldızının H_γ çizgi profili.....	74
Şekil 4.8 HD 37000 yıldızının H_α çizgi profili	75
Şekil 4.9 HD 37000 yıldızının Si II çizgileri	75
Şekil 4.10 HD 37000 yıldızının Si III tripleti	76
Şekil 4.11 HD 37025 yıldızının H_γ çizgi profili.....	76
Şekil 4.12 HD 37025 yıldızının H_α çizgi profili	77
Şekil 4.13 HD 37025 yıldızının Si II çizgileri	77
Şekil 4.14 HD 294264 yıldızının H_γ çizgi profili	78
Şekil 4.15 HD 294264 yıldızının Si II çizgileri	78
Şekil 4.16 HD 37058 yıldızının H_γ çizgi profili.....	79
Şekil 4.17 HD 37058 yıldızının Si III tripleti	79
Şekil 4.18 HD 37356 yıldızının H_γ çizgi profili.....	80
Şekil 4.19 HD 37356 yıldızının Si III tripleti	80
Şekil 4.20 HD 37481 yıldızının H_γ çizgi profili.....	81
Şekil 4.21 HD 37356 yıldızının Si III tripleti	81
Şekil 4.22 HD 37807 yıldızının H_γ çizgi profili.....	82
Şekil 4.23 HD 37807 yıldızının Si II çizgileri	82
Şekil 4.24 HD 37807 yıldızının Si III tripleti	83
Şekil 4.25 HD 35299 yıldızının H_γ çizgi profili.....	83
Şekil 4.26 HD 35299 yıldızının Si II çizgileri	84
Şekil 4.27 HD 35912 yıldızının H_γ çizgi profili.....	84
Şekil 4.28 HD 35912 yıldızının Si II çizgileri	85
Şekil 4.29 HD 35912 yıldızının Si III tripleti	85
Şekil 4.30 HD 36166 yıldızının H_γ çizgi profili.....	86
Şekil 4.31 HD 36166 yıldızının Si III tripleti	86
Şekil 4.32 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki 37 Ori ve λ Ori B'nin H_γ çizgi profilleri.....	87
Şekil 4.33 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki 37 Ori ve λ Ori B'nin He I ve Si IV çizgileri.....	87

Şekil 4.34 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki HD 43112'nin H_γ çizgi profili.....	88
Şekil 4.35 HD 43112'nin Si IV çizgileri.....	88
Şekil 4.36 HD 43112 yıldızının Si III tripleti	89
Şekil 4.37 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki HD 34989 yıldızının H_γ çizgi profili.....	89
Şekil 4.38 HD 34989 yıldızının Si III tripleti	90
Şekil 4.39 HD 36895 yıldızının H_γ çizgi profili.....	90
Şekil 4.40 HD 36895 yıldızının Si III tripleti	91
Şekil 4.41 HD 36262 yıldızının H_α çizgi profili	91
Şekil 4.42 HD 36262 yıldızının Si III tripleti	92
Şekil 4.43 HD 36895 yıldızının H_γ çizgi profili.....	92
Şekil 4.44 HD 30112'nin Si II çizgileri ve Si III tripleti	93
Şekil 4.45 35 Ori yıldızının H_γ çizgi profili	93
Şekil 4.46 35 Ori yıldızının Si III tripleti.....	94
Şekil 4.47 HD 7694 yıldızının H_γ çizgi profili.....	94
Şekil 4.48 HD 7694 yıldızının Si III tripleti	95
Şekil 4.49 HD 593'ün H_γ çizgi profili.....	95
Şekil 4.50 HD 593 yıldızının Si III tripleti	96
Şekil 4.51 HD 2654 yıldızının H_γ çizgi profili.....	96
Şekil 4.52 HD 2654 yıldızının Si III tripleti	97
Şekil 4.53 HD 14220 yıldızının H_γ çizgi profili.....	97
Şekil 4.54 HD 14220 yıldızının Si III tripleti	98
Şekil 4.55 HD 46883 yıldızının H_γ çizgi profili.....	98
Şekil 4.56 HD 46883'ün He I çizgileri	99
Şekil 4.57 HD 46883'ün He I çizgileri	99
Şekil 4.58 HD 36512 yıldızının λ 4056 Å C III çizgisi	100
Şekil 4.59 HD 36512 yıldızının λ 4067/68 Å C III çizgisi	101
Şekil 4.60 HD 36512'nin H_γ çizgi profili.....	101
Şekil 4.61 HD 36512'nin λ 4009 Å He I çizgisi	102
Şekil 4.62 HD 36512'nin λ 4143 Å He I çizgisi	102
Şekil 4.63 HD 36512'nin λ 4149 Å He I çizgisi	103
Şekil 4.64 HD 36512 yıldızının λ 4212 Å Si IV çizgisi.....	103
Şekil 4.65 HD 36512 yıldızının Si III tripleti	104

Şekil 4.66 HD 37032'nin H_γ çizgi profili.....	104
Şekil 4.67 HD 37032 yıldızının He I çizgisi	105
Şekil 4.68 HD 37032'nin Si III tripleti	105
Şekil 4.69 HD 46660 yıldızının H_γ çizgi profili.....	106
Şekil 4.70 HD 46660 yıldızının Si IV ve He I çizgisi.....	106
Şekil 4.71 c Ori yıldızının λ 4340 Å daki H_γ çizgi profili.....	108
Şekil 4.72 c Ori'nin Si III tripleti	108
Şekil 4.73 c Ori yıldızının Si IV çizgileri	109
Şekil 4.74 c Ori'nin AUKR, TUG ve ESO ataysal verilerinde görünen H_γ profilleri ve W40 bölgesindeki erken B-türü yıldızlarının tayfları	109
Şekil 4.75 θ^1 Ori A'nın H_γ çizgi profili.....	110
Şekil 4.76 θ^1 Ori A yıldızının Si IV çizgileri.....	111
Şekil 4.77 θ^1 Ori A yıldızının λ 4212 Å Si IV çizgisi.....	111
Şekil 4.78 θ^1 Ori A yıldızının λ 4387 Å He I çizgisi	112
Şekil 4.79 θ^1 Ori A yıldızının λ 4437 Å He I çizgisi	112
Şekil 4.80 θ^1 Ori A'nın hidrojen Balmer profilleri	113
Şekil 4.81 θ^1 Ori A'nın Ca II H-K ve NaD çizgileri.....	113
Şekil 4.82 θ^1 Ori A'nın H_α profili ve [N II] yasaklı çizgileri	114
Şekil 4.83 θ^1 Ori A'nın He I çizgileri ve [S II] yasaklı çizgileri.....	114
Şekil 4.84 θ^1 Ori D'nın hidrojen Balmer profilleri	115
Şekil 4.85 θ^1 Ori D'nın Ca II H-K ve Na D çizgileri.....	115
Şekil 4.86 θ^1 Ori D'nın H_α profili ve [N II] yasaklı çizgileri	116
Şekil 4.87 θ^1 Ori D'nın He I çizgileri ve [S II] yasaklı çizgileri.....	116
Şekil 4.88 Reipurth (1996) H_α salma profilleri için sınıflandırma şeması.....	118
Şekil 4.89 LP Ori'nin Balmer profillerinin merkezindeki ters P-Cygni yapıları.....	119
Şekil 4.90 LP Ori'nin H_γ çizgi profili	119
Şekil 4.91 LP Ori Si II çizgisi ve Si III tripleti	120
Şekil 4.92 LP Orinin Hidrojen Balmer profilleri	120
Şekil 4.93 LP Ori'nin Ca II H-K ve Na D çizgileri	121
Şekil 4.94 LP Orinin He I çizgisi ve [S II] yasaklı çizgileri	121
Şekil 4.95 LP Orinin H_α çizgi profilleri ve [N II] yasaklı çizgileri	122
Şekil 4.96 LP Ori yıldızının yasaklı [O III] (λ 4959 Å) ve [N II] (λ 5007 Å) çizgileri ..	122
Şekil 4.97 LP Ori yıldızının tayfında tespit edilen DIBs çizgileri (λ 5780/5792 Å ve ..	123

Şekil 4.98 o Ori yıldızının H_γ çizgi profili	124
Şekil 4.99 o Ori yıldızının Si II çizgileri.....	124
Şekil 4.100 o Ori yıldızının Si III tripleti.....	125
Şekil 4.101 HD 34748 yıldızının H_γ çizgi profili.....	125
Şekil 4.102 HD 34748 yıldızının Si III tripleti	126
Şekil 4.103 HD 35777 yıldızının H_γ çizgi profili	126
Şekil 4.104 HD 35777 yıldızının Si III tripleti	127
Şekil 4.105 HD 37232 yıldızının H_γ çizgi profili.....	127
Şekil 4.106 HD 37232 yıldızının Si III tripleti	128
Şekil 4.107 HD 46660 yıldızının tayfında gözlenen DIBs çizgileri	129
Şekil 4.108 HD 29309 yıldızının H_α çizgi profili	129
Şekil 4.109 HD 29309 H_β çizgi profili.....	130
Şekil 4.110 HD 29309 yıldızının H_γ çizgi profili.....	130
Şekil 4.111 HD 29309'un He I çizgisi	131
Şekil 4.112 M 42 Yıldız Oluşum Bölgesindeki 15 yıldızın bolluk dağılım grafikleri..	134
Şekil 4.113 M 42 Yıldız oluşum bölgesindeki 15 yıldızın ortalama element bolluk dağılımı (a, b, c)	137
Şekil 4.114 Orion X Bölgesindeki 6 yıldızın kimyasal bolluk dağılım grafiği. o Ori yıldızının tayfı AUKR-T80 ile diğerlerinin tayfı ise ESO arşivinden elde edildi (a ve b)	138
Şekil 4.116 Orion X Bölgesindeki 6 erken B-türü yıldızın ortalama kimyasal bolluk dağılımı	140
Şekil 4.117 λ Orionis Bölgesindeki 9 yıldızın kimyasal bolluk dağılım grafikleri. Pembe çember: ESO, mavi dörtgen: AUKR-T80, açık mavi yıldız: AUKR-T40, yeşil kare: Sophie tayfları, kırmızı yıldız olan λ Orionis yıldız oluşum bölgesinin ortalama element bolluk değeri (a, b, c, d, e)	143
Şekil 4.118 λ Ori Yıldız Oluşum Bölgesindeki yıldızların atmosferinde tespit edilen elementlerin kimyasal bolluklarının hata sınırlarındaki dağılımları (a, b, c)	144
Şekil 4.121 M42 Bölgesindeki 14 yıldızın HR diyagramındaki konumları.....	148
Şekil 4.123 Orion X Bölgesindeki 6 yıldızın HR diyagramındaki konumları.....	150
Şekil 4.125 Güneş Komşuluğundaki 8 erken B-türü yıldızın HR diyagramındaki konumu.....	154

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 2.1 38 yıldızın türü, tayf türü, görünen parlaklık, paralaks ve dönme hız değerleri.....	49
Çizelge 2.2 38 yıldızın literatürde hesaplanan temel parametreleri	50
Çizelge 3.1 38 OB-türü yıldızın gözlemsel bilgileri	52
Çizelge 4.1 35 B-türü ve üç O-türü yıldızın atmosfer parametreleri	70
Çizelge 4.2 HD 36512, HD 46660 ve HD 37032 yıldızlarının He ve Si çizgilerinin eşdeğer genişlik değerleri.....	107
Çizelge 4.3 LP Ori'nin gözlemsel ve tayfsal bilgileri.....	117
Çizelge 4.4 LP Ori'nin fotosferik olmayan çizgilerinin V_r değerleri	118
Çizelge 4.5 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen M42-M43 bölgesindeki 7 yıldızla ilişkin kimyasal bolluk değerleri	135
Çizelge 4.6 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen M42-M43 bölgesindeki 8 yıldızla ilişkin kimyasal bolluk değerleri	135
Çizelge 4.7 M 42 Yıldız Oluşum Bölgesi'nin ortalama bolluk değerleri.....	135
Çizelge 4.8 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen Orion X bölgesindeki 6 yıldızla ilişkin kimyasal bolluk değerleri	140
Çizelge 4.9 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen λ Ori yıldız oluşum bölgesindeki 9 yıldızla ilişkin kimyasal bolluk değerleri.....	145
Çizelge 4.10 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen Güneş komşuluğundaki 8 yıldızla ilişkin kimyasal bolluk değerleri.....	147
Çizelge 4.11 M42 Bölgesindeki 15 yıldızın temel parametreleri	149
Çizelge 4.12 Orion X Bölgesindeki 6 yıldızın temel parametreleri.....	151
Çizelge 4.13 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki 9 yıldızın temel parametreleri ...	153
Çizelge 4.14 Güneş Komşuluğundaki 8 yıldızın temel parametreleri	155

1. GİRİŞ

Galaksilerin, yıldızların, yıldızlararası gaz ve tozun, gezegen sistemlerinin ve hatta yaşamın oluşumu kimyasal elementlerin kökeniyle ilişkilidir. Büyük kütleli yıldızlar, evrendeki ağır elementlerin ve moröte ışıının temel kaynağını oluşturur. Bu yıldızlar, galaksilerin ve daha genel olarak evrenin evriminde önemli bir rol oynayan güçlü 'kozmetik motorlar' dır (Bresolin vd. 2008, Langer 2012). Erken tayf türü yıldızlar, evrenin en parlak yıldızları olup $8 M_{\odot}$ ve/veya daha büyük başlangıç kütesine sahip olarak doğarlar (Maeder & Meynet 2000a, Smith 2014). Büyük kütleli yıldızlar, aynı zamanda yıldızların ve gezegenlerin oluşumunu etkileyerek güçlü yıldız rüzgarları ve morötesi ışıının etkisiyle çevrelerindeki yıldızlararası ortamın sıcaklığını ve yapısını kimyasal zenginleştirme yoluyla değiştirirler. Bu yıldızlar çekirdeği çöken süpernovaların (CCSN, İng. core collapse süpernovae) ve gama ışın patlamalarının öncüleridir. O- ve erken B-türü yıldızlar yaşamlarının büyük bir kısmını anakol evresinde geçirirler. Bu yıldızlar (özellikle erken B-türleri) galaksilerdeki yıldız oluşumunu düzenlemekle birlikte yıldızlararası ortamın enerji kaynağıdır. Erken tayf türü yıldızlar çevrelerini iyonize ederek parlak H II bölgelerinin oluşumuna katkı sağlamalarının yanı sıra bu bölgeler ile karanlık moleküler bulutlar arasında kalan bölgeyi fotobuharlaştırma ve fotoiyonizasyonla aşındırırlar. Böylece, H II bölgelerinde bulunan büyük kütleli yıldızlar, bulundukları ortama uyguladıkları basınç ile yıldız oluşumunu tetikleyebilirler (Peter H. Bodenheimer 2011). Erken B-türü daha sıcak ve daha parlak yıldızlar gibi güçlü yıldız rüzgarlarından veya soğuk süperdevler gibi konveksiyon ve kromosferik aktivitelerden, düşük sıcaklığa sahip yıldızlararası ortam (ISM, İng. interstellar medium) ve H II bölgelerinin aksine yıldız oluşum bölgelerini çevreleyen maddelerden etkilenmez (Nieva & Simón-Díaz 2011). Bundan dolayı erken B-türü genç yıldızlar, yıldızların doğduğu ortamların bolluğunu çözümlemek için iyi birer araçtır. 7-12 milyar yıl yaş aralığına sahip daha küçük kütleli yıldızlara kıyasla, büyük kütleli yıldızların ömürleri (5-20 milyon yıl) oldukça kısadır (Salpeter 1955). Çoğu büyük kütleli yıldızlar, çekirdeği çöken bir süpernova olarak evrimlerini sonlandırırlar. Bu patlamalar sonucunda, yıldız kalıntıları olarak nötron yıldızları veya kara delik oluşur. Ardından yüksek enerjili Gama Işın Patlamaları gerçekleşir (Woosley vd. 2002, Ohkubo vd. 2009). Bu şiddetli patlamalar esnasında, ISM'ye fırlatılan fotonlarda, yeni sentezlenen kimyasal (α -) elementlerde artış

gözlenir. Böylece süpernova (SNe) patlamaları geri beslemeyle¹ (İng. stellar feedback) yıldızlararası ortamı zenginleştirir.



¹ Geri besleme, büyük kütleli yıldızlar tarafından yıldızlararası ortama enerji, momentum ve kütle aracılığıyla madde atımı anlamına gelir. Bu geri besleme, iyonlaştırıcı ışıma, ışıma basıncı, yıldız rüzgarları ve süpernovaların bir birleşimidir. Bu olay hem galaksilerdeki yıldız oluşumundan hem de ISM'nin gözlenen süper-sonik türbülansından sorumludur.

2. KAYNAK ÖZETLERİ

2.1 Büyük Kütleli Yıldız Oluşum Bölgelerinin Özellikleri

Yıldız oluşum bölgelerinde bulunan büyük kütleli bir yıldızdan dışarı akan (İng. out flow) yoğun madde, bu yıldızın bulunduğu ortamla etkileşir ve tüm elektromanyetik tayf boyunca salma yapıları sergiler. Diğer yıldızlarda bu tür madde çıkışları büyük kütleli yıldızlarda olduğu kadar açık ve aktif gözlenememektedir. Yıldız oluşum bölgeleri çoğunlukla OB yıldızlarının yer aldığı büyük oymaklar, yani “aktif yıldız oluşumunu barındıran bölgeler” olarak kabul edilmektedir.

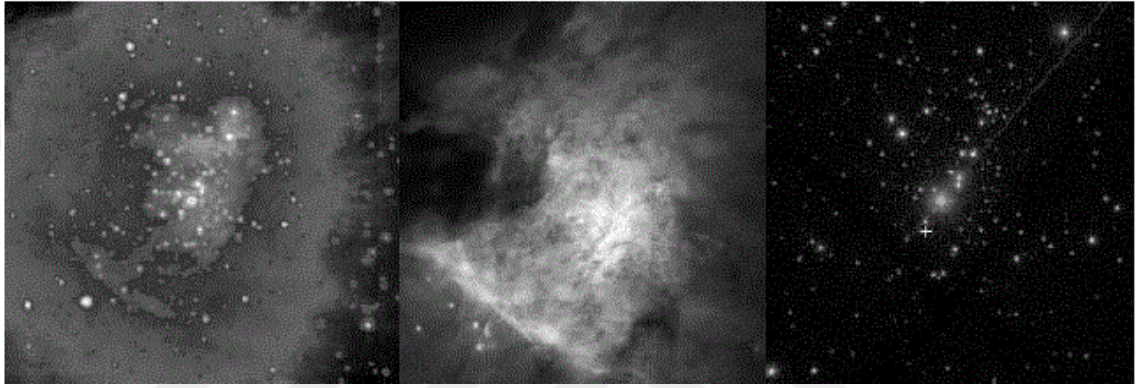
Dev moleküler bulutlar (DMB, İng. giant molecular clouds) genç moleküler kümelerden oluşmaktadır. Bu kümelerde yer alan yıldızlar, moleküler gaz ve toz içinde gömülü bulunmalarından dolayı yıldız evriminin ilk aşamalarında gizli kalırlar. Bu bölgelerin içinde bulunan gömülü yıldız kümeleri (ESC, İng. embedded star cluster), ancak milimetre altı, kızılöte (IR) ve X-ışını dalgaboylarında gözlenebilir. ESC’ye örnek olarak Orion Yıldız Oluşum Kompleksi, Rho Ophiuchi Moleküler Kompleksi, Rosetta Bulutsusu-Monoceros ve Kartal Bulutsusu verilebilir. Şekil 2.1’de, görsel, IR ve X-ışını filtreleriyle alınan Orion bulutsu kümesinin (ONC, İng. Orion nebula cluster) görüntüleri verilmektedir. ONC’nin görsel bölgesinde, en parlak ve en sıcak yıldızlardan sadece birkaçı görünürken, IR ve X-ışını görüntülerinde ise, gömülü ve yeni oluşan yüzlerce yıldız fark edilebilmektedir. ONC’deki kümeler, sınırlı bir hacim içinde aşağı yukarı aynı zaman diliminde ve moleküler bulut parçalanması sonucunda oluşan yıldızların tüm kütle tayfını² kapsarlar (Schulz 2005).

2.2 Dev Moleküler Bulutlar

Yıldız oluşumunun en temel öğeleri olan genç yıldızları anlamak için, doğdukları ortam olan dev moleküler bulutların çözülmesi önem taşımaktadır. DMB’lerin içlerinde ne tür bir yıldızın oluşabileceğini belirleyen faktör; moleküler bulutun, onların

² Yıldız kütle tayfı, kütleçekimine ve türbülansa ve ayrıca termal basınç, ısıtım ve manyetik alan gibi diğer fiziksel faktörlere maruz kalan bir süreç olan moleküler bulut parçalanmasının sonucudur.

filamentlerinin ve içlerindeki yoğun çekirdeklerinin özelliklerine bağlıdır. DMB'ler, yıldızlararası ortamda bulunan moleküler gaz bulutlarıdır. Hidrojenin evrende en bol bulunan element olduğu için moleküler bulutlar çoğunlukla moleküler hidrojenden oluşmaktadır. DMB'ler metalce zenginleştirilmiş ortamı sağlayan yıldızların doğum yerleridir. Yıldızların oluşabilmesi için DMB'lerde soğuk moleküler gazın mevcut olması gerekir. Bu moleküler gaz yapıları radyo bölgesindeki Karbon Monoksit (CO) ve H₂ salımlarıyla tespit edilmektedir (Shetty vd. 2011, Wilson vd. 1970).



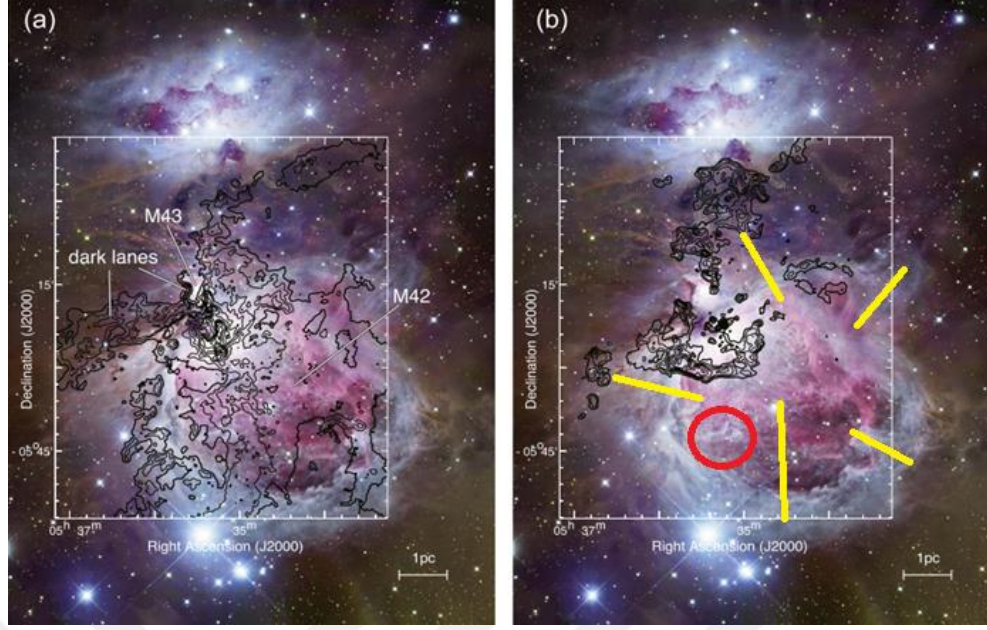
Şekil 2.1 Chandra uydusuyla elde edilen ONC'nin IR (sol), optik (orta) ve X-ışını (sağ) görüntüleri

CO bölgelerinin araştırılması sonucunda, DMB'lerin 10^3 – $10^{6.5}$ M_☉ kütle aralığını kapsadığı ve yaklaşık olarak 170 M_☉ pc⁻²'lik sabit yüzey kütle yoğunluğuna sahip olduğu gözlenmiştir (Solomon vd. 1979, 1987). Genellikle Bok globülleri olarak adlandırılan daha küçük moleküler bulutlar gözlenmiştir. Bu bulutlar genellikle galaksinin yüksek galaktik enlemler gibi daha az yoğun bölgelerinde (Magnani vd. 1985) ve galaktik diskin daha dışında yer almaktadır (Heyer vd. 2001). Ancak en büyük DMB'ler öncelikle galaksinin merkezi moleküler bölgesi ve sarmal kolları gibi daha yoğun bölgelerinde gözlenir (Oka vd. 2001). Hem Samanyolu hem de Büyük Macellan Bulutu'nda dev moleküler bulutların kütlesi maksimum $10^{6.5}$ M_☉ olarak hesaplanmıştır (Rosolowsky 2005). DMB oluşumu için ISM boyunca dağılan atomik gazın daha yoğun bölgelerde bir araya gelmesi için ve H₂ ve CO moleküllerinin oluşumu için bazı evrelerin gerçekleşmesi gereklidir. DMB oluşumuna ilişkin bir teori, DMB'lerin daha küçük moleküler bulutların çarpışması yoluyla oluşturulduğu bulut-bulut çarpışmalarıdır (Oort 1954, Field & Saslaw 1965). Bulut-bulut çarpışmaları, bu tür yoğun kümelerin oluşmasına yönelik olası bir

mekanizma olarak önerilmiştir. Son birkaç on yılda, bulut-bulut çarpışmalarının yıldız oluşumunu tetiklediğine dair gözlemsel kanıtlar öne sürülmektedir. Bu çalışmalara göre, bulutlar arasındaki bir çarpışmanın, bulutların bulut arayüzünde hızla yoğun ve kompakt parçalar oluşturabileceği, böylece büyük kütleli yıldızların ve yıldız kümelerinin oluşumunu destekleyen koşulların kolayca elde edilebileceği düşünülmektedir (Duarte-Cabral vd. 2011, Nakamura vd. 2012, 2014, Kang vd. 2010, Fukui vd. 2014). Devam eden bulut-bulut çarpışmalarına dair net kanıtlar bulmak gözlemsel açıdan zordur. Yıldız oluşumu bazen bir bulut-bulut çarpışmasıyla tetiklense bile, bu varsayımsal sürecin galaktik yıldız oluşum bölgeleri üzerindeki rolü hala belirsizliğini korumaktadır. DMB'nin evrimi ve galaksilerdeki yıldız oluşumuna ilişkin son sayısal simülasyonlar, ortalama DMB'nin ömrü boyunca hiç çarpışma yaşamadığını veya sadece birkaç çarpışma yaşadığını öne sürmektedir (Jeffreson & Kruijssen, 2018). Jeffreson & Kruijssen (2018)'nin analitik teorisi, galaktik ortamların çoğunda bulut-bulut çarpışma oranının, ortalama bulut ömrünü önemli ölçüde etkileyemeyecek kadar düşük olduğunu göstermektedir. DMB oluşumuna ilişkin başka bir teori ise, bulutların süpernova şok dalgaları ile geri beslemesinden gelen madde akışlarından etkilenmesiyle veya genişleyen H II bölgeleri tarafından süpürülen materyalden oluştuğudur (McCray & Kafatos 1987, Koyama & Inutsuka 2000). Dawson vd. (2011), galaktik süper kabukların kenarlarında, artan moleküler bulut üretimine ilişkin gözlemler yapmıştır ve bu gözlemlerle çarpışan akış teorisini desteklemiştir.

Orion Yıldız Oluşum Kompleksi, Güneş'e en yakın mesafede bulunan moleküler bulutlarını içerir. Bu komplekste yer alan moleküler bulutlarının içinde şekil 2.2'de sarı ile görünen, gaz yapısı ile çevrili filamentler ve kırmızı daire ile gösterilen kuyruklu yıldız yapıları yaygın olarak gözlenmektedir. Bu yapılar ise geri beslemenin kompleksin mevcut düzenini şekillendirmede önemli bir rol oynamaktadır (Bally 2008, Smith vd. 2020). Smith vd. (2020)'e göre, galaktik dinamikler ve yıldız oluşumu birbirinden ayrılmaz bir olgudur. Sarmal kollar gibi galaktik ölçekli yapılar, soğuk moleküler gazı toplar, diferansiyel dönme de bu gazın ortama yayılmasına neden olur ve süpernovadan gelen geri besleme ile yıldızlararası ortama momentum oluşturarak gazı tekrar birbirinden ayırır. Tüm bu faktörlerin, ortaya çıkan moleküler bulutun kütlesi, termodinamik durumu, hız yapısı üzerinde etkisi vardır. Dolayısıyla gazın, yıldızlara ve yıldız kümelerine

ayrılmasında etkilidir. Ayrıca, Smith vd. (2020), bulut kompleksleri içinde oluşan uzun filamentli yapılarının, düşük iç hız gradyentleri ile tutarlı bir şekilde hareket etmeye zorlandığını; bu da filamentli yıldız kümelerinin oluşumuna etki ettiğini belirtmiştir. Süpernova olaylarının hakim olduğu bölgelerde oluşan bulut kompleksleri daha az sayıda yıldız oluşturan çekirdeğe sahiptir ve bunlar daha geniş bir alana dağılmıştır. Bu farklılıklar, galaktik ölçekli kuvvetlerin, moleküler bulutlar içindeki yıldız oluşumu üzerinde önemli bir etkisi vardır. Orion Yıldız Oluşum Kompleksi gibi dev moleküler bulutlar barındıran bölgeler, her yeni nesil büyük kütleli yıldızın oluşumu esnasında, doğum ortamındaki gaz ve tozu dışarı atarak daha fazla yıldız oluşumunu durdurmuş olacaktır (Bally 2008, Grudic vd. 2022). Dışarı atılan gaz, yoğun kabuklar halinde genişlemeye devam edecek ve kabukların enerjisi tükenip; yıldızlararası ortamdaki türbülanslı gazla birleşene kadar yıldızlararası maddeyi süpürmeye devam edecektir. Dahası, yoğun kabuklar, buluttaki kütleçekimsel çöküşü tetiklemeye yetecek kadar maddeyi süpürdükten sonra çökmeye başlayabilir ve daha fazla yıldız oluşumu için alan oluşturma görevi görebilir. Orion'da var olan süpernova patlaması gerçekleştirebilecek olan yıldızlar, gazı OB1 Ia bölgesinden Orion Bulutsusu'nun ve moleküler bulutların mevcut konumuna itmiş ve bu da bir dizi yıldız oluşumunu tetiklemiştir. Moleküler bulutlarda geri besleme ile desteklenen yıldız oluşumunun en iyi örneklerinden birisi, Orion-Eridanus süper baloncuğudur (Lee & Chen 2009). Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'ndeki M 42 ve M 43 (Şekil 2.2) , NGC 2024, NGC 2068 ve NGC 2071 bölgelerini kapsayan ve bu bölgelerdeki O- ve erken B-türü yıldızların oluşumuna dair başka bir hipotez ise bulut-bulut çarpışmasıdır (Fukui vd. 2018, Fujita vd. 2021). Bulut-bulut çarpışmaları, Orion Kompleksi'ni yıldız oluşumunun aktif bir bölgesi haline getirmek için buradaki büyük kütleli yıldızların geri beslemesiyle birlikte hareket edebilir. Bu nedenle, yıldız geri beslemesi tetiklenen yıldız oluşumuna zemin hazırlarken, bulut-bulut çarpışmalarının Orion'da yıldız oluşumunu destekleyen önemli mekanizmalardan biridir (Fukui vd. 2018, Fujita vd. 2021).



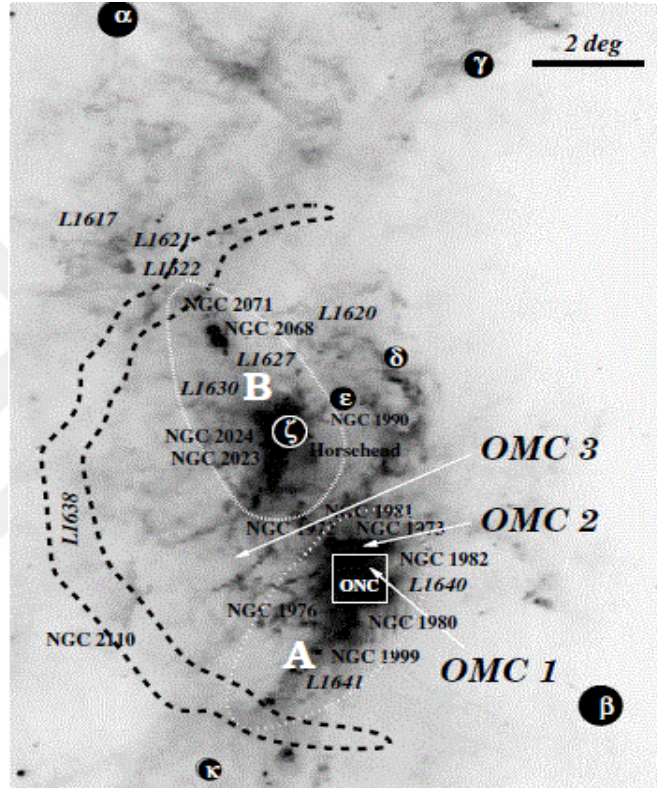
Şekil 2.2 M 42 ve M 43 yıldız oluşum bölgeleri

2.3 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi

Güneş'ten yaklaşık 400-430 pc uzaklıkta bulunan Orion Yıldız Oluşum Kompleksi, günümüzde büyük kütleli yıldız oluşumunun araştırılabileceği en yakın yıldız oluşum bölgesidir. Gökyüzünde 200 derecekarenin üzerinde bir alana yayılan bölge, en küçük kütleli yıldızlardan, büyük kütleli O-türü yıldızlara kadar binlerce yıldız ve kahverengi cüceye ev sahipliği yapmaktadır (Hillenbrand 1997, Großschedl vd. 2018). Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nde, Orion A ve B bulutlarıyla ilişkilendirilen iki DMB vardır. Her ikisi de Orion takım yıldızındaki gökyüzünün geniş alanını kapsayan devasa bulut kompleksleridir. Bu bölge 450 ile 500 pc arasında bir uzaklıkta, çeşitli yaşlarda birçok gömülü yıldız kümesini ve yıldız oluşumunun hala devam ettiği birkaç moleküler bulut kompleksini (OMC, İng. Orion molecular clouds) içermektedir (Genzel & Stutzki 1989). Şekil 2.3'te Orion yıldız oluşum bölgesinde bulunan yapılar sunulmuştur. Şekilde, bölgeyi çevreleyen Orion yıldızları vurgulanmıştır. Orion yıldız oluşum bölgesi OMC 1, OMC 2 ve OMC 3 adı verilen üç ana moleküler devasa kompleks içerir. Ayrıca bölgenin büyük gömülü kümeleri de şekilde belirtilmiştir. Şekilde, Orion A ve B çekirdek bölgelerinin konumunu kaplayan alan ise beyaz noktalarla işaretlenmiştir. Orion A bulutu, gökyüzünde yaklaşık 29 derecekarelik bir alan kaplar ve A bulutunun en önemli

bölgesi olan M 42, H II bölgesinin arkasında bulunan L1640 ve L1641 olmak üzere çeşitli karanlık bulutları içermektedir. Bu kompleks, büyük kütleli yıldız aktivitesinin bir sonucu olarak klasik kabarcık yapısını içerir. Orion A bulutu, M 42 yıldız oluşum bölgesinin önünde bulunan bir kabarcık yapısıyla ve arkasında da moleküler bulut kompleksi ile şekil 2.3'te görülmektedir. Orion A'nın ortalama kütlesi $1.0 \times 10^5 M_{\odot}$ dir (Schulz vd. 2003, Plambeck vd. 2003, Kristensen vd. 2003). Orion B bulutunun boyutu ise, Orion A'ya göre ~%20 daha az kütleli olmasına rağmen, bu bulut A bulutuna çok benzer bir yapıya sahiptir. Orion A ve Orion B bulutunda çok sayıda soğuk veya sıcak moleküler çekirdek bulunmaktadır. Orion bölgesinin en iyi bilinen bulutsuları Orion A bulutunun içinde yer alan OMC 1-3, OMC-1S ve BN-KL'dir (Schulz vd. 2003, Plambeck vd. 2003, Kristensen vd. 2003). Bu bölgede en parlak ve en sıcak çekirdek ise BN-KL bulutsusu olup, ışıyım gücü $10^5 L_{\odot}$, sıcaklığı 70 K ve kütlesi ise $150 M_{\odot}$ 'dir (Genzel & Stutzki 1989). Orion B Bulutu, OMC-1 kümesindeki çekirdekler gibi soğuktur ve yeni kümeler oluşturmak için elverişli olan çekirdeklerin çökmesi için en uygun yerdir (Li, Goldsmith, Menten 2003, Caselli & Myers 1995). Bölgedeki birçok gömülü yıldız kümesinin gözlemlerinin sonucunda, bu bulutlarda küme oluşumunun oldukça aktif olduğu göstermektedir. Genzel & Stutzki (1989) tarafından, Orion yıldız oluşum bölgesinin kökeni araştırılmıştır. Bu araştırmaya göre, galaktik düzlemde yer alan devasa yıldız oluşum bölgeleri, gazın türbülanslı etkileşimler içinde doğduğunu belirlemiştir. Genzel & Stutzki (1989) göre, Orion Yıldız Oluşum Kompleksi, Monoceros yıldız oluşum bölgesi ile ortak bir atadan gelmektedir. Bu iki yıldız oluşum bölgesinin ataları, galaktik diskte bulunan yüksek hızlı bir moleküler bulut ile güney galaktik yarım küre yönünden hareket eden başka bir bulutun birbirleriyle çarpışmasıyla oluşmuştur. Genzel & Stutzki'ye (1989) göre, bu çarpışma yaklaşık 60 milyon yıl önce gerçekleşmiştir. Bu çarpışma sonucunda Orion Yıldız Oluşum Kompleksi ile Monoceros Yıldız Oluşum Kompleksi oluşmuştur. Orion-Monoceros Kompleksi günümüzde galaktik düzlemin yaklaşık 150 pc ($\sim 19^{\circ}$) altındadır. Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'ndeki genç yıldızların en büyük oymağı olan Orion bulutsu kümesi bölgesi; Samanyolu Galaksisi'ndeki en büyük yıldız oluşum kümelerinden biridir. Buradaki yıldızların %80'i bir milyon yıldan daha gençtir ve bu bölge yaklaşık 100 pc çapındadır (Genzel & Stutzki 1989). $1.000 M_{\odot}$ 'nin üzerindeki Orion bulutsu kümesi, görsel bölgede algılanan ~ 1.600 gök cismini içerirler. Bunlar içinde $\sim$ %60'ını oluşturan yıldızların tayf türleri

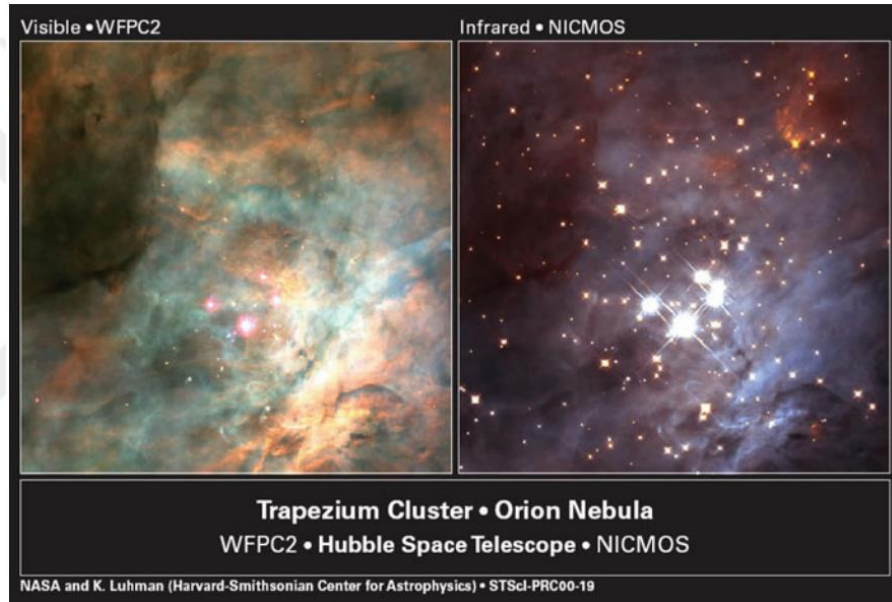
belirlenmiştir. 2.000'den fazla IR kaynağı ve çoğu IR cismiyle birlikte tanımlanmış 1.600'ün üzerinde X-ışını kaynağı vardır. Morfolojik olarak Orion bulutsu kümesi, merkezi bir kümedir ve çapsal olarak üç bölgeye ayrılmaktadır. Bu bölgeler, yarıçapı 0,3 pc (2 yay dakikası) olan Trapezyum bölgesi (Şekil 2.3), ~3 pc (20 yay dakikası) yarıçaplı Orion moleküler kümesi ve 3 pc yarıçapa sahip olan Orion Ic oymağıdır (Bodenheimer 2011).



Şekil 2.3 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin IRAS alanı

Orion Bulutsusu'nun hemen arkasındaki yoğun moleküler bölgede büyük kütleli yıldız oluşumu günümüzde de devam etmektedir. Büyük kütleli yıldızlardan oluşan, yıldız sistemlerinin kinematikini ve dinamikini incelemek için en iyi prototip Orion Trapezyum bölgesidir (Pflamm-Altenburg & Kroupa 2006). OMC'deki yaşlı yıldız popülasyonlarına dair yapılan araştırmalar (Bally 2008), ~2.6 milyon yıl öncesine kadar Orion bulutsusundaki yıldız oluşumunun yavaş olduğunu göstermektedir. Trapezyum bölgesinin oluşumuyla, OMC'deki yıldız oluşum hızının da zamanla arttığı düşünülmektedir (Bally 2008). Trapezyum bölgesi, 1.000 $M_{\odot}$ kütleli bir protoküme

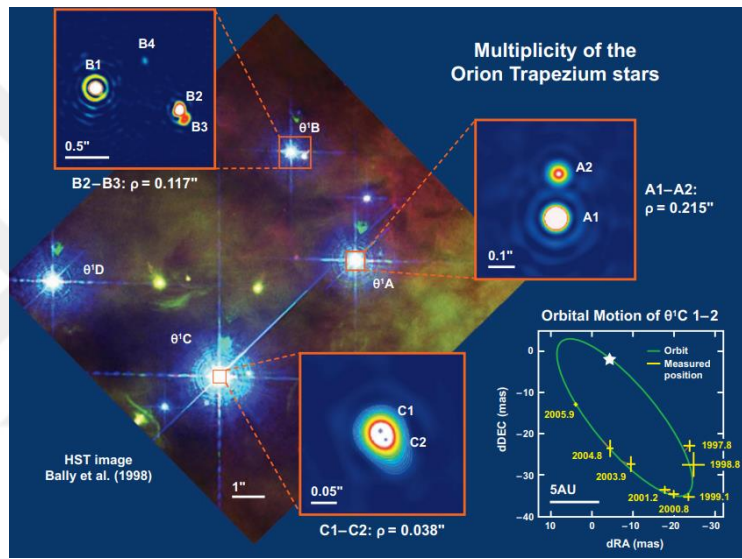
bulutunun süpersonik kütleçekimi ve türbülansın etkisiyle parçalanmasının sonucunda, bölgedeki çöken bir bulutun daha sonra tek bir küme halinde birleşen birkaç alt küme (yıldız+gaz sistemleri) geliştirmesi sonucunda oluşmuştur (Allen, Poveda & Hernandez-Alcantara 2004). Orion Bulutsusu'nun kalbi olan bu sistem birkaç milyon yaşında ve büyük kütleli yıldızların olduğu kümelerden biridir. Yer'e yakınlığından (~388 pc) dolayı; yıldız ve gezegen oluşumunun başlangıç kütle fonksiyonu, küme oluşumu, öngezegen (İng. pre-exoplanetary) diski evrimi gibi yapıları incelemek için ideal bir laboratuvarıdır (Hillenbrand 1997, Da Rio vd. 2010, 2012, Eisner vd. 2018).



Şekil 2.4 Trapezyum kümesinin görsel ve IR görüntüleri (NASA)

Trapezyum bölgesi, dört parlak yıldızdan ve birkaç sönük yıldızdan oluşur. Trapezyum bölgesinde yer alan dört yıldızın konumu şekil 2.4 ve şekil 2.5'te gösterilmiştir. Orion Bulutsusu'nun iyonizasyonundan sorumlu en parlak yıldız θ^1 Ori C'dir. Bu yıldızın görünen parlaklığı $m_v = 5^m.1$ 'dir. θ^1 Ori A, $6^m.73$ parlaklığında bir örten çift sistemidir. $m_v = 8^m$ parlaklığa sahip olan θ^1 Ori B, BM Ori olarak da bilinir ve beşli sistemden oluşan bir mini kümedir. Sistemin bir diğer üyesi θ^1 Ori D'nin parlaklığı ise $6^m.7$ 'dir. Bu dört parlak yıldızın tayf türleri O'dan erken B'ye değişim göstermektedir. θ^1 Ori E ise kaçak (İng. runaway) bir tayfsal çift yıldız sistemidir. Trapezyum sisteminin içinde bulunduğu toz yapısından dolayı θ^1 Ori E'yi gözlemek oldukça zordur. Bu sistem içinde, θ^1 Ori A

bileşeninin bir çift (A1+A3) olduğu bilinirken, A1'in kendisi de yaklaşık 1 AB kadar ayrıklığa sahip bir tayfsal çift sistemdir. Bu nedenle A üçlü bir sistemdir (Bossi vd. 1989, Close vd. 2013). θ^1 Ori B bileşeni ise, birbirine yakın en az 5 yıldızdan oluşmaktadır (Close vd. 2013). En parlak bileşen olan θ^1 Ori C yıldızının da en az bir çifti olduğu ve muhtemelen üçüncü bir yoldaşının da varlığı bilinmektedir (Lehmann vd. 2010). Bileşen θ^1 Ori D tayfsal bir çift sistemidir (Plaskett & Pearce 1931). Bileşen θ^1 Ori E ise, Trapezyum'dan kaçmaya yetecek kadar büyük sistematik hıza sahip tayfsal bir çift sistemdir (Costero vd. 2008).



Şekil 2.5 Trapezyum'un interferometri gözlemlerinden ortaya çıkarılan çoklu yıldız sistemleri (Schertl vd. 2003 & Kraus vd. 2007)

Orion Yıldız Oluşum Kompleksi, OB oymakları, dev moleküler bulutları, λ Orionis yıldız oluşum bölgesini ve Orion X bölgelerini de içermektedir. Bu bölgelerin özellikleri bölüm 2.3.1'de ayrıntılı olarak anlatılmıştır. Orion OB oymaklarında bulunan yıldızların çoğu 12 milyon yıl yaşından daha genç ve $4 M_{\odot}$ 'den daha büyük kütleye sahiptir (Brown vd. 1995, Warren & Hesser 1977).

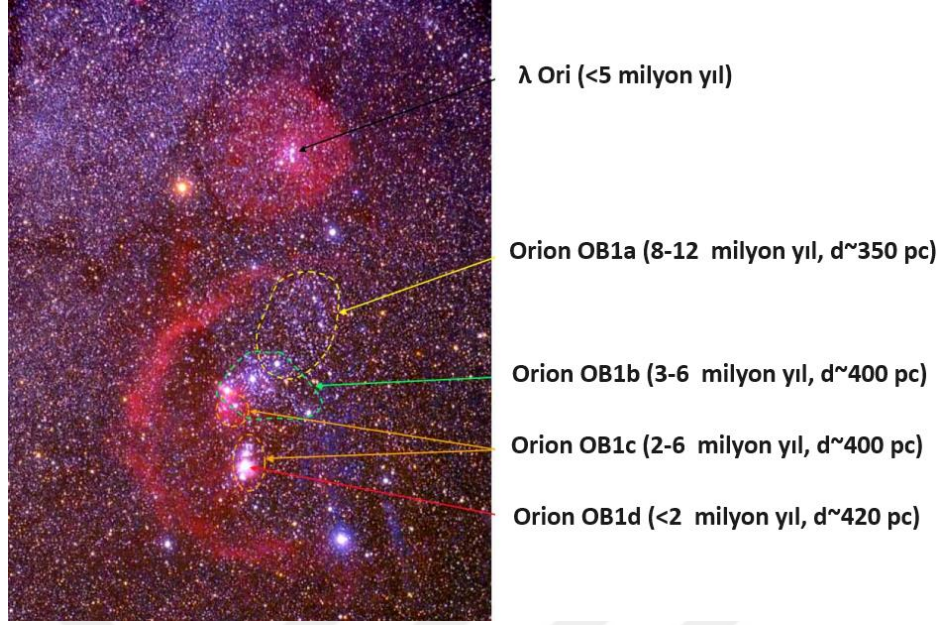
2.3.1 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesi ve Orion X Bölgesi

İlk kez Blaauw (1964), Orion yıldız oluşum bölgesinde bulunan erken tayf türü yıldızların, farklı konum, yaş ve evrim durumlarını ele alarak dört alt gruba (Ia, Ib, Ic ve

Id) ayırmıştır. Blaauw (1964) yaptığı çalışmada, yıldızların yaşları, konumları ve Orion OB1 oymağının çevresindeki yıldızlararası ortamdaki büyük ölçekli yapılar arasındaki korelasyonu gözleterek, Ia alt grubundan Id alt grubuna göre yıldız oluşum sırasının özelliklerinin ve Tip II süpernovalarının etkisinin olduğu yorumunu yapmıştır. Orion OB1'deki alt grupların zamana göre oluşum sırası, yıldız geri beslemesi nedeniyle, toz yapısının olmadığı Orion OB1a alt grubuyla başlayıp (daha sonra Ib, Ic ve Id), Orion Bulutsusu çevresindeki toza gömülü olan Orion OB1d alt grubuyla bitmektedir (Blaauw 1964, Kubiak vd. 2017). Şekil 2.6 ve şekil 2.7'de Orion OB1 oymağının alt gruplarını içeren geniş alan görüntüsü sunulmuştur. Orion OB1a alt grubu, Orion Kemerinin kuzeybatısında yer almakta ve yaklaşık 8 ile 12 milyon yıl arasında bir yaş dağılımına sahiptir. OB1b alt grubu Orion'un Kemerinin merkezinde yer almakta ve buradaki erken tayf türü yıldızların yaşlarının 1.7 ile 8 milyon yıl arasında olduğu tahmin edilmektedir (Blaauw 1991, Brown vd. 1994). Orion OB1 oymağındaki yıldızların çoğunun 12 milyon yıldan daha genç ve $4 M_{\odot}$ 'ten daha büyük kütlelidir (Brown vd. 1995, Warren & Hesser 1977). Bu çalışmalara ek olarak, Bally (2008) ise, Orion'un son 12 milyon yıl boyunca $8 M_{\odot}$ 'ten daha büyük kütleyle sahip 30 ile 100 arasında yıldız oluşturduğunu belirtmektedir. Dahası Bally (2008), bu sonuca göre Orion bölgesinde son 12 milyon yılda muhtemelen 10-20 süpernovanın patladığı sonucuna varmıştır. Soler vd. (2018), Orion bölgesinde gerçekleşen süpernova patlamalarının etkilerini, özellikle de Orion-Eridanus süper baloncuğunda (çapı 45°) gözlemiştir. Onlar, bölgede sıkıştırılmış halde olan manyetik alanın, hem dinamik kararsızlıklara karşı daha kararlı yüzeyler oluşturarak hem de yoğun gaz oluşumunu bastırarak kabuk yapısının devam eden evriminde önemli bir rol oynayabileceğini öne sürmüştür. Büyük bir olasılıkla Orion-Eridanus bölgesi, iyonlaştırıcı UV ışınımı, yıldız rüzgarları ve Orion OB oymağında meydana gelen bir dizi süpernova patlamasının birleşik etkilerinin sonucunda oluşmuştur (Bally 2008). Bunun sonucunda, Orion'un, Orion Bulutsusu ve λ Orionis yıldızı çevresinde, yeni oluşan büyük kütleli yıldızlardan gelen iyonlaştırıcı ışınım ve yıldız rüzgarlarının birleşik etkilerinin varlığı gözlenmektedir (Mathieu 2008, Pabst vd. 2020). Bu süpernova, λ Orionis etrafında iyonize bir H II balonu üretmiştir. Bunun sonucunda, bölgeyle ilgili olan yıldızların tümü baloncuğun içinde sıkı bir şekilde çevrelenmiştir. Ayrıca bölgenin kenarlarına doğru daha uzakta bulunan yıldızlar, küme merkezinde bulunanlardan (~ 5 milyon yıl) daha gençtir (~ 2 milyon yıl). Barnard Döngüsü, Orion bölgesindeki yıldız geri besleme etkilerinin

gözlenebileceği en ideal yerlerden biridir (O'Dell vd. 2011, Ochsendorf vd. 2015). Bu “Barnard döngüsünün” ilk kez Pickering (1890) ve Barnard (1894), gökyüzünde kabaca 14°'lik bir alan kapladığını belirtmiştir. Heiles vd. (2000) ve Bally (2008) tarafından, Barnard Döngüsü bölgesi, Orion bölgesi boyunca uzanan H_{α} salma yapısı gösteren filamentlerle ilişkilendirilmiştir. H_{α} filamentleri ve kabukları (Şekil 2.6 ve 2.7), Orion-Eridanus süper kabarcığı olarak bilinen ve Orion OB1 oymağından gelen yıldız geri beslemesi ile oluştuğu düşünülen, iç içe geçmiş kabuklardan oluşan bir sisteme ait olduğu belirtmiştir (Heiles vd. 2000 ve Bally 2008). Şekil 2.8'de büyük patlama sonrası oluşan Orion Kompleksi'ndeki ana moleküler bulutların filamentleri sırasıyla Orion λ , Orion A ve Orion B'ye karşılık gelen mor, yeşil ve mavi noktalarıyla gösterilmiştir. Beyaz noktalar ise OBP-B1'deki yıldızları temsil etmektedir. Aslında ‘Döngü’ bölgesinin, yıldızlararası ortama göre, yüksek uzay hareketi nedeniyle çarpışarak iyonlaştığı düşünülmekteydi (Menon 1958). Ochsendorf vd. (2015) ise durumun böyle olmadığını, ortamdaki iyonizasyonun, Orion OB1 oymağından gelen fotoiyonizasyondan daha baskın olduğu ve sıcak, optik olarak ince bir termal kaynak ürettiğini göstermiştir. Ochsendorf vd. (2015) ve Kounkel (2020), Barnard Döngü bölgesinde gerçekleşen süpernovanın, Orion bölgesinin günümüzdeki şeklini almasını etkilediğini belirtmektedir. Böylesine süpernova patlamaları, hem yıldız oluşum bölgelerindeki yıldız gruplarında (Kounkel 2020) hem de Orion Yıldız Oluşum Kompleksi boyunca gözlenen gazın (Großschedl 2021) genişlemesine neden olur. Dahası, bu patlamalar, Barnard Döngü bölgesindeki baloncuğun enerjisini ve Orion-Eridanus süper baloncuğu boyunca iç içe geçmiş kabuklarının yenilenmesine yardımcı olabileceği (Joubaud vd. 2019) belirtilmiştir. 60 pc çaplı λ Orionis yıldız oluşum bölgesinin içinde yoğun moleküler gaz ve tozdan oluşan kabarcık yapısının merkezinde Collinder 69 açık kümesi konumlanmıştır. Collinder 69 karanlık bulutu Barnard Döngüsü'nün kenarının hemen altında yer alan Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'ndeki Orion'un baş kısmını temsil etmektedir. Collinder 69 açık kümesinin 1137 tane³ üyesi bulunmaktadır. Bu üyeler arasında sadece 11 OB (O- ve B-türü yıldızlar) yıldız olup, gökyüzünde 50 pc çaplı iyonizasyon alanını kapsamaktadır.

³ <https://simbad.cds.unistra.fr/simbad/> (18.04.2024)



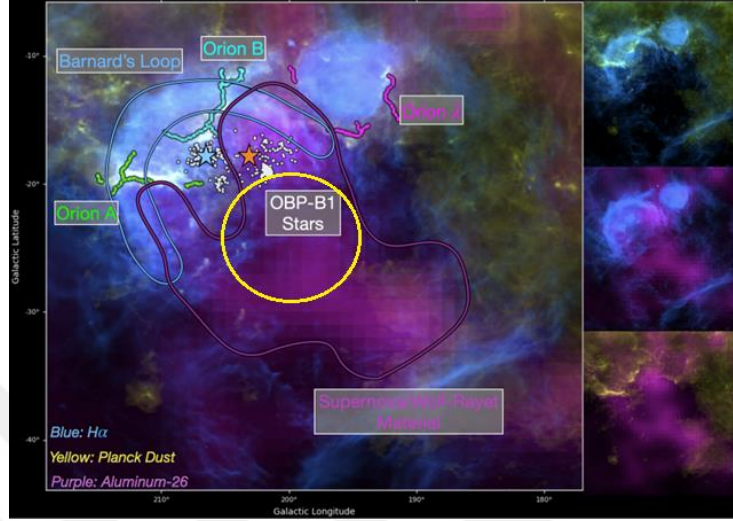
Şekil 2.6 Orion OB1 oymağının alt grupları (Bally 2008)

λ Ori yıldızı, Orion'un nispeten sönük başıdır ve Arapça “Maisan” veya "parıldayan" kelimesinden gelen Meissa adını taşır. Meissa, iki büyük yıldız olan λ Ori A (O8 III) ve λ Ori B'yi (B0.5) içeren üçlü bir sistem olan λ Orionis grubunun parlak merkezi yıldızıdır. Bu iki yıldız, hem nötr hem de moleküler hidrojenlerden oluşan bir halkanın merkezinde bulunmaktadır. Lang vd. (2000), λ Ori ayrık sisteminin oluşum senaryosunu, λ Ori A ve λ Ori B'nin önlerinde bulunan yıldızlararası ortamın gazını süpürmeleri sonucunda bu yıldızların açığa çıktığını göstermektedir.

Ayrıca, Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nde 6–7 milyon yıl önce “Orion Büyük Patlaması” olarak adlandırılan büyük bir geri besleme olayının gerçekleştiği bir bölge vardır (Bouy & Alves 2015, Chen vd. 2020). Bu bölgede gerçekleşen bir süpernova patlamasıyla ortama fırlatılan materyalin dağılımı şekil 2.8'de gösterilmektedir.

Kümenin üyeleri kırmızı noktalarla temsil edilmektedir (Chen vd. 2020). Bu bölge Bouy & Alves (2015) tarafından Orion X olarak isimlendirilmiştir. Büyük kütleli yıldızlar, yıldız rüzgarları, iyonlaşma, ısınma, ışıyım basıncı ve süpernova patlamaları yoluyla yıldızlararası ortamı karıştırır. Ayrıca, büyük moleküller ve küçük toz tanecikleri üzerindeki foto-elektrik etki yoluyla, molekülleri foto-ayırıştırır ve nötr, atomik ve CO-karanlık moleküler gazı ısıtır. Büyük kütleli yıldızların çevreleri üzerindeki bu mekanik

40 km s⁻¹ hızla genişlediğini Ochsendorf vd. (2015) belirtmiştir. Orion X bölgesinin şekillenmesine (Şekil 2.8 ile sarı ile çevrili bölge) Orion Büyük Patlaması neden olmuştur.

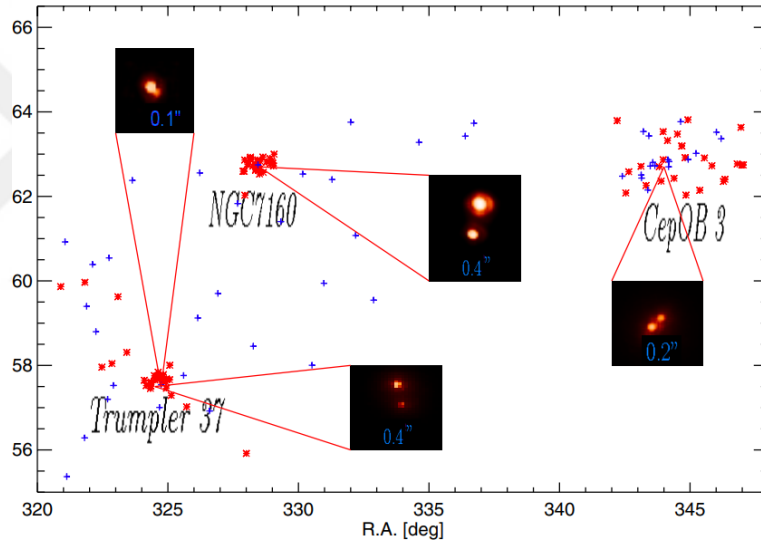


Şekil 2.8 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin farklı filtreler ile elde edilen görüntüsü. mavi: H α salması, sarı: tükenen gaz, mor: ²⁶Al salması (Foley vd. 2020)

2.4 Cepheus Yıldız Oluşum Bölgesi

Cepheus takım yıldızı, Samanyolu'nun kuzeyinde yer alan ($100^\circ \leq l \leq 120^\circ$, $0^\circ \leq b \leq 20^\circ$) birkaç yıldız oluşum bölgesini içerir. Cepheus Flare bölgesinin, $b > 10^\circ$ konumundaki moleküler bulutları, Güneş'ten 200 ile 450 pc arasında bulunan küçük ve orta kütleli yıldız oluşum bölgeleridir. Cepheus yıldız oluşum bölgesindeki üç OB oymağı, Cep OB2, Cep OB3, Cep OB4, 600-800 pc uzaklıkta bulunur. Bu bölgeler iyi bilinen büyük kütleli bir yıldız oluşum bölgesi olan S 140'ın 900 pc uzağında yıldızların oluşumunda rol oynar. Yaklaşık 1 kpc'lik yansıma bulutsusu olan NGC 7129, küçük ve orta kütleli yıldızlardan oluşan genç, kompakt kümeleri barındırır. Perseus koluyla ilişkili dev yıldız oluşum kompleksi NGC 7538 ve genç açık küme NGC 7380'de, $d > 2$ kpc'de yer almaktadır. Cep OB2/3 oymakları çok sayıda büyük (Simonson 1968, Blaauw vd. 1959) ve orta kütleli yıldız içerir (Sicilia-Aguilar vd. 2005, Contreras vd. 2002). Cep OB2/3 oymaklarında yıldız sayısı azdır (Jordi vd. 1996). Cepheus OB2 oymağı, bölgenin merkezinin çevresinde yaklaşık 120 pc'lik bir alana yayılan atomik ve moleküler gazdan oluşan kabarcık benzeri bir yapı olan Cepheus balonunun içine gömülüdür. Balazs & Kun

(1989), Patel vd. (1995) ve Patel vd. (1998) baloncuğun ve ilgili yıldız oluşumunun bir modelini çıkarmıştır. Aynı zamanda, CO salma verilerinden ve IRAS kaynaklarından, balonu birinci nesil yıldızların bir veya daha fazla süpernova patlamasından kaynaklanan bir kabuk olarak modellemişlerdir. Günümüzde, bu patlamaların tetiklediği yeni nesil yıldız oluşumu bu balonun sınırında gerçekleşmektedir. Süpernova patlamasıyla tetiklenen çok sayıda üçüncü nesil yıldızlar bölgede zaten var olan yıldızlardır. Kinematik yöntemler ile baloncuğun genişlemesinden ve kabarcığın kenarında yer alan gök cisimlerin verilerinden, bölgenin merkezinin yaşının yaklaşık 7-10 milyon yıl (NGC 7160) ve bölgenin kenarında yer alan yıldızlarının ise 3 milyon yıl (IC 1396, Trumpler 37 açık kümesi) olduğu tahmin edilmektedir (Brown vd. 1997). Şekil 2.9'da Cepheus takımıyıldızında konumlanan oymakların temsili görüntüsü sunulmuştur.



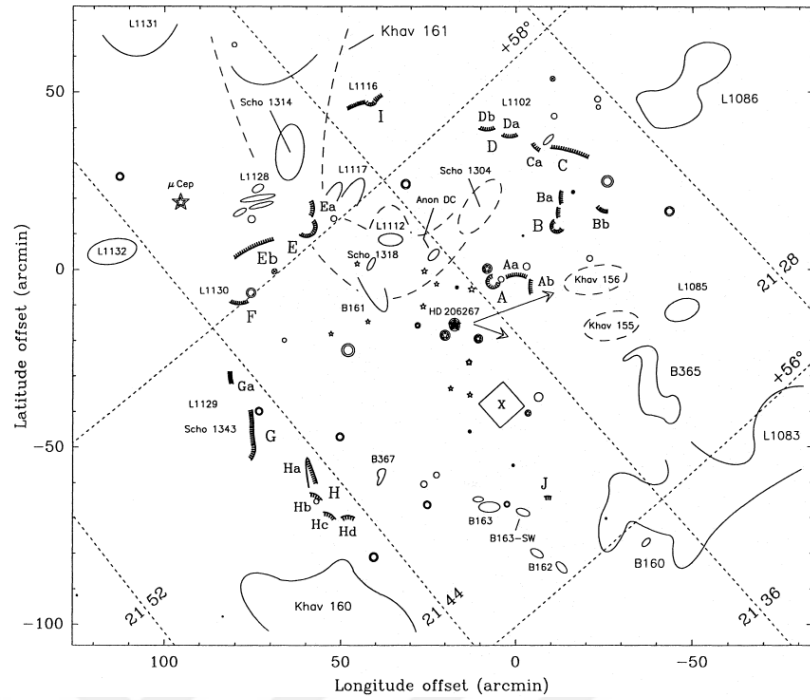
Şekil 2.9 Cepheus oymağındaki yıldızların AstraLux ile elde edilen görüntüsü (Peter vd. 2012)

Şekil 2.9'da, yıldız işaretleri ile gösterilen yıldızlar orta kütleli yıldızları, artı işareti ile gösterilen yıldızlar ise büyük kütleli yıldızları temsil etmektedir. Ayrıca baloncuğun, bölgede doğan ilk büyük kütleli yıldızların kuvvetli rüzgarlarından da oluşmuş olabileceği düşünülmektedir (Gouliermis vd. 2008, Sicilia-Aguilar vd. 2004). Cep OB3 oymağı Güneş'ten Cep OB2 ile benzer uzaklıkta, yani 800 pc uzaklıkta yer alır (Moreno-Corral vd. 1993). Bölge, 7 ve 10 milyon yıl olarak iki ayrı yaş grubuna ayrılır (Blaauw 1964). Birbirinden 13 pc uzakta olan iki grubun yaş farkı bulunan yıldızların ve açısal ayrıklığı, sıralı yıldız oluşumu hipotezinin temelini oluşturmaktadır (Elmegreen & Lada

1977, Sargent 1979). Bu modelde, erken tür yıldızlardan gelen iyonlaştırıcı ışınım, bir şok dalgasının bulut boyunca yayılmasına neden olur. Bunun sonucunda, bu şok dalgası bulutu kütle çekimsel olarak kararsız hale getirir ve bu da yeni büyük kütleli yıldızların yoğunlaşmasına neden olmuştur. Assousa vd. (1977) ise bölgedeki, genç alt gruptaki yıldız oluşumunun kökenini yaşlı gruptaki süpernova patlamasına bağlamaktadır.

2.5 IC 1396 H II Bölgesi

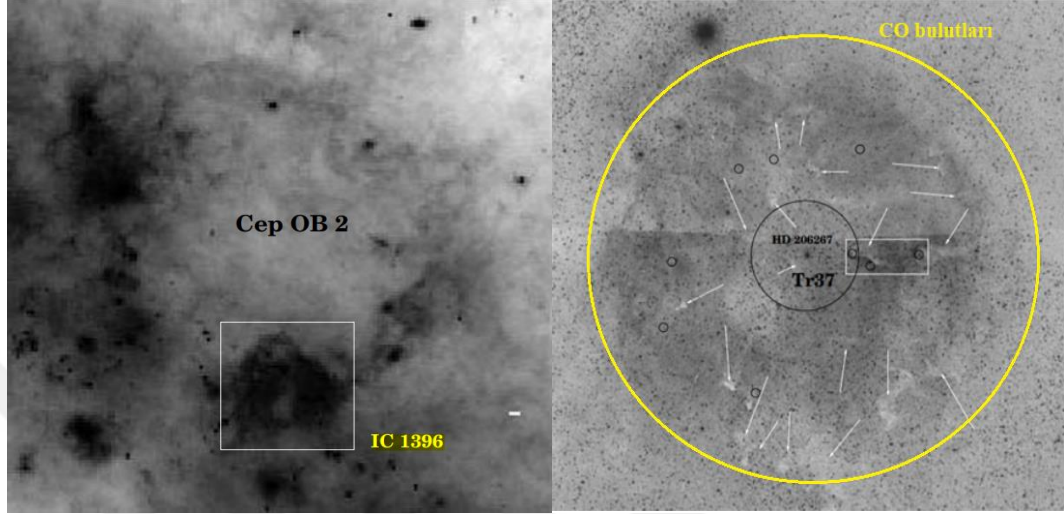
IC 1396 H II bölgesi, gökyüzünde yaklaşık 800 pc (Simonson 1968) genişliğinde bir alan kaplamaktadır. IC 1396 yıldız oluşum bölgesi, OB yıldızlarından oluşan Cep OB2 oymağındaki en genç ve en aktif H II bölgelerinden biridir. Tüm bölgenin toplam kütlelerinin $\sim 4 \times 10^5 M_{\odot}$ 'tir (Patel vd. 1998). Weikard vd. (1996) ise IC 1396 H II bölgesindeki moleküler buluttaki gaz ve tozun toplam kütlelerinin $12 \times 10^3 M_{\odot}$ olduğunu belirtmiştir. IC 1396 H II bölgesinde, 75 tane, O- ve erken B-türü yıldızdan oluşan bir OB grubu bulunmaktadır (Garmany ve Stencel 1992). Bu grup gökyüzünde yaklaşık 170 pc'lik bir alana dağılmıştır. Bu OB grubunun tahmini yaşı 6-7 milyon yıldır. Dahası IC 1396 H II bölgesinin merkezinde, daha genç bir grup olan Trumpler 37 açık yıldız kümesi bulunmaktadır. Bu açık yıldız kümesinin yaşı ~ 3 milyon yıldır. Tr 37 kümesinin çekirdeğinde (İng. nucleus), ADS 15184 yıldız kompleksi bulunmaktadır. Bu kompleksin dört üyesi mevcuttur. Bunlar, kompleksin en parlak üyesi olan HD 206267AB (HD 206267A, O6 V(f)) ve HD 206267B, O9 V, (Saurin vd. 2012)) tayfsal çift sistemi, LS III +57 14 (genç yıldız cismi adayı) ve LS III +57 12 (çift veya çoklu sistem) yıldızıdır (Tokovinin 1997). Tr 37, Trapezyum'a benzer yapıda olup, daha geniş bir alana dağılmıştır. Bu nedenle HD 206267 kompleksinin üyelerinin anlaşılması Trapezyum'a nazaran çok daha güçtür. Dahası, IC 1396 H II bölgesinin en sıcak bileşeni olan HD 206267 yıldızı, bu bölgenin yıldız oluşumunda ana iyonlaştırıcı kaynağıdır. Şekil 1.10'da IC 1396 H II bulutunun ortamı ve içeriği; Şekil 2.11'de ise (solda) Cep OB2 oymağının IRAS ile çekilmiş genel bir görünümü verilmiştir. Şekildeki, halka benzeri yapının alt kısmında beyaz kare ile işaretlenmiş dev H II bulutu olan IC 1396 yer almaktadır. Bulutun çekirdeğinin, 'HD 206267 trapezyum sistemi' ile Tr 37 açık kümesi bulunmaktadır. IC 1396'nın ONC'den en ayırt edici özelliği, bünyesinde barındırdığı yıldızların çoğunlukla A ve B tayf türünden olmasıdır (Bodenheimer 2011).



Şekil 2.10 IC 1396 H II bulutunun ortamı ve içeriği (Bodenheimer 2011)

IC 1396'nın etrafında ise, F-G tayf türü ve $3 M_{\odot}$ 'den daha küçük kütleli yıldızların olduğu bir T Tauri oymağı (Kun 1986, Kun & Pasztor 1986) bulunmaktadır. Bu T Tauri yıldızlarının HD 206267 trapezyum sistemi etrafında toplanmıştır (Schulz vd. 1997). Nakano vd. (1989) tarafından, buradaki T Tauri yıldızlarının, tayf türlerini LkH 349 için F8 ve LkH 349/C için K7 olarak belirlenmiş olup, bolometrik ışıyım gücü ve kütlesi sırasıyla $84 L_{\odot}$ ve $9 M_{\odot}$ olarak verilmiştir. IC 1396'nın CO yapısının ölçümlerinden (Nakano vd. 1989), merkezi kısmındaki anakol öncesi yıldızlarından gelen yıldız rüzgarlarının etkileşimi ile oluşan bir boşluğa benzediği fark edilmiştir. Dinamik olarak, tüm H II bölgesi, büyük ölçekte yıldız oluşum aktivitesinin açıkça sona erdiği ve çoğu moleküler gazın ya yığıldığı ya da ortadan kaldırıldığı bir buluta aittir. Dağıldıktan sonra geriye kalan, çoğunlukla ısıtılmış H II bölgesinin gazı olan ve artık yaşlı dev moleküler bulut kürecikleri olarak görünen soğuk parçacıklardır. CO haritaları (Şekil 2.11 sağ panelde sarı ile çevrelenmiş bölge), birçok parlak kenarlı kürenin, bulutların merkezinden yaklaşık 12 pc uzaklıkta bir halka üzerinde konumlandığını göstermektedir. Halka, $\sim 5 \text{ km s}^{-1}$ hızla genişlemekte olup, küreciklerin dinamik yaşı yaklaşık 2-3 milyon yıldır (Patel 1995). Bu küreciklerdeki aktivite, tetiklenmiş yıldız oluşumunun son adımlarını temsil etmektedir (Patel 1995). Tüm bölge türbülanslı dinamiklerle dolu ve ISM'nin

aktivitesinin bir parçasıdır. Cep OB2 oymağı içinde bulunan bulutun tamamı, 3 milyon yıl önceki bir süpernova patlamasından kaynaklan dev bir baloncuğun genişlemesiyle ilişkilendirilmektedir (Kun vd. 1987).



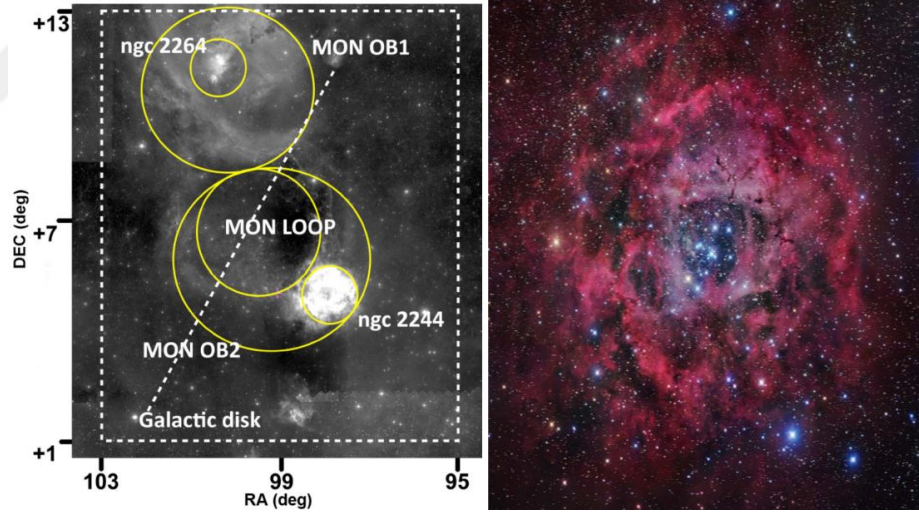
Şekil 2.11 Cep OB2'nin (sol) IRAS görüntüsü. CO bulutlarının hız dağılımı (sağ) (Bodenheimer 2011)

2.6 Monoceros Yıldız Oluşum Bölgesi

Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nden sonra Monoceros Yıldız Oluşum Bölgesi, Yer'e en yakın bulunan ve uzaklığı 760 pc olan yıldız oluşum bölgesidir. Bu yıldız oluşum bölgesinde, genç kümelerin, H II bölgelerinin, toz bulutlarının ve salma bulutsu yapılarının gözlenebileceği Mon OB1 (moleküler bulut) ve Mon OB2 (Rozetta Bulutsusu) oymağı bulunmaktadır. Bu Mon OB1 Bulutsusu büyük ve yaygın bir H II bölgesi olup, en fazla yıldız çeşitliliğine sahip olan Galaktik NGC 2264 kümesi bu bölgededir (Şekil 2.12). Küme 9 milyon yıl yaşında ve 667 pc uzaklıkta bulunmaktadır.

Kümenin toplam yıldız popülasyonu yaklaşık 1.000 üyedir. NGC 2264 kümesinin en büyük kütleli yıldızı olan S Mon (O7 V) çoklu bir yıldız sistemidir. Monoceros Yıldız Oluşum Bölgesi'nin merkezine yakın bölümünde, NGC 2244 kümesinin yer aldığı parlak bir bölge olan Rozetta Bulutsusu bulunmaktadır (Şekil 2.12). Rozetta Bulutsusu, yıldız oluşumunun incelenmesi için en iyi laboratuvarlardan biridir. Rozetta Bulutsusu'nun tayfsal incelemeleriyle kuzeydoğusunda, Monoceros Döngüsü (Şekil 2.12) olarak bilinen,

düşük yoğunlukta H_{α} salma bölgesi görülebilir (Costado & Alfaro 2018). Bu H_{α} salma yapısı, çoğunlukla bölgeye dağılmış OB yıldızlarının yanı sıra küçük kütleli yıldızlardan ve yıldız altı adaylarından oluşan geniş bir yıldız popülasyonu ile Mon OB2 oymağını oluşturur. Yani bu büyük OB oymağının (7.000 üye), NGC 2244 (yaşı 8 milyon yıl) tarafından oluşturulduğu ve genişleyen bir H II bölgesinin dev bir moleküler bulutla etkileşime belirttiştir (Costado & Alfaro 2018) Kümedeki büyük kütleli yıldızlar yıldızlararası materyalin çoğunun ortama atılmasından sorumludur. Bulutun içinde yakın zamanda çok sayıda yıldız kümesi oluşmuştur. Rozetta Bulutsusu'nun etrafında daha geniş bir alanda üzerinde yapılan araştırmalar, yıldız oluşturma etkinliğinin hiçbir şekilde en belirgin kümeyle sınırlı olmadığını, moleküler bulutla ilişkili birkaç küçük grubun yanı sıra genç yıldızları içeren daha geniş bölgeleri ortaya çıkardığını gösteriyor. Rozetta bulutsusu, merkezinde bulunan bir OB oymağı rüzgarları tarafından boşaltılan, büyük bir merkezi H II bölgesine ev sahipliği yapan, oldukça geniş bir salma bulutsusu yapısındadır (Şekil 2.12).



Şekil 2.12 Monoceros bölgesindeki Mon OB1 ve Mon OB2 oymakları (sol, Costado & Alfaro 2018). Rozetta Bulutsusu'nun detaylı gösterimi (sağ) (Dahm 2008)

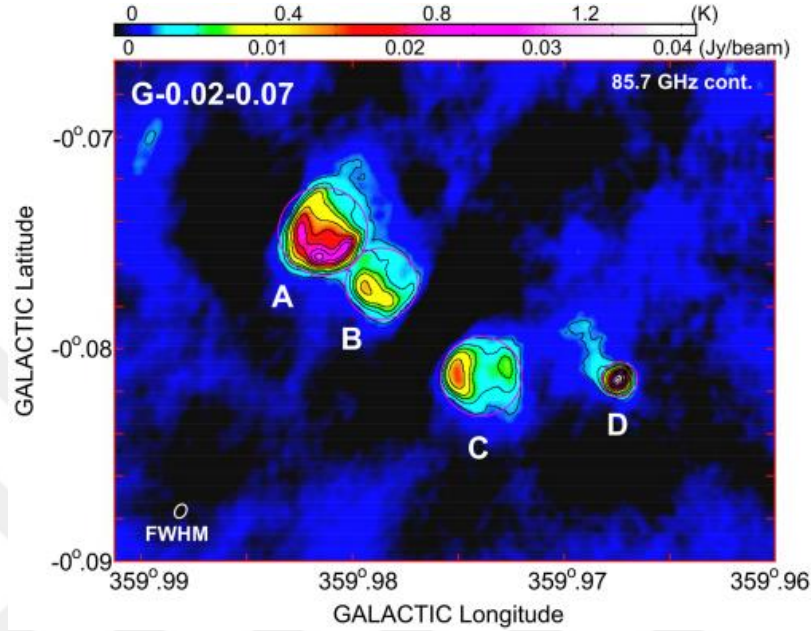
2.7 Sagittarius Yıldız Oluşum Bölgesi

Samanyolu'nun Sagittarius spiral kolu, galaktik merkeze doğru en yakın koldur. Bu kol ilk kez Morgan vd. (1953) tarafından bu bölgede keşfedilen mavi dev yıldızların varlığı ile tanımlanmıştır. Spiral kolları tanımlayan en önemli özelliği, yıldız oluşum bölgelerinin

varlığıdır. Büyük kütleli yıldız oluşum kompleksi olan W51, Sagittarius koluna yakın bir yerde konumlanmıştır. W51 dev moleküler bulutu, Galaksi'deki büyük kütleli yıldız oluşumunun en parlak ve en aktif bölgelerinden biridir. W51 bölgesinde görülen anormal gaz hızları uzun süredir Sagittarius sarmal kolundaki akış (İng. stream) hareketlerine atfedilmektedir. Sagittarius kolu, Samanyolu Galaksisi'nin büyük ölçekli sarmal özelliği olarak kabul edilen ilk "kol"dur (Simonson 1970). O zamandan günümüze kadarda H II bölgeleri (Georgelin & Georgelin 1976), H I ve CO bulutları, OB yıldızları (Bronfman vd. 2000), sıcak tozlar, Sefeid türü yıldızlar, H_{α} ve $[C II]/[N II]$ salma özellikleri gibi sarmal yapının neredeyse tüm izleri burada görülmektedir (Steiman-Cameron vd. 2010). Galaktik merkezde, yüksek yoğunluklu, büyük kütleli, sıcak, yoğun ve türbülanslı moleküler bulutları bulunmaktadır. Nükleer yıldız kümesinin⁴ kütleçekimsel potansiyeli ile büyük kütleli kara delik Sgr A*'nın da uyguladığı güçlü tedirginlik kuvvetleri nedeniyle, bu bölgede yalnızca yoğun moleküler gazlar bulunmaktadır (Morris & Serabyn 1996). Bu durum, Arches yıldız kümesi (İng. cluster of stars) ve Quintuplet kümesinin (İng. Quintuplet cluster) yanı sıra Sgr A* merkezli nükleer büyük kütleli kümelenmenin de gösterdiği gibi, büyük kütleli yıldız kümelerinin (İng. massive stellar clusters) oluşumunun bu bölgede yaygın olması gerektiği sonucuna varılmaktadır (Figer vd. 2002, Bartko vd 2009). Sgr A bölgesinde, A, B, C ve D olmak üzere dört bölge olarak görülen H II bölgeleri bulunmaktadır. Ayrıca Sgr B2'de ultra kompakt H II bölgelerinin izleri olan genç OB yıldız kümeleri de vardır (DePree vd. 1998). Bu küme, Sgr B2'deki H II bölgeleri kümesi hariç, Galaktik merkezdeki en parlak H II bölgelerinden oluşur. Bir süpernova kalıntısı olduğu bilinen (SNR G0.0+0.0) moleküler bulutun kendisi, bu bölgenin doğusunda, Sgr A-Doğu (Tsuboi vd. 2009) ile etkileşime girmektedir. Sgr A-Doğu, bu bölgeden kendisi de Sgr A*'nın yörüngesinde bulunan galaktik merkezdeki nükleer çevre moleküler halka ile etkileşim halinde görüldüğünden, Sgr A-Doğu, M-0.02–0.07 ve H II bölgeleri kümesinin hepsinin Galaktik merkezinin yakınında, öngörülen mesafelerinden çok uzakta olmaması gerektiği düşünülmektedir (Yusef-Zadeh vd. 2010). Ayrıca, Sgr A-Doğu bölgesinde bulunan H II A–D (Sgr A, A–D) olarak bilinen kompakt iki H II bölgesi vardır. Bu iki bölgenin Galaksi'nin dinamik merkezine yakın

⁴ Nükleer yıldız kümesi (İng. nuclear star cluster), ev sahibi galaksinin dinamik merkezinde yer alan yoğun ve büyük kütleli kompakt bir yıldız sistemi olarak tanımlanır ve diğer yıldız kümelerine göre ışıyım gücü daha yüksektir (Nadine Neumayer 2017).

zamanda oluşan büyük kütleli yıldız oluşumunun olduğu görülmektedir (Yusef-Zadeh vd. 2010). Şekil 2.13'te Sagittarius A Doğu ile H II bölgeleri; H II-A ile H II-D olarak da bilinen bölgenin temsili gösterimi verilmiştir.

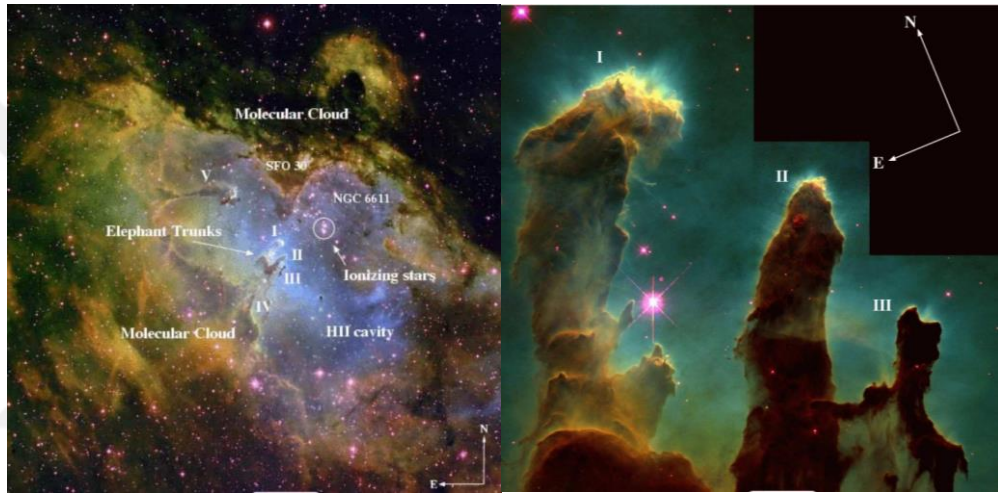


Şekil 2.13 Galaktik merkezde bulunan G-0.02-0.07, H II bölgesi kompleksi (Yusef-Zadeh vd. 2010)

2.8 Rho-Ophiuchus Yıldız Oluşum Bölgesi

Rho (ρ) -Ophiuchus Bulutu, Güneş'e en yakın 145 pc uzaklıkta bulunan bir yıldız oluşum bölgelerinden biridir. Şekil 2.14'te gösterildiği gibi Rho (ρ) -Ophiuchus Bulutu, Akrep OB oymağının baş kısmında yer almaktadır. Şekil 2.14'te sarı daire ile çevrelenmiş ρ Oph Kompleksi, ana bulut L1688, iki küçük bulut parçası L1689N ve L1689S gösterilmektedir. Bu kompleks birkaç milyon yıl yaşında olmasına rağmen (Preibisch vd. 2002), ρ Oph gömülü kümesi Güneş'in çevresinde bilinen en genç gömülü yıldız kümelerinden biridir (Luhman & Rieke 1999). Burada OB oymağı ışıma ve tedirginlik etkileri altındadır. Ana bulut L1688'de, çok sayıda Sınıf 0, I, II ve III kaynakları içeren yakın zamanda oluşmuş alt kümelere ev sahipliği yapan beş bulut parçasına bölünmüştür.

hortumlarının yüzeylerinin üzerinde veya yakınında küçük çıkıntılar, yani buharlaşan gaz küreciklerinin bulunduğunu belirtmiştir. Bunların bir kısmı gömülü genç yıldız cisimleridir (McCaughrean & Andersen 2002). NGC 6611 kümesi çok sayıda büyük kütleli yıldızın yanı sıra çok sayıda anakol öncesi yıldız popülasyonunu da içerir. NGC 6611'in optik bölgede gözlenebilen bu üyelerinin kütleleri 2 ile 85 $M_{\odot}$ aralığında ve ortalama yaşı 2–3 milyon yıldır (Hillenbrand vd. 1993). Kartal Bulutsusu, büyük kütleli yıldızların çevreleriyle etkileşimini ve yıldız oluşumunu tetikleme potansiyelini sergilemektedir.



Şekil 2.15 Kartal Bulutsusu'nun içinde bulunan NGC 6611 yer alan büyük kütleli yıldızların oluşturduğu H II bölgesi (NASA)

2.10 OB Oymakları

OB oymakları genellikle fosil yıldız oluşum bölgeleri olarak kabul edilmektedir (Walter 2000). OB oymakları, ilk kez Ambartsumian (1947) tarafından fark edildi ve galakside yıldız oluşumunun hala devam ettiğine dair ilk kanıtı sunmuştur. OB oymakları başlangıçta galaksinin yaşına göre çok genç olan, ortak bir kökene sahip olan ve yıldız yoğunluğunun Galaktik alandan daha düşük olduğu yıldız sistemleri olarak tanımlanmıştır (Ambartsumian 1947). Dahası Ambartsumian (1947) göre, yıldız oluşum bölgelerinde yer alan OB oymaklarında sadece O ve erken B (B0-B3) türü yıldızları olduğu düşünülmektedir. Sonraki çalışmalarda ise OB oymaklarının, tipik olarak OB yıldızının sayıca baskın olduğu, çok sayıda küçük kütleli yıldız da içeren, düşük

yoğunluklu genç yıldız grupları olduğu anlaşılmıştır (Blaauw 1991, Brown vd. 1999). Bu oymaklarda, parlak OB yıldızlarını içeren OB oymakları ve öne çıkan T-Tauri yıldızlarını içeren T oymakları olarak ikiye ayrılırlar; ancak toplam kütleleri dışında başka hiçbir fark yoktur ve ‘oymak’ terimi genellikle her iki türü belirtmek için kullanılır. Schulz (2005) ise IC 1396’da yer alan Tr 37 kümesindeki OB oymağında ise O ve erken B-türlerine ilaveten daha geç B-türlerini de (B6-B9) gözlemiştir. Dahası, yansıma bulutsularına gömülü bulunan bazı küçük oymaklarda ise erken A-türü yıldızlarının olduğunu da tespit edilmiştir. Günümüzde ise artık OB oymaklarında O- ve erken B-türü yıldızlarının sayısının baskın olmadığı ve geç B- türü yıldızlarıyla birlikte daha soğuk (F-M tayf türü) küçük kütleli yıldızlarının da varlığı tespit edilmiştir (Schulz 2005). Bu oymaklar, 200 pc kadar bir alana sahiptir. Samanyolu Galaksisi’nde bilinen yaklaşık 70 OB oymağı vardır. Gerçekte bu sayının, Samanyolu Galaksisi’nin tamamına yayılmış yüzlerce olduğu tahmin edilmektedir (Schulz 2005). OB oymakları Samanyolu Galaksisi’ndeki tüm büyük kütleli yıldızların yüzde 50’sinden fazlasını içerir. Dahası bu bölgeler, galaksilerdeki süpernova patlamalarının çoğunun meydana geldiği yerlerdir. OB oymakları, yıldızlararası ortama materyal ve enerji sağlamaktadır. Bunun sonucunda da bu fosil yıldız oluşum bölgeleri yeni yıldız oluşum bölgelerine dönüşür. Bu bölgelere en iyi örnek Güneş komşuluğundaki (alan yıldızları) kökenlerini kapsayan ve muhtemelen böyle bir süpernova patlamasına dayanan Gould Belt boyunca yayılan OB oymaklarıdır.

OB oymaklarının klasik örnekleri arasında Scorpius OB2 ve Orion OB1 oymakları ve 2.3 kpc uzaklıktaki Carina Yıldız Oluşum Kompleksi yer almaktadır (Blaauw 1964, 1991, Smith & Brooks 2007). En iyi incelenen galaksi dışı OB oymağından biri ise M33’teki NGC 604’tür. Maíz-Apellaniz vd. (2004), OB yıldızlarının ana dev moleküler bulutun tüm yüzeyine yayılmış durumda olduğunu belirtmiştir. Bu bölgelerdeki büyük kütleli yıldızlar arasındaki uzaklıklar 1 ile 10 pc arasında değişmektedir.

Büyük kütleli OB yıldızları, genç yıldız kümeleri ve OB oymakları dışında Güneş komşuluğunda da bulunmaktadır. Kaçak OB yıldızları içinde doğdukları kümelerden, 40 km s^{-1} den daha yüksek hızlarla bulundukları oymaktan fırlatılan büyük kütleli yıldızlardır (Blaauw 1961, Poveda, Ruiz & Allen 1967, Gies & Bolton 1986). Büyük kütleli çift yıldız sisteminde yer alan birleşenin evrimleşerek asimetric süpernova

patlaması geçirdikten sonra diğer bileşeni sistemden fırlatarak onu kaçak OB yıldızına dönüştürmektedir (Blaauw 1961). Evrende tespit edilen kaçak yıldızların arasında ise %50'sinin çift yıldız sistemi olduğu bilinmektedir (Poveda, Ruiz & Allen 1967, Gies 1987). Alan yıldızları içinde tespit edilen tüm O-türü yıldızların ~%10-25'i ve tüm B-türü yıldızların ~%2'si kaçak yıldızlardır. Diğer büyük kütleli yıldızların yanı sıra bu kaçak yıldızların Güneş komşuluğunda bulunup bulunmadığı Wit vd. (2004, 2005) ve Mason vd. (1998) tarafından incelenmiştir. Bu çalışmalara göre, Güneş komşuluğundaki 8 kadirde daha parlak 227 adet O tayf türünden yıldızın 43'ünün kaçak yıldız olduğu tespit edilmiştir. Bu yıldızların yaklaşık yarısının bir küme veya oymak kökenli olduğunun izi sürülebilmektedir (Wit vd. 2004, 2005 & Mason vd. 1998). Ancak bu 227 yıldızdan yaklaşık %5-10'unun herhangi bir oymağa veya kümeye ait olmadığı, aslında bir alan yıldızı olarak doğduğu belirlenmiştir. Buna örnek olarak haloda yer alan HD 93521 (O9.5V) yıldızı verilebilir (Irvine 1989).

Hoogerwerf vd. (2001), kaçak OB yıldızlarına yönelik dinamik fırlatma modeli⁵ geliştirmiştir. Buna örnek olarak μ Columbae ve AE Aurigae yıldızlarının NGC 1980 Orion kümesinin yakın karşılaşması olarak verilmektedir. Kaçak yıldızlar için sunulan dinamik fırlatma modelinde, sadece çok hızlı fırlatma hızlarını değil, aynı zamanda aralarında hafif etkileşim olayları meydana gelebilen çift sistemlerinin daha yavaş hızlarla fırlatılabileceği de belirlenmiştir (Kroupa 2000).

2.11 Genç Yıldız Cisimleri

Dev moleküler bulutlar, yıldız oymaklarının, kümelerin ve tek yıldızların oluşumunun gerçekleştiği geniş bir kütle aralığını kapsayan moleküler çekirdeklere parçalanır. Büyük kütleli yıldız oluşumu, bulut evriminde büyük etkisi olan çevresel gaz ve tozu hızla ortadan kaldırır. Küçük kütleli yıldız oluşumu çevresel buluta karşı bu kadar baskın etki etmez. Genç yıldız cisimleri (YSO, İng. young stellar objects), kütlelerine, yaşlarına ve

⁵ Dinamik fırlatma senaryosu, kaçak yıldızlar ile kompakt kümelerde yer alan yıldızların çekimsel olarak birbirleriyle etkileşime girmeleriyle oluşur. Senaryoya göre kaçak, büyük kütleli bir yakın çift sistemin bulunduğu ortamda bir süpernova patlamasından sonra, çift sistemin bileşenleri ayrılır. Bu senaryo, genç kümelerde oluşan erken tür OB yıldızlarının çoğunun doğdukları ortamdan fırlatılabileceğini ve bulundukları kümeyi yüksek hızda terk edebileceğini ve hatta çok büyük O tayf türü yıldızların bile hızlanarak kaçak hale dönüştürebileceğini öne sürmektedir (Hoogerwerf vd. 2001).

yıldız oluşum ortamlarına bağlı olarak çok çeşitli özellikler gösterirler. Çok büyük kütleli YSO'lar, moleküler bulutların çekirdeklerine gömülü ultra kompakt H II bölgeleri üretir. Büyük kütleli YSO'ların fotometrik ve tayfsal özellikleri incelendiğinde, çevredeki moleküler buluttaki güçlü ve yüksek derecede fotoiyonlaştırıcı ışıyım alanlarının etkili olduğu görülmektedir. Bu cisimler birkaç milyon yıllık zaman ölçeklerinde anakola doğru evrimleşirler. Küçük kütleli YSO'lar anakola daha yavaş bir hızda ilerler; kütleçekimsel çöküş, moleküler bulut manyetik alanının etkisiyle yavaşlatılır ve bunların en göze çarpan gözlemsel özellikleri, yıldız oluşumu sırasında gerçekleştirilen manyetik enerjinin dağılmasıyla ilgilidir ve yıldız oluşumu sırasındaki kayma ile artar.

Önyıldız diski (İng. protostellar disk), yıldız oluşumunun bir yan ürünüdür. Yeni yıldızların oluşumuna yol açan kütleçekimsel yığılma süreci sırasında açısal momentum toplanabileceği yer olarak oluşurlar. Tüm YSO türlerinin çevresinde gözlenirler ancak özellikleri ve evrimleri ana yıldızın ve/veya yıldızların doğasına bağlıdır. Diskin donukluğu ve yıldızlara ve çevresel ışıyım alanına karşı kendini koruma özellikleri, çöküntü diskleri (İng. debris disks) ve gezegen sistemleri olarak sonlanan önyıldız disklerin ömrünü belirler. Diskler, yıldız oluşumu sırasında gözlenen güçlü çift kutuplu çıkışların oluşmasında önemli bir rol oynar. Yıldız oluşumunun çok erken aşamalarından (10^4 yıl) ve YSO'ların tüm kütle tayfında çift kutuplu çıkışlar gözlemlenir.

Genç yıldız cisimi terimi, donuk toz yapıları ile izole bir ortamda büzülen cisimlerden sıfır yaş anakola ve anakol öncesi (PMS, İng. pre-main sequence) yıldızlara kadar olan üç ana evrimsel aşama ile tanımlanabilir: Birinci aşama: Kütleçekimsel olarak sınırlanmış moleküler çekirdeklerin içindeki yapı önyıldız çekirdeklerine evrimidir. İkinci aşama: Ana birikim aşaması, türbülans desteği aşıldığında ve homojen olmayan kütleçekimsel çöküş yıldız embriyosu ile onu çevreleyen zarf arasında bir farklılaşmaya neden olduğunda başlar. Bu aşamanın sonunda çekirdeğin kütlelerinin yaklaşık yarısını içeren merkezi bir kaynak oluşur. Eş zamanlı olarak büyük bir önyıldız diski oluşur. Bu evrim aşamasında cisim sınıf 0 olan evreyi temsil eder (sınıflar ilerleyen bölümde detaylı olarak anlatılmaktadır). Yıldızların doğum çizgisi bu aşamanın sonunda tanımlanır. Üçüncü ve son aşama ise: PMS yıldız evrimi ve gezegen diski oluşumu ve yıldız doğum çizgisinden

anakola kadar hidrostatik denge evriminin gerçekleştiği aşamadır. Genç yıldız cisminlerinin üç ana evrimsel aşamalarının özellikleri aşağıda kısaca tanımlanmıştır.

Moleküler bulut içinde adyabatik büzülme aşamasında oluşan ve birikim aşamasında büyüyen optik olarak kalın olan gök cismine **önyıldız** (İng. protostar) çekirdeği denir. Başlangıçta, bulutun çekirdeğindeki önyıldızın ortamda oluşturduğu yığılma şoku optik olarak kalın ve adyabatiktir, dolayısıyla bu şok yapısı önyıldızın dış katmanlarını ısıtır ve genişletir. Bu sırada önyıldız neredeyse hidrostatik dengededir ve büyümeye devam etmektedir. Başlangıçta kütlesi $\sim 0,001 M_{\odot}$ kadar düşük olan önyıldız, oldukça hızlı bir şekilde, neredeyse 10 katı kadar artarak bir 'embriyo' yıldızı oluşturur (Masunaga & Inutsuka 2000, Larson 2003). Bununla birlikte, önyıldızın $4 R_{\odot}$ boyutuna erişecektir. Bu esnada önyıldızın çevresinde bir noktada şoku çevreleyen materyal optik olarak incilir, önyıldız bulunduğu bulut ortamında ısıma yapmaya başlar ve boyutunun büyümesi durur. (Masunaga & Inutsuka 2000, Larson 2003). Artık optik olarak ince bir ortamdan yığılan, kütlesini artıran ve kütleçekimi potansiyelinin dönüşümü nedeniyle enerjiyi saçan, optik olarak kalın bir önyıldız vardır. Sadece kütleçekimsel büzülme ile sürdürülen hidrostatik koşullarda L ışınım gücüne sahip bir yapının karakteristik ömrü Kelvin-Helmholtz⁶ zaman ölçeği ile verilir. Bulutun merkezindeki önyıldız $\sim 0,2 M_{\odot}$ 'ye ulaştığında, merkezi sıcaklıklar $\sim 10^6$ K'e kadar yükseklir ve döteryum (D) yanması başlar. Böylece, merkezdeki hızlı olan hidrostatik Kelvin-Helmholtz büzülmesini durdurur ve sonrasında da merkezi önyıldız tamamen konvektif hale gelir. Çekirdek büzülmesinin başlamasından $\sim 10^5$ yıl sonra önyıldız, nihai kütlesinin çoğunu biriktirmiş ve anakol öncesi aşamaya gelmiştir (Şekil 2.17, Tip II).

PMS evrimi HR diyagramında daha iyi anlaşılır. Şekil 1.16'da yıldız oluşumunun evrimini yani farklı kütle ve yaşların teorik evrim yollarını ve eş yaş eğrilerini gösteren bir HR diyagramı sunulmuştur. Şekil 1.16'da gösterilen HR diyagramının sağında, önyıldızların, birikim aşamasını terk edip anakola doğru büzülmeye başladıklarında optik olarak görünür hale geldiği çizgi olarak tanımlanan 'doğum çizgisi' görülmektedir (Stahler 1983). Önyıldız aşamasında hidrostatik çekirdek, Kelvin-Helmholtz

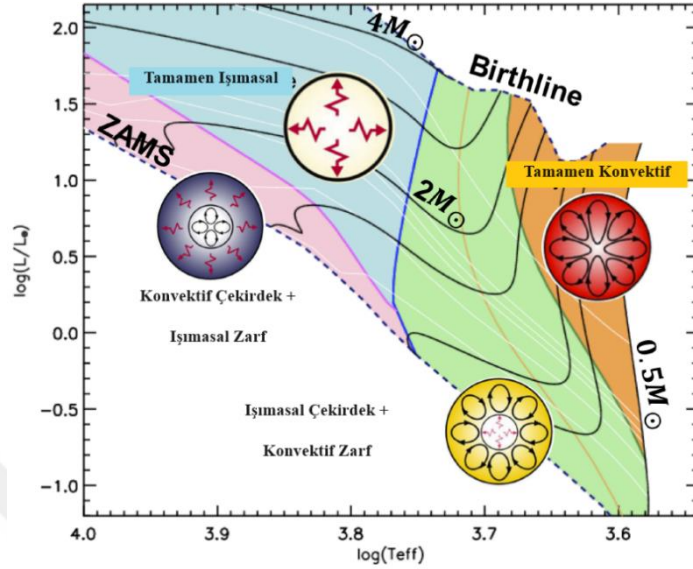
⁶Kelvin – Helmholtz zaman ölçeği: $t_{KH} = \frac{GM^2}{RL}$

mekanizması ve dışarı akışlarla ısıtım enerjisi yaymasına rağmen, oluşan yıldız ortaya çıkana kadar ışığı çevreleyen bulut tarafından engellenir. Bu evre kütleyle bağlıdır, aynı zamanda her bir kaynağın çevresel koşullarına da bağlıdır ve çok büyük kütleli yıldızlar için bu hiçbir zaman gerçekleşmez. Diğer taraftan, küçük kütleli yıldızlar ($M \leq 1 M_{\odot}$) geç önyıldız evresinde bile optik olarak görünür hale gelir ve döteryumun füzyon sürecini başlatır. Bu süreç, Şekil 1.16'daki beyaz olarak görülen dikey çizgiler 'Hayashi yolu' (Hayashi 1966) olarak adlandırılır ve neredeyse sabit sıcaklıkta çekirdeğin çok yüksek yarıçap ve ısıtım gücüne ulaştığı bölge hidrostatik olarak büzülmeye başladığı yerdir. Hayashi yolu tamamen konvektif bir iç ortamın gelişmesinden kaynaklanmaktadır. Bu evrede, PMS yıldızlarının ilk gözlemlendiklerinde tamamen konvektif oldukları anlamına gelmektedir. Dahası, büyük ısıtım gücü ve yarıçap, konveksiyona karşı kararsız bir sıcaklık gradyentine neden olur. Burada, konveksiyon çok etkilidir ve bu nedenle büzülme esnasında sıcaklık neredeyse sabit tutulur. Bu konum HR diyagramında, T Tauri ve Herbig Ae/Be doğum çizgisi arasındaki ayrımı işaret eder (Palla & Stahler 1990). Daha büyük kütleli PMS yıldızları zaten ışımsal olarak kararlı çekirdeklere sahiptir. Bu evrede, yarıçapın kütleyle birlikte hafifçe arttığı bir ön evreden sonra, kütleçekimi yeniden baskın kuvvet haline gelir ve yavaş bir büzülmeye neden olur. Bu sırada, çekirdeğinin sıcaklığının artması ışımsal dengeyi desteklese de, döteryumun yanma akışı, toplam kütleinin yaklaşık onda biri kadar küresel bir bölge içinde bunu engeller (Bernasconi & Maeder 1996). Bernasconi & Maeder (1996) yıldızların ZAMS'a gelene kadar kütle değişim değerini hesaplamıştır. Bu hesaplamalar sonucunda, 2.6-2.75 $M_{\odot}$ kütleli yıldızlarda ışımsal bir bariyerin ortaya çıkmasına izin verecek kadar yüksek sıcaklıklara ulaşıldığı görülmektedir. Bu evrede, döteryum artık merkezi bölgelerde üretilmez; bu da artık ışımsal dengeye geçtiğini gösterir ve bu sırada büzülmeyi sürdürmeye devam etmektedir. Kütleli 4.3 $M_{\odot}$ 'in üzerinde olan yıldızlar için doğum çizgisindeki yıldız termal olarak rahatlar ve tamamen ışımsal hale gelir. Son olarak, HR diyagramında yaklaşık 7.1 $M_{\odot}$ 'in üzerinde doğum çizgisi ZAMS çizgisi ile kesişir ve bu yıldızların bir PMS aşamasına sahip olmadıklarını ve yıldızlar bulundukları bölgede gözlemsel açıdan görünür hale geldiklerinde zaten anakolda olduklarının göstergesidir. Şekil 2.16'nın en solundaki ZAMS çizgisi, döteryum yanmasından sonra nükleer reaksiyonların etkisi altında büzülmenin durduğu noktadır. Bu evrede, yıldızın oluşumunu tamamladığı ve ömrünün büyük bölümünde hidrostatik dengede kaldığı yani

anakola geldiği an olarak kabul edilir. Anakol ayrıca, yıldız ZAMS'a ulaşmadan önce meydana gelebilecek önemli miktarda hidrojen yanmasının başladığı zaman olarak da tanımlanabilir. Bölüm 2.16 ve 2.17'de büyük kütleli yıldızların anakola gelme aşamaları detaylı olarak işlenmiştir.

Lada & Wilking (1984) ve Wilking & Young (1989) Ophiuchus karanlık bulutunun çekirdeğinde yer alan IR kaynaklarının tayfsal enerji dağılımlarını (SED, İng. spectral energy distribution) oluşturmuştur. Bu çalışmada, incelenen gök cisimlerinin tayflarındaki salma ve/veya soğurma profillerine göre morfolojik sınıflama yapılmıştır. Yıldızın çevresindeki maddenin varlığından kaynaklanan IR artık profilleri, sürekliliğin düz veya artan şekline göre iki gruba ayrılmaktadır (Meeus vd. 2001). Bu fark, iç ve dış disk (Dullemond & Dominik 2005) ile diskteki boşlukların varlığına (Honda vd. 2015) bağlı olan geometrik bir kökene sahiptir. Herbig Ae/Be yıldızlarının yakın IR'de saçılan ışık görüntüleri, IR SED'lerindeki farklılıkların temeli olabilecek büyük disk boşlukları olduğunu göstermektedir. Bunun çevresel etkilere mi bağlı yoksa evrimsel bir etki mi olduğu halen tartışma konusudur (Fairlamb vd. 2015, Arun vd. 2019). Yıldızın çevresel özellikleriyle ilgili olarak, çok sayıda Herbig Ae/Be yıldızı için yıldız yakınındaki diskten yıldıza doğru olan yığılma oranları, ya doğrudan yakın moröte ışıınım artığının modellenmesiyle (Fairlamb vd. 2015) ya da dolaylı olarak tayfsal salma çizgileri ile olan korelasyonlar (Arun vd. 2019) yoluyla hesaplanmaktadır. Bununla birlikte, kullanılan teknikler gözlemsel sapmalardan önemli ölçüde etkilenmektedir. Bu nedenle, IR ve daha uzun dalgaboylarına yapılan SED verilerinin analiz yöntemi genç yıldızların doğasını ve evrimsel durumunu belirlemek için daha güvenilir sonuç vermektedir (Hillenbrand vd. 1992, Yasushi vd. 1998). Genç bir yıldızın tayfinda görünen salma yapıları, çevredeki toz ve gazın dağılımına bağlı olduğundan, SED'in şeklinin kaynağının yıldızın evrimsel durumuna bağlıdır. Ana bulut içinde gömülü olan bir önyıldızda, çevresel maddenin çoğu merkezi yıldız üzerinde toplanmıştır. Dolayısıyla, bu önyıldız daha evrimleşmiş olan PMS yıldızinkine göre farklı bir kızılöte yapısına sahiptir. SED'in 2.2 μ m'deki eğimine dayanan sınıflandırma şeması bu türden sınıflandırmalar arasında en başarılı olanıdır (Lada & Wilking 1984, Wilking & Young 1989). SED analizleri sonucunda ortaya çıkan morfolojik sınıflar, Tip I, II ve III gruplarıdır. Günümüzde ise bu sınıflandırmaya,

önyıldızları temsil eden Tip 0 eklenmiştir. Şekil 2.17’de Tip 0, I, II ve III sınıflandırması gösterilmiştir.



Şekil 2.16 Anakol öncesi gök cisimlerinin HR diyagramı. Alecian vd. (2013) & Villebrun vd. (2019)

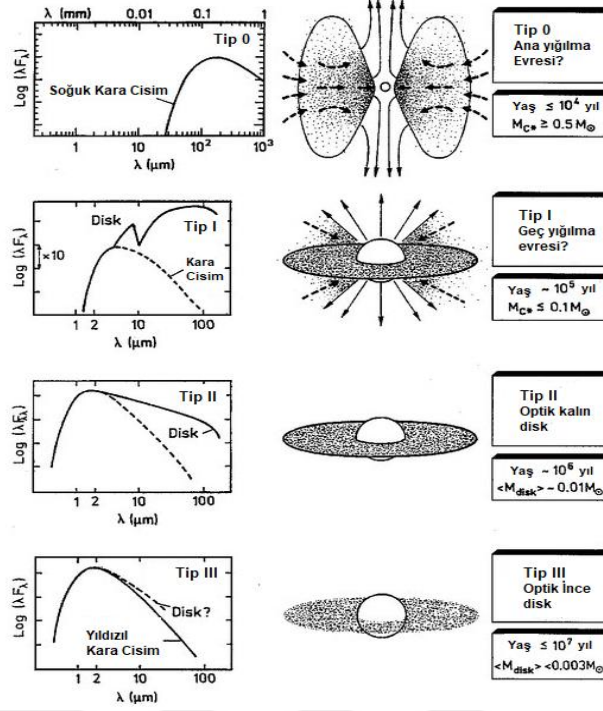
Tip 0: Yıldızın en erken evrimi olup en gömülü olduğu aşamaya karşılık gelmektedir. x eksenini dalga boyu ve y eksenini enerjidir. Bu aşamada, yıldız soğuk bir kara cisim gibi davranır ve salmanın tamamı buluttaki toz ve gazdan gelir. Yıldız çevreleyen zarfın kütlesi, Güneş kütlesinin yarısından fazladır. Cismin yaşı yaklaşık 10^4 yıldır. Bu aşamanın, cismin kütlesinin çoğunun buluttan yığıldığı ana yığılma aşaması olduğu düşünülmektedir. **Tip I:** Bu aşamada merkezi cisim olarak kabul edilebilecek daha sıcak bir kara cisim görülmektedir, ancak enerjinin çoğu hala yıldızın etrafındaki toz kabuktan gelmektedir (merkezi cisimden kaynaklanan ve yeniden işlenmiş salma). Yaklaşık 10 mikronda olan "düşüş", yıldızın etrafındaki tozda silikatlar olduğuna işaret etmektedir. Ayrıca SED’de $\lambda = 100 \mu\text{m}$ 'ye kadar olan bir artış görülmektedir. IR artık ışıınımı çok belirgindir ve SED tek bir sıcaklığa sahip kara cismin eğrisinden çok daha geniş dalga boyu aralığını kaplamaktadır. Bu dönem, yığılmanın yavaşladığı dönemdir. Zarf bu evrede yaklaşık $0.1 M_{\odot}$ 'dir ve yaşı $\sim 10^5$ yıldır. **Tip II:** Enerjinin çoğu merkezi gök cisiminden (sıcak kara cisim) gelmektedir. SED'ler daha uzun dalga boylarına doğru düşer, ancak yine de diskten gelen, sıradan bir kara cisimden beklenenden daha fazla salma vardır. Tip II kaynaklar, 100 AB yarıçaplı geometrik olarak ince ve optik olarak kalın bir

diskle çevrili klasik T Tauri ve Herbig Ae/Be yıldızlarını içerir. Disk kütlesi kabaca $0.01 M_{\odot}$ 'dir. Cismin yaşı ise yaklaşık 10^6 yıldır. **Tip III:** SED'ler normal, kırmızı bir yıldızın fotosferinden gelen SED'lere benzemektedir. Ön yıldızın çevresinde, sıradan bir kara cisimden beklenenden biraz daha fazla disk salması görülmesine neden olan bir miktar daha toz bulunmaktadır. Disk artık optik olarak incedir. Disk kütlesi yaklaşık $0.003 M_{\odot}$ 'dir ve yaşı ise $\sim 10^7$ yıldır. Bu nedenle yıldızların SED'leri incelenerek halen genç bir cisim olduklarına işaret eden toz ve disk yapılarının bulunup bulunmadığı doğrudan tespit edilebilmektedir.

2.12 Herbig Ae/Be Cisimleri

Herbig Ae/Be cisimleri, henüz anakola ulaşmamış, anakola giden yolda ışıma yapan ve büzülen genç yıldızlar olup gömülü büyük kütleli genç yıldızlar ve küçük kütleli T-Tauri yıldızları arasında önemli geçiş sağlamaktadır. Bu gök cisimleri ilk kez Herbig (1960) tarafından araştırılmıştır. Bu çalışmada, H_{α} salma çizgilerine sahip 26 A- ve B-türü yıldızdan oluşan büyük kütleli yıldızlar incelenmiştir. Daha sonra bu yıldızların bir HR diyagramına yerleştirilmesiyle orta kütleli 2–15 $M_{\odot}$ aralığını kapsayan yıldız kütleleriyle (Hillenbrand vd. 1992) PMS yıldızları olduğu anlaşılmıştır (Strom vd. 1972). Sonraki çalışmalar da ise, bu yıldızların tozlu zarflarının neden olduğu $\lambda \sim 1 \mu m$ 'de (Cohen 1973, 1980, Hillenbrand vd. 1992, Malfait vd. 1998a) yıldız fotosferinde beklenenin katbekat üzerinde salma yapısı bulunmuştur. Herbig Ae/Be yıldızları, küçük ve büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerinde bulunabilir (örneğin, Chamaeleon Takımyıldızındaki moleküler yıldız oluşum bölgesi ve Orion Takımyıldızındaki dev moleküler yıldız oluşum bölgeleri).

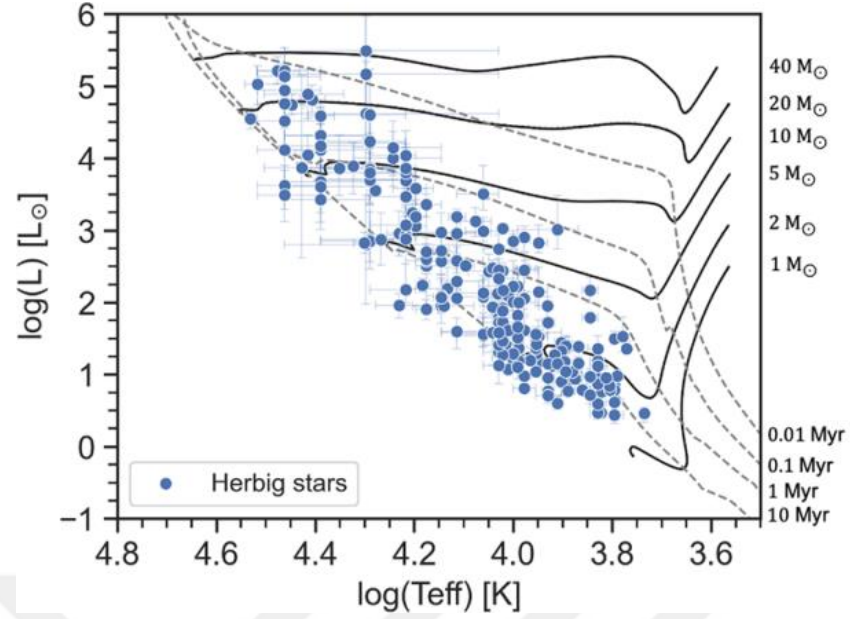
Vioque vd. (2018), Herbig Ae/Be yıldızlarının alt kütle sınırının 2 $M_{\odot}$ 'e kadar olabileceğini yani bu yıldızların yaklaşık 7000 K'den daha soğuk gök cisimlerini içermediğini söylemiştir (yani, A9'dan sonraki tayf türünden yıldızlar). Ancak HD 142527, CQ Tau ve HD 135344B gibi bazı F-tipi yıldızlar da yüksek ışıyım güçleri ve kütleleri nedeniyle literatürde Herbig yıldız örnekleri olarak belirtmiştir (Marigo vd. 2017, Bressan vd. 2012).



Şekil 2.17 SED şekline (solda) ve her bir evrim aşamasındaki çevresel ortama ilişkin şematik diyagramlarına (sağda) dayalı genç yıldız cisimlerinin evrimsel sınıflandırması (Wilking vd. 1989)

Vioque vd. (2018), Herbig yıldızlarının üst kütle sınırının bir anakol öncesi evreyi yaşaması için beklenen maksimum kütle tarafından belirlendiğini ve bununla birlikte, tipik olarak Herbig Ae/Be yıldız kataloglarında yer alan birçok yıldız daha büyük kütlelere sahip olduğundan, bu üst kütle sınırı keskin bir şekilde tanımlanmadığını vurgulamıştır (ör. Vioque vd. 2018, Şekil 2.18).

Herbig Ae yıldızları T-Tauri yıldızları ile Herbig Be yıldızlarına göre daha benzerdir ve Herbig Ae ve Herbig Be yıldızlarının farklı gözlemsel özelliklere sahip olduğuna dair birçok kanıt vardır. Bunun örnekleri, farklı dış gaz dağılım oranları, Herbig Be yıldızları için daha yüksek kümelenme senaryoları (İng. clustering scenarios) ve Herbig Be yıldızlarının daha yoğun ve daha büyük iç gaz disklerine sahip olması bu ayrımı en iyi kanıtlardır. Bu ayrım, diskin doğrudan yıldızla ulaştığı farklı bir yığılma senaryosunu akla getirir (Kraus 2015). Dahası, Herbig Ae/Be yıldızlarının bulunduğu kütle aralığında yığılma fiziğinin farklı olduğunu işaret etmektedir. Ayrıca Herbig Be yıldızlarının çift yıldızlarda bulunma olasılığı Herbig Ae yıldızlarına göre daha fazladır (Baines vd. 2006).



Şekil 2.18 218 Herbig yıldızını içeren HR diyagramı (Vioque vd. 2018)

Anakol öncesi büyük kütleli yıldızlar genellikle optik olarak görünmezler; hızlı çökmeleri nedeniyle hala doğum bulutlarından gelen tozla örtülüdürler (Zhang vd. 2018, Frost vd. 2019). Herbig Be yıldızlarına ilişkin veriler, yıldız yüzeyine ulaşan disklerle kolayca açıklanabilen klasik Be yıldızlarının verilerine oldukça benzer. PMS yapılarının önemli bir göstergesi, salma çizgileriyle birlikte, Herbig Ae/Be oluşturan ortamın özelliğini gösteren kızılötesi artık yapısıdır. Bu gök cisimlerinin IR artık profili, sürekliliğin düz veya yükselen şekline göre farklılaşan iki gruba ayrılmıştır (Meeus vd. 2001). Bu fark, dışa doğru genişleyen dış disklerin ve şişkin iç disklerin varlığına ve diskteki boşlukların varlığına bağlı olarak geometrik bir değişime sahiptir (Maaskant vd. 2013, Honda vd. 2015). Herbig Ae/Be yıldızlarında, IR artığının karakteristik yapısı klasik Be yıldızları gibi diğer benzer cisimlerin IR artığından farklıdır. Bu yıldızların fotometrik olarak düzensiz değişimler sergiler. Bu değişimin kaynağı, dönen yıldız çevresel disklerden kaynaklan sönümlemenin değişimi nedeniyle veya soğuk fotosferik noktalar üzerindeki dönme etkisi ve ayrıca HR diyagramında kararsızlık kuşağına geçen gök cisiminden kaynaklanan titreşimlerdir (Marconi & Palla 1998). Ayrıca yapılan tayfsal gözlemler ile de tayf çizgilerinin normal A- ve B-türü ve klasik Be yıldız tayflarından farklı olduğu tespit edilmiştir.

2.13 Erken B-Türü Yıldızların Oluşum Aşaması

Yıldız oluşumu, çoğunlukla moleküler hidrojenden oluşan, kütle çekimsel olarak çöken bölgelerdeki dev moleküler bulutların içinde gerçekleşir. Bu bulutlar, yıldızları oluşturmak için doğru yoğunluk ve sıcaklık koşullarında ortamı soğutma yeteneklerine sahip, çevredeki ortama göre aşırı yoğun hale gelen büyük yıldızlararası materyalin yığınlarını içermektedir ($\sim 10^5 \text{ cm}^{-3}$ ve 10-20 K). Moleküler bulutlar tipik olarak 50-100 pc genişliğindeki baloncukların etrafına dağılmış 100-110 $M_{\odot}$ kütleli içerirler (Fukui & Kawamura 2010, Kroupa vd. 2010). DMB'lerde ise aşırı yoğun bölgeler büyümeye devam eder ve sonunda daha küçük yoğun çekirdeklere parçalanır. Burada yerel kütle, bölge için ilgili Jeans kütesinden daha büyükse yıldız oluşumu gerçekleşir. Bulutta, hem büyük hem de küçük kütleli yıldızlar aynı anda oluşur. Böylece buradaki önyıldız çekirdeklerinin etrafındaki optik derinlik giderek artar ve bu da sıcaklığın artmasına neden olur (Zinnecker & Yorke 2007). Son olarak, çekirdek tarafından uygulanan ışıyım basıncı kütle çekim kuvvetini telafi ettiğinde sistem hidrostatik dengeye ulaşır. Bu sırada çöken çekirdek, çevresinde oluşan diskten madde toplamaya devam etmektedir. Ayrıca ortamda oluşan daha büyük kütleli bir önyıldız, çevresinden daha büyük miktarda ek madde toplayabilir ve daha büyük kütleli bir yıldız haline gelebilir. Sonunda da önyıldızın çekirdeği büzülür ve sıcaklığı artırarak hidrojen yanma sıcaklıklarına ulaşır. Hidrojen yanmasının başladığı anda, cisme 'sıfır yaş anakol yıldızı' adı verilir (Zinnecker & Yorke 2007). ZAMS'ta bulunan büyük kütleli yıldızlar, yaşamlarının %15'i boyunca moleküler bulutta gömülü olduğundan optik olarak gizlidir (Churchwell 2002).

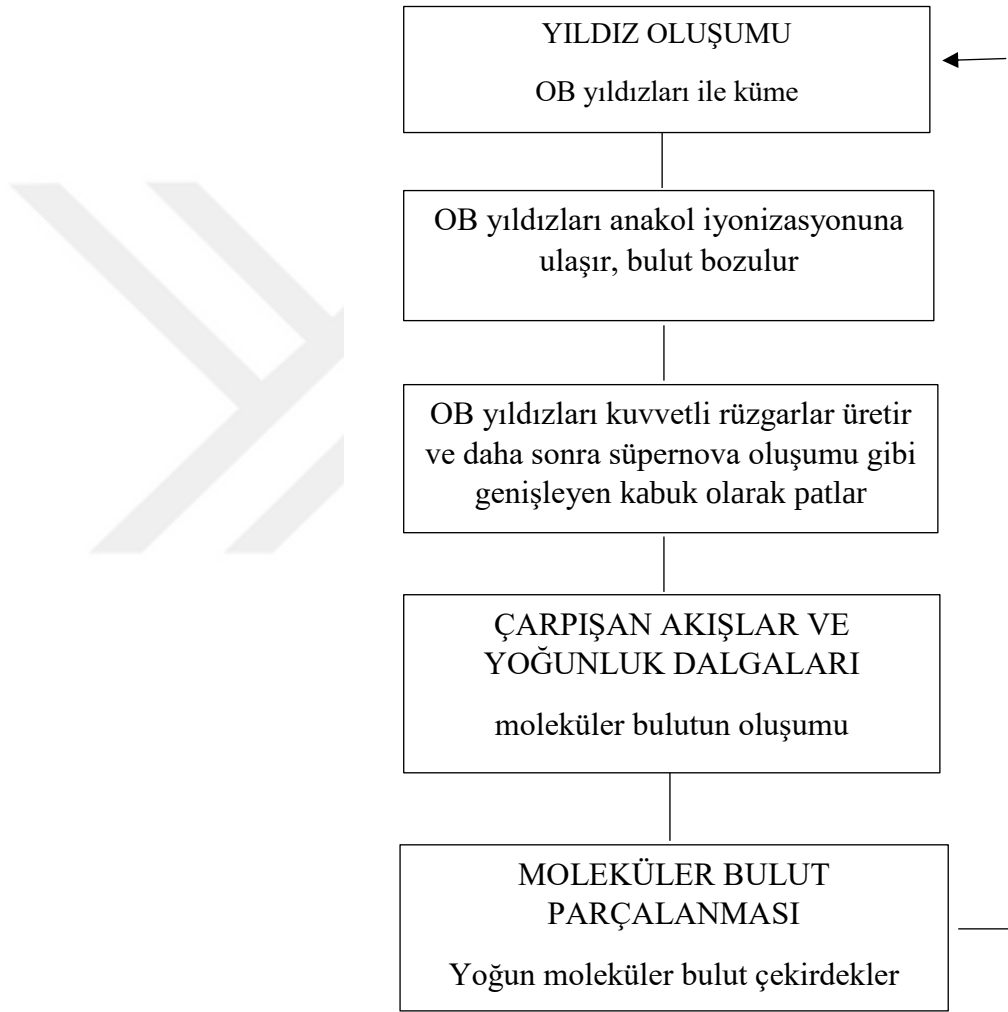
2.12.1 Erken B-Türü yıldızların oluşum senaryosu

Yıldızların oluşumu, moleküler bir bulut içinde büyük kütleli yıldızların bir oymak içinde toplanması ile başlar ve büyük kütleli yıldızların iyonlaştırıcı ışıyımından H II bölgelerinin oluşmasıyla devam eder. Buradaki sıcak iyonlaşan bölgeler, moleküler bulutun parçalanması için bir mekanizma sağlamaktadır. Ayrıca büyük kütleli yıldızlardan gelen kuvvetli rüzgarların yanı sıra yaşamlarının sonuna geldiklerinde bir süpernova olarak patlamaları da, yıldız oluşum sürecine katkıda bulunmaktadır. Bu aşamada iki olasılık söz konusudur. Bu olasılıklardan biri, yaşlı bulutların bozulmasının

sonucunda genişleyen materyalin kabuklarının yığılmasını içerir ki, bu kabukların, dev moleküler bulutlarda tam olarak nasıl toplandığı bilinmemektedir. Bir diğeryse, yıldızlararası ortamda çekim altında, çökmek için kararsız hale gelebilecek büyük miktarda materyali içerir ve böylece buradaki döngü, yeni moleküler bulutlarda yoğun bölgelerin ve bunların içindeki yıldızların oluşmasıyla sona erer. Alternatif olarak, süpernova şokları yıldızlararası ortamda yayılabilir ve uzak, yoğun bir bölgede yıldız oluşumunu başlatabilir. Yıldız oluşumunun yıldız evrimi ve yıldızlararası ortamdaki süreçlerle kesişmesine bir örnek Şekil 2.18’de verilmiştir. Şekil 2.18, sadece varsayımsal bir örneği temsil etmesine rağmen, döngüsel süreçlerin meydana geldiğini göstermektedir. Şekilde gösterilen kutulardaki metnin üst bölümü yıldız evriminde veya yıldızlararası ortamda meydana gelen fiziksel süreçlere, alt bölümü ise bu fiziksel süreçlerin sonuçlarına atıfta bulunmaktadır. Büyük kütleli bir yıldızın oluşmasına yönelik teorilerden biri, izole edilmiş bir çekirdekte tek parçadan oluşun bir çöküşü içeren bir modeldir (Yorke & Sonnhalter 2002, McKee & Tan 2003, Krumholz vd. 2009). Bu modelde parçalanma (Krumholz & Bonnell 2007) ve ardışık disk birikmesi yıldız oluşumuna yol açmaktadır. Burada, yıldızın kütlesi, oluştuğu çekirdek tarafından belirlenmekte olup; bu süreç yalnızca az sayıda büyük kütleli yıldız oluşumunu desteklemektedir (Bressert vd. 2012). Büyük kütleli yıldızların oluşumuna ilişkin bir başka teori ise rekabetçi birikim teorisidir (Bonnell vd. 2001, 2004, Bonnell & Smith 2011, Smith vd. 2009). Bu teoride ise, parçalanma süreçleriyle yalnızca küçük kütleli yıldızlar oluşur; ardından küme merkezine doğru genel potansiyelin neden olduğu çevredeki gazın birikmesi sonucunda da büyük kütleli yıldızlar oluşur (Bonnell vd. 2001, 2006). Büyük kütleli yıldız oluşumu için başka bir görüşte, yıldız çarpışmaları ve birleşmeleridir (Quinlan & Shapiro 1990, Portegies Zwart vd. 1999, Figer & Kim 2002, Gürkan vd. 2004, Freitag vd. 2006).

Yukarıda belirtilen senaryolara ek olarak yıldız oluşumu başladığı sırada, bir bulut çekirdeğinin çökmesinin başlamasını uygun hale getiren süreçle ilgili üç farklı senaryo daha tartışılmaktadır. Birinci senaryo, küçük kütleli çekirdeklerin manyetik olarak kritik alt seviyede olduğu varsayılır; yani manyetik etkiler çökmeyi önler ve moleküler bulutları destekler. En yoğun bölgeler, ambipolar (iki kutuplu) difüzyon tarafından kontrol edilen çöküşün başlangıcına (ing. onset of collapse) doğru evrimleşir (nötr parçacıkların

manyetik alan çizgileri boyunca yavaş sürüklenir). Bu aşamada zaman ölçeği birkaç milyon ile 10^7 yıl arasındadır. Manyetik kontrollü yıldız oluşumu; önyıldız çekirdekler manyetik olarak kritik alt seviyede ise, yani bu çekirdekler manyetik Jeans kütesinden daha az kütleyle sahiplerse, yarı dengede büzülebilirler ve kütle-akı oranını artıran çift kutuplu difüzyon süreci yoluyla en yoğun merkezi bölgeleri çökme noktasına getirebilirler.



Şekil 2.19 Yıldız oluşumunu, yıldız evrimini ve yıldızlararası maddeyi birbirine bağlayan döngü (Bodenheimer 2011)

Bu senaryonun temel problemi, bu noktada iki kutuplu difüzyon yine de meydana gelecek, ancak yıldız oluşum oranını kontrol edemeyecektir. Bu yüzden büyük kütleli yıldız oluşumunun süreçlerini açıklamak için çok uygun değildir. İkinci senaryoda, yıldız oluşumu türbülans tarafından kontrol edilir. Süpersonik türbülans, karmaşık bir şok

modeli oluşturur. Rastgele üretilen şokla sıkıştırılmış yüksek yoğunluklu bölgeler, bazen çökmek için kararsızlık noktasına ulaşabilir. Bu aşamada, zaman ölçeği $\sim 10^6$ yıl olup çok daha kısadır ve yıldız oluşumunun aktivitesi, temelde türbülansın özelliklerine bağlıdır. Türbülans kontrollü yıldız oluşumu yıldızlararası bulutlarda gözlenen çizgi genişliklerinin bu süpersonik türbülanslardan kaynaklandığı belirtmiştir. Bu bölgelerdeki karmaşık şok modelleri rastgele yüksek oranda sıkıştırılmış bölgeler oluşturur ve bu bölgelerin sıkıştırılması yeterince uzun sürerse çökme kararsızlık noktasına ulaşabilir. Diğer yandan, daha küresel ölçekte türbülans, çekimsel çöküşe karşı çoğu moleküler bulut bölgesini destekleyen birincil mekanizmadır. Türbülansın varlığının türbülans etkisinin bazı dezavantajları olsa bile; en büyük avantajı yıldız oluşumu için zaman ölçeğinin 1 milyon yıl mertebesinde olmasıdır, bu da sayısız gözlemi açıklayabilir. Dahası, yıldız oluşum hızının, yıldız oluşum etkinliğinin ve ortaya çıkan yıldızların özelliklerinin belirlenmesinde ana etki olduğu düşünülmektedir. Üçüncü senaryoda ise, doğası gereği çökmeye karşı kararlı olan çekirdekler, belirli bir olay ile, örneğin bir süpernova şok dalgası veya bir bulut-bulut çarpışması gibi bir ön iyonlaşma gibi dışarıdan gelen bir tetikleyici tarafından çökmeye zorlanır. Bu aşamada zaman ölçeği, 10^5 yıl kadar kısa olabilen şok geçiş süresidir. Tetiklenen yıldız oluşumunda, süpernova şokları, bulut-bulut çarpışmaları ve yoğun kabukların ve gaz yığınlarının büyük yıldız rüzgarları ve H II bölgeleri tarafından süpürülmesi yıldız oluşumunu tetikleyebilir. Gözlenen yıldız oluşum hızının yalnızca nispeten küçük bir kısmının, tetiklenen süreçlerle açıklanabileceği düşünülmektedir. Bununla birlikte, böyle bir olayın Güneş Sisteminde ^{26}Al ve ^{60}Fe gibi nesli tükenen radyoaktif izotopların bozunma ürünlerinin varlığını açıklamak içinde gereklidir (Bodenheimer 2011).

2.13 Büyük Kütleli Yıldız Evriminin Anakol ve Sonrası

Tüm yıldızlar yaşamlarının en uzun dönemini, çekirdeklerinde hidrojeni helyuma dönüştürdükleri anakol evresinde geçirirler. Devamında ise büyük kütleli yıldızlar, karbon-nitrojen-oksijen (CNO) döngüsü ile enerji üretilir. Bu nükleer süreç, küçük kütleli yıldızlarda meydana gelen proton-proton zincir döngüsünden çok daha yüksek bir verimlilikle karakterize edilir. CNO döngüsü, çekirdekte konvektif ve homojen karışıma neden olur (Kippenhahn vd. 2012). Büyük kütleli yıldızlarda kütle parametresinin baskın

olmasının yanı sıra, yıldız rüzgarları, dönme ve yıldızın çift olmasından kaynaklı kütle kaybı da çekirdekteki nükleer reaksiyonunu önemli ölçüde etkiler. Dolayısıyla bu etkiler büyük kütleli yıldızın evrim yolunu değiştirebilir. Yıldız rüzgarları, materyali aşamalı olarak fırlatır. Konvektif çekirdeğin kütlesi, yıldız evrimleştikçe daha hızlı azalır, ancak yıldız rüzgarları nedeniyle toplam kütle oranı, rüzgarsız duruma göre daha yüksektir. Bu, daha düşük ısıtım gücünde bir evrime ve bu nedenle orta derecede kütle kaybına sahip yıldızlar için anakol evrsinin daha uzun olmasına yol açar. Her ne kadar yarıçapın artmasıyla ortaya çıkan açısal momentumun taşınması nedeniyle HR diyagramında yıldız evrimleştikçe dönme azalsa da (Ekström vd. 2012), bu aynı zamanda büyük kütleli yıldızların evrimini etkileyebilir. Yüksek başlangıç dönme hızlarında, evrimsel yollar, çekirdek boyutunun artması nedeniyle ZAMS'tan daha yüksek ısıtım gücüne ve sıcaklıklara doğru evrimleşir. Buna ek olarak cismin çift olması durumunda, iki yoldaş arasında birbirine kütle aktarabilir veya hatta birleşerek evrim yolunu aniden değiştirebilirler. Dahası, anakol evresinin sonunda yani 4-10 milyon yıl sonra yıldızın merkezindeki mevcut hidrojen tükenir.

Büyük kütleli bir yıldızın anakol evriminden sonraki evresi, durağan helyum çekirdeğinin büzülmesi, sıcaklığın artması ve helyum füzyonunun, hidrojen füzyon bir kabuk tarafından çevrelenerek ateşlenmesiyle başlar. Bu yeni enerji kaynağı çekirdekte bir genişlemeye neden olur ve kabuktaki füzyon reaksiyonu nedeniyle dış zarfın genişlemesiyle süperdev bir yıldız haline gelmesiyle sonuçlanır. Yıldızın evriminin bu çekirdek helyum yanma aşaması, HR diyagramında yıldızın daha yüksek sıcaklıklara doğru gidişi olarak yansır. Bu evre, yıldızın helyum yakan bir kabukla çevrelenmiş bir karbon/oksijen çekirdeğiyle ve çekirdek de hidrojen yakan bir kabukla çevrilmesiyle sona erer. Bu durum daha sonra tekrarlanır, durağan karbon/oksijen çekirdeği büzülür, ısınır ve çekirdek yakıtını ateşler. Büyük kütleli yıldızlar, helyum yanma aşamasının ötesinde evrimleşen ve bu nedenle oksijenden daha ağır elementler oluşturan tek yıldızlardır. Büyük kütleli yıldızda bu He yanma evresinde, çekirdekte yanmaya dahil olan yeni materyaller ile çekirdek büzülme döngüsü başlar. Böylece çekirdek ve kabuğun yanmasını takip eden neon, oksijen ve silisyum yanma evreleri gerçekleşir (Woosley vd. 2002). Bu reaksiyonlar ^{56}Fe ile sona erer. Bu sırada, büyük kütleli yıldız, kabuklarda meydana gelen füzyon ile daha hafif elementlerin katmanlarıyla çevrelenmiş, durağan bir

demir çekirdeğe sahip “soğan kabuğu yapısı” gibi katmanlı bir yapı sergilemektedir. Bu füzyon reaksiyonlarının zaman ölçeğinin kısa olması nedeniyle yıldızın dış zarfları ve tayf türü bu süre içerisinde önemli ölçüde değişmez (Meynet vd. 2011). Sıcak yıldız iç yapısındaki değişimle göreceli C, N, O bolluğu ve bu evreler sırasında materyalin olası konvektif karışımları, yıldız yüzeyinde üretilen CNO materyalinin varlığının nedenidir. Bu materyal daha sonra yıldızdan ortama doğru dışarı fırlatılması sırasında süpernova püskürmesi olarak salınır.

2.14 Büyük Kütleli Yıldızların Yaşamlarının Sonu

Büyük kütleli yıldızlar yaşamlarını, nükleer yanma ömürlerinin demir füzyonu gerçekleştirememesi sonucunda şiddetli bir patlamayla çekirdeği çöken süpernova olarak sona erdirir. Bu patlama, büyük kütleli yıldızların nükleer yanma ömürleri boyunca sentezlediği ağır elementleri ile birlikte patlama olayı esnasında sentezlenen yeni materyaller ile birlikte uzaya dağıtır (Janka vd. 2012). Bu evrede, yıldızın çekirdeğinin sıcaklığı 10^{10} K'ya ulaştığında, yıldızın çekirdeğindeki fotonlar artık demir grubu elementlerini α parçacıklarına foto-ayrıştırmayla dönüştürmek için yeterli enerjiye sahip olur. Yıldızın merkezinde nötron açısından zengin bir ortam yaratmak için artan yoğunlukla birlikte elektronlar, protonlarla çekirdekler birleşir. Ardından yoğunluklar nükleer yoğunluğa yaklaştıkça, güçlü etkileşimin itici kuvvetinin bir sonucu olarak çekirdek büzülmesi durur (Janka vd. 2012). Bu aşamada, düşen dış katmanlar çekirdeğe çarpar ve ortaya çıkan şok dalgası tüm yıldızın dağılmasına sebep olur ve SNe oluşur. SNe füzyon ürünlerini çevreye geri fırlatır ve nötron yıldızları, kara delikler ve hatta gama ışın patlamalarını üretir. Son döngüde çevredeki gaz şoklanır ve sıkıştırılır, bu da ortamlarda daha fazla yıldız oluşumunu tetikler (Janka vd. 2012).

2.15 Erken B-Türü ve Büyük Kütleli Yıldızların Önemi ve Evrendeki Kimyasal Bolluğa Katkısı

$2 M_{\odot}$ 'li bir yıldızın ömrü yaklaşık 10^9 yıl iken, $20 M_{\odot}$ 'li bir yıldızın ömrü 10^7 yıl civarındadır. Büyük kütleli yıldızlar, Güneş benzeri ya da daha küçük kütleli yıldızlara göre daha az sayıda olmalarına rağmen, galaksilerin, özellikle de çok genç galaksilerde, yıldız rüzgarları, iyonlaştırıcı ışınlam ve SNe yoluyla kaçınılmaz olarak galaktik oluşum

ve erken evrenin oluşumunda ve evriminde önemli rol oynar. Küçük kütleli yıldızlara kıyasla çok daha kısa ömürlerinin yanı sıra, büyük kütleli yıldızlar anakol evrimlerinden sonra çok daha türbülanslı, güçlü ve değişken kütle kaybı ve ışıyım gücüyle farklı evrim aşamalarında gözlenirler. Bu aşamalar sırasında Wolf-Rayet (WR) yıldızları, Parlak Mavi Değişenler ve Kırmızı veya Mavi Süper Devler (RSG veya BSG) olarak gözlenirler. Pulsarlar, nötron yıldızları veya kara delikler gibi gök cisimleri büyük kütleli yıldızların kalıntılarıdır. Üçlü α reaksiyonlarının doğası gereği, atom numaraları $A > 12$ olan elementler Büyük Patlama esnasında üretilmemiştir; bunun yerine yıldızların içinde üretilirler. C, N ve F gibi hafif elementlerin yaklaşık yarısı, asimptotik dev kol (AGB) aşamasında olan küçük ve orta kütleli yıldızlar tarafından üretilir. α elementleri (O, Mg, Si, S ve Ca), çekirdeği çöken süpernovalar (Tip II, Ib ve Ic) tarafından ortama fırlatılmadan önce çoğunlukla büyük kütleli yıldızların içinde üretilir (Kobayashi vd. 2006). F, K, Sc ve V gibi elementlerin üretiminde, çekirdeği çöken süpernovaların nötrino süreçleriyle üretilebilir (Kobayashi vd. 2011). Demir grubu elementlerinden bazıları da (Cr, Mn, Fe, Ni, Co, Cu ve Zn) Tip Ia süpernovaları (SNe Ia) tarafından üretilir (Kobayashi vd. 2020). Tek atomik sayıya sahip olan elementlerin (Na, Al, P,... ve Cu) üretimi onların atalarının metalisitesine; bu elementlerin üretimleri de, CNO döngüsünde üretilen ^{14}N 'den He yanması sırasında oluşan ^{22}Ne 'den gelen nötron fazlalığına bağlıdır. Küçük izotopların (^{13}C , $^{17,18}\text{O}$, $^{25,26}\text{Mg}$,...) üretimi de metalisiteye bağlıdır (Kobayashi vd. 2011). Örneğin, Samanyolu'ndaki $[\alpha/\text{Fe}]-[\text{Fe}/\text{H}]$ ilişkisi, çekirdeği çöken süpernovalardan daha uzun bir zaman ölçeğine sahip olan SNe Ia'dan Fe'nin gecikmiş zenginleşmesiyle açıklanmaktadır. Zayıf s-süreci bileşeni (Fe'den Sr'ye), Güneş metalisitesine yakın büyük kütleli yıldızlarda ve ayrıca yüksek dönme hızlarına sahip olan düşük metalisiteli yıldızlarda üretilir. Burada nötronlar çoğunlukla ^{22}Ne (α, n) ^{25}Mg reaksiyonuyla sağlanır. Böylece belirlenecek Fe bolluğu, bölgede oluşan süpernovaların türünü belirleme imkanını sağlamaktadır (Tip I veya Tip II). Fe bakımından fakir olan yıldız oluşum bölgeleri Tip II süpernova patlamaları geçirdiğinin bir göstergesidir. Eğer Fe bolluğu, Si bolluğundan çok daha fazla ise bu durum Tip Ia süpernovalarının baskın olduğunu işaret eder. Tip Ia patlamaları sonunda en fazla Ni ve Fe üretilirken, SN II'de O, Mg, Si ve S daha fazla açığa çıkmaktadır (Kobayashi vd. 2011). Böylece, yıldız oluşum bölgelerinde gerçekleşen süpernova patlamaları, büyük kütleli yıldızlardaki ağır elementlerin sentezi için; onları çevreleyen ISM'nin ve dolayısıyla evrenin kimyasal

zenginleşmesi için önemli bir kaynak sağlar. Büyük kütleli yıldızlar α elementlerinin büyük bir kısmından sorumludur (birden fazla α 'da kümelenen izotoplar, ^{16}O , ^{20}Ne , ^{24}Mg , ^{28}Si , ^{32}S , ^{36}Ar , ^{40}Ca , ^{48}Ti). Ek olarak, SNe patlamaları sırasında yıldızların en iç kısımlarından fırlatılan Fe'nin bir kısmını da ISM'ye geri gönderirler. Salpeter (1955)'e göre, başlangıç kütle fonksiyonu, yıldız oluşumunda yer alan maddenin yalnızca %14'ü büyük kütleli yıldızlara aitken %25'i orta kütleli yıldızlara aittir. Bununla birlikte, küçük kütleli yıldızların aksine, büyük kütleli yıldızlarda bulunan maddenin büyük bir kısmı ISM'ye geri döner. Yüklü parçacıkların füzyonundan nükleosentez sürecinin son ürünü olan demirin atom numarasından daha büyük elementler üretmek için farklı nükleosentez süreçler söz konusudur. ν , s , r ve γ süreçlerinin sırasıyla büyük kütleli yıldızların ve SNe'nin iç kısımlarında meydana geldiği bulunmuştur. Bu nedenle büyük kütleli yıldızlar, atom kütleleri demirden daha yüksek olan nadir toprak elementlerinin ana katkılarıdır. Kütle kaybı ve SNe yoluyla ortama atılan madde yalnızca ISM'nin zenginleşmesine katkı sağlamamakla kalmaz, aynı zamanda büyük kütleli yıldızların evrenin kimyasal zenginleşmesine büyük ölçüde katkıda bulunur.

2.17 Hedef Yıldızların Literatür Bilgileri

Bu bölümde, Orion yıldız oluşum bölgesinde ve Güneş komşuluğunda bulunan erken B-türü yıldızlarının günümüze kadar yapılan çalışmaları ve yıldızların özellikleri yer almaktadır. Bütün yıldızların uzaklık, paralaks ve parlaklık değerleri GAIA DR2 (Xu vd. 2021, 2018, Brandt 2021, Melnik & Dambis 2020) verilerinden alınmıştır. Bazı yıldızların dönme hızları ve atmosfer parametreleri Kounkel vd. (2019) tarafından belirlenmiştir. Fakat bu çalışmada kullanılan ASPCAP (Garcia Perez vd. 2016) kırmızı dev yıldızlar için yapılan bir programdır. Bu nedenle anakol ve anakol öncesi yıldızların, yıldız parametrelerini hesaplamak için uygun değildir. 2019 yılında yapılan bu çalışmada yıldızlar için hesaplanan dönme hız değerleri doğru hesaplanmış olsa bile, etkin sıcaklıkları (T_{et}) olması gerekenden daha soğuk bir değerde elde edilmiştir. Bu tez çalışmasında yıldızlar için hesaplanan $v \sin i$ ve atmosfer parametre değerleri, Kounkel vd. (2019) tarafından hesaplananlardan oldukça farklılık göstermektedir (ör: HD 35777 için tezde hesaplanan $T_{\text{et}} = 19.000 \text{ K}$ ve $v \sin i = 230 \text{ km s}^{-1}$, Kounkel vd. (2019) tarafından yıldızın $T_{\text{et}} = 8.000 \text{ K}$ ve $v \sin i = 233 \text{ km s}^{-1}$ dir). Analizi gerçekleşen 35 erken B-türü yıldız

ve 3 geç O-türü yıldızın bulunduğu takım yıldızı, oymak ve tayf türü ile birlikte günümüze kadar hesaplanan görünen parlaklık, paralaks, dönme hızı, temel parametrelerinin bilgileri Çizelge 2.1⁷ ve Çizelge 2.2 sunuldu.

Doktora tezi için analizi yapılan 38 yıldızdan bazıları bulunduğu bölgeler için, bazılarının ise literatür çalışmalarından elde edilen sonuçları ışığında oldukça önemli gök cisimleri olduğu görülmektedir. Yıldızların bahsedilen özellikleri aşağıda konumlandıkları bölgelere göre verilmektedir. Bu yıldızlar arasından günümüze kadar sadece HD 36512, 37 Ori, o Ori ve HD 35912 yıldızları için element bollukları hesaplanmıştır. Kalan 34 yıldızın bu doktora tez çalışmasına kadar detaylı bir kimyasal bolluk analizi yapılmamıştır.

M 42 yıldız oluşum bölgesinde konumlanan 15 erken B-türü yıldızın bolluk analizi gerçekleştirilmiştir. Bu yıldızlar arasından, **c Ori** (42 Ori, HD 37018, HR 1892, HIP 26237, BD-04 1185) yıldızı bir çift yıldızdır (Oudmaijer & Parr 2010) ve M 42 bölgesinde bulunan H II bölgesini iyonize eden kaynaklardan biridir (Sharpless 1959, Johnson vd. 1977). **HD 37020** (θ^1 Ori A, 41 Ori A, V1016 Ori, HR 1893, HIP 26220) yıldızı, Trapezium bölgesinin büyük kütleli bir yıldızdır ve Orion Bulutsusu'nun (OB1d) temel iyonlaşma kaynaklarından biridir (Hillenbrand 1997). Yıldız aynı zamanda örten çift sistem üyesidir (Lohsen 1975, Bossi vd. 1989). Nieva & Przybilla (2014), C/N sürecinde yıldızın atmosferinin hala ortamdaki materyal ile karışmadığını ifade etmiştir. Baldwin (1976) ve Vitrichenko (1998) yıldızın dönemini $P = 65.4$ gün olarak belirlemiştir. Vitrichenko (1999), bu sistemde toplam 4 ışıınım kaynağı olduğunu ve birinci bileşenin tayf türünün B0 V, ikinci bileşenin ise A0 V tayf türünden olduğunu ortaya koymuştur. Dahası, ikinci bileşenin etrafında 1600 K sıcaklığında bir toz zarfı ve 3.000 K sıcaklığında da bir cisim olduğunu belirtmiştir. **HD36512** (ups Ori, 36 Ori, HR 1855, HIP 25923) yıldızının, Helyum, karbon, azot, oksijen, neon, magnezyum, alüminyum ve silisyum elementlerinin hidrojene göre bolluk değerleri hesaplanmış olup Güneş bolluklarında elde

⁷ Çizelge 2.1'de yıldızların tayf türü için verilen kaynakların harf notasyonu ile gösterimi şu şekildedir a. Lesh (1993), b. Houk & Swift (1999), c. Strand (1958), d. Lesh (1968), e. Warren & Hesser (1977), f. Sota vd. (2011), g. Nesterov vd. (1995), i. Levenhagen & Leister (1995), h. Morgan, Code and Whitford (1955), j. Walker (1963), k. Braganca vd. (2012), l. Cannon and Pickering (1993), m. Guetter (1968), n. Hiltner vd. (1969), o. Cunha vd. (1992, 1994))

edilmiştir (Cunha, K. 1993, Cunha & Lambert 1994, Kilian, J. 1994, 1992, 1991, Nieva & Simón-Díaz 2011, Nieva & Przybilla 2012, Nieva 2013, Nieva & Przybilla 2014, Simón-Díaz vd. 2017/2010, Martins vd. 2015, Holgado vd. 2018, Carneiro & Hoffmann 2018, Alexeeva vd. 2020). **HD 37023** (θ^1 Ori D, 41 Ori D, HR 1896, HIP 26224) Trapezyum bölgesinin en parlak yıldızlarından biridir. Plaskett & Pearce (1931), yıldızın tayfsal bir çift olduğunu belirtmiştir. Vitrichenko (2002), dikine hız eğrisinden yıldızın dönemini $P = 20,268 \pm 0,001$ gün ve çiftinin dönemini $P = 40,528 \pm 0,002$ gün olarak tespit etmiştir. Nieva & Przybilla (2012), θ^1 Ori D'nin HeI λ 6678 Å'deki en yüksek salınım seviyesinin nebula kökenli olduğunu belirtmiştir. **LP Ori** (HD 36982, BD-05 1313), büyük Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin bir bileşeni olan M 42 yıldız oluşum bölgesinde yer almaktadır. O'Dell (2001), Hubble Uzay Teleskobu tarafından çekilen WFPC2 görüntülerinde LP Ori çevresinde belirgin, parlak bir yansıma bulutsusu tespit etmiştir. Manoj, Maheswar & Bhatt (2002), HD36982 için yapmış olduğu polarizasyon gözlemlerinin sonucunda yıldızın YSO olduğunu vurgulamıştır. Ayrıca Feddersen vd. (2018) tarafından yapılan ^{12}CO ve ^{13}CO radyo gözlemlerinin sonucunda, LP Ori'nin 'Shell' 11 adlı genişleyen kürede merkezlendiğini ortaya çıkarmıştır. Manoj vd. (2002), (SED) verisinde yakın kızılötesi artığının az görülebildiğini ve LP Ori'nin tayflarında H α salmasının tespit edilmediğini belirtmiştir. Bunun sonucunda Manoj vd. (2002) LP Ori'yi Herbig Be/Ae yıldızı olarak sınıflandıramadı ve bunun yerine onu Vega benzeri en genç yıldızlardan biri olarak nitelendirmiştir. Fitzpatrick & Massa (2007), kızılötesinden ultraviyole dalgaboylarına kadar LP Ori'nin SED verilerini analiz etmiştir ve yıldızın metalisitesini -0.14 dex olduğunu belirlemiştir. Petit, Wade, Drissen, Montmerle & Alecian (2008), LP Ori çevresinde bir manyetik alan keşfetmiştir ve Petit & Wade (2012) ile Alecian vd. (2013) tarafından gerçekleştirilen spektropolarimetrik gözlemler yoluyla da yıldızın manyetik alana sahip olduğu doğrulanmıştır. Romanyuk, Semenko, Yakunin & Kudryavtsev (2013), LP Ori'nin manyetik alana sahip, helyumca zengin bir yıldız olduğunu ileri sürmüştür. Semenko, Romanyuk, Yakunin, Kudryavtsev & Moiseeva (2022) tarafından yapılan fotometrik çalışmada LP Ori'nin dönemini 0,744 gün ($1,344 \text{ d}^{-1}$) olarak belirlenmiştir. Bu değer yıldızın dönmesiyle (*vsini*) ilişkilidir. Steindl, Zwintz, Barnes, Müllner & Vorobyov (2021) da TESS uydusunun 6. sektöründen elde edilen uzun kadans verilerini analiz etmiştir. Sonuç olarak, yıldızın 0,164 günde ($6,087 \text{ d}^{-1}$) önemli bir frekansa, 0,41 (mmag) genliğe ve 11,11 SNR'ye sahip olduğunu belirlediler. Shultz

vd. (2018) frekans analizinden ışık eğrisinin 1,8551(5) gün ($0,539 \text{ gün}^{-1}$) döneme sahip olduğunu belirtmiştir. Ayrıca manyetik alan değişimlerini kullanarak 0,425 günlük ($2,352 \text{ gün}^{-1}$) bir dönem bulmuştur. **HD 37807** (HIP 26766, BD -03 1171), Romanyuk vd. (2021) göre yıldızın uzaklığı $d = 411 \text{ pc}$, dönme dönemi $P_{\text{rot}} = 0,30 \text{ gün}$, boylamsal manyetik alanı $B_{\text{rms}} = 144$ ve tayf türünü ise B5'tir. Yıldız ayrıca yakın OB oymağında Herbig Ae/Be yıldızları arasında yer almaktadır. Romanyuk vd. (2021) ise $\lambda 4471/4713 \text{ Å}$ güçlü helyum çizgilerini incelediğinde, yıldız için helyumca zengin kimyasal tuhaf bir yıldız olabileceği yorumunu yapmıştır. Hernandez vd. (2005) tarafından yıldız genç Orion OB oymağındaki Herbig Ae/Be yıldızları listesine dahil edilmiş olup yıldızda manyetik alan tespit etmemiştir. **HD 37058** (V359 Ori, BD -04 1187) yıldızı, literatürde manyetik olarak tuhaf ve aynı zamanda helyumca fakir bir yıldız olarak verilmektedir (Parenago 1954, Romanyuk & Yakunin 2012, Romanyuk & Kudryavtsev 2008). Valenti vd. (2003) çalışmasında yıldızı B3 Vp tayf türünden ve Herbig-Haro yıldızı olarak tanımlamıştır. **HD 37481** (HR 1933, HIP 26535, BD-06 1275) yıldızı için Burssens vd. (2020), TESS verilerinde yıldızda hibrit bir değişimi gözlemiştir. Dahası, bu yıldızın β Cep ve yavaş zonklayan B yıldızları arasındaki bölgede konumlandığını ve evrimsel kütlesi yaklaşık olarak 8–10 $M_{\odot}$ aralığında olması gerektiğini belirtmiştir.

λ Orionis yıldız oluşum bölgesinde konumlanan 9 erken B-türü yıldızın bolluk analizi gerçekleştirildi. Bu bölgede konumlanan yıldızlardan **HD 43112** (HR 2222, HIP 29678, BD+13 1173) ve **HD 30112** (HIP 22061, BD+00 834) yıldızları için, Bobylev & Bajkova (2009) ve Hoogerwerf vd. (2001) çalışmalarında yıldızlarının bir kaçak yıldız olduğunu belirtmiştir. Bobylev & Bajkova (2009) göre, HD 30112 ve HD 43112'in günümüzden yaklaşık 1,12 milyon yıl önce λ Orionis yıldız oluşum bölgesinde gerçekleşen bir süpernova patlaması sonucunda, λ Ori yıldız oluşum bölgesinin komşuluğundan kaçtığını belirtmiştir. Bu varsayıma göre, HD 30112 ve HD 43112' in ayrık bir çift sistemin veya çoklu sistemin geriye kalan kalıntıları olmalıdır. Bu bilgi Hoogerwerf vd. (2001) tarafından incelenen Hipparcos verileriyle gerçekleştirilen astrometrik analizleri ile uyum içindedir. Ayrıca, Bobylev & Bajkova (2009) bu varsayımdan, HD 30112 – HD 43112 çiftinin astrometrik analizlerinden iki yıldızın yörüngelerinin kesişme noktalarını belirleyerek, λ Ori bölgesinin merkezinin günümüzden 1,12 milyon yıl öncesindeki konumunu gösterdiği sonucunu çıkarmışlardır. Bu çıkarımla Bobylev & Bajkova (2009),

λ Ori bölgesinin etrafındaki moleküler bulut halkalarının varlığını, günümüzden 1,12 milyon yıl önce bu bölgede bir süpernova patlamasından ileri geldiğini belirtmiştir. Hoogerwerf vd. (2001), çift sistemi HD 30112 – HD 43112’ in dağılmasına yol açan süpernova patlamasında λ Ori yıldızının rolünü araştırmıştır. Araştırma sonucuna göre, λ Ori kümesinin merkezi, 1,12 milyon yıl önce şu an ki konumundan açısal olarak bir derece farklı konumdadır. Ayrıca, Hoogerwerf vd. (2001) tarafından, $(l, b) = (196^\circ.5, -12^\circ.0)$ galaktik koordinatlarına sahip gök küresi üzerindeki bu noktanın, HD 30112 – HD 43112 yıldızlarının 1,2 milyon yıl önce tahmin edilen konumlarının günümüzde geçerli konumu olmadığına karar vermiştir. Böylelikle, λ Ori yıldızının geçmişteki konumunda içinde bulunduğu moleküler H II bulutunun halka merkezinin konumu, HD 30112 – HD 43112 için hesaplanan yörüngelerinin kesişme noktası ile dikkat çekici bir şekilde örtüştüğü tespit edilmiştir. Aynı zamanda bu iki yıldız zıt yönlerde ve benzer uzay hareketleriyle (HD 30112 için 87 km s^{-1} ve HD 43112 için 63 km s^{-1}) hareket etmektedir. Bu çalışmanın sonucuna göre, HD 30112 – HD 43112’ nin yörüngelerinin izini sürerek: iki yıldızın birbirine yakın olduğunu $\sim 1,12$ milyon yıl önce, bu iki kaçak yıldızının da Dinamik fırlatma senaryosu (DES) ile oluştuğu düşünülmektedir. DES senaryosuna göre, kaçak yıldızlar, yoğun ve kompakt kümelerdeki yıldızlar arasındaki çekimsel etkileşimleri yoluyla oluşur (Hoogerwerf vd. 2001). Ayrıca, Hoogerwerf vd. (2001) ana kümenin $(l, b) \sim (196^\circ.5, -12^\circ.0)$ çevresinde bulunması gerektiğini ifade etmiştir. Bu bölge, en az üç genç yıldız kümesini (λ Ori kümesi, karanlık bulutsular B30 ve B35 ile ilişkili kümeler) içeren λ Orionis yıldız oluşum bölgesi ile örtüşür ve λ Orionis halkası ile çevrilidir. **λ Ori B** (39 Ori B, HD 36862) yıldızı ise, λ Orionis yıldız oluşum bölgesinin en parlak yıldızı olan λ Ori A (Meisa) yıldızı ile bir ayrık çift yıldız sistemidir. Orion takım yıldızının nispeten sönük bölgesi olan baş kısmında yer alır. Aynı zamanda Collinder 69 kümesinin bir üyesidir. **ϕ^1 Ori** (37 Ori, HD 36822, HR 1876), yıldızı için Nieva & Przybilla (2012) tarafından yapılan bir bolluk çalışmasında yıldızın hafif elementlerinin bollukları da hesaplandı. Bu yayında hesaplanan C, N, O, Ne, Mg ve Si bolluk değerleri Güneş bolluk değerlerindedir.

Orion X bölgesinde konumlanan 6 erken B-türü yıldızın bolluk analizi gerçekleştirildi. Bu bölgede konumlanan yıldızlardan, **HD 35299** (HR 1781, HIP 25223, BD -00 936) ve **HD 36166** (HR 1833, HIP 25751, BD +01 1032) yıldızları için Balona ve Özuyar (2020)

TESS verilerinden bu iki yıldızın yavaş zonklayan B yıldızı ve aynı zamanda da Beta Cepheid türü değişen olduklarını belirlemiştir. Simon-Diaz vd. (2010,2017) ve Nieva & Simón-Díaz (2011) **HD 35299** yıldızının atmosferinde tespit ettiği C, N, O, Ne, Mg ve Si bolluklarını Güneş benzeri olduğunu ve homojen bir bolluk dağılımı sergilediğini vurgulamıştır. **o Ori** (22 Ori, HD 35039, HR 1765, HIP 25044) için ise, Abt & Levy (1978) yıldızın tayfsal çift yıldız olduğunu, hatta görünmeyen K3 tayf türünden bir yoldaşa sahip olabileceğini (Gomez & Abt 1982) ve marjinal bir cisim olduğunu belirtmiştir (yörünge dönemini $P = 293$ gün ve dikine hızını $V_r = 27,9 \text{ kms}^{-1}$). Romanyuk vd. (2019/2013) o Ori' nin, Helyumca zengin B2 tayf türünden bir yıldız olduğunu ve yıldızda herhangi bir manyetik alanın tespit edilmediğini açıklamıştır. Smith (1980), yalnızca Si III λ 4552/4567/4574 Å üçlü çizgilerini içeren çok sınırlı bir tayf bölgesi (yaklaşık 50°) üzerinde, bu üçlü çizgilerdeki periyodik profil değişimlerini ortaya çıkarmıştır. Bununla birlikte, çizgi değişimlerinin küçük olduğunu ve erken B yıldızlarının tayfsal çalışmaları için bolluk referansı olarak alınabileceğini belirtmiştir. o Ori yıldızı, literatürde çeşitli çalışmalarda da bolluk standardı olarak kabul edilmektedir. (örneğin, Hambley vd. 1997, Munn vd. 2004). Şahin & Dervişoğlu (2019), yıldızın atmosfer parametrelerini ve hafif element bolluklarını hesaplamıştır. Yaptıkları hesaplamalarda He, Mg, S, Ar bolluklarını Güneş bolluğunda, C, N, O, Al, Si, P ve Fe bolluklarını ise Güneş'e göre yaklaşık 0,40 dex fakir olarak belirlemiştir. Simon-Diaz vd. (2010, 2017), Nieva & Simón-Díaz (2011), Cunha & Lambert (1994, 1992) yıldızın atmosferinde tespit ettiği C, N, O, Ne, Mg ve Si bolluklarını Güneş bolluğunda olduğunu ve ayrıca homojen bir bolluk dağılımı sergilediğini belirtmiştir. Cunha vd. (2006), Lanz vd. (2008) ve Daflon vd. (2009) ise yıldızın Ar bolluğunu Güneş'e göre yaklaşık 0,30 dex zengin olduğunu vurgulamıştır. **HD 35912** (HR 1820, BD+01 1021) yıldızını, Bychkov vd. (2005) ve Conti (1970) manyetik sıcak yıldız olarak sınıflandırmıştır. Ancak Shultz vd. (2018) ise, DAO ölçümlerinde manyetik alanın tespit edilemediğini bildirmiştir. Shen, Dong-Xiang vd. (2023) tarafından yürütülen çalışmada yıldız yavaş zonklayan B yıldızı olarak sınıflandırmıştır. Simon-Diaz vd. (2010, 2017), Nieva & Simón-Díaz (2011) ve Morel vd. (2022) HD 35912 yıldızının He, C, N, Ne, Mg ve Si bolluklarını Güneş benzeri değerlerinde hesaplanmıştır. Glagolevskij (2019) göre, yıldız helyumca zengin bir yıldızdır. Cunha vd. (2006), Lanz vd. (2008) ve Daflon vd. (2009) ise yıldızın oksijen

bolluğunu Güneş değerinde Ar bolluğunu ise Güneş'e göre 0,30 dex zengin olarak elde etmiştir.

Çizelge 2.1 38 yıldızın türü, tayf türü, görünen parlaklık, paralaks ve dönme hız değerleri

Konum/ Oymak						
M42 / OB1 Ic	Yıldız Türü	Tayf Türü	Paralaks (mas)	m_v	$v \sin i$ (kms ⁻¹)	Kaynak
c Ori	GYC	B1V ^a	3.69 ± 1.20	4.59	20	Abt vd. (2002)
HD 37744	*	B2IV ^b	2.32 ± 0.10	6.22	438 / 38	Kounkel vd. (2019)/Simon-Diaz vd. (2017)
HD 39777	*	B2III/IV ^b	2.46 ± 0.05	6.55	20	Huang vd. 2010
HD 37020	Herbig Ae/Be	B0V ^e	2.37 ± 0.11	6.73	55	Simon-Diaz vd. (2017)
HD36512	SB	O9.7 ^f	1.14 ± 0.25	4.63	13	Holgado vd. (2018)
HD 39291	Zonklayan Değişen	B2V ^b	3.28 ± 0.20	5.34	150	Abt vd. (2002)
HD 37000	GYC	B3V ^b	2.46 ± 0.06	7.46	55	Kounkel vd. (2019)
HD 294264	GYC	B3V ^g	2.22 ± 0.04	9.77	-	-
HD 37023	GYC	B1.5V ⁱ	2.12 ± 0.07	6.70	48	Simon-Diaz and Herrero (2014)
HD 37025	GYC	B3III ^b	2.83 ± 0.09	7.17	27/54	Kounkel vd. (2019)/Da Rio (2016)
HD 36982	Orion Tipi Değişen	B1.5V ^c	2.45 ± 0.06	8.46	-	-
HD 37356	Değişen	B3V ^b	2.38 ± 0.12	6.18	156.7 ± 11.75	Kounkel vd. (2019)
HD 37807	*	B3V ^b	2.55 ± 0.07	7.87	10	Uesugi and Fukuda (1979)
HD 37058	Orion Tipi Değişen	B3V ^b	2.17 ± 0.10	7.3	5	Uesugi and Fukuda (1970)
HD 37481	Beta Cephei Türü değişen	B2 ^b	2.64 ± 0.07	5.96	265/74	Kounkel vd. (2019)/Simon-Diaz vd. (2017)
Orion X / OB1 Ia						
HD35299	Zonklayan Değişen	B2III ^b	2.35 ± 0.14	5.7	6	Simon-Diaz vd. (2017)
o Ori	SB	B2V ^o	2.86 ± 0.16	7.74	5.0 ± 1.0	Şahin ve Dervişoğlu (2019)
HD 34748	*	B2V	2.66 ± 0.10	6.35	295	Abt vd. (2002)
HD 35777	*	B2V	2.74 ± 0.07	6.62	300	Abt vd. (2002)
HD 35912	*	B2 ^b	2.72 ± 0.07	6.38	89	Kounkel vd. (2019)
HD 36166	Zonklayan Değişen	B2IV ^b	2.89 ± 0.11	5.75	108	Braganca vd. (2012)
λ Orionis						
37 Ori	GYC	B0III ^l	2.87 ± 0.40	4.41	28 ± 2	Nieva ve Przybilla (2012)
λ Ori B	GYC	B0.5V	2.47 ± 0.15	5.61	72	Lyubimkov vd. (2004, 2002)
HD 43112	*	B1 ^k	2.38 ± 0.72	5.89	25	Kounkel vd. (2019)
HD 34989	*	B1V ^d	2.56 ± 0.16	5.80	48	Simon-Diaz vd. (2017)
HD 37232	GYC	B2 VI-V ^o	2.53 ± 0.10	6.09	-	-
HD 36895	GYC	B2 VI-V ^o	2.16 ± 0.07	6.73	218	Kounkel vd. (2019)
HD 36262	GYC	B3V ^o	2.53 ± 0.05	7.63	2.32	Jonsson vd. (2020)
HD 30112	*	B3/5 V ^o	2.77 ± 0.05	7.22	-	-
35 Ori	Zonklayan Değişen	B3V ^o	3.03 ± 0.12	5.59	150	Lyubimkov vd. (2004)
Güneş Komşuluğu						
Monoceros						
HD 46883 / OB1	*	B0 ^h	0.86 ± 0.03	7.78		
HD 46660	*	B1 ^k	0.90 ± 0.025	8.04	123 ± 8	Braganca vd. (2012)
Cassiopeia						
HD 7694	*	B1 ^h	1.21 ± 0.05	7.34	45	Huang vd. 2010
HD 593	*	B1 ^j	2.27 ± 0.03	6.70	0 ± 33	Huang vd. 2010
HD 2654	*	B2 ^m	1.92 ± 0.03	7.39	51 ± 19	Huang vd. 2010
Perseus						
HD 14220	*	B2V ^l	1.94 ± 0.06	7.19	32 ± 14	Huang vd. 2010
Auriga						
HD 29309	*	B2 ^m	2.02 ± 0.03	7.14	38 ± 12	Huang vd. 2010
HD 37032 / OB1	*	B0.5 ^j	0.96 ± 0.41	8.15	70 ± 10	Huang vd. 2010

Çizelge 2.2 38 yıldızın literatürde hesaplanan temel parametreleri

Konum/ Oymak							
M42 / OB1 Ic	T_{eff} (K)	log g	ξ (kms ⁻¹)	Kaynak	Kütle (M/M _⊙)	Yaş x 10 ⁶	Kaynak
c Ori	27700	-	1.57 ± 0.7	Sokolov (1995)	12.0 ± 0.5	2.6 ± 1.6	Tetzlaff vd. (2011)
HD 37744	23.800±400	4.10	1±0.5	Nieva ve Simon-Díaz (2010)	9.5 ± 0.40	7.10	Nieva (2013)
HD 39777	21.720 ± 370	4.24 ± 0.16	1.50±0.20	Lyubimkov et. al. (2013)	8.5 ± 0.3	5.3 ± 4.9	Tetzlaff vd. (2011)
HD 37020	29000 ± 1000	3.90 ± 0.10	15.00	Simon-Díaz vd. (2003)	12 ve 16	0.24	Simon-Díaz vd. (2003), Voss vd. (2010)
HD36512	32900 ± 600	4.20 ± 0.05	7 ± 2	Aschenbrenner vd. (2023)	24.09 ± 9.06	4.5 ± 1.1	Hohle vd. (2010), Tetzlaff vd. (2011)
HD 39291	21200 ± 400	4.13 ± 0.12	3.10	Lyubimkov vd. (2004/2002)	7.7 ± 0.6	11.6 ± 9.6	Lyubimkov vd. (2004/2002)
HD 37000	17378	4.31	-	Wolff vd. (2004), Kounkel vd. (2019)	5.46	-	Wolff vd. (2004)
HD 294264	19830 ± 802	4.30	-	Fitzpatrick & Massa (2007/2005)	5.17	-	Wolff vd. (2004)
HD 37023	30000 ± 1000	3.80 ± 0.10	10.00	Simón-Díaz vd. (2003)	10 ve 17	0.60	Simon-Díaz vd. (2003), Voss vd. (2010)
HD 37025	10000	4.70	-	Kounkel vd. (2019)	-	-	-
HD 36982	-	-	-	-	-	-	-
HD 37356	21400 ± 630	3.78 ± 0.16	1.10	Lyubimkov vd. (2013)	9.50	-	Lyubimkov vd. (2013)
HD 37807	18620	4.00	-	Hernandez vd. (2005)	6.40	-	Hernandez vd. (2005)
HD 37058	18600 ± 600	4.17 ± 0.07	-	Shultz vd. (2018, 2019)	6.96	7.60	Glagolevskij (2019)
HD 37481	21877	-	-	Bursens vd. (2020)	-	-	-
Orion X / OB1 Ia							
HD35299	23500 ± 300	4.20 ± 0.05	4.27 ± 0.07	Nieva ve Przybilla (2014/2012)	8.7 ± 0.3	8.50	Nieva ve Przybilla (2014/2012)
o Ori	22000 ± 1300	3.5 ± 0.3	6.0 ± 3.0	Şahin ve Dervişoğlu (2019)	8.5 ± 0.53	-	Hohle vd. (2010)
HD 34748	23700	-	-	Hohle vd. (2010)	7.94 ± 0.62	-	Hohle vd. (2010)
HD 35777	22000	-	-	Hohle vd. (2010)	7.00 ± 0.61	-	Hohle vd. (2010)
HD 35912	19000 ± 300	4.00 ± 0.10	2 ± 1	Nieva ve Simón-Díaz (2011)	8.4 ± 0.3	5.5 ± 4.9	Tetzlaff vd. (2011)
HD 36166	21400 ± 500	4.13 ± 0.11	-	Lyubimkov vd. (2004, 2002)	7.8 ± 0.6	11.2 ± 8.6	Lyubimkov vd. (2004, 2002)
λ Orionis							
37 Ori	30000 ± 300	4.05 ± 0.10	8 ± 1	Nieva ve Przybilla (2012)	16.1 ± 1.1	-	Nieva ve Przybilla (2012)
λ Ori B	25400	4.21	-	Lyubimkov vd. (2004, 2002)	-	-	-
HD 43112	-	-	-	-	12.00	-	Vanbeveren vd. (1998)
HD 34989	-	-	-	-	12.1 ± 0.1	8 ± 2	Tetzlaff, Neuhauser & Hohle (2011)
HD 37232	22909	3.81	-	Dolan ve Robert (2001)	9.3	7.50	Dolan ve Robert (2001)
HD 36895	21150	-	-	Hohle vd. (2010)	8.1 ± 0.10	21.6 ± 3.9	Tetzlaff vd. (2011)
HD 36262	15972	4.09	-	Huang vd. (2010)	-	-	-
HD 30112	16620 ± 150	4.092 ± 0.018	-	Huang vd. (2010)	5 ± 0.1	7.3 ± 6.7	Tetzlaff vd. (2011)
35 Ori	16300	4.02	4.8	Lyubimkov vd. (2004)	5.0 ± 0.10	7.3 ± 2.7	Tetzlaff vd. (2011)
Güneş Komşuluğu							
Monoceros							
HD 46883 / OB1	23764	3.90	-	Fitzpatrick ve Massa (2007)	12.1 ± 0.1	-	Tetzlaff vd. (2011)
HD 46660	26138	3.9	-	Fitzpatrick ve Massa (2007)	-	-	-
Cassiopeia							
HD 7694	23981 ± 350	3.980 ± 0.034	-	Huang vd. (2010)	12.00	-	Huang vd. (2010)
HD 593	22291 ± 300	3.986 ± 0.036	-	Huang vd. (2010)	87.00	-	Huang vd. (2010)
HD 2654	-	-	-	30.67 ± 1.15	-	-	-
Perseus							
HD 14220	14758 ± 200	3.668 ± 0.028	-	Huang vd. (2010)	5.30	-	Huang vd. (2010)
Auriga							
HD 29309	22000	-	-	Hohle vd. (2010)	9.55 ± 0.50	-	Hohle vd. (2010)
HD 37032 / OB1	22499 ± 300	3.442 ± 0.028	-	Huang vd. (2010)	12.2	-	Huang vd. (2010)

3. MATERİYAL ve YÖNTEM

3.1 Gözlemsel Veriler

Bu çalışmada yer verilen 38 adet OB yıldızının 3.000 ile 7.800 Å dalgaboyu aralığını kapsayan ve 14.000 ile 90.000 çözünürlükleri arasında değişen tayfsal verileri beş farklı gözlemevinden elde edildi. Bunlar; Ankara Üniversitesi Kreiken Gözlemevi'ndeki (AUKR) 80 cm'lik Prof. Dr. Berahitdin ALBAYRAK teleskobuna bağlı Whoppshel⁸ tayfçeki, Ankara Üniversitesi Kreiken Gözlemevi'ndeki (AUKR) 40 cm'lik Kreiken teleskobuna bağlı eShel tayfçeki, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'nde (TUG) bulunan 1,50 m Rus-Türk Teleskobuna (RTT150) bağlı Coude-Echelle tayfçeki, European Southern Observatory (ESO⁹), Very Large Telescope (VLT)'tan UT2'ye bağlı UVES, FEROS ve XSHOTTER tayfçekeri, Canada-France-Hawaii Teleskobuna (CFHT) bağlı EsPaDons¹⁰ tayfçeki ve Haute-Provence Gözlemevi'nin 1,93 m'lik teleskobuna bağlı SOPHIE¹¹ eşel tayfçekeridir.

3.2 Hız Düzeltmeleri ve Çizgi tanısı

ESO, EsPaDons ve Sophie arşivlerinden elde edilen tayfların indirgeme işlemleri ilgili gözlemevlerinin personelleri tarafından otomatik indirgeme düzeneği kullanılarak gerçekleştirilmiştir. Bu indirgeme serisinin içinde, dikine hız düzeltmesi, Gün merkezli ve barisentrik hız düzeltmesi ile tayf normalizasyonu yer almamaktadır. Bundan dolayı, ön indirgeme adımları gerçekleştirilmiş olan tayflara IRAF¹² (Image Reduction and Analysis Facility) programında bulunan *rvcorrect* taskı ile Gün merkezli hız düzeltmesi ve *guiapps* paketi tasklarından *spectool* ile tayfların süreklilik seviyesine normalizasyonu yapıldı. AUKR'den elde edilen tayfsal verilerinin ön indirgeme ve normalizasyon işlemleri de IRAF ile gerçekleştirildi. Yıldızların dikine hız değerlerinin hesaplanması için, tayflarındaki Si triplet çizgileri kullanıldı. B-türü yıldızlarda Si triplet çizgilerinin tercih edilmesinin en önemli nedeni çizgi örtüşmesinin görülmemesidir. Dolayısıyla,

⁸ <https://www.shelyak.com/produit/whoppshel/>

⁹ <https://archive.eso.org/scienceportal/home>

¹⁰ <http://polarbase.irap.omp.eu/>

¹¹ <http://atlas.obs-hp.fr/sophie/>

¹² http://iraf.noao.edu/specatlas/thar_photron/thar_photron.html

Çizelge 3.1 38 OB-türü yıldızın gözlemsel bilgileri

Teleskop	TUG	T80	T40	EsPaDons	Sophie	ESO	S/G	Gözlem Tarihi	Güneş Merkezli Dikine Hız (km/s)
Dalgaboyu Aralığı	(3900-8000Å)	(4000-7600Å)	(4340-7400 Å)	(3800-8000Å)	(3800-8000Å)	(3800-8000Å)			
Çözünürlük	R ~ 53000	R ~ 30000	R ~ 16000	R ~ 65000	R ~ 75000	R ~ 48000-190000			
Yıldız Adı / Bölgesi									
M42									
^E C Ori	X	X	X			X	343	05.01.2022-12.11.2019	60.20 ± 2.54 (ESO) 59.90 ± 3.00 (TUG)
^E HD 37744	X		X			X	360	25.09.2001	32.92 ± 2.50
*HD 39777	X	X	X				247	12.11.2022-11.11.2019	11.40 ± 0.40
^E HD 37020						X	467	19.01.2018	32.92 ± 2.50
^E HD 36512				X		X	641	01.11.2015	1.67 ± 0.30
^E HD 39291						X	316	6.02.2013	13.47 ± 3.77
*HD 37000	X	X	X				200	08.01.2023	21.40 ± 3.80
^E HD 294264						X	154	20.02.2019	27.50 ± 5.60
^E HD 37023	X					X	500	22.02.2016	13.42 ± 1.42
*HD 37025		X					150	25.12.2023	
^E LP Ori				X		X	154/185	12.01.2004	0.48 ± 2.66
^E HD 37356	X	X	X			X	425	8.11.2011	28.87 ± 2.89
^E HD 37807		X	X			X	126	7.11.2010	2.00 ± 0.50
^E HD 37058				X		X	244	30.12.2013	1.16 ± 0.70
^E HD 37481						X	338	8.11.2011	30.00 ± 5.00
<i>λ Orionis</i>									
^E 37 Ori					X	X	438	10.10.2014	-2.63 ± 3.13
^E λ Ori B						X	374	5.02.2013	33.67 ± 6.38
*HD 43112	X	X	X			X	254/245/355	29.10.2022-11.11.2019-05.02.2013	36.07 ± 2.25
*HD 34989		X				X	154/335	29.10.2022-05.02.2013	46.89 ± 2.52
HD 37232		X			X		322	30.12.2022-15.02.2007	33.88 ± 7.96
*HD 36895		X					203	31.12.2022	40.09 ± 3.94
*HD 36262		X					190	04.01.2023	46.65 ± 4.58
HD 30112						X	472	5.11.2011	18.68 ± 5.78
35 Ori		X			X	X	115	5.09.2005	60.88 ± 19.57
<i>Orion X</i>									
^E HD 36166						X	408	7.02.2013	23.05 ± 1.20
^E HD 35299						X	340	6.02.2013	23.00 ± 0.11
^E HD 35912				X		X	370	16.10.2016	29.00 ± 0.10
^E HD 34748						X	244	23.02.2016	29.40 ± 2.1
^E HD 35777						X	210	30.12.2001	-11.67 ± 3.1
*HD 35039		X					300	25.02.2023	57.30 ± 0.10
<i>Monoceros</i>									
^E HD 46883		X	X			X	255	21.02.2019	10.00 ± 1.00
^E HD 46660		X	X			X	200	21.02.2019	24.00 ± 2.00
<i>Cassiopeia</i>									
*HD 7694		X	X				303	28.10.2023	-4.83 ± 0.50
*HD 593		X	X				250	17.11.2021	0.82 ± 0.10
*HD 2654		X	X				300	28.10.2023	-33.83 ± 5.00
<i>Perseus</i>									
*HD 14220		X	X				300	28.10.2023	-52.67 ± 5.00
<i>Auriga</i>									
*HD 29309		X	X				200	13.10.2023	18.4 ± 2
*HD 37032	X	X	X				300	28.10.2023	-22 ± 2.00

erken B-türü yıldızlarının atmosfer parametrelerini belirlemek için Si tirplet çizgileri ideal element çizgileridir. Yıldızların atmosferindeki atomik türlerini belirlemek için SYNSPEC54 sentetik tayf programı içinde bulunan Kurucz çizgi listeleri¹³ ve NIST¹⁴ veri tabanından yararlanıldı. Her bir yıldız için sentetik tayflar üretildikten sonra dikine hızları, atmosfer parametreleri, dönme hızları ve kimyasal element bolluk değerleri gözlemsel tayf çakıştırma yöntemiyle belirlendi. Çizelge 3.1’de 38 OB yıldızının gözlemsel bilgileri yer almaktadır. Çizelgede ‘yıldız’ sembolü AUKR’de gözlenen ve ‘E’ harfi ise ESO arşivinden alınan tayfsal verilerine yapılan kimyasal bolluk analizlerini temsil etmektedir. HD 37232, 37 Ori ve 35 Ori yıldızlarının Sophie arşivinde verilerinin bulunmasına karşın sadece HD 37232’nin Sophie verisine kimyasal bolluk analizi uygulandı. Diğer iki yıldızın (37 Ori ve 35 Ori) daha yüksek S/G değerli tayfsal verilerinin bulunması nedeniyle Sophie tayfları kimyasal bolluk analizi için tercih edilmedi. TUG’da gözlenen 7 yıldızından sadece c Ori ve HD 39777 için indirgeme işlemi, tayf normalizasyonu ve dikine hız düzeltmesi yapıldı. Diğer yıldızların ise sinyal/gürültü değerleri 100’den küçük olduğu için bu işlemler yapılmadı. Çizelge 3.1’de kırmızı renkle X ile işaretli olan tayfsal verilerine hız düzeltmesi yapılarak kimyasal bolluk analizi gerçekleştirildi.

3.3 Yıldızların Kimyasal Bolluk Değerlerinin Hesaplanması

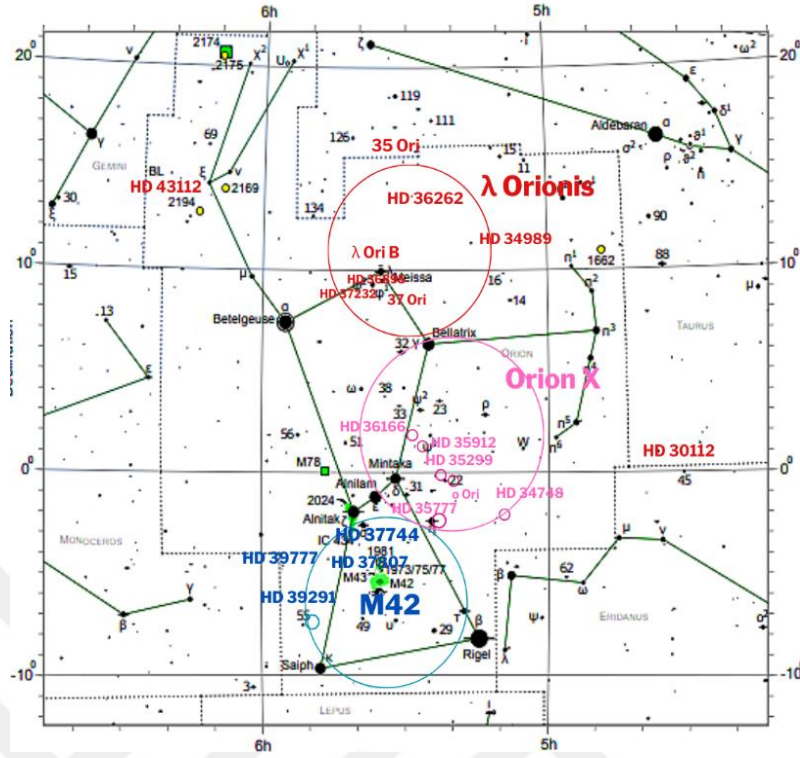
Yıldız oluşum bölgelerinin kimyasal özelliklerini anlamak için başlangıç kimyasal bileşiminin çözümlenmesi önemlidir. Yıldız oluşum bölgelerinde bulunan başlangıçtaki orijinal moleküler bulutun kimyasal bileşimini çözümlmek için OB oymakları ve erken B-türü yıldızlar en uygun gök cisimleridir. Yıldızların kimyasal bolluk analizi için iki farklı yaklaşım söz konusudur. Biri, büyüme eğrisi yöntemi diğeri ise tayfsal sentez yöntemidir. Büyüme eğrisi yöntemi, mikrotürbülansın etkisini de içeren kimyasal bolluktaki bir artışla çizgi kuvvetinin davranışına dayanmaktadır. Bu yöntem, çizgi eşdeğer genişliklerini kullanır. Çizgi profillerini etkileyen dönme ve makrotürbülans hızına bağlı genişleme mekanizmaları hakkında herhangi bir bilgi gerektirmez. Büyüme eğrisi yönteminde, yıldız parametreleri oluşturulduktan sonra, çalışılan elementin bolluğu

¹³ <http://kurucz.harvard.edu/linelists/>

¹⁴ <https://www.nist.gov/pml/atomic-spectra-database>

ve mikrotürbülansının değiştirildiği (diğer parametrelerin sabit tutulduğu) yıldız atmosfer model gridi ile hesaplanır. Daha sonra, her bir mikrotürbülans değeri için elde edilen teorik eşdeğer genişlik değerleri, bolluğun bir fonksiyonu olarak çizildirilerek, her bir çizgi için büyüme eğrileri oluşturulabilir. Gözlenen eşdeğer genişlikten ve hatasından, her çizgi ve eşdeğer genişliğin her değeri için bir bolluk (ve belirsizliği) türetilebilir. Büyüme eğrisi yöntemi, üç farklı hata kaynağını hesaba katarak nihai belirsizliğin doğrudan hesaplanmasına da izin verir. Büyüme eğrisi yönteminin uygulanabilirliği, tek tek çizgilerin eşdeğer genişliklerinin ölçülebildiği durumlarla sınırlıdır.

Yıldızın tayf çizgilerinde çizgi genişleme mekanizmalarının da etkisiyle çizgi örtüşmesi olduğunda veya tayfsal çözünürlük tek tek çizgileri çözmek için yeterince iyi olmadığı durumda sentetik tayf çakıştırma yöntemi ile bolluk analizi yapılmalıdır. Bu yöntem, en uygun modeli bulmak için yıldızın gözlemsel tayfında görülen tüm çizgileri ile sentetik tayf gridleri içeren çizgilerin karşılaştırılması esasına dayanır. Elementlerin bolluk değerleri belirlenirken çalışılan yıldız için üretilmiş olan atmosfer modelleri, her bir atomik tür için belirlenmiş olan bolluk değerleri, sentetik tayf ve gözlemsel tayfın uyumlu olduğu değere kadar değiştirilir. Büyüme eğrisi yönteminin aksine, bu yöntem gözlemsel tayf ile sentetik tayftaki çizgi profillerinin uyumuyla ve çizgi örtüşmesi görülen tüm elementlerin çizgi oluşumunu hesaplamaya dahil etmektedir. Ek olarak, nihai sonuçlar, örneğin gözlenen tayfın doğru bir dikine veya dönme hızının, çizginin profiline göre uyarlanması gibi diğer niceliklere karşı da daha duyarlıdır. Bolluk analizini gerçekleştirmek için öncelikle bir atmosfer modeli oluşturulur. Daha sonra oluşturulan atmosfer modeliyle yıldızın atmosfer parametreleri olan T_{et} , $\log g$, mikrotürbülans, ξ ve makrotürbülans hızı, ζ değerleri hassas bir şekilde belirlenir. Son adımda, gözlemsel veriye uygulanan sentetik tayf çakıştırma yöntemiyle yıldızın atmosferlerinde bulunan elementlerinin bolluk değerleri belirlenir. Şekil 3.2’de, yıldızların kimyasal bolluk analizi için kullanılan algoritma adımları sunuldu.

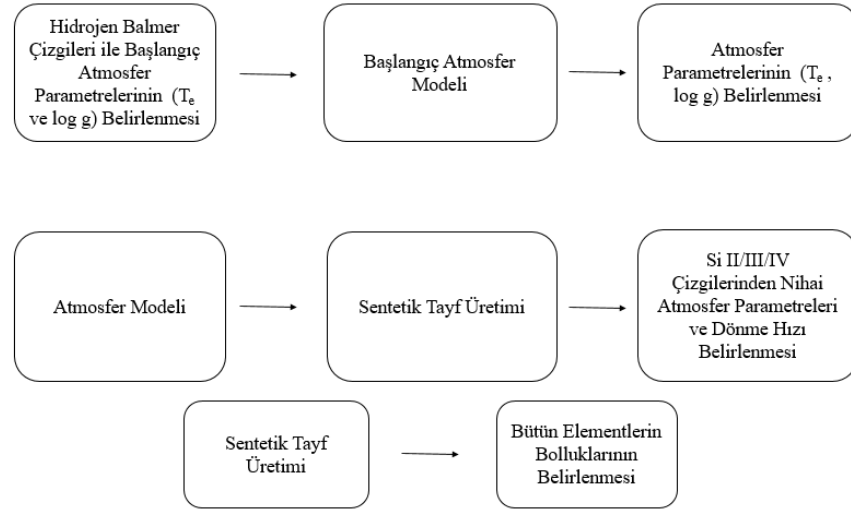


Şekil 3.1 30 OB-türü yıldızın Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'ndeki konumları

Bu doktora tezinde, Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin (Şekil 3.1 de temsili gösterimi verilmiştir) içinde bulunan 5 farklı yıldız gruplarında yer alan OB-türü yıldızlarının kimyasal bileşimleri çözümlendi ve böylece her bir bölgenin homojenlik dereceside belirlenmiş oldu. Dahası, bu yıldız oluşum bölgelerinde konumlanan genç erken B-türü yıldızlarının kendiliğinden oluşan zenginleşmenin etkileri de araştırıldı.

3.3.1 Atmosfer parametrelerinin belirlenmesi

Bir yıldızın başlangıç atmosfer parametreleri hem fotometrik hem de tayfsal gözlemler aracılığıyla hesaplanır. Erken tayf türü yıldızlar için, Cunha & Lambert (1994) tarafından fotometrik yöntemlerle hesaplanan sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değerleri kullanılarak yapılan bolluk hesaplamalarının bu yıldızlar için hatalı sonuçlar verdiğini tespit edilmiştir. Dolayısıyla erken tayf türü yıldızlarının atmosfer parametrelerini belirlemek için tayfsal yöntemler en güvenilir olanıdır. Yıldızların atmosfer parametrelerini tayfsal



Şekil 3.2 Kimyasal bolluk analizi için kullanılan algoritma

olarak belirleyebilmek için birden fazla yöntem kullanılabilir. Çizgi örtüşmesinin atmosfer modelleri üzerindeki etkileri, genel olarak büyük kütleli yıldızların ve özel olarak O-türü yıldızların, yıldız ve rüzgar özelliklerinde niceliksel değişikliklere yol açmaktadır (Martins vd. 2002, Crowther vd. 2002, Herrero vd. 2002). Bu da, metalik çizgi donuklukları nedeniyle iç atmosferdeki artan difüzyonla, daha derin katmanların sıcaklığının artmasının etkisi ve sonuç olarak etkin sıcaklık ile tayf türü arasındaki ilişkiyi değiştiren daha yüksek bir iyonlaşmaya işaret etmektedir. Etkin sıcaklıklardaki bu tür bir değişiklik, daha düşük ışıyım gücü ve daha düşük iyonlaşma akısı anlamına gelir. Bu durumda, H II bölgelerini ve yıldız oluşum bölgelerini içeren çalışmalar için çok önemli hale gelmektedir (Martins vd. 2005). Sıcak yıldızlarının, kısa dalgaboylarına daha duyarlı olması nedeniyle, etkin sıcaklık değerleri görsel bölge fotometrisinden belirlenemez. O-türü yıldızlarının etkin sıcaklık ölçeğinin iyi bilinmesi gerekmektedir. Bu türden yıldızların görsel bölge tayf dağılımı Rayleigh-Jeans kısmındadır ve bu nedenle fotometrik yöntem etkin sıcaklığa neredeyse duyarsızdır (Martins vd. 2005). Tayf türünün ve ışıyım sınıfının bir fonksiyonu olarak bir sıcaklık ölçeği belirlemek için, ya gözlemlenen bir O yıldız örneğinden ortalama etkin sıcaklık türetilir ya da genişletilmiş atmosfer model gridlerinin, tayf türlerini tanımlayan ortalama özelliklerle, yani O yıldızları için He I/He II tayf çizgilerinin eşdeğer genişlik (EG) oranlarının karşılaştırılmasıyla belirlenir (Martins vd. 2005). O-türü yıldızlarına yönelik tayfsal sınıflama kriterleri bulunmaktadır. Öncelikle yıldızın tayfında var olan He II $\lambda 4542$ Å ve

He I $\lambda 4471$ Å dalgaboyundaki çizgilerin eşdeğer genişlik oranı esas alınır. Yıldızın tayf türü ne kadar geç ise bu oran o kadar düşüktür, yani sıfıra yakın olur. Erken O-türüne doğru gidildikçe bu oran artmakta olup O7 tayf türünde yaklaşık olarak 1' olur. Yıldızın tayfında bu çizgilerden biri mevcut değilse, O8 ve daha geç tayf türleri için He II $\lambda 4542$ Å / He I $\lambda 4388$ Å ve He I $\lambda 4388$ Å / He I $\lambda 4144$ Å dalgaboyundaki çizgilerin eşdeğer genişlik oranı tayf türünü belirlemek için kullanılmaktadır. O9 tayf türü olan bir yıldızda bu oran yaklaşık olarak 1' dir. Ayrıca Si III $\lambda 4552$ Å ve He II $\lambda 4542$ Å dalgaboyundaki çizgilerin eşdeğer genişlik oranı, O9.7 ile O9 sonrası tayf türlerini belirlemede önemlidir. O9.7 ile O9 tayf türü bir yıldızda bu oran ~ 1 ' dir (Martins vd. 2005).

Bu doktora tezinde analizi gerçekleştirilen 35 erken B-türü ve 3 geç O-türü gök cisminin doğasına bağlı olarak gözlemsel ve kuramsal Balmer çizgi profillerinin ve Si ve/veya He elementinin iyonizasyon dengeleri göz önüne alındığında, TLUSTY (Lanz & Hubeny 2007, Hubeny vd. 2021) model atmosfer kodu kullanılarak, atmosfer parametreleri hesaplandı. Böylece, elde edilen bu hassas atmosfer parametreleriyle, önerilen gök cisimlerinin atmosferini en iyi temsil edebilecek nihai atmosfer modeli kullanıldı. Erken B-türü yıldızların, atmosfer parametrelerinin belirlenmesinde, H Balmer çizgileri ile Si III/IV ve/veya Si II/III iyonizasyon dengesinin kullanılması uzun süredir tercih edilen bir yöntemdir (Kilian, J. 1991, 1992, 1994). Bu türden yıldızların sıcaklığına bağlı olarak Si IV $\lambda 4089$ / Si III $\lambda 4552$, Si IV $\lambda 4116$ / Si III $\lambda 4552$ ve / veya Si II $\lambda 4128$ / Si III $\lambda 4552$ çizgileri erken tayf türünden yıldızlar için etkin sıcaklık göstergeleridir. Bu çizgiler görsel bölgede (3800 – 7500 Å) yer alan en güçlü ve çizgi örtüşmesi görülmeyen tayf çizgileri olduğundan yıldızların bolluk analizi esnasında tercih edildi. Tez boyunca tüm gök cisimlerinin H Balmer (H_α , H_β , H_γ , H_δ , H_ϵ , H_ζ) çizgilerine profil fiti uygulandı ve Si bolluğu ile birlikte yıldız parametreleri türetildi. Bununla birlikte, 38 yıldız arasında, daha soğuk (tayf türü B3 - B4 – B5) olanlar için, parametrelerinin türetilmesi esnasında Si II $\lambda 6347$ / Si III $\lambda 4552$ ve/veya Si II $\lambda 6371$ / Si III $\lambda 4552$ çizgilerinin gözlemsel tayf ile kuramsal tayfin uyumu dikkate alınarak bir sıcaklık göstergesi olarak değerlendirildi.

Daha sıcak yıldızlar (B1 - B0 - O9) için ise, sıcaklık değerleri artacağından dolayı iyonlaşma söz konusudur. Bu yüzden, sıcaklık için He I $\lambda 4387/4437/4471/4713$ çizgilerinin gözlemsel tayf ile sentetik tayfın teorik uyumuna ve ışıyım sınıfı (yüzey

çekim ivmesi) belirlenirken, EG (He II $\lambda 4542$) / EG (He I $\lambda 4713$), EG (He II $\lambda 4542$) / EG (He I $\lambda 4713$), EG (He I $\lambda 4388$) / EG (He I $\lambda 4143$), EG (Si III $\lambda 4552$) / EG (He II $\lambda 4542$) ve EG (He I $\lambda 4026$) / EG (Si IV $\lambda 4089$) oranları dikkate alındı. Analizler esnasında dört parametrenin aynı anda belirlenmesi gerekir: etkin sıcaklık (T_{et}), yüzey çekimivmesi ($\log g$), mikrotürbülans hızları (ζ_t (Si))/makrotürbülans (ζ_t (Si)), ve dönme hızı ($v \sin i$) dır. Dahası etkin sıcaklığı $T_{et} \geq 28.000$ K olan yıldızlar için makrotürbülans hızıda hesaplandı. İlk olarak, T_{et} ve $\log g$ için bir başlangıç değeri elde etmekte yukarıda belirtilen Si çizgisi oranlarını ve H Balmer çizgilerinin (H_α 6563 Å, H_β 4861 Å, H_γ 4341 Å, H_δ 4102 Å, H_ϵ 3970 Å, H_ζ 3889 Å) kanatları kullanıldı. Başlangıç atmosfer parametreleri H_γ çizgisinden ve Si II/III/IV çizgilerinden hesaplandı. Dahası yıldızların dönme hızını hesaplamak için de Si III λ 4552/4567/4574 Å çizgilerinden yararlanıldı.

3.4 Atmosfer Modeli

O- ve erken B-türü yıldızları, hala aktif olarak yıldız oluşum süreci devam eden galaksilerin moröte ve optik bölge tayflarında ışınımının çoğuna katkıda bulunmaktadır. Dahası bu yıldızlar, H II bölgelerinin yanı sıra yıldızlararası ve galaksiler arası ortam için iyonlaştırıcı fotonların çoğunluğunu sağlar. Küresel galaktik ve kozmolojik parametreler için önemli kısıtlamalar olarak doğru yıldız parametrelerinin türetilmesinin önemi, gözlemlerin kalitesiyle birleştiğinde, bizi mümkün olduğu kadar doğru ve güvenilir atmosfer modelleri kullanmaya zorlamaktadır. OB-türü yıldızların fiziksel parametreleri ve fotosferik bollukları hakkındaki bilgilerin çoğu tayfsal çalışmalara dayanmaktadır. Bunun için de amaca uygun yıldız atmosfer kodları geliştirilmiştir. Bu kodlar, yıldız atmosferindeki basınç, sıcaklık, yoğunluk ve hız gibi fiziksel niceliklerin derinlikle birlikte davranışının yanı sıra, aynı zamanda da ortaya çıkan tayfin atmosferik özelliklerini doğrudan ve gözlenebilir tahminini de içerir. Dahası, atmosfer model kodları, kütle kayıp oranları, rüzgar hızları ve yıldızların yüzey bolluğu değerleri gibi yıldız parametrelerini belirleme imkanını sunmaktadır. Büyük kütleli OB-türü yıldızların atmosferlerinin modellenmesi, yoğun ışınım alanları, büyük kütleli olmaları ve yıldız rüzgarları nedeniyle oldukça zordur.

Büyük kütleli OB-türü yıldızların atmosferlerinin modellenmesi, çoğunlukla yoğun ışıyım alanları, kütlece büyük boyutlara sahip olmaları ve ışıyımınasal olarak yönlendirilen yıldız rüzgarlarının gelişimi nedeniyle zordur. Günümüze kadar bu zorlukları en aza indirmek için birçok model geliştirilmiştir. Bu modellere örnek olarak; Hubeny ve Lanz (1995), Santolaya-Rey vd. (1997), Hillier & Miller (1998), Pauldrach vd. (2001), Grafener vd. (2002), Hubeny & Lanz (2011), Hubeny & Lanz (2011), Hillier (2012), Rivero Gonzalez vd. (2012), FASTWAND (Rüzgarlarla Yıldız Atmosferlerinin Hızlı Analizi, Santolaya-Rey vd. 1997, Puls vd. 2005) ve Hamann vd. (2009) temel bileşenler olarak atom verilerini, Yerel Olmayan Termodinamik Dengeyi (YTDSiz), çizgi örtüşmesini, yıldız rüzgarlarını, birleşik model atmosferleri içinde yer almaktadır. Büyük kütleli yıldızlar için en çok kullanılan kodlar ise; Hubeny & Lanz (2011) (TLUSTY), Hillier (2012) (CMFGEN, CoMoving Frame GENeral), Puls vd. (2005) ve Hamann vd. (2009) (PoWR, The Potsdam Wolf-Rayet Models, Wolf-Rayet Yıldızları için oluşturulan atmosfer modeli). Bu programlara girdi parametresi olarak sunulan fiziksel özelliklerin (rüzgar, manyetik alan, ışıyım geçişi, türbülans etkisi, dönme gibi) sayısı arttırıldıkça tek bir modelin hesaplanma süresi o kadar uzayacaktır.

3.5 TLUSTY ve SYNSPEC 54 Kodlarının Özellikleri

Bu doktora tezi kapsamında bütün yıldızlar için TLUSTY (Hubeny & Lanz 2011, Hubeny vd. 2021) atmosfer modeli kodu kullanıldı. TLUSTY atmosfer model kodu, çok çeşitli yıldız tayfını tanımlamak için tasarlanmış oldukça geniş kullanım alanına sahip olan bir modeldir. Bu kod ile yıldız atmosferleri veya yıldız yığılma disklerinin dikey yapısı için modeller oluşturabilir. Ayrıca, aşırı soğuk kahverengi cücelerden veya dev gezegenlerden, Güneş kütleli kara deliklerin etrafındaki çok sıcak yığılma disklerine kadar model atmosferleri hesaplayabilmektedir. Yani TLUSTY kodu ile, 10 K ile 10^8 K arasındaki sıcaklıklara sahip gök cisimlerinin atmosfer yapıları modellenenilmektedir. Bu sıcaklık aralığının üstünde ya da altında olan sıcaklık değerlerinde bazı sınırlamalar söz konusudur. Düşük sıcaklık tarafındaki sınır (10 K'nin birkaç katı), algoritmik veya fiziksel eksikliklerden değil, karşılık gelen mevcut moleküler donukluktan kaynaklanmaktadır. Yüksek sıcaklık tarafındaki sınırlayıcı faktör ise (10^8 K'nin birkaç katı), Compton saçılımının tamamen görelilik olarak ele alınmasının ve iç kabuk

geçişlerinin, çift üretiminin ve diğer yüksek enerji gerektiren durumların henüz daha doğru bir tanımının mevcut olmamasından kaynaklıdır. TLUSTY, paralel-düzlem (İng. plane-parallel), yatay olarak homojen bir atmosfer varsayan 1 boyutlu bir koddur. Bu nedenle, oldukça homojen olmayan ortamlar için uygulanamaz, ancak geniş yatay optik derinliklere sahip olması koşuluyla, farklı fiziksel koşullara sahip büyük leke benzeri yapıları içeren atmosferleri tanımlamak için kullanılabilir. Ayrıca, bu kod küresel atmosferler için geçerli değildir. Dahası, yoğun yıldız rüzgarları üreten yıldızlar için uygulanamaz, yine de dış katmanlarında rüzgar üreten bir yıldızın daha derin katmanlarını modelleyebilir. Güçlü manyetik alanlara sahip atmosferler veya merkezkaç kuvvetinin önemli rol oynadığı dönme hızı yüksek olan yıldızların atmosferleri için de TLUSTY uygun bir atmosfer modeli değildir.

TLUSTY atmosfer modelinin temel bileşeni, ışımasal ve hidrostatik dengede paralel-düzlem, yatay olarak homojen yıldız atmosfer modellerini hesaplamak için kullanılan bir programdır. Programda, yerel termodinamik dengeden ayrılan, atomik ve iyonik enerji seviyelerinin geçişlerine izin verilir ve aynı zamanda konveksiyonu da dahil etmektedir. Programın en önemli özelliklerinden biri de yerel termodinamik dengenin olmadığı bir metalik çizgi örtüşmesine izin vermesidir. Kullanıcı bir yıldız atmosfer modelini hesaplamak ya da girdi verilerine dayanan bir yığılma diski arasında seçim yapabilir. Maksimum konfigürasyonunda, kullanıcı sıfırdan başlayabilir ve seçilen karmaşıklık derecesine sahip bir atmosfer modelini veya bir diski hesaplayabilir ve rastgele bir yıldız dönmesi ve rastgele aletsel profil için ilgilenilen bir dalgaboyu bölgesinde sentetik tayf üretebilir. TLUSTY ile yıldızların atmosferini modellemek için bir dizi arayüz ve yardımcı program bulunmaktadır. Bu program çıktı modellerini çizdirmek için logaritmik yaklaşım yaparak grafiksel bir arayüz desteği sağlamaktadır (IDL ve /veya Mongo ile yazılmış). Bu görsel arayüzü olan program SYNPlot'tur (Hubeny & Lanz 1992). Bu program ile, kullanıcının belirlediği dalgaboyu aralığına yönelik gözlemsel ve kuramsal tayf arasındaki en iyi uyumu sağlayan element bolluk değerleri hesaplanabilmektedir.

Yıldız atmosferlerinin temel denklemleri, ışımasal geçiş denklemi, hidrostatik denge denklemi, enerji dengesi denklemi, konveksiyon ve diğer yapısal denklemler; yani kinetik enerji denge denklemi, yük ve parçacık korunumu denklemi, durum denklemi, soğurma

ve salma katsayılarının tanımı, Thomson ve Rayleigh saçılması, tayfsal çizgilerde saçılma, Compton saçılması gibi özellikleri içermelidir. Ayrıca, bir atmosfer modeli atomik geçiş süreçleri ve atomik geçişlerin incelenmesi, hem yıldız atmosferleri hem de yığılma diskleri için modelleme sürecinin önemli bir bileşenidir. Geçiş kesitlerinin işlenmesi sıradan bir kullanıcı için esasen net olmasına rağmen, atomik verilerin çoğu önceden hazırlanmış atomik veri dosyaları seti aracılığıyla koda iletilir. Kullanıcının çeşitli seçenekler arasından seçim yapması veya yalnızca belirli gök cismi türleri üzerinde çalışan veya yalnızca belirli tayf türleri için önemli olan belirli süreçleri ekleme olasılığında içermelidir. Bu aşamada TLUTY, bağlı-bağlı geçişleri iki farklı şekilde ayırt etmektedir. Biri 'sıradan çizgi (İng. ordinary line)' ki bu iki sıradan enerji seviyesi arasındaki geçiş; diğeri ise 'süper çizgi (İng. superline)' ki bu da bir üst enerji seviyesi içeren bir geçiş, yani sıradan bir enerji seviyesi ile üst enerji seviyesi arasında veya iki üst enerji seviye arasında gerçekleşen geçiştir. Sıradan çizgiler için, Doppler profili, Voigt profili, özel hidrojen çizgi profillerini ele alırken, süper çizgiler, Donukluk Dağılım Fonksiyonlarının (ODF) kullanılmasını veya Donukluk Örnekleme (OS) yaklaşımını kullanmaktadır. Bir süper çizgi için karmaşık bir bileşik kesitin yeniden örneklenmesini içeren ODF yaklaşımı geçmişten günümüze kadar kullanılmasına rağmen artık geçerli değildir. OS yaklaşımı ise, bir süper çizgi kesitini tanımlamak için TLUSTY'de kullanılan bir yaklaşımdır. Bu yaklaşımla, süper çizgiyi oluşturan sıradan çizgilerden gelen katkıların toplanmasıyla çizgi kesitleri değerlendirilir. OS adı, temelde rastgele dağıtılan bir dizi frekans noktası için bileşik kesitin hesaplanmasında ve çizgi kesitinin tüm ayrıntılarının detaylı bir tanımlamasını gerektirmediği için kullanılmaktadır. TLUSTY'de kullanılan frekans örnekleme, modeldeki girdi verileri tarafından belirlenen bir frekans adımına sahiptir. Yani, aslında bu modeller ile çizgilerin kompozit kesitinin tam bir şekli elde edilir. Bu özellikle, örneğin O- ve B-türü yıldızlar için YTDsiz model atmosferlerin hesaplanmış gridleri için kullanılan bir yaklaşım sunmaktadır. TLUSTY, bağlı-serbest geçişlerde, sıradan enerji seviyelerden geçişler için bağlı olmayan (fotoiyonizasyon) kesitler, çeşitli standart formüller kullanılarak değerlendirilir. Hidrojen ve hidrojen iyonları için standart hidrojenik kesit kullanılır (örneğin, Hubeny & Mihalas 2014, denklem 7.91). Serbest-Serbest geçişleri ise standart formüllerle verilmektedir (Hubeny & Lanz 2017).

Donukluklar ise TLUSTY'de birkaç farklı şekilde ele alınmaktadır: Birincisi, mevcut donukluklar ve salmalar, mevcut yapısal parametreler (sıcaklık, yoğunluk, atomların enerji seviyeleri arasındaki geçiş sayıları) için model kullanılmaya başlandığı andan itibaren hesaplanır. Bu, YTDsiz modeller için zorunlu olan geleneksel bir yaklaşımdır. Bu yaklaşımda soğurma ve salma katsayıları esas olarak ışıınım geçiş denklemleri (Hubeny & Lanz 2017) kullanılarak değerlendirilir. Toplam donukluğa katkıda bulunan gerçek geçişler, açık olarak adlandırılan atom türleri, iyonlar ve seviyelerin seçilmesiyle belirlenir. Bu nedenle, açık atomların açık iyonlarının açık seviyeleri arasındaki geçişler toplam donukluğa katkıda bulunur. Tek bir atom/iyon tarafından yapılan bir açık geçişin donukluğu (salma oranı), alt ve üst durumların seviye sayılarının bir fonksiyonudur ve buna karşılık gelen kesit, sıcaklık, elektron yoğunluğu ve muhtemelen diğerleri gibi yapısal parametrelerin bir fonksiyonudur. Tüm bu miktarlar yineleme süreci sırasında güncellendiğinden, donukluk/salma oranı tekrar tekrar hesaplanır. İkincisi: "Süper çizgilerin", yani "süper enerji seviyeler" arasındaki geçişlerin donukluğu ve salma oranıdır. Bir üst seviye, aynı YTDsiz ortamlar için ayrılma katsayısına sahip olduğu veya birbirleri içinde YTD'de olduğu varsayılan bir dizi çizgilerin kendine özgü enerji seviyesidir. Üçüncüsü: TLUSTY ayrıca ek donukluklara da izin verir (Hubeny & Lanz 2017, denklemler 86 ve 90). Bu ek donukluklar tipik olarak açık bir şekilde işlenmeyen atomların üst seviyeleri ile ayrıca H^{+2} veya H^{-} donukluk arasındaki geçişlerdir. Kullanıcı, burada daha fazla ek donukluk ekleme seçeneğine sahiptir.

Doktora tezinde TLUSTY'nin en son sürümü olan 'TLUSTY 208' (Hubeny vd. 2021) sürümü kullanıldı. Bu sürümde, Compton saçılması yönelik düzenlemeler, atomik geçiş seviye gruplandırmasının girdisi ve son olarak yerel termodinamik dengenin olmadığı metalik çizgi örtüşmesini işlemede Donukluk Örneklemesi seçeneğinin kullanılması dahil edilmiştir. Hidrojen çarpışma uyartılma hızına (İng. collisional excitation rates) yönelikte değişim yapılmıştır. Ayrıca yük geçiş reaksiyonları ve hidrojen atomları tarafından çarpışma uyarılması için izinler eklenmiştir. Yeni geliştirilen sürüm 208 ile daha önceki sürümler (TLUSTY 201, 203 ve 205) arasında birkaç temel fark bulunmaktadır. Bunlar; donuklukların ve kimyasal bolluk hesabının daha hassas elde edilmesi için yapılan iyileştirmeler, donukluk tablolarıyla çalışmaya yönelik yapılan iyileştirmeler ve enerji seviyeleri arasındaki geçişlerin işlenmesiyle ilgili değişiklikler,

moleküler durum denkleminin güncellenmesi ve model çıktısının formatındaki ilgili değişiklikler, konveksiyonun geliştirilmesiyle ilgili iyileştirmeler, atomların çarpışma oranlarına yeni ve geliştirilmiş bir yaklaşım sunulmakta olup, ayrıca yığılma diskleri için çalışan ve hatta YDTsiz modeller için de iyi çalışan, doğrusallaştırılmış yapısal denklemlerin çözümüne yönelik yapılan güncellemeler ve bağımsız hidrodinamik hesaplamaların anlık görüntüleri için YDTsiz çizgi oluşumunu ve iyonizasyon dengesini çözmek için yararlı olan “sabit yoğunluk” seçeneğinin değiştirilmesidir. Yeni sürümde yapılan değişiklikler T Tauri gibi daha soğuk yıldızların model atmosferlerinin ve yığılma diskinin hesaplanmasına yöneliktir. Dahası, donukluk hesaplamaları da bu sürümde iyileştirilmiştir. TLUSTY 208’de H^- için, bağlı-serbest ve serbest-serbest donukluk, H^{+2} bağlı-serbest ve serbest-serbest donukluk, hidrojen Rayleigh saçılma donukluğuna ek olarak He I ve He II çizgilerine yönelik daha yüksek seviyelerinin sınırsız donuklukları dahil edilmiştir. Yeni donukluk kaynakları arasında H^{-2} serbest donukluğu ve H^2-H^2 , H^2-He , H^2-H ve $H-He$ çarpışmalarına yönelik dört farklı donukluk kaynağı eklenmiştir. Bu sürümde bütün donukluk kaynaklarının varsayılan değerleri 1’dir (yani hesaplama esnasında kullanıcı ilgili anahtar 0’a ayarlamadığı takdirde yukarıda bahsedilen tüm kaynaklar program tarafından dikkate alınır). Bu özellik, soğuk yıldızlar için H^{+2} ve sıcak yıldızlar için Rayleigh saçılma donukluğunu iyileştirmeye yönelik yapılmıştır.

TLUSTY paketinin içinde yer alan SYNSPEC programı (Hubeny & Lanz 2011, Hubeny vd. 2021) yardımıyla sentetik tayflar üretilmektedir. Bu SYNSPEC programı girdi olarak atmosfer modellerine ihtiyaç duymaktadır. Bu atmosfer modelleri erken B-türü için BGA, O-türü için OSTARS ve daha geç tayf türü yıldızlar için Kurucz’un ATLAS modeli olabilir. SYNSPEC içinde yer alan ROTINS programıyla dönme ve aletsel profil etkileri tanıtılarak dönme hızına katkısı sentetik tayfa yansıtılmaktadır.

SYNSPEC (Hubeny vd. 2021) kodunun en güncel sürümü olan SYNSPEC 54 bu doktora tezinde kullanıldı. Bu sürümde, çizgi listeleri güncellenmiş olup, donukluk tablolarını oluşturma ve ek donukluklarının değiştirilmesine yönelik seçenekler eklenmiştir. TLUSTY’de yapılanlara benzer şekilde moleküler durum denkleminin ve ayrıca çizgi donukluklarının hesaplanmasında küçük değişiklikler eklenmiştir (Hubeny vd. 2021).

TLUSTY¹⁵ ve SYNSPEC¹⁶ paket programların indirilmesi kullanıcının ihtiyaçlarına bağlı olarak bir veya daha fazla adımda ilerler.

Tez yıldızlarının atmosfer modelleri, erken B- ve OB yıldızlarına yönelik atmosfer modelleri üreten TLUSTY kodu ile yapıldı. TLUSTY, erken B-türü yıldızları için ‘BGA’ ve geç O-türü yıldızları için ise ‘OSTARS2000’ isimli paketlerini kullanıma sunmaktadır. BGA paketlerinde, etkin sıcaklık değ er aralığı $15.000 \text{ K} \leq T_{\text{et}} \leq 30.000 \text{ K}$ o satar gelecek (1000 K sıcaklık aralığıyla), yüzey çekim ivmesi değ erleri ise $1,75 \leq \log g \leq 4,75$ aralığında olup (0,25 dex aralıklarıyla) ve mikrot urb ulans hızı ise 2 km s^{-1} olarak ele alınmıştır.

3.6 Kimyasal Bolluk Değ erlerinin Hata Hesaplamaları

Her bir atomik türün bolluk değ erinin bünyesel hatası, ilgili atomik türün tüm çizgileri ile hesaplanan ortalama bolluk değ erinin standart sapmasına eşittir. Bu çalışmada, hazır modeller kullanıldığı için sıcaklıktaki 1σ belirsizlik aralığı 1.000 K ve yüzey çekim ivmesindeki 1σ belirsizliği de 0,25 dex olarak alındı. Mikrot urb ulans hızındaki 1σ belirsizliğinde ise, iyonize Si çizgilerinin iyonizasyon değ erleri arasındaki korelasyonun sonucunda 1σ sapmayla elde edilen değ er nihai hata aralık değ eri olarak kabul edildi. Yıldızların atmosferinde tespit edilen atom ve iyonların bolluk hataları hesaplanırken, hem iyonun osilatör şiddetinden ve gözlemsel veriye uygulanan normalizasyondan ileri gelen bünyesel hataları (Fossati vd. 2009) ve ölçüm kaynaklı olan rastgele hataları da dikkate alındı. Her bir atomik türün bolluk değ erinin bünyesel hatası, ilgili atomik türün tüm çizgileri ile hesaplanan ortalama bolluk değ erinin standart sapmasına eşittir. Atmosfer parametrelerinden kaynaklanan sistematik hataları ve elementlerin standart toplam hata değ erleri Denklem 4.1 ve 4.2 ile sırasıyla hesaplanmıştır. Dahası, bir yıldız grubunun kimyasal homojenliğini belirleyebilmek için,  ye yıldızların belirsizlik dahilindeki bolluğunun, her bir yıldızdan elde edilen ağırlıklı ortalama bolluğunu merkez

¹⁵ <https://www.as.arizona.edu/ehubeny/tlusty208-package> (29.04.2024)

¹⁶ <https://www.as.arizona.edu/ehubeny/pub/synplot2.1.tar.gz> (29.04.2024)

alan ve yarı genişliği ise geleneksel olarak ağırlıklı ortalamadaki belirsizliğin üç katı (3σ) olarak kabul edilen bir metalik bant içinde kalması gerekmektedir (Bubar & King 2010).

$$\sigma_{\text{sis}} = [\sigma(T_{\text{et}})^2 + \sigma(\log g)^2 + \sigma(\xi)^2] \quad (4.1)$$

$$\sigma_{\text{top}} = [\sigma_{\text{rast}}^2 + \sigma_{\text{sist}}^2]^{1/2} \quad (4.2)$$

3.7 Erken Tayf Türünden Yıldızlar İçin Evrim Modelleri

Büyük kütleli bir yıldızın yaşam süresi, ZAMS ve oluşumu sırasında biriktirdiği kütleye bağlıdır. ZAMS'ta bulunan büyük kütleli yıldızlar, O- ve erken B-türü olarak doğmaktadır. Büyük kütleli yıldızın yaşamını belirleyen temel unsur ise kütle kaybıdır. Erken O-türü yıldızlar, yoğun rüzgarlar nedeniyle kütlelerinin önemli bir kısmını ZAMS'ta kaybederler ve HR diyagramı üzerinde izledikleri evrim yollarının değişmesine neden olabilir (Heap vd. 2006, Vink & Grafener 2012, Crowther vd. 2017). Bu yıldızlar, ZAMS'tan ayrıldıktan birkaç milyon yıl sonra Mavi Süperdev (BSG), mavi parlak değişen yıldız veya sarı hiperdev gibi ileri evrim aşamalarından geçtikten sonra kırmızı süperdev veya Wolf-Rayet (WR) olmaktadır.

Büyük kütleli yıldızların evrimleri boyunca, temel parametrelerinin (sıcaklık, ışıyım gücü, yüzey çekim ivmesi, yarıçap) gösterdiği değişimlerini açıklamak için, farklı başlangıç kütlelerine sahip yıldızların HR diyagramı üzerinde izledikleri yolları temsil eden 'yıldız evrim modelleri' geliştirilmiştir. Bu büyük kütleli yıldızlar için geliştirilmiş olan evrim modellerinde, özellikle yıldız ZAMS üzerindeyken evrimini etkileyecek olan parametreleri (konveksiyon, kütle kaybı, manyetik alan, kimyasal bileşim, dönme ve açısal momentum ve başlangıç kütlesi gibi) içermektedir (Chiosi & Maeder 1986, Maeder & Meynet 2000a, Martins vd. 2005, Maeder & Meynet 2010, Brott vd. 2011, Ekström vd. 2012). Bu parametreler;

Yıldız rüzgarının etkisi: Morton (1967) P-Cygni yıldızının tayfında gözlediği 'P-Cygni profili' ile büyük kütleli yıldızlarda yıldız rüzgarları olduğunu kanıtlanmıştır. OB yıldızlarında gerçekleşen rüzgarlarıyla birlikte ışıyımın etkisiyle parçacıkta

kaybetmektedir. Büyük kütleli bir yıldızın rüzgarıyla gerçekleşen kütle kaybının etkileri yıldızın evrimi ve yaşamının nasıl son bulacağını belirlemek açısından oldukça önemlidir. Bu yıldızlar yaşamlarının başlangıcından itibaren önemli miktarda madde kaybettiği için, dışarı atılan momentum ve enerji her zaman etrafındaki ISM'nin dinamiğine ve enerjisine katkıda bulunmaktadır (Silich vd. 2001, Oey vd. 2003, Garcia vd. 2011). Büyük kütleli yıldızlar anakol sonrası evrelerinde, güçlü yıldız rüzgarları üreterek yıldızın zarfını atabilir; bir He çekirdeği bırakabilir ve tayflarında (bu sırada yıldız bir WR yıldızıdır) güçlü ve geniş salma çizgilerine neden olabilir. Rüzgarlar daha sonra sıcak yıldızların iyonlaştırıcı ışınımını önemli ölçüde değiştirebilir ve böylece uzak galaksilerdeki en parlak yıldızların incelenmesine ve bu galaksiler hakkında önemli bilgi sahibi olunmasına OB yıldızları katkı sağlar (Steidel vd. 1996).

Daha büyük kütleli yıldızlar için (O7 türünden daha erken tayf türü yıldızlar), kütle kayıp oranları zamanla artmaktadır (Puls vd. 2008). Yıldız rüzgarlarının özellikleri, hem foton momentumunu soğurabilecek mevcut metal çizgilerinin sayısına hem de optik derinliklerine bağlıdır. Teorik çalışmalar, CNO elementlerinin, rüzgarın dış kısmı için temel çizgi oluşum etmeni olduğunu, demir grubu elementlerinin ise rüzgarın iç bölümünde oluşan çizgi oluşumundan sorumlu olduğunu göstermektedir (Vink vd. 1999). Bunlardan ilki, Güneş metaliyesine yakın olan kimyasal bileşimler için rüzgar hızını, ikincisi ise kütle kayıp oranını belirlemektedir. Bu rüzgarlar, fotosferik fotonların tayfsal çizgilerde soğurulmasıyla başlatıldığı ve daha sonra sürekli olarak hızlandırıldığı için, yıldızdan çok uzak mesafelerde, v^∞ (yıldız rüzgarının maksimum hızına karşılık geldiği) terminal hızına ulaşılır; burada fotosferik ışınım alanının geometrik olarak azalması nedeniyle ışınım ivmesi sıfıra yaklaşır.

Dönmenin etkisi: Geçtiğimiz son 40 yılda hem gözlemsel hem de teorik gelişmeler, yıldızlarda dönmenin evrimleri üzerindeki etkilerinin kütle ve metaliye kadar güçlü olduğunu göstermektedir (Maeder 1987, Langer 1991, Meynet ve Maeder 2000, Heger vd. 2000). Tüm model çıktıları (HR diyagramındaki evrim yolları, yaşam süreleri, yüzey kimyasal bolluk değerleri, nükleosentez ürünler, süpernova ataları vb.) dönmeden büyük ölçüde etkilenmektedir. Dönme, açısal momentumun yıldızın içinde taşınmasına katkıda bulunur ve maddenin kutuplardan ekvatora doğru meridional dolaşımını sağlamaktadır

(Lee vd. 2016). Yıldız yüzeyinin kimyasal bileşimi, dönmenin neden olduğu aktarımla değişebilir ve OB yıldızlarındaki He ve N bolluğunu artırabilir (Herrero vd. 1992, Hunter vd. 2008, Morel vd. 2008, Rivero Gonzalez vd. 2012, Bouret vd. 2013). Bu olay, dönme etkisiyle gerçekleşen karışım olarak bilinir; daha yüksek dönme hızlı yıldızlarda daha etkin olur ve yıldızın evrimini değiştirebilir. Sıcak parlak OB yıldızları da dahil olmak üzere tüm yıldızların oluşum süreçleri esnasındaki açısal momentumun korunumu ve dönmesi, bu yıldızların anakol yaşamlarına çok hızlı bir şekilde başlayacaklarını dolaylı olarak göstermektedir (Huang & Gies 2006, Ekström vd. 2012). Dahası, bu sırada hızlı dönen yıldızın şekli değişir ve kutuplarda daha basık, ekvator ise daha geniş bir şekle neden olur. Bu da yıldızın yüzeyindeki etkin sıcaklık dağılımını etkileyen kütle çekimi değişimine yol açabilir (Packet vd. 1980, Langer & Heger 1998, Ekström vd. 2008, Vink vd. 2010, Brott vd. 2011). Hızlı dönen yıldızlarda kütleçekiminin azalması, kaçış hızını düşürerek, yıldız rüzgarlarıyla maddenin yıldız yüzeyinden ayrılmasını kolaylaştırır (Müller & Vink 2014).

Çift veya çoklu sistem üyelerinin etkileri: Büyük kütleli yıldızlarının çoğu çift ve çoklu sistemlerde bulunur. Hatta tek yıldızların bile geçmişte çoklu bir sistemin parçası oldukları ve daha sonra etrafındaki bir süpernova patlaması sonucunda veya dinamik etkileşimle bulundukları ortamdan fırlatıldıkları düşünülmektedir. Genç galaktik kümelerde ve oymaklarda, O-türü yıldızlarının %45 ile %75'nin, (tayfsal veya farklı bir görüntüleme teknikleriyle tespit edilen) en az bir yoldaşının olduğu düşünülmektedir (Mason vd. 2009, Sana & Evans 2011, Sana vd. 2012). Bu nedenle, büyük kütleli yıldız oluşumunun tipik son ürününün tek bir yıldız değil, en az bir ve muhtemelen daha fazla yoldaşı olan çoklu bir sistem olduğu kabul edilmektedir. Tipik olarak, tespit edilen yoldaşların kütleleri, ana bileşen yıldızınınkinden bir ile beş kat daha küçüktür ve çoğunlukla O ve B tayf türündendir.

Manyetik alan: Büyük kütleli yıldızlardaki manyetik alanların doğası ve rolü hala tam olarak anlaşılamamıştır (Langer & Kudritzki 2014, Maeder & Meynet 2000a, Briquet vd. 2012, Langer 2012). Büyük kütleli yıldızların yaklaşık %10'nunda güçlü manyetik alan mevcuttur (Grunhut vd. 2017). Manyetik alanların yalnızca büyük kütleli yıldızların evrimi ve özellikleri üzerinde değil, aynı zamanda onların dönme yapısı (yıldızın iç

kısımındaki açısai momentumu yeniden dağıtarak), dinamikleri ve ışıması olarak yönlendirilen rüzgarların ısınması üzerinde de temel etkileri vardır. Hatta bu etki, yıldızların yaşamlarının sonlarının süpernova, magnetar (yüksek manyetik alana sahip olan nötron yıldızları), kara delik veya gama ışın patlaması olarak sonlandırmasına katkı sağlamaktadır (Heger 2012).



4. ARAŞTIRMA BULGULARI

4.1 Hedef Yıldızların Atmosfer Parametreleri

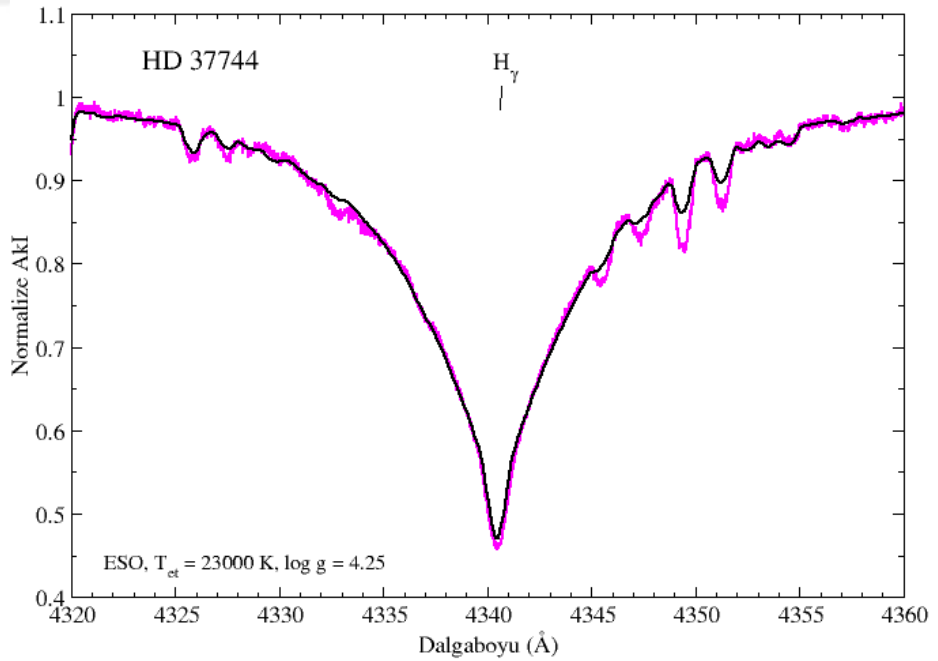
OB oymaklarında ve yıldız oluşum bölgelerinde konumlanan erken B-türü yıldızlarına yönelik yapılan araştırmalar, bulundukları bölgelerin element bolluklarının homojenlik derecelerini anlamak açısından oldukça önemli bir yere sahiptir. Bu türden çalışmalar ile, galaksilerdeki kendiliğinden zenginleşmenin etkisi veya yıldızların olduğu yerin kimyasal yapısı ve evrim durumu anlaşılmaktadır. Bu bağlamda ilk olarak, tezdeki hedef yıldızların, yıldız parametrelerinin (sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, kütle, yarıçap, yaş) hesaplanması için fotometrik göstergelerin mi yoksa tayfsal yöntemlerin mi daha güvenilir olduğu sorusuna cevap bulunması gerekmektedir. Çünkü yıldız parametrelerinin doğru tayin edilmesi daha hassas bir bolluk sonucuna ulaşılması anlamına gelmektedir. Fakat bu türden sıcak yıldızların temel parametrelerini belirlemek oldukça zor ve daha duyarlı hesaplama yöntemleri isteyen bir durumdur. Yıldızların sıcaklık ve yüzey çekim ivmesini hesaplama esnasında, sistematik veya çeşitli kodlar arasındaki olası hatalar yanlış bolluklara neden olabilir. Literatürde bu türden yıldızların atmosfer parametrelerini belirlemek için, fotometrik yöntemler (Cunha ve Lambert 1994) ya da tayfsal yöntemlerle (Nieva & Simón-Díaz 2011) ATLAS9 kodu (Kurucz 1995) ile üretilen model atmosfer programı tercih edilmiştir. Atmosfer yapısının kompozisyonu için ise Grevesse & Sauval (1998) tarafından verilen Güneş bolluk değerleri kullanılmıştır. Ancak, referans alınan Güneş bollukları güncel olmayabilir ve kullanılan fotometrik yöntemler ile model atmosfer kodu, özellikle sıcak yıldızlar için doğru sonuçlar vermeyebilir. Çünkü ATLAS9 kodu, 15.000 K den daha soğuk yıldızlar için hassas sonuçlar vermektedir. Erken B-türü genç yıldızları ise en az 17.000 K sıcaklığa sahiptir. Bu çalışmada yer alan 35 erken B-türü ve 3 geç O-türü yıldızın atmosfer parametreleri çizelge 4.1’de yer almaktadır. HD 43112 yıldızı ve c Ori yıldızı için Strömgren (Napiwotzki 1995) ve Johnson fotometrik yöntemleri ile hesaplanan atmosfer parametrelerinin, tayfsal yöntemler ile elde edilen değerler ile uyumlu olmadığı görülmektedir. İki yıldızın fotometrik olarak hesaplanan etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi değeri HD 43112 yıldızı $T_{et} = 24.919$ K ve $\log g = 4,22$ ile $T_{et} = 21.253$ K ve $\log g$

= 4,20 ve c Ori yıldızı için $T_{et} = 24.919$ K ve $\log g = 4,22$ ile $T_{et} = 18.287$ K ve $\log g = 4,23$ 'tür.

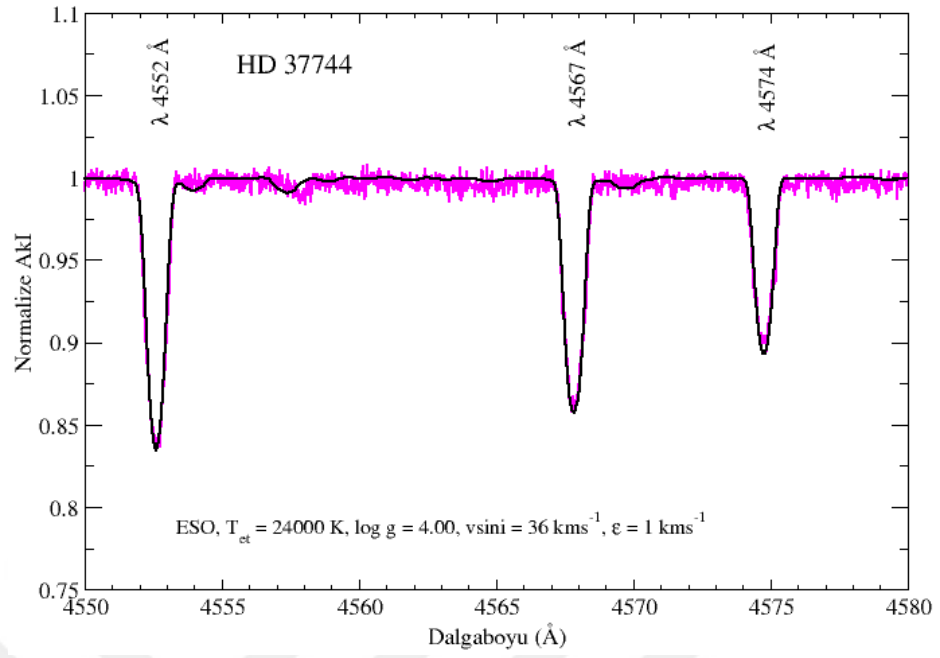
Çizelge 4.1 35 B-türü ve üç O-türü yıldızın atmosfer parametreleri

	T_{et} (K) ± 1000 $\log g \pm .25$				T_{et} (K) ± 1000				
M42	Si II/III/IV	$\log g$	ξ (kms ⁻¹)	$v \sin i$ (kms ⁻¹)	H ϵ	H δ	H γ	H β	H α
c Ori	30000	3.75	1.57 ± 0.7	3 ± 0.5	28000	27000	30000	28000	28000
HD 37744	24000	4.00	1 ± 0.5	36.33 ± 1.15	24000	23000	23000	23000	24000
HD 39777	22000	3.75	1.50 ± 0.20	20 ± 1	-	-	22000	22000	22000
HD37020	30000	4.25	1.00 ± 0.50	51 ± 0.50	29000	30000	30000	30000	32500
HD36512	32500	4.50	8.27 ± 1.0	3.00 ± 0.71	30000	30000	30000	30000	32500
HD 39291	22000	4.00	7.17 ± 1	125 ± 5.29	22000	22000	22000	22000	22000
HD 37000	19000	4.00	2.4 ± 1	53.8 ± 0.84	-	-	20000	22000	20000
HD 294264	20000	4.50	4 ± 0.50	85 ± 6	19000	19000	19000	19000	19000
tet01 Ori D	30000	4.25	4.00 ± 1.27	51 ± 2	30000	30000	30000	30000	32500
HD 37025	18000	4.00	5.75 ± 0.35	92.5 ± 3.53	-	-	19000	19000	19000
HD 36982	22000	4.50	3 ± 0.47	90 ± 5	23000	24000	24000	24000	23000
HD 37356	22000	4.00	1.38 ± 0.14	18 ± 0.10	21000	21000	21000	21000	22000
HD 37807	18000	4.25	3.1 ± 0.1	32 ± 4	18000	18000	18000	18000	18000
HD 37058	22000	4.00	5.20 ± 0.35	34.3 ± 1.15	22000	22000	22000	22000	22000
HD 37481	23000	4.00	3.43 ± 0.4	70 ± 3.53	23000	23000	23000	23000	23000
Orion X									
HD35299	25000	4.25	1.83 ± 0.58	5 ± 1	22000	23000	24000	25000	23000
o Ori	22000	3.50	4.46 ± 0.78	12 ± 2	-	-	20000	22000	-
HD 34748	20000	4.25	9.33 ± 0.50	240 ± 20	-	20000	20000	22000	-
HD 35777	19000	4.25	6.60 ± 2	230 ± 20	18000	19000	19000	19000	18000
HD35912	20000	4.00	5 ± 0.71	230 ± 20	19000	19000	19000	19000	21000
HD36166	22000	4.00	7 ± 1.3	19 ± 1.73	21000	21000	22000	22000	22000
λ Orionis									
37 Ori	30000	4.00	9.80 ± 0.45	28 ± 3.56	30000	30000	30000	30000	30000
λ Ori B	30000	3.50	2.00 ± 0.80	65 ± 4.70	30000	30000	29000	30000	29000
HD 43112	27000	4.25	3.00 ± 0.50	3 ± 0.58	26000	27000	27000	26000	27000
HD 34989	27000	4.00	1.50 ± 0.10	46 ± 2.17	26000	27000	27000	27000	27000
HD 37232	23000	4.00	5.43 ± 0.42	96.25 ± 2.17	19000	22000	22000	22000	22000
HD 36895	22000	4.00	2.67 ± 0.47	63.00 ± 5.89	-	-	22000	22000	22000
HD 36262	17000	3.50	2.00 ± 0.42	38.13 ± 8.12	-	-	17000	18000	17000
HD30112	18000	4.00	4.60 ± 0.55	106.66 ± 10.80	17000	17000	17000	17000	17000
35 Ori	17000	4.00	0.00 ± 0.50	136 ± 15.21	16000	17000	16000	16000	17000
Güneş Komşuluğu									
Monoceros									
HD 46883	19000	3.00	19.28 ± 3.53	230 ± 10	19000	19000	18000	-	-
HD 46660	32500	4.25	2.75 ± 1.00	126 ± 4.35	30000	30000	30000	30000	-
Cassiopeia									
HD 7694	27000	4.25	6.77 ± 0.75	62 ± 0.60	-	-	29000	29000	29000
HD 593	26000	3.75	4.00 ± 1.00	13.3 ± 1.5	-	-	26000	26000	26000
HD 2654	22000	4.25	1.17 ± 0.50	30.67 ± 1.15	-	-	25000	26000	26000
Perseus									
HD 14220	20000	4.50	3.13 ± 1.00	60 ± 0.50	-	-	19000	20000	20000
Auriga									
HD 29309	23000	4.00	0.00 ± 1.00	20 ± 1.50	-	-	23000	24000	24000
HD 37032	30000	4.00	8.67 ± 0.23	77 ± 1.00	-	-	29000	32500	30000

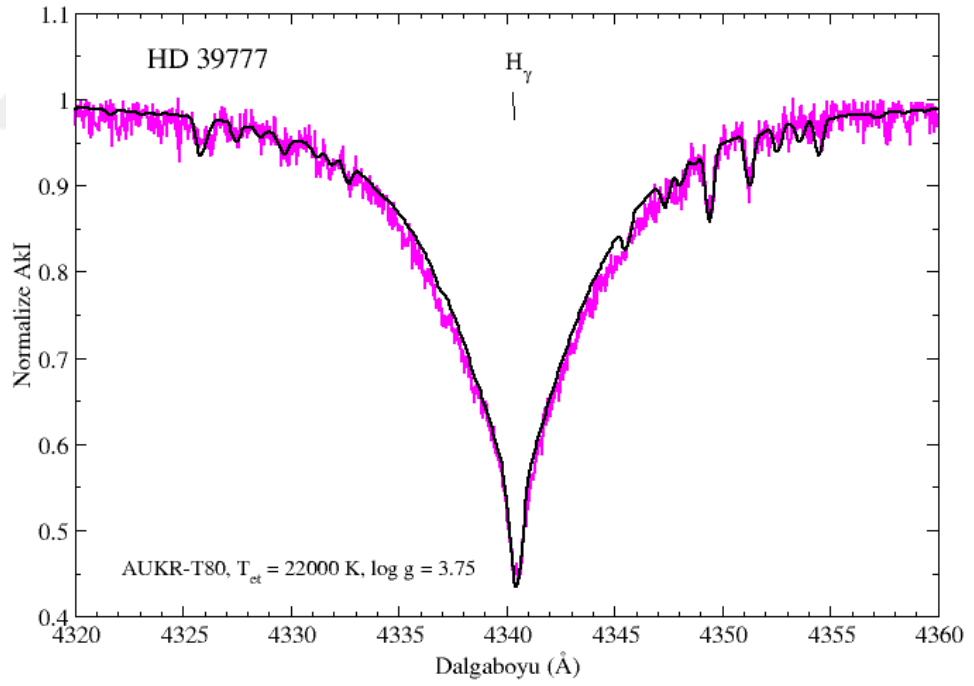
Büyük kütleli yıldızların model atmosferlerinde üç ana bileşenin bulunması gerekir: ışımasal süreçlerin, termal süreçlerden baskın olması nedeniyle tam bir yerel termodinamik dengenin olmaması (Auer & Mihalas 1972); yıldız rüzgarı ve ilgili hız alanları nedeniyle küresel genişleme (Kudritzki 1992); metallerin atmosferik yapı ve ortaya çıkan tayf üzerindeki etkilerini hesaba katan çizgi örtüşmesi durumunu göz önüne alan modellerdir (Schaerer & Schmutz 1994). Çizgi örtüşmesi süreci, genişleyen bir ortamda istatistiksel denge ve ışımasal transfer denklemlerinin çözümü yoluyla metallerden binlerce seviye popülasyonunun hesaplanması gerektiğinde çözülmesi gereken problemin karmaşıklığıdır. Bu nedenlerden dolayı, tezde yer alan 38 OB yıldızının bolluk analizini gerçekleştirmek için öncelikle güvenilir bir atmosfer modeli oluşturuldu. Daha sonra, oluşturulan atmosfer modelleriyle yıldızların atmosfer parametreleri (T_{et} , $\log g$ ve mikrotürbülans hızı) hassas bir şekilde belirlendi. Hedef yıldızların atmosfer parametre hesabı esnasında kullanılan çizgiler şekil 4.1 ile şekil 4.56 arasında aşağıda gösterilmektedir. Son olarak, gözlemsel tayf ile sentetik tayf karşılaştırma yöntemiyle yıldızların atmosferlerinde bulunan elementlerin bolluk ölçümleri gerçekleştirildi.



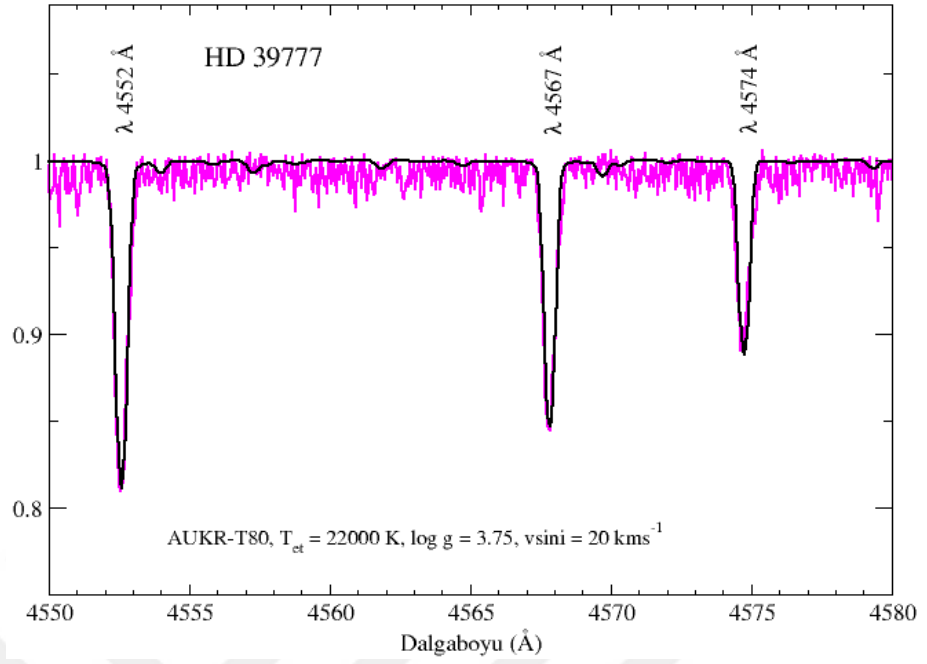
Şekil 4.1 HD 37744 yıldızının H γ çizgi profili



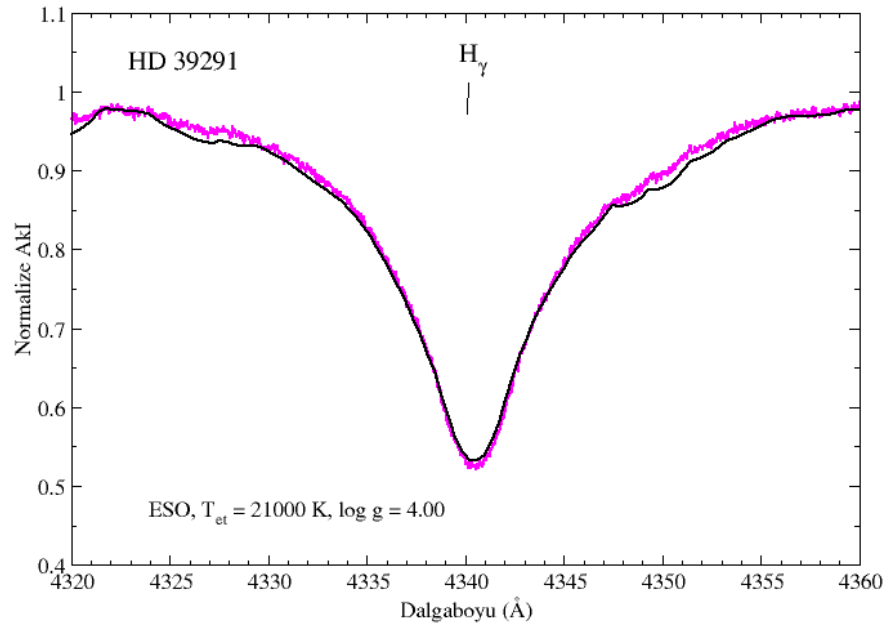
Şekil 4.2 HD 37744 için atmosfer parametre hesabında kullanılan Si III tripleti



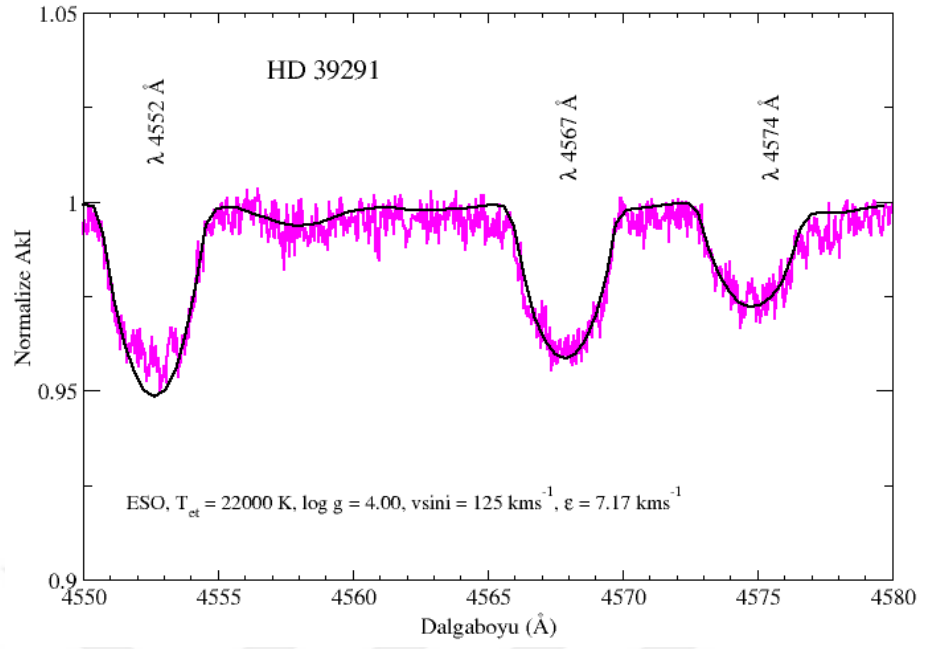
Şekil 4.3 HD 39777 yıldızının H_{γ} çizgi profili



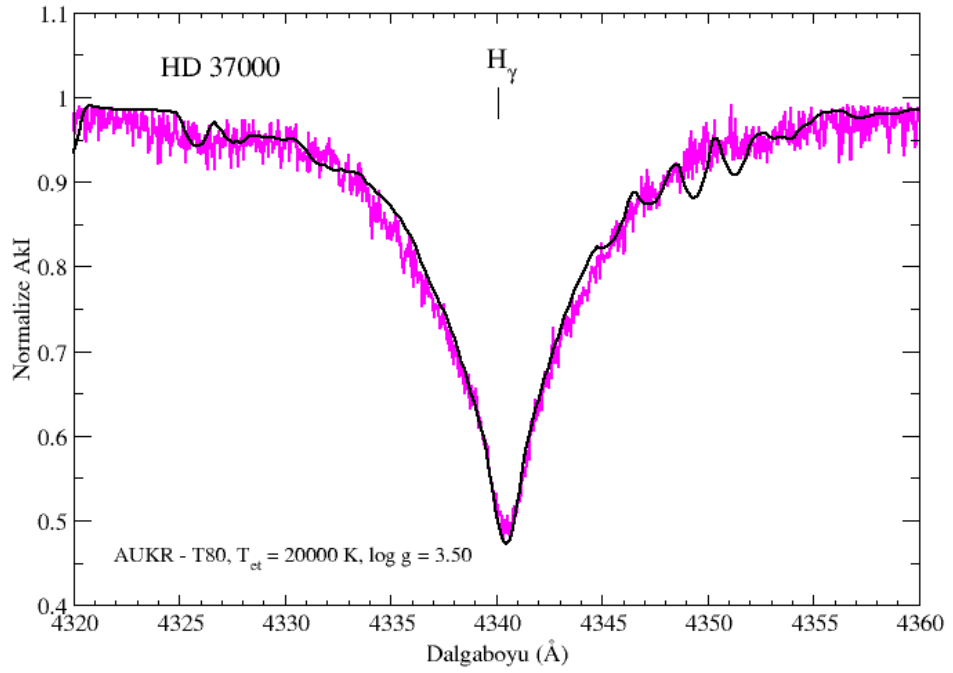
Şekil 4.4 HD 39777 için atmosfer parametre hesabında kullanılan Si III tripleti



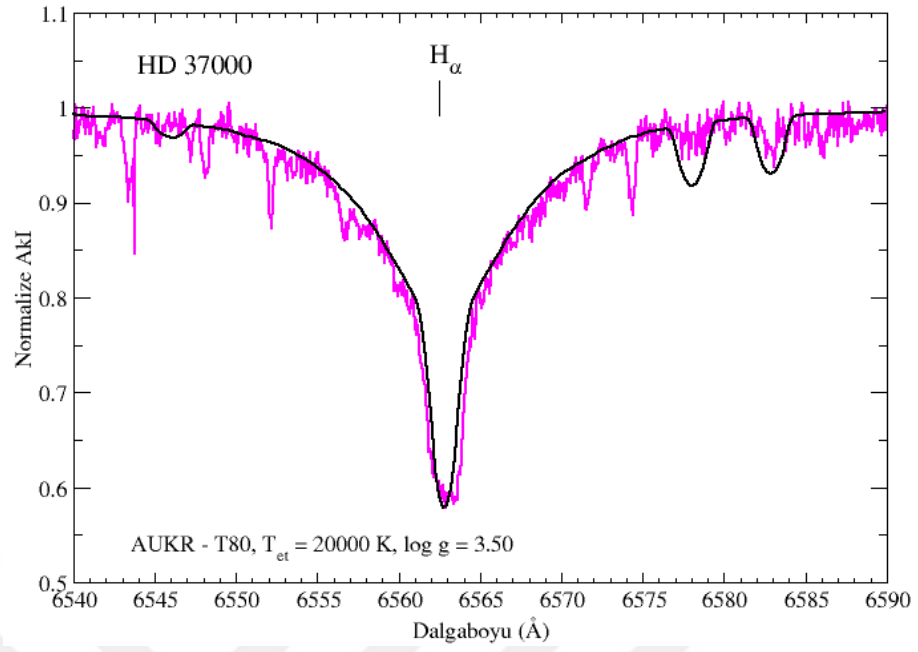
Şekil 4.5 HD 39291 yıldızının H_γ çizgi profili



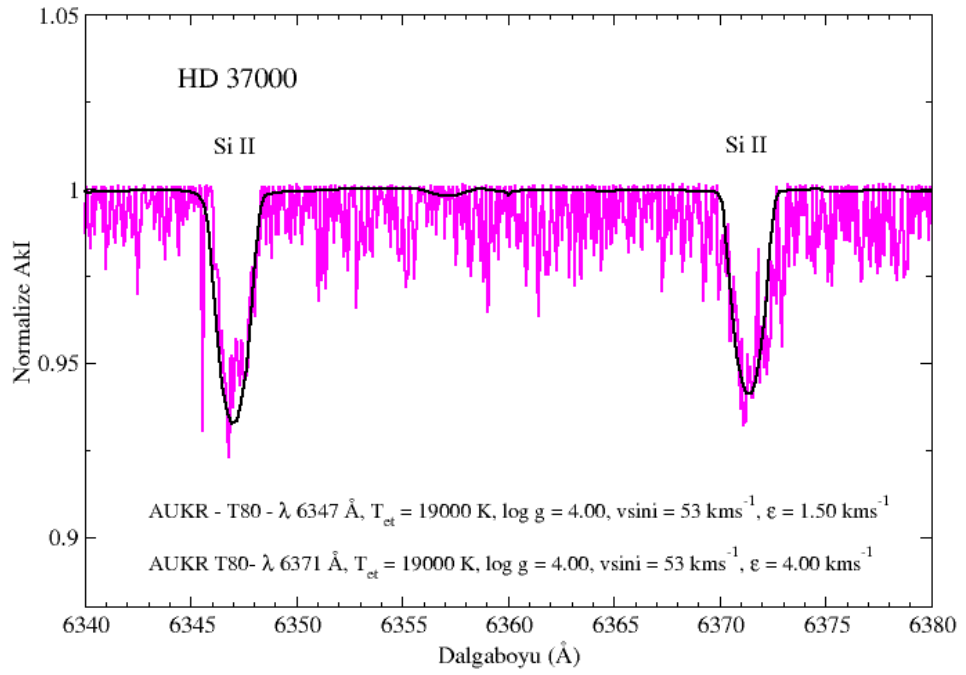
Şekil 4.6 HD 39291 yıldızının Si III tripleti



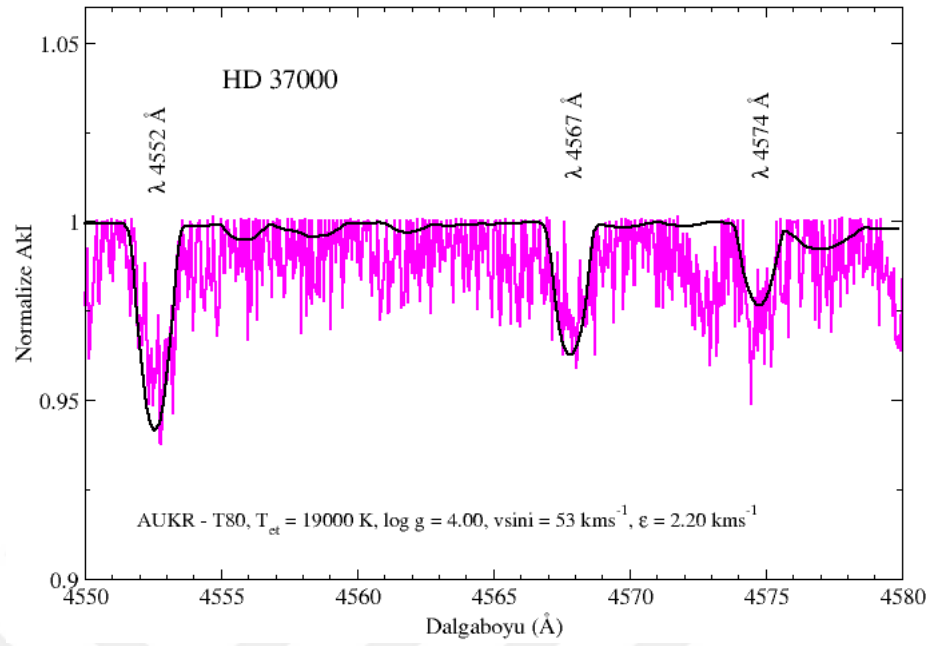
Şekil 4.7 HD 37000 yıldızının H γ çizgi profili



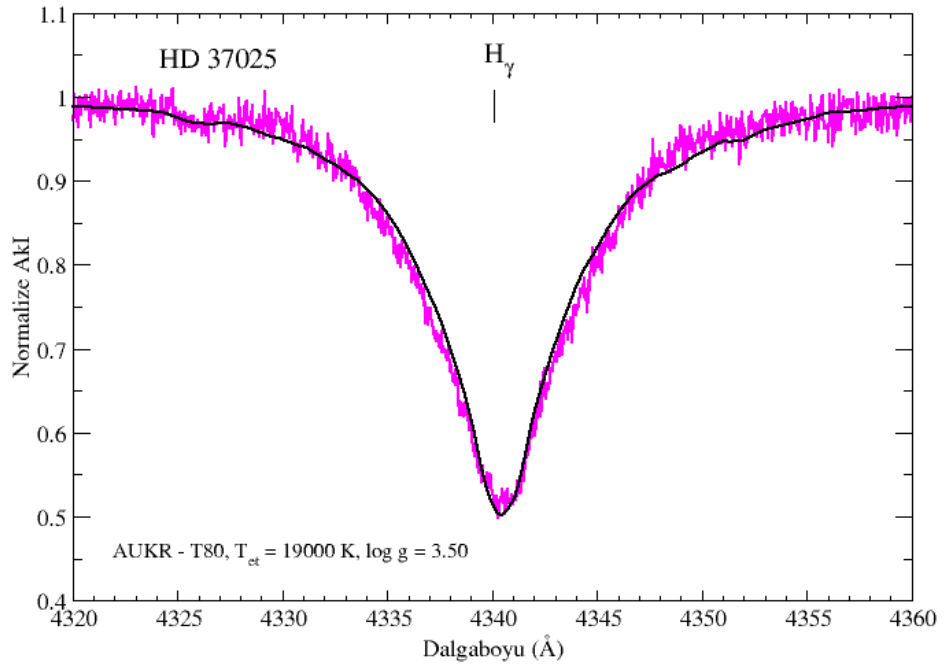
Şekil 4.8 HD 37000 yıldızının H_α çizgi profili



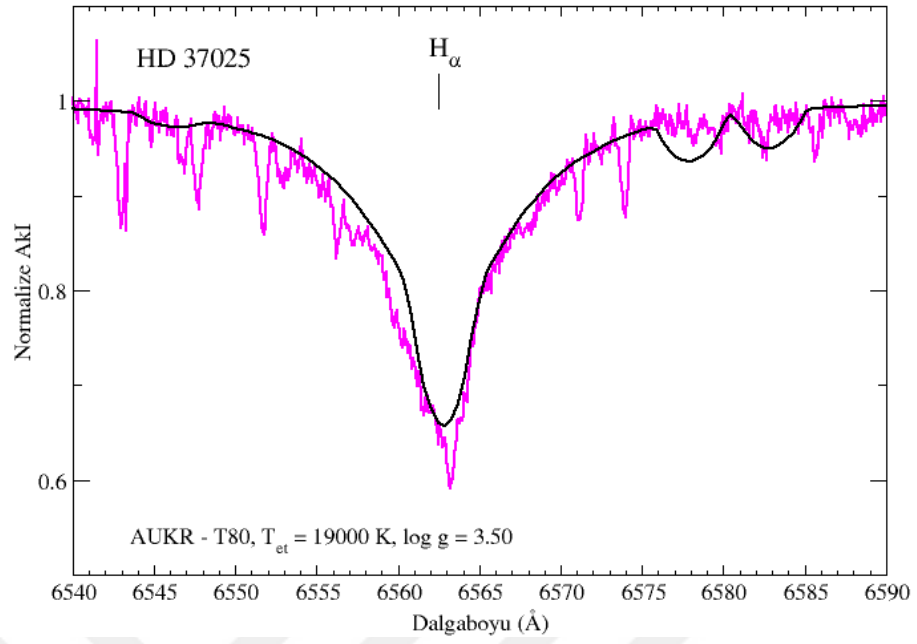
Şekil 4.9 HD 37000 yıldızının Si II çizgileri



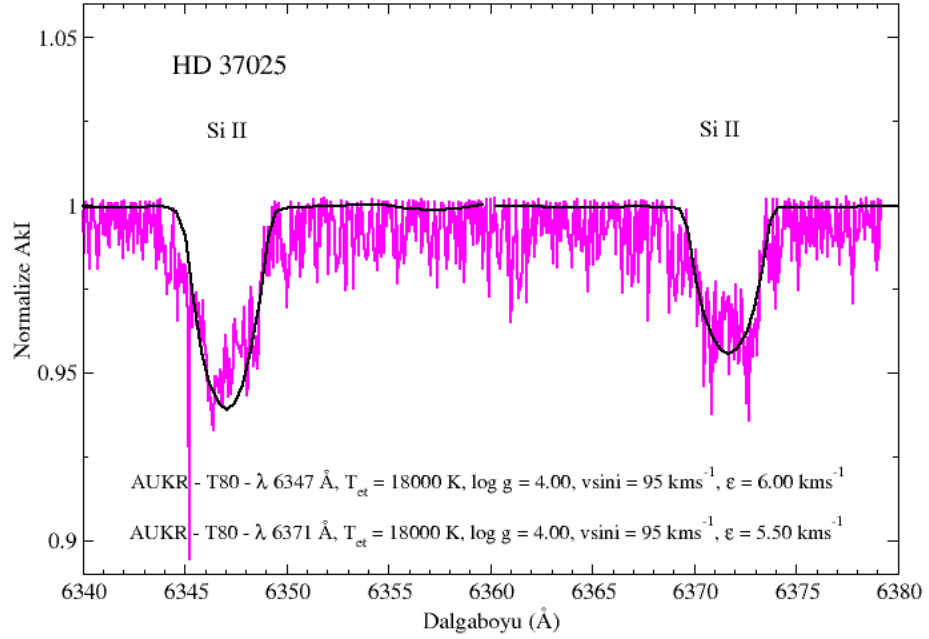
Şekil 4.10 HD 37000 yıldızının Si III tripleti



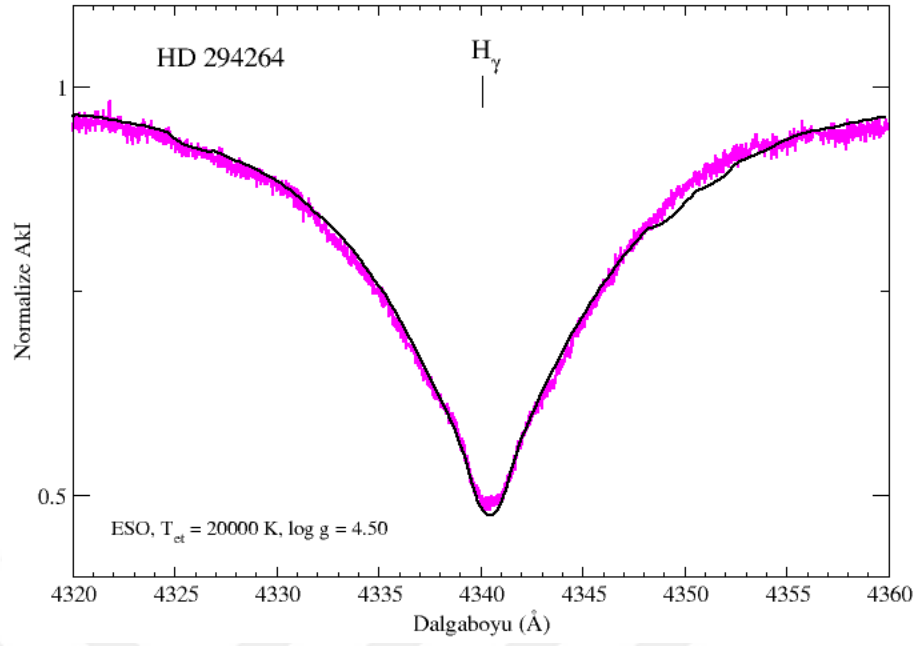
Şekil 4.11 HD 37025 yıldızının H_γ çizgi profili



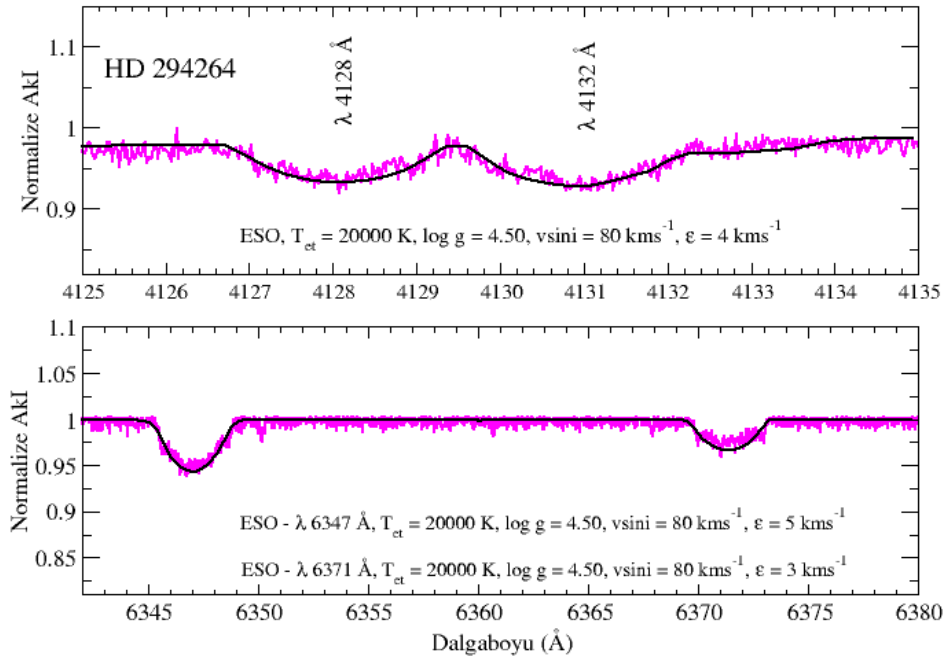
Şekil 4.12 HD 37025 yıldızının H_{α} çizgi profili



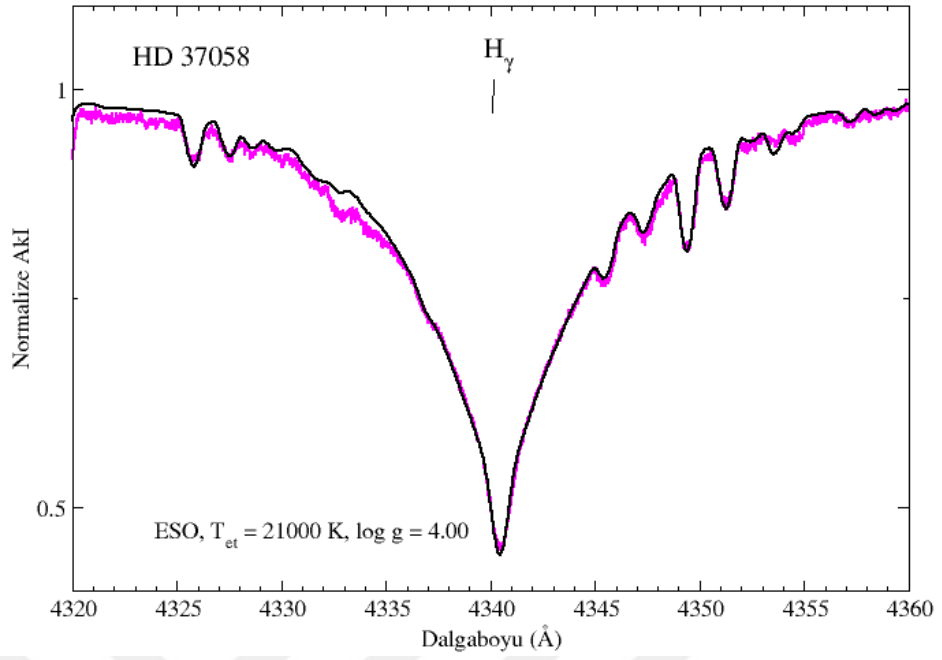
Şekil 4.13 HD 37025 yıldızının Si II çizgileri



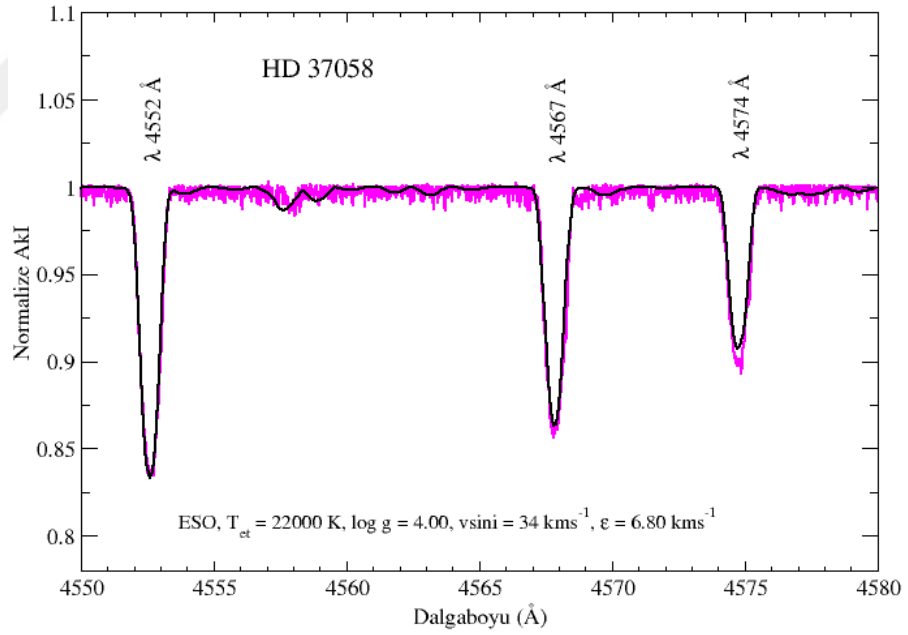
Şekil 4.14 HD 294264 yıldızının H_{γ} çizgi profili



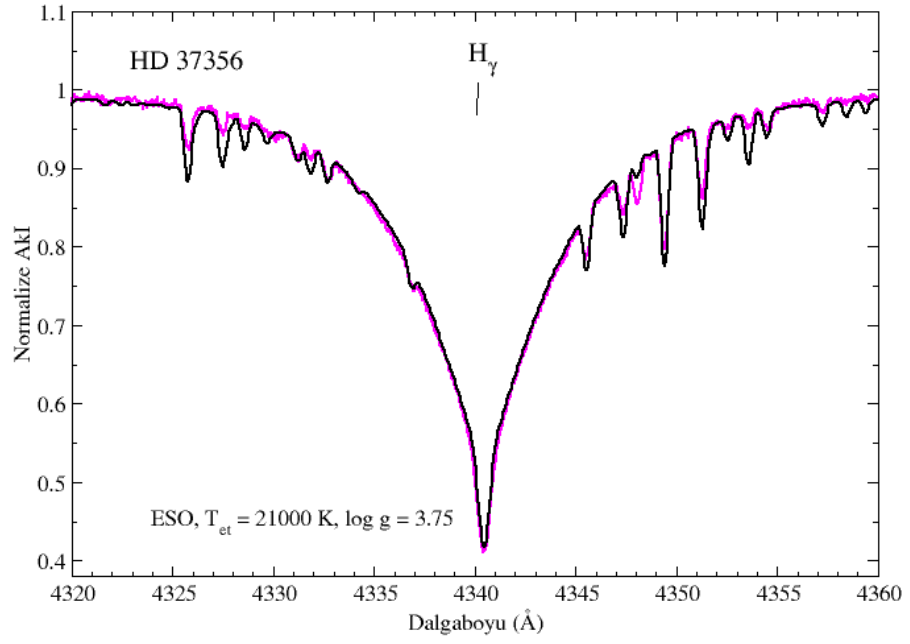
Şekil 4.15 HD 294264 yıldızının Si II çizgileri



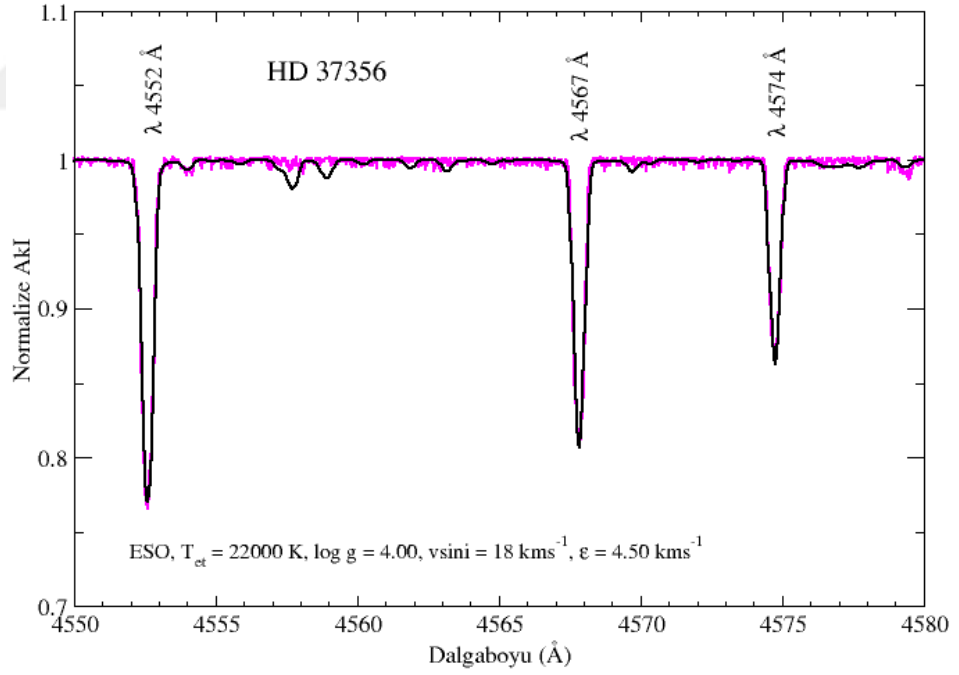
Şekil 4.16 HD 37058 yıldızının H_{γ} çizgi profili



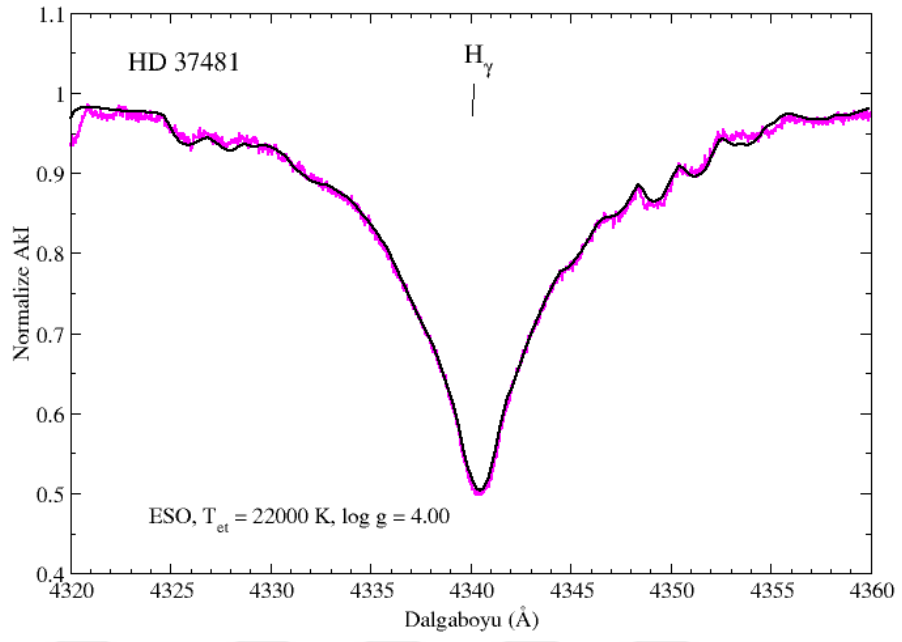
Şekil 4.17 HD 37058 yıldızının Si III tripleti



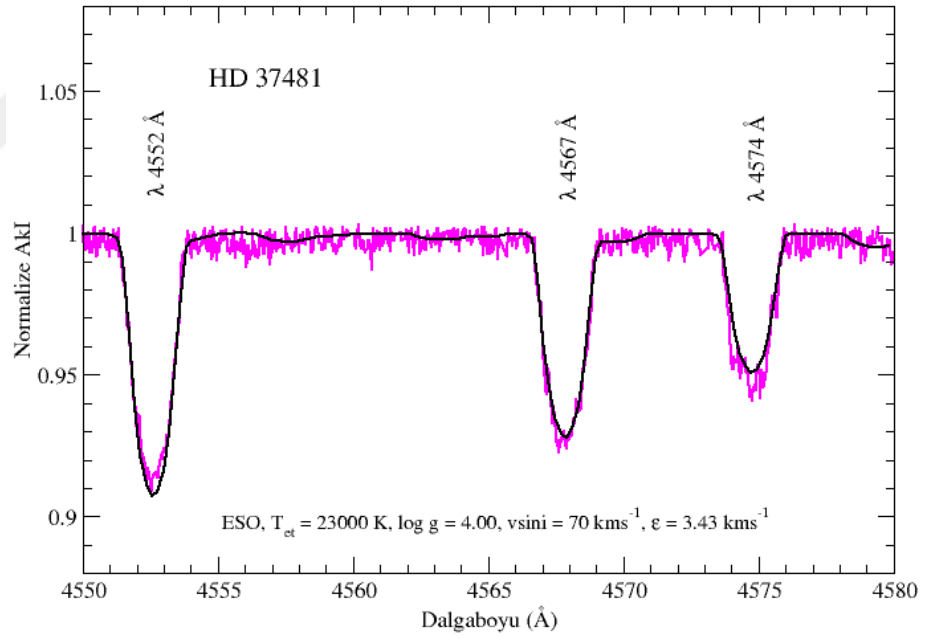
Şekil 4.18 HD 37356 yıldızının H_γ çizgi profili



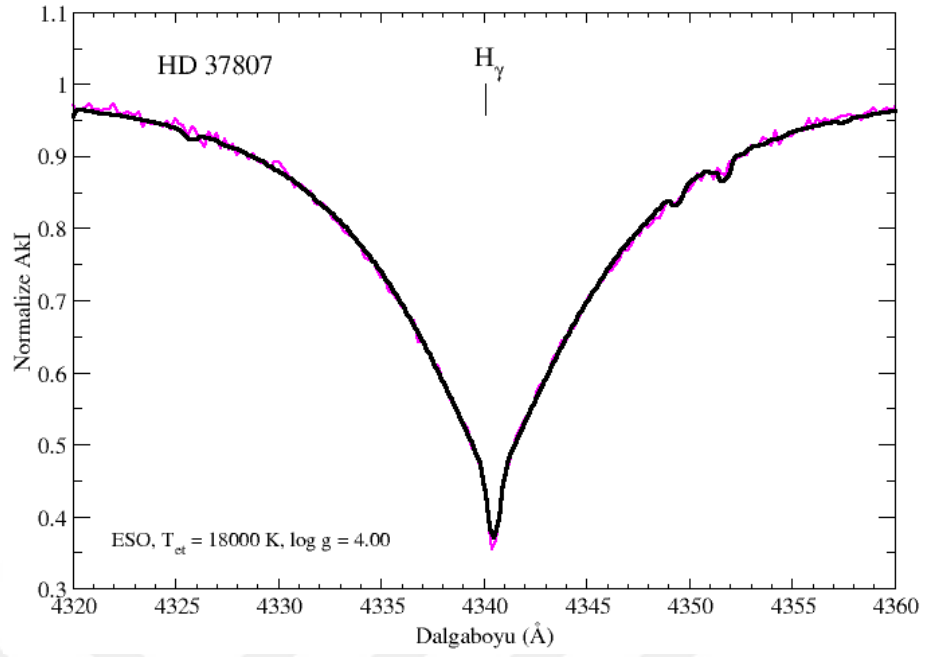
Şekil 4.19 HD 37356 yıldızının Si III tripleti



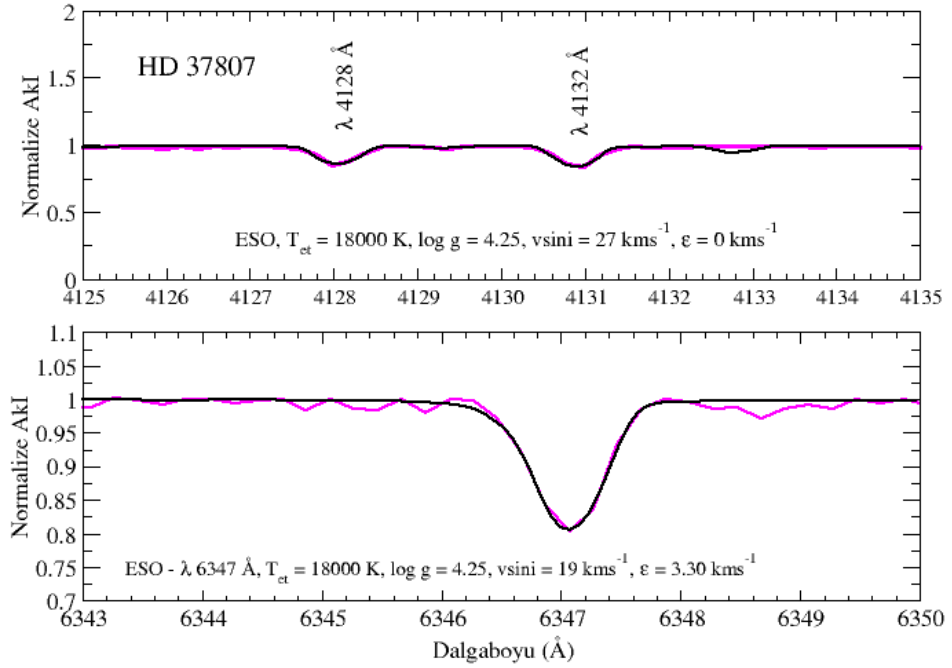
Şekil 4.20 HD 37481 yıldızının H_γ çizgi profili



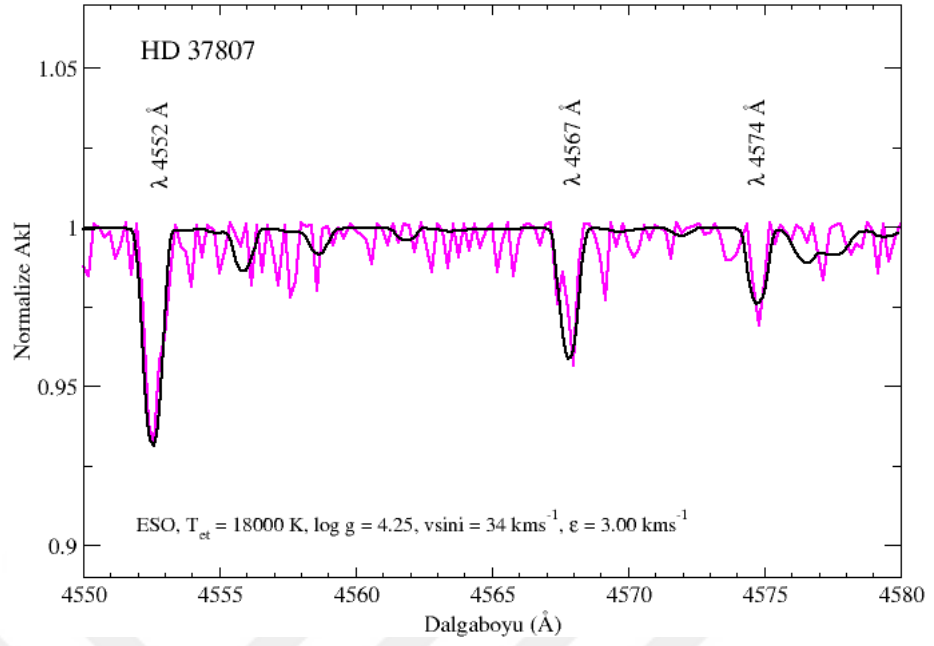
Şekil 4.21 HD 37356 yıldızının Si III tripleti



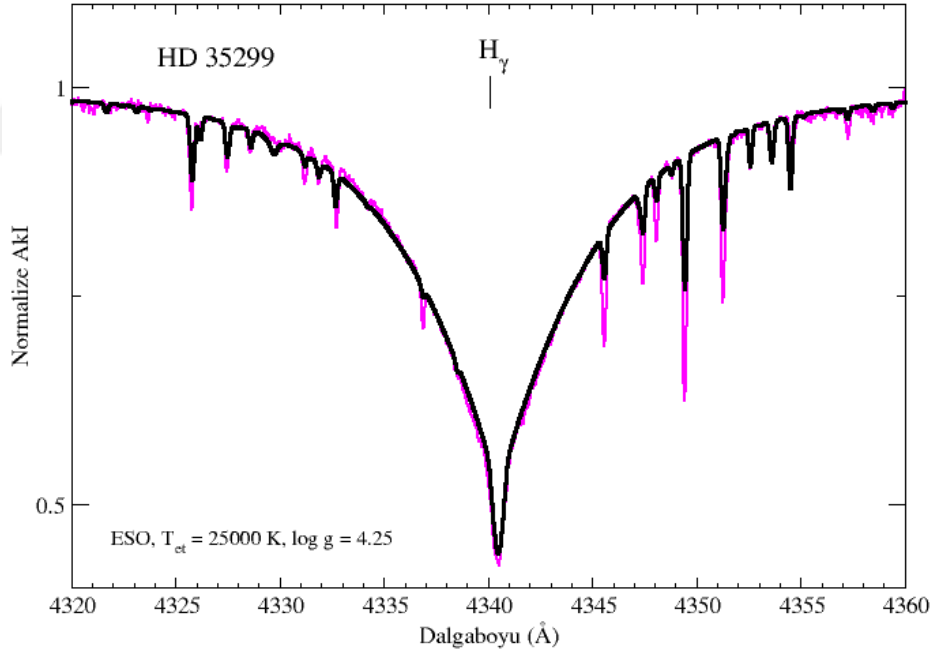
Şekil 4.22 HD 37807 yıldızının H_{γ} çizgi profili



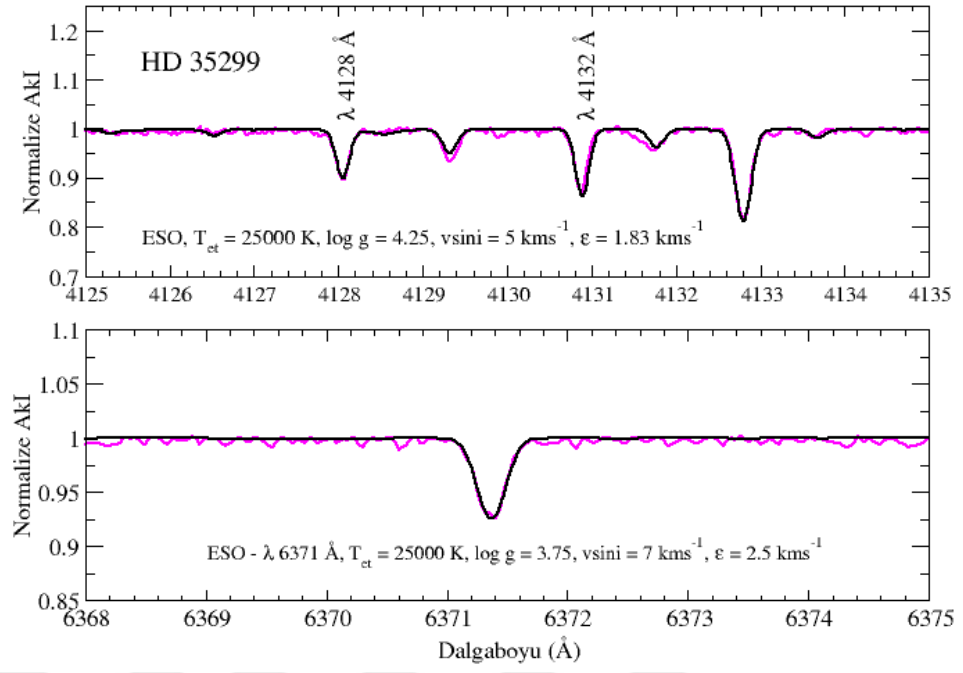
Şekil 4.23 HD 37807 yıldızının Si II çizgileri



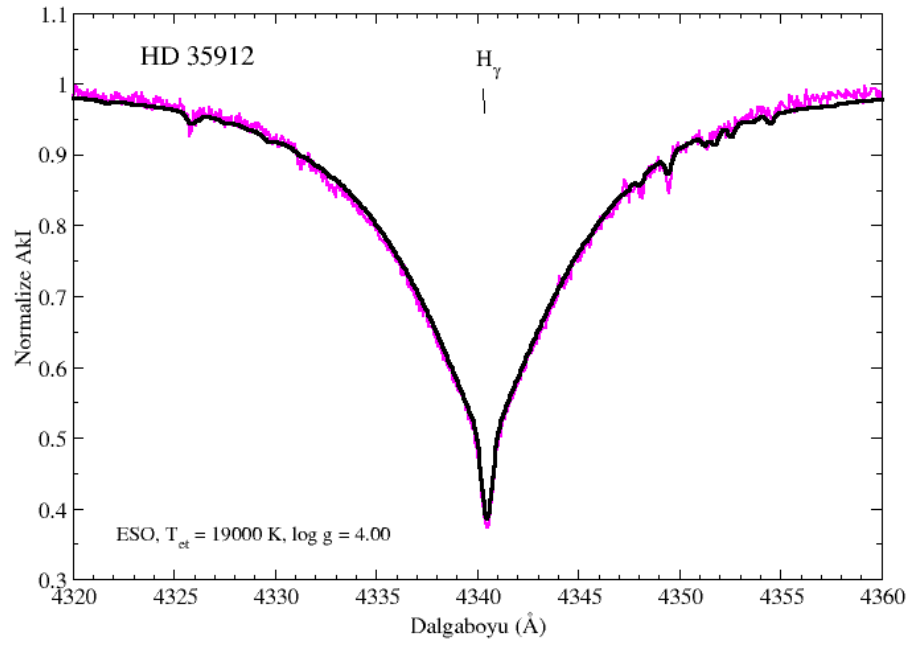
Şekil 4.24 HD 37807 yıldızının Si III tripleti



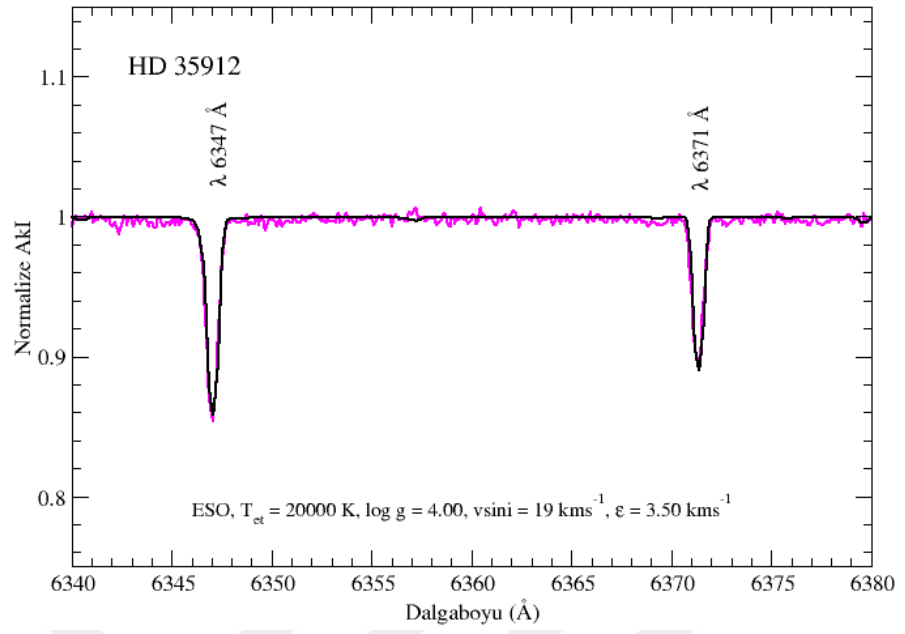
Şekil 4.25 HD 35299 yıldızının H_γ çizgi profili



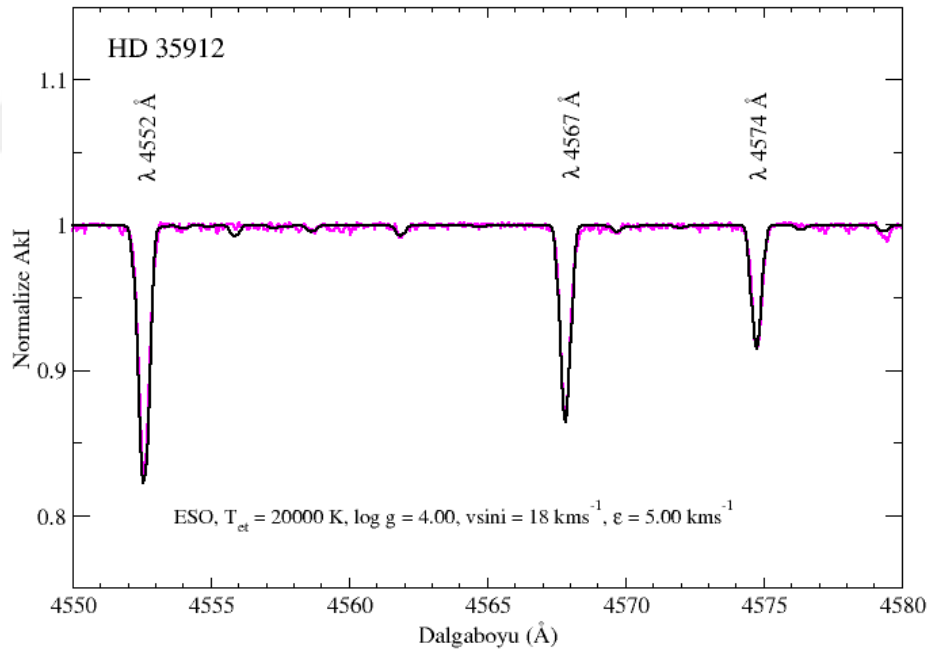
Şekil 4.26 HD 35299 yıldızının Si II çizgileri



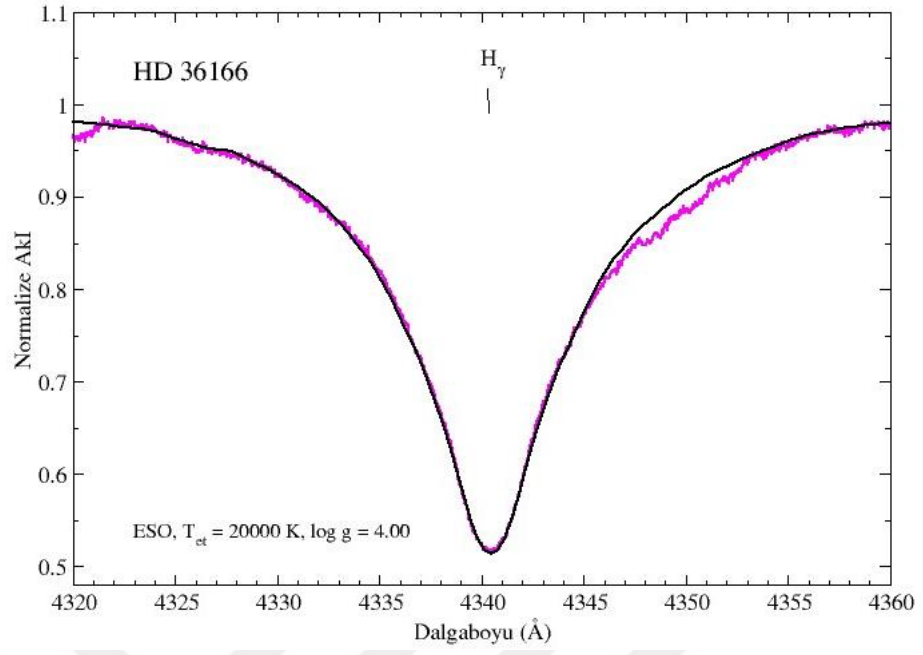
Şekil 4.27 HD 35912 yıldızının H_γ çizgi profili



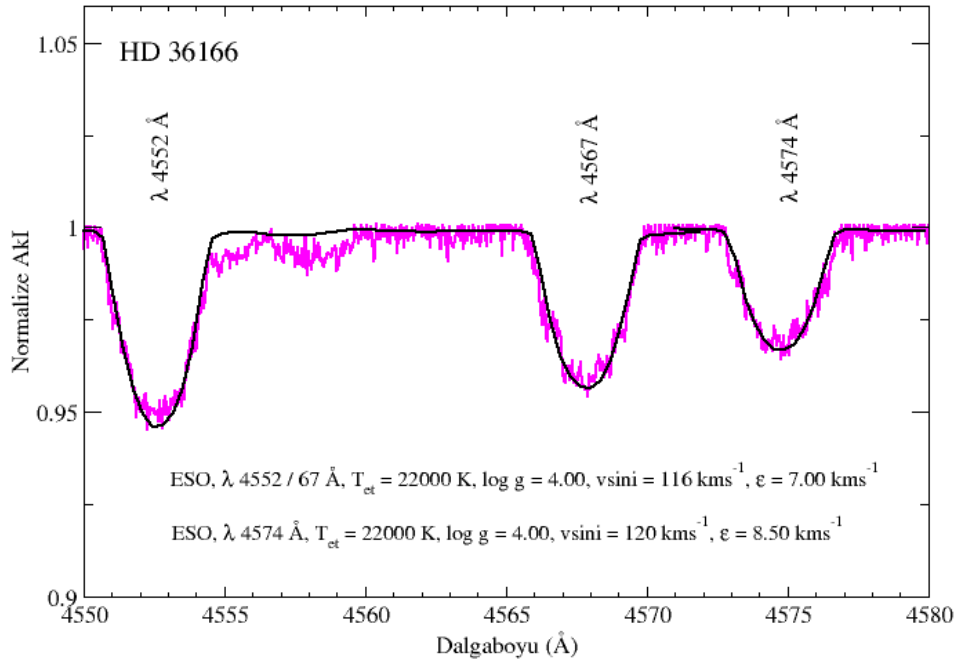
Şekil 4.28 HD 35912 yıldızının Si II çizgileri



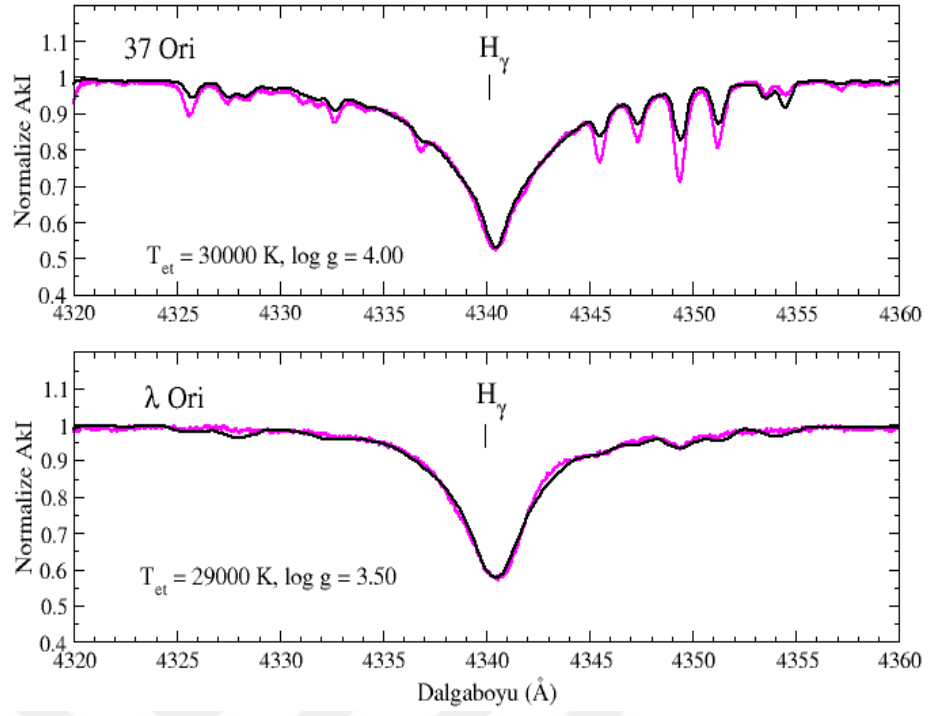
Şekil 4.29 HD 35912 yıldızının Si III tripleti



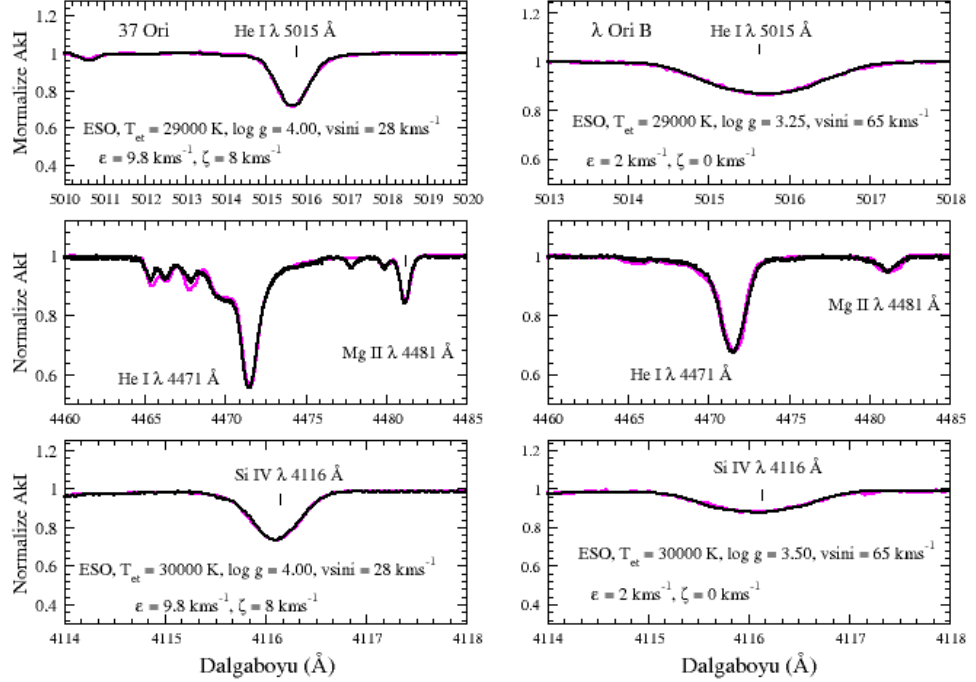
Şekil 4.30 HD 36166 yıldızının H_{γ} çizgi profili



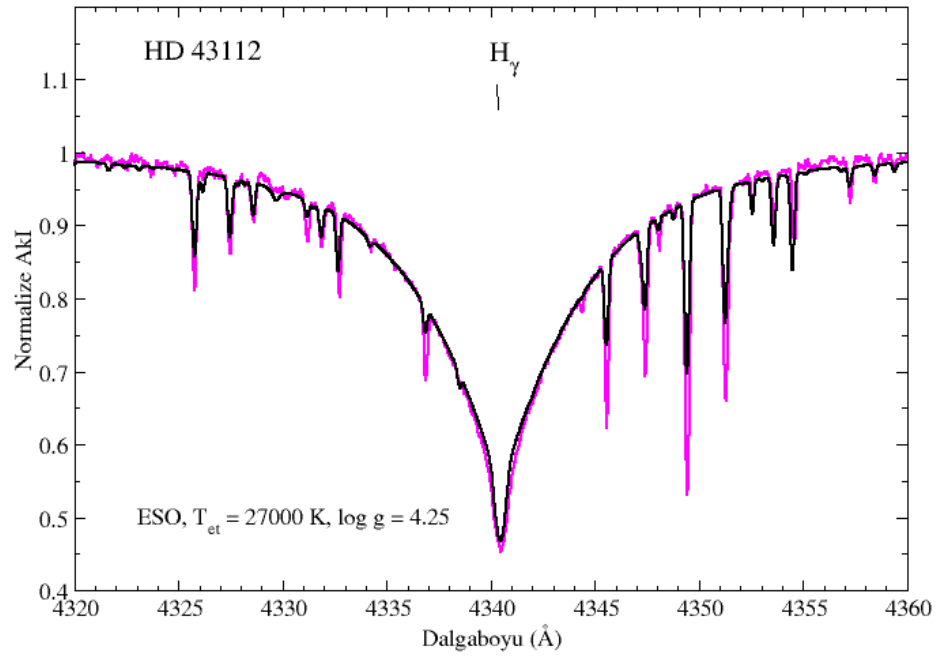
Şekil 4.31 HD 36166 yıldızının Si III tirpleti



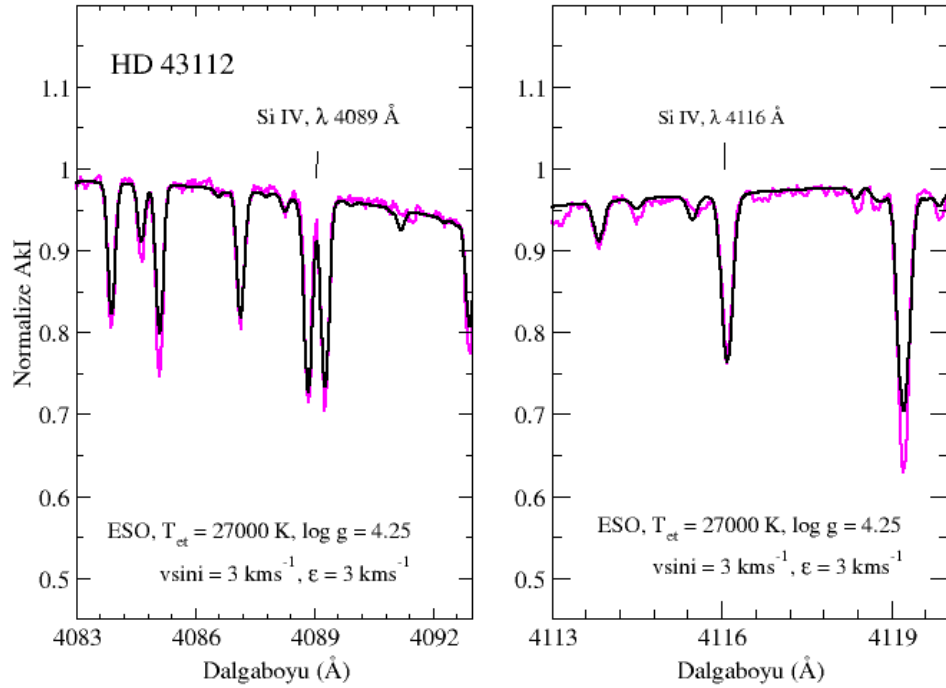
Şekil 4.32 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki 37 Ori ve λ Ori B'nin H γ çizgi profilleri



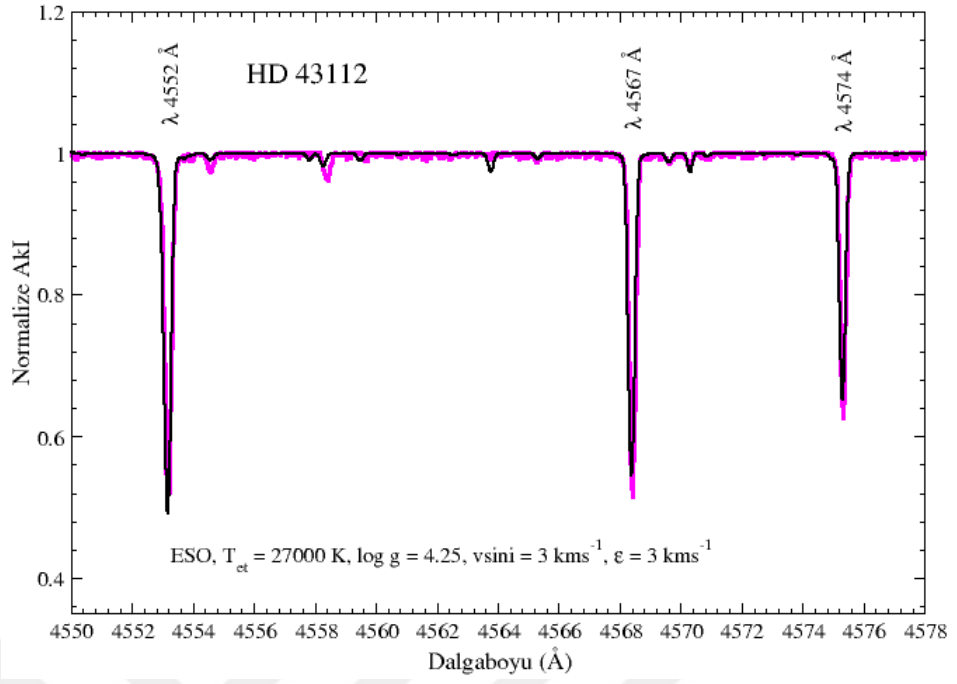
Şekil 4.33 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki 37 Ori ve λ Ori B'nin He I ve Si IV çizgileri



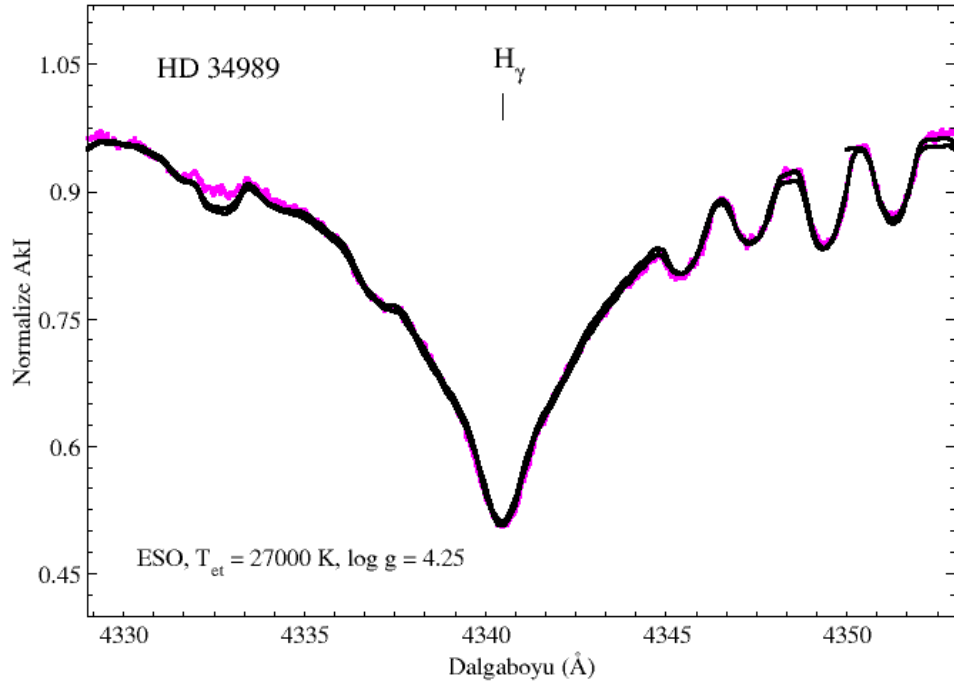
Şekil 4.34 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki HD 43112'nin H_{γ} çizgi profili



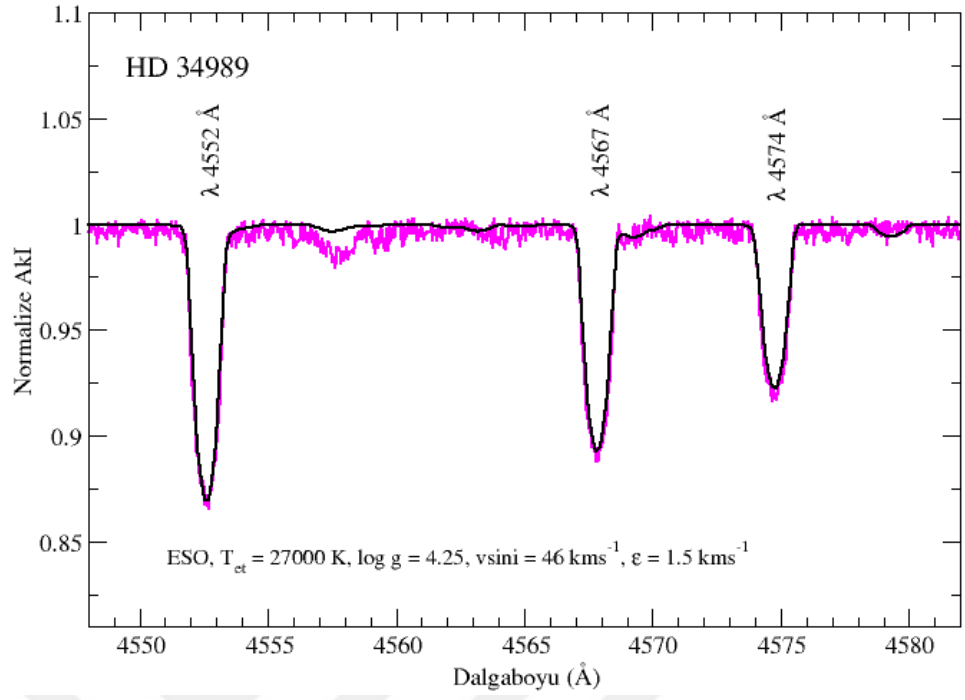
Şekil 4.35 HD 43112'nin Si IV çizgileri



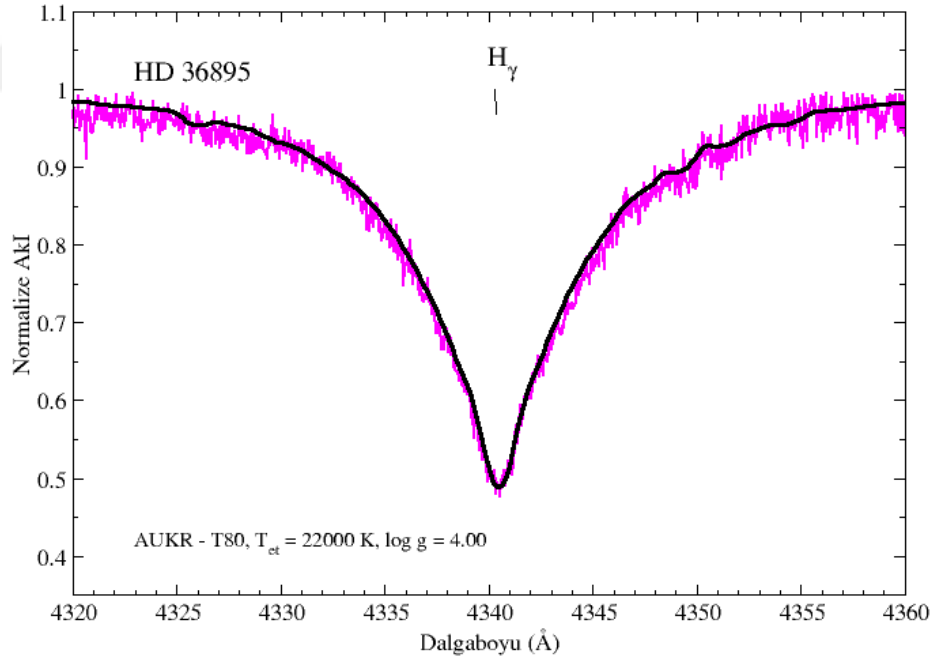
Şekil 4.36 HD 43112 yıldızının Si III tripleti



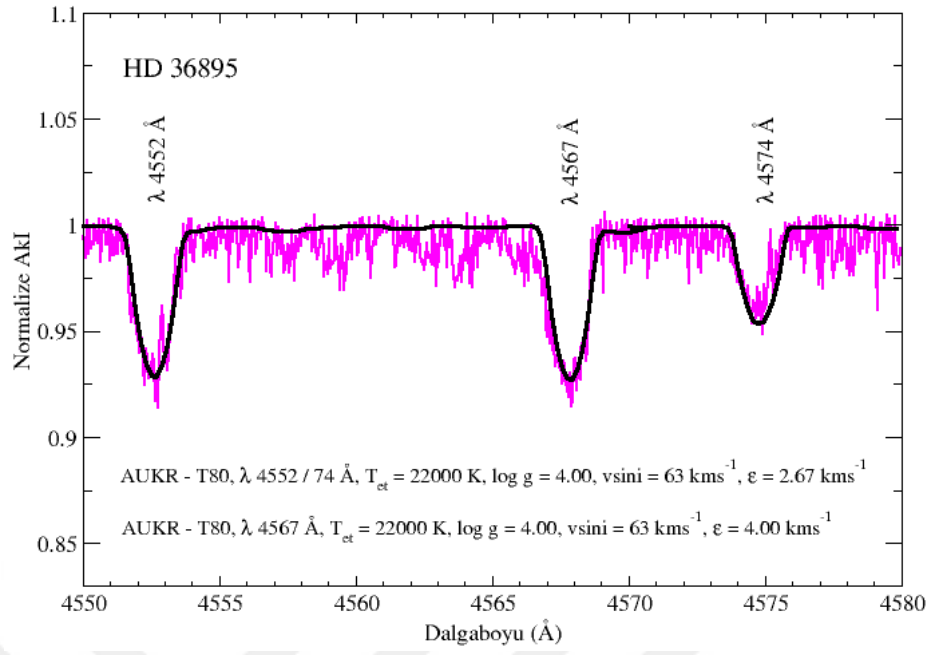
Şekil 4.37 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki HD 34989 yıldızının H_{γ} çizgi profili



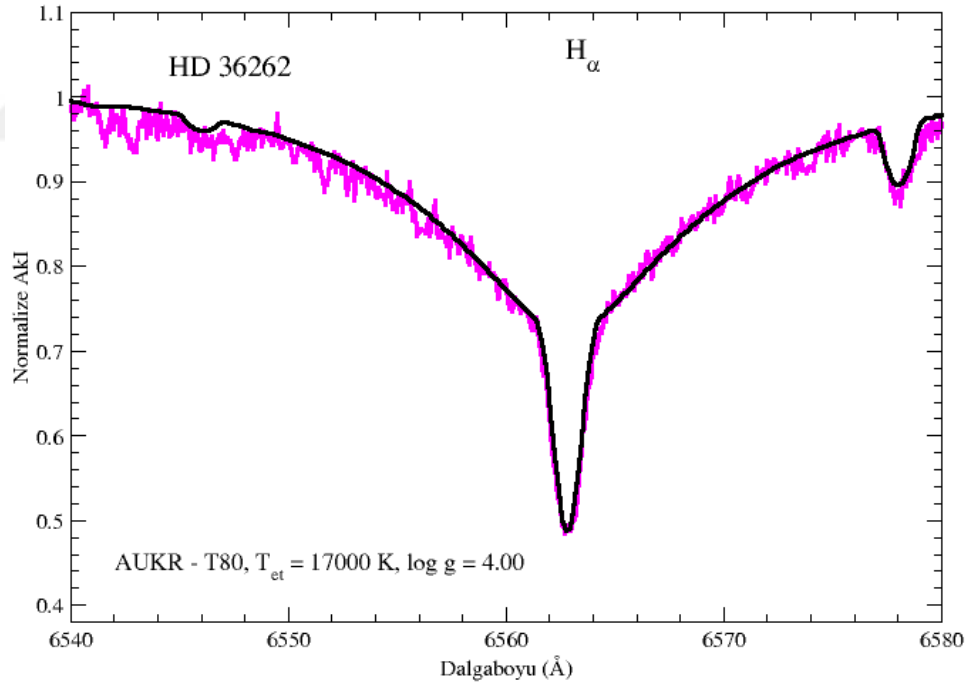
Şekil 4.38 HD 34989 yıldızının Si III tripleti



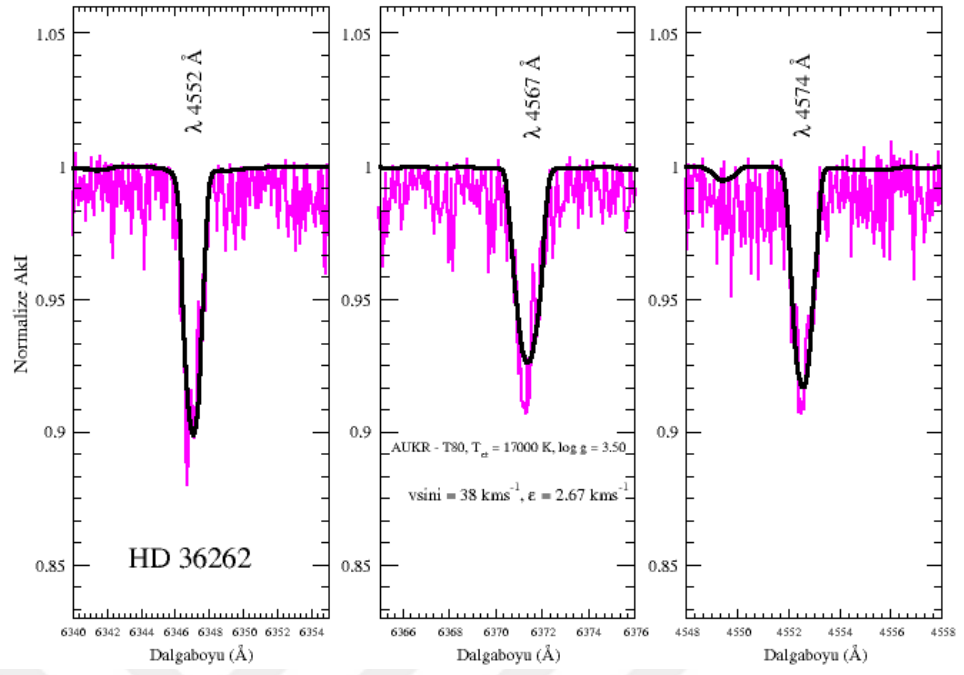
Şekil 4.39 HD 36895 yıldızının H_{γ} çizgi profili



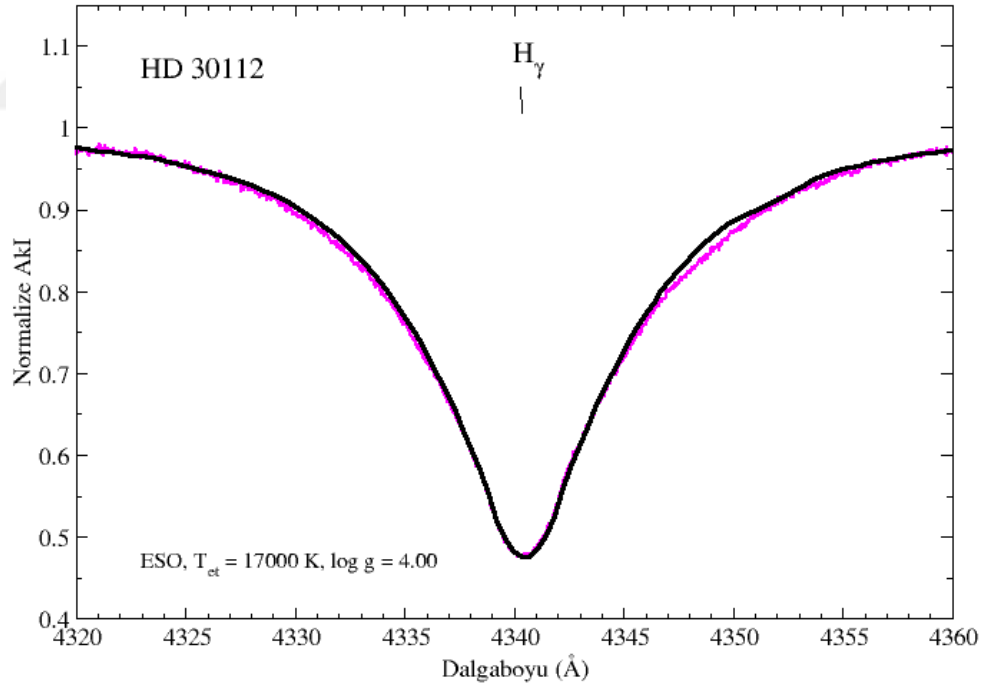
Şekil 4.40 HD 36895 yıldızının Si III tripleti



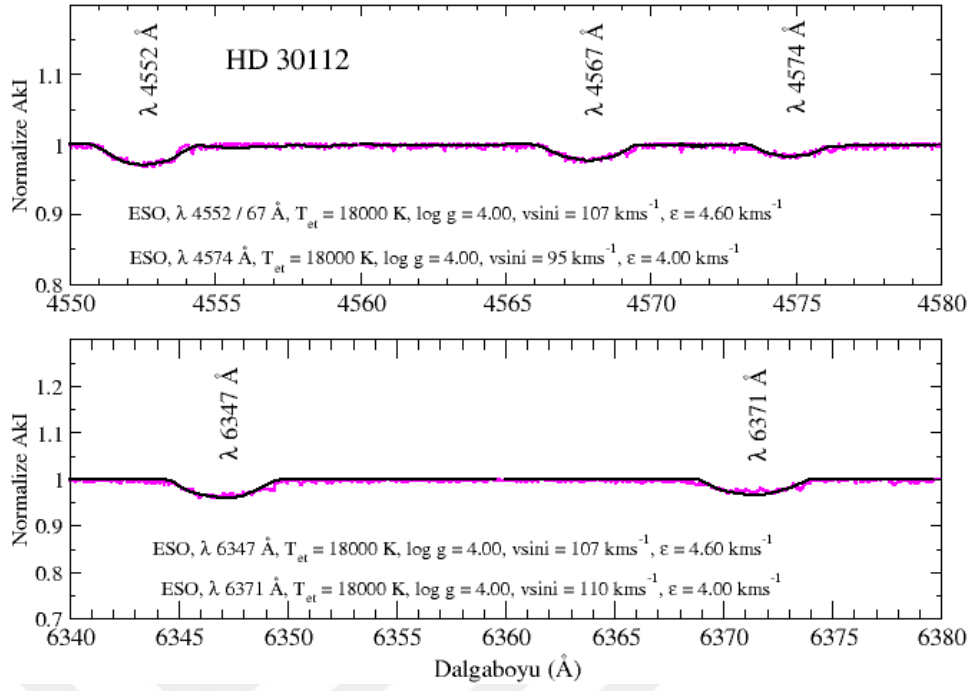
Şekil 4.41 HD 36262 yıldızının H α çizgi profili



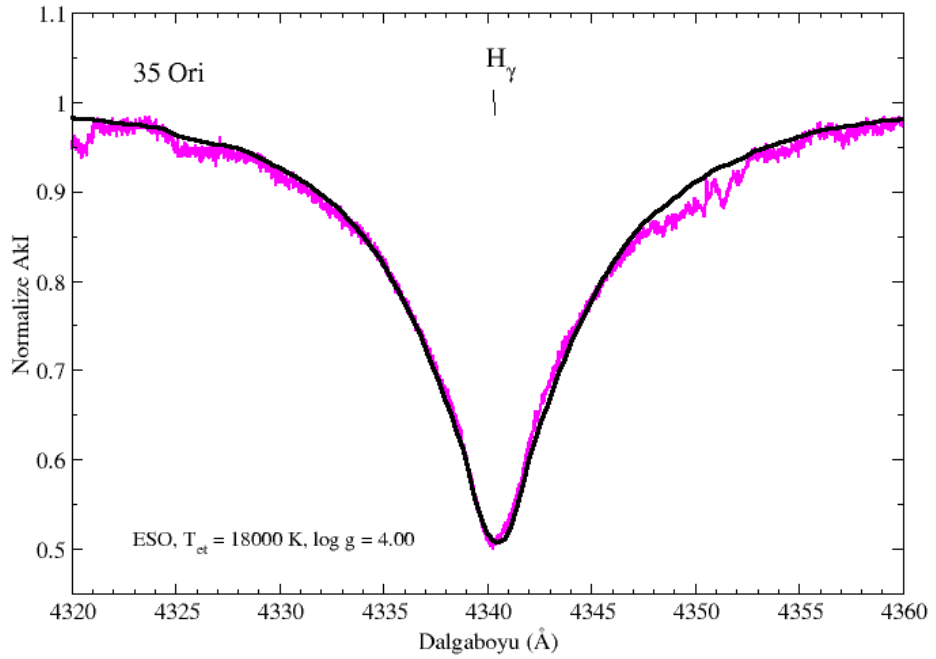
Şekil 4.42 HD 36262 yıldızının Si III tripleti



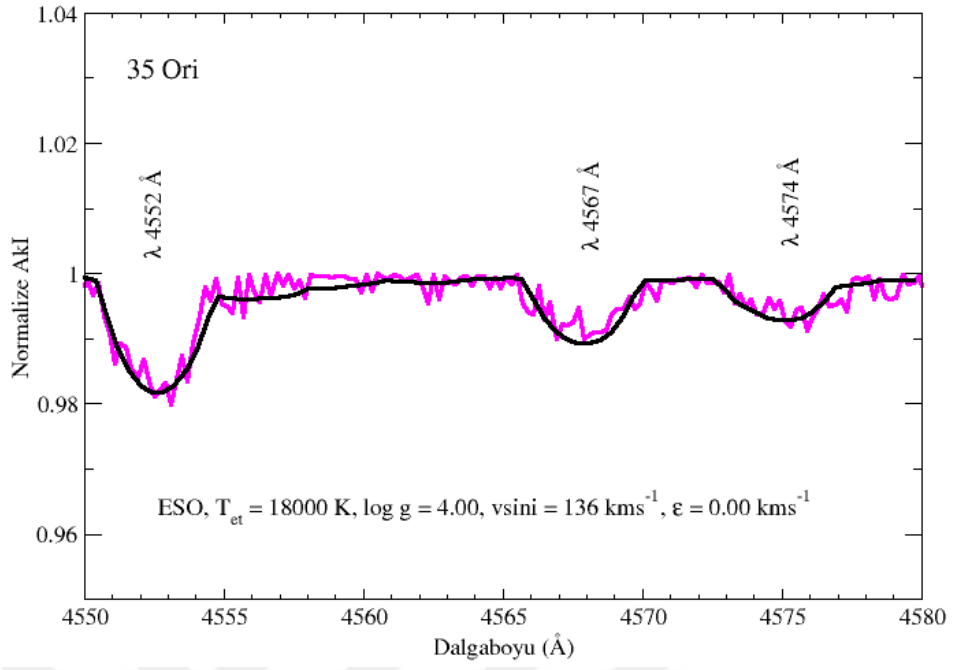
Şekil 4.43 HD 36895 yıldızının H_{γ} çizgi profili



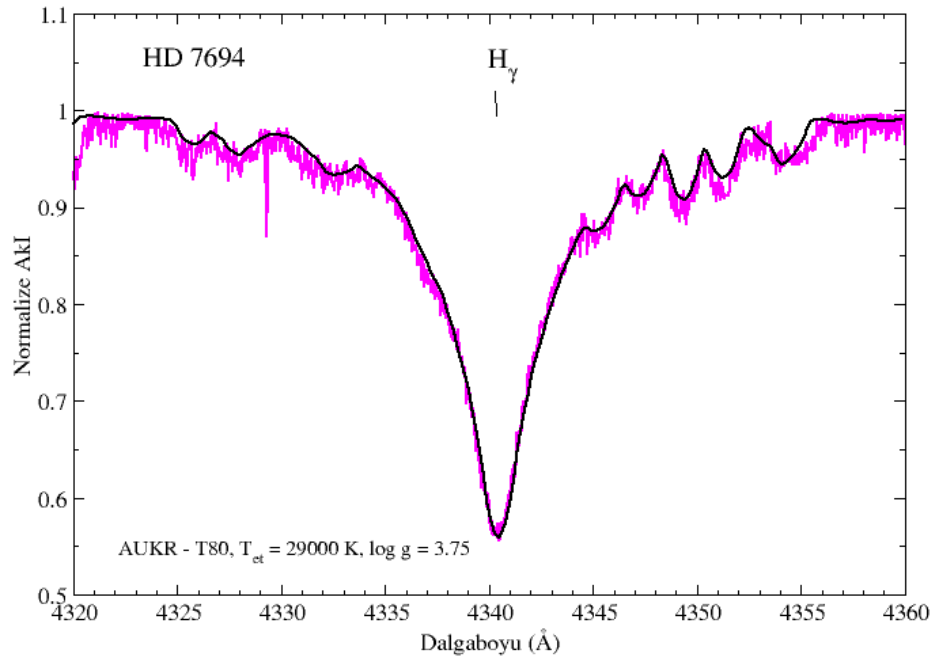
Şekil 4.44 HD 30112'nin Si II çizgileri ve Si III tripleti



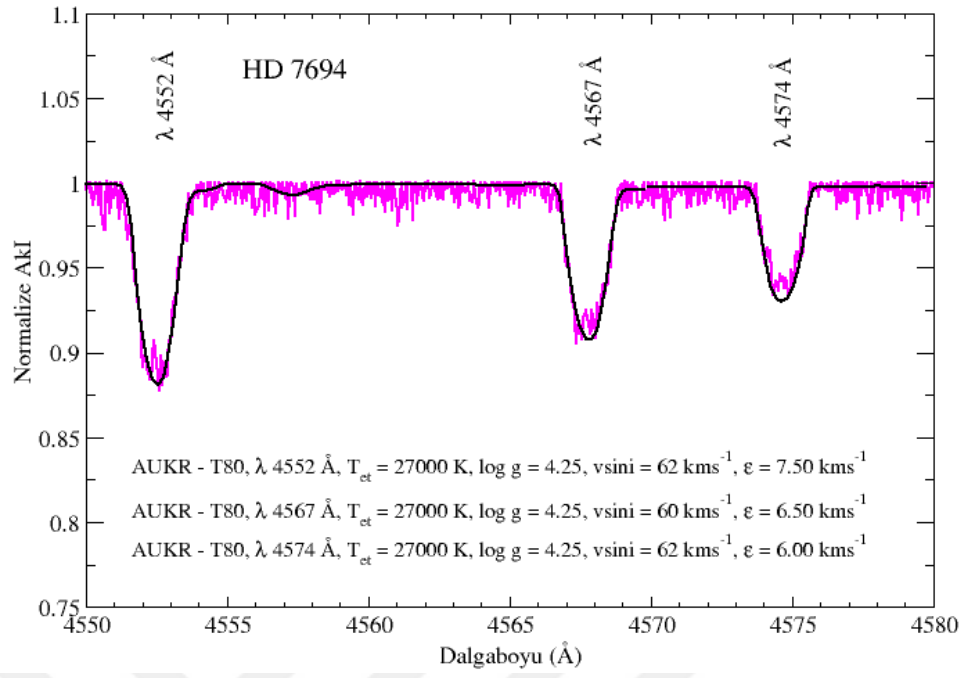
Şekil 4.45 35 Ori yıldızının H_{γ} çizgi profili



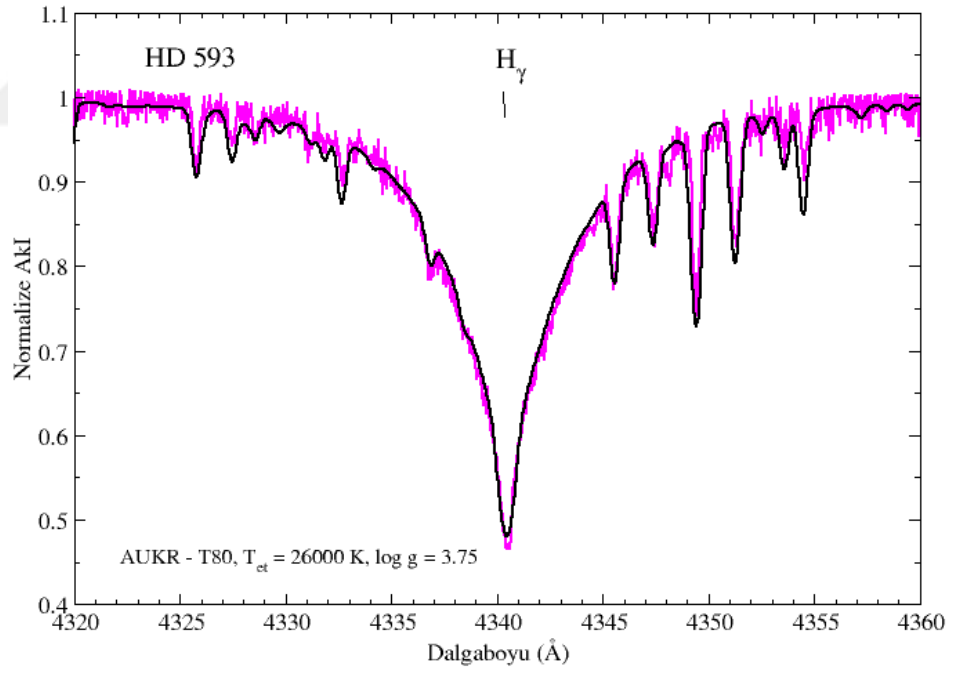
Şekil 4.46 35 Ori yıldızının Si III tripleti



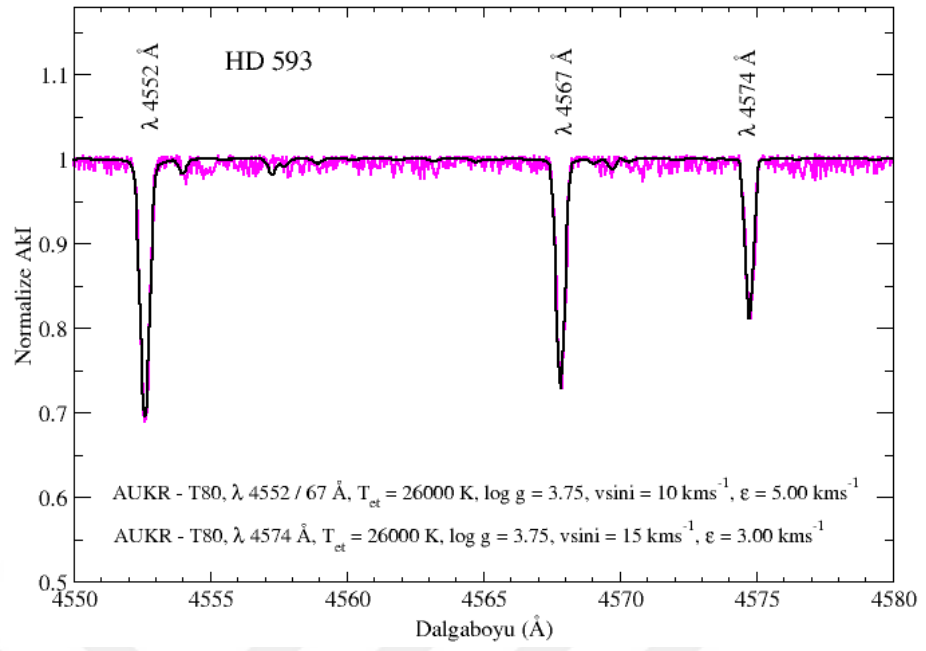
Şekil 4.47 HD 7694 yıldızının H_γ çizgi profili



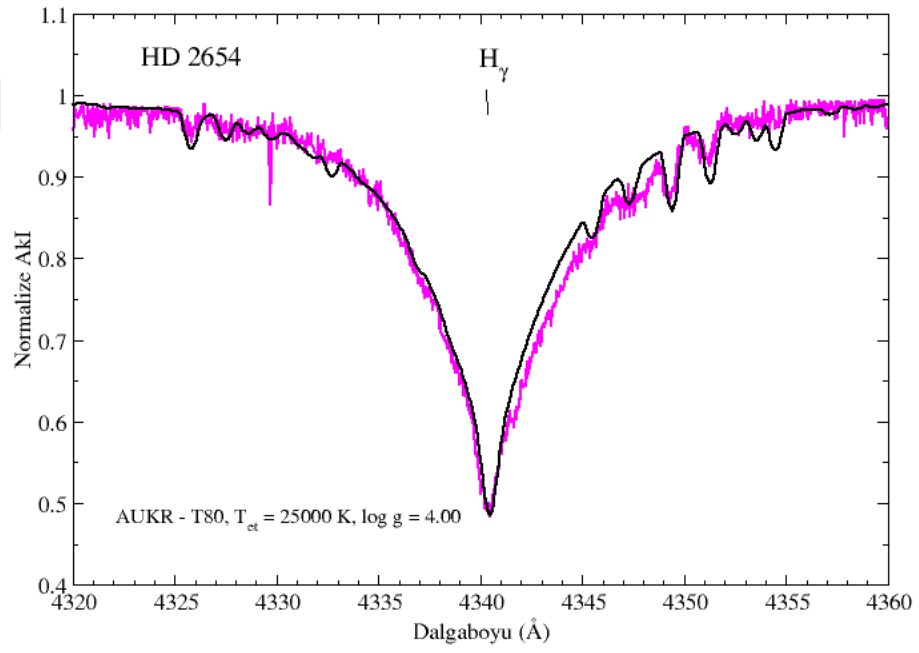
Şekil 4.48 HD 7694 yıldızının Si III tripleti



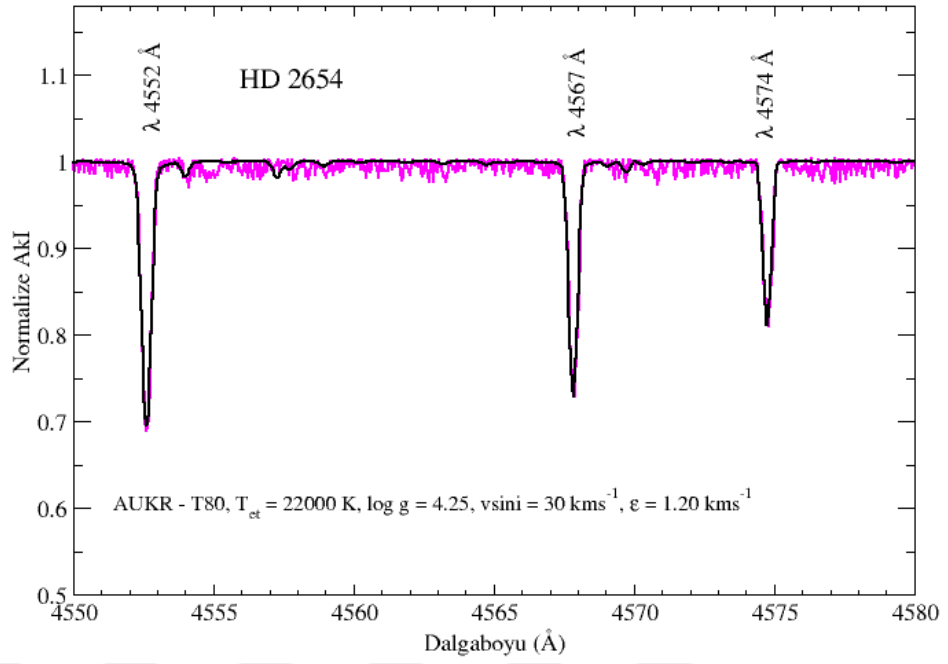
Şekil 4.49 HD 593'ün H_{γ} çizgi profili



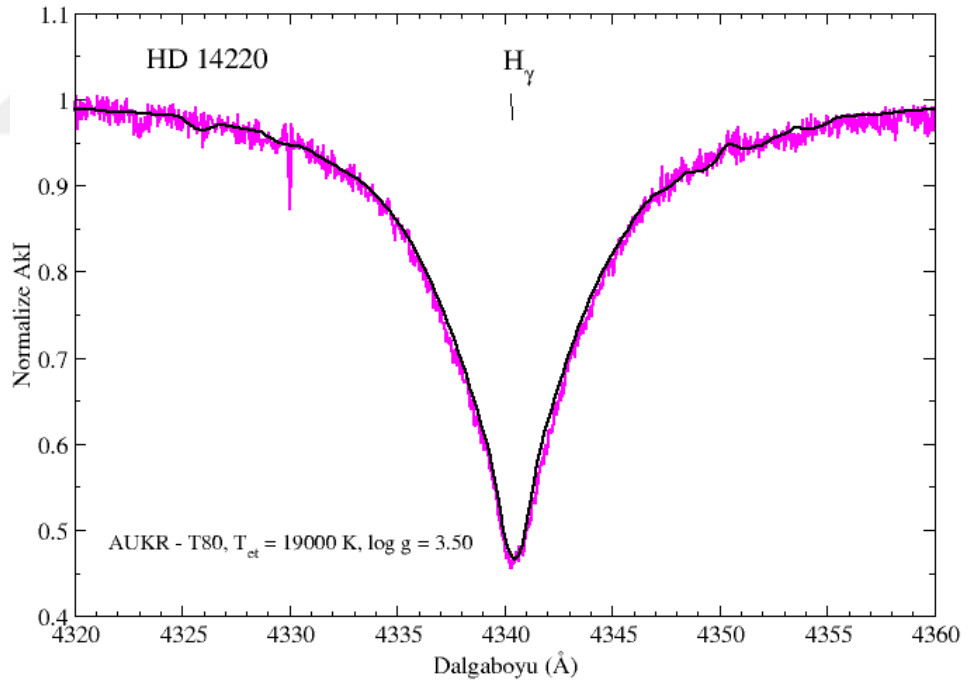
Şekil 4.50 HD 593 yıldızının Si III tripleti



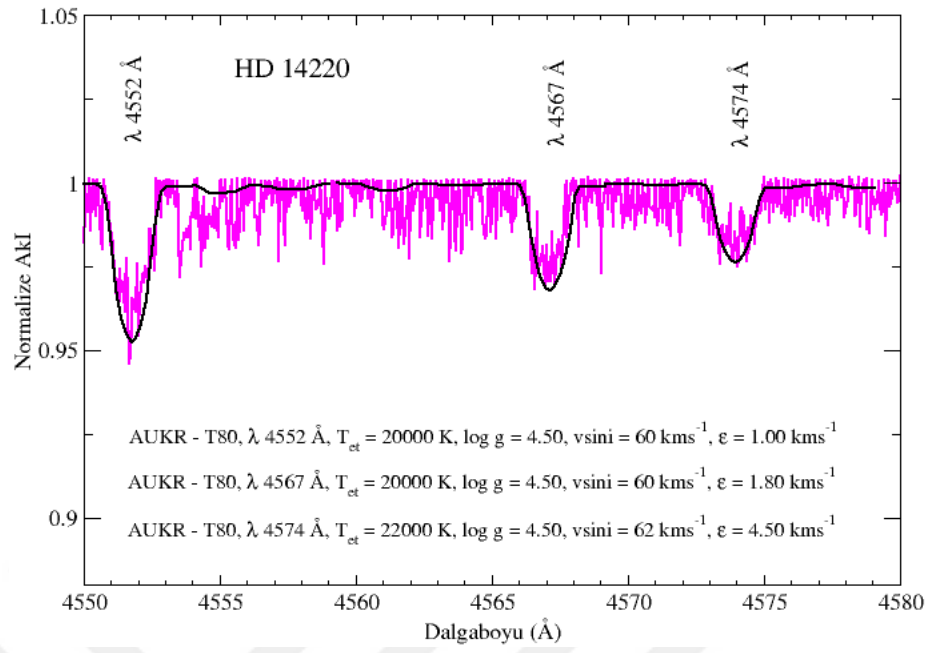
Şekil 4.51 HD 2654 yıldızının H_{γ} çizgi profili



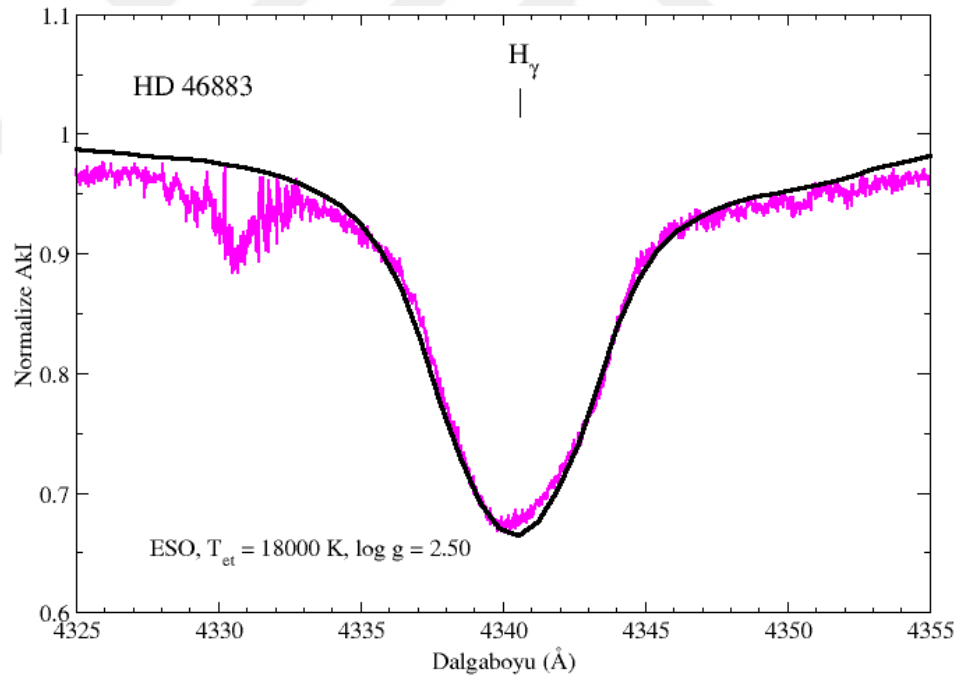
Şekil 4.52 HD 2654 yıldızının Si III tripleti



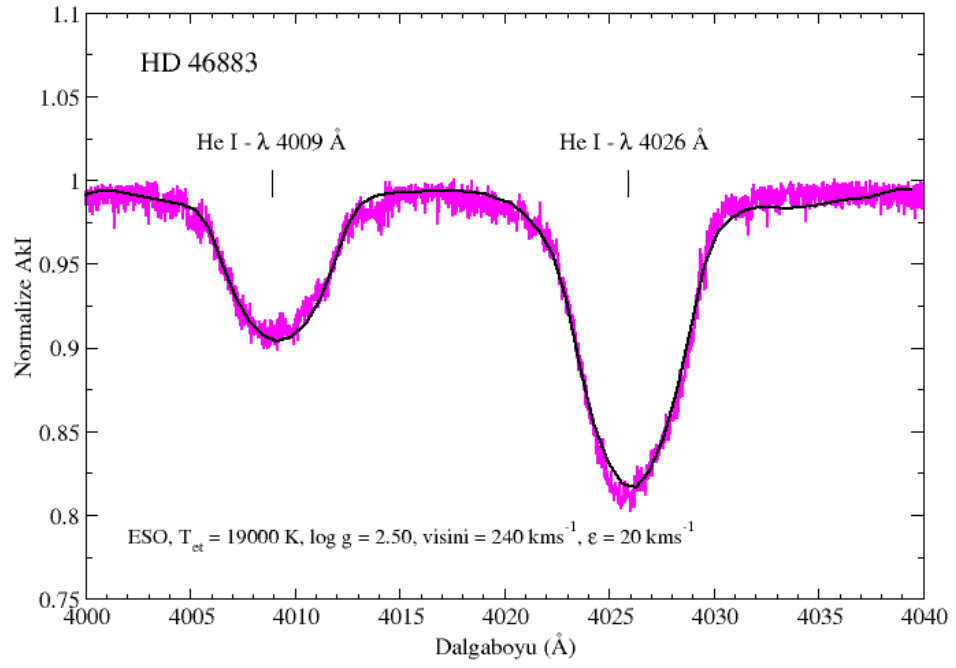
Şekil 4.53 HD 14220 yıldızının H_γ çizgi profili



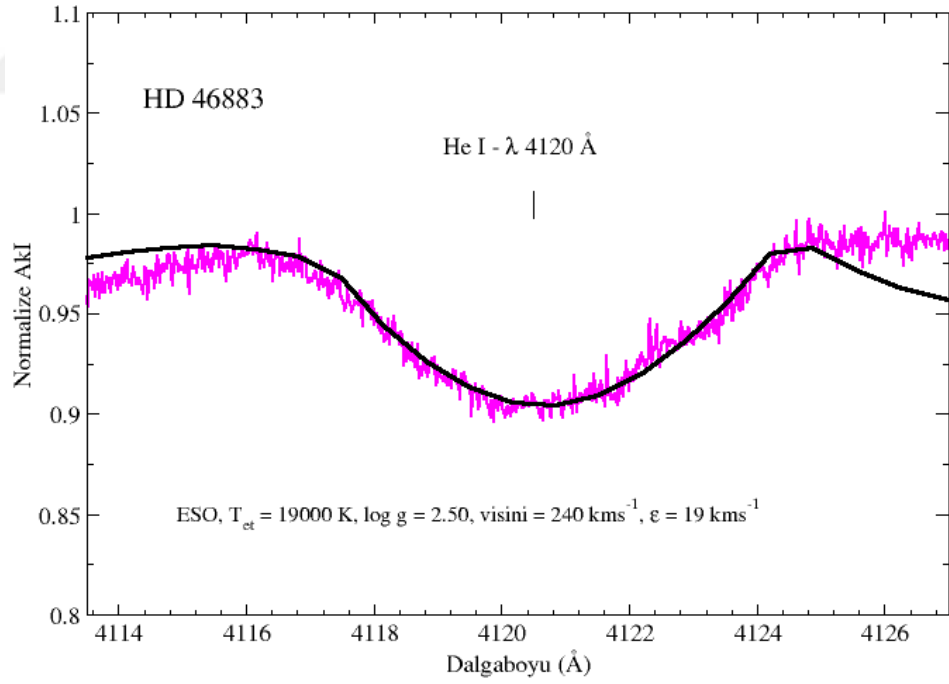
Şekil 4.54 HD 14220 yıldızının Si III tripleti



Şekil 4.55 HD 46883 yıldızının H_{γ} çizgi profili

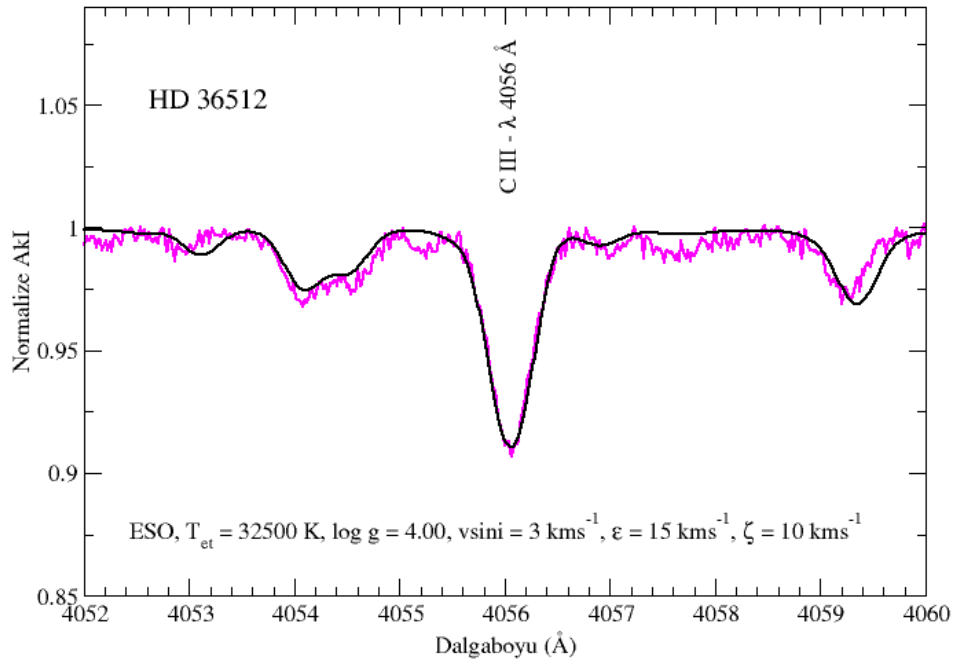


Şekil 4.56 HD 46883'ün He I çizgileri

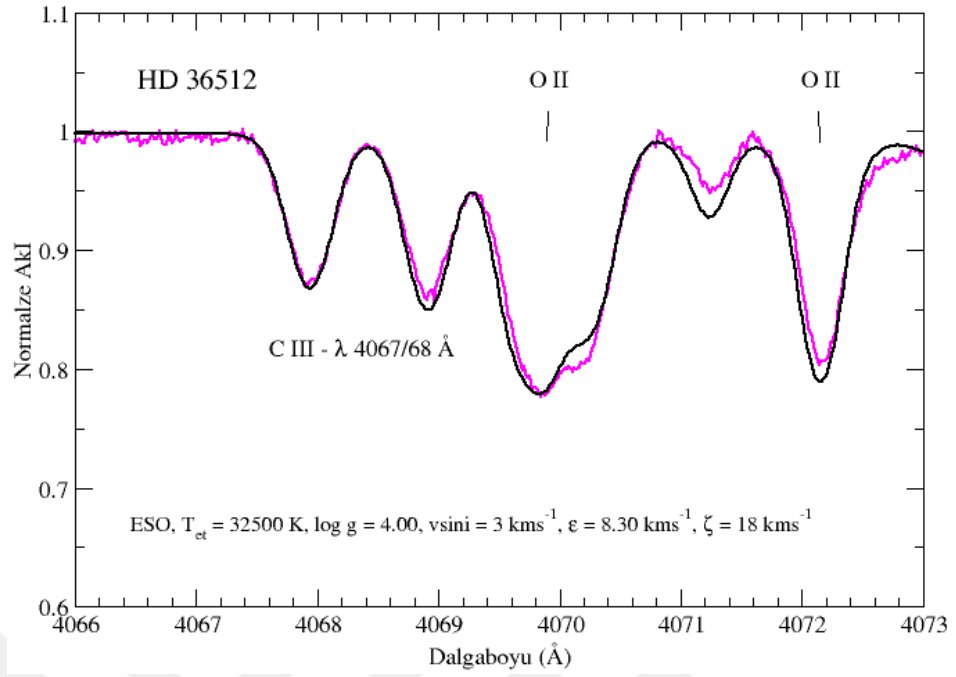


Şekil 4.57 HD 46883'ün He I çizgileri

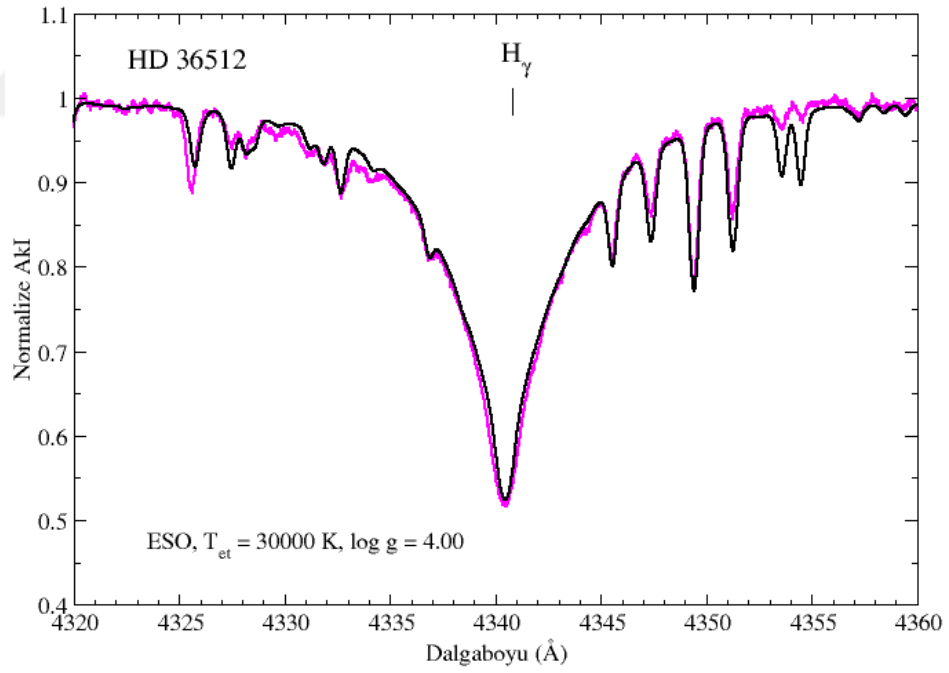
Çalışma esnasında üç tane geç O-türü yıldız olduğu tespit edildi. O-türü yıldızlarda, yüzey çekim ivmesi parametresi ışınım sınıfının tayin etmektedir. HD 36512, HD 46660, HD 37032 yıldızlarının ışınım sınıflarını belirleyebilmek için, H ve He elementlerinin çizgileri incelendi. Bunun için yıldızın fotosferinin hemen üzerinde oluşan ve rüzgarlardan etkilenmeyen çizgiler içerdiğinden, TLUSTY atmosfer modeli OSTAR2002 (Lanz ve Hubeny 2002) olan gridler tercih edildi. O-türü yıldızlarda tayfsal parametreleri belirlerken T_{et} için He I $\lambda 4471$ 'in He II $\lambda 4542$ ile He I $\lambda 4471$ ve He II $\lambda 4542$ çizgilerinin gözlemsel ile sentetik modellerin profilleri en iyi uyumu veren değer nihai değer olarak kabul edildi. He I $\lambda 4471$ ve He II $\lambda 4542$ çizgilerinin mevcut olmadığı yıldızlar için ana göstergeler olarak, He I $\lambda 4388$, He I $\lambda 4713$, He I $\lambda 4920$, He I $\lambda 4144$, He I $\lambda 5016$ ve He II $\lambda 4200$ gibi çizgiler kullanıldı. HD 36512, HD 46660, HD 37032 yıldızlarının atmosfer parametreleri hesaplanırken kullanılan çizgiler şekil 4.57 - 4.69 aralığında sunulmaktadır. O-türü yıldızların tayfsal sınıflamasını ve yüzey çekim ivmesi belirlemek için hem gözlemsel ve sentetik modelin uyumuna hem de Bölüm 3.3'te bahsedilen çizgilerin eşdeğer genişlik oranları da dikkate alındı. Örneğin, HD 36512 yıldızı için IRAF programıyla ölçülen Si III $\lambda 4552$ ve He II $\lambda 4542$ dalgaboyundaki çizgilerinin eşdeğer genişlik oranı yaklaşık olarak $0.98 \sim 1$ dir.



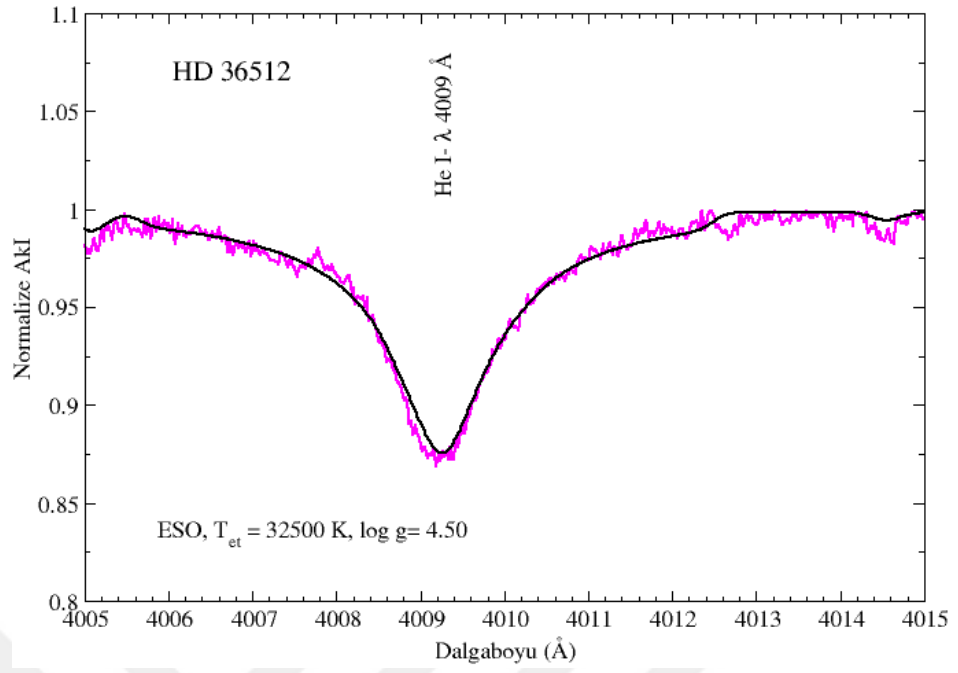
Şekil 4.58 HD 36512 yıldızının $\lambda 4056 \text{ Å}$ C III çizgisi



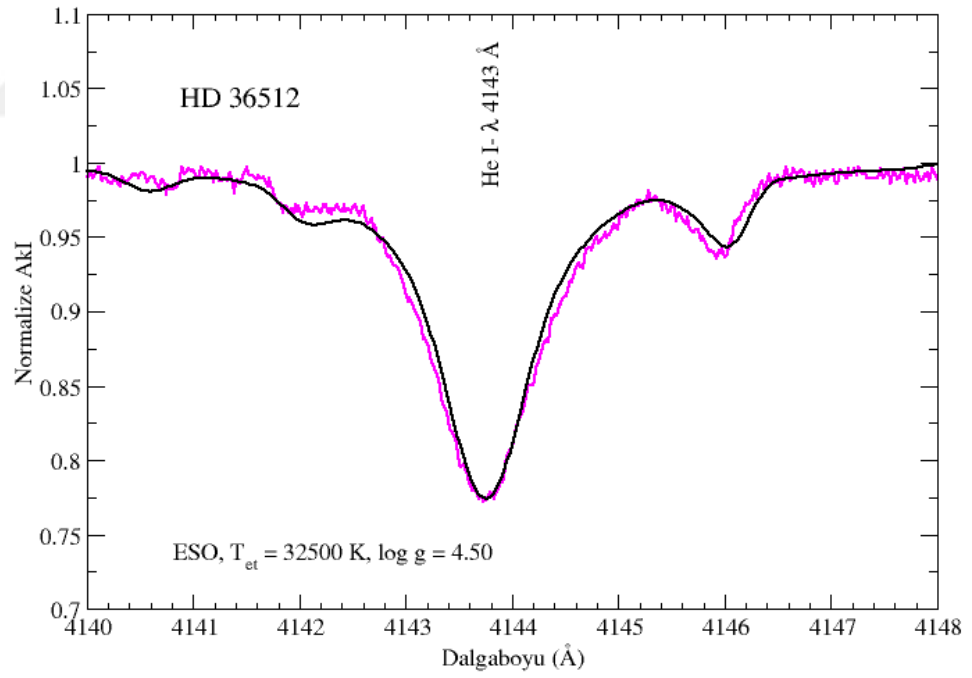
Şekil 4.59 HD 36512 yıldızının λ 4067/68 Å C III çizgisi



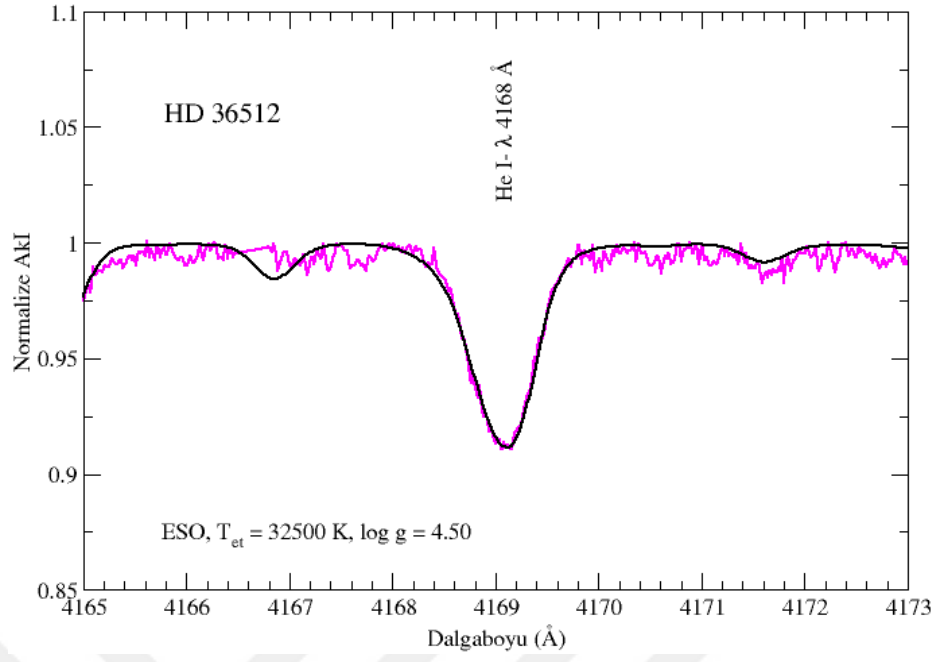
Şekil 4.60 HD 36512'nin H γ çizgi profili



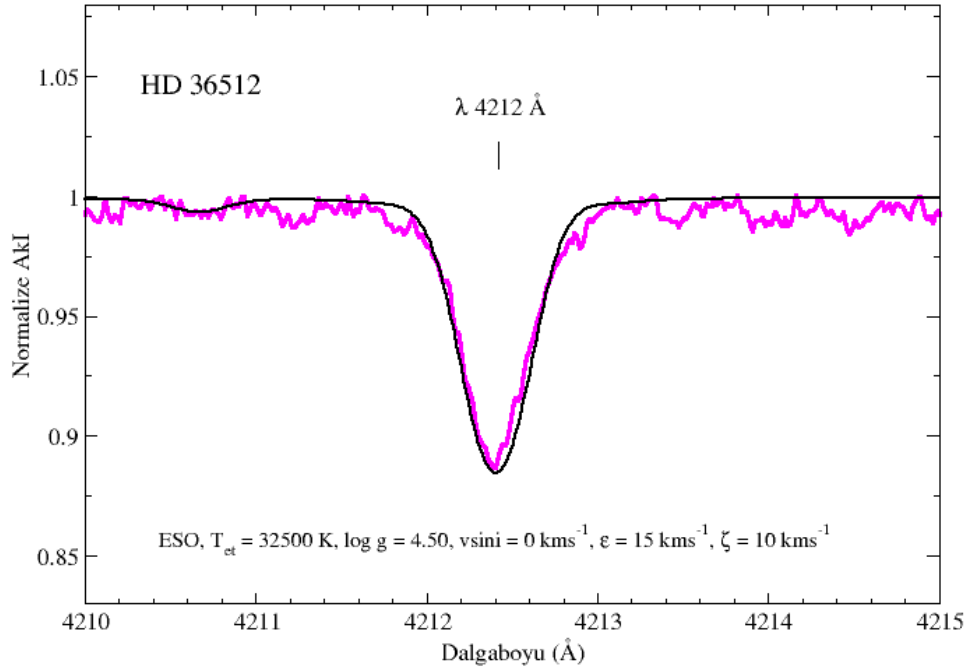
Şekil 4.61 HD 36512'nin λ 4009 Å He I çizgisi



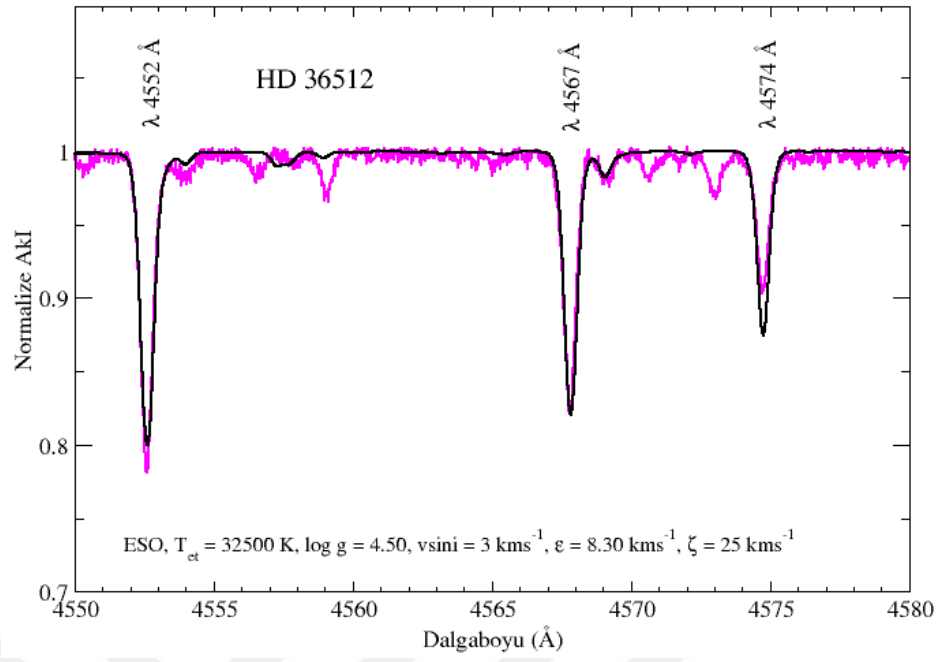
Şekil 4.62 HD 36512'nin λ 4143 Å He I çizgisi



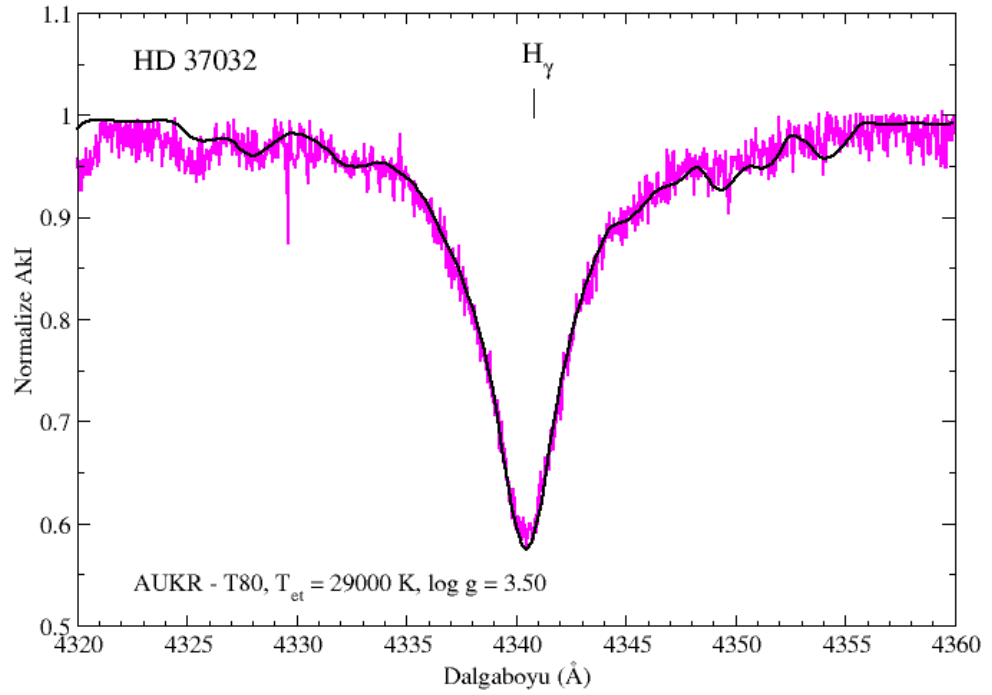
Şekil 4.63 HD 36512'nin λ 4168 Å He I çizgisi



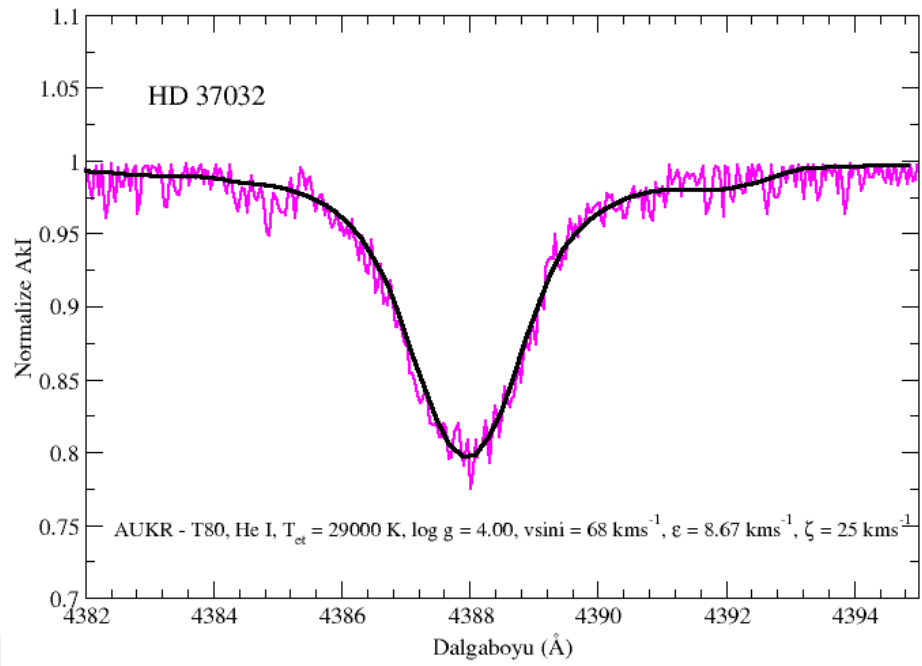
Şekil 4.64 HD 36512 yıldızının λ 4212 Å Si IV çizgisi



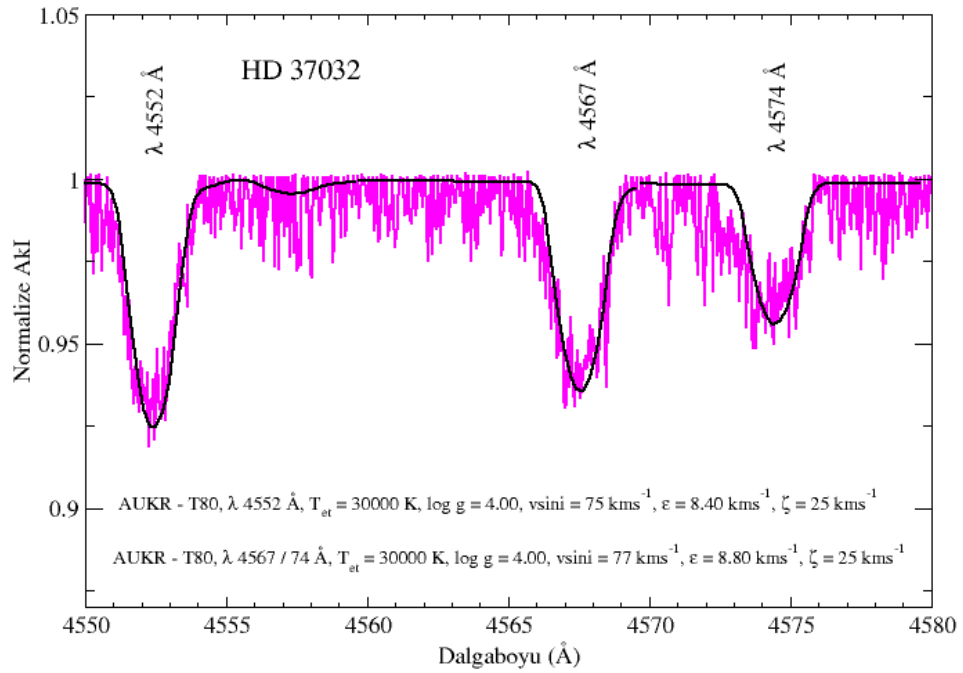
Şekil 4.65 HD 36512 yıldızının Si III tripleti



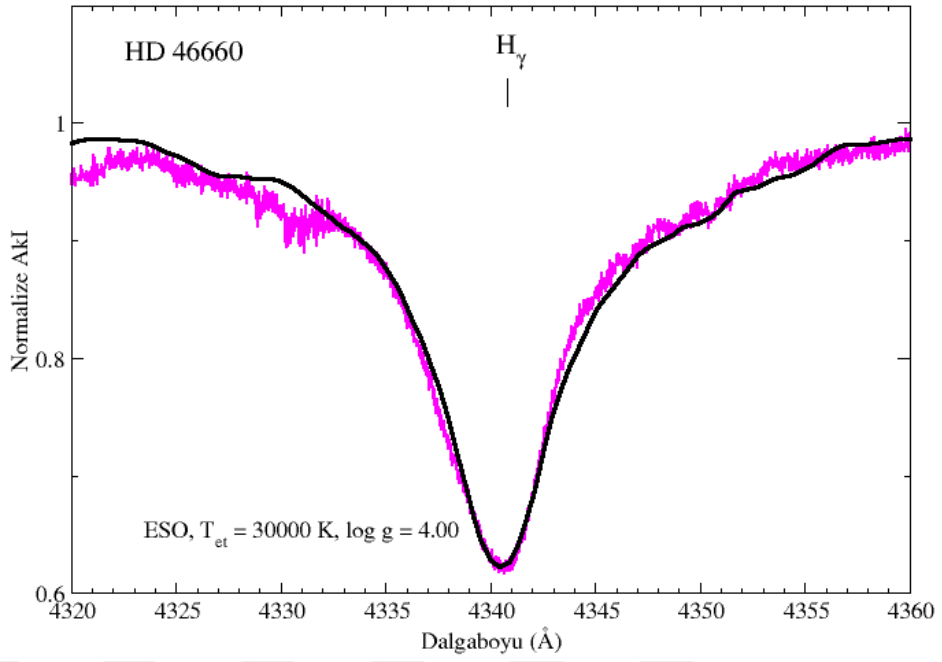
Şekil 4.66 HD 37032'nin H_{γ} çizgi profili



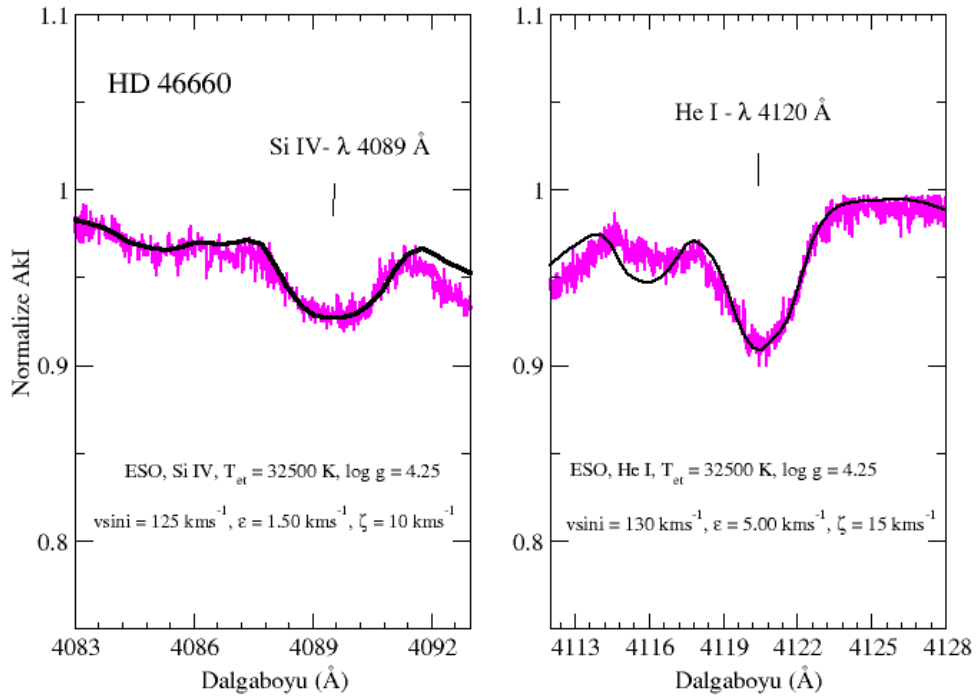
Şekil 4.67 HD 37032 yıldızının He I çizgisi



Şekil 4.68 HD 37032'nin Si III tripleti



Şekil 4.69 HD 46660 yıldızının H_γ çizgi profili



Şekil 4.70 HD 46660 yıldızının Si IV ve He I çizgisi

Çizelge 4.2 HD 36512, HD 46660 ve HD 37032 yıldızlarının He ve Si çizgilerinin eşdeğer genişlik değerleri

Dalgaboyu (Å)	EG _{HD 36512}	EG _{HD 46660}	EG _{HD 37032}
He I λ 4144 Å	0.300	0.47	-
He I λ 4388 Å	0.260	0.48	0.20
He I λ 4471 Å	0.255	-	-
He II λ 4542 Å	0.250	-	0.21
Si III λ 4552 Å	0.220	-	0.18
	Oran	Oran	Oran
λ 4542/4388 Å	0.96	-	1.005
λ 4542/4471 Å	0.98	-	-
λ 4388/4144 Å	0.87	1.02	0.95
λ 4552/4542 Å	0.92	-	0.90

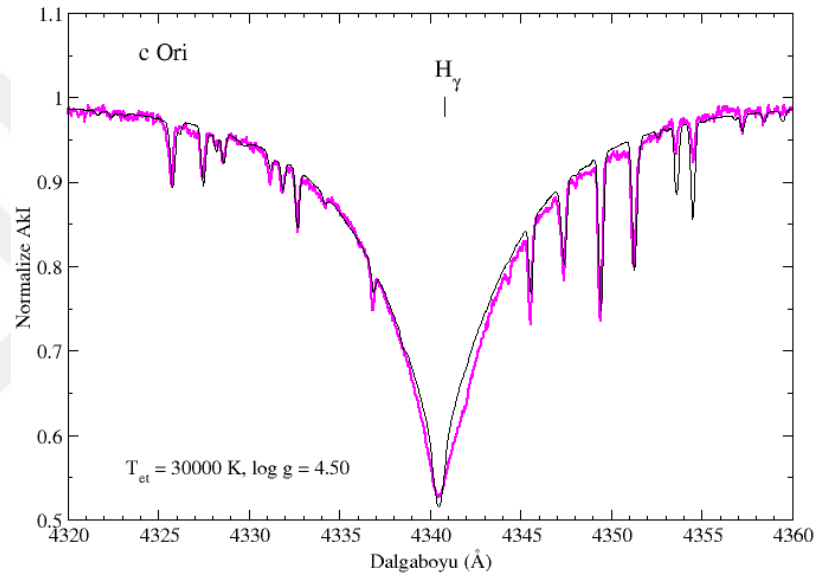
4.2 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi’ndeki Yıldızlar için Elde Edilen Bulgular

M 42 yıldız oluşum bölgesindeki 15, Orion X bölgesindeki 6, λ Orionis bölgesindeki 9 ve Güneş komşuluğundaki 8 erken OB yıldızlarına ait atmosfer parametreleri hesaplandı. Çizelge 3.1’de yıldızların gözlemsel özellikleri ile gözlemevi bilgileri ve Çizelge 4.1’de ise hesaplanan atmosfer parametreleri listelendi. Yıldızların sıcaklıklarına göre atmosfer parametrelerinin hesabında kullanılan çizgilere ait bilgiler bölüm 4.1’de anlatılmaktadır. Bu bölümde ise yıldızların etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, dönme hızı, mikrotürbülans ve makrotürbülans hızlarının hesabında kullanılan çizgilerin profilleri hedef yıldızların konumlarına göre bölüm 4.2.1, 4.2.2, 4.2.3 ve 4.2.4’te sunuldu.

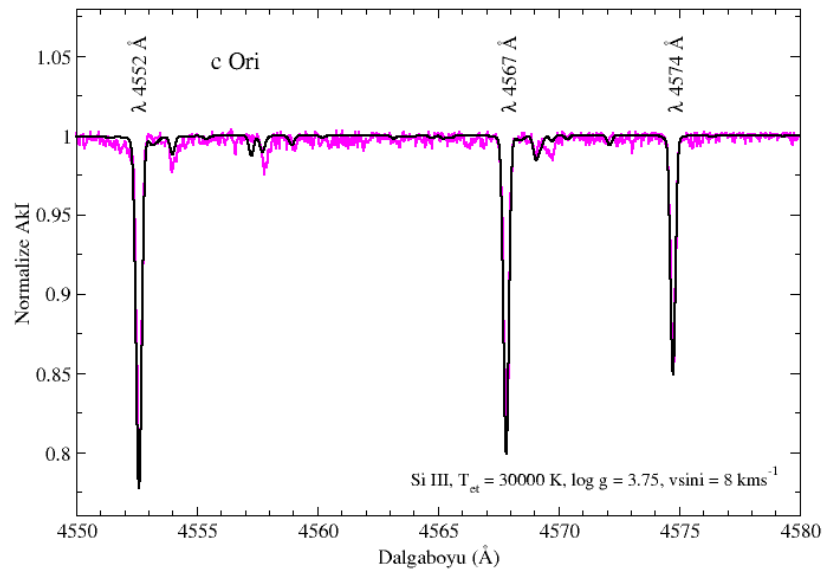
4.2.1 M 42 Yıldız oluşum bölgesindeki yıldızlar için elde edilen bulgular

M 42 yıldız oluşum bölgesindeki c Ori, θ^1 Ori A, θ^1 Ori D ve LP Ori yıldızlarının tayfsal verilerinin incelenmesinin sonucunda, hem bu yıldızların hem de konumlandıkları bölge içindeki diğer yıldızlardan ayırt edici özellikleri tespit edildi. **c Ori**, bir çift sistem üyesi ve aynı zamanda M 42 bölgesinin H II iyonizasyon kaynağı—olduğu 2. Bölüm’de belirtilmiştir. Bu yıldızın 2. bileşenine yönelik herhangi bir bulguya ESO ‘19.12.2019’

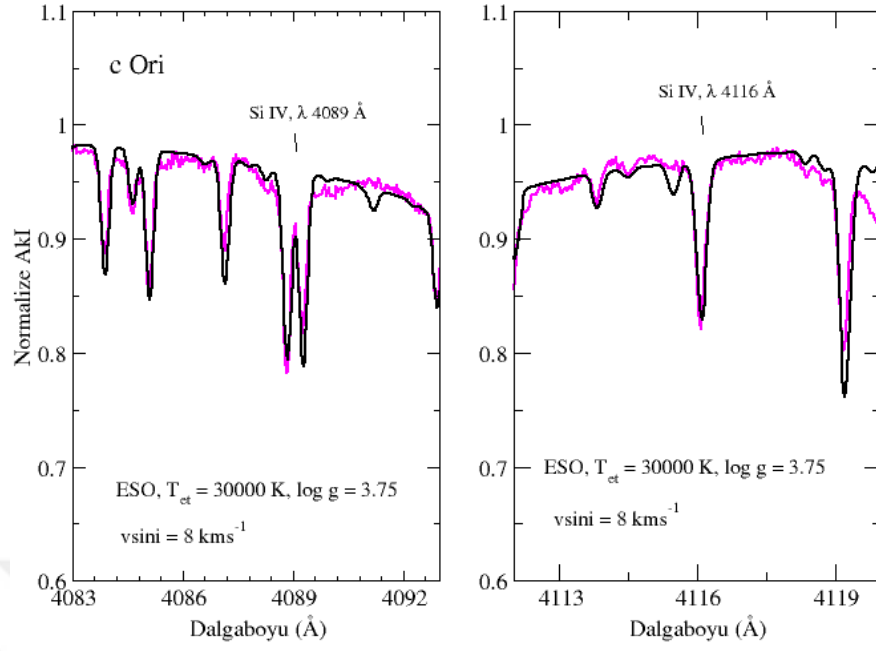
tarıhli tayfında rastlanmadı. c Ori'nin tayfında özellikle H balmer çizgilerinin merkezinde (Şekil 4.73) gözlenen çizgi profil değışimlerinin H II bölgesindeki iyonizasyonundan kaynaklandığı düşünölmektedir. M42 bölgesiyle benzer özellik gösteren W40 H II bölgesinin merkezinde yer alan erken tayf türü yıldızı olan J183127.83-020523.7 (Şekil 4.73'te sarı daire), tıpkı c Ori yıldızı gibi bu bölgenin iyonlaştırıcı ışınımına ana katkıyı sağlamaktadır (Comerón vd. 2022). Yıldızın atmosfer parametrelerini belirlemek için Si IV/III çizgilerinin uyumu dikkate alındı. $T_{\text{et}} = 30.000$ K, $\log g = 3,75$, $v \sin i = 3 \pm 0,50$ kms^{-1} , $\xi = 1,57 \pm 0,70$ km s^{-1} , $\zeta = 5,50 \pm 0,50$ km s^{-1} olarak hesaplandı (Şekil 4.70, 4.71, 4.72).



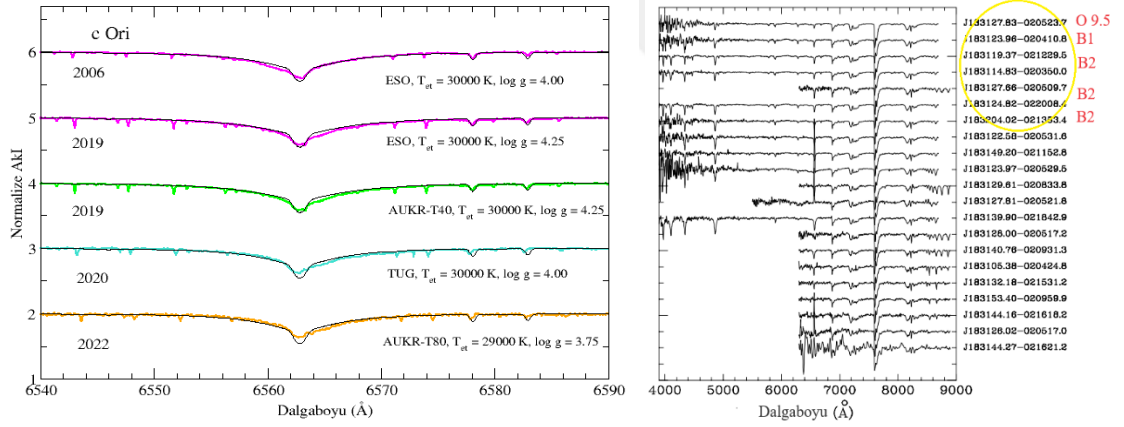
Şekil 4.71 c Ori yıldızının λ 4340 Å daki H_γ çizgi profili



Şekil 4.72 c Ori'nin Si III tripleti



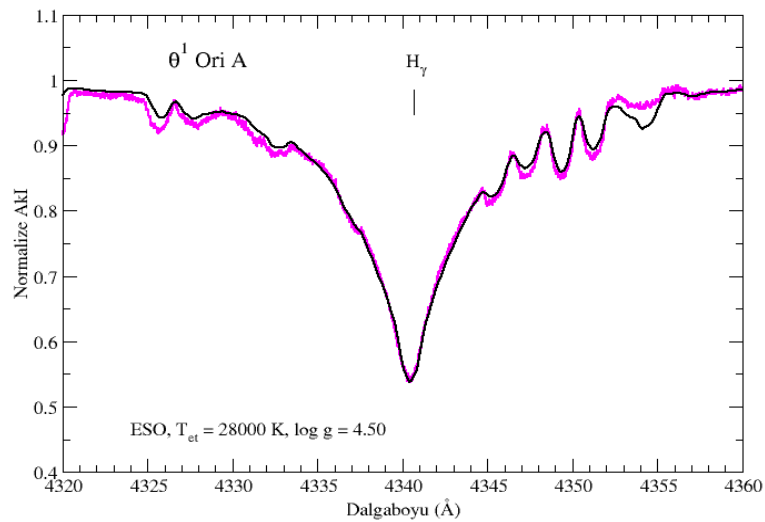
Şekil 4.73 c Ori yıldızının Si IV çizgileri



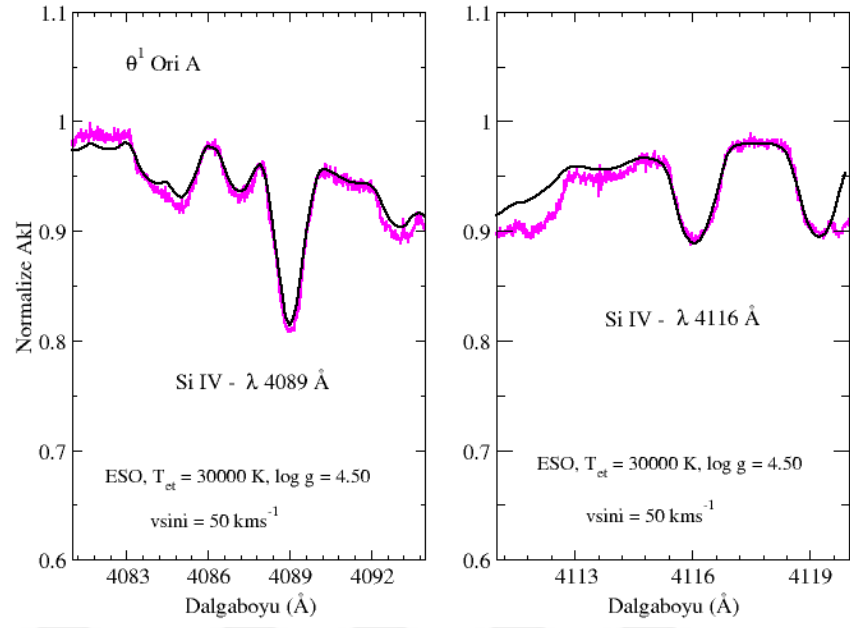
Şekil 4.74 c Ori'nin AUKR, TUG ve ESO tayfsal verilerinde görünen H γ profilleri ve W40 bölgesindeki erken B-türü yıldızlarının tayfları

θ^1 Ori A ve θ^1 Ori D yıldızlarının tayflarının incelenmesi: Erken tayf türü yıldızların tayfında görünen Ca II H-K, NaD gibi çizgilerin, fotosfer kaynaklı olmadığı Theodore Dunham, JR. (1939) tarafından belirtilmiştir. Thackeray (1974), Vela süpernova kalıntısının yakınında bulunan parlak B yıldızı olan HD 72127A'nın tayfında Ca K çizgisini ilk kez fark etmiştir. Wallerstein & Hu (1982), HD 72127A'nın Ca II H-K çizgilerinin dikine hız değişimlerini incelemesi sonucunda, bu çizgilerin yıldızın çevresel kabuğunun farklı bölümlerinden ileri geldiğini belirtmiştir. Hobbs (1982) OB oymaklarının üyesi olan erken tür yıldızların tayfında görünen bu çizgilerin kaynağının

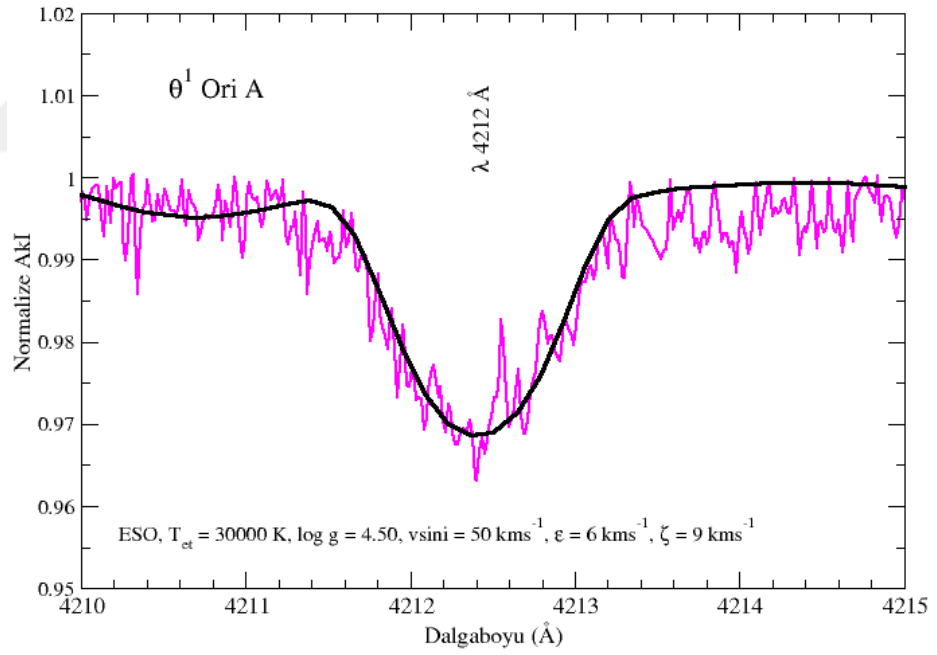
bir süpernova kalıntısından ileri geldiğini ifade etmiştir. Genellikle Ca II H-K ve Na D çizgileri, yıldızın çevresel diskinden kaynaklanmakta olup fotosferik soğurma çizgilerinden çok daha keskin ve dikine hız değerleri de farklılık gösterir. Dahası büyük kütleli bulutlar çok küçük ama yoğun ve bu nedenle yüksek bir dikine hızlarda optikçe kalın bulutçuklar içerebilir. Ayrıca bu çizgiler sadece OB türü yıldızlarda değil aynı zamanda yoğun moleküler bulutlarda ve büyük OB oymaklarının tayfında da gözlenmektedir (Krełowski vd. 2018). Trapezium bölgesinin üyesi olan θ^1 Ori A ve θ^1 Ori D yıldızlarında Ca II H-K ve NaD soğurma çizgilerine ek olarak yasaklı çizgiler de gözlemlendi. θ^1 Ori A'nın fotosferine ait olmayan çizgileri Şekil 4.79, 4.80, 4.81, 4.82'de ve θ^1 Ori D yıldızı için de, Şekil 4.78, 4.79, 4.80, 4.81'de gösterilmiştir. Bu şekillerde, her iki yıldızın tayfında He I (λ 3888 Å), Ca II H-K (λ 3933 - 3968 Å), Na D (λ 5889 - 5895 Å) çizgileri, H Balmer çizgi profilleri, N II (λ 6548/83 Å) ve S II (λ 6716/32 Å) yasaklı çizgileri ve He I (λ 5875 Å) çizgileri görülmektedir. Hidrojen Balmer profilin merkezinde görünen salma çizgisi ve yasaklı salma çizgilerinin, bu yıldızların bulundukları H II bölgesinin yapısından kaynaklanmaktadır. θ^1 Ori A ve θ^1 Ori D yıldızlarının atmosfer parametrelerini belirlemek için Si IV/III ve He I çizgilerinin uyumu dikkate alındı. θ^1 Ori A yıldızın atmosfer parametreleri $T_{\text{et}} = 30.000$ K, $\log g = 4,25$, $v \sin i = 51 \pm 0,50$ km s⁻¹, $\xi = 5,30 \pm 0,50$ km s⁻¹ ve $\zeta = 9 \pm 1,40$ km s⁻¹ ve θ^1 Ori D'nin ise $T_{\text{et}} = 30.000$ K, $\log g = 4,25$, $v \sin i = 51 \pm 2.00$ km s⁻¹, $\xi = 6.50 \pm 2.00$ km s⁻¹ ve $\zeta = 20 \pm 2$ km s⁻¹ olarak hesaplandı.



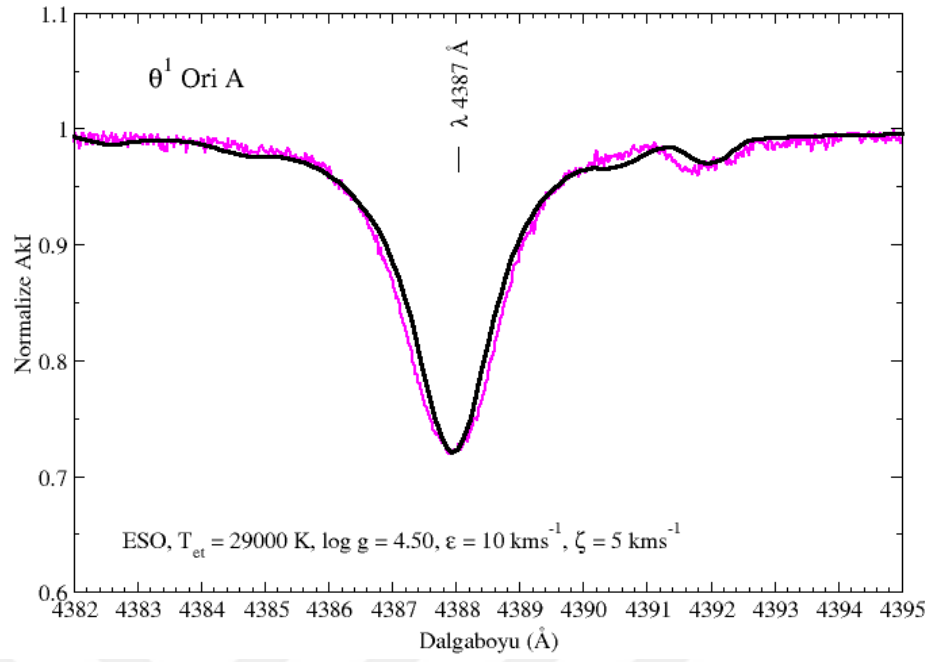
Şekil 4.75 θ^1 Ori A'nın H_γ çizgi profili



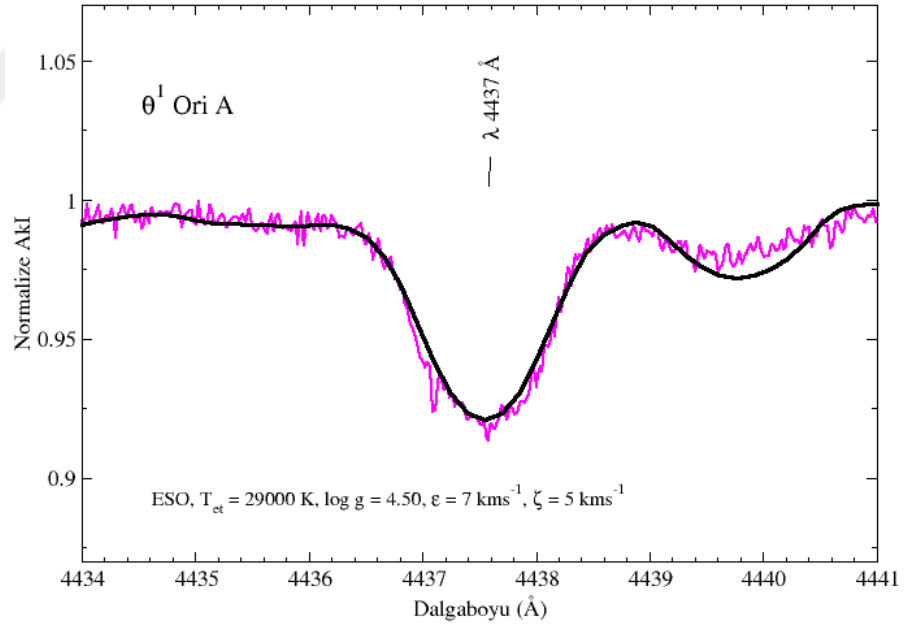
Şekil 4.76 θ^1 Ori A yıldızının Si IV çizgileri



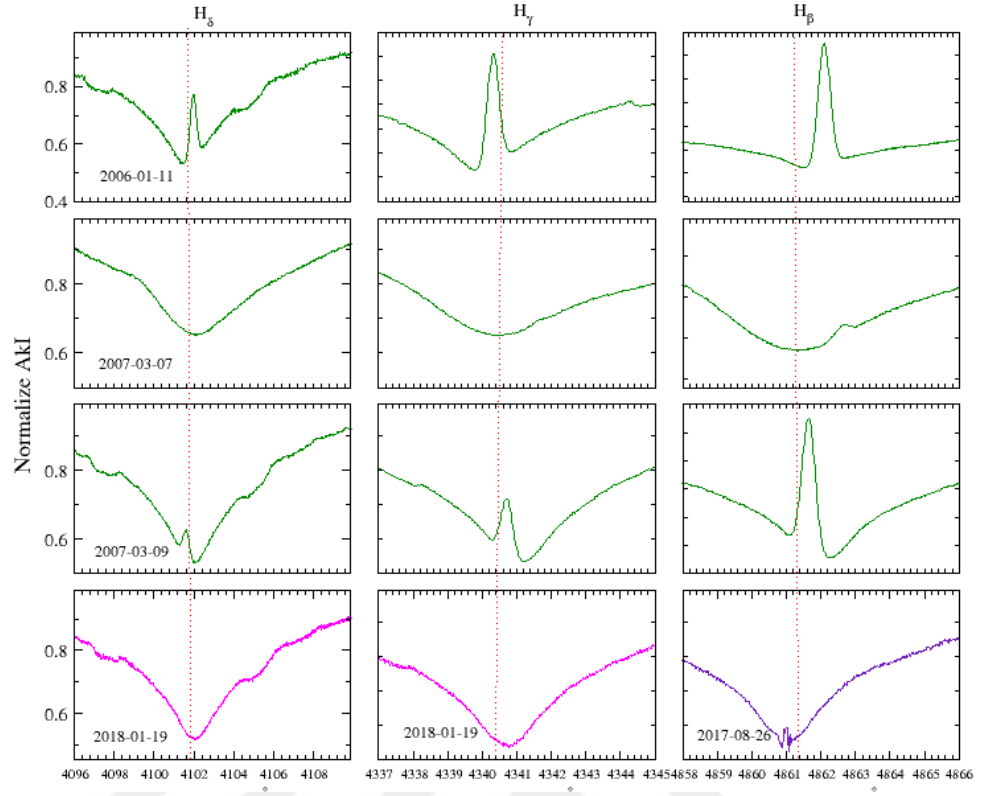
Şekil 4.77 θ^1 Ori A yıldızının λ 4212 Å Si IV çizgisi



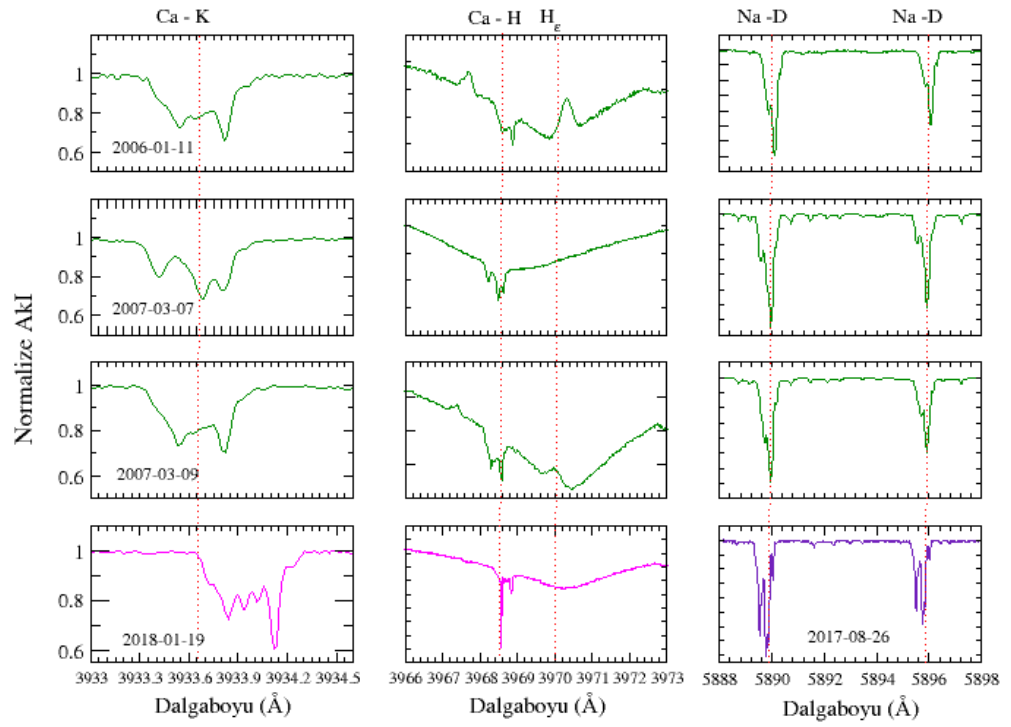
Şekil 4.78 θ¹ Ori A yıldızının λ 4387 Å He I çizgisi



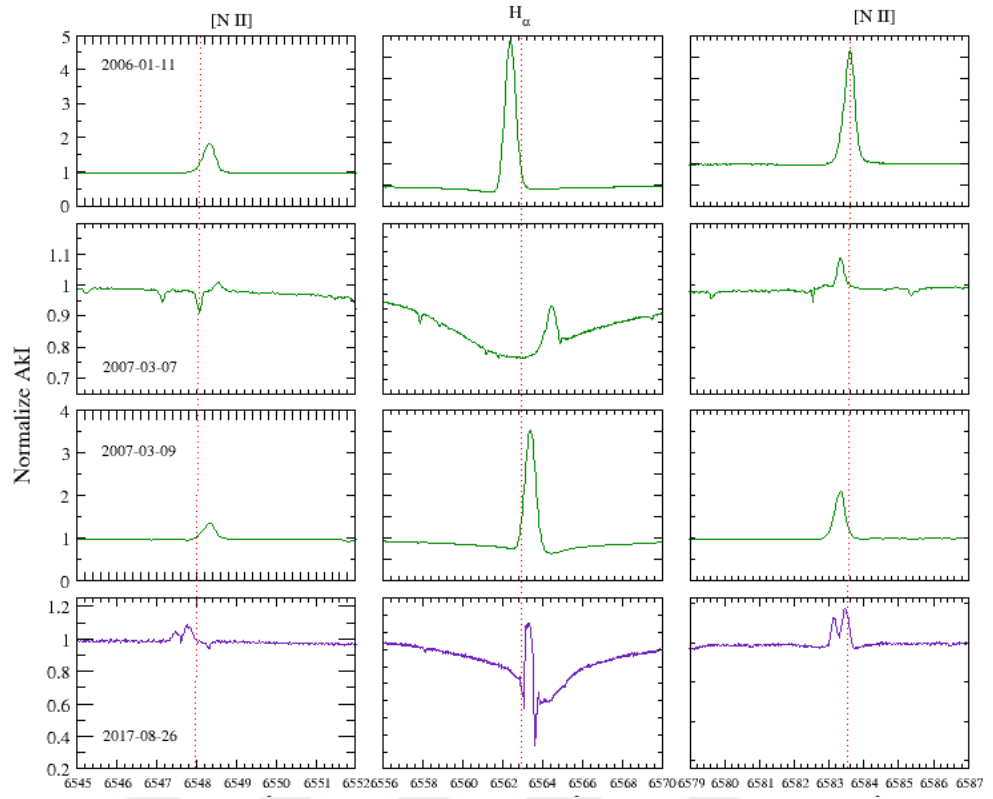
Şekil 4.79 θ¹ Ori A yıldızının λ 4437 Å He I çizgisi



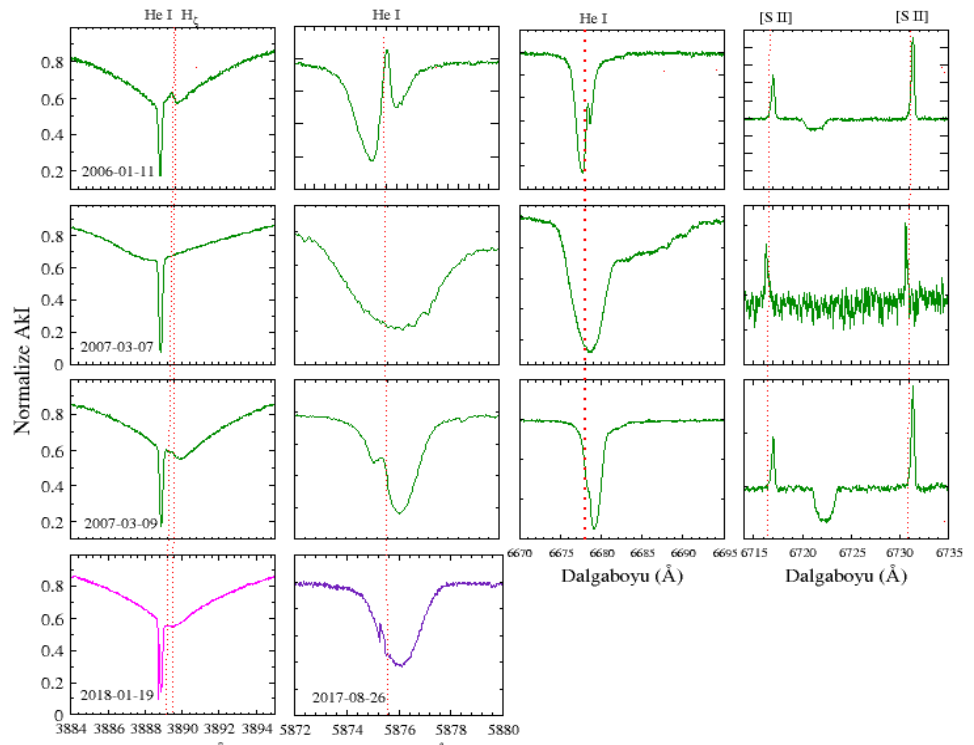
Şekil 4.80 θ^1 Ori A'nın hidrojen Balmer profilleri



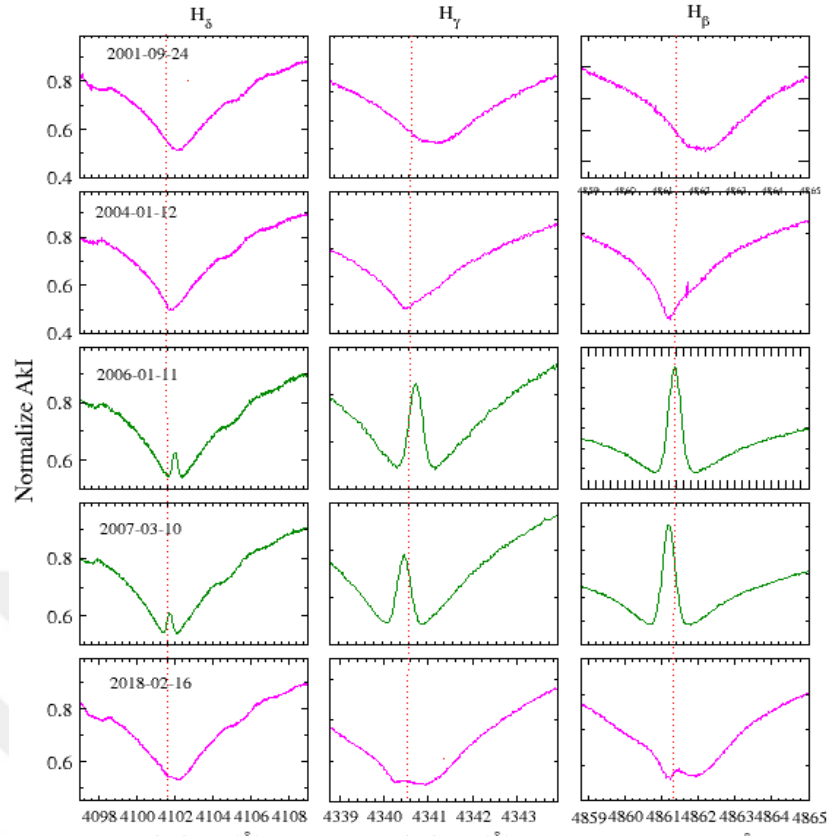
Şekil 4.81 θ^1 Ori A'nın Ca II H-K ve NaD çizgileri



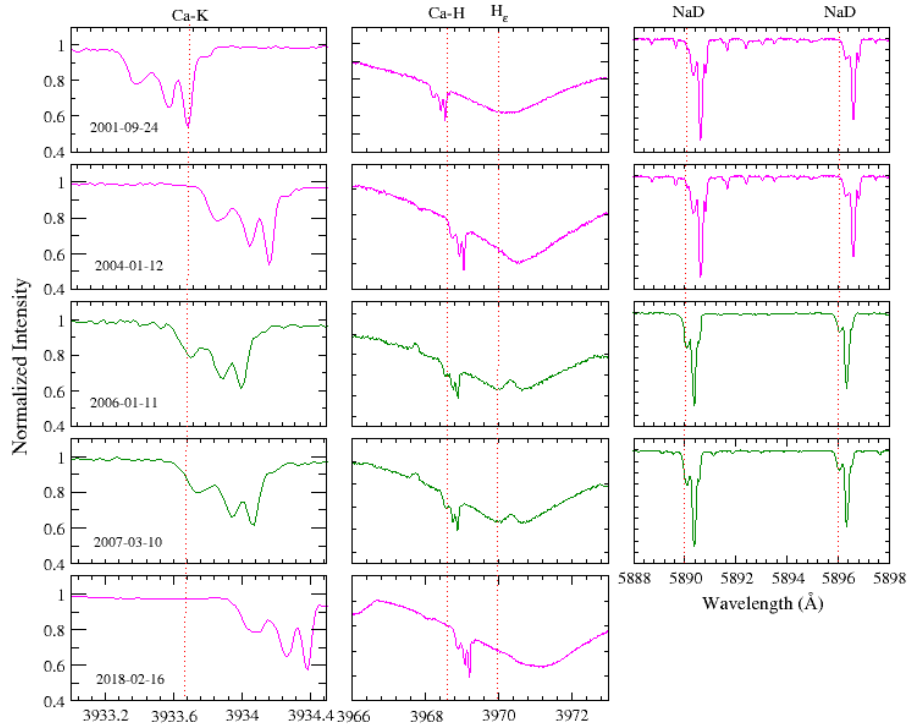
Şekil 4.82 θ^1 Ori A'nın H α profili ve [N II] yasaklı çizgileri



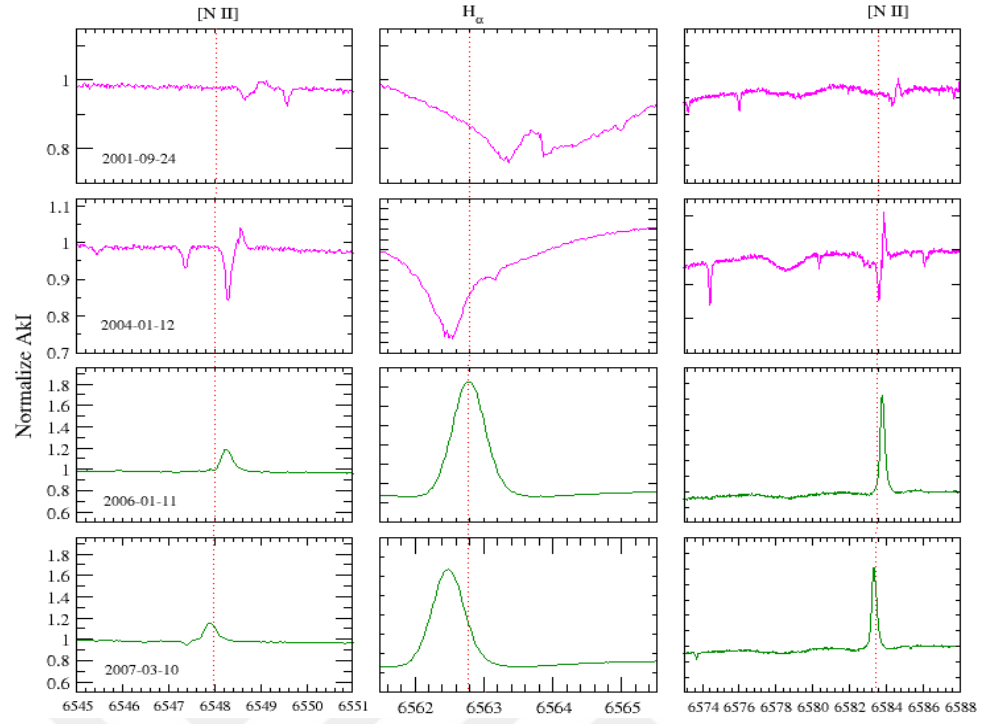
Şekil 4.83 θ^1 Ori A'nın He I çizgileri ve [S II] yasaklı çizgileri



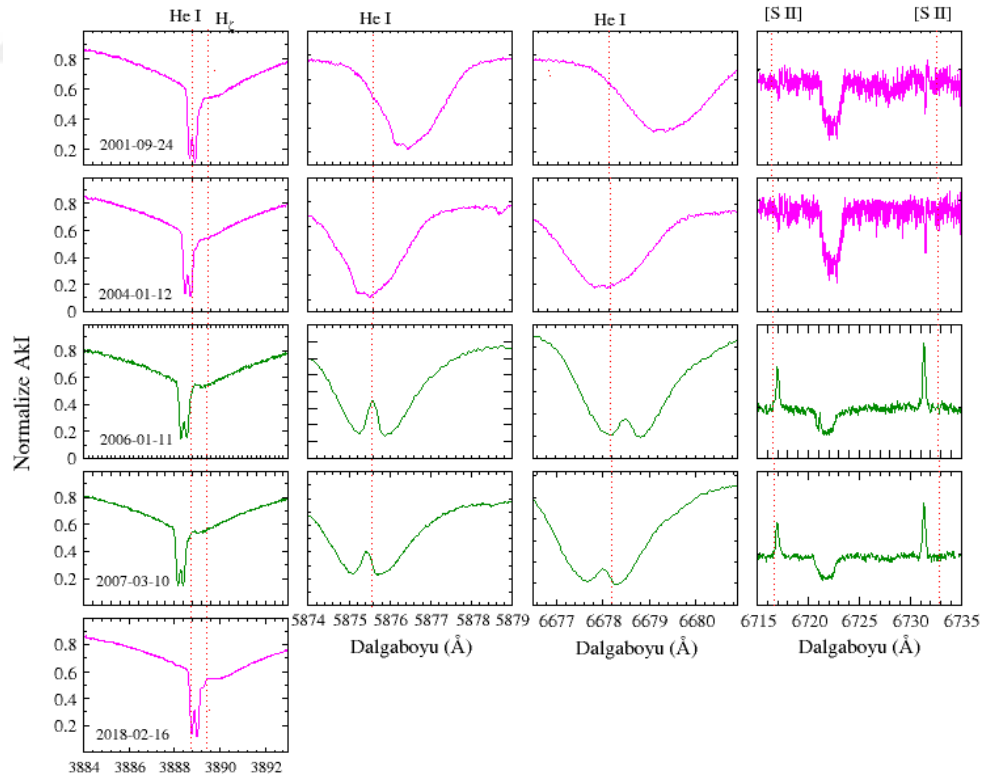
Şekil 4.84 θ^1 Ori D'nin hidrojen Balmer profilleri



Şekil 4.85 θ^1 Ori D'nin Ca II H-K ve Na D çizgileri



Şekil 4.86 θ^1 Ori D'nın H_α profili ve [N II] yasaklı çizgileri



Şekil 4.87 θ^1 Ori D'nın He I çizgileri ve [S II] yasaklı çizgileri

LP Ori yıldızının tayfının incelenmesi: Yıldızının atmosfer parametreleri $T_{\text{et}} = 22.000 \text{ K}$, $\log g = 4,40$, $v \sin i = 90 \pm 5,00 \text{ km s}^{-1}$, $\xi = 3,00 \pm 0,47 \text{ km s}^{-1}$ olarak hesaplandı. Yıldızın görsel bölge tayfında Ca II H-K ve Na D çizgilerinin yapıları gözlemlendi (Şekil 4.91, 4.92, 4.93, 4.94). LP Ori'nin Hidrojen Balmer profillerinin merkezinde üst üste bindirilmiş salma yapılarının yanı sıra belirli, He I $\lambda 5875 \text{ Å}$, $\lambda 6678 \text{ Å}$ ve O I $\lambda 7774 \text{ Å}$ gibi soğurma çizgileri ve ayrıca yasaklı çizgiler de gözlemlendi. Aynı zamanda yıldızın tayfında yaygın yıldızlararası bantlarda (DIBs, İng. diffuse interstellar bands, Law vd. 2017) tespit edildi.

Çizelge 4.3 LP Ori'nin gözlemsel ve tayfsal bilgileri

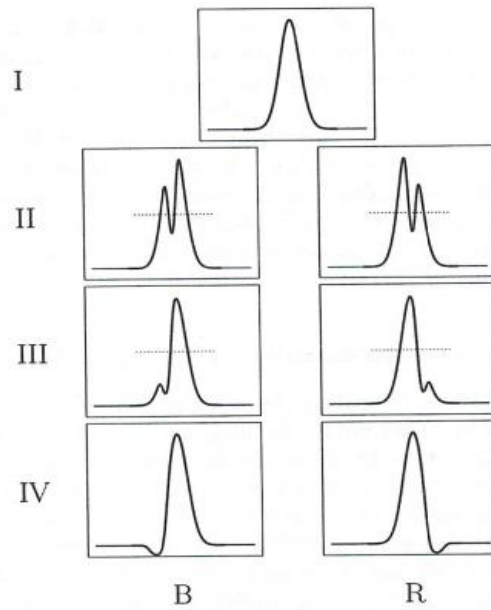
Tayfçekker R ~	T80 (AUKR) 30 000	S/N	Vr kms-1	UVES 107 200	S/N	Vr kms-1	EsPaDons 65 000	S/N	Vr kms-1
LP Ori	2023.02.25 / 3600	120	53 ± 5.70	2004.01.12 / 580 2017.12.18 / 1900	185 /119 110	3 ± 0.50 32 ±1.00	2006.01.12 2007.03.07 2010.02.23 2012.12.29 2013.11.26	338 270 270 600 640	21 ± 2 21 ± 2 3 ± 0.3 3 ± 0.3 3 ± 0.3

DIBs'lere yönelik 500'den fazla soğurma yapıları tespit edilmiş olup kaynakları halen araştırma konusudur. DIBs'lerin sergilediği soğurma yapıları güçlü değildir (yarı maksimumda tam genişlik, FWHM < 1 Å ve sürekliliğin yüzde 5'inden az) ve merkezi dalgaboyları bilinen moleküler veya atomik türlere karşılık gelmemektedir (Herbig 1995, Hobbs vd. 2009, Geballe vd. 2011). Literatürde ilk kez fark edilen DIBs yapıları $\lambda 5780 \text{ Å}$, $\lambda 5797 \text{ Å}$ ve $\lambda 6614 \text{ Å}$ 'daki gibi soğurma çizgileridir. Krelowski & Walker (1987) ve Jenniskens & Desert (1993), bu çizgilerin karmaşık, kompozit bir profile sahip olup daha geniş bir soğurma yapısının üzerine binmiş nispeten derin, dar bir soğurma çekirdeği (İng. narrow absorption core) gösterdiğini belirtmiştir. Tek kaynağı bilinen DIBs ise C^{+60} olup yakın kırmızıötede (9348.4, 9365.2, 9427.8, 9577.0 ve 9632.1 Å) soğurma yapıları gösterir (Kuhn vd. 2016 ve Spieler vd. 2017). LP Ori yıldızının tayfında da DIBs çizgileri gözlemlendi (Şekil 4.95). LP Ori'nin tayfında görünen Balmer çizgilerinin profil yapılarında (Şekil 4.91), ve dikine hız değerinde (Çizelge 4.2 ve 4.3) zamanla değişim görülmektedir.

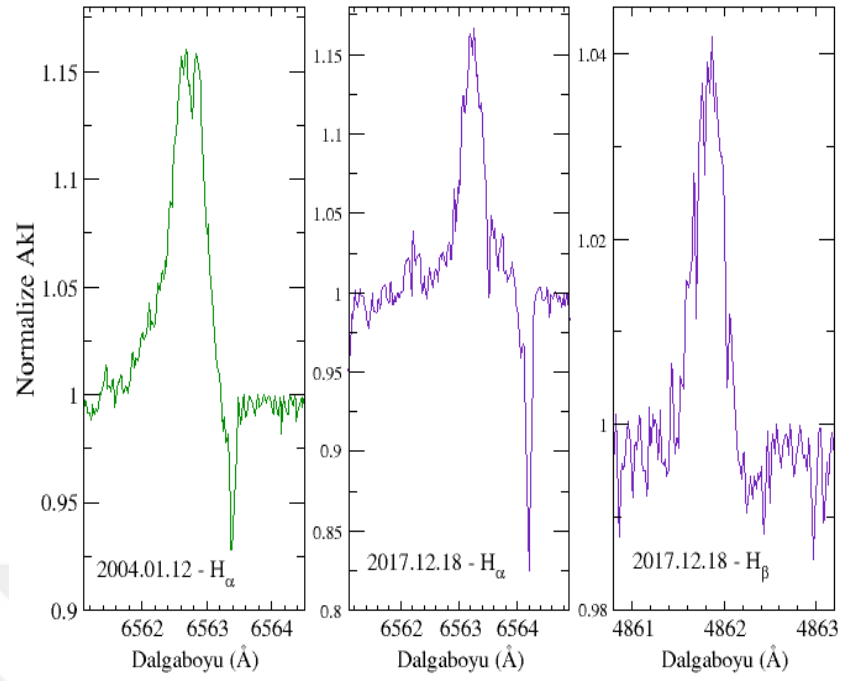
Çizelge 4.4 LP Ori'nin fotosferik olmayan çizgilerinin V_r değerleri

Tarih	2023	2004 / 2017	2006 / 2007 / 2010 / 2012 / 2013
He I (λ 3888 Å)	...	-55 / ...	-25 / -38 / -37 / 17 / 11
Ca II – K	...	-16 / ...	10 / -3 / -2 / 19 / 46
Ca II – H	...	-14 / ...	12 / -1 / -0.1 / 20 / 48
Na I (λ 5889 Å)	32	... / 17	5 / -8 / -7 / 14 / 41
Na I (λ 5895 Å)	32	... / 17	5 / -8 / -7 / 14 / 41
[N II] (λ 6548 Å)	35	...	6 / -6 / -4 / 16 / 43
[N II] (λ 6583 Å)	29	...	5 / -9 / -6 / 14 / 41
[S II] (λ 6716 Å)	33	... / -8	6 / -6 / -8 / 16 / 43
[S II] (λ 6731 Å)	-56	... / -68	-81 / -94 / -93 / -73 / -44

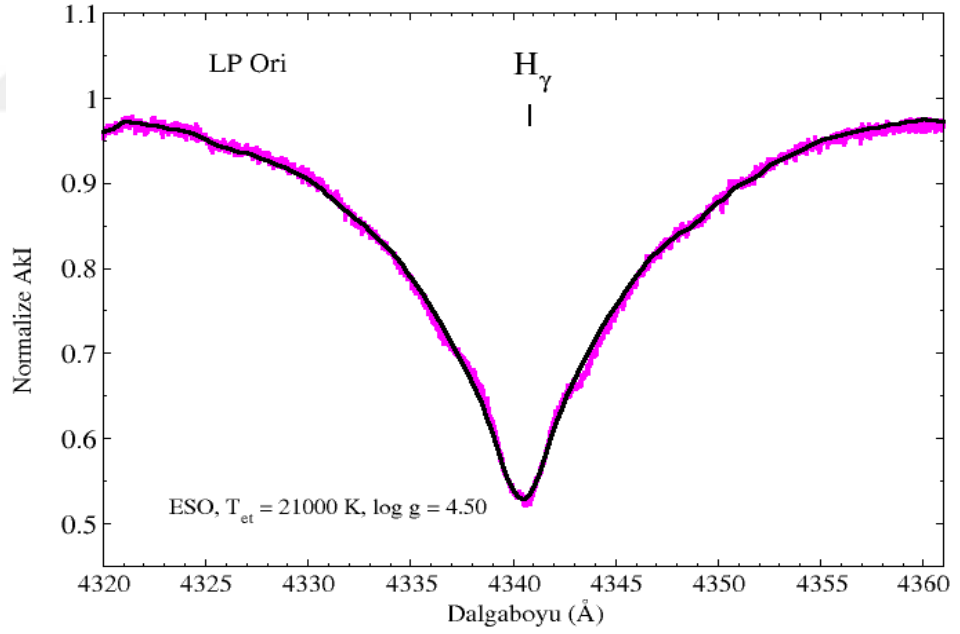
Reipurth vd. (1996), Herbig Ae/Be yıldızlarının Balmer salma çizgilerinde görünen yapılarını dört grupta sınıflandırmıştır. Bunların temsili gösterimi Şekil 4.88'de sunulmaktadır. Şekil'deki siyah nokta ile gösterilen çizgiler (Tip-II ve Tip-III), maksimum çizgi şiddetinin %50'sini temsil etmektedir. Bu sınıflamaya göre Tip-I simetrik bir salma yapasındadır. Tip-II ise iki maksimumdan oluşur ve ikincisi birincisinden daha güçlüdür, Tip-III ise ikincisi birinciden daha zayıf olan iki tepe noktası sergiler ve Tip-IV ise, Balmer çizgi profillerinde P-Cygni ve ters P-Cygni yapılarını içerir. LP Ori yıldızının H_α profilleri Tip-I ve Tip-IV-R salma olarak sınıflandırıldı (Şekil 4.89).



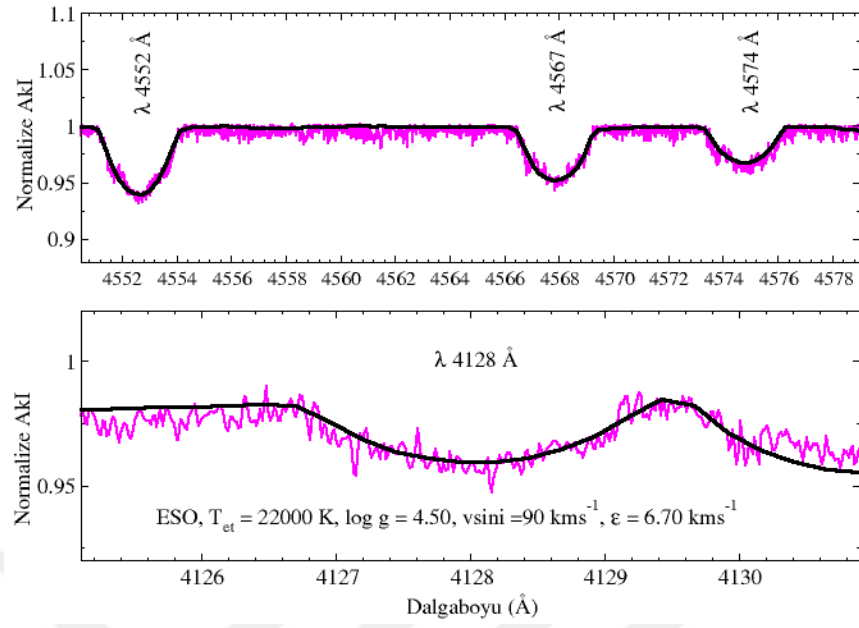
Şekil 4.88 Reipurth (1996) H_α salma profilleri için sınıflandırma şeması



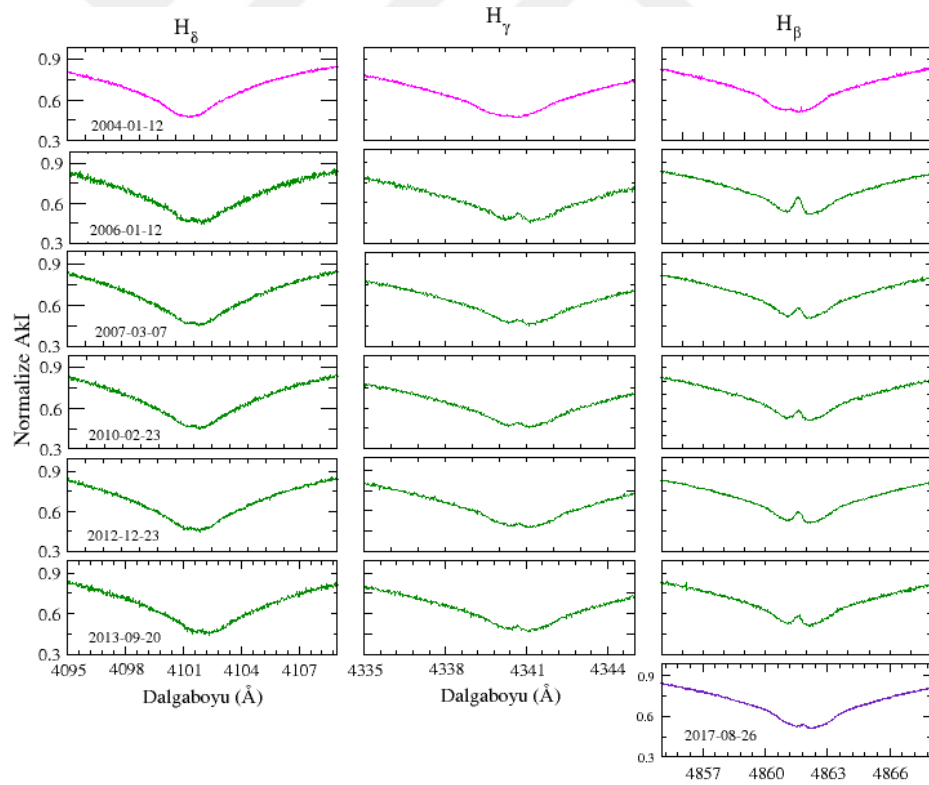
Şekil 4.89 LP Ori'nin Balmer profillerinin merkezindeki ters P-Cygni yapıları



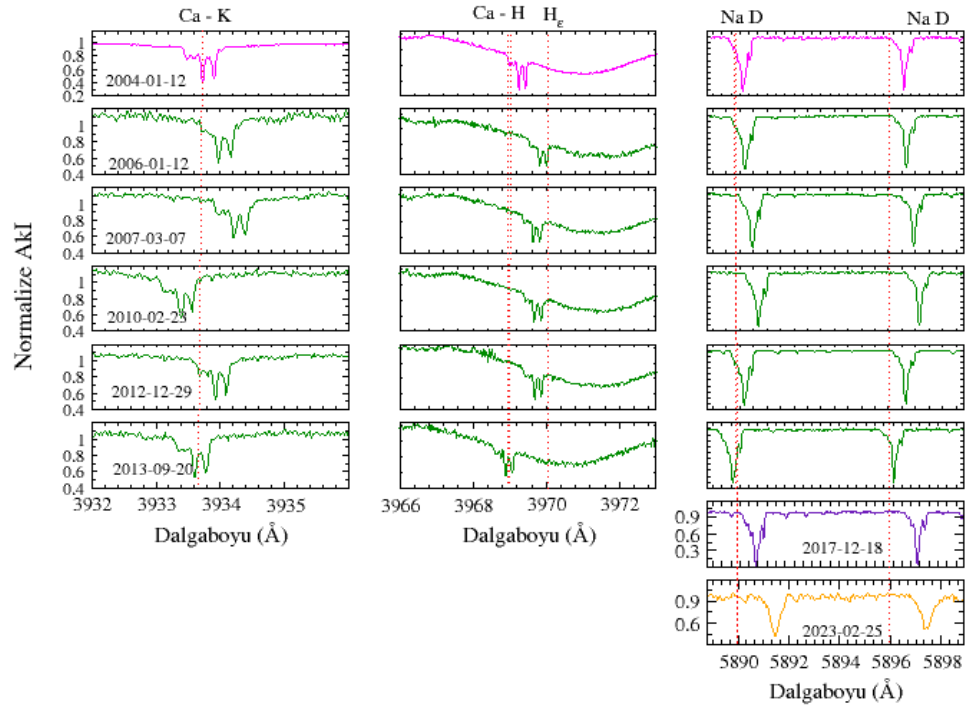
Şekil 4.90 LP Ori'nin H γ çizgi profili



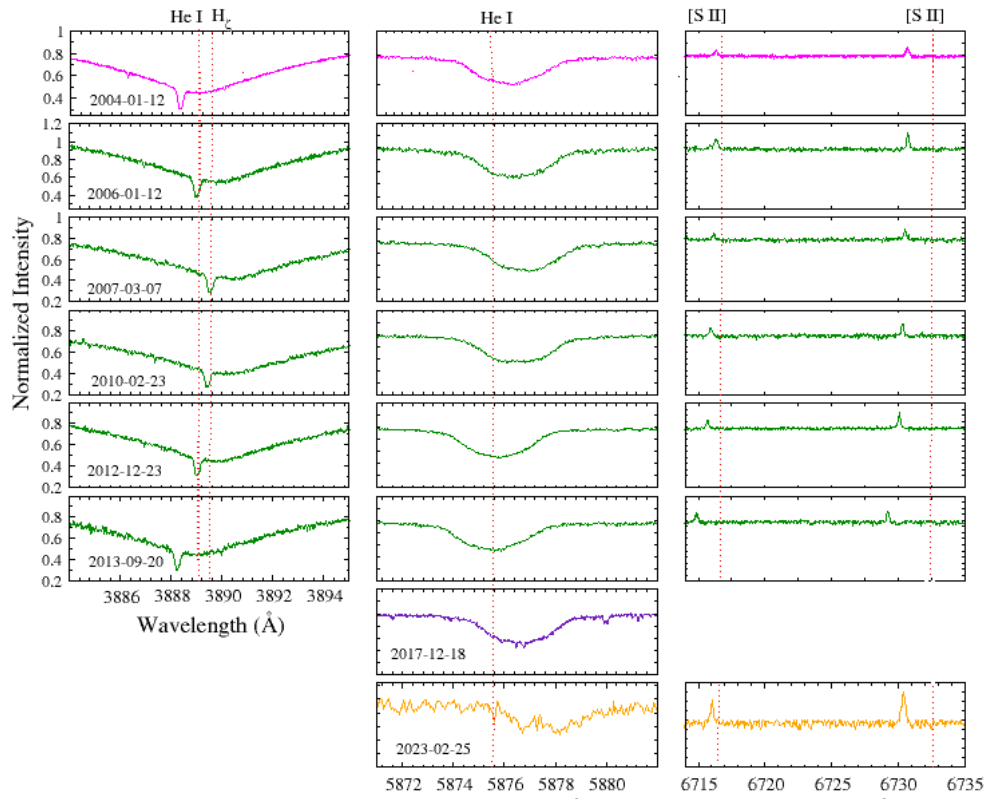
Şekil 4.91 LP Ori Si II çizgisi ve Si III tripleri



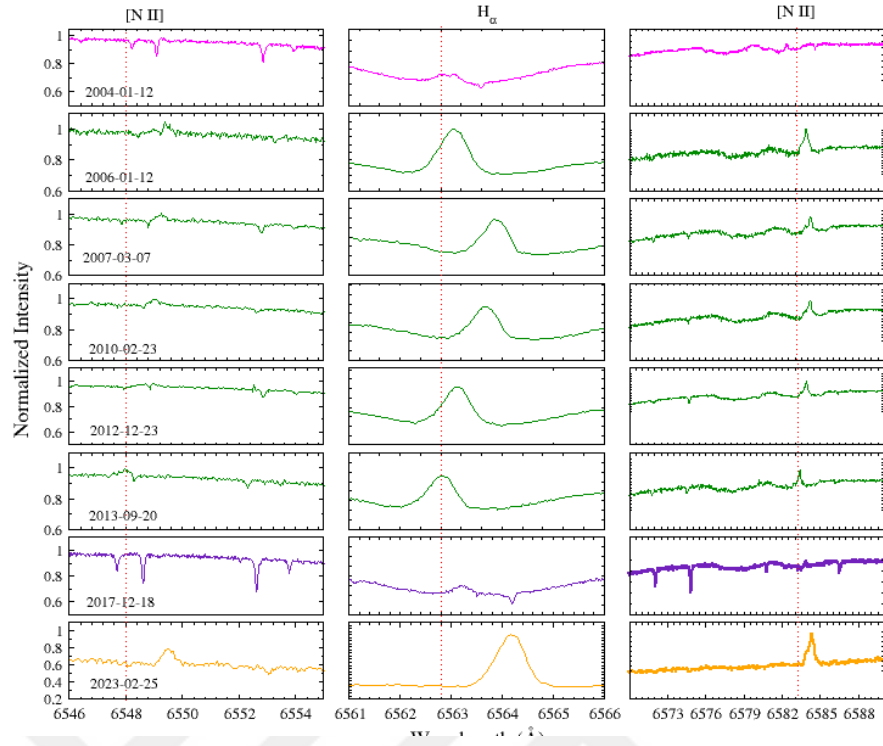
Şekil 4.92 LP Orinin Hidrojen Balmer profilleri



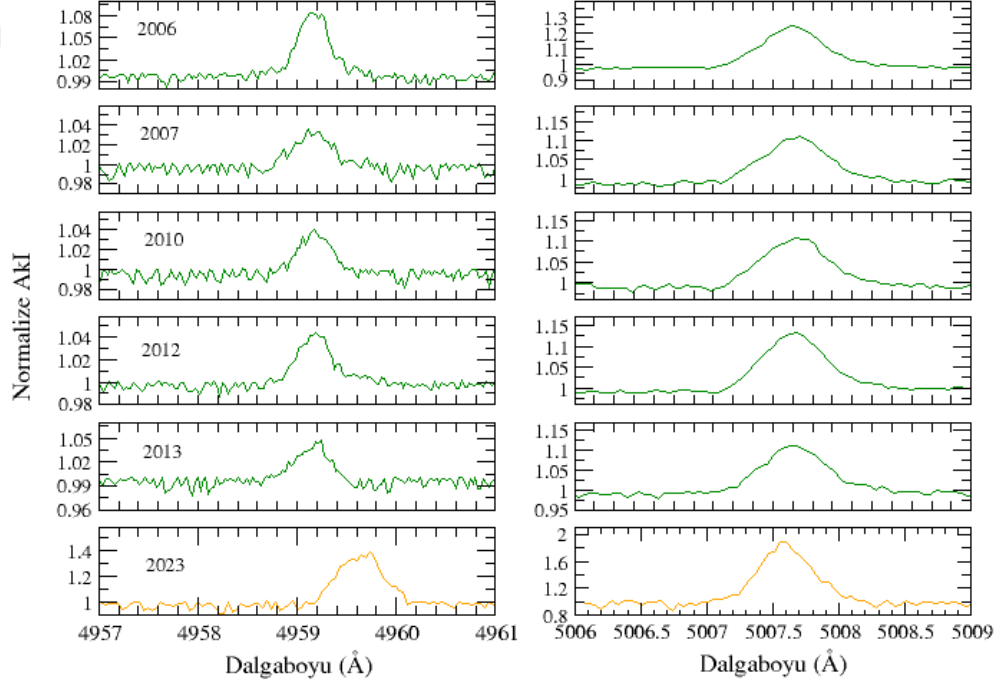
Şekil 4.93 LP Ori'nin Ca II H-K ve Na D çizgileri



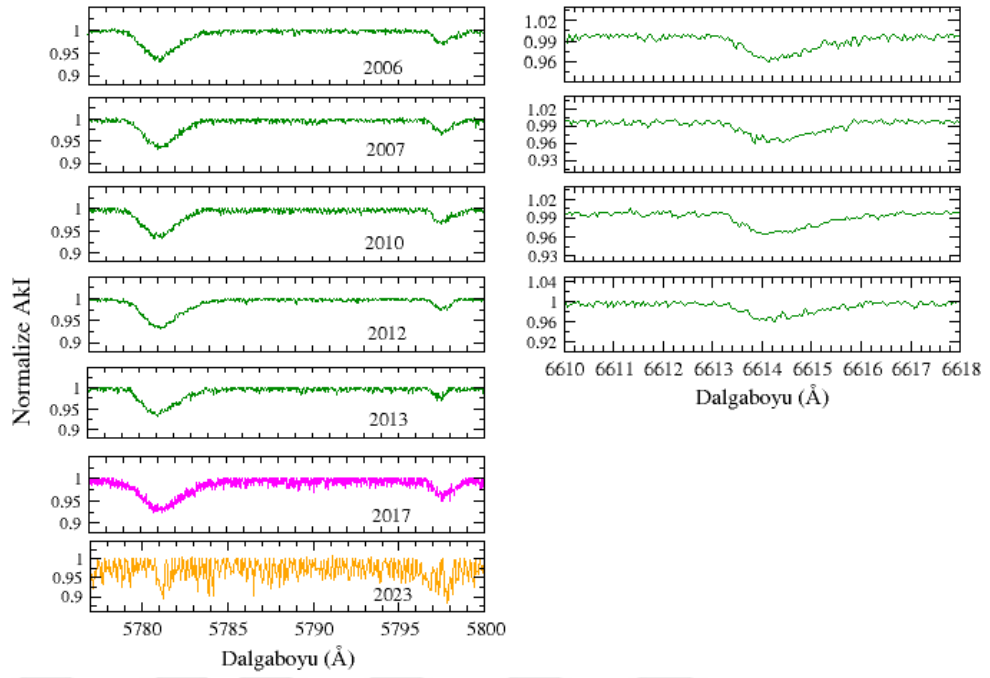
Şekil 4.94 LP Orinin He I çizgisi ve [S II] yasaklı çizgileri



Şekil 4.95 LP Orinin H_{α} çizgi profilleri ve [N II] yasaklı çizgileri



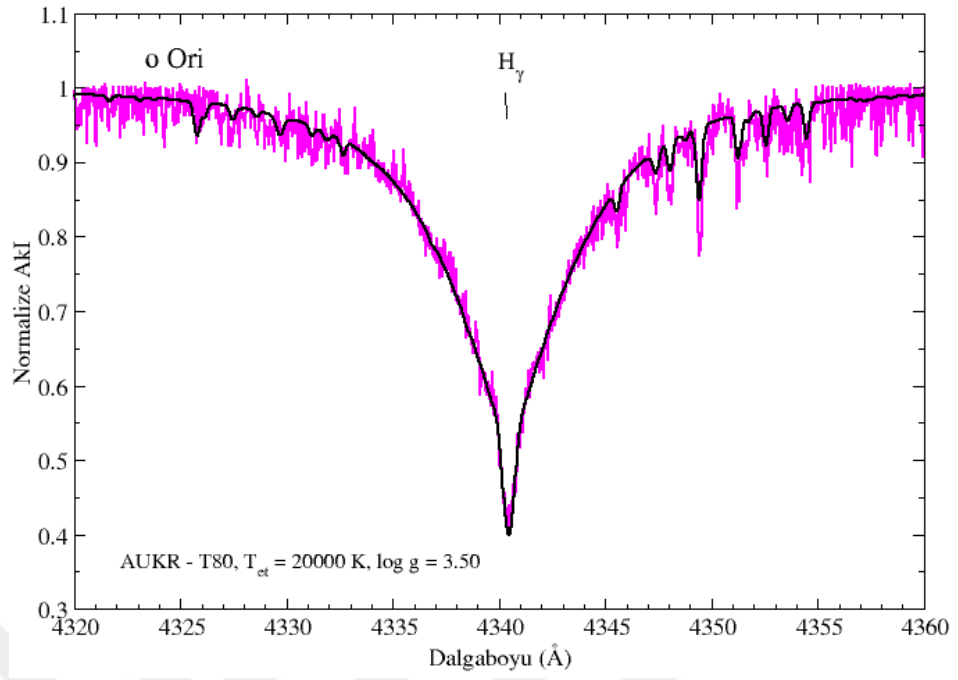
Şekil 4.96 LP Ori yıldızının yasaklı [O III] ($\lambda 4959 \text{ \AA}$) ve [N II] ($\lambda 5007 \text{ \AA}$) çizgileri



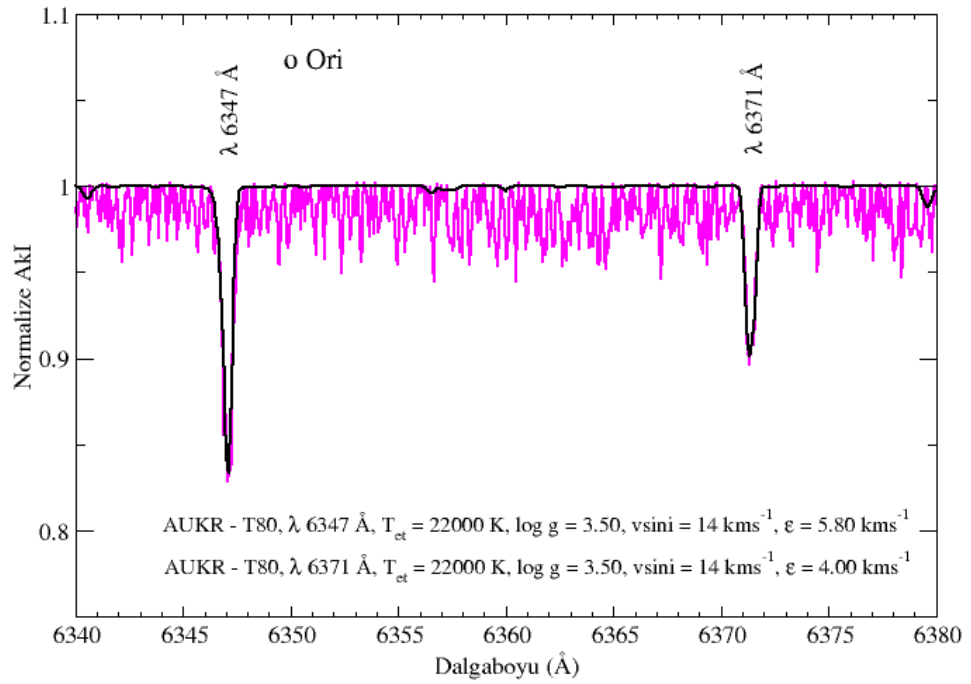
Şekil 4.97 LP Ori yıldızının tayfında tespit edilen DIBs çizgileri (λ 5780/5792 Å ve λ 6613 Å)

4.2.2 Orion-X Bölgesindeki Yıldızlar İçin Elde Edilen Bulgular

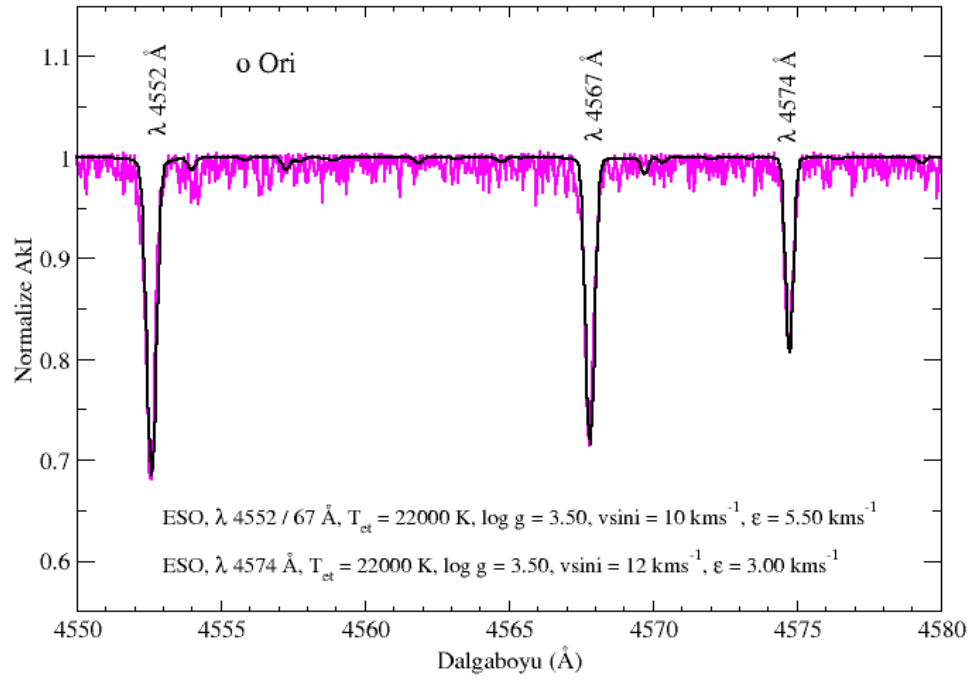
o Ori yıldızının Bölüm 2.17’de verilen literatür bilgilerinde tayfsal çift yıldız olduğu belirtmiştir. Yıldızın tayfının incelenmesi sonucunda çift bileşenine dair bir bulguya rastlanmadı. Ayrıca yıldızın $T_{et} = 22.000 \pm 1000$ K, $\log g = 3,50 \pm 0,25$ ve $\xi = 4,46 \pm 0,78$ km s⁻¹ olarak hesaplandı. o Ori’nin atmosfer parametrelerinin hesaplanması esnasında yararlanılan çizgilerin gösterimi şekil 4.98, 4.99, 4.100’da verilmektedir. Dahası HD 34748 ve HD 35777 yıldızının tayfsal incelemelerinden bu yıldızların çift olduğu düşünülmektedir. Bu yıldızların atmosfer parametreleri sırasıyla $T_{et} = 20.000 \pm 1000$ K, $\log g = 4,25 \pm 0,25$ ve $\xi = 9,33 \pm 0,50$ km s⁻¹ ve $T_{et} = 19.000 \pm 1000$ K, $\log g = 4,25 \pm 0,25$ ve $\xi = 6,60 \pm 2,00$ km s⁻¹ olarak hesaplandı. Şekil 4.101, 4.102, 4.103 ve 4.104’te HD 34748 ve HD 35777 yıldızlarının atmosfer parametrelerinin hesaplanması esnasında kullanılan çizgileri gösterilmektedir.



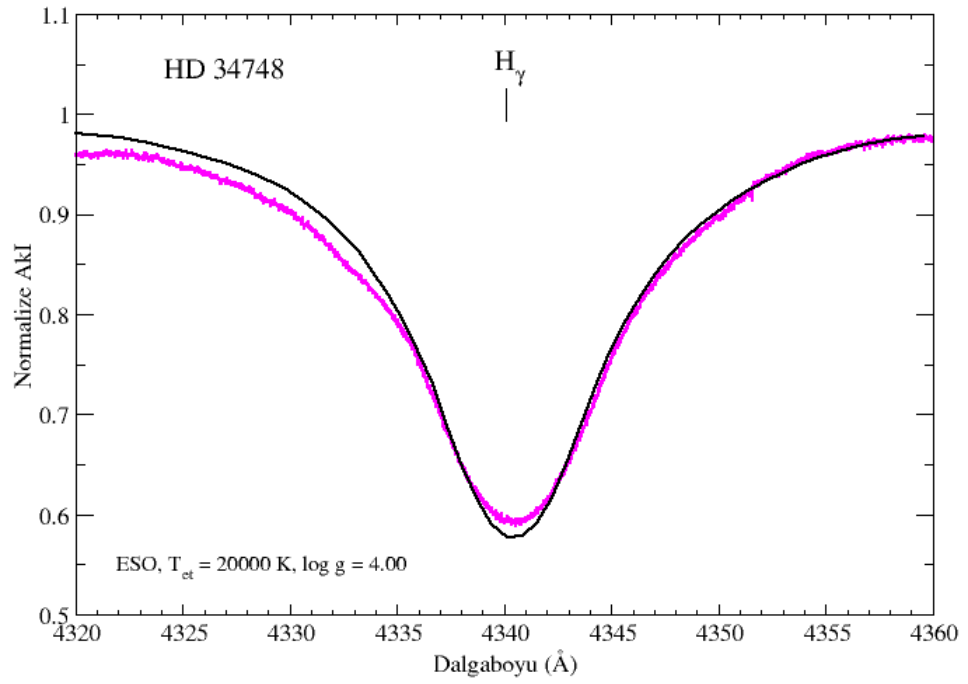
Şekil 4.98 o Ori yıldızının H_γ çizgi profili



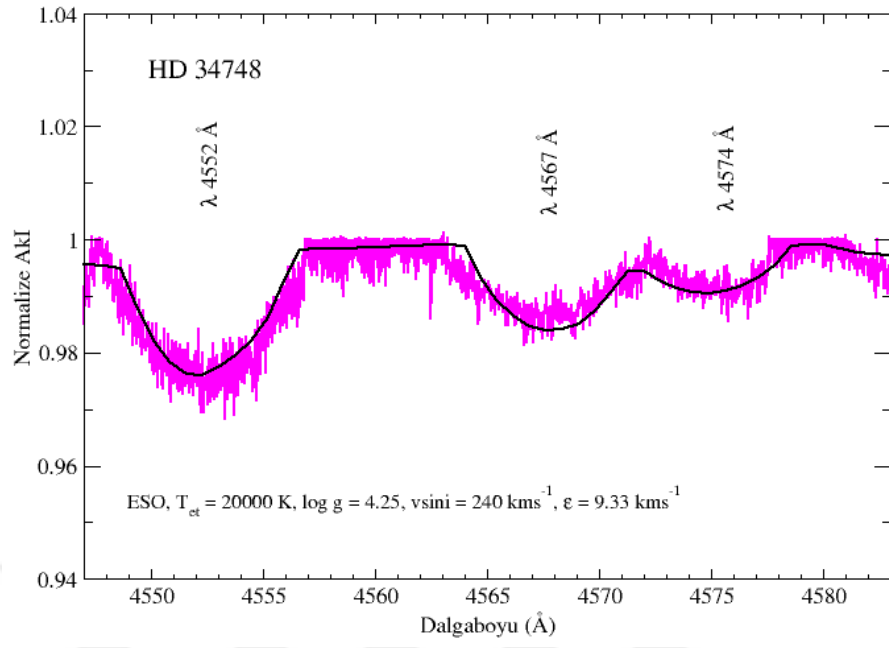
Şekil 4.99 o Ori yıldızının Si II çizgileri



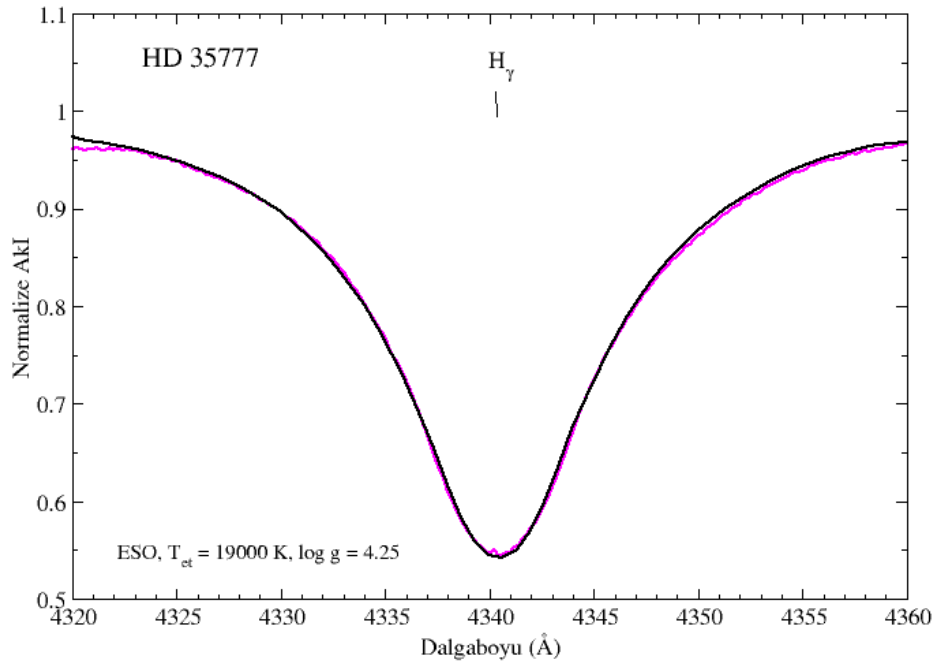
Şekil 4.100 o Ori yıldızının Si III tripleti



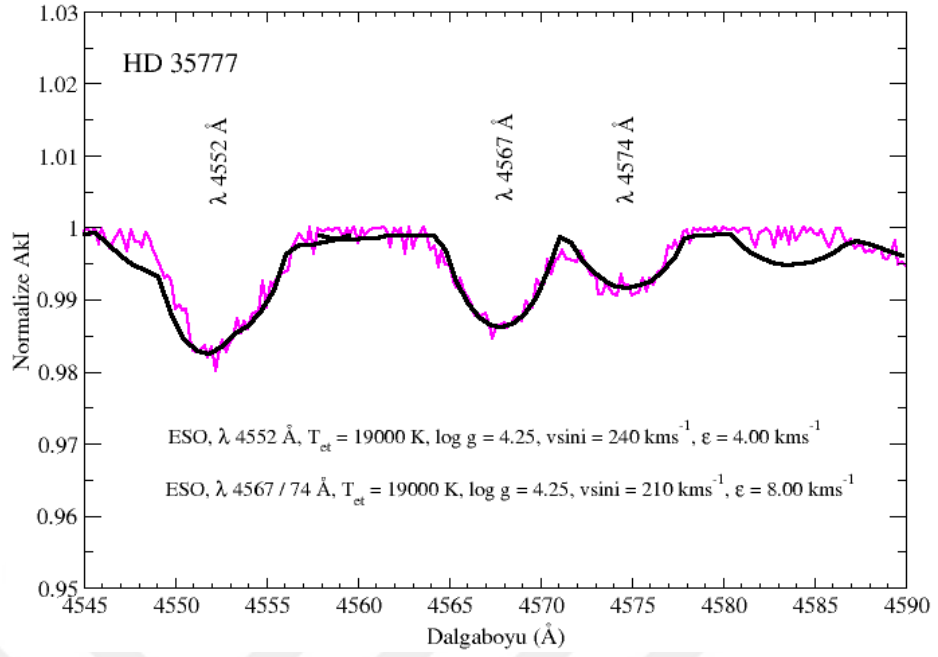
Şekil 4.101 HD 34748 yıldızının H_{γ} çizgi profili



Şekil 4.102 HD 34748 yıldızının Si III tripleti



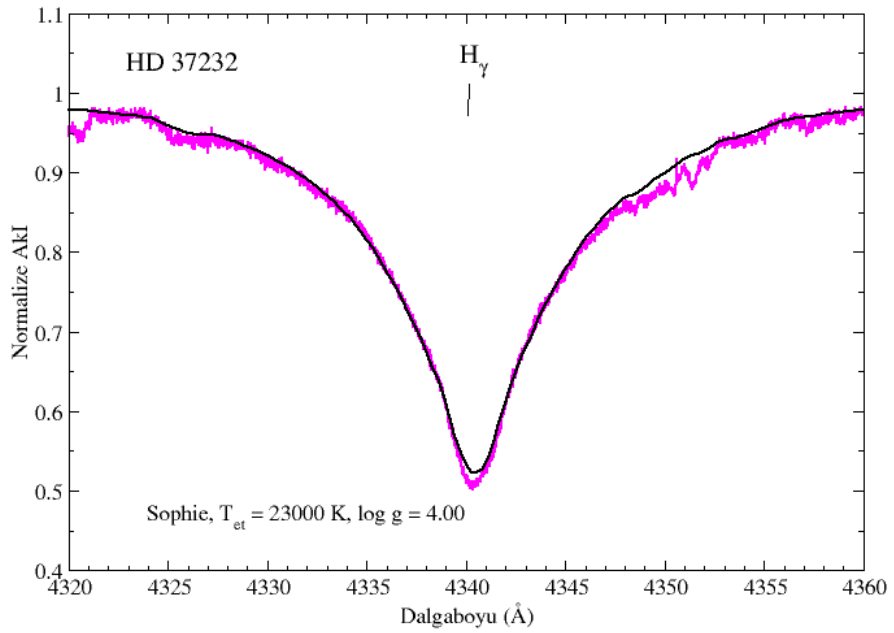
Şekil 4.103 HD 35777 yıldızının H_γ çizgi profili



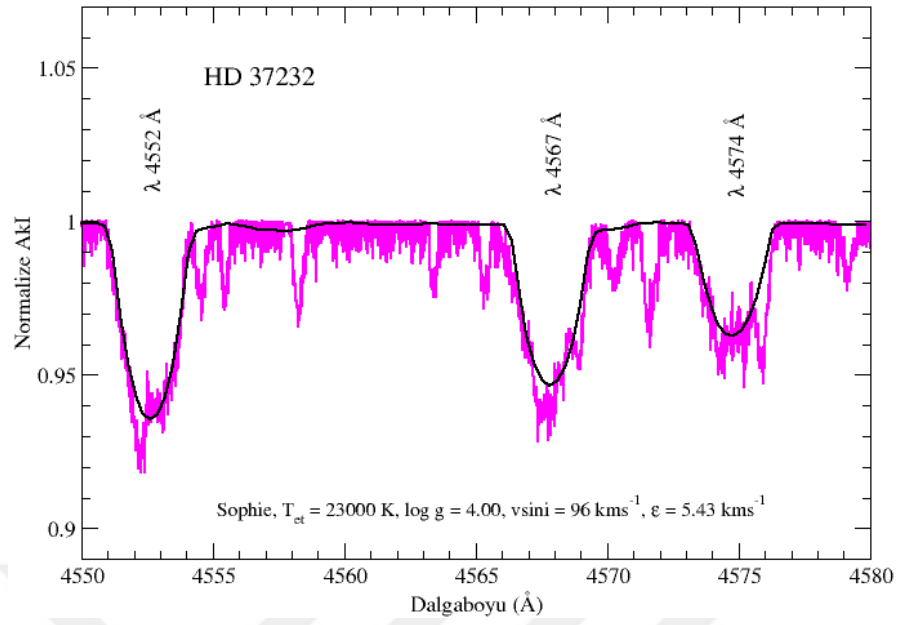
Şekil 4.104 HD 35777 yıldızının Si III tripleti

4.2.3 λ Orionis Bölgesindeki yıldızlar için elde edilen bulgular

λ Orionis Bölgesindeki HD 37232 yıldızın Sophie tayfının incelenmesinin sonucunda şekil 106’da görüldüğü üzere yıldızın tayfsal çift olduğu düşünülmektedir.



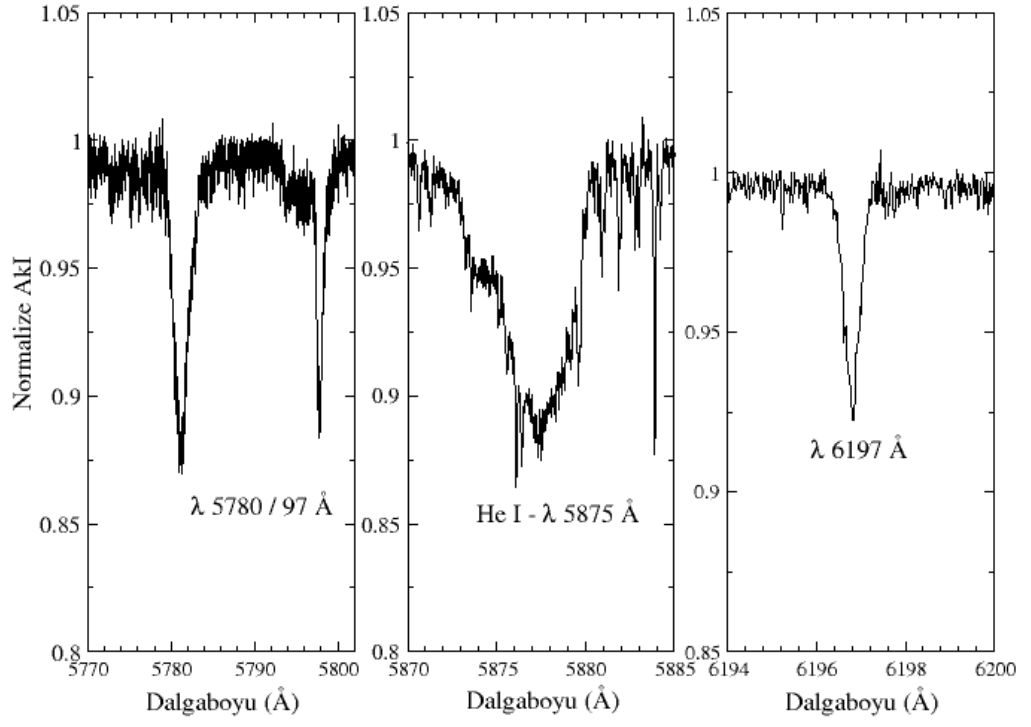
Şekil 4.105 HD 37232 yıldızının H_γ çizgi profili



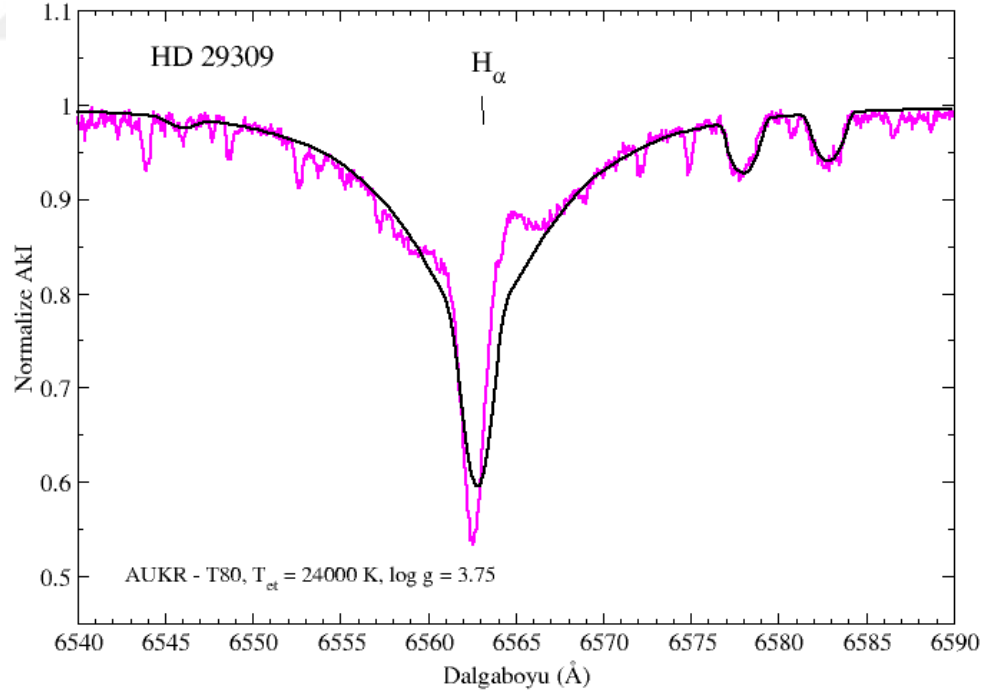
Şekil 4.106 HD 37232 yıldızının Si III tripleti

4.2.4 Güneş komşuluğundaki bölgesindeki yıldızlar için elde edilen bulgular

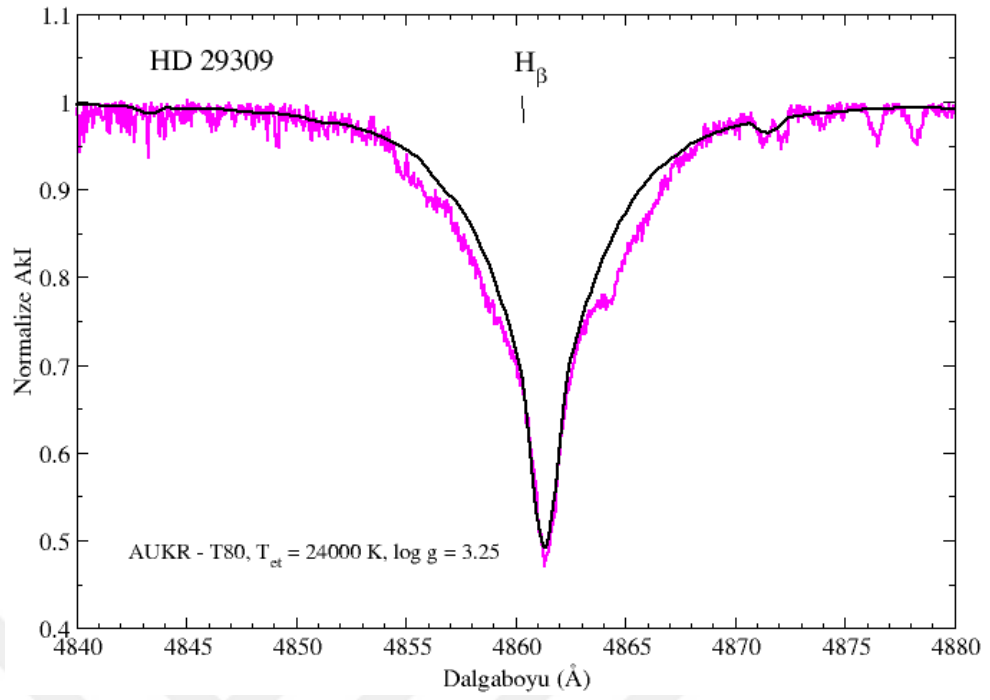
Güneş komşuluğunda seçilen yıldızlar arasından Monoceros takım yıldızında bulunan HD 46883 ve HD 46660 yıldızlarının ESO tayfları üzerinde kimyasal bolluk analizi gerçekleştirildi. Diğer yıldızların ESO tayflarından farklı olarak bu yıldızların tayfında λ 4500 – 5600 Å dalgaboyu arasındaki bölge bulunmamaktadır. Bu nedenle yıldızların atmosfer parametreleri H Balmer profilleri ve He I çizgilerinden hesaplandı. Ayrıca HD 46660 yıldızının tayfında DIBs çizgileri de gözlemlendi (Şekil 4.107). Dahası, iki yıldız 01.14.2023 tarihinde AUKR’de konuşlanan T80 ile de gözlemlendi. Fakat hava şartlarının kötü ve tayfların sinyal/gürültü değerleri <100 olması nedeniyle bolluk analizinde kullanılmadı. Aynı zamanda AUKR’de tayfsal verisi alınan bir diğer yıldız ise HD 29309 yıldızının tayfsal çift olduğu ön görülmektedir. Bu yıldızın çift bileşenine ait olduğu düşünülen ve yıldızın tayfında görünen soğurma çizgi yapıları şekil 4.108, 4.109, 4.110 ve 4.110’da verilmektedir.



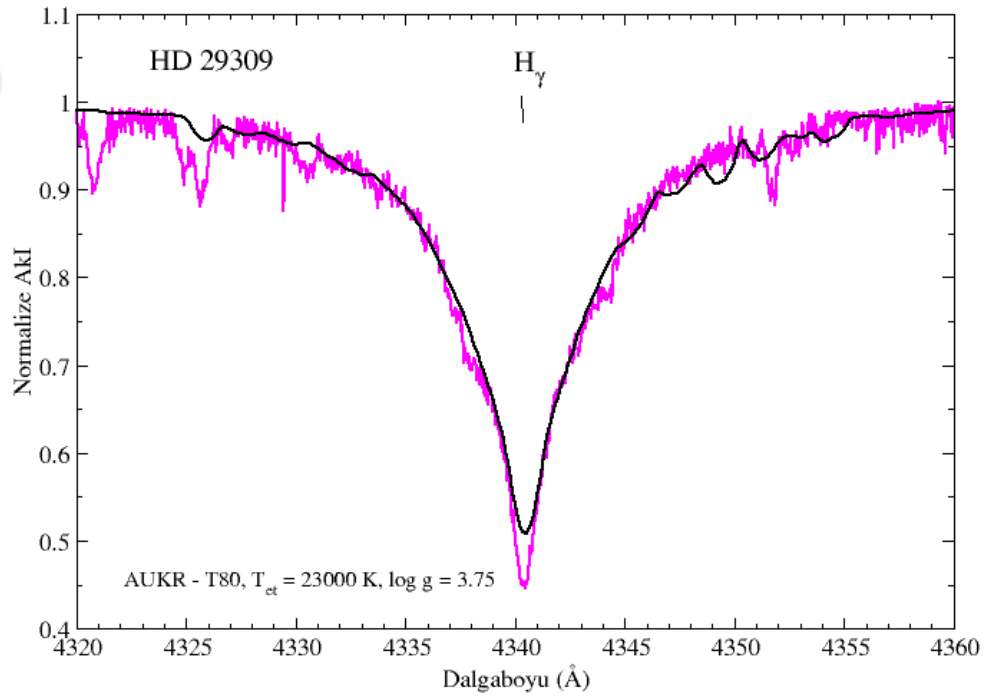
Şekil 4.107 HD 46660 yıldızının tayfında gözlenen DIBs çizgileri



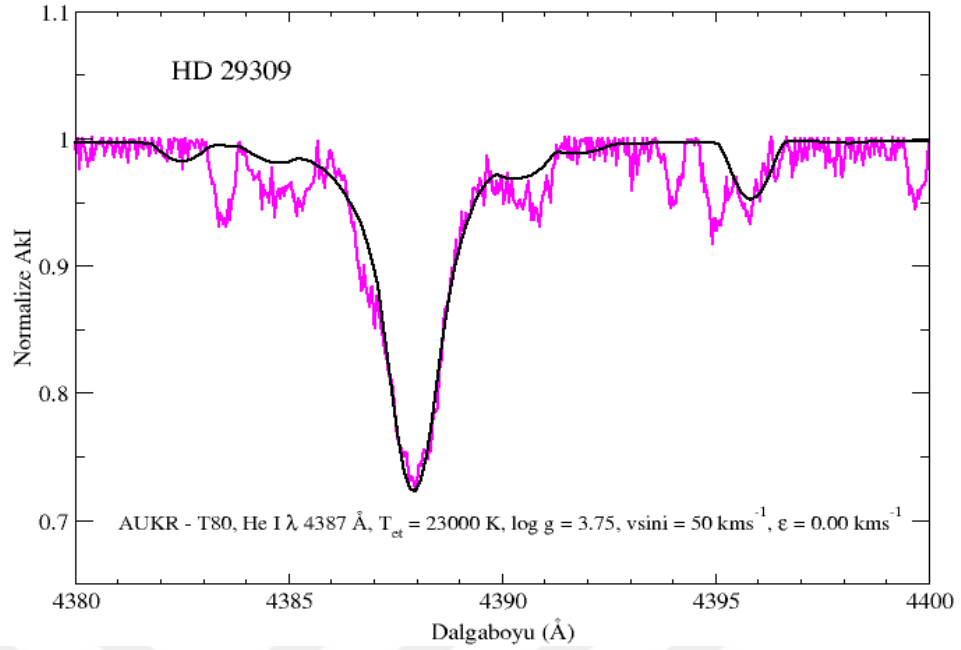
Şekil 4.108 HD 29309 yıldızının H_α çizgi profili



Şekil 4.109 HD 29309 H_{β} çizgi profili



Şekil 4.110 HD 29309 yıldızının H_{γ} çizgi profili

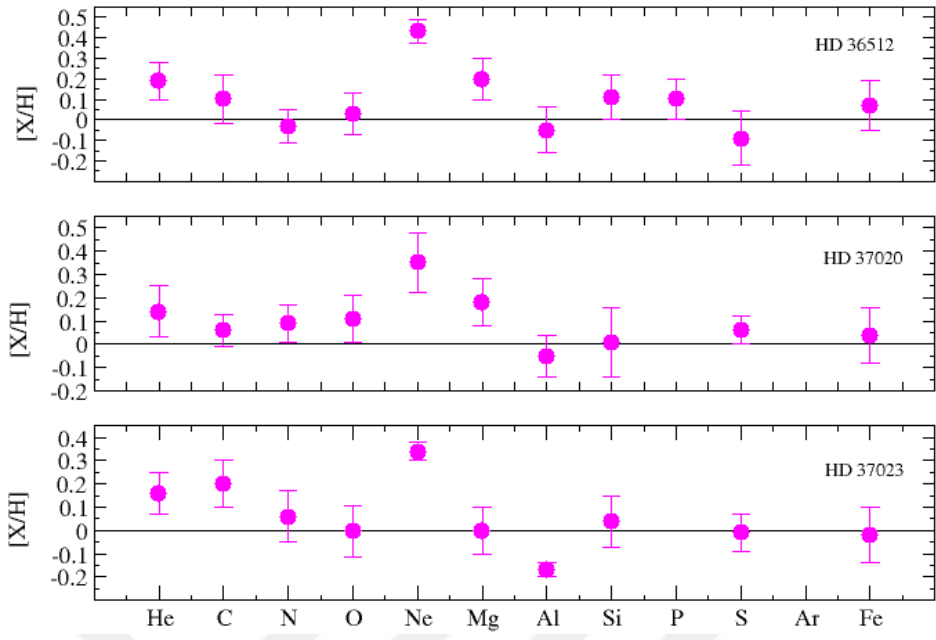


Şekil 4.111 HD 29309'un He I çizgisi

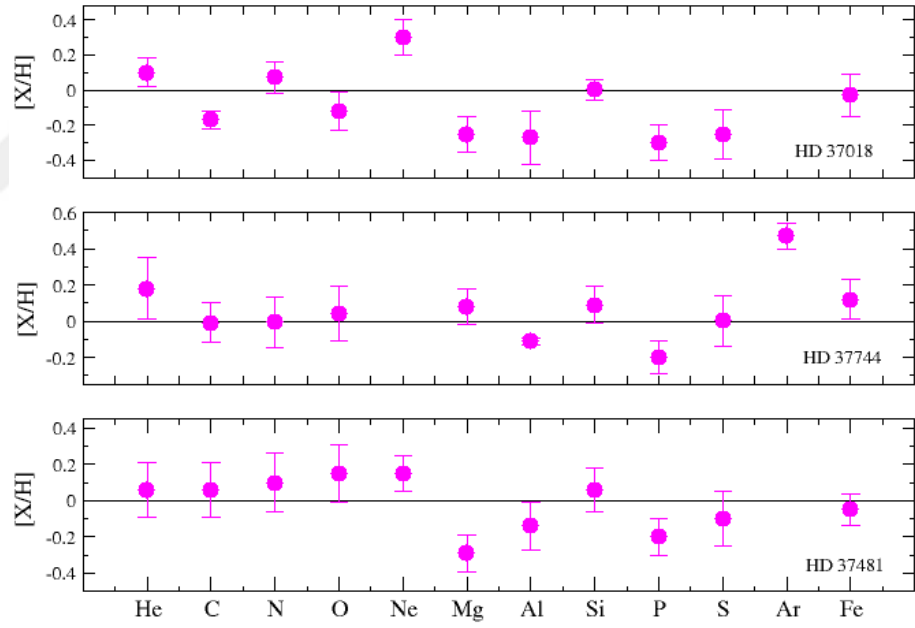
4.3 Kimyasal Bolluk Analizi

38 OB yıldızının element bolluk değerlerini hesaplamak için gözlemsel verilerine sentetik tayf karşılaştırma yöntemi uygulandı. Bu yıldızların gözlemsel soğurma çizgilerinin sentetik tayfları ile arasındaki en iyi uyum ilgili elementin nihai bolluk değerine karşılık gelmektedir.

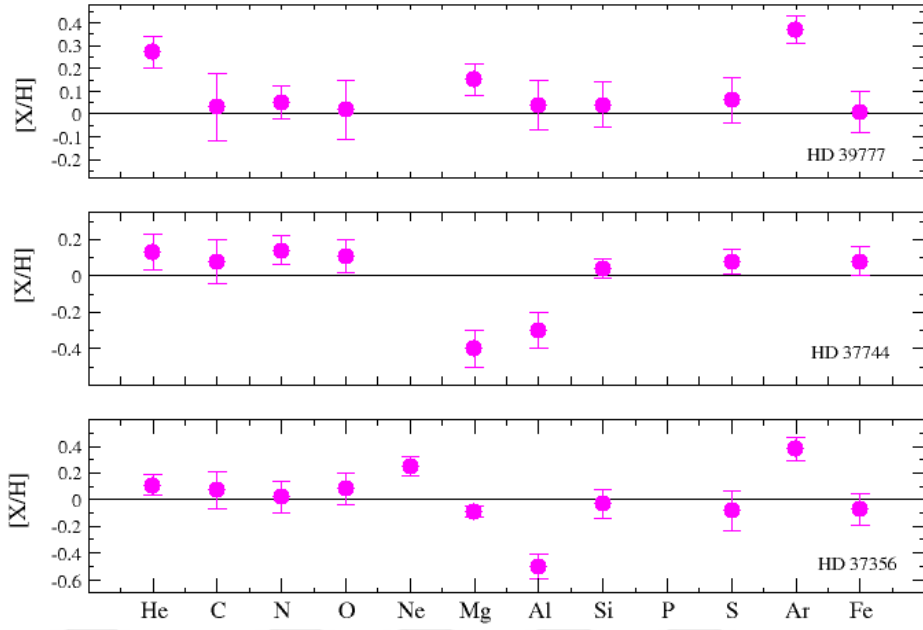
M 42 yıldız oluşum bölgesinde bulunan c Ori, HD 37744, HD 39777, θ^1 Ori A, θ^1 Ori D, HD 36512, HD 39291, HD 37000, HD 294264, HD 37025, LP Ori, HD 37356, HD 37807, HD 37058 ve HD 37481 yıldızlarına dair yapılan kimyasal bolluk analizlerinin sonuçları çizelge 4.4 ve çizelge 4.5'te sunuldu ve şekil 4.112 (a, b, c, d, e)'de gösterildi. M 42 bölgesinde bulunan bu 15 yıldızın elementlerinin homojen bolluk dağılımı sergilediği, Bölüm 3.6'da anlatıldığı ve şekil 4.113'te gösterildiği üzere her bir elementin 'metalik bandı' (nokta noktalar) içinde yer almaları ile belirlendi. Ayrıca bu yıldızların metalik bandı içinde tüm element bolluklarının ve hatalarının bulunması, her birinin M 42 üyesi olduğunu da gösterdi. M 42 yıldız oluşum bölgesinin tüm OB yıldızlarının ortalama element bolluk dağılımları ise şekil 4.112-f sunuldu (Çizelge 4.6).



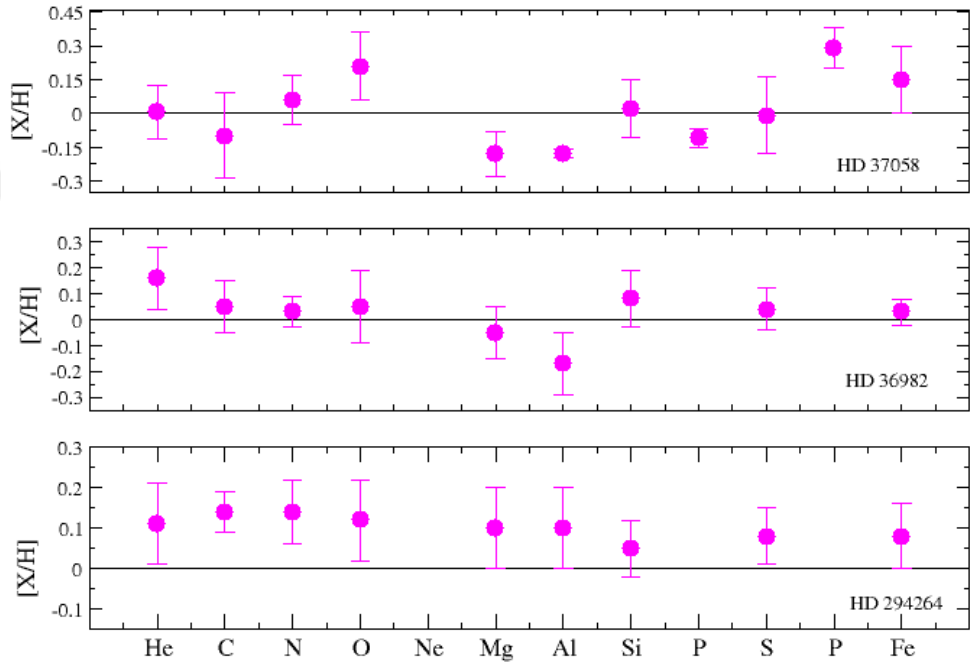
(a)



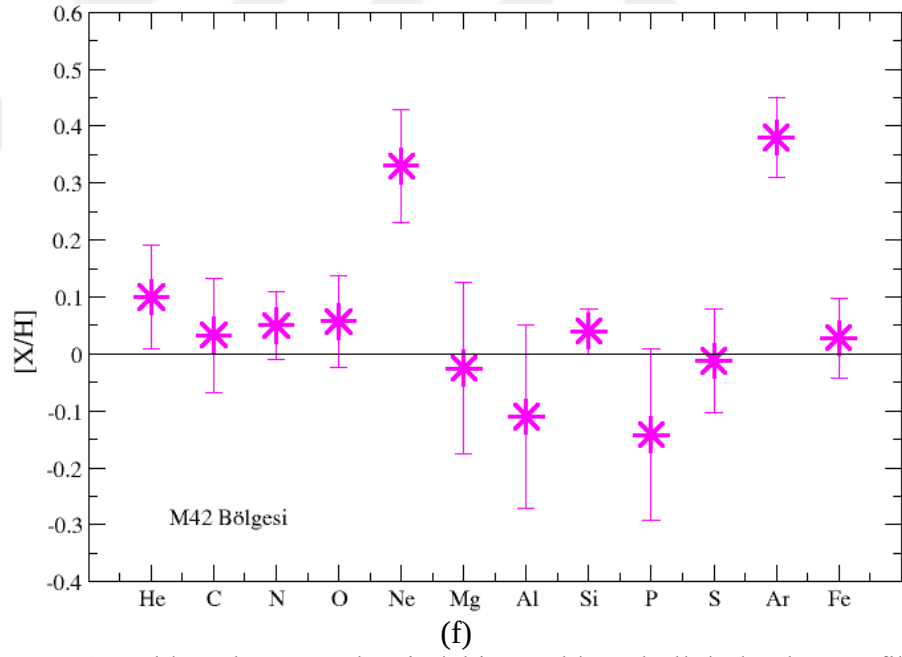
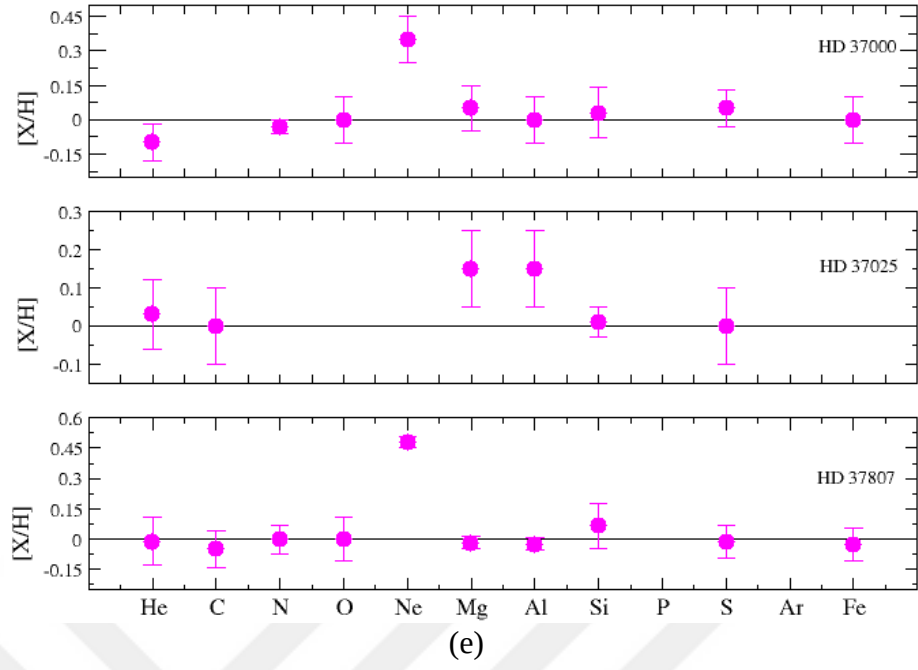
(b)



(c)



(d)



Şekil 4.112 M 42 Yıldız Oluşum Bölgesindeki 15 yıldızın bolluk dağılım grafikleri (a, b, c, d, e, f)

Çizelge 4.5 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen M42-M43 bölgesindeki 7 yıldıza ilişkin kimyasal bolluk değerleri

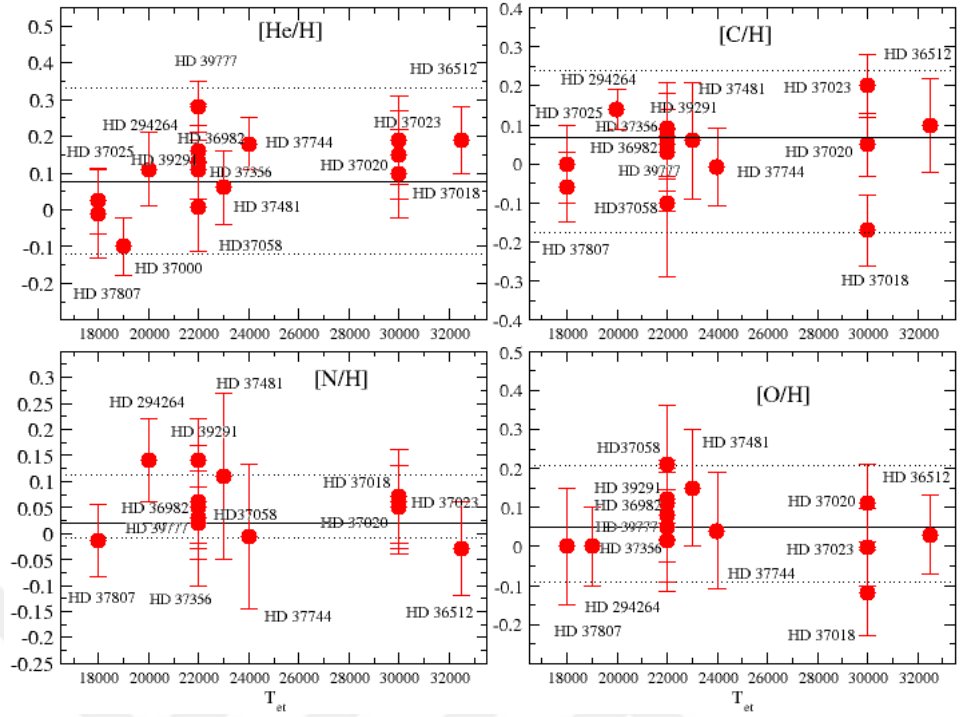
Tür	HD 37020	HD 37023	LP Ori	HD 37356	HD 37058	HD 37744	HD37481
He	0.14 ± 0.10	0.14 ± 0.06	0.05 ± 0.06	0.10 ± 0.08	0.007 ± 0.12	0.18 ± 0.09	0.06 ± 0.09
C	0.08 ± 0.08	-0.07 ± 0.09	0.03 ± 0.09	0.05 ± 0.14	-0.10 ± 0.19	0.007 ± 0.15	-0.02 ± 0.06
N	0.05 ± 0.13	-0.007 ± 0.12	-0.10 ± 0.12	0.026 ± 0.12	0.08 ± 0.13	0.007 ± 0.08	0.02 ± 0.07
O	0.04 ± 0.13	-0.16 ± 0.15	-0.21 ± 0.15	0.08 ± 0.12	0.20 ± 0.15	0.06 ± 0.14	0.16 ± 0.09
Ne	0.17 ± 0.10	-0.02 ± 0.06	--	0.25 ± 0.07	--	--	0.15 ± 0.10
Mg	0.00 ± 0.10	-0.15 ± 0.10	0.15 ± 0.10	-0.09 ± 0.04	-0.18 ± 0.10	0.08 ± 0.10	-0.29 ± 0.10
Al III	-0.22 ± 0.15	-0.16 ± 0.04	-0.33 ± 0.08	-0.50 ± 0.09	-0.18 ± 0.03	-0.10 ± 0.02	-0.22 ± 0.04
Si	0.05 ± 0.13	0.05 ± 0.08	0.14 ± 0.08	-0.033 ± 0.15	0.02 ± 0.10	0.11 ± 0.16	0.02 ± 0.10
P	--	--	--	-0.30 ± 0.20	-0.11 ± 0.04	-0.20 ± 0.10	-0.20 ± 0.17
S	0.06 ± 0.13	0.09 ± 0.03	-0.02 ± 0.13	-0.05 ± 0.20	-0.01 ± 0.10	0.04 ± 0.12	-0.06 ± 0.06
Ar	--	--	--	0.38 ± 0.08	0.29 ± 0.09	0.42 ± 0.10	--
Fe	0.01 ± 0.20	0.19 ± 0.20	0.05 ± 0.05	-0.07 ± 0.19	0.17 ± 0.08	0.12 ± 0.11	0.09 ± 0.08

Çizelge 4.6 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen M42-M43 bölgesindeki 8 yıldıza ilişkin kimyasal bolluk değerleri

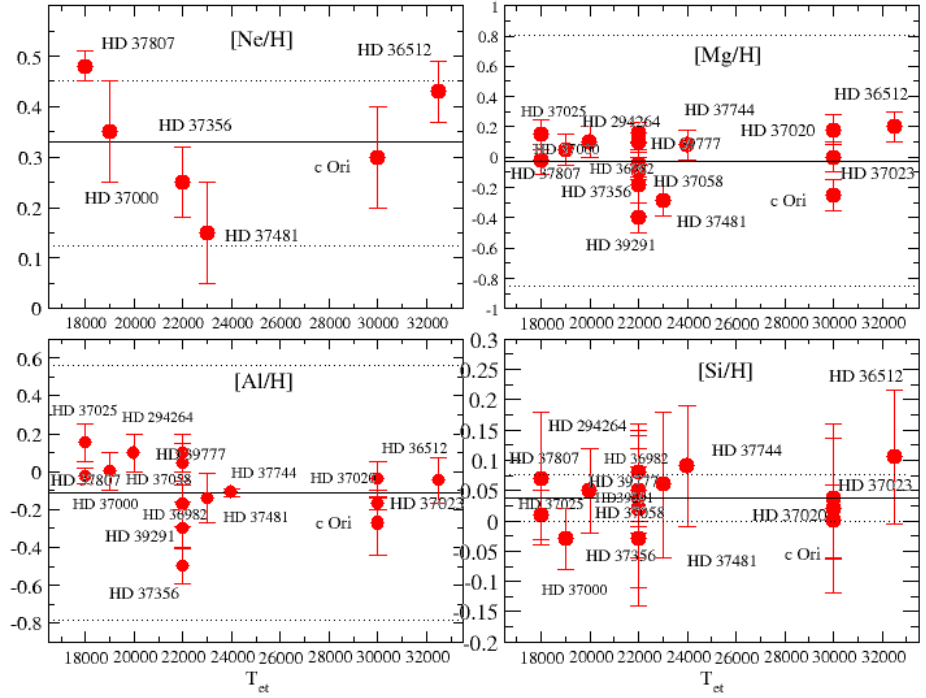
Tür	HD 37018	HD 37000	HD 37025	HD 36512	HD 294264	HD 37807	HD 39291	HD 39777
He	0.10 ± 0.18	-0.10 ± 0.08	0.03 ± 0.09	0.19 ± 0.09	0.11 ± 0.10	-0.01 ± 0.12	0.13 ± 0.10	0.27 ± 0.07
C	-0.17 ± 0.05	--	0.00 ± 0.10	0.10 ± 0.12	0.14 ± 0.05	-0.06 ± 0.09	0.08 ± 0.12	0.03 ± 0.15
N	0.07 ± 0.09	-0.03 ± 0.04	--	-0.03 ± 0.08	0.14 ± 0.08	-0.001 ± 0.07	0.11 ± 0.09	0.05 ± 0.07
O	-0.12 ± 0.11	0.00 ± 0.10	--	0.03 ± 0.10	0.12 ± 0.10	0.00 ± 0.15	0.14 ± 0.08	0.02 ± 0.13
Ne	0.30 ± 0.10	0.35 ± 0.10	--	0.42 ± 0.07	--	0.48 ± 0.03	--	--
Mg	-0.25 ± 0.10	0.05 ± 0.10	0.15 ± 0.10	0.20 ± 0.10	0.12 ± 0.10	-0.02 ± 0.03	-0.40 ± 0.10	0.15 ± 0.07
Al III	-0.27 ± 0.15	0.00 ± 0.10	0.15 ± 0.10	-0.05 ± 0.12	0.10 ± 0.10	-0.03 ± 0.04	-0.30 ± 0.10	0.04 ± 0.10
Si	0.00 ± 0.05	0.03 ± 0.12	0.01 ± 0.04	0.11 ± 0.11	0.05 ± 0.07	0.07 ± 0.10	0.04 ± 0.05	0.04 ± 0.10
P	-0.30 ± 0.10	--	--	0.10 ± 0.10	--	--	--	--
S	-0.25 ± 0.14	0.05 ± 0.08	0.00 ± 0.10	-0.09 ± 0.13	0.08 ± 0.07	-0.01 ± 0.08	0.08 ± 0.08	0.06 ± 0.10
Ar	--	--	--	--	--	--	--	0.36 ± 0.06
Fe	-0.03 ± 0.12	0.00 ± 0.10	--	0.07 ± 0.12	0.08 ± 0.07	-0.03 ± 0.08	0.06 ± 0.11	0.01 ± 0.08

Çizelge 4.7 M 42 Yıldız Oluşum Bölgesi'nin ortalama bolluk değerleri

M 42 (SFR)	He	C	N	O	Ne	Mg	Al	Si	P	S	Ar	Fe
[X/H] _{ort}	0.10	0.03	0.05	0.06	0.33	-0.02	-0.11	0.04	-0.14	-0.01	0.38	0.03
err	0.09	0.10	0.06	0.08	0.10	0.18	0.17	0.04	0.15	0.09	0.07	0.07

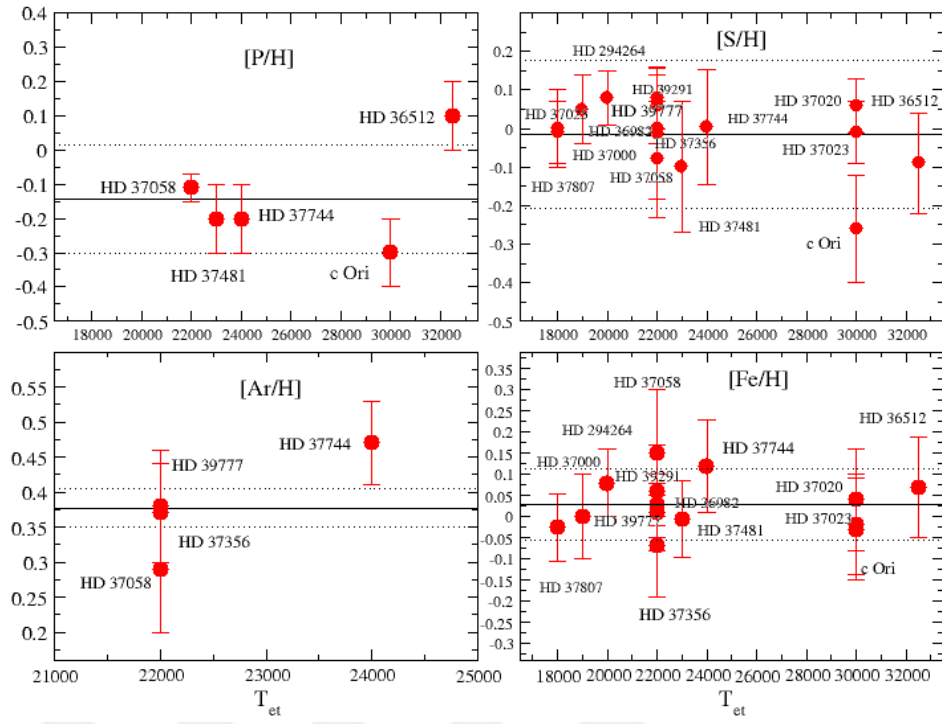


(a)



(b)

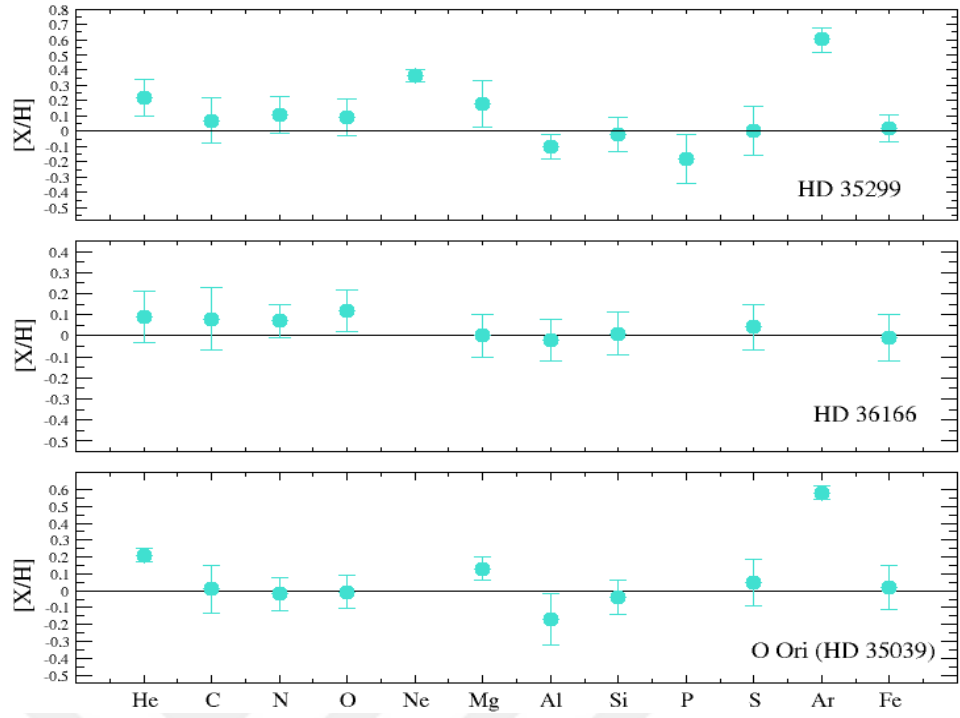
Şekil 4.113 M 42 Yıldız oluşum bölgesindeki 15 yıldızın ortalama element bolluk dağılımı (a, b, c)



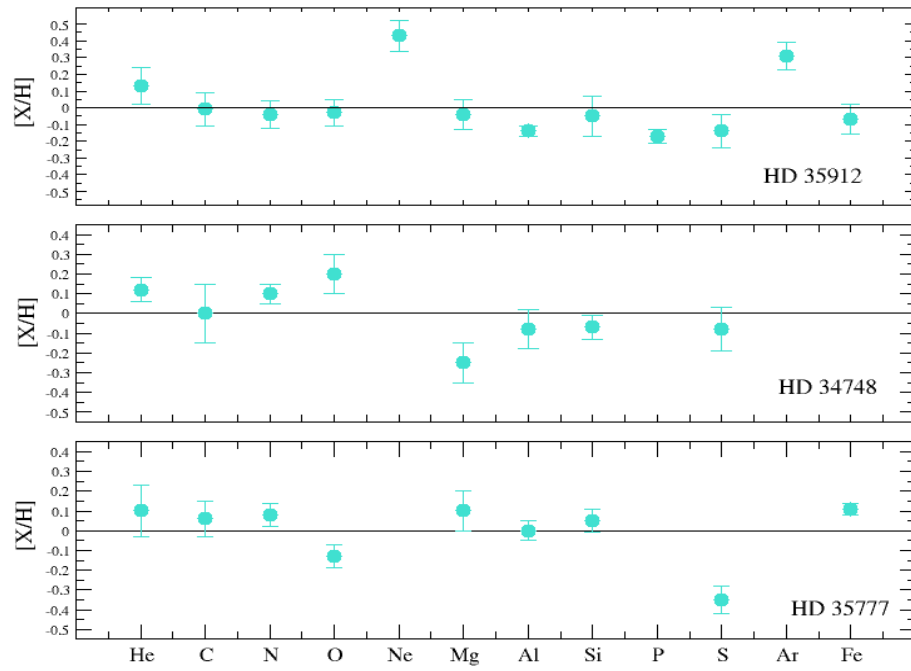
(c)

Şekil 4.113 M 42 Yıldız oluşum bölgesindeki 15 yıldızın ortalama element bolluk dağılımı (a, b, c) (devam)

Orion X bölgesinde yer alan HD 35299, HD 35912, o Ori, HD 36166, HD 34748 ve HD 35777 yıldızlarının kimyasal bolluk analizlerinin sonuçları çizelge 4.5 ve çizelge 4.7’de sunuldu ve şekil 4.114 ve 4.116 (a, b, c, d, e)’de gösterildi. Orion X bölgesinde bulunan 6 erken B-türü yıldızın elementleri homojenlik sergilediği şekil 4.115’te gösterildi. Şekil 4.116’da sadece HD 35777 yıldızının kükürt elementinin bolluk değerinin (-0,33 dex) metalik bandının dışında olduğu yani homojen bir dağılım sergilemediği görüldü. HD 35299, HD 35912, o Ori, HD 36166 ve HD 34748 yıldızlarında ise kükürt bolluğunun Güneş değerine yakın olduğu tespit edildi.

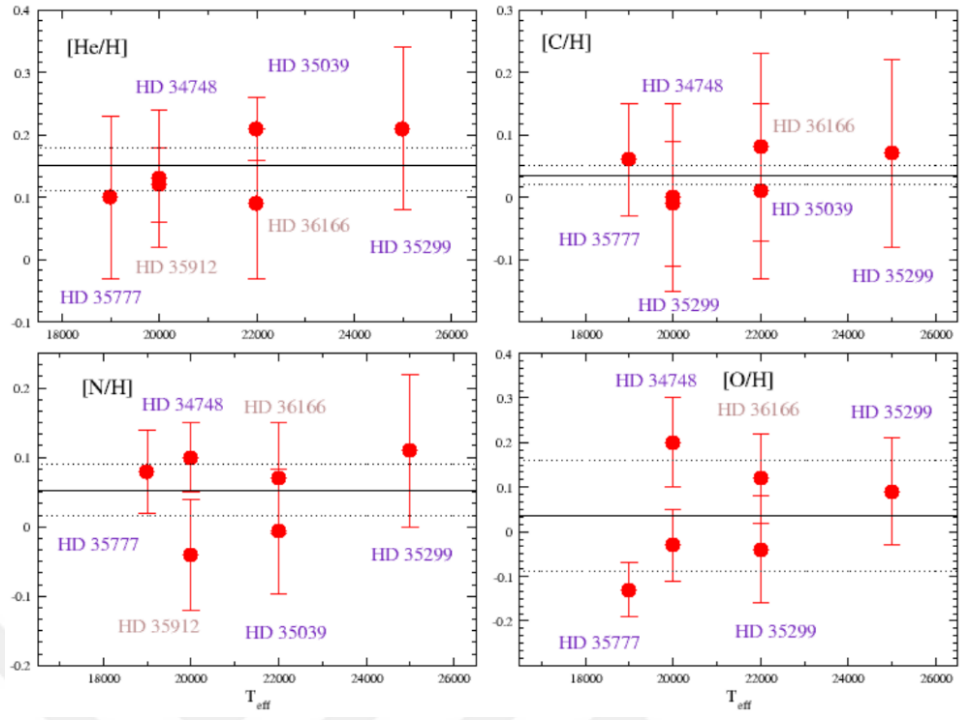


(a)

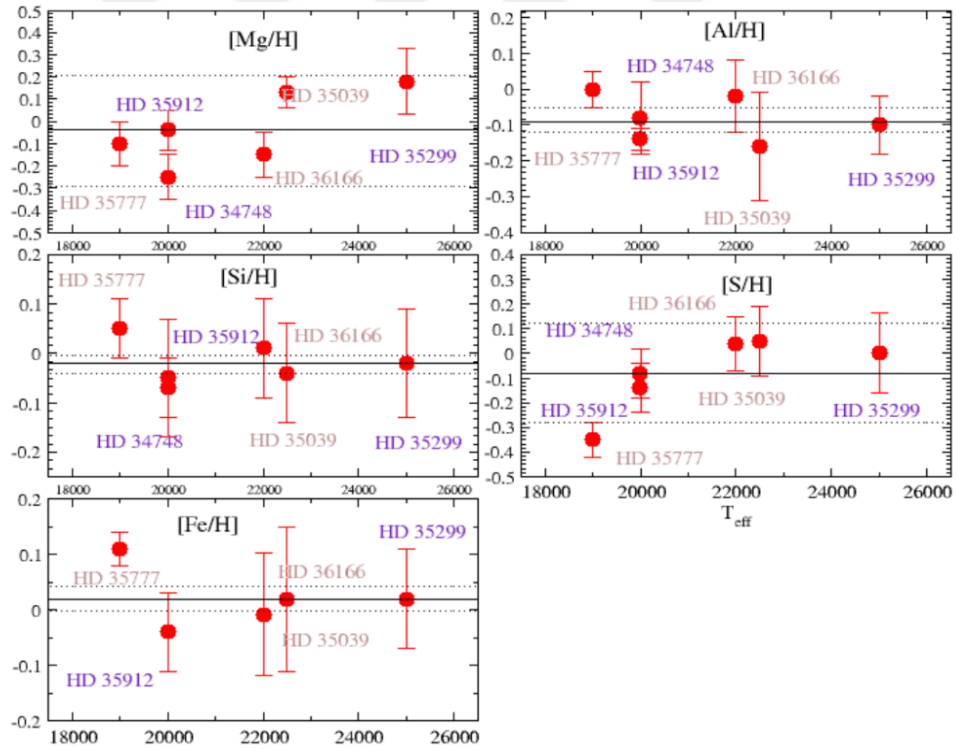


(b)

Şekil 4.114 Orion X Bölgesindeki 6 yıldızın kimyasal bolluk dağılım grafiği. o Ori yıldızının tayfı AUKR-T80 ile diğerlerinin tayfı ise ESO arşivinden elde edildi (a ve b)

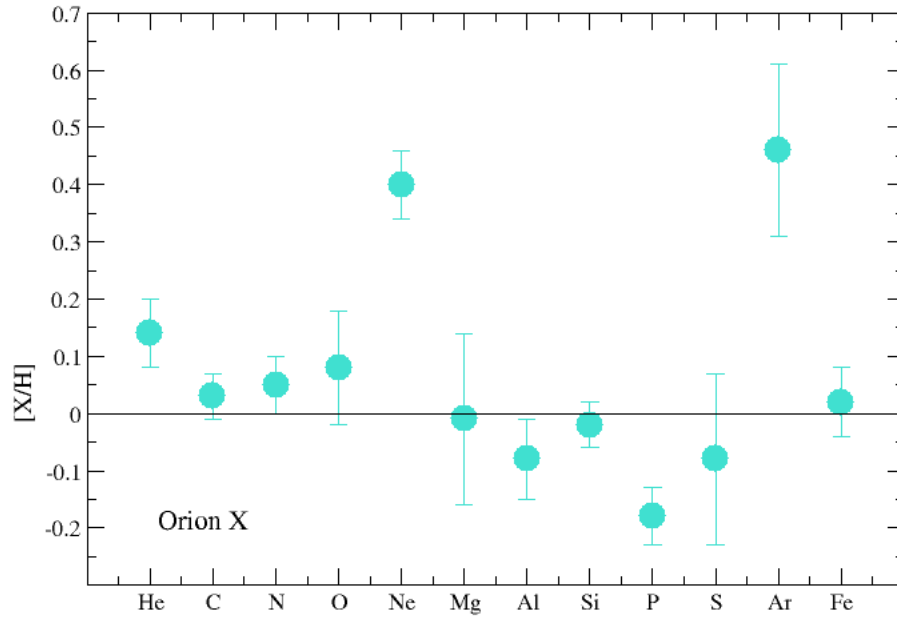


(a)



(b)

Şekil 4.115 Orion X Bölgesindeki yıldızların homojenlik derecesi (a, b)



Şekil 4.116 Orion X Bölgesindeki 6 erken B-türü yıldızın ortalama kimyasal bolluk dağılımı

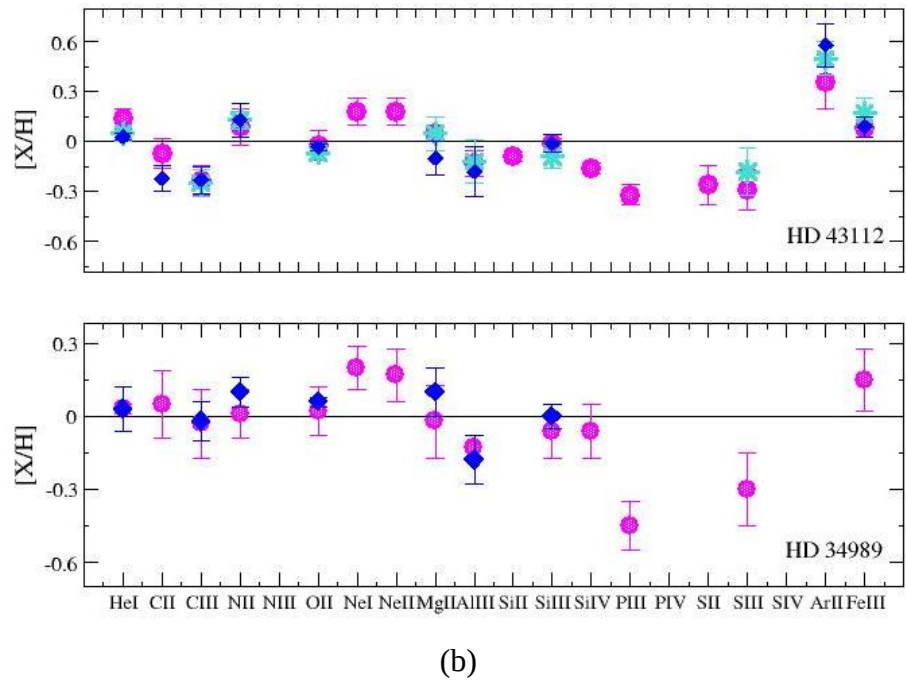
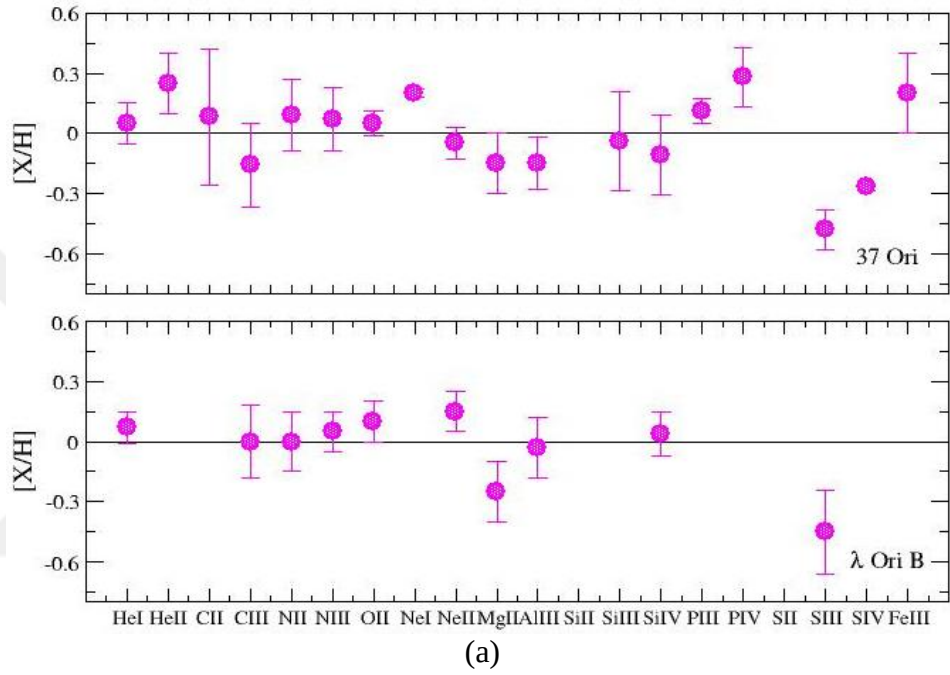
Çizelge 4.8 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen Orion X bölgesindeki 6 yıldızla ilişkin kimyasal bolluk değerleri

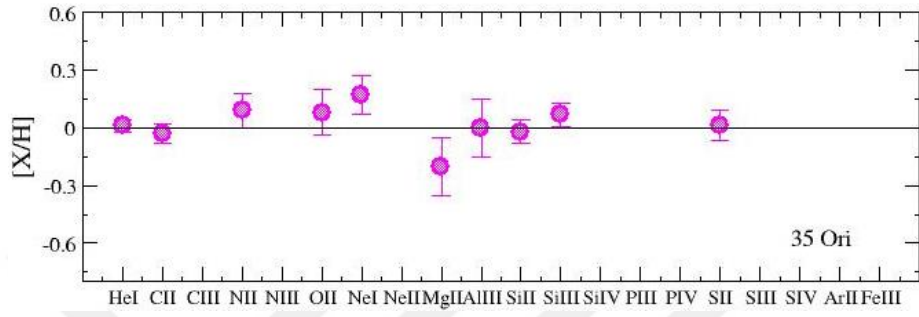
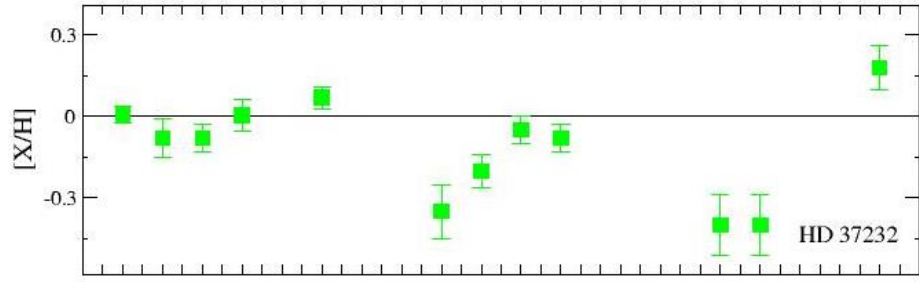
Tür	HD 35299	HD 36166	HD 35039	HD 35912	HD 34748	HD 35777	[X/H]
He	0.22 ± 0.12	0.09 ± 0.12	0.21 ± 0.04	0.13 ± 0.11	0.12 ± 0.06	0.10 ± 0.13	0.14 ± 0.06
C	0.07 ± 0.15	0.08 ± 0.15	0.01 ± 0.15	-0.02 ± 0.10	0.00 ± 0.10	0.06 ± 0.09	0.03 ± 0.04
N	0.10 ± 0.11	0.07 ± 0.08	-0.007 ± 0.10	-0.03 ± 0.07	0.10 ± 0.10	0.08 ± 0.06	0.05 ± 0.06
O	0.09 ± 0.11	0.12 ± 0.10	-0.04 ± 0.12	-0.03 ± 0.08	0.20 ± 0.10	0.13 ± 0.06	0.08 ± 0.09
Ne	0.36 ± 0.04	--	--	0.43 ± 0.08	--	--	0.40 ± 0.06
Mg	0.18 ± 0.15	0.00 ± 0.10	0.13 ± 0.10	-0.04 ± 0.09	-0.25 ± 0.10	-0.10 ± 0.10	-0.01 ± 0.15
Al	-0.10 ± 0.08	-0.02 ± 0.10	-0.17 ± 0.03	-0.14 ± 0.03	-0.08 ± 0.06	0.00 ± 0.10	-0.08 ± 0.07
Si	-0.02 ± 0.11	0.01 ± 0.10	-0.04 ± 0.10	-0.05 ± 0.10	-0.07 ± 0.06	0.05 ± 0.06	-0.02 ± 0.04
P	-0.18 ± 0.10	--	--	-0.17 ± 0.04	--	--	-0.18 ± 0.007
S	0.002 ± 0.16	0.04 ± 0.10	0.05 ± 0.14	-0.14 ± 0.10	-0.08 ± 0.10	-0.35 ± 0.07	-0.08 ± 0.15
Ar	0.60 ± 0.08	--	0.58 ± 0.04	0.31 ± 0.08	--	--	0.50 ± 0.16
Fe	0.02 ± 0.09	-0.082 ± 0.11	0.02 ± 0.13	-0.04 ± 0.07	--	0.11 ± 0.03	0.02 ± 0.06

*Güneş bollukları Asplund vd. (2009)'a göre alınmıştır.

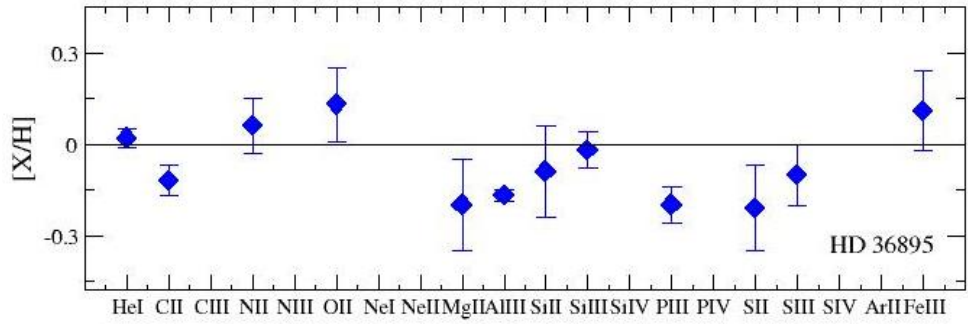
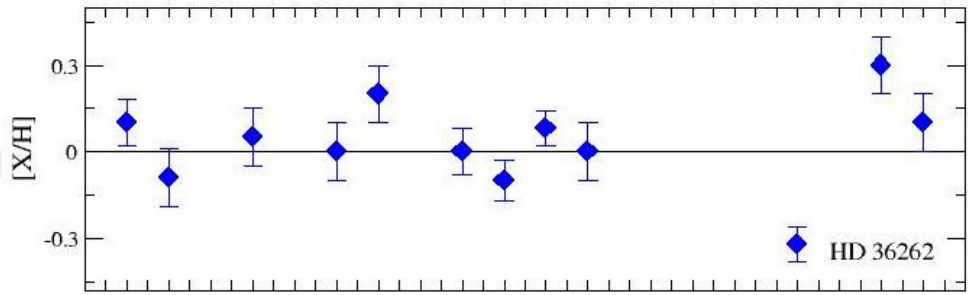
λ Orionis yıldız oluşum bölgesinde konumlanan 37 Ori, *λ Ori B*, HD 43112, HD 34989, HD 37232, HD 36895, HD 36262, HD 30112 ve 35 Ori yıldızlarının gerçekleştirilen kimyasal bolluk analizlerinin sonuçları çizelge 4.8'de ve şekil 4.118 (a, b, c, d, e)'de

verilmektedir. Bölgedeki 9 erken B-türü yıldızın elementlerinin homojen bolluk dağılımı sergilediği (Şekil 4.118) belirlendi. Şekil 4.118’de sadece kükürt elementinin bolluk değerinin homojen bir dağılım sergilememekte olup, 37 Ori, λ Ori B, HD 43112, HD 34989, HD 37232, HD 36895, HD 36262 ve HD 30112 yıldızlarında kükürt Güneş bolluğu değerlerindiyken 35 Ori yıldızında ~ 0.30 dex fakirdir. Bu sebeple 35 Ori’nin λ Orionis yıldız oluşum bölgesinin üyesi olmadığı düşünülmektedir.

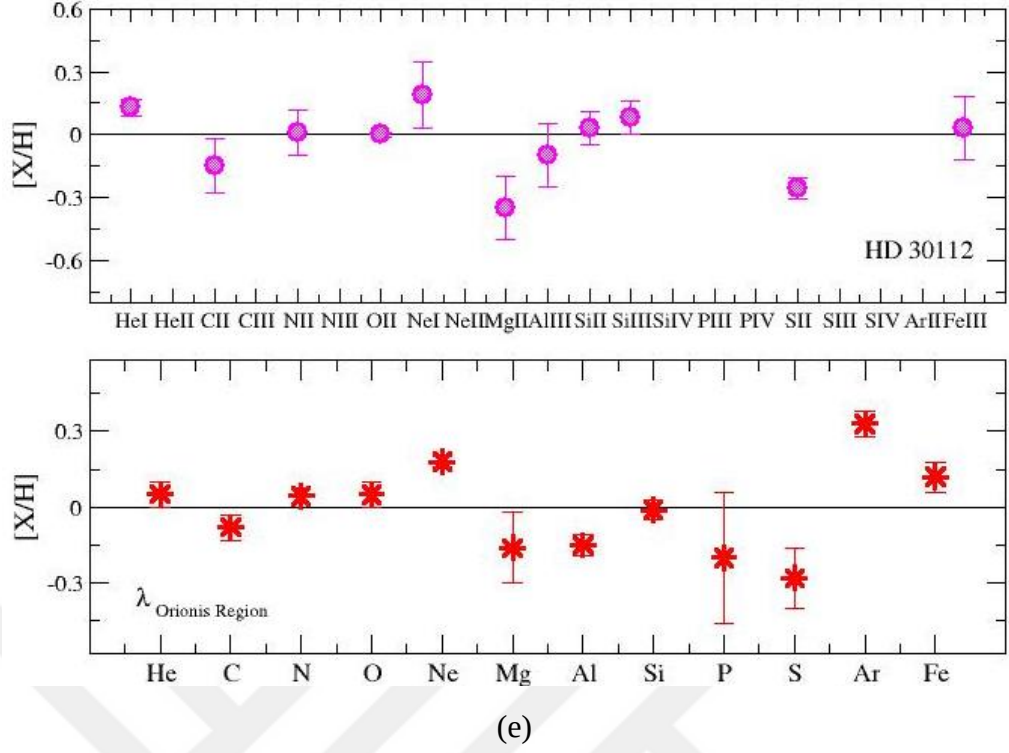




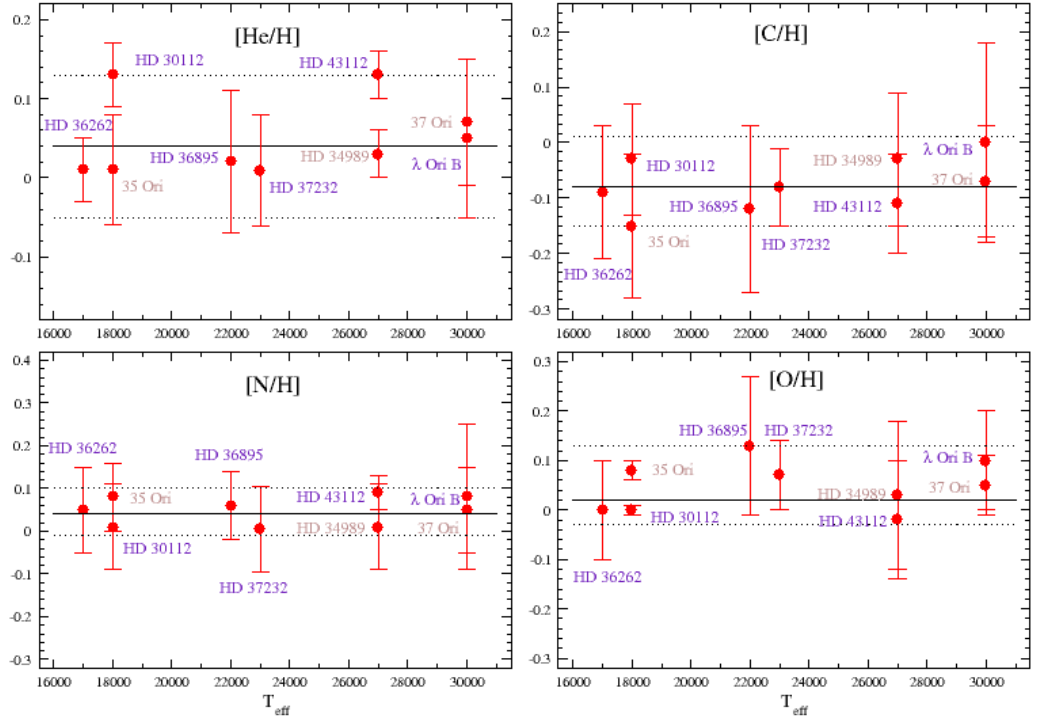
(c)

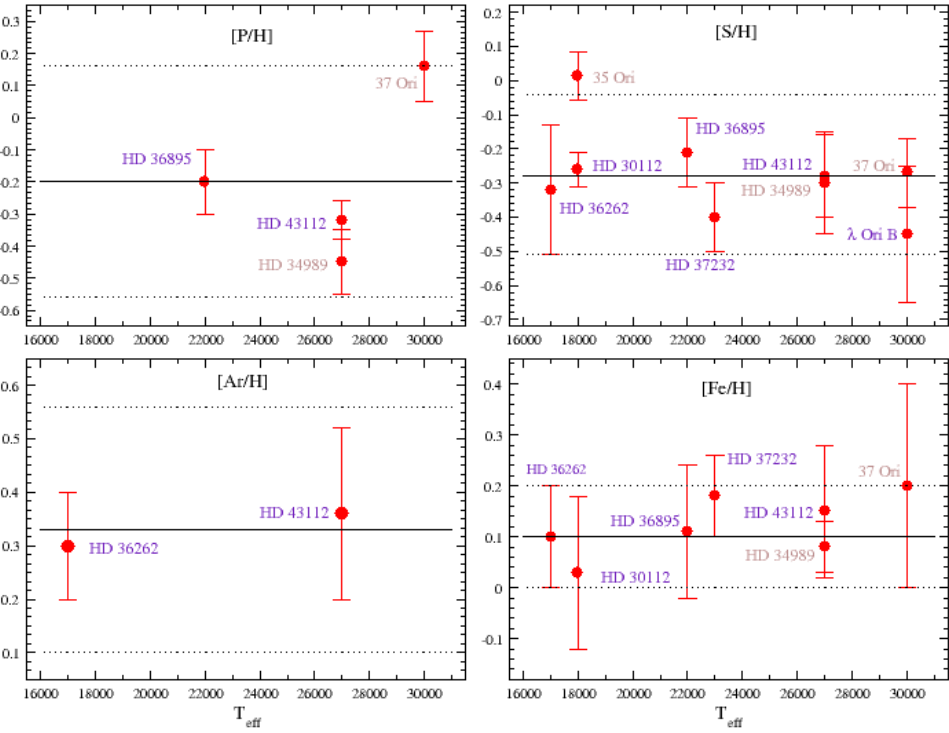
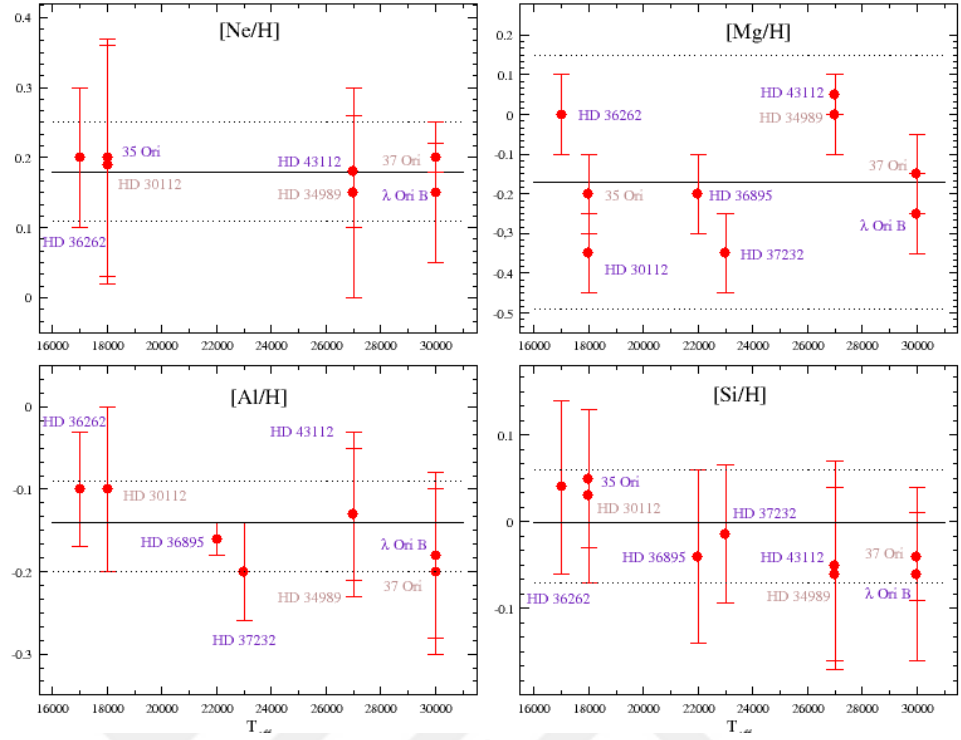


(d)



Şekil 4.117 λ Orionis Bölgesindeki 9 yıldızın kimyasal bolluk dağılım grafikleri. Pembe çember: ESO, mavi dörtgen: AUKR-T80, açık mavi yıldız: AUKR-T40, yeşil kare: Sophie tayfları, kırmızı yıldız olan λ Orionis yıldız oluşum bölgesinin ortalama element bolluk değeri (a, b, c, d, e)



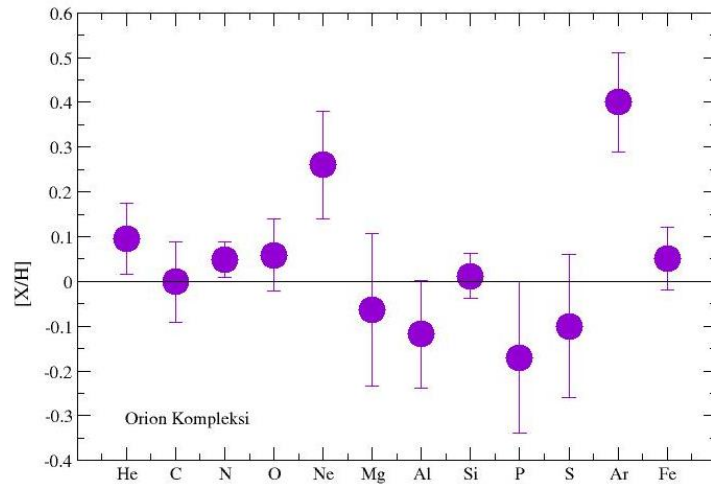


Şekil 4.118 λ Ori Yıldız Oluşum Bölgesindeki yıldızların atmosferinde tespit edilen elementlerin kimyasal bolluklarının hata sınırlandaki dağılımları (a, b, c)

Çizelge 4.9 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen λ Ori yıldız oluşum bölgesindeki 9 yıldızla ilişkin kimyasal bolluk değerleri

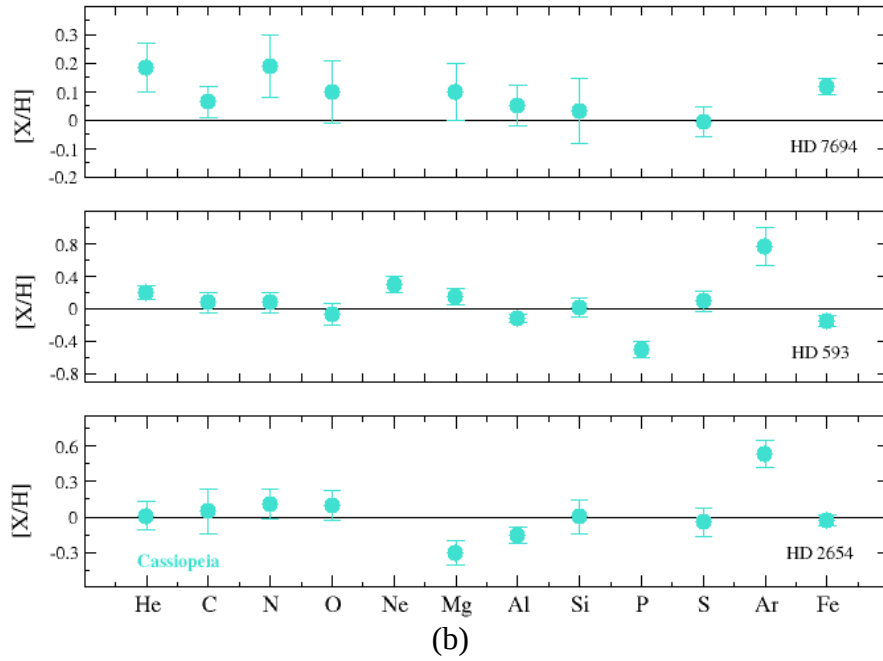
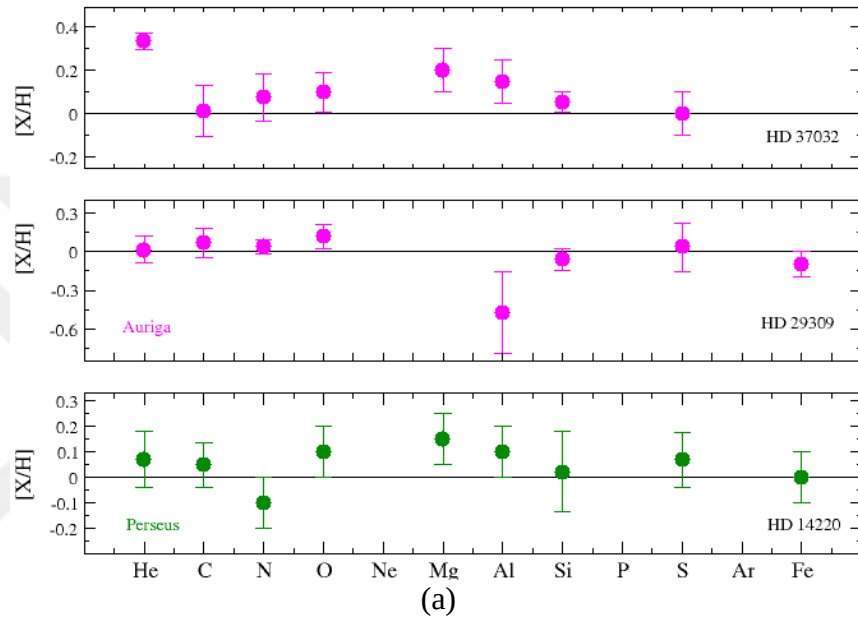
[X/H] Tür	37 Ori	λ Ori B	HD 43112	HD 34989	HD 37232	HD 36895	HD 36262	HD 30112	35 Ori
He I	0.05 ± 0.10	0.07 ± 0.02	0.14 ± 0.03	0.03 ± 0.02	0.009 ± 0.08	0.02 ± 0.09	0.01 ± 0.07	0.13 ± 0.04	0.01 ± 0.03
He II	0.25 ± 0.15	--	--	--	--	--	--	--	--
C II	0.08 ± 0.34	--	-0.07 ± 0.09	-0.03 ± 0.02	-0.08 ± 0.07	-0.12 ± 0.15	-0.09 ± 0.12	-0.15 ± 0.13	-0.03 ± 0.05
C III	-0.16 ± 0.21	0.00 ± 0.18	-0.23 ± 0.09	-0.04 ± 0.14	--	--	--	--	--
N II	0.09 ± 0.18	0.00 ± 0.10	0.09 ± 0.11	0.01 ± 0.10	0.004 ± 0.08	0.06 ± 0.08	0.05 ± 0.10	0.01 ± 0.11	0.09 ± 0.09
N III	0.07 ± 0.16	0.08 ± 0.10	--	--	--	--	--	--	--
O II	0.05 ± 0.06	0.10 ± 0.10	-0.02 ± 0.09	0.02 ± 0.10	0.05 ± 0.08	0.13 ± 0.14	0.00 ± 0.10	0.00 ± 0.01	0.17 ± 0.12
Ne I	0.30 ± 0.10	--	0.10 ± 0.06	0.20 ± 0.09	--	--	0.20 ± 0.10	0.19 ± 0.16	0.20 ± 0.10
Ne II	0.20 ± 0.02	0.15 ± 0.10	0.02 ± 0.06	0.17 ± 0.1	--	--	--	--	--
Mg II	-0.15 ± 0.15	-0.25 ± 0.15	0.05 ± 0.05	-0.02 ± 0.15	-0.35 ± 0.10	-0.20 ± 0.10	0.00 ± 0.10	-0.35 ± 0.10	-0.20 ± 0.10
Al III	-0.15 ± 0.15	-0.03 ± 0.15	-0.13 ± 0.08	-0.13 ± 0.05	-0.20 ± 0.06	-0.17 ± 0.02	-0.10 ± 0.07	-0.10 ± 0.10	0.00 ± 0.10
Si II	--	--	-0.09 ± 0.03	--	-0.05 ± 0.10	-0.09 ± 0.16	0.08 ± 0.10	0.03 ± 0.08	-0.02 ± 0.06
Si III	-0.04 ± 0.25	--	-0.01 ± 0.03	-0.06 ± 0.11	-0.008 ± 0.09	-0.02 ± 0.09	0.00 ± 0.10	0.08 ± 0.08	0.07 ± 0.06
Si IV	-0.11 ± 0.20	0.04 ± 0.11	-0.16 ± 0.03	-0.06 ± 0.11	--	--	--	--	--
P III	0.11 ± 0.06	--	-0.32 ± 0.06	-0.45 ± 0.10	--	-0.20 ± 0.10	--	--	--
P IV	0.28 ± 0.15	--	--	--	--	--	--	--	--
S II	--	--	-0.26 ± 0.12	--	-0.40 ± 0.10	-0.21 ± 0.12	-0.32 ± 0.19	-0.26 ± 0.05	0.014 ± 0.07
S III	-0.48 ± 0.10	--	-0.29 ± 0.12	-0.30 ± 0.15	-0.40 ± 0.10	--	--	--	--
S IV	-0.27 ± 0.02	-0.45 ± 0.21	--	--	--	--	--	--	--
Ar II	--	--	0.36 ± 0.16	--	--	--	0.30 ± 0.10	--	--
Fe III	0.20 ± 0.20	--	0.08 ± 0.05	0.15 ± 0.13	0.18 ± 0.08	0.11 ± 0.13	0.10 ± 0.08	0.03 ± 0.15	--

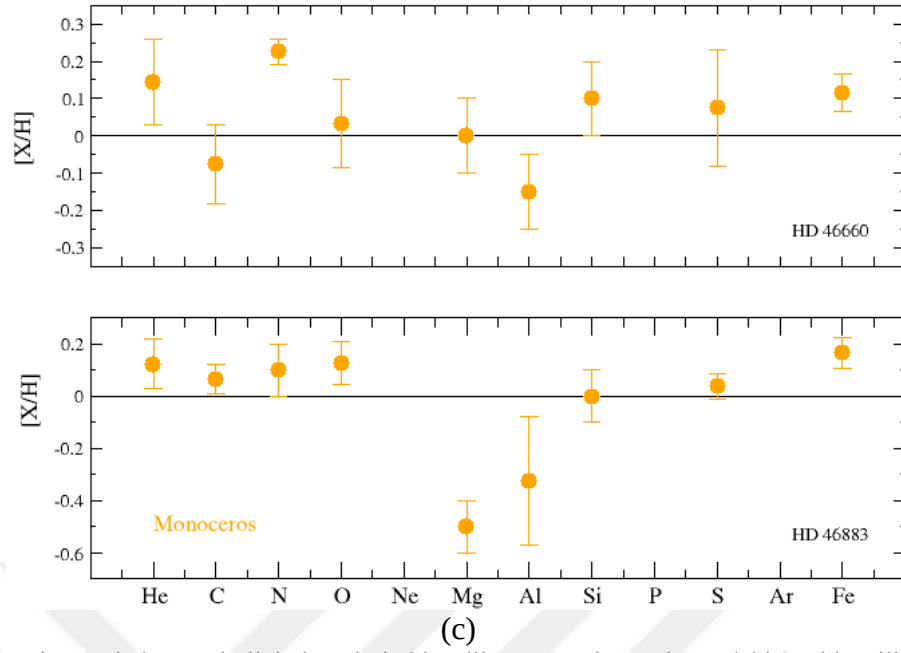
*Güneş bollukları Asplund vd. (2009)'a göre alınmıştır.



Şekil 4.119 Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nde bulunan 30 erken B-türü yıldızın ortalama bolluk dağılımı

Güneş komşuluğunda bulunan Auriga takım yıldızı üyesi HD 29309 ve HD 37032 yıldızı, Cassiopeia üyesi olan HD 593, HD 7694 ve HD 2654 yıldızı, Monoceros takım yıldızı üyesi HD 46660 ve HD 46883 yıldızı ve Perseus takım yıldızındaki HD 14220 yıldızının kimyasal bolluk dağılımları Güneş bolluk değerlerine yakın olsa da, kendi aralarında (Çizelge 4.9 ve Şekil 4.120) farklılıklar göstermektedir. Ayrıca bu yıldızlar arasında O9.7 tayf türünden bir yıldız olan HD 37032'nin He bolluğu 0.33 dex olup Güneş'e göre zengindir.





Şekil 4.120 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen Güneş komşuluğundaki 8 yıldıza ilişkin bolluk grafikleri. HD 46660 ve HD 46883 yıldızlarının verileri ESO arşivinden alındı. Geriye kalan 6 yıldızın tayfsal verisi AUKR - T80 ile elde edildi (a, b, c)

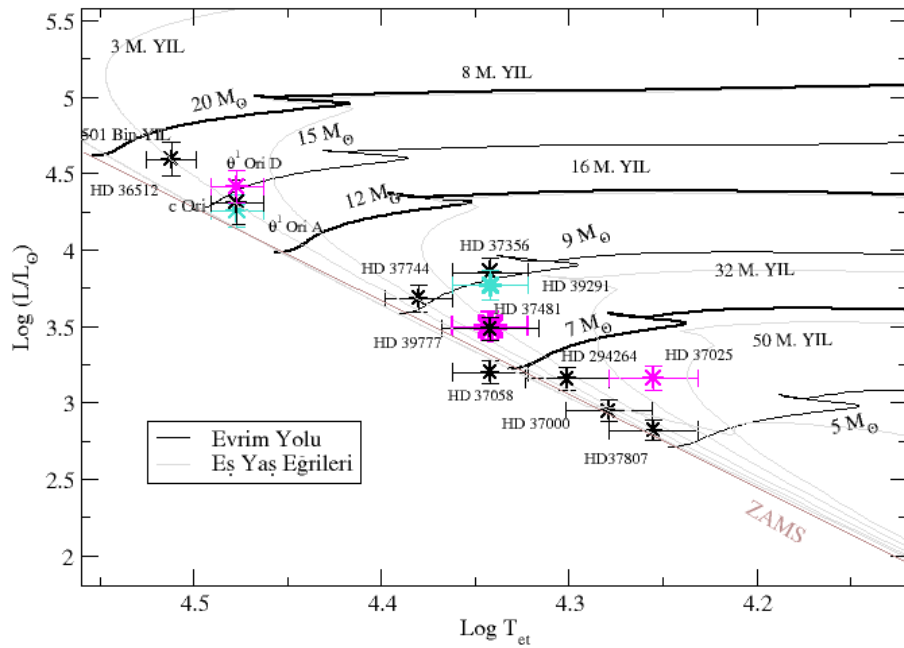
Çizelge 4.10 Kimyasal element bolluk değerleri elde edilen Güneş komşuluğundaki 8 yıldıza ilişkin kimyasal bolluk değerleri

Tür	HD 46660	HD 46883	HD 37032	HD 593	HD 29309	HD 14220	HD 2654	HD 7694
He	0.14 ± 0.11	0.12 ± 0.09	0.33 ± 0.04	0.20 ± 0.09	0.02 ± 0.10	0.07 ± 0.12	0.007 ± 0.10	0.19 ± 0.09
C	-0.08 ± 0.10	0.06 ± 0.06	0.01 ± 0.11	0.08 ± 0.12	0.07 ± 0.11	0.05 ± 0.09	0.05 ± 0.12	0.06 ± 0.06
N	0.22 ± 0.04	0.10 ± 0.10	0.08 ± 0.10	0.08 ± 0.12	0.04 ± 0.05	0.10 ± 0.10	0.10 ± 0.12	0.18 ± 0.11
O	0.03 ± 0.11	0.12 ± 0.08	0.10 ± 0.09	-0.07 ± 0.12	0.12 ± 0.10	0.00 ± 0.15	0.10 ± 0.12	0.10 ± 0.10
Ne	--	--	--	0.30 ± 0.10	--	--	--	--
Mg	0.00 ± 0.10	-0.50 ± 0.10	0.20 ± 0.10	0.15 ± 0.10	--	0.15 ± 0.10	-0.30 ± 0.10	0.10 ± 0.10
Al	-0.15 ± 0.10	-0.32 ± 0.10	0.15 ± 0.10	-0.11 ± 0.06	-0.48 ± 0.10	0.10 ± 0.10	-0.15 ± 0.07	0.05 ± 0.07
Si	0.10 ± 0.10	0.00 ± 0.10	0.05 ± 0.04	0.02 ± 0.11	-0.06 ± 0.08	0.02 ± 0.10	0.002 ± 0.05	0.03 ± 0.11
P	--	--	--	-0.50 ± 0.10	--	--	--	--
S	0.08 ± 0.15	0.04 ± 0.05	0.00 ± 0.10	0.10 ± 0.13	0.04 ± 0.07	0.07 ± 0.10	-0.04 ± 0.12	-0.007 ± 0.05
Ar	--	--	--	0.77 ± 0.06	--	--	0.53 ± 0.11	--
Fe	0.11 ± 0.05	0.17 ± 0.06	--	-0.15 ± 0.07	-0.10 ± 0.07	0.00 ± 0.10	-0.03 ± 0.05	0.12 ± 0.03

Dahası elde edilen bolluk sonuçlarına göre hata sınırları içerisinde Orion Yıldız Oluşum Kompleksi ve Güneş komşuluğundaki OB-türü yıldızların kimyasal bileşiminin benzer olduğu görüldü.

4.5 Yıldızların Evrim Durumları

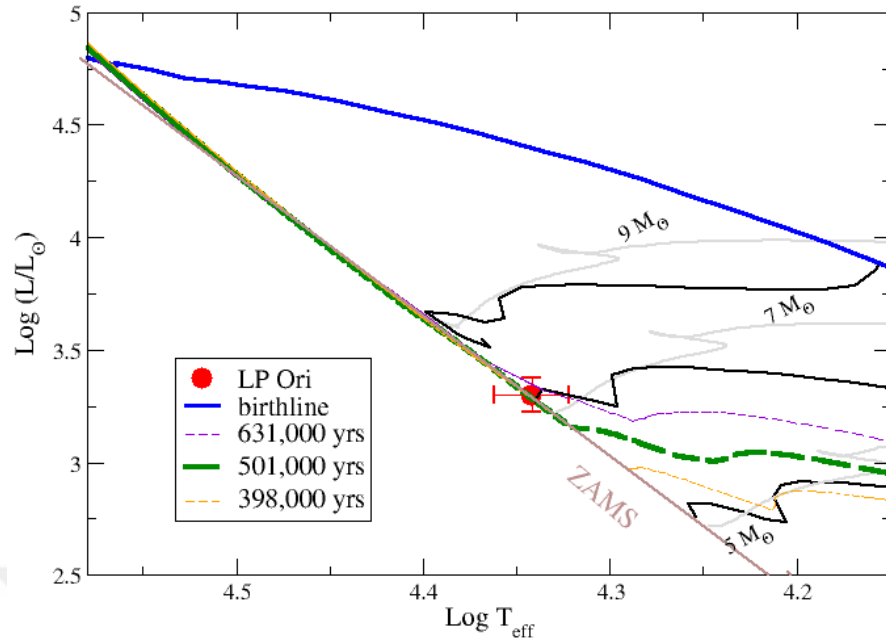
Ayrıntılı kimyasal bolluk analizi gerçekleştirilen 35 erken B-türü ve 3 O-türü yıldızın Balmer, helyum ve silisyum çizgilerinden belirlenen T_{et} ve ışıyım gücü değerleriyle yıldızların H-R diyagramı üzerindeki konumları belirlendi. Yıldızların, ışıyım gücünü hesaplamak için; görünen parlaklık (m_v), paralaks (π) ve renk artığı $E(B-V)$ değerleriyle önce mutlak parlaklık, M_v ; ardından bolometrik düzeltmeleri (BC) gerçekleştirildi ve bolometrik mutlak parlaklık elde edildi. Nieva (2013) tarafından erken B-türü yıldızları için belirlenen bolometrik düzeltme bağıntısı ($BC = 21.5,34 \times \log T_{\text{et}}$) ile her bir yıldızın bolometrik mutlak parlaklığı hesaplandı. Büyük kütleli yıldızların kütleleri ve yaşlarını belirleyebilmek için, Ekström vd. (2012) tarafından evrim modelleri ile eş yaş eğrileri kullanıldı (<https://www.unige.ch/sciences/astro/evolution/en/database/>). Ekström vd. (2012)'nin modellerinden başlangıç bolluk değerleri Asplund vd. (2009)'den alındı. Yıldızlar için ayrı ayrı elde edilen sonuçlara göre bulundukları yıldız oluşum bölgelerinin evrim durumları hakkında da bilgiler elde edilmektedir. Her bir yıldız için elde edilen mutlak parametreleri ve evrim durumları Şekil 4.121- Şekil 4.122 ve Çizelge 4.10, Şekil 4.123 ve Çizelge 4.11, Şekil 4.124 ve Çizelge 4.12, Şekil 4.125 ve Çizelge 4.13'da sunuldu.



Şekil 4.121 M42 Bölgesindeki 14 yıldızın HR diyagramındaki konumları

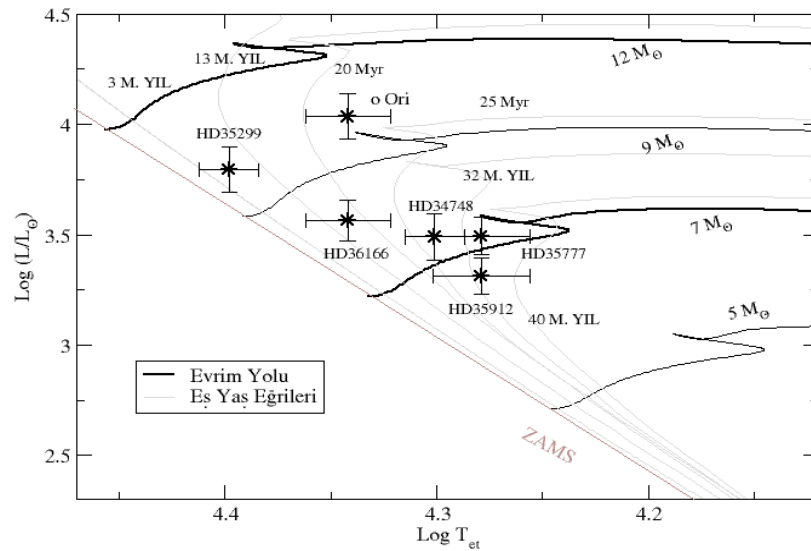
Çizelge 4.11 M42 Bölgesindeki 15 yıldızın temel parametreleri

Yıldız Adı	m_v (kadir)	π (mili yay saniyesi)	M_v (kadir)	BC (kadir)	A_v (kadir)	E(B-V) (kadir)	Log T_{et} (K)	Log L ($L_{\odot}$)	Kütle ($M_{\odot}$)	Yarıçap (R/ $R_{\odot}$)	Yaş yıl
c Ori	4.59 ± 0.009	6.51 ± 1.52	-3.152 ± 0.017	-2.908	1.81	0.31	4.477 ± 0.014	4.312 ± 0.17	13.19 ± 3.10	3.80 ± 0.35	630.957
HD 37744	6.22 ± 0.009	2.52 ± 0.067	-2.098 ± 0.011	-2.390	0.325	0.065	4.380 ± 0.018	3.683 ± 0.90	10.34 ± 2.45	5.32 ± 0.75	7.943.282
HD 39777	6.551 ± 0.01	2.578 ± 0.56	-1.828 ± 0.012	-2.189	0.435	0.087	4.342 ± 0.020	3.494 ± 0.093	7.95 ± 1.89	6.22 ± 1.22	15.850.000
HD37020	6.73 ± 0.009	2.643 ± 0.07	-3.010 ± 0.011	-2.908	1.85	0.32	4.477 ± 0.014	4.255 ± 0.105	14.22 ± 3.34	4.68 ± 0.50	3.160.000
HD36512	4.63 ± 0.009	2.457 ± 0.14	-3.668 ± 0.011	-3.093	0.25	0.05	4.512 ± 0.013	4.593 ± 0.11	18.24 ± 4.28	3.98 ± 0.50	3.981.071,706
HD 39291	5.35 ± 0.009	3.16 ± 0.133	-2.540 ± 0.011	-2.189	0.39	0.121	4.342 ± 0.020	3.779 ± 0.10	8.90 ± 2.11	4.94 ± 0.50	20.417.379
HD 37000	7.46 ± 0.009	2.62 ± 0.043	-0.800 ± 0.011	-1.849	0.35	0.07	4.279 ± 0.023	2.947 ± 0.073	5.76 ± 1.37	3.97 ± 1.00	15.850.000
HD 294264	9.77 ± 0.009	2.43 ± 0.047	-1.205 ± 0.011	-1.968	2.90	0.58	4.301 ± 0.022	3.157 ± 0.076	6.50 ± 1.50	4.22 ± 1.22	15.850.000
tet01 Ori D	6.70 ± 0.009	2.282 ± 0.03	-3.408 ± 0.014	-2.908	1.90	0.32	4.477 ± 0.014	4.414 ± 0.105	16.12 ± 3.79	4.98 ± 0.50	6.300.000
HD 37025	7.17 ± 0.009	2.65 ± 0.08	-1.462 ± 0.011	-1.723	0.75	1.34	4.255 ± 0.024	3.162 ± 0.078	6.20 ± 1.48	4.12 ± 1.22	39.810.717
HD 36982	8.46 ± 0.009	2.45 ± 0.02	-1.99 ± 0.01	-2.189	1.68	0.32	4.34 ± 0.02	3.24 ± 0.08	7.00 ± 1.66	-	501.000
HD 37356	6.18 ± 0.009	2.20 ± 0.055	-2.725 ± 0.01	-2.189	0.61	0.18	4.342 ± 0.02	3.853 ± 0.90	9.13 ± 2.16	5.00 ± 0.75	20.417.379
HD 37807	7.87 ± 0.009	2.43 ± 0.045	-0.597 ± 0.011	-1.723	0.40	0.08	4.255 ± 0.024	2.816 ± 0.068	5.32 ± 1.27	2.86 ± 1.22	15.850.000
HD 37058	7.30 ± 0.009	2.62 ± 0.043	-2.189 ± 0.011	-1.060	0.45	0.09	4.342 ± 0.02	3.187 ± 0.079	7.00 ± 1.66	4.38 ± 1.38	15.850.000
HD 37481	5.95 ± 0.009	2.74 ± 0.07	-2.026 ± 0.011	-2.292	0.166	0.032	4.361 ± 0.019	4.211 ± 0.107	8.00 ± 1.66	6.24 ± 1.40	15.850.000



Şekil 4.122 Herbig Ae/Be yıldızı olan LP Ori'nin HR diyagramındaki konumu (Haemmerlé vd. 2019)

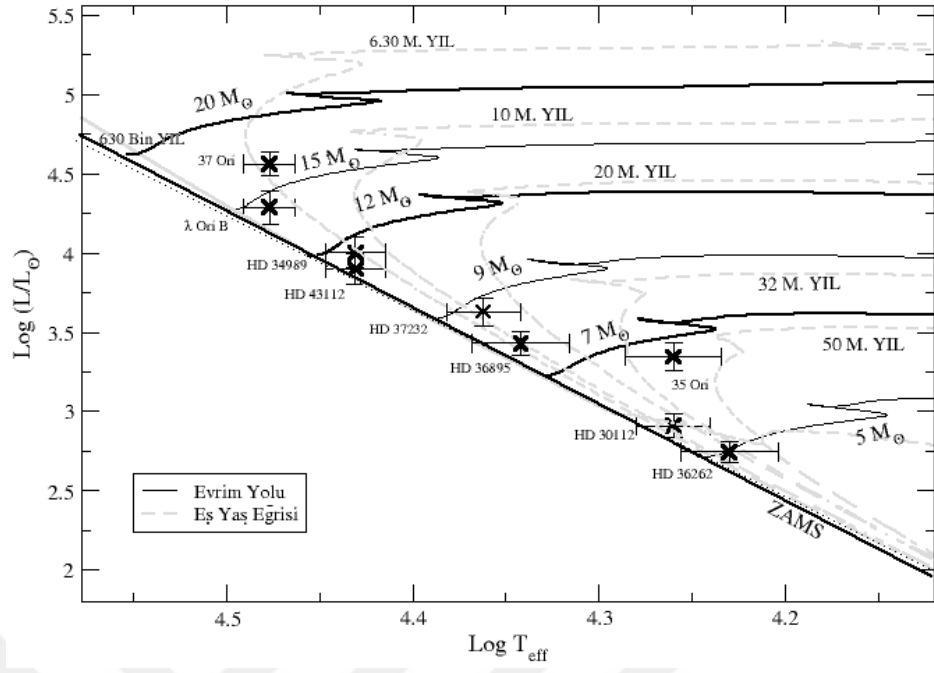
Şekil 4.122'de görüldüğü üzere LP Ori yıldızı henüz anakola ulaşmamış bir Herbig Ae/Be yıldızdır. Bundan dolayı, anakol öncesi yıldızlar için Haemmerlé vd. (2019) tarafından oluşturulan evrim modeller gridleri kullanıldı. Modeller $0,8 M_{\odot}$ 'den $120 M_{\odot}$ 'ye kadar olan kütleleri ve yığılma disk yapısı görünen anakol öncesi aşama da dahil olmak üzere, güneş metalisitesinde yıldız modellerini içermektedir. Bu gridler özellikle büyük kütleli yıldızlarının anakol öncesi, anakol ve anakol sonrası aşamalarını kapsamaktadır.



Şekil 4.123 Orion X Bölgesindeki 6 yıldızın HR diyagramındaki konumları

Çizelge 4.12 Orion X Bölgesindeki 6 yıldızın temel parametreleri

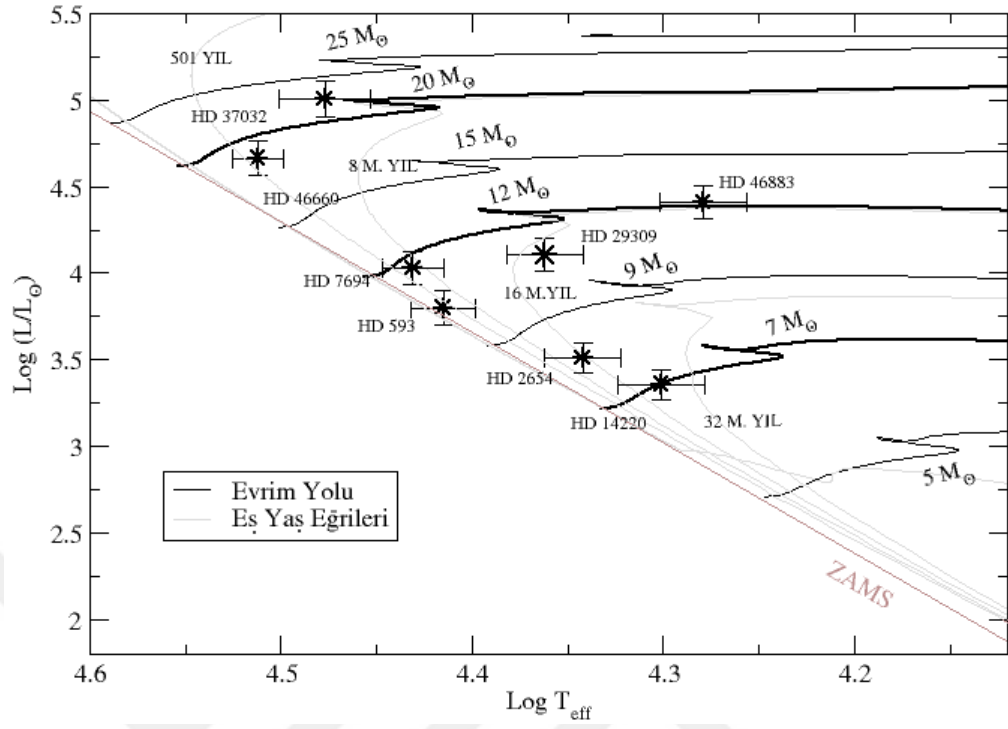
Yıldız Adı	m_v (kadir)	π (mili yay saniyesi)	M_v (kadir)	BC (kadir)	A_v (kadir)	E(B-V) (kadir)	Log T_{et} (K)	Log L ($L_\odot$)	Kütle ($M_\odot$)	Yarıçap (R/ $R_\odot$)	Yaş yıl
HD35299	5.7 ± 0.009	2.77 ± 0.092	-3.130 ± 0.011	-2.485	0.121	0.039	4.398 ± 0.014	3.765 ± 0.104	9.76 ± 2.30	3.88 ± 0.75	6.000.000
o Ori	4.74 ± 0.009	2.86 ± 0.16	-2.778 ± 0.012	-2.189	0.15	0.04	4.342 ± 0.014	4.015 ± 0.103	10.27 ± 2.43	9.43 ± 0.75	21.000.000
HD 34748	6.35 ± 0.009	2.76 ± 0.10	-2.036 ± 0.011	-1.968	0.58	0.12	4.301 ± 0.014	3.490 ± 0.104	7.53 ± 1.79	8.00 ± 1.41	29.500.000
HD 35777	6.62 ± 0.009	2.88 ± 0.05	-1.754 ± 0.011	-1.849	0.67	0.22	4.279 ± 0.023	3.329 ± 0.085	7.27 ± 1.70	4.46 ± 1.00	37.000.000
HD35912	6.38 ± 0.009	2.72 ± 0.07	-1.592 ± 0.014	-1.968	0.15	0.03	4.301 ± 0.022	3.312 ± 0.083	6.69 ± 1.50	4.28 ± 0.50	31.622.776
HD36166	5.75 ± 0.009	2.89 ± 0.07	-2.033 ± 0.014	-2.189	0.08	0.01	4.342 ± 0.020	3.577 ± 0.081	8.20 ± 1.90	4.74 ± 0.75	15.848.932



Şekil 4.124 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki 9 erken B-türü yıldızın HR diyagramı üzerindeki konumu

Çizelge 4.13 λ Orionis Yıldız Oluşum Bölgesindeki 9 yıldızın temel parametreleri

Yıldız Adı	m_v (kadir)	π (mili yay saniyesi)	M_v (kadir)	BC (kadir)	A_v (kadir)	E(B-V) (kadir)	Log T_{et} (K)	Log L ($L_\odot$)	Kütle ($M_\odot$)	Yarıçap ($R/R_\odot$)	Yaş yıl
37 Ori	4.39 ± 0.0037	2.67 ± 0.28	-3.777 ± 0.008	-2.908	0.299	0.0981	4.477 ± 0.014	4.562 ± 0.074	16.91 ± 0.70	6.81 ± 0.75	7079457.8
λ Ori B	5.61 ± 0.009	2.47 ± 0.15	-2.778 ± 0.012	-2.908	0.332	0.1095	4.477 ± 0.014	3.999 ± 0.103	14.48 ± 0.57	11.20 ± 1.41	1995262.3
HD 43112	5.894 ± 0.009	2.56 ± 0.08	-2.087 ± 0.011	-2.663	0.028	0	4.431 ± 0.016	3.800 ± 0.093	11.11 ± 0.42	4.14 ± 0.50	1584893.2
HD 34989	5.8 ± 0.009	2.55 ± 0.16	-2.623 ± 0.011	-2.663	0.461	0.1324	4.431 ± 0.016	4.003 ± 0.098	11.57 ± 0.40	5.62 ± 1.34	6309573.4
HD 37232	6.095 ± 0.009	2.60 ± 0.06	-2.059 ± 0.014	-2.292	0.23	0.076	4.362 ± 0.019	3.628 ± 0.090	8.71 ± 0.26	4.89 ± 1.28	12589254
HD 36895	6.73 ± 0.009	2.16 ± 0.07	-3.854 ± 0.014	-2.189	0.0713	0.023	4.342 ± 0.020	3.43 ± 0.081	7.96 ± 0.23	4.67 ± 1.25	10000000
HD 36262	7.58 ± 0.009	2.52 ± 0.05	-2.095 ± 0.014	-1.591	0.1457	0.047	4.23 ± 0.026	2.726 ± 0.067	5.00 ± 0.15	3.70 ± 1.20	10000000
HD 30112	7.18 ± 0.009	2.76 ± 0.05	-0.766 ± 0.010	-1.723	0.195	0.0629	4.255 ± 0.024	2.884 ± 0.073	5.70 ± 0.17	4.28 ± 1.22	42657952
35 Ori	5.593 ± 0.009	3.03 ± 0.12	-2.394 ± 0.014	-1.591	0.39	0.127	4.23 ± 0.026	2.846 ± 0.074	6.70 ± 0.20	4.28 ± 1.22	15848932



Şekil 4.125 Güneş Komşuluğundaki 8 erken B-türü yıldızın HR diyagramındaki konumu

Çizelge 4.14 Güneş Komşuluğundaki 8 yıldızın temel parametreleri

Yıldız Adı	m_v (kadir)	π (mili yay saniyesi)	M_v (kadir)	BC (kadir)	A_v (kadir)	E(B-V) (kadir)	Log T_{et} (K)	Log L ($L_{\odot}$)	Kütle ($M_{\odot}$)	Yarıçap ($R/R_{\odot}$)	Yaş yıl
HD 46883	7.80 ± 0.009	0.86 ± 0.029	-4.458 ± 0.008	-1.849	1.93	0.63	4.279 ± 0.023	4.410 ± 0.093	11.11 ± 2.65	17.45 ± 1.22	16000000
HD 46660	8.04 ± 0.009	0.89 ± 0.025	-3.841 ± 0.012	-3.093	1.65	0.56	4.512 ± 0.014	4.662 ± 0.103	18.75 ± 4.40	5.38 ± 1.22	6.300.000
HD 7694	7.38 ± 0.009	1.21 ± 0.049	-2.689 ± 0.011	-2.663	0.49	0.16	4.431 ± 0.016	4.029 ± 0.093	11.57 ± 2.73	4.22 ± 1.22	7800000
HD 593	6.695 ± 0.01	2.27 ± 0.027	-2.136 ± 0.011	-2.576	0.61	0.20	4.415 ± 0.017	3.773 ± 0.097	10.27 ± 2.42	7.07 ± 1.22	6.300.000
HD 2654	7.389 ± 0.01	1.916 ± 0.03	-1.868 ± 0.011	-2.189	0.67	0.21	4.342 ± 0.02	3.511 ± 0.090	8.08 ± 1.90	3.53 ± 1.00	16.000.000
HD 14220	7.186 ± 0.01	1.941 ± 0.06	-1.708 ± 0.014	-1.968	0.33	0.11	4.301 ± 0.020	3.358 ± 0.084	7.23 ± 1.00	2.50 ± 0.25	24.000.000
HD 29309	7.14 ± 0.009	2.01 ± 0.03	-3.252 ± 0.011	-2.292	1.91	0.49	4.362 ± 0.020	4.105 ± 0.095	10.84 ± 2.57	5.45 ± 0.50	17.000.000
HD 37032	8.15 ± 0.009	0.42 ± 0.122	-4.887 ± 0.09	-2.908	1.178	0.38	4.477 ± 0.014	5.006 ± 0.103	22.61 ± 5.31	7.87 ± 0.75	7.500.000

5. TARTIŞMA ve SONUÇ

Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nde yer alan M 42, Orion X, λ Orionis ve Trapeziyum yıldız oluşum bölgeleri ile Güneş komşuluğunda bulunan 35 erken B-türü ve üç O-türü yıldızın temel parametreleri (T_{et} , $\log g$, ξ , $M_{\star}$, $R_{\star}$) ve kimyasal (He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, P, S, Ar ve Fe) bolluk değerleri belirlendi. Bu erken B-türü ve O-türü yıldızların olası homojenlik dereceleri ile evrim durumları irdelendi.

Bu tezde, Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin beş bölgesinde bulunan erken B tayf türünden yıldızlarının homojen bir bolluk dağılımı sergilediği sonucuna varıldı (Şekil 4.112, Şekil 4.113, Şekil 4.114 ve Şekil 4.115, Şekil 4.117, Şekil 4.116, Şekil 4.118, Şekil 4.119 ve Şekil 4.120). Lee & Chen (2009), Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nde çok önceden gerçekleşen bir süpernova patlamasının meydana getirdiği geri bildiriminin analizini gerçekleştirmiştir. Sonuçlarıyla OB1 oymağında bulunan Orion Ia, Ib, Ic ve Id alt gruplarının oluşum sırası belirlenmiştir. Şöyle ki, Orion Ia (en yaşlı) alt grubundan başlayıp Orion Bulutsusu çevresindeki toza gömülü Orion Id (en genç) alt grubu ile biten bir sırayla oluştuğunu ve aynı oymağın içinde oluşan yıldızların, aynı zamanda, benzer kimyasal bileşimlerle oluşmakta olduğunu belirtilmiştir. Bu bilgi ışığında, kimyasal bolluk analizi gerçekleştirilen 30 hedefin kimyasal homojenlik göstermesi, erken B-türü yıldızlarının oluşum senaryolarından biri olan süpernova patlamasıyla tetiklenen yıldız oluşumu senaryosunu desteklediği de tespit edildi. Ayrıca, elde edilen bolluk sonuçlarından, Kompleks'te gerçekleşen süpernova patlamalarından sonra kimyasal bir zenginleşmenin olmadığı da belirlendi.

Büyük kütleli yıldızlarda ^{26}Al , hem hidrostatik denge evrim aşamasında hem de süpernova şok patlaması sonucunda üretilir. Patlayıcı Ne/C yanmasında söz konusu olan kütle, büyük ölçüde ata yıldızdan gelmektedir (Arcones & Thielemann 2023). Doktora tez çalışmasında analizi yapılan yıldızlar arasında, etkin sıcaklık değerleri yüksek ve kütleleri büyük olanları (ve ayrıca dönme hızları düşük olanlar da) Ar ve Ne bolluklarının yüksek olduğu gözlemlendi. Örneğin, HD 593 yıldızının $T_{\text{et}} = 26.000$ K, $[\text{Ar}/\text{H}] = 0,77$ dex, $[\text{Ne}/\text{H}] = 0,30$, $v_{\text{sin i}} = 13,3$ km s⁻¹ ve HD 39777 yıldızının $T_{\text{et}} = 22.000$ K, $[\text{Ar}/\text{H}] = 0,36$ dex, $v_{\text{sin i}} = 20$ km s⁻¹'dir. Dahası, Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'nin ortalama Ar ve

Ne elementlerinin bolluk değerleri sırasıyla 0,40 dex ve 0,30 dex olup Güneş'e göre zengindir. Mg (0,10 dex), Al (-0,15 dex), Si (0,00 dex), P (-0,20 dex), S (-0,10 dex) ve Fe (0,05 dex) bolluk değerleri ise Güneş benzeridir.

Bu tezde, Ori OB Ia (Orion X bölgesinin) ortalama yaşı 23 milyon yıl, OB Ib (M 42-M 43 yıldız oluşum bölgesinin) ortalama yaşı 13 milyon yıl ve λ Orionis bölgesinin yaşı ise ~14 milyon yıl olduğu belirlendi.

Tez çalışmasında analizi yapılan 35 erken B-türü ve 3 O-türü yıldızın atmosferlerinde tespit edilen elementler aşağıda irdelendi:

M 42 Yıldız Oluşum Bölgesi: Bu bölgede bulunan 14 erken B- ve bir O-türü yıldızın, homojen kimyasal dağılımı sergilediği şekil 4.112, 4.113, 4.114 ve 4.115'te gösterilmektedir. Bazı üyelerinin normal erken B-türü yıldızından daha farklı özelliklere sahip oldukları tespit edildi. c Ori (HD 37018), yıldızının TUG tayfının H_{α} profilinin (Şekil 4.74) merkezinde zamanla bir değişim olduğu görülmektedir. M 42 yıldız oluşum bölgesinin merkezinde bulunan c Ori yıldızının tayfında görünen bu yapılar, bu bölgenin merkezindeki H II bölgesinden kaynaklandığı düşünülmektedir. Yıldızdan çıkan ve/veya gelen ışınım bir H II bölgesi boyunca ilerledikçe, soğurma ve ışınımın etkisiyle tekrar ve/veya yeniden oluşan salma süreçleri nedeniyle yıldızın tayfında değişimlere neden olmaktadır (Wood & Mathis 2004). W40 bölgesinin merkezinde M42'de olduğu gibi bir H II bölgesi bulunmaktadır. Bu bölgeninde en parlak yıldızı 'J183127.83-020523.7' dir. Bu yıldızda tıpkı c Ori yıldızı gibi nebulaı beslemekte ve etrafındaki moleküler bulutu iyonlaştırıcı ışınım ve yıldız rüzgarına ana katkıyı sağlamaktadır (Comerón vd. 2022). Aynı zamanda c Ori'nin geç tayf türünden bir çifti olduğuna dair bilgiler literatürde (Oudmaijer & Parr 2010) yer almaktadır. Fakat bu yıldızın günümüze kadar olan çalışmalarında ve tezde yer alan tayflarda çiftinin etkisine rastlanmadı. Bunun nedeninin, yıldızın çiftinin geç tayf türünden ve sönük bir yıldız olduğu düşünülmektedir (Oudmaijer & Parr 2010).

Bu bölgede (M42) bulunan LP Ori (HD 36982) yıldızı ise ~502 bin yaşında (Elmaslı, Ünal & Özuyar 2024) olup, bölgenin en genç gök cisimidir. Bu Herbig Ae/Be yıldızı için

oluşturulan HR Diyagramında (Şekil 4.122) doğum çizgisini mavi sürekli çizgi temsil etmektedir. ZAMS ise Şekil 4.122’de kahverengi çizgiyle gösterilmektedir. Şekilden de görüleceği üzere bir PMS yıldızı olan LP Ori henüz HR diyagramında ZAMS’a ulaşmamıştır. LP Ori’nin tayflarda bahsedilen salma özelliklerinin tümü Herbig Ae/Be yıldızının özelliğinin olmasının yanı sıra aynı zamanda da yıldız oluşum komplekslerindeki H II bölgelerinin de bir sonucudur. Bir yıldız, bir moleküler bulutun yüzeyinin üzerinde yer aldığı anda, yüzeyi boyunca bir iyonlaşma cephesi meydana gelir ve M 42 yıldız oluşum bölgesinde olduğu gibi kabarcığı andıran bir H II bölgesinin oluşmasıyla sonuçlanır. Büyük kütleli yıldızlarda görülen P-Cygni profilleri genişleyen zarflardan kaynaklanırken, ters P-Cygni profilleri dışarı akan zarflardan kaynaklanmaktadır. LP Ori’nin H_{α} çizgilerinin merkezinde görülen ters P-Cygni profilinin oluşmasının nedeni, Herbig Ae/Be yıldızının kaynağından yıldızın çevresine doğru akan maddedir. Bu nedenle, LP Ori yıldızının H_{α} çizgilerinin merkezinde görülen ters P-Cygni (Şekil 4.88), H II bölgesinden ziyade yıldız kaynağından çevresel diskinde doğru akan maddeden ileri gelmektedir. Buna göre, LP Ori’nin 2006, 2007, 2010, 2012, 2013 ve 2023 yıllarına ait H_{α} profilleri Tip-I salma olarak sınıflandırıldı (Şekil 4.89). 2004 ve 2017’de, Şekil 4.88 ve Şekil 4.89’da gösterildiği gibi H_{α} profillerinin çekirdeklerinde ters P-Cygni profili görünmektedir. Bu nedenle, 2004 ve 2017 yıllarına ait H_{α} profilleri Tip-IV-R olarak sınıflandırıldı (Şekil 4.89). Herbig Ae/Be yıldızlarının diğer belirgin çevresel madde özelliklerinden biri de 2023 AUKR tayfında görünen He I $\lambda 5875 \text{ \AA}$ çizgisindeki salma yapısıdır (Şekil 4.94). Şekil 4.94’teki şekilde her bir tayfta görülen H_{γ} çizgi profili üzerine binmiş He I’in I $\lambda 3888 \text{ \AA}$ ’deki soğurma çizgisi ve ayrıca yasaklı çizgiler ([NII] ve [SII]), LP Ori kaynağından dışarı doğru olan madde akışı veya LP Ori’nin tayfındaki H II bölgelerinin etkisi olarak atfedilebilir. Yıldızın, tayfında gözlenen yıldızlararası çizgilerin ve yıldızın çevresel maddesinden kaynaklı çizgilerin hesaplanan dikine hız değişimleri Çizelge 4.2’de verildi. LP Ori için bahsi geçen tüm bu tayfsal özellikler 2004 – 2023 yılları arasında gözlenen AUKR, ESO ve EsPaDons verilerinde tespit edildi. Bu yıldız ile birlikte Trapezium Bölgesinin üyesi olan θ^1 Ori A ve θ^1 Ori D yıldızlarının tayfında da benzer salma yapıları gözlemlendiği için, başlangıçta bu iki yıldızında Herbig Ae/Be yıldızı olduğu düşünülmesine rağmen elde edilen bulgular neticesinde θ^1 Ori A ve θ^1 Ori D yıldızlarında görülen bu özelliklerin bulundukları H II bölgesinden kaynaklandığı anlaşıldı (θ^1 Ori A, Şekil 4.80, 4.81, 4.82, 4.83 ve θ^1 Ori D,

Şekil 4.84, 4.85, 4.86, 4.87). Bahsedilen yıldızlararası ortam çizgileri, yasaklı çizgiler ve hidrojen Balmer çizgilerinin profillerinin şiddeti ve/veya derinliği Herbig Ae/Be yıldızlarında olması gerekenden daha az şiddette ve genişlikte olmasından dolayı, θ^1 Ori A ve θ^1 Ori D'nin Herbig Ae/Be yıldızı olmadığı, aslında bulundukları ortamdaki H II bölgesinin özelliklerini yansıttığı tespit edildi. Ayrıca, LP Ori'nin tayfında $\lambda 5780\text{\AA}$, $\lambda 5797\text{\AA}$ ve $\lambda 6614\text{\AA}$ 'daki Yaygın Yıldızlararası Bantları (DIBs) her tayfında görüldü (Şekil 4.97). M 42 yıldız oluşum bölgesinde konumlanan ve bölgenin en sıcak yıldızlarından biri olan HD 36512 (ups Ori)'nin ($T_{\text{et}} = 32.500\text{ K}$) etkin sıcaklığı hesabında Hidrojen Balmer çizgileri, Si III/IV ve ayrıca He I/He II çizgileri referans alındı. Yıldızın yüzey çekim ivmesi belirlenirken ise He I/II çizgilerinin gözlemsel ile sentetik tayfin uyumu dikkate alındı. Ayrıca 28.000 K 'den daha sıcak olan yıldızlar için (c Ori $\zeta = 5 \pm 1\text{ km s}^{-1}$), 37 Ori ($\zeta = 8 \pm 1\text{ km s}^{-1}$), θ^1 Ori A ($\zeta = 9 \pm 1,4\text{ km s}^{-1}$), θ^1 Ori D ($\zeta = 20 \pm 1\text{ km s}^{-1}$) ve HD 36512 ($\zeta = 25 \pm 1\text{ km s}^{-1}$) makrotürbülans hızı da belirlendi. Sadece HD 36512 yıldızının makrotürbülans hızı hesaplanırken, geç O-türü yıldızları için O III $\lambda 5592\text{ \AA}$ ve Si III/IV çizgilerinin kullanıldığı yöntem ile makrotürbülans hızı $\zeta = 25 \pm 5\text{ km s}^{-1}$ olarak hesaplandı. M 42 yıldız oluşum bölgesinin ortalama yaşı ise 12,91 milyon yıl olarak belirlendi.

Orion X Bölgesi: bu bölgenin üyesi olan 6 yıldızın atmosferinde bulunan He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, P, S, Ar ve Fe elementlerinin bolluk dağılımlarının hata sınırları içerisinde homojen bir dağılım sergilediği (Şekil 4.115, Şekil 4.116, Şekil 4.117) gözlemlendi.

HD 35299 yıldızının gözlemsel tayfında, Si III $\lambda 4552\text{ \AA}$, $\lambda 4567\text{ \AA}$, $\lambda 4574\text{ \AA}$ çizgileri çok şiddetli ve keskin bir profil sergilemekte olup; atmosfer parametreleri hesaplamaya el verişli değildi. Bu yüzden yıldızın atmosfer parametreleri için hidrojen Balmer çizgilerinin (yüzey çekim ivmesi için) ve Si II $\lambda 4128\text{ \AA}$, $\lambda 4132\text{ \AA}$, $\lambda 6371\text{ \AA}$ (etkin sıcaklık ve mikrotürbülans hızı için) çizgilerinin uyumuna bakıldı. Literatürde Ne bolluğu (HD 35299) Güneş benzeri bollukta (Cunha vd. 2006, Lanz vd. 2008, Daflon vd. 2009, Simón-Díaz 2010, Nieva & Simón-Díaz 2011) $\log \epsilon_{\text{Ne}} = 8,03 \pm 0,06\text{ dex}$, $[\text{Ne}/\text{H}] = 0,10\text{ dex}$ hesaplanmıştır. Tezde hesaplanan ise yaklaşık $[\text{Ne}/\text{H}] = 0,40\text{ dex}$ olup hem HD 35912 hem de o Ori yıldızından daha da zengindir. Bu durum Argon elementi için de aynı olup,

o Ori, HD 35299 ve HD 35912’de argon bolluğu yaklaşık $[Ar/H] = 0,60$ dex, Güneş’e göre daha zengindir. Kükürt bolluğu buradaki 5 yıldız için Güneş bolluğu değerine yakinken, HD 35777 yıldızında kükürt bolluğu Güneş’e göre yaklaşık 0,30 dex kadar daha fakirdir. Bölgenin tüm elementlerinin bollukları incelendiğinde, sadece HD 35777 yıldızının kükürt değeri fakir olduğu tespit edildi. Bu yıldızın yaşı 37 milyon yıl olup bölgenin diğer erken B-türü yıldızlarına göre en yaşlı yıldızdır. Ayrıca oksijen bolluğu, karbon ve azota göre bu yıldızda diğerlerinininkinden daha fakirdir. Dahası, HD 35299 yıldızının tayfında, diğer yıldızlarda gözlenmeyen klor elementi (0,05 dex) tespit edildi. Orion X bölgesinin ortalama yaşı 23,49 milyon yıl ve HD 35299’un yaşı ise 6 milyon yıl olarak hesaplandı. Bouy vd. (2015), Chen vd. (2020) bu bölgede 6 milyon yıl önce bir süpernova patlamasının gerçekleştiğini belirttiğinden HD 35299’da görülen klorun bahsi geçen bu süpernovanın geri bildirimi olduğu ilk defa bu tezde belirlendi.

λ Orinis Yıldız Oluşum Bölgesi, bu bölgenin üyesi olan 11 yıldızın atmosferinde bulunan He, C, N, O, Ne, Mg, Al, Si, P, S, Ar ve Fe elementlerinin bolluk dağılımlarının homojen bir dağılım sergilediği (Şekil 4.118 ve Şekil 4.119) ve Güneş bolluğunun ± 0.2 dex (hatası) duyarlılığında olduğu tespit edildi. Ar elementi yüksek iyonlaşma ve nötr atomlardaki büyük uyartılama enerjilerinin seviyelerinden kaynaklanmaktadır. Tez çalışmasında, Ar elementi çizgilerinin, yüksek dönme hızına sahip yıldızlarda (örneğin, HD 30112, $v \sin i = 106 \text{ km s}^{-1}$) ya da düşük sıcaklıklı yıldızların (örneğin, 35 Ori, $T_{\text{eff}} = 18.000$, $v \sin i = 136 \text{ km s}^{-1}$) tayflarında görülmemesi veya çizgi örtüşmesi nedeniyle Ar bollukları ölçülemedi. HD 43112 ve HD 36262 yıldızlarının tayfında diğer yıldızlarda (HD 30112, 35 Ori, HD 34989, λ Ori B, 37 Ori, HD 37232 ve HD 36895) rastlanmayan Argon elementi de tespit edilmiş ve ortalama Ar bolluğunu Güneş’teki Ar bolluğuna göre $\sim 0,33$ dex daha zengin olduğu belirlendi. λ Orionis yıldız oluşum bölgesindeki yıldızlarının (35 Ori hariç) S bolluğu Güneş’e göre ortalama 0,28 dex daha fakirken, 35 Ori yıldızının S bolluğu 0,014 dex olduğu tespit edildi. 35 Ori yıldızı λ Orionis yıldız oluşum bölgesi ile Tauria-Auriga yıldız oluşum bölgesi arasında bulunan bir geçiş yıldızı olduğu düşünülmektedir (Şekil 3.1). Bu nedenle S bollukları arasında farklı bolluk sonuçları elde edildi. Dahası, HD 43112 ve HD 30112 yıldızlarının λ Orionis bölgesinden yaklaşık 1 milyon yıl önce bir süpernova patlaması sonucunda kaçtığı (Bhat vd. 2022, Bobylev & Bajkova 2009, Hoogerwerf vd. 2001) bilinmektedir. Bu bilgiler ışığında HD 43112 ve

HD 30112'nin diğer 7 erken B-türü yıldız ile aynı bölgede doğduğu söylenebilir. Bu yıldızlar için hesaplanan bolluk değerlerinin uyumuyla da bu iki yıldızın diğer 7 yıldız ile aynı kökenden geldiğine dair bir işarettir (Elmaslı & Ünal 2023). λ Orionis yıldız oluşum bölgesinin ortalama yaşı ise 13,59 milyon yıldır.

Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'ndeki otuz OB yıldızının ortalama kimyasal bolluk dağılımından, kükürt elementi hariç diğer element bollukları 4 bölgede de homojen bir dağılım göstermektedir (Şekil 4.114). λ Orionis yıldız oluşum bölgesi, M 42 yıldız oluşum bölgesi, Trapezium bölgesi ve Orion X bölgesi arasındaki temel fark ortalama kükürt bolluğu değerinden gelmektedir. Ortalama kükürt bolluğu λ Orionis yıldız oluşum bölgesinde Güneş'e göre 0,28 dex fakirken, M 42 yıldız oluşum bölgesi, Trapezium bölgesi ve Orion X bölgesinde Güneş'e yakındır. Bu sonuç ile yıldızların aynı doğum yerini paylaştığı ve ata yıldızının kükürtçe fakir olduğu belirlendi. Sonuç olarak kükürt, λ Orionis yıldız oluşum bölgesine ait olan ve/veya bir zamanlar aynı kökenden gelen erken B-türü yıldızları, Orion Yıldız Oluşum Kompleksi'ndeki diğer bölgelerde bulunan yıldızlardan ayırt etmek için iyi bir gösterge olabilir.

Güneş Komşuluğundaki Yıldızlar: Auriga, Cassiopeia, Monoceros ve Perseus bölgelerinden seçilen 8 OB-türü alan yıldızının element bolluk dağılımları Güneş bolluk değerlerine yakın olsa da, kendi aralarında (Şekil 4.120) farklılıklar göstermektedir. Doktora tezinde analiz edilen 8 alan yıldızının dönme hızı (Çizelge 4. 3) artıka element bolluk değerlerinin $\pm 0,40$ dex (Şekil 4.120) kadar bir dağılım sergilediği görülmektedir. Fakat 8 yıldızın element bollukları ayrı ayrı incelendiğinde yıldızların C, N, O element Güneş bolluğuna yakın olduğu (Şekil 4.120) tespit edildi. Bu yıldızların HR diyagramı (Şekil 4.125) üzerindeki konumları incelendiğinde, geniş bir sıcaklık (20.000 - 32.500 K) aralığında dağılım sergilediği görüldü. Şekil 4.125'ten 7 yıldızın HR diyagramına bakıldığında anakolda olduğu, sadece HD 46883 yıldızının, anakol evresinden biraz daha ileri bir evrim aşamasında olduğu tespit edildi. Evrimsel hesaplamalar, anakol sırasında yüzeydeki azot bolluğunun arttığını, karbon ve oksijenin ise tükendiğini göstermektedir (Maeder & Meynet 2000, Langer 2012). Ekström vd. (2012), 12 $M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın 15,33 milyon yılda çekirdeğindeki hidrojeni yaktığını ($N/C \sim 0,29$ ile $N/O \sim 0,12$), sonraki He yakma evresinin ise yaklaşık 2 milyon yıl sürdüğünü ($N/C \sim 1,85$ ile $N/O \sim$

0,49) belirtmiştir. HD 46883 yıldızının elde edilen karbon, azot, oksijen bollukları Güneş bolluk değerindedir (Şekil 4.117) ve yaşı 16 milyon yıl olarak hesaplandı (Şekil 4.125). HD 46883'ün $[C/H] = 0,06$ dex, $[N/H] = 0,10$ dex ve $[O/H] = 0,12$ dex'tir. Bu yıldız HR diyagramı üzerinde anakolu geçmiş olmasına rağmen, C, N, O bolluk değerleri henüz iç karışım süreçleri geçirmediğini gösterdi. Başlangıç kütlesi $12 M_{\odot} < M_{\text{ini}} < 40 M_{\odot}$ aralığında olan yıldızlar, TipIIP süpernova patlaması geçirmeden önce mavi süperdev (BSG, İng. blue supergiant) yıldızlar olarak hayatlarını sonlandırmaktadır (Kudritzki vd. 2012). Aynı zamanda büyük kütleli yıldızlar ($\gtrsim 12 M_{\odot}$ yıldızlar), tüm nükleer yanma aşamalarından geçerek evrimleşir ve sonunda çekirdeği çöken süpernova olarak kompakt bir kalıntı bırakarak patlar. Bu patlamanın sonucunda ya bir nötron yıldızı ($< 15 M_{\odot}$) ya da bir kara deliğe dönüşür (Ekström vd. 2012). Bu tezde, HD 46883 yıldızının $T_{\text{et}} = 19.000$ K, $\log g = 2,50$ ve kütlesi $12,75 M_{\odot}$ olarak hesaplandı. Belirlenen bu yüzey çekim ivmesi değerinden yıldızın II ışınım sınıfından bir parlak dev olduğu tespit edildi. İlerleyen evrim aşamasında ise mavi süperdev olup, CCSNe patlaması geçirdikten sonra bir nötron yıldızına dönüşeceği düşünülmektedir.

Sonuç olarak, bu doktora tezinde analizi yapılan Orion, Monoceros, Auriga, Perseus, Cassiopeia bölgelerindeki 35 erken B-türü ve 3 O-türü yıldızın element bolluk dağılımlarının homojen bir yapı sergilemesi, erken B-türü yıldızların bulunduğu ortamın başlangıç kimyasal bileşimini koruduğunu gösterdi (Nieva & Simon-Diaz 2012, Nieva & Przybilla 2012, Berlanas vd. 2018, olduğu gibi).

KAYNAKLAR

- Abbott, B. P. vd. (2016). Prospects for Observing and Localizing Gravitational-Wave Transients with Advanced LIGO and Advanced Virgo. *Living Reviews in Relativity*, Volume 19, Issue 1, article id. 1, 39 pp.
- Abel, T. vd. (2001). Forming the First Star in the Universe. *The Physics of Galaxy Formation*, ASP Conference Proceedings, Vol. 222. Edited by Masayuki Umemura and Hajime Susa. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, ISBN: 1-58381-054-4, 2001., p.129.
- Adams, Fred C. & Myers, Philip C. (2001). Modes of Multiple Star Formation. *The Astrophysical Journal*, Volume 553, Issue 2, pp. 744-753.
- Ambartsumian, V. A. (1947). The evolution of stars and astrophysics. *Évolýutsiya zvezd i astrofizika*, by V.A. Ambartsumian. Izdatel'stvo Akad Nauk Arm SSR, Erevan, 1947.
- Arcones, A. & Thielemann, F. (2023). Origin of the elements. *The Astronomy and Astrophysics Review*, Volume 31, Issue 1, article id.1.
- Arun, R., vd. (2019). On the Mass Accretion Rate and Infrared Excess in Herbig Ae/Be Stars. *The Astronomical Journal*, Volume 157, Issue 4, article id. 159, 10 pp.
- Assousa vd. (1977). Supernova-induced star formation in Cepheus OB3. *Astrophysical Journal*, Vol. 218, p. L13-L15.
- Balona, L. A., & Ozuyar, D. (2021). TESS Observations of Be Stars: General Characteristics and the Impulsive Magnetic Rotator Model. *The Astrophysical Journal*, Volume 921, Issue 1, id.5, 9 pp.
- Barnard, E. E. (1894). The great photographic nebula of Orion, encircling the belt and theta nebula.
- Bartko vd. (2009). Evidence for Warped Disks of Young Stars in the Galactic Center. *The Astrophysical Journal*, Volume 697, Issue 2, pp. 1741-1763.
- Berlanas vd. (2018). Oxygen and silicon abundances in Cygnus OB2 Chemical homogeneity in a sample of OB slow rotators. *A&A* 620, A56.
- Bernasconi, P. A. & Maeder, A. (1996). About the absence of a proper zero age main sequence for massive stars. *Astronomy and Astrophysics*, v.307, p.829-839.
- Biazzo, S. Randich, and F. Palla (2011). Chemical pattern across the young associations ONC and OB1b. *A&A* 525, A35.
- Bodenheimer, P. 2011. Sayfa 1-34. *Principles of Star Formation*. G. Börner, Garching, Germany, A. Burkert, München, Germany, W. B. Burton, Charlottesville, VA, USA and Leiden, The Netherlands, A. Coustenis, Meudon, France, M. A. Dopita, Canberra, Australia, B. Leibundgut, Garching, Germany, A. Maeder, Sauverny, Switzerland, P. Schneider, Bonn, Germany, V. Trimble, College Park, MD, and Irvine, CA, USA. Brown, A.G.A., Hartmann, D. ve Burton, W.B., (1995) : *Astron. Astrophys.* 300, 903.

- Bodenheimer, Peter (1965). Studies in Stellar Evolution. II. Lithium Depletion during the Pre-Main Contraction. *Astrophysical Journal*, vol. 142, p.451.
- Bouy & Alves (2015). Cosmography of OB stars in the solar neighbourhood. *A&A* 584, A26.
- Bresolin, F., Crowther, P. A., & Puls, J., eds. (2008). Massive Stars as Cosmic Engines. *IAU Symposium*, Vol. 250.
- Bronfman, L., Casassus, S., May, J., Nyman, L. A. (2000). The radial distribution of OB star formation in the Galaxy. *Astronomy and Astrophysics*, v.358, p.521-534.
- Carmona, A. vd. (2010). New Herbig Ae/Be stars confirmed via high-resolution optical spectroscopy. *Astronomy and Astrophysics*, Volume 517, id.A67, 22 pp.
- Carruthers, G.R. (1970). Rocket Observation of Interstellar Molecular Hydrogen. *ApJL*, 161, L81. 2.
- Castor vd. (1975). Radiation-driven winds in Of stars. *Astrophysical Journal*, Vol. 195, p. 157-174 (1975).
- Chen vd. (2020). Discovery of new stellar groups in the Orion complex. Towards a robust unsupervised approach. *A&A* 643, A114.
- Churchwell, Ed (2002). Ultra-Compact HII Regions and Massive Star Formation. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 40, p. 27-62.
- Colombo, D. vd. (2014). The PdBI Arcsecond Whirlpool Survey (PAWS): Environmental Dependence of Giant Molecular Cloud Properties in M51. *The Astrophysical Journal*, 784.3.
- Comerón vd. (2022). The extended population associated with W40. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 665, id.A76, 10 pp.
- Costado & Alfaro (2018). Spatial and kinematic structure of Monoceros star-forming region. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 476, 3160–3168.
- Da Rio vd. (2010). A Multi-color Optical Survey of the Orion Nebula Cluster. II. The H-R Diagram. *The Astrophysical Journal*, Volume 722, Issue 2, pp. 1092-1114.
- Dawson, J.R. vd. (2011). Supershells as Molecular Cloud Factories: Parsec Resolution Observations of H I and 12CO(J = 1-0) in GSH 287+04-17 and GSH 277+00+36. *ApJ*, 728, 127.
- De Pree, C. G., Goss, W. M., Gaume, R. A. (1998). Ionized Gas in Sagittarius B2 Main on Scales of 0.065 Arcsecond (600 AU). *The Astrophysical Journal*, Volume 500, Issue 2, pp. 847-852.
- Dobbs vd. (2015). The frequency and nature of ‘cloud-cloud collisions’ in galaxies. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 446(4), 3608–3620.
- Duarte-Cabral, C.L. Dobbs, N. Peretto vd. (2011). Was a cloud-cloud collision the trigger of the recent star formation in Serpens? *Astron. Astrophys.* 528, A50.
- Eisner vd. (2018). Protoplanetary Disk Properties in the Orion Nebula Cluster: Initial Results from Deep, High-resolution ALMA Observations. *The Astrophysical Journal*, Volume 860, Issue 1, article id. 77, 20 pp.

- Elmegreen & Lada (1977). Sequential formation of subgroups in OB associations. *Astrophysical Journal*, Vol. 214, p. 725-741.
- F. Nakamura, K. Sugitani, T. Tanaka vd. (2014). Cluster formation triggered by filament collisions in Serpens South. *Astrophys. J.* 791(2), L23.
- F. Nakamura, T. Miura, Y. Kitamura vd. (2012). Evidence for cloud-cloud collision and parsec-scale stellar feedback within the L1641-N region. *Astrophys. J.* 746(1), 25.
- F. Palla: *Physics of Star Formation in Galaxies*, 1st edn (Springer, Berlin Heidelberg New York 2002) p. 9–128.
- Fairlamb, J. R., vd. (2015). A spectroscopic survey of Herbig Ae/Be stars with X-shooter - I. Stellar parameters and accretion rates. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 453, Issue 1, p.976-1001.
- Field, G.B. & Saslaw, W.C. (1965). A Statistical Model of the Formation of Stars and Interstellar Clouds. *The Astrophysical Journal*, 142, 568..
- Figer vd. (2002). Massive Stars in the Arches Cluster. *The Astrophysical Journal*, Volume 581, Issue 1, pp. 258-275.
- Foley vd. (2022). Building a 3D View of Orion. *American Astronomical Society Meeting #240*, id. 333.03. *Bulletin of the American Astronomical Society*, Vol. 54, No. 6 e-id 2022n6i333p03
- Fujita vd. (2021). High-mass star formation in Orion possibly triggered by cloud–cloud collision. III. NGC 2068 and NGC 2071. *PASJ*, 73, S273.
- Fukui vd. (2018). A New Look at the Molecular Gas in M42 and M43: Possible Evidence for Cloud–Cloud Collision that Triggered Formation of the OB Stars in the Orion Nebula Cluster. *The Astrophysical Journal*, pp. 859 – 166.
- Fukui, Y. & Kawamura, A. (2010). Molecular Clouds in Nearby Galaxies. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 48, p.547-580.
- Garcia vd. (2011). Exploring the connection of weak winds and magnetic fields. *Société Royale des Sciences de Liège, Bulletin*, vol. 80, p. 144-148.
- Garmany, C. D. (1973). Internal motions in the association Cep OB3. *Astronomical Journal*, Vol. 78, p. 185-191.
- Gaustad, John E. (1963). The Opacity of Diffuse Cosmic Matter and the Early Stages of Star Formation. *Astrophysical Journal*, vol. 138, p.1050.
- Geballe vd. (2011). Infrared diffuse interstellar bands in the Galactic Centre region. *Nature*, Volume 479, Issue 7372, pp. 200-202.
- Genzel & Stutzki (1989) : The Orion Molecular Cloud and Star-Forming Region. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*. Vol. 27:41-85.
- Georgelin, Y. M., Georgelin, Y. P. (1976). The spiral structure of our Galaxy determined from H II regions. *Astronomy and Astrophysics*, Vol. 49, p. 57-79.

- Gouliermis vd. (2008). NGC 346 in the Small Magellanic Cloud. IV. Triggered Star Formation in the H II Region N66. *The Astrophysical Journal*, Volume 688, Issue 2, pp. 1050-1059.
- Großschedl vd. (2018). 3D shape of OrionA from Gaia DR2. *A&A* 619, A106.
- Großschedl vd. (2021). 3D dynamics of the Orion cloud complex. *A&A* 647, A91.
- Grudic vd. (2022). The dynamics and outcome of star formation with jets, radiation, winds, and supernovae in concert. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 512, pp. 216–232.
- Gum, Colin S. (1955). A Survey of Southern HII Regions. *Memoirs of the Royal Astronomical Society*, Vol. 67, p.155.
- Haemmerlé vd. (2019). Stellar models and isochrones from low-mass to massive stars including pre-main sequence phase with accretion. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 624, id.A137, 11 pp.
- Heap, S. R., Lanz, T., Hubeny, I. (2006). Fundamental Properties of O-Type Stars. *The Astrophysical Journal*, Volume 638, Issue 1, pp. 409-432.
- Heiles vd. (2000). Physical Conditions, Grain Temperatures, and Enhanced Very Small Grains in Barnard's Loop. *The Astrophysical Journal*, Volume 536, Issue 1, pp. 335-346.
- Hensler & Burkert (1990). Chemo-Dynamical Evolution Of Galaxies. *Astrophysics and Space Science* 170: 231-238.
- Herbig, G. H. (1960). The Spectra of Be- and Ae-Type Stars Associated with Nebulosity. *Astrophysical Journal Supplement*, vol. 4, p.337.
- Herbig, G. H. (1995). The Diffuse Interstellar Bands. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Volume 33, 1995, pp. 19-74.
- Heyer, M.H. vd. (2001). The Equilibrium State of Molecular Regions in the Outer Galaxy. *ApJ*, 551, 852–866.
- Hillenbrand vd. (1992). Herbig Ae/Be Stars: Intermediate-Mass Stars Surrounded by Massive Circumstellar Accretion Disks. *Astrophysical Journal* v.397, p.613.
- Hillenbrand vd. (1993). NGC 6611: A Cluster Caught in the Act. *Astronomical Journal* v.106, p.1906.
- Hillenbrand, L.A. (1997) : On the Stellar Population and Star-Forming History of the Orion Nebula Cluster. *A. J.* 113, 1733.
- Hobbs vd. (1982). A new interstellar component in the spectrum of HD 72127. *Astrophysical Journal*, Vol. 252, p. L17-L20.
- Hobbs vd. (2009). Studies of the Diffuse Interstellar Bands. III. HD 183143. *The Astrophysical Journal*, Volume 705, Issue 1, pp. 32-45.
- Iben, Icko, Jr. (1965). Stellar Evolution. I. The Approach to the Main Sequence. *Astrophysical Journal*, vol. 141, p.993.

- Jefferson vd. (2018). On the physical mechanisms governing the cloud lifecycle in the Central Molecular Zone of the Milky Way. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 478, 3380–3385.
- Kang vd. (2010). A CO line and infrared continuum study of the active star-forming complex W51. *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 190(1), 58–76.
- Kennicutt, Robert C., Jr. (1998). Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Volume 36, 1998, pp. 189-232.
- Kennicutt, Robert C., Jr. (2005). The role of massive stars in astrophysics. Massive star birth: A crossroads of Astrophysics, IAU Symposium Proceedings of the international Astronomical Union 227, Held 16-20 May, Italy, edited by Cesaroni, R.; Felli, M.; Churchwell, E.; Walmsley, M. Cambridge: Cambridge University Press, 2005., pp.3-11.
- Kobayashi, C. vd. (2006). Galactic Chemical Evolution: Carbon through Zinc. *The Astrophysical Journal*, Volume 653, Issue 2, pp. 1145-1171.
- Kobayashi, C. vd. (2011). The evolution of isotope ratios in the Milky Way Galaxy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 414, Issue 4, pp. 3231-3250.
- Kobayashi, C. vd. (2020). New Type Ia Supernova Yields and the Manganese and Nickel Problems in the Milky Way and Dwarf Spheroidal Galaxies. *The Astrophysical Journal*, 895:138 (20pp), 2020 June 1.
- Kobayashi, C. vd. (2020). The Origin of Elements from Carbon to Uranium. *The Astrophysical Journal*, 900:179.
- Kos vd. (2021). The GALAH survey: Chemical homogeneity of the Orion complex. *MNRAS* 506, 4232–4250.
- Kounkel, Marina (2020). Supernovae in Orion: The Missing Link in the Star-forming History of the Region. *The Astrophysical Journal*, Volume 902, Issue 2, id.122, 7 pp.
- Koyama, H. & Inutsuka, S.I. (2000). Molecular Cloud Formation in Shock compressed Layers. *ApJ*, 532, 980–993.
- Köhler, Karen (2016). Massive stars on the main sequence. PhD Thesis, University of Bonn.
- Krełowski vd. (2016). Variable Intensities of Molecular Features in the Spectrum of AE Aur. *Acta Astronomica*, vol 66, no 3, p. 391-403.
- Krełowski vd. (2018). Variable interstellar absorption lines in young stellar aggregates. *MNRAS* 476, 4987–4993.
- Kroupa, P. vd. (2010). Local-Group tests of dark-matter concordance cosmology. Towards a new paradigm for structure formation. *Astronomy and Astrophysics*, Volume 523, id.A32, 22 pp.
- Kristensen vd. (2003). Interstellar and circumstellar matter. *Astron. Astrophys.* 412, 727.
- Kudritzki vd. (2008). Quantitative Spectroscopy of 24 A Supergiants in the Sculptor Galaxy NGC 300: Flux-weighted Gravity-Luminosity Relationship, Metallicity,

- and Metallicity Gradient. *The Astrophysical Journal*, Volume 681, Issue 1, pp. 269-289.
- Kudritzki, R.-P., & Puls, J. (2000). Winds from Hot Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 38, p. 613-666.
- Kudritzki, R.-P. & Puls, J. (2000). Winds from Hot Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 38, p. 613-666.
- Lada, C. J. & Wilking, B. A. (1984). The nature of the embedded population in the rho Ophiuchi dark cloud : mid-infrared observations. *Astrophysical Journal*, Vol. 287, p. 610-62.
- Lamers and Cassinelli (1999). *Introduction to Stellar Winds*, 1st edn (Cambridge University Press, Cambridge, UK, 1999).
- Langer, N. (2012). Presupernova Evolution of Massive Single and Binary Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 50, p.107-164.
- Langer, N. (2012). Presupernova Evolution of Massive Single and Binary Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 50, p.107-164.
- Lauroesch & Meyer (2003). Variable Na I Absorption toward ρ Leonis: Biased Neutral Formation in the Diffuse Interstellar Medium? *The Astrophysical Journal*, Volume 591, Issue 2, pp. L123-L126.
- Law vd. (2017). TRES survey of variable diffuse interstellar bands. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 470, 2835–2844.
- Lee & Chen (2009). Triggered Star Formation on the Border of the Orion-Eridanus Superbubble. *The Astrophysical Journal*, Volume 694, Issue 2, pp. 1423-1434.
- Li, D., Goldsmith, P.F., Menten, K. (2003). Massive Quiescent Cores in Orion. I. Temperature Structure. *Ap. J.* 587, 262.
- Maeder, A. & Meynet, G. (2000). The Evolution of Rotating Stars. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Vol. 38, p. 143-190.
- Maeder, A. (1987). Evidences for a bifurcation in massive star evolution. *The ON-blue stragglers*.
- Maeder, A. vd. (2014). Evolution of surface CNO abundances in massive stars. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 565, id.A39, 20 pp.
- Maeder, A., & Meynet, G. (2000). Stellar evolution with rotation. VI. The Eddington and Omega -limits, the rotational mass loss for OB and LBV stars. *Astronomy and Astrophysics*, v.361, p.159-166.
- Maeder, A., Meynet, G. (2008a). Mass Loss and the Evolution of Massive Stars. *Mass Loss from Stars and the Evolution of Stellar Clusters ASP Conference Series*, Vol. 388, proceedings of the conference held 29 May - 1 June 2006, in Lunteren, The Netherlands. Edited by Alex de Koter, Linda J. Smith, and Laurens B. F. M. Waters. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2008., p.3.
- Magnani, L. vd. (1985). Molecular gas at high Galactic latitudes. *The Astrophysical Journal*, 295, 402–421.

- Maíz-Apellániz vd. (2004). NGC 604, structure and attenuation. *The Formation and Evolution of Massive Young Star Clusters*, ASP Conference Series, Vol. 322. Edited by H.J.G.L.M. Lamers, L.J. Smith, and A. Nota. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2004., p.65.
- Mathieu, R. D. (2008). The λ Orionis Star Forming Region. *Handbook of Star Forming Regions, Volume I: The Northern Sky* ASP Monograph Publications, Vol. 4. Edited by Bo Reipurth, p.757.
- McBride ve Kounkel (2019). Runaway Young Stars near the Orion Nebula. *The Astrophysical Journal*, Volume 884, Issue 1, article id. 6, 7 pp.
- McCaughrean ve Andersen (2002). The Eagle's EGGs: Fertile or sterile? *Astronomy and Astrophysics*, 389, 513–518 (2002).
- McCray & Kafatos (1987). Supershells and Propagating Star Formation. *Astrophysical Journal* v.317, p.190.
- McKee, Christopher F. ve Ostriker, Eve C. (2007). Theory of Star Formation. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, vol. 45, Issue 1, pp.565-687.
- Meynet, G. vd. (2011). Red Supergiants, Luminous Blue Variables and Wolf-Rayet stars: the single massive star perspective. *Société Royale des Sciences de Liège, Bulletin*, vol. 80, p. 266-278.
- Milisavljevic vd. (2014). Interaction between the Broad-lined Type Ic Supernova 2012ap and Carriers of Diffuse Interstellar Bands. *The Astrophysical Journal Letters*, Volume 782, Issue 1, article id. L5, 6 pp.
- Moreno-Corral vd. (1993). H-alpha interferometric, optical and near IR photometric studies of star forming regions. I. The Cepheus B/Sh2-155/Cepheus OB3 association complex. *Astronomy and Astrophysics*, Vol. 273, p. 619-632.
- Morgan, W. W., Whitford, A. E., Code, A. D. (1953). Studies in Galactic Structure. I. a Preliminary Determination of the Space Distribution of the Blue Giants. *Astrophysical Journal*, vol. 118, p.318.
- Morris, M. & Serabyn, E. (1996). The Galactic Center Environment. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Volume 34, 1996, pp. 645-702.
- Morton, D. C. (1967). Far-ultraviolet spectra of seven stars in Orion. *Astronomical Journal*, Vol. 72, p.313.
- Nieva & Diaz (2011). “The chemical composition of the Orion star forming region III. C, N, Ne, Mg, and Fe abundances in B-type stars revisited”. *A&A*, *Astronomy and Astrophysics*. Volume 532, id.A2.
- O'Dell vd. (2011). Physical Conditions in Barnard's Loop, Components of the Orion-Eridanus Bubble, and Implications for the Warm Ionized Medium Component of the Interstellar Medium. *The Astrophysical Journal*, Volume 733, Issue 1, article id. 9, 13 pp.
- Ochsendorf vd. (2015). Nested Shells Reveal the Rejuvenation of the Orion-Eridanus Superbubble. *The Astrophysical Journal*, Volume 808, Issue 2, article id. 111, 21 pp.

- Oey vd. (2003). H II Regions in Spiral Galaxies: Size Distribution, Luminosity Function, and New Isochrone Diagnostics of Density-Wave Kinematics. *The Astronomical Journal*, Volume 126, Issue 5, pp. 2317-2329.
- Ohkubo, T., vd. (2009). Evolution of Very Massive Population III Stars with Mass Accretion from Pre-main Sequence to Collapse. *The Astrophysical Journal*, Volume 706, Issue 2, pp. 1184-1193.
- Oka, T. vd. (2001). Statistical Properties of Molecular Clouds in the Galactic Center. *ApJ*, 562, 348–362.
- Oort, J.H. (1954). Outline of a theory on the origin and acceleration of interstellar clouds and O associations. , 12, 177.
- Pabst vd. (2020). Expanding bubbles in Orion A: [C II] observations of M 42, M 43, and NGC 1977. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 639, id.A2, 26 pp.
- Pflamm-Altenburg & Kroupa (2006). A highly abnormal massive star mass function in the Orion Nebula cluster and the dynamical decay of trapezium systems. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 373, Issue 1, pp. 295-304.
- Palla vd. (1990). The Birthline for Intermediate-Mass Stars. *Astrophysical Journal Letters* v.360, p.L47.
- Plambeck vd. (2003). The American Astronomical Society, find out more The Institute of Physics, find out more Magnetic Field Morphology of Orion IRC2 from 86 GHz SiO Maser Polarization Images. *Ap. J.* 594, 911.
- Peter vd. (2012). Massive binaries in the Cepheus OB2/3 region. Constraining the formation mechanism of massive stars. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 538, id.A74, 20 pp.
- Pickering, W. H. (1890). The Great Nebula in Orion. *Sidereal Messenger*, vol. 9, pp.viii-2.
- Planck Collaboration (2011) Planck early results. XVIII. The power spectrum of cosmic infrared background anisotropies. *A&A*, 536, A25.
- Puls, Markova, Scuderi (2008). Stellar winds from massive stars - What are the REAL mass-loss rates? *Mass Loss from Stars and the Evolution of Stellar Clusters*. ASP Conference Series, Vol. 388, proceedings of the conference held 29 May - 1 June 2006, in Lunteren, The Netherlands. Edited by Alex de Koter, Linda J. Smith, and Laurens B. F. M. Waters. San Francisco: Astronomical Society of the Pacific, 2008., p.101.
- Puls, Vink, Najarro (2008). Mass loss from hot massive stars. *The Astronomy and Astrophysics Review*, Volume 16, Issue 3-4, pp. 209-325.
- Reipurth, B. vd. (1996). H α emission in pre-main sequence stars. I. an atlas of line profiles. *Astronomy and Astrophysics Supplement*, v.120, p.229-256.
- Rodgers vd. (1960). A catalogue of H α -emission regions in the southern Milky Way. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Vol. 121, p.103.
- Rosolowsky, E. (2005). The Mass Spectra of Giant Molecular Clouds in the Local Group. *PASP*, 117, 1403–1410.

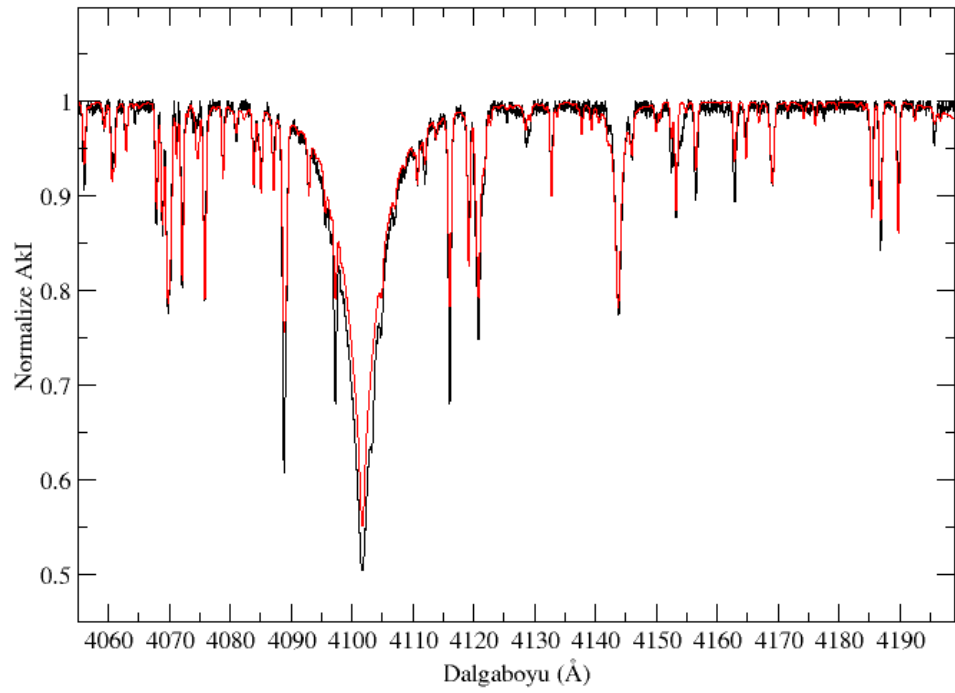
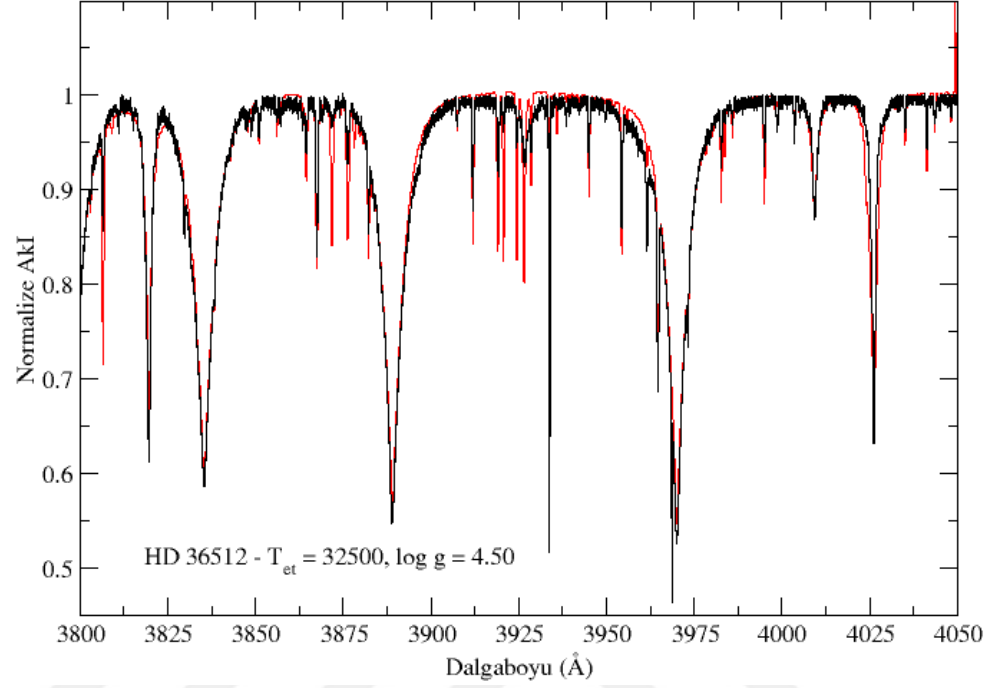
- Salpeter, Edwin E. (1955). The Luminosity Function and Stellar Evolution. *Astrophysical Journal*, vol. 121, p.161.
- Sargent (1979). Molecular clouds and star formation. II. Star formation in the Cepheus OB3 and Perseus OB2 molecular clouds. *Astrophysical Journal*, Vol. 233, p. 163-181.
- Saurin vd. (2012). The embedded cluster or association Trumpler 37 in IC 1396: a search for evolutionary constraints. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 421, Issue 4, pp. 3206-3216.
- Schulz vd. (2003). X-Ray Modeling of Very Young Early-Type Stars in the Orion Trapezium: Signatures of Magnetically Confined Plasmas and Evolutionary Implications. *The Astrophysical Journal*, Volume 595, Issue 1, pp. 365-383.
- Schulz (2005). *From Dust to Stars. Studies of the Formation and Early Evolution of Stars.* Springer–Praxis Books in Astrophysics and Astronomy Subject Advisory Editor: John Mason B.Sc., M.Sc., Ph.D.
- Shetty, R. vd. (2011). Modelling CO emission - I. CO as a column density tracer and the X factor in molecular clouds. *MNRAS*, 412, 1686–1700.
- Sicilia-Aguilar vd. (2004). Low-Mass Stars and Accretion at the Ages of Planet Formation in the Cepheus OB2 Region. *The Astronomical Journal*, Volume 128, Issue 2, pp. 805-821.
- Silich vd. (2001). Evolution of the X-ray luminosity and metallicity of starburst blown superbubbles. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 324, Issue 1, pp. 191-200.
- Smith vd. (2020). The Cloud Factory I: Generating resolved filamentary molecular clouds from galactic-scale forces. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 492, pp. 1594–1613.
- Smith, Michael D. (2014). Evolutionary tracks of massive stars during formation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, Volume 438, Issue 2, p.1051-1066.
- Soler vd. (2018). The magnetic environment of the Orion-Eridanus superbubble as revealed by Planck. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 609, id.L3, 7 pp.
- Solomon, P.M. vd. (1979). Giant molecular clouds in the Galaxy - The distribution of CO-13 emission in the galactic plane. *ApJL*, 232, L89–L93.
- Solomon, P.M. vd. (1987). Mass, luminosity, and line width relations of Galactic molecular clouds. *ApJ*, 319, 730–741.
- Sota, A. vd. (2011). The Galactic O-Star Spectroscopic Survey. I. Classification System and Bright Northern Stars in the Blue-violet at $R \sim 2500$. *The Astrophysical Journal Supplement*, Volume 193, Issue 2, article id. 24, 50 pp.
- Stahler, S. W. (1983). The birthline for low-mass stars. *Astrophysical Journal*, Vol. 274, p. 822-829.
- Stahler, S. W., Shu, F. H., Taam, R. E. (1980). The evolution of protostars. I - Global formulation and results. *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 241, Oct. 15, 1980, p. 637-654. NSF-supported research.

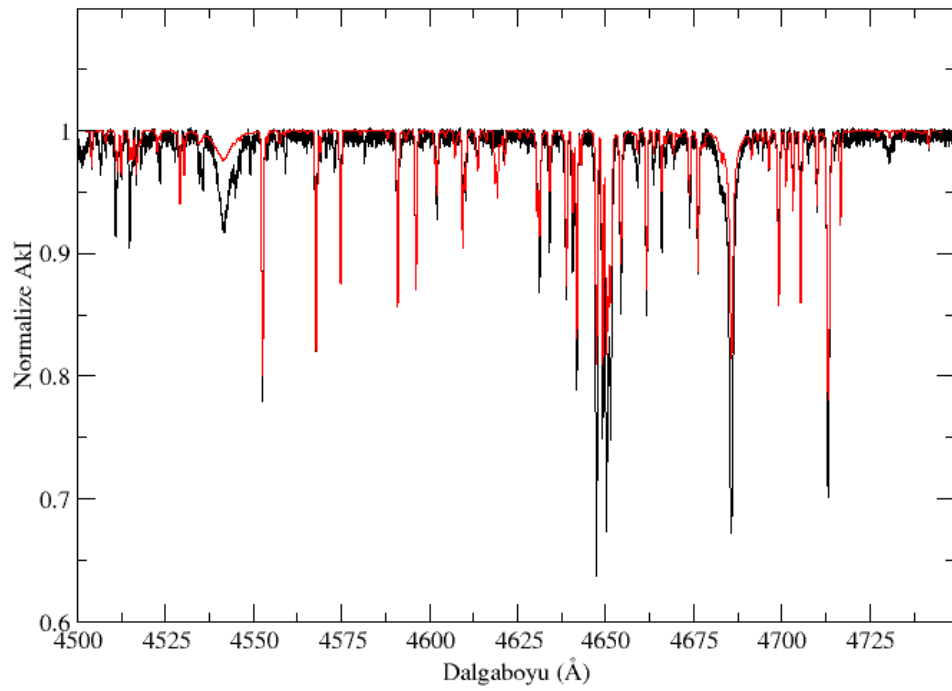
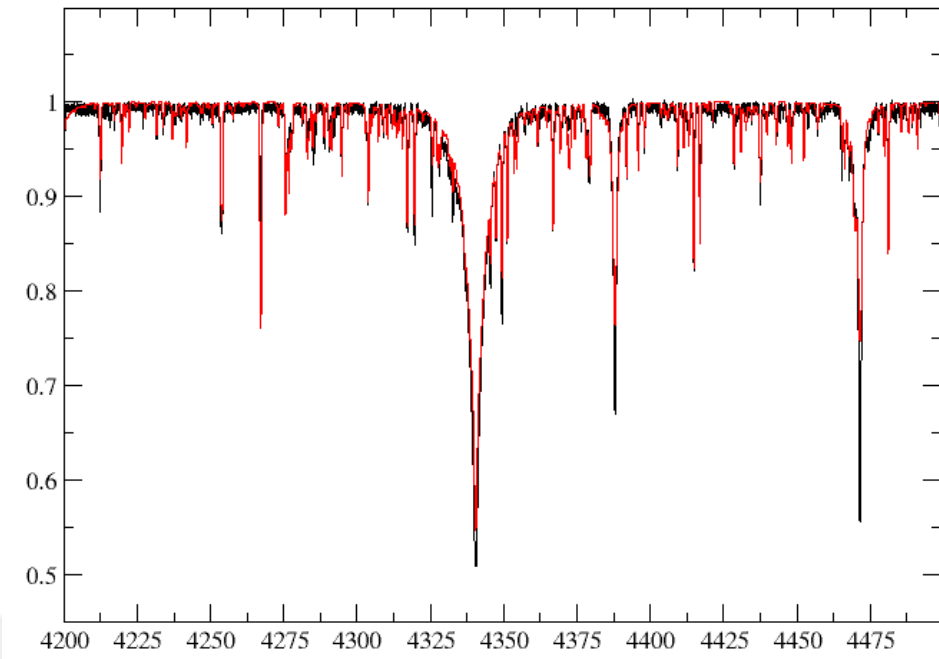
- Stahler, S. W., Shu, F. H., Taam, R. E. (1980). The evolution of protostars. II - The hydrostatic core. *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 242, Nov. 15, 1980, p. 226-241. NSF-supported research.
- Steidel vd. (1996). Spectroscopy of Lyman Break Galaxies in the Hubble Deep Field. *Astronomical Journal* v.112, p.352.
- Suzuki & Keiichi Maeda (2018). Constraining the Final Fates of Massive Stars by Oxygen and Iron Enrichment History in the Galaxy. *The Astrophysical Journal*, 852:101.
- Thackeray, A. D. (1974). Further observations of interstellar gas in the GUM nebula. *The Observatory*, Vol. 94, p. 55-60
- Thompson vd. (2002). Embedded Star Formation in The Eagle Nebula. *The Astrophysical Journal*, 570:749–757, 2002 May 10.
- Tsuboi vd. (2009). A Galactic Center 50-km s⁻¹ Molecular Cloud with an Expanding Shell. *Publications of the Astronomical Society of Japan*, Vol.61, No.1, pp.29—37.
- Vink, J. S. (2011). The theory of stellar winds. *Astrophysics and Space Science*, Volume 336, Issue 1, pp.163-167.
- Vink, J. S., de Koter, A.; Lamers, H. J. G. L. M. (2001). Mass-loss predictions for O and B stars as a function of metallicity. *Astronomy and Astrophysics*, v.369, p.574-588.
- Wallerstein ve Hu (1982). Complex interstellar calcium line structure in the carina nebula. *The Astrophysical Journal*, 199:535-543.
- Weikard vd. (1996). The structure of the IC1396 region. *Astronomy and Astrophysics*, v.309, p.581-611.
- Wilking vd. (1989). IRAS observations of the Rho Ophiuchi infrared cluster - Spectral energy distributions and luminosity function. *Astrophysical Journal* v.340, p.823.
- Wolff, S. C., Strom, S. E., Hillenbrand, L. A. (2004). The Angular Momentum Evolution of 0.1-10 Msolar Stars from the Birth Line to the Main Sequence. *The Astrophysical Journal*, Volume 601, Issue 2, pp. 979-999.
- Wood & Mathis (2004). Monte Carlo photoionization simulations of diffuse ionized gas. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 353, 1126–1134.
- Woosley, S. E. vd. (2002). The evolution and explosion of massive stars. *Reviews of Modern Physics*, vol. 74, Issue 4, pp. 1015-1071.
- Yasushi vd. (1998). Clustering of Pre-Main-Sequence Stars in the Orion, Ophiuchus, Chamaeleon, Vela, and Lupus Star-forming Regions. *The Astrophysical Journal*, Volume 497, Number 2.
- Yusef-Zadeh vd. (2010). Massive Star Formation Of The SGR A East H II Regions Near The Galactic Center.
- Zari vd. (2018). 3D mapping of young stars in the solar neighbourhood with Gaia DR2. *Astronomy & Astrophysics*, Volume 620, id.A172, 16 pp.
- Zinnecker, H. & Yorke, H. W. (2007). Toward Understanding Massive Star Formation. *Annual Review of Astronomy & Astrophysics*, vol. 45, Issue 1, pp.481-563.

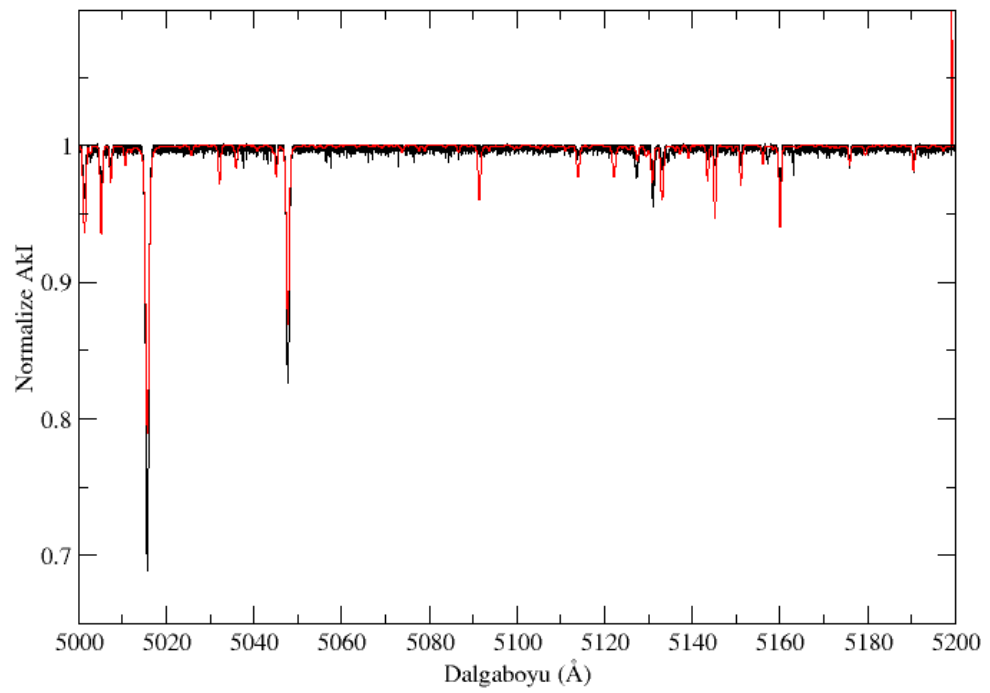
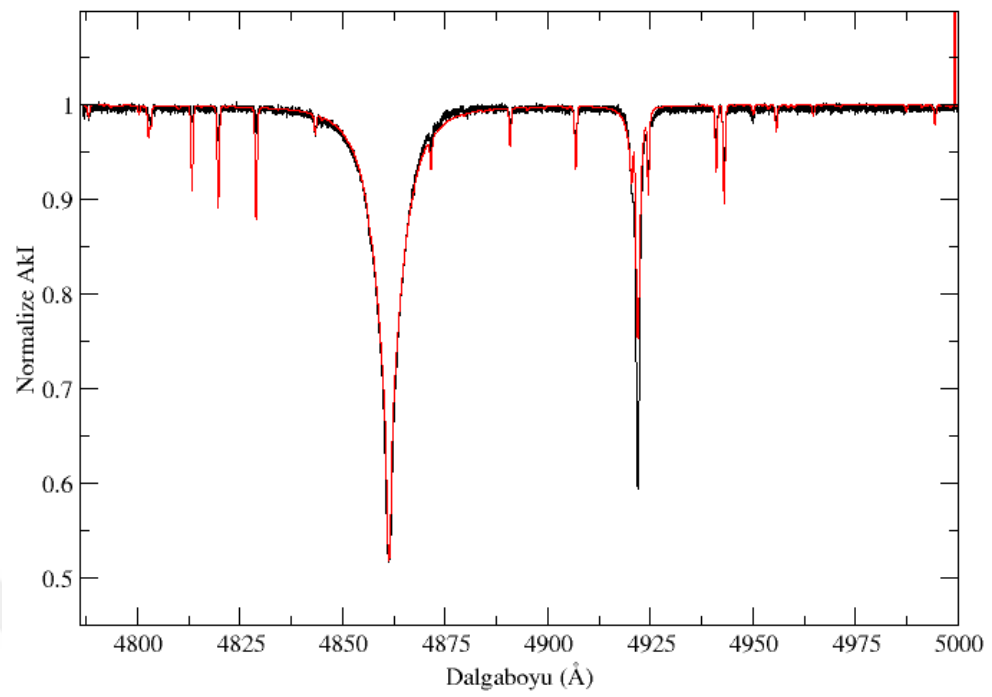
EKLER

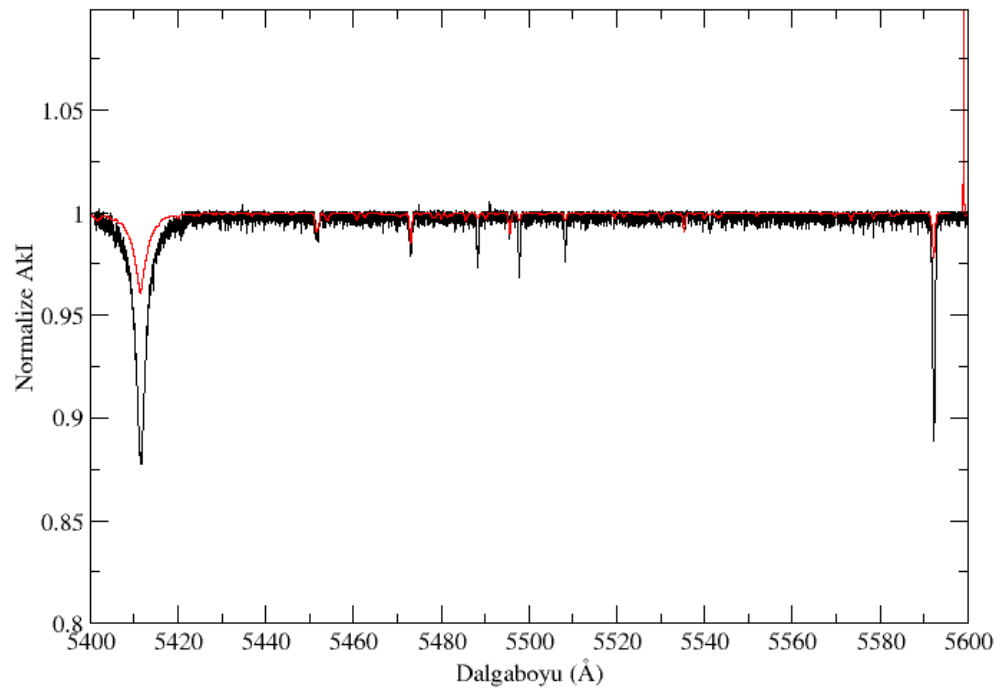
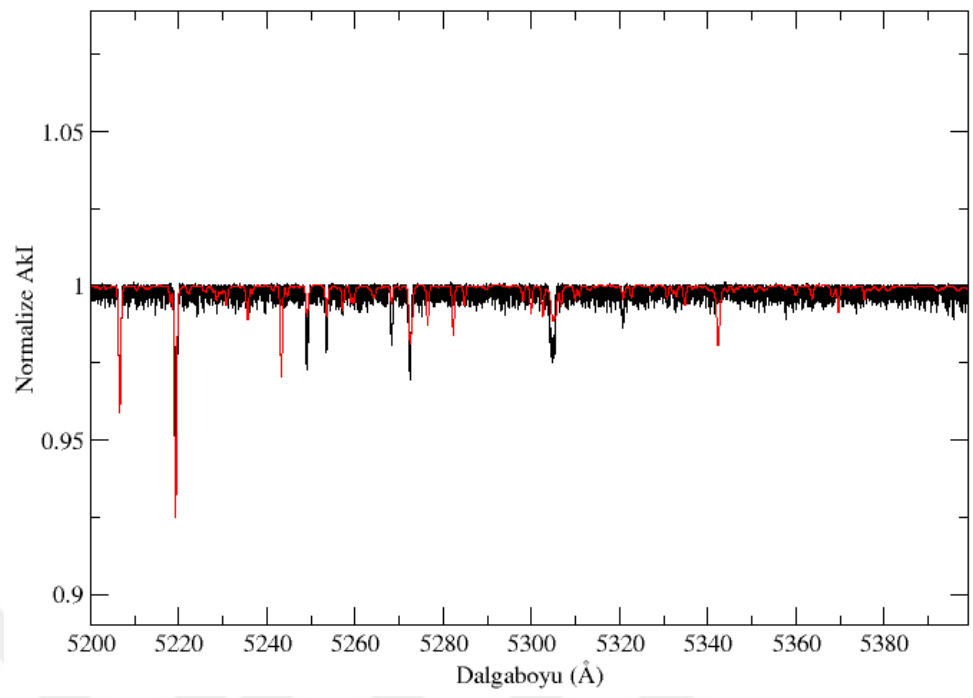
- EK 1 M42 yıldız oluşum bölgesindeki O9V tayf türünden HD 36512 yıldızının 3800 – 6600 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği**
- EK 2 M42 yıldız oluşum bölgesindeki B0V tayf türünden c Ori yıldızının 3850 – 6700 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği**
- EK 3 λ Orionis yıldız oluşum bölgesindeki B1V tayf türünden HD 34989 yıldızının 3900 – 6700 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği**
- EK 4 Orion X bölgesindeki B1.5V tayf türünden HD 35299 yıldızının 3900 – 6700 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği**
- EK 5 M42 yıldız oluşum bölgesindeki B3V tayf türünden HD 37807 yıldızının 3900 – 6700 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği**
- EK 6 HD 36512 yıldızının kimyasal bolluğu hesaplanan elementlerinin listesi ve Güneş’e göre bolluk değerleri**
- EK 7 c Ori’nin kimyasal bolluğu hesaplanan elementlerinin listesi ve Güneş’e göre bolluk değerleri**
- EK 8 HD 35299 yıldızının kimyasal bolluğu hesaplanan elementlerinin listesi ve Güneş’e göre bolluk değerleri**
- EK 9 HD 37807 yıldızının kimyasal bolluğu hesaplanan elementlerinin listesi ve Güneş’e göre bolluk değerleri**

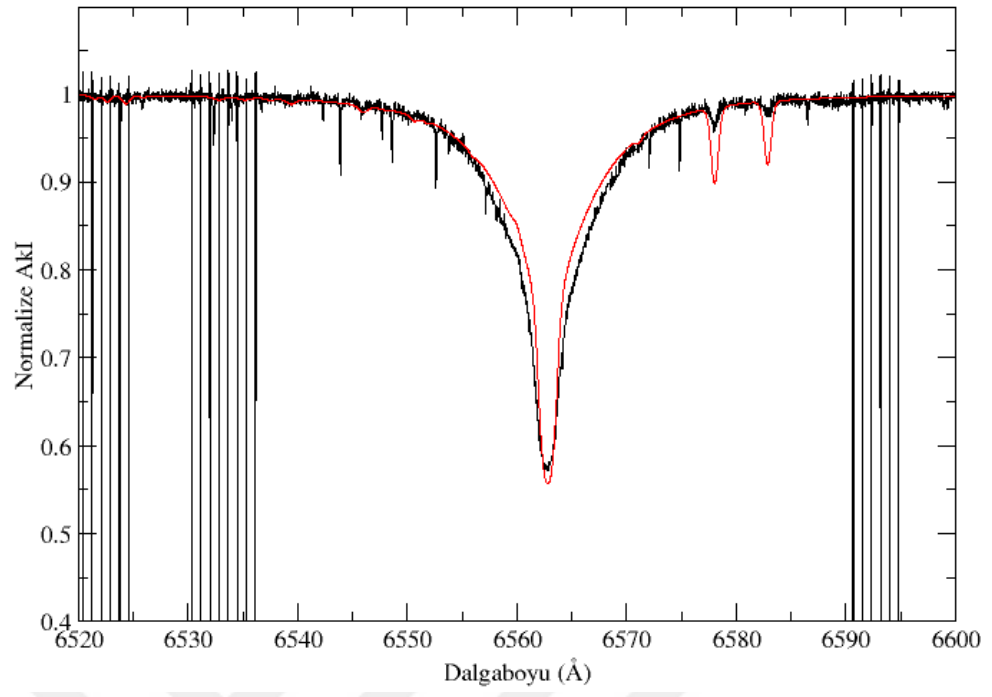
EK1 M42 yıldız oluşum bölgesindeki O9V tayf türünden HD 36512 yıldızının 3800 – 6600 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği



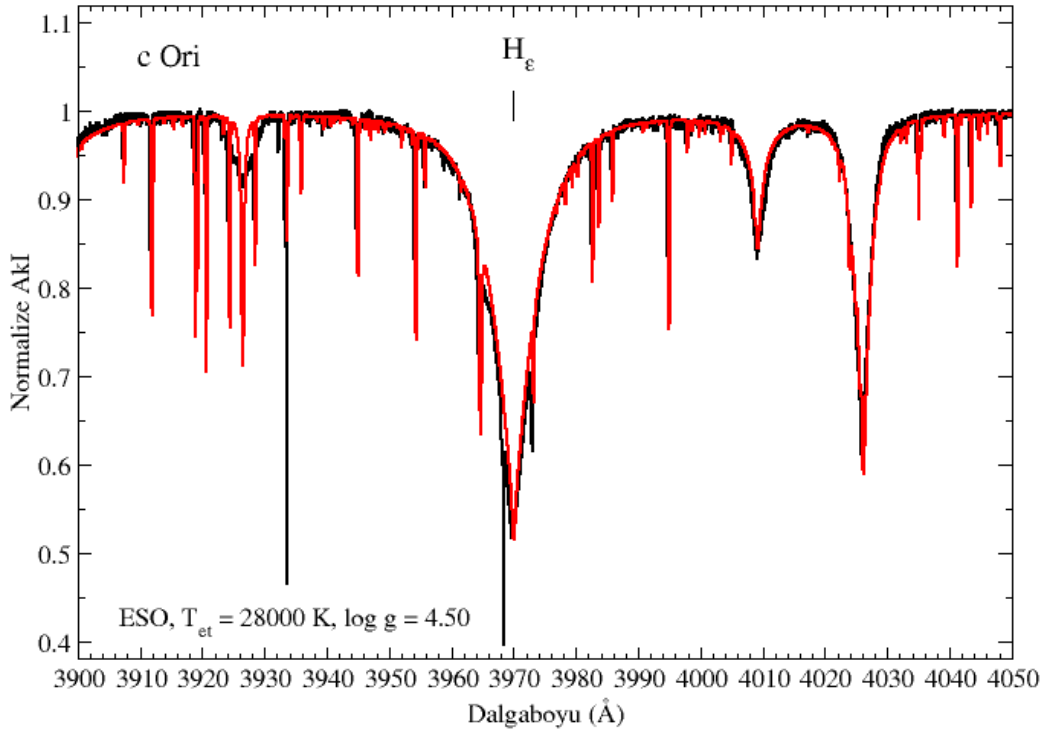
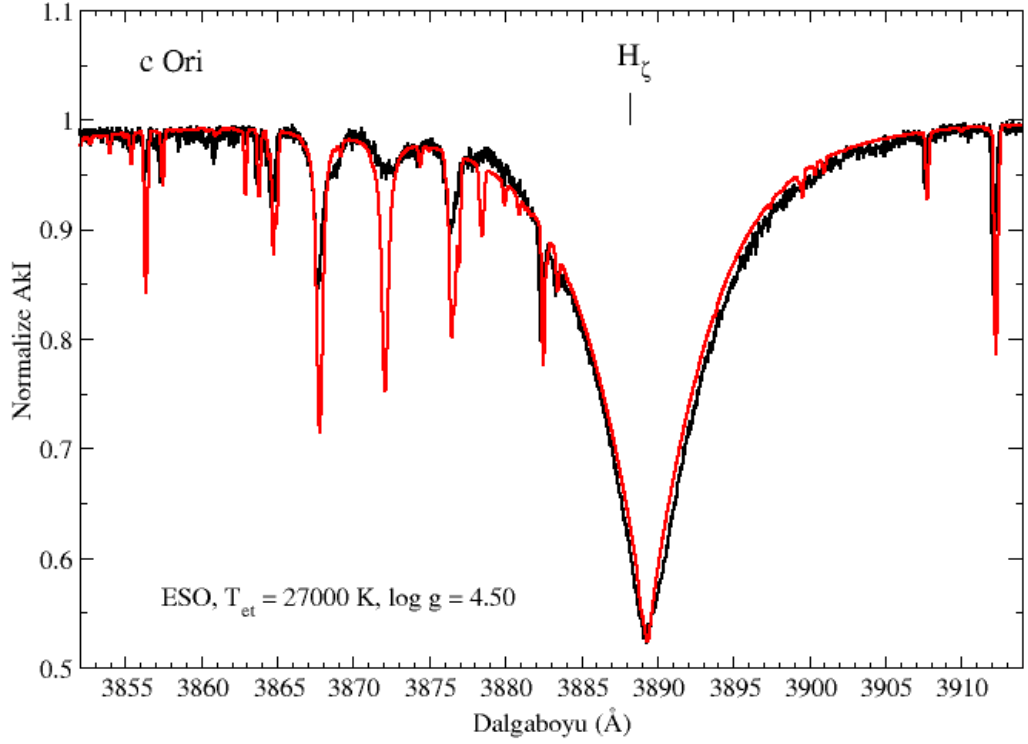


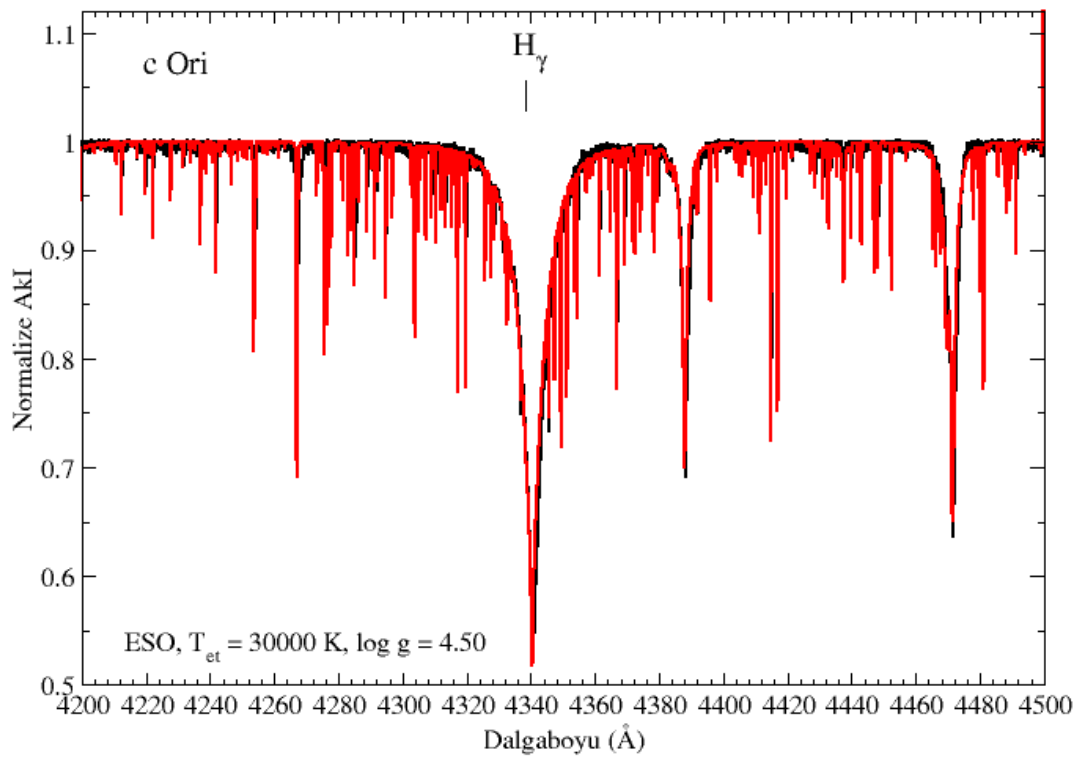
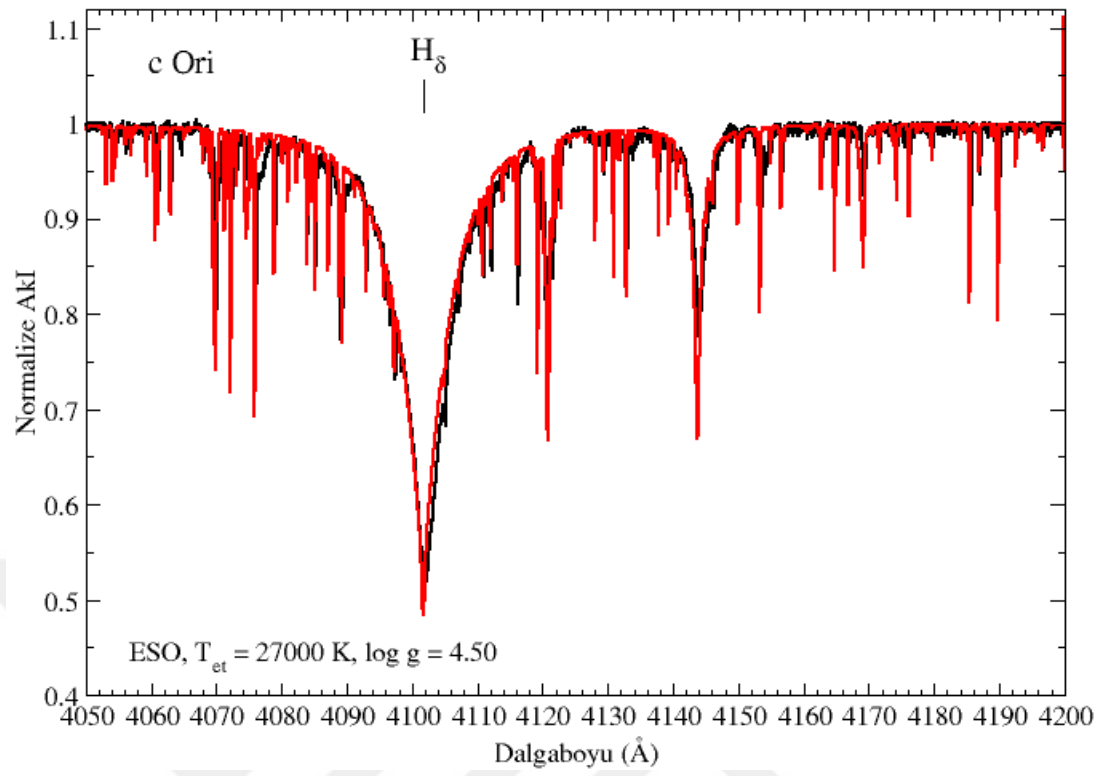


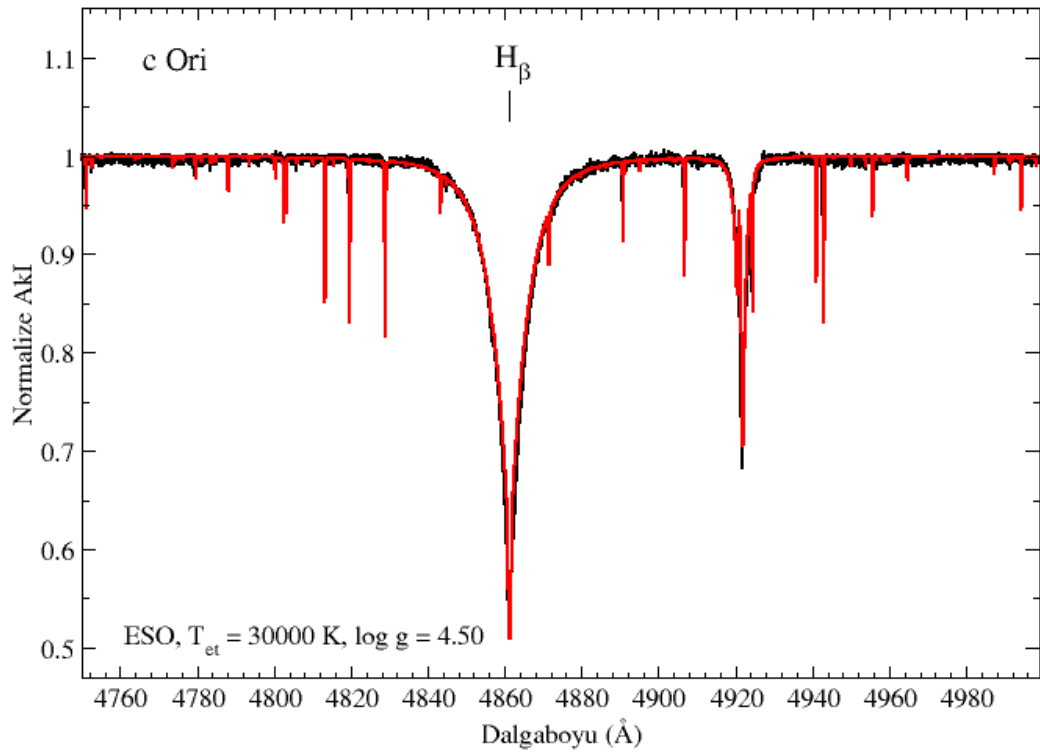
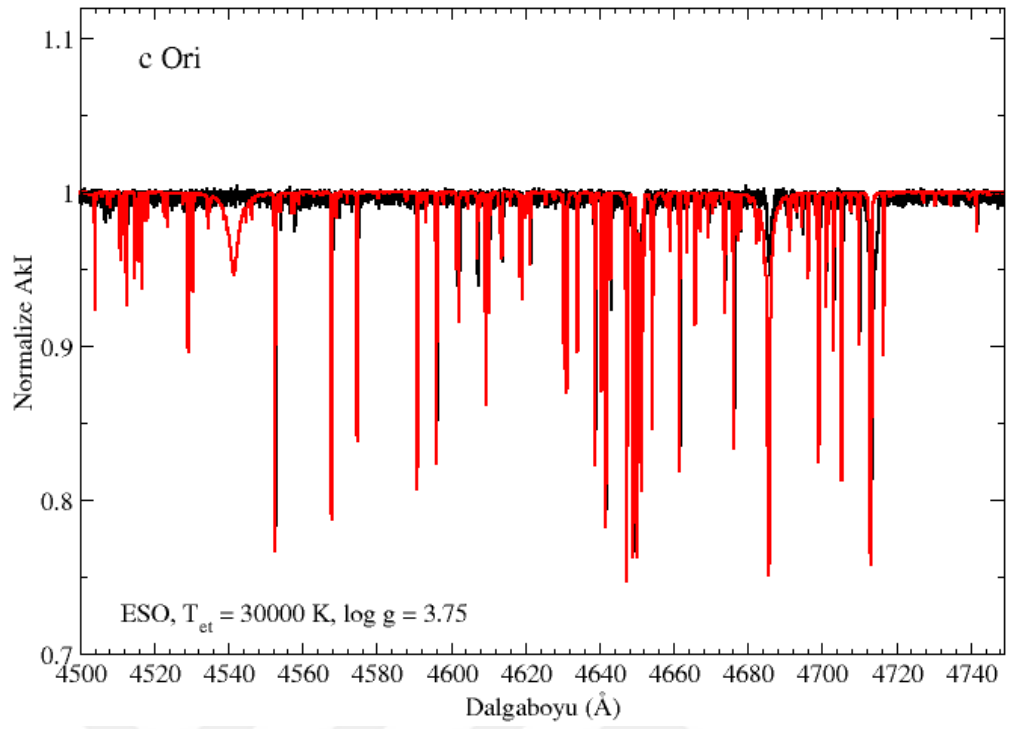


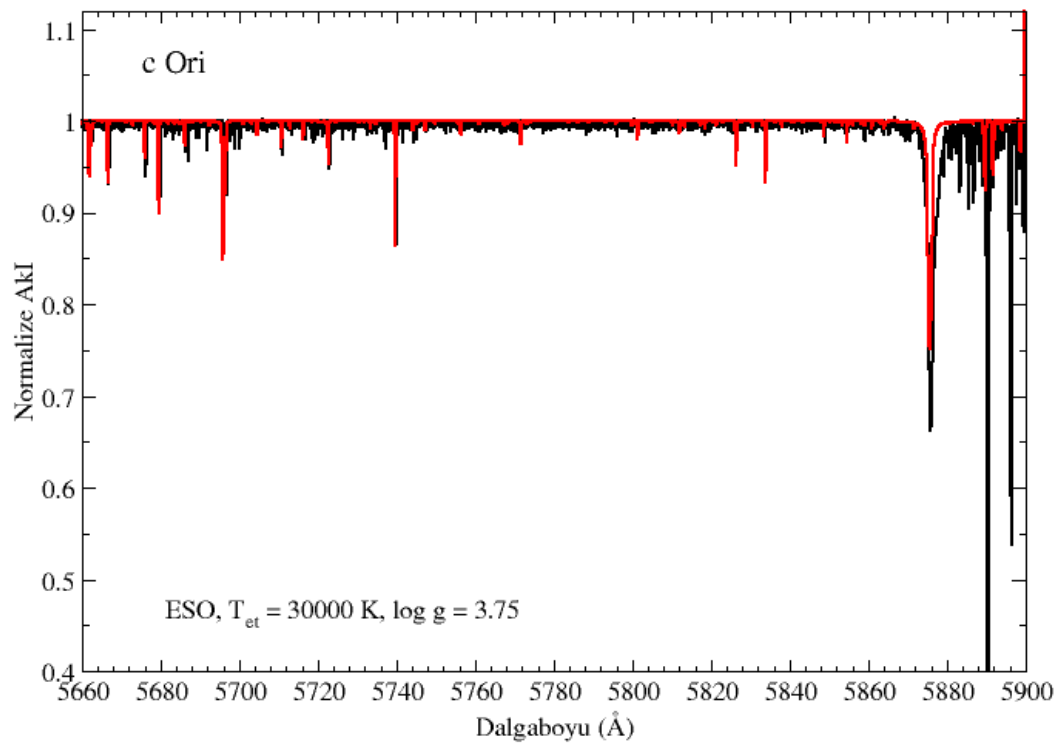
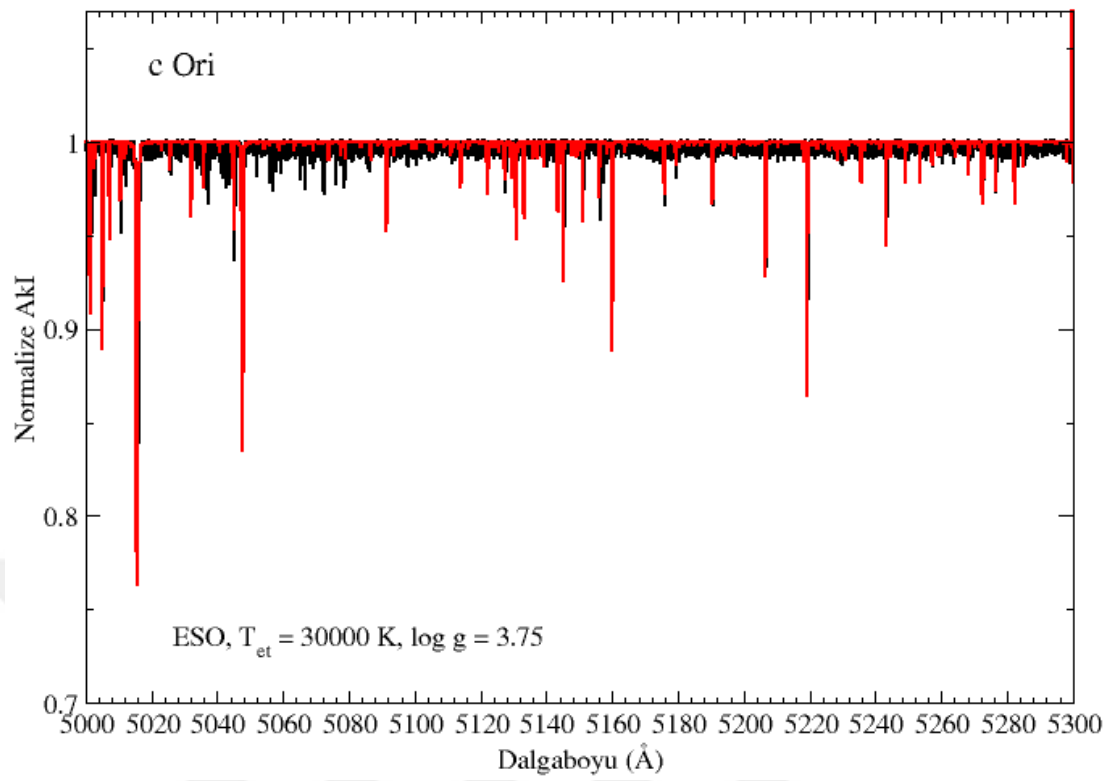


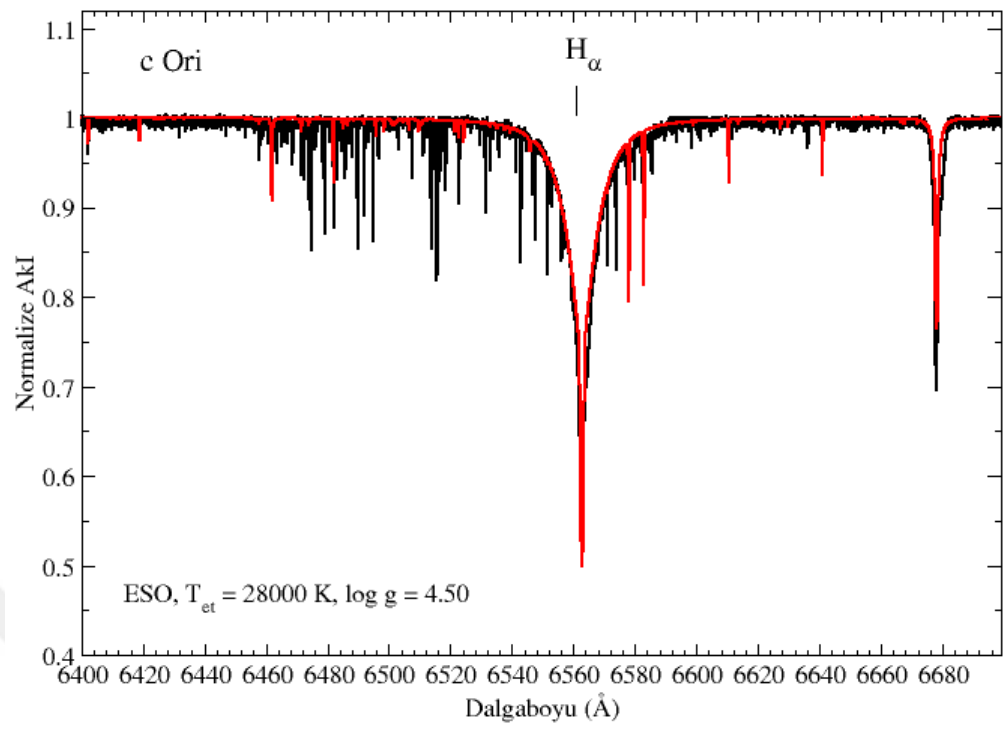
EK 2 M42 yıldız oluşum bölgesindeki B0V tayf türünden c Ori yıldızının 3850 – 6700 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği

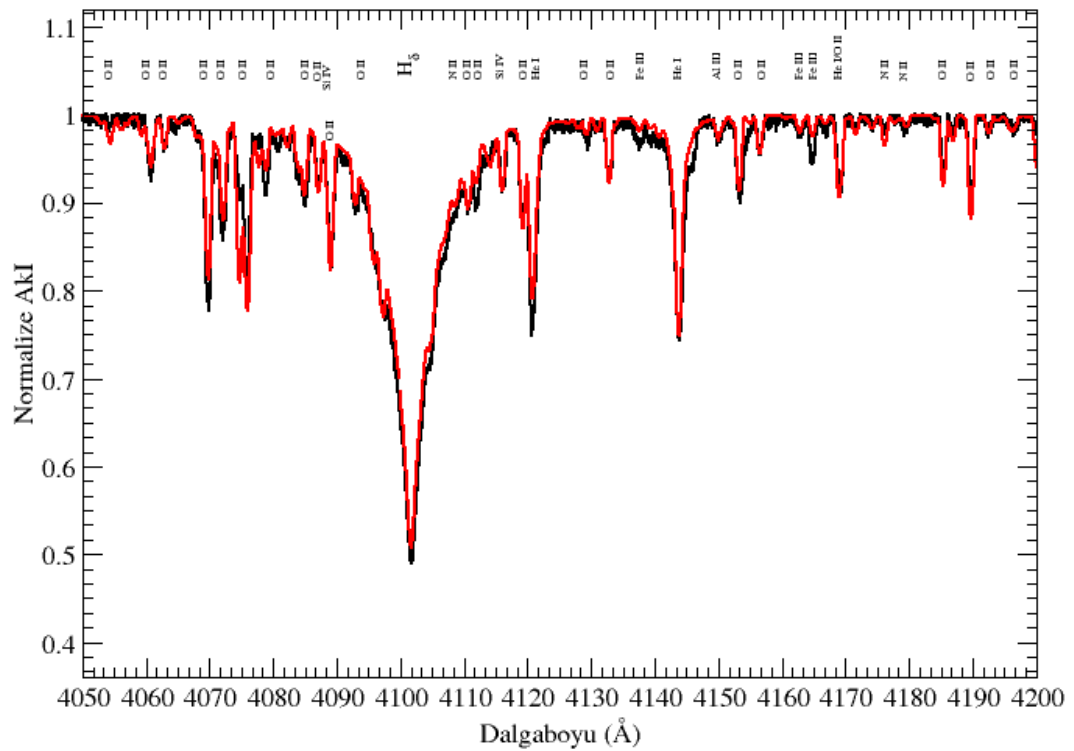
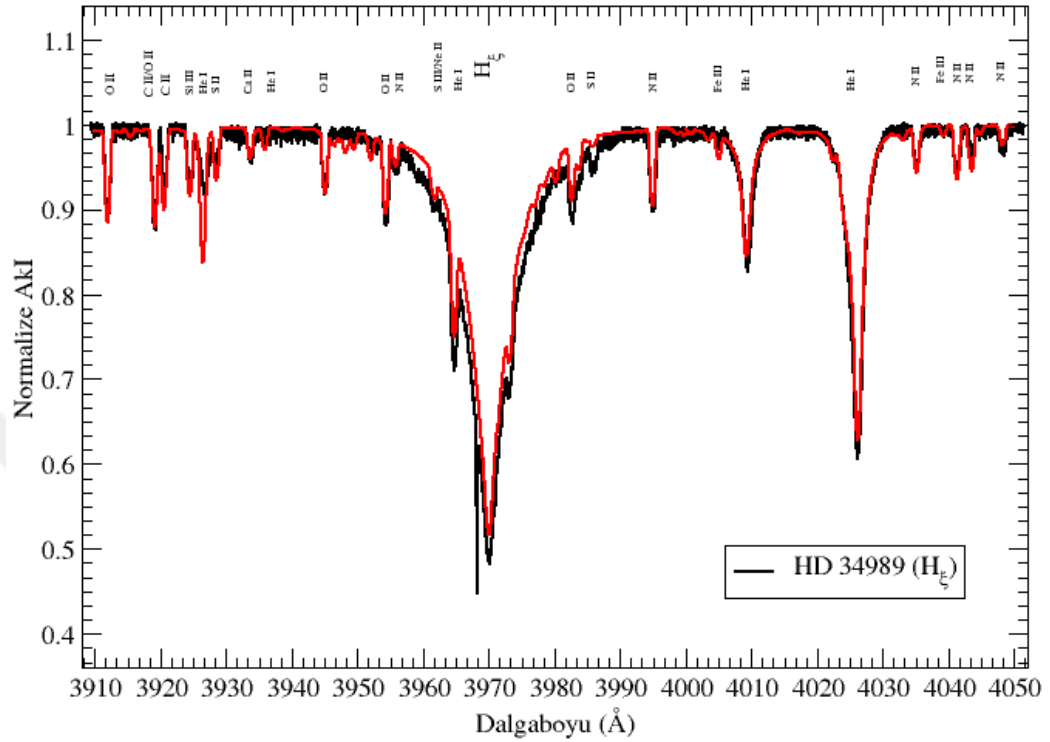


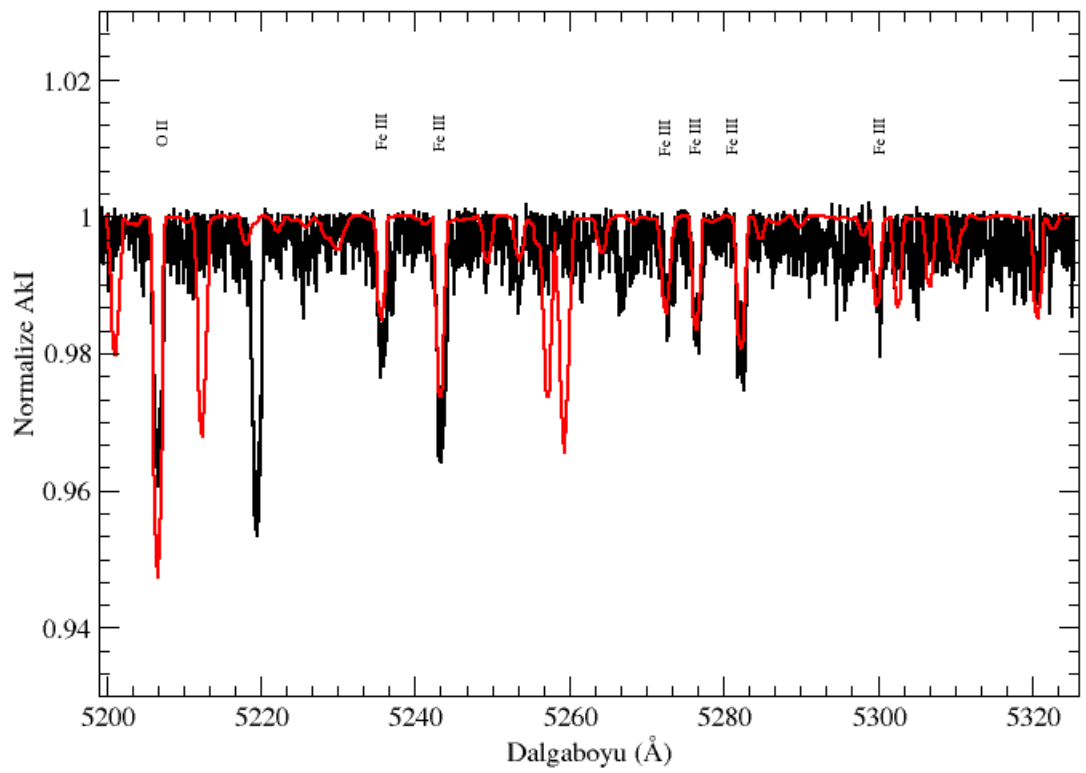
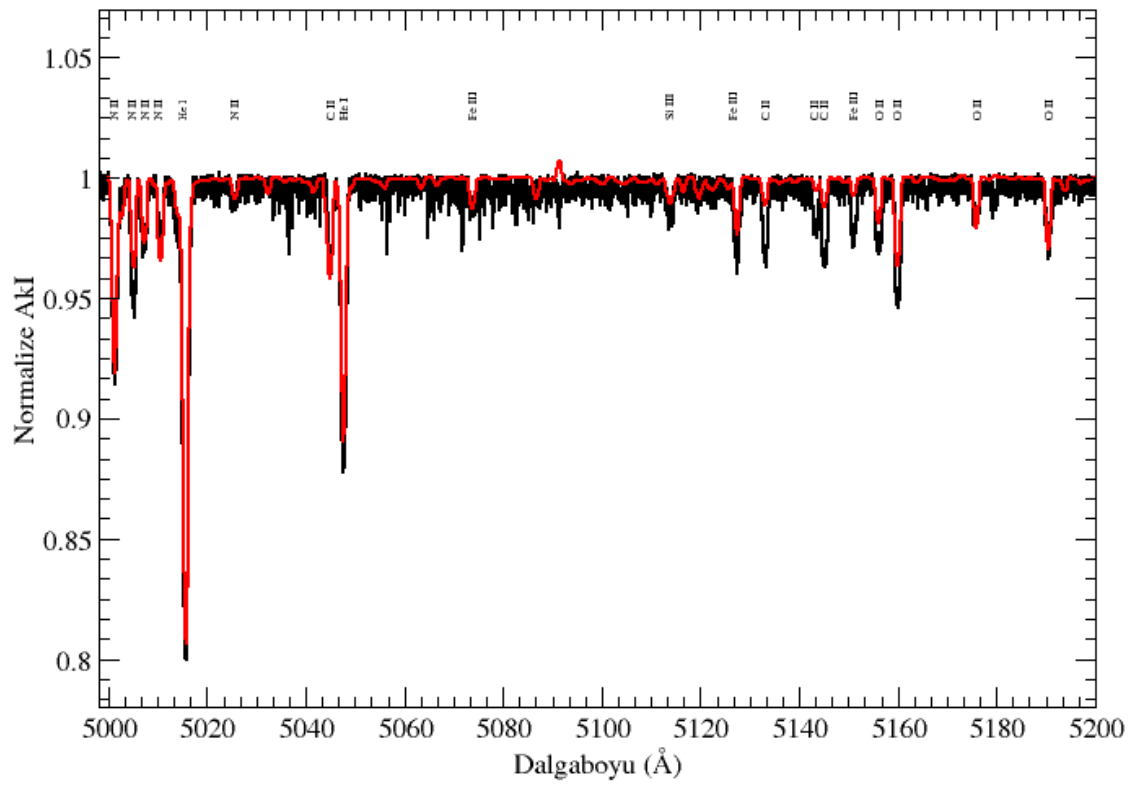


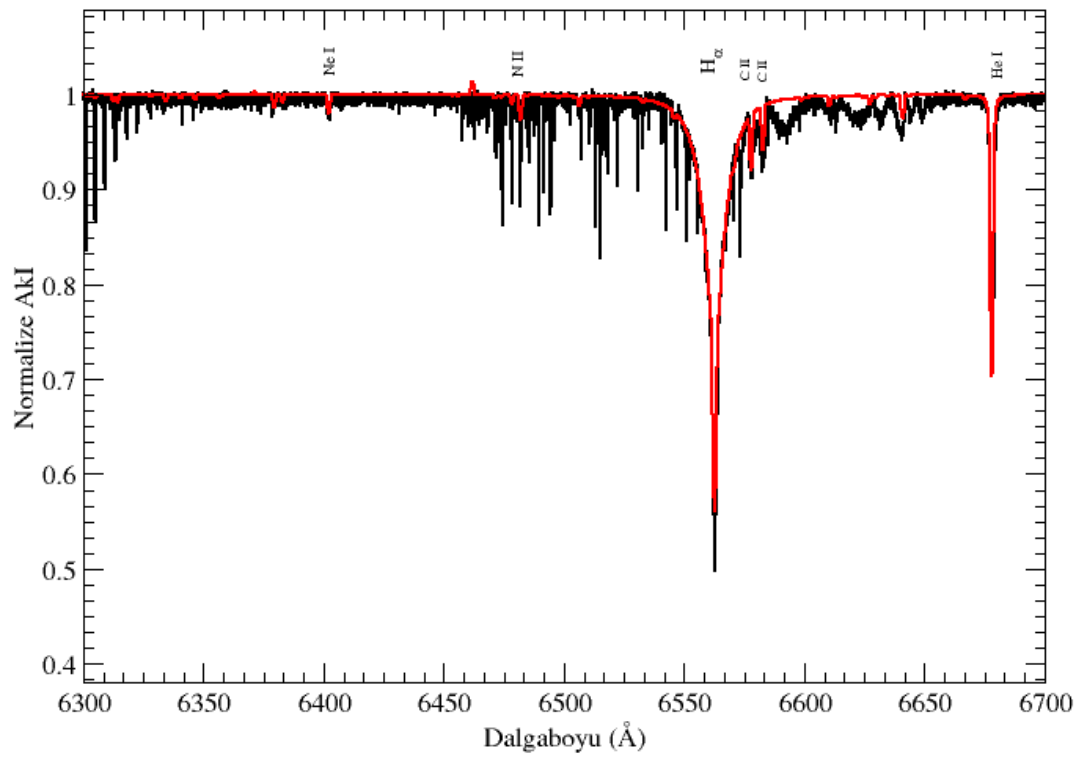
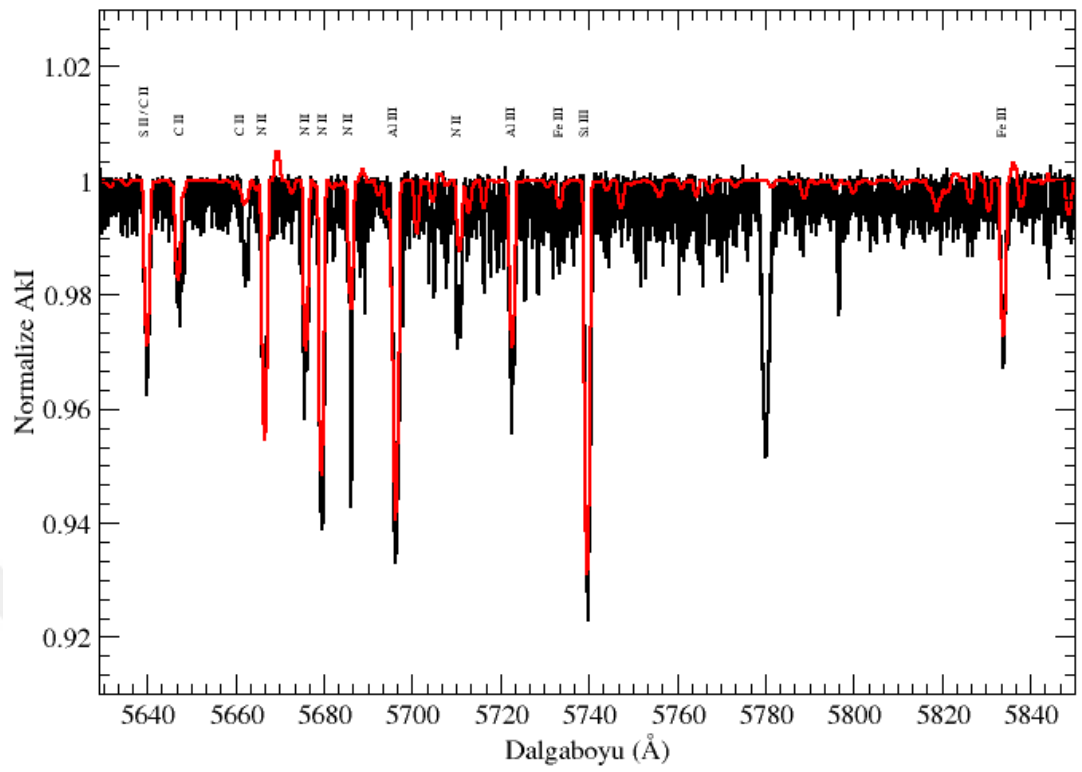




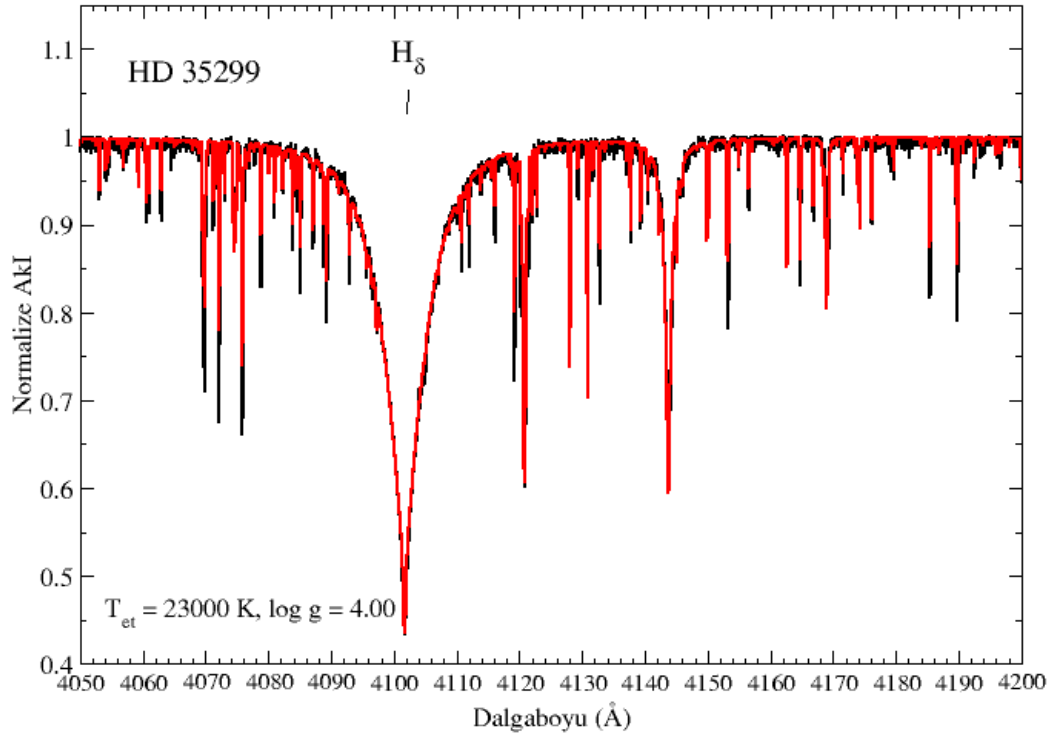
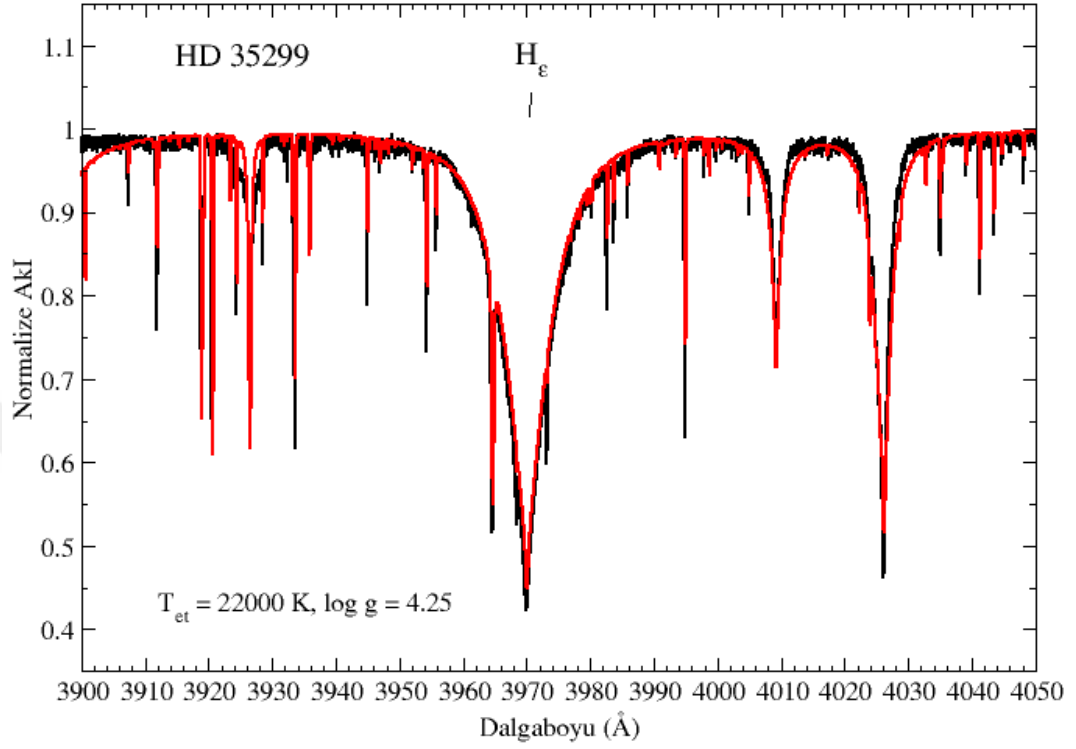


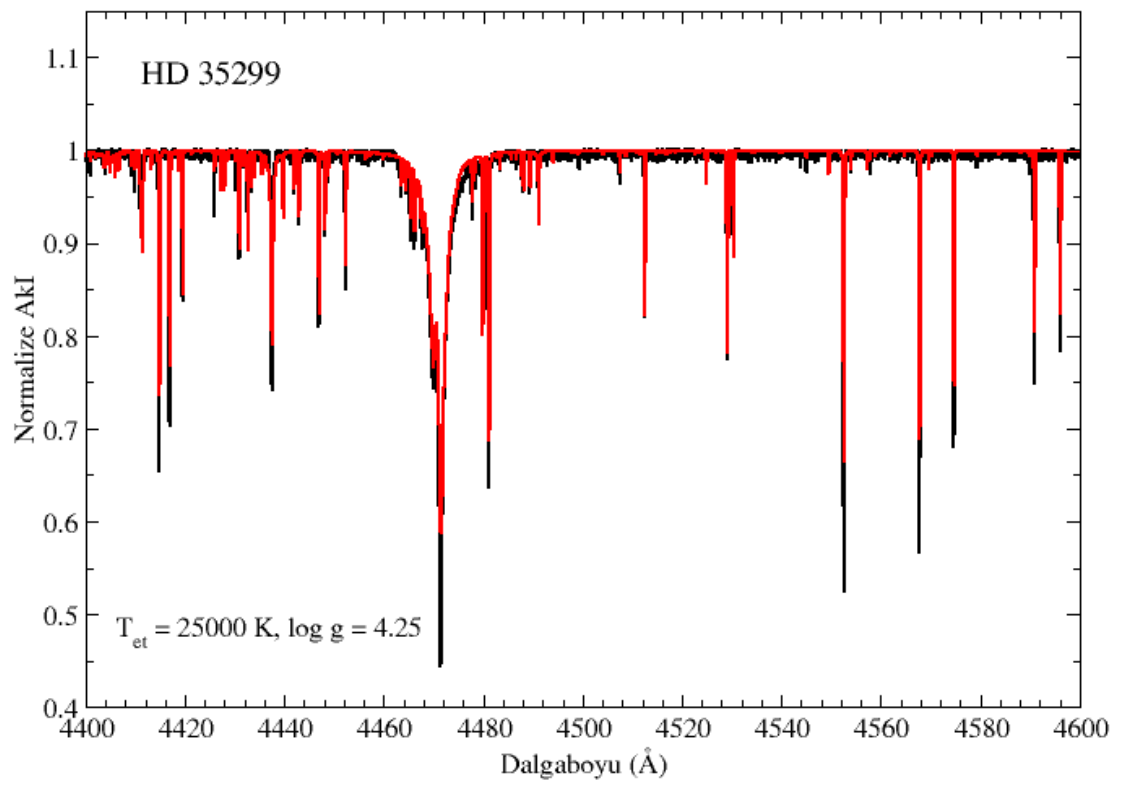
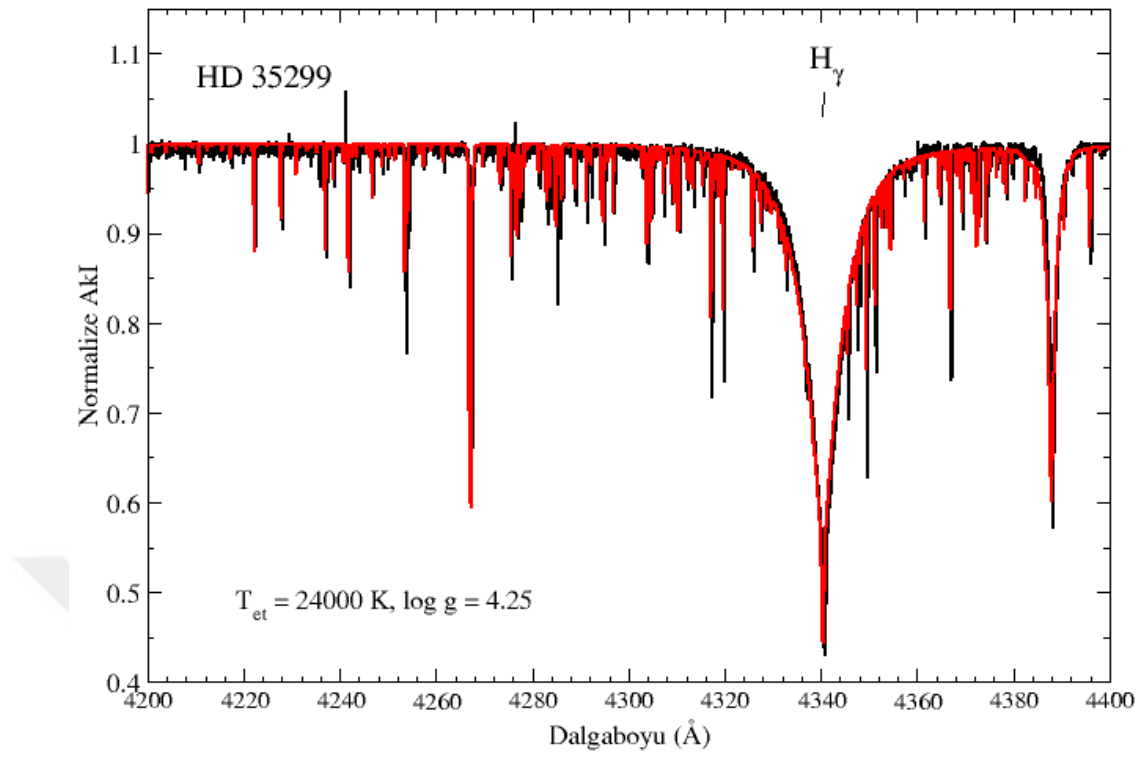


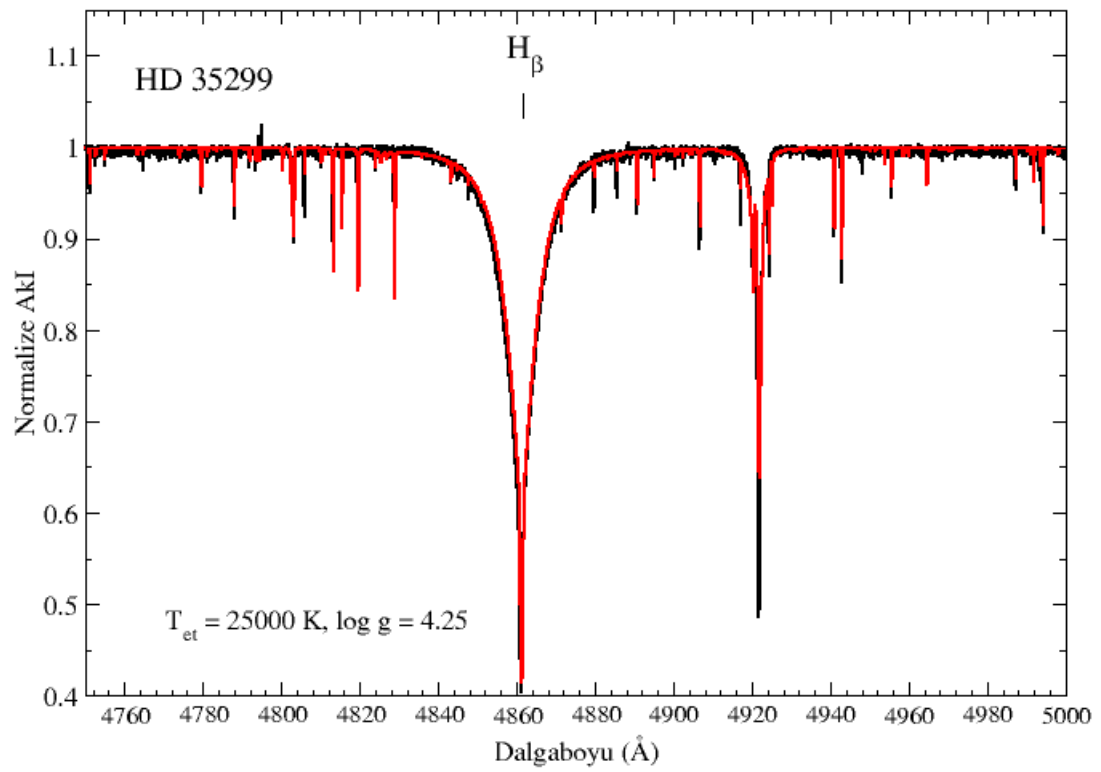
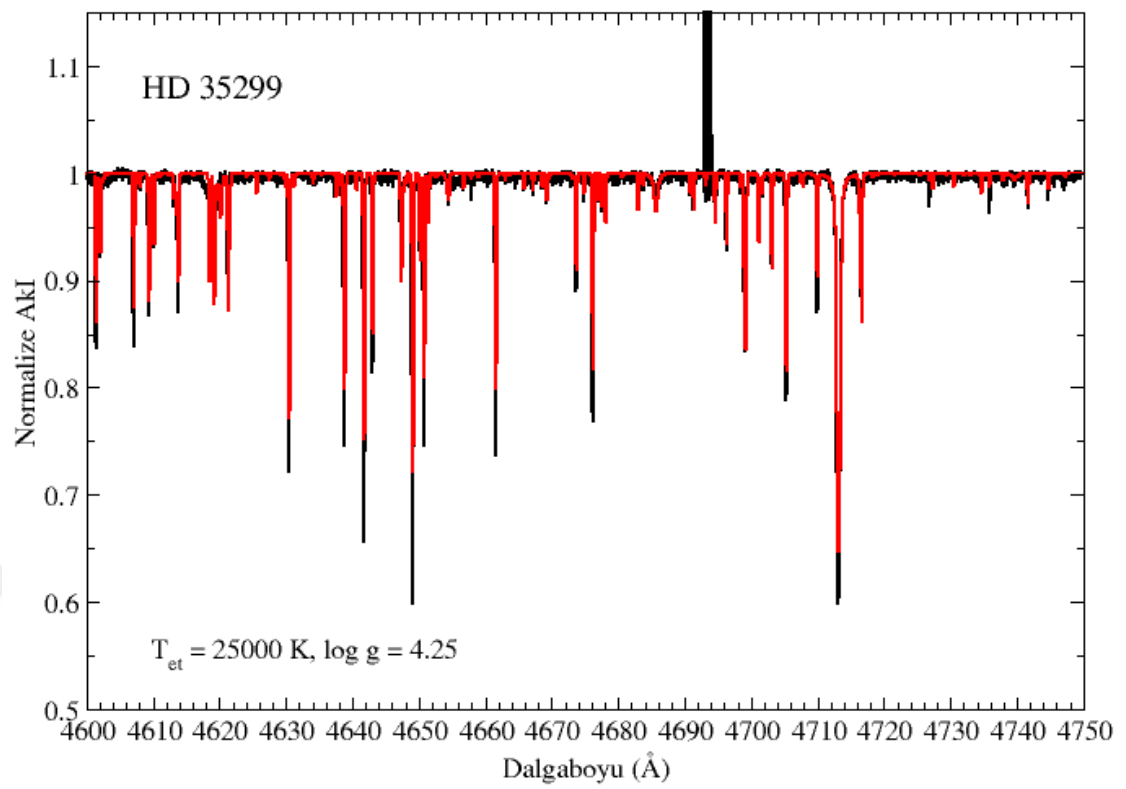


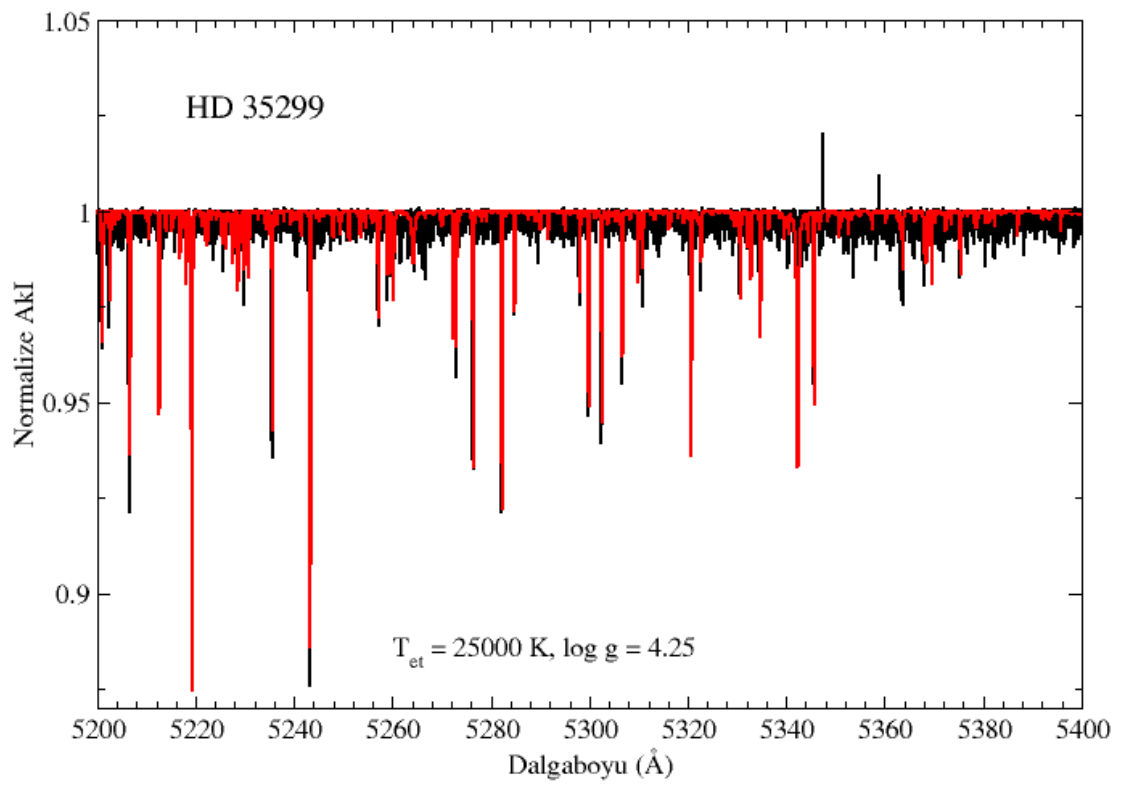
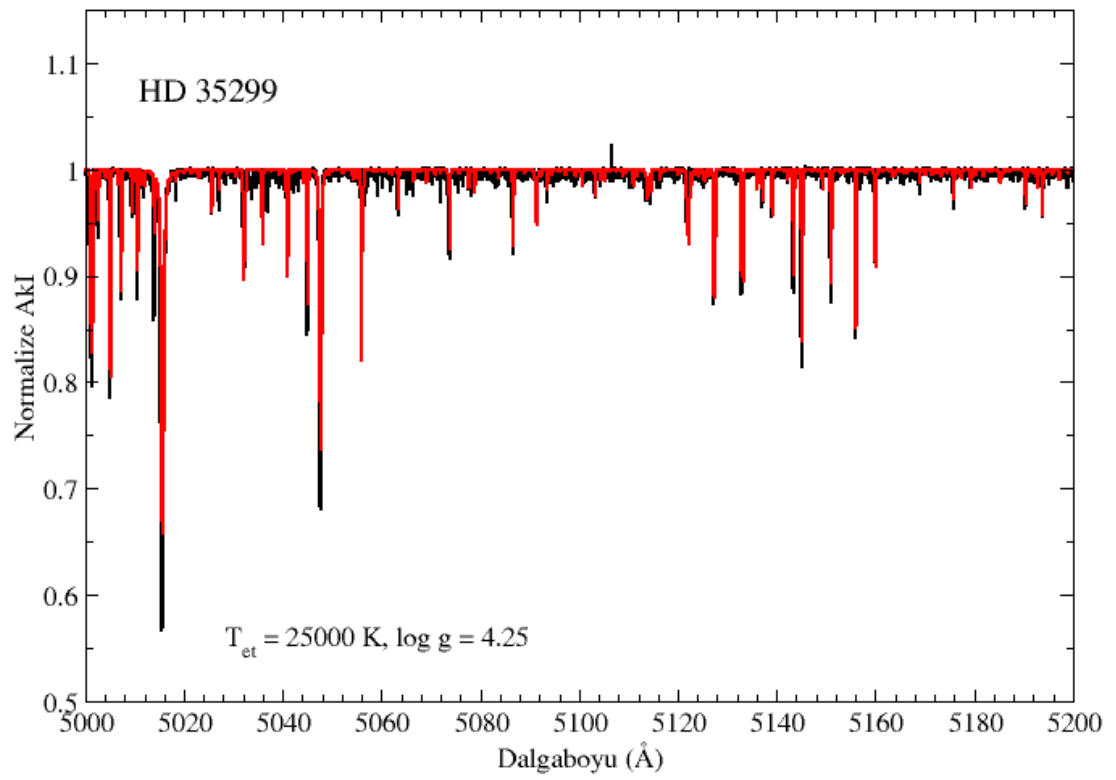


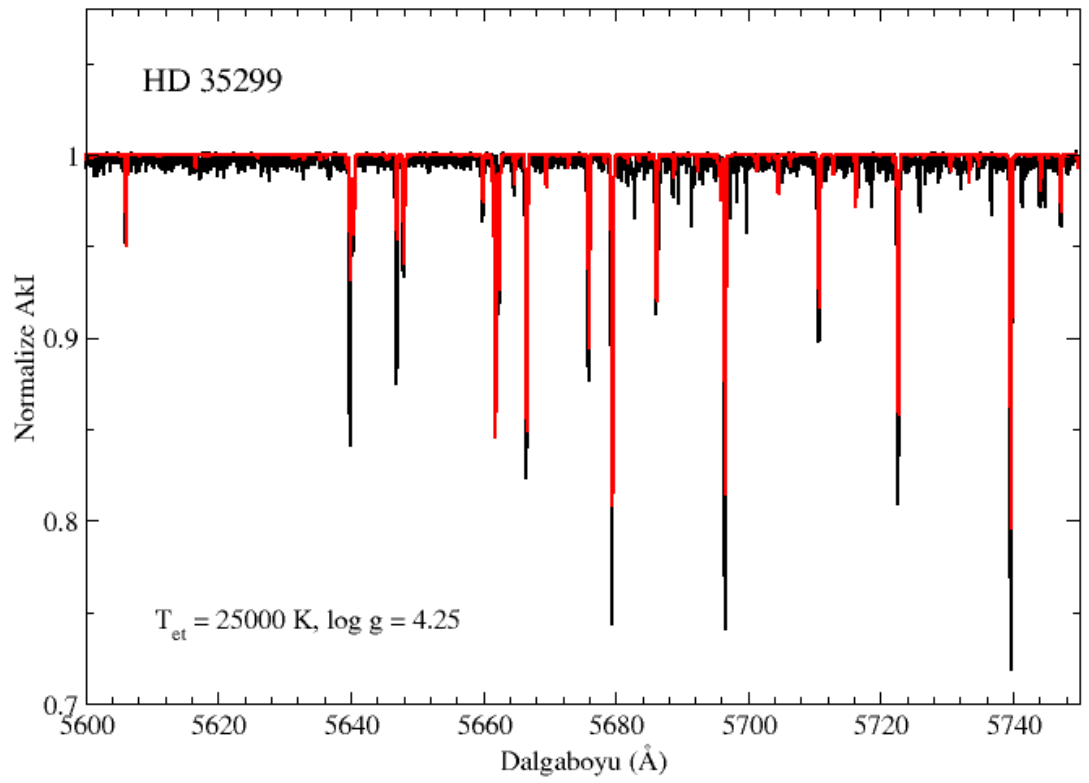
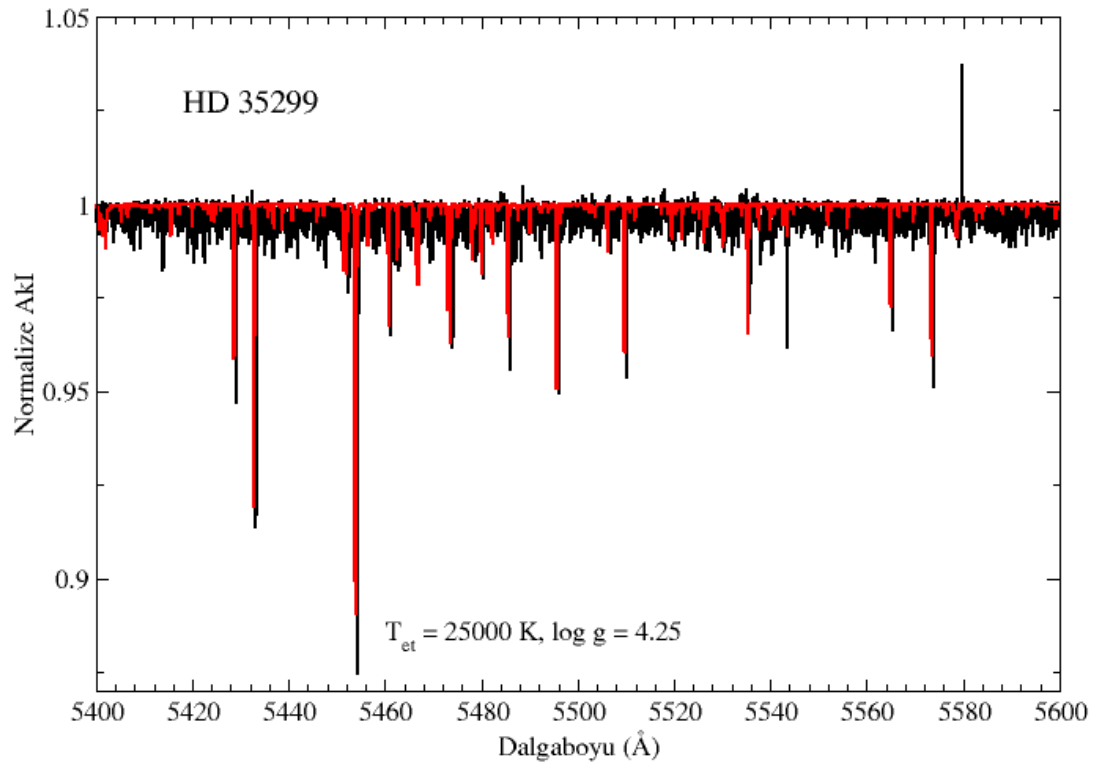
EK4 Orion X bölgesindeki B1.5V tayf türünden HD 35299 yıldızının 3900 – 6700 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği

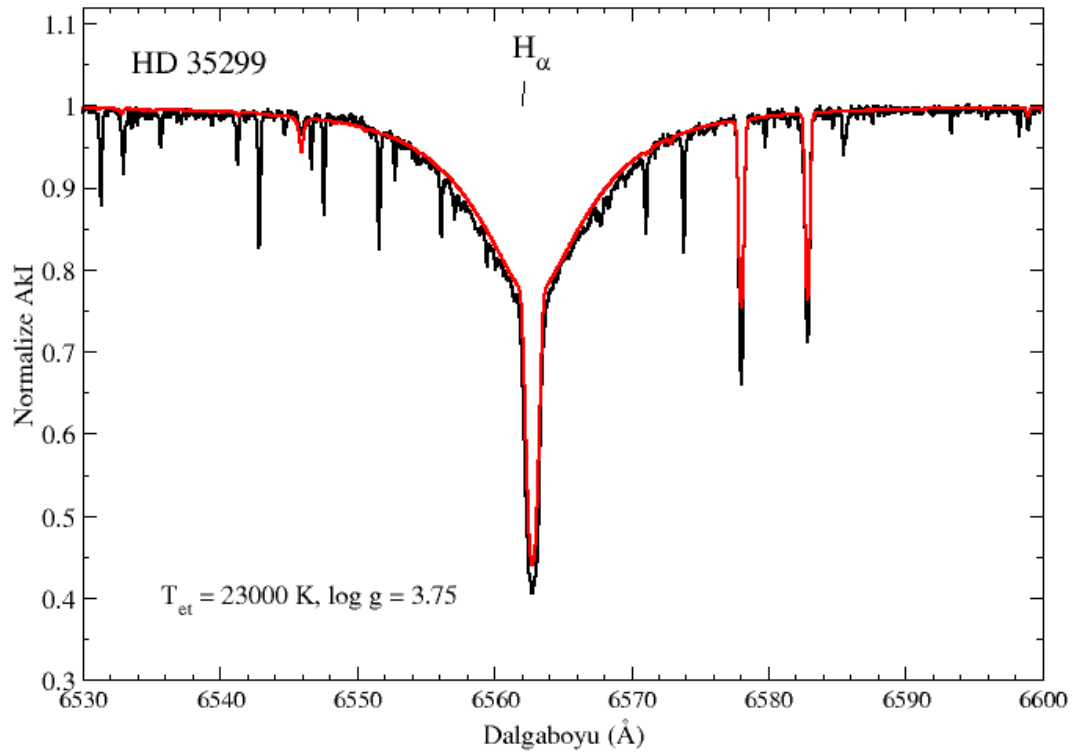
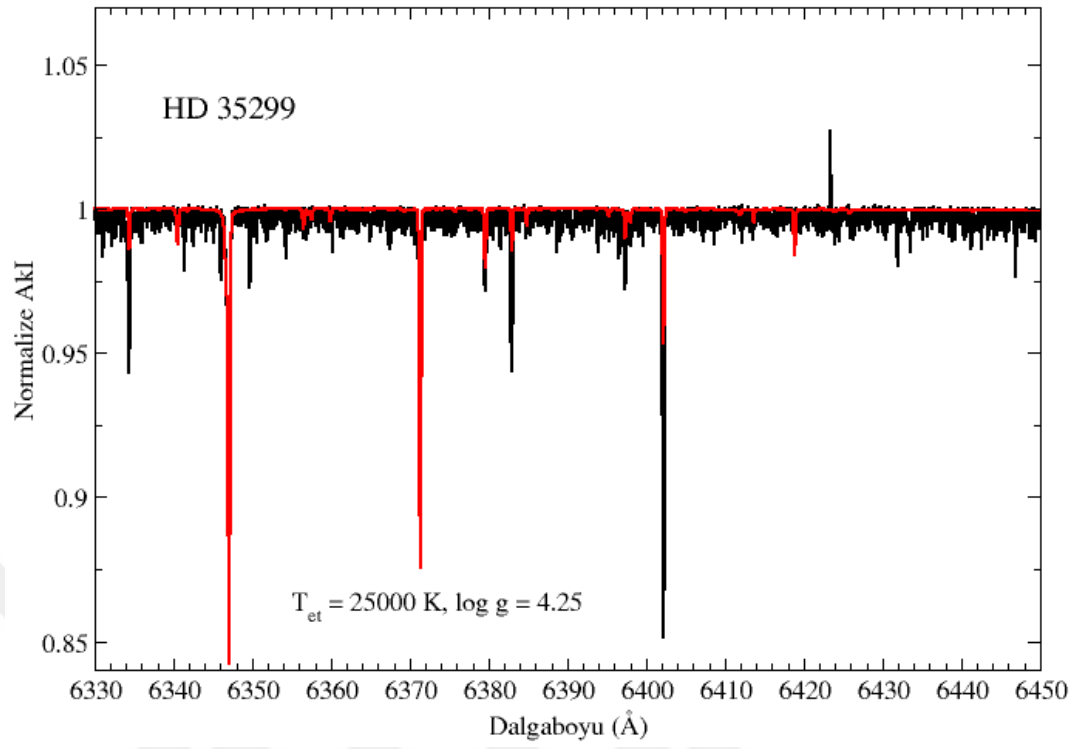




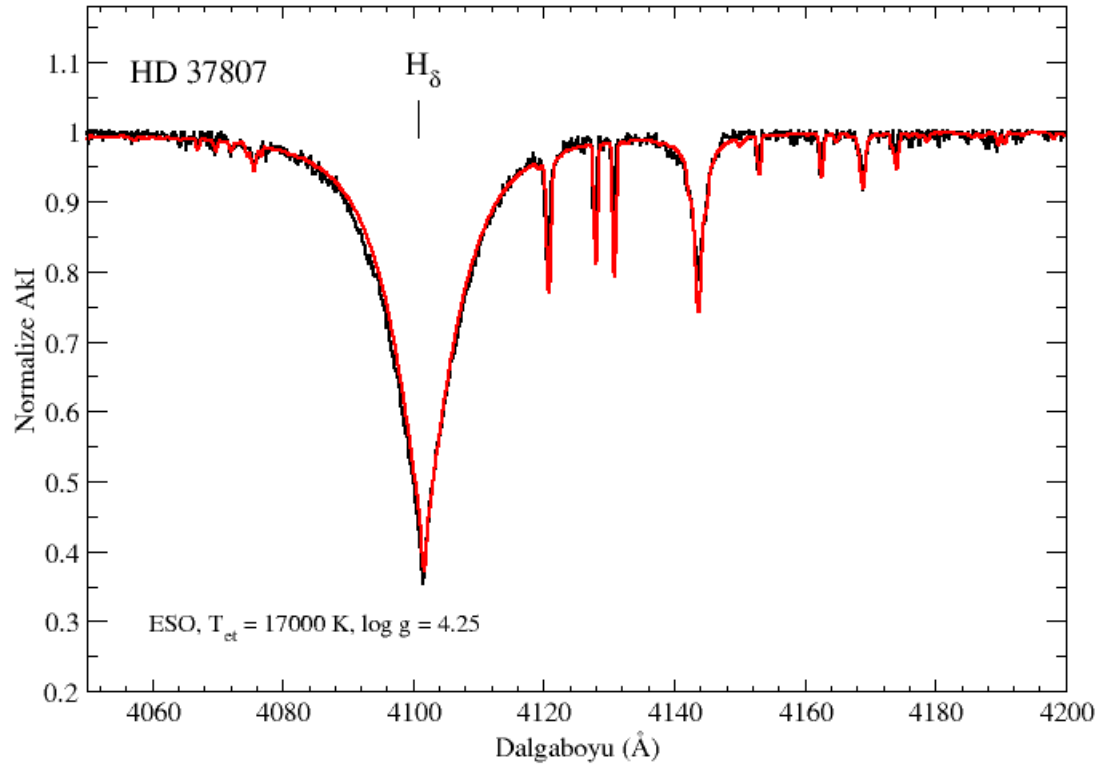
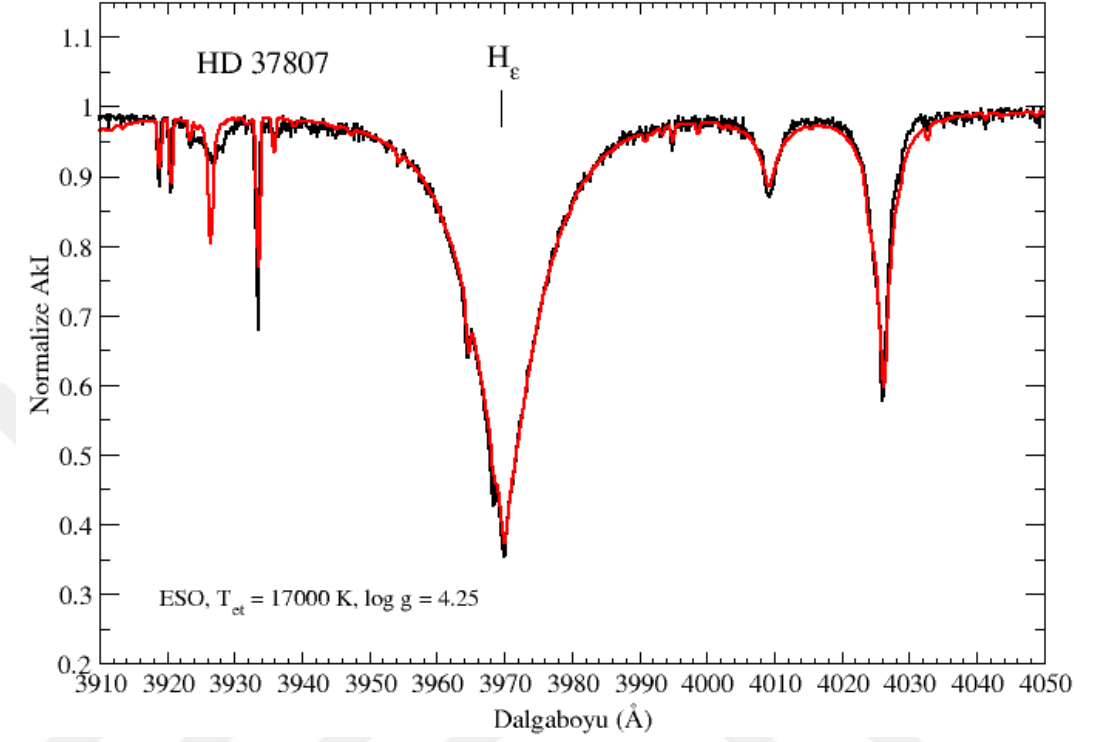


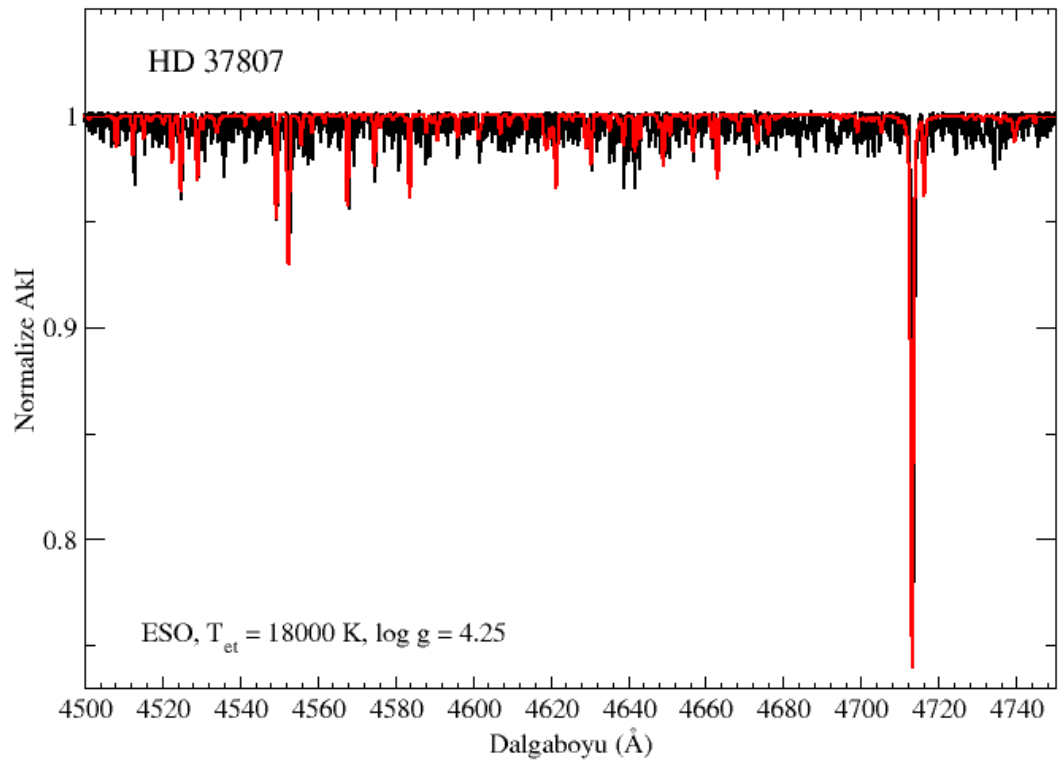
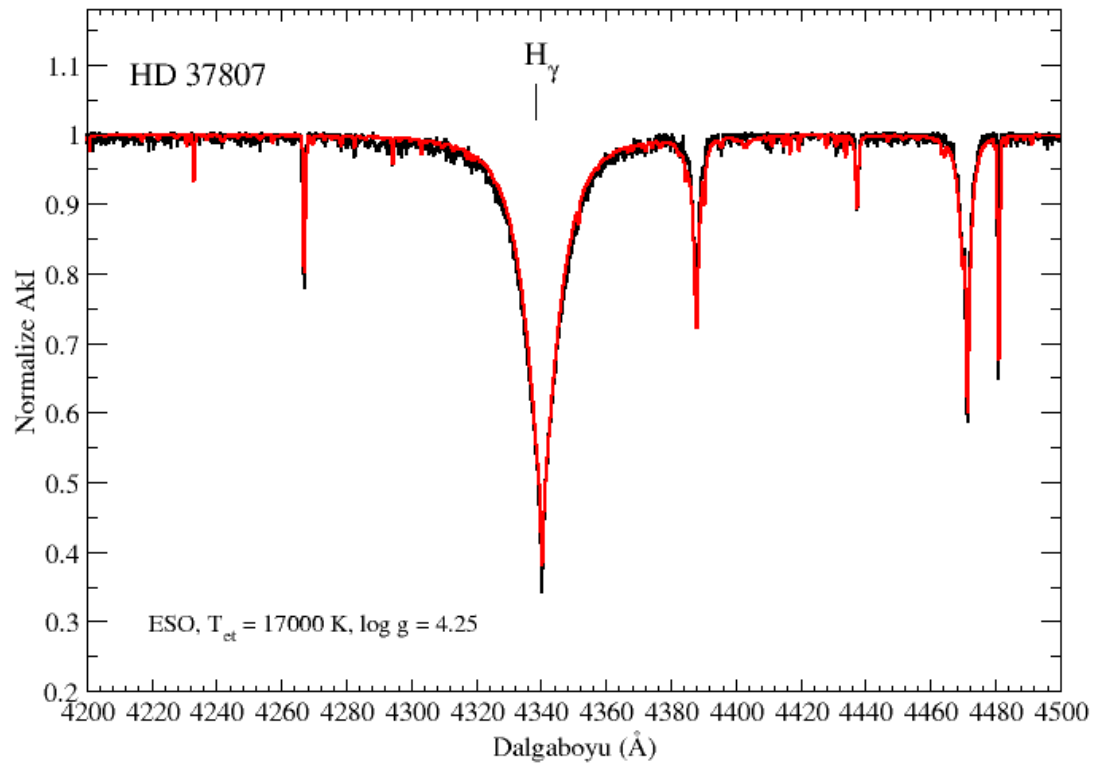


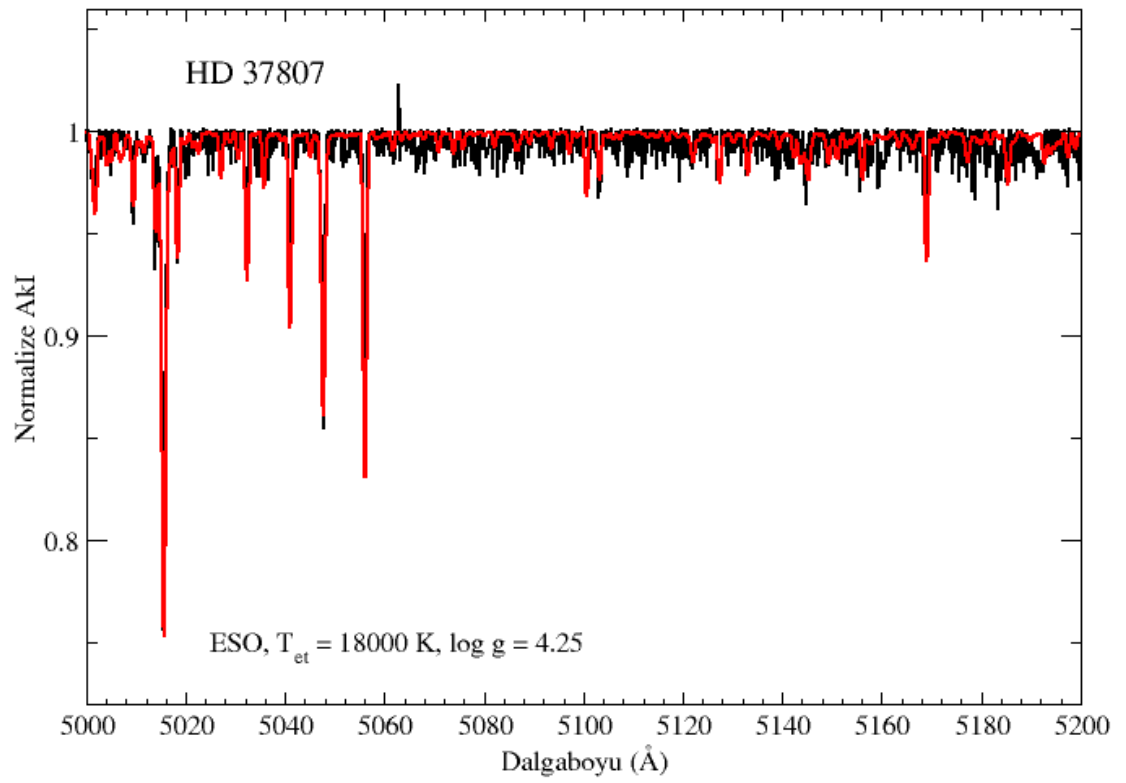
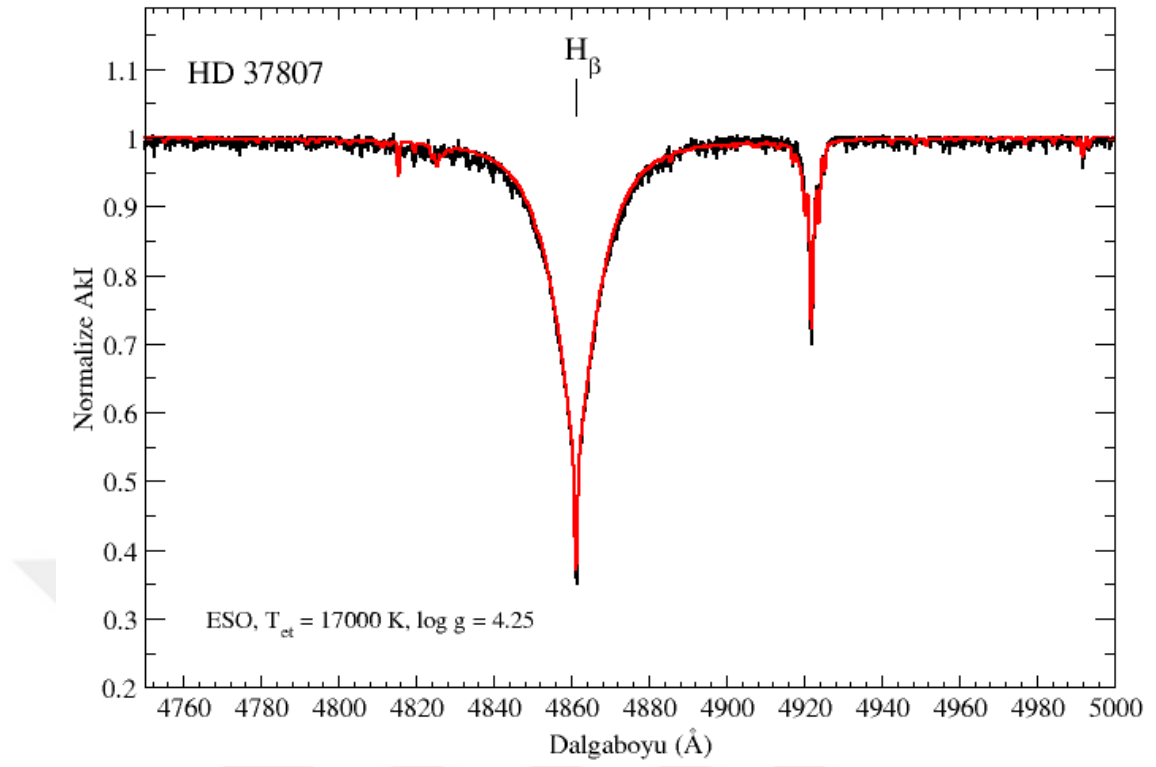


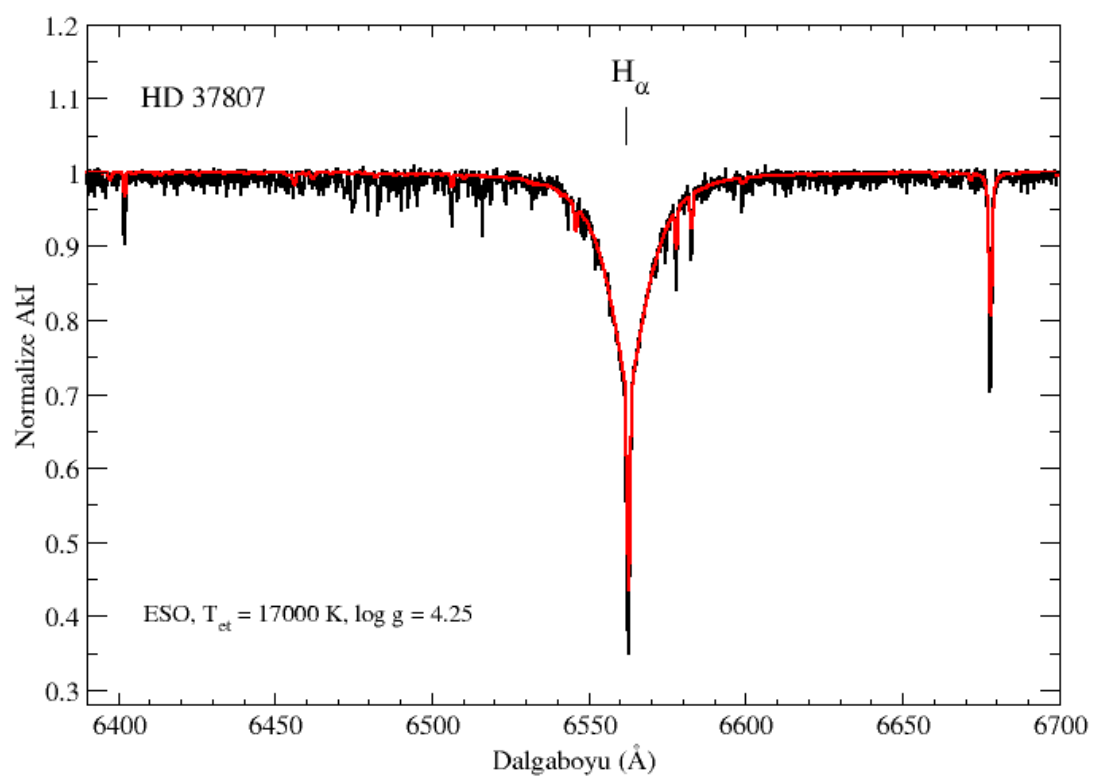


EK5 M42 yıldız oluşum bölgesindeki B3V tayf türünden HD 37807 yıldızının 3900 – 6700 Å dalgaboyu aralığındaki tayf örneği









EK 6 HD 36512 yıldızının kimyasal bolluğu hesaplanan elementlerinin listesi ve Güneş'e göre bolluk değerleri

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
He II	AAA	5410.000	-	0.1	0.19
He I	AAA	4713.146	-1.27675	0.2	
He II	AAA	4685.804	0.765	0	
He I	AAA	4437.551	-2.015	0.15	
He I	AAA	4387.930	-0.88670	0.18	
He I	AAA	4168.967	-2.32144	0.2	
He I	AAA	4143.761	-1.20161	0.3	
He I	AAA	4120.815	-1.72345	0.3	
He I	AAA	4026.210	-2.629	0.3	
He I	AAA	4009.258	-1.44733	0.25	
He I	AAA	3964.729	-1.308	0.2	
He I	AAA	3867.470	-2.039	0.1	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
C III	-	5305.000	-	0.15	0.098666667
C III	B	5253.575	-0.707	0.2	
C III	B	5249.112	-0.316	0.2	
C III	-	5131.000	-	0.08	
C III	B	4665.860	0.044	0.3	
C III	B	4663.642	-0.530	0.25	
O II/CII	B	4638.910	-0.97	0.1	
CII/OII	B	4491.280	-0.93	-0.08	
C II	-	4413.271	-	-0.08	
C II	B +	4376.582	0.312	0.18	
C II	B	4374.281	0.60	0.18	
C II/OII	E	4075.000	-0.3	-0.05	
C III	C +	4068.910	0.838	-0.05	
C III	C +	4067.940	0.720	0	
C III	B	4056.060	0.267	0.1	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
N II	-	6610.562	-	-0.05	-0.0276
N II	A	5679.56	0.225	-0.1	
N II	A	5676.02	-0.392	0	
O II/N II	C+	5175.896	0.509	-0.08	
N II	B	5045.1	-0.413	-0.08	
N II	B+	5007.32	0.145	0.05	
N II	A	5005.15	0.587	-0.1	
N II	A	5001.474	0.435	-0.18	
N II	A	5001.134	0.258	-0.18	
N II	C+	4994.36	-0.164	-0.12	
N II	B	4788.138	-0.366	0.1	
N II	B	4667.208	-1.646	0.1	
N II	B	4654.631	-1.506	0.1	
N III	B	4640.640	0.168	0.1	
N II	B+	4621.39	-0.538	0	
N II/SII/OII	B	4613.000	-0.692	0	
N II	B+	4447.03	0.221	0	
N II	C+	4427.9	-	-0.1	
N II	-	4241.780	-	-0.1	
N II	C+	4133.673	-0.168	0.07	
N II	-	4043.530	-	0	
N II	-	4041.310	-	-0.02	
N II/Fe III	C +	4035.120	-1.172	0	
N II	-	3994.997	-	-0.1	
N II	-	3955.851	-	0	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O III	B	5268.301	-0.359	0.2	0.029255319
O II	B	5206.650	-0.266	0.1	
O II	B	5190.496	-0.720	0.1	
O II/N II	B	5175.896	-0.931	0.1	
S III/O II	B	5160.084	-0.603	0.1	
O II	B	4955.705	-0.574	-0.1	
O II	B	4943.005	0.239	0.07	
O II	B	4941.069	-0.375	-0.1	
OII	C +	4924.529	0.074	0.1	
O II	C +	4906.830	-0.161	0.05	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O II	C +	4890.856	-0.437	-0.05	
OII	-	4843.371	-	0.1	
O II	C +	4741.704	-0.989	0.15	
O II	B	4710.009	-0.225	0.15	
O II	B	4705.346	0.477	0	
O II	D	4703.161	0.263	-0.1	
O II	C	4701.179	0.088	-0.1	
O II	B	4699.220	0.270	-0.05	
O II	B	4696.353	-1.380	0.1	
O II	B	4676.235	-0.394	0.05	
O II	B +	4673.734	-1.090	0.2	
O II	B	4661.632	-0.278	0.2	
O II	B	4641.810	0.055	0.15	
O II/CII	B +	4638.856	-0.332	0.1	
N II/SII/OII	-	4613.000	-	0.08	
O II	C +	4610.202	0.022	0.18	
O II	-	4609.436	-	0.08	
O II	-	4602.000	-	0.28	
O II/OII	B	4595/96	-1.033	0.08	
O II	B +	4590.974	0.350	0.08	
CII/OII	-	4491.000	-	-0.05	
O II	-	4489.462	-	0.15	
O II	-	4487.000	-	-0.05	
O II	-	4487.000	-	0.15	
O II	-	4477.906	-	0.15	
O II	D	4452.378	-0.788	0.02	
O II	D	4448.191	0.083	-0.05	
O II	D	4443.010	-0.047	0.1	
O II	-	4417.695	-	0.02	
O II	B	4414.899	0.172	0.12	
O II/Fe III	B	4395.000	-0.167	0.05	
O II/OII	-	4378.000	-	0	
O II	B	4366.895	-0.348	0	
O II	B	4351.260	0.227	-0.1	
O II	B	4319.730	-0.380	0.25	
O II	-	4317.696	-	0.15	
O II	B	4317.139	-0.386	0.15	
O II	-	4315.000	-	0.05	
O II	-	4307.232	-	0.05	
O II	-	4308.998	-	0.1	
O II	-	4303.823	-	0.1	
O II	-	4302.853	-	0.07	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O II	-	4294.781	-	0.07	
O II	-	4291.253	-	0.07	
O II	-	4288.000	-	0.15	
O II	-	4275.551	-	0.05	
SII/OII	-	4253.000	-	0	
O II	D	4192.512	-0.470	-0.15	
SII/OII	D	4189.000	0.717	-0.15	
O II	D	4185.440	0.604	-0.15	
O II	B	4156.530	-0.697	-0.2	
S II/O II	B	4153.390	0.053	0.03	
O II	-	4145/46	-	0.08	
O II	B	4132.800	-0.065	-0.05	
O II	C +	4119.217	0.452	0	
O II	C	4112.512	-0.560	0.15	
O II	B +	4110.786	-0.389	-0.1	
O II	-	4108.754	-	0.1	
O II	B +	4092.929	-0.308	-0.1	
O II	-	4089.288	-	0	
O II	-	4087.153	-	-0.05	
O II	B +	4085.113	-0.189	0.02	
O II	-	4083.895	-	0.02	
O II	B +	4078.842	-0.284	-0.03	
C II/OII	B +	4075.862	0.693	-0.02	
O II	B +	4072.157	0.552	0	
O II	-	4071.233	-	-0.1	
O II	B +	4069.886	0.344	0.1	
O II	B +	4069.623	0.150	0.1	
O II	-	4062.937	-	0	
O II	-	4061.029	-	-0.1	
O II	-	4060.600	-	-0.12	
O II	-	4054.521	-	-0.03	
O II	-	4054.094	-	-0.07	
O II	-	4048.216	-	0	
O II	B	3982.714	-0.703	-0.1	
O II	B	3973.256	-0.015	0.1	
O II	B	3954.362	-0.396	0	
O II	D	3945.038	-0.727	-0.1	
O II	B +	3912.107	-0.888	-0.1	
O II	C	3907.455	-0.925	-0.05	
O II	B +	3882.192	-0.035	-0.1	
O II	B +	3864.431	-0.558	-0.15	
O II	B +	3863.497	-0.969	0	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Ne II	-	4569.057	-	0.5	0.427857143
Ne II	-	4522.719	-	0.45	
Ne II	-	4457.242	-	0.45	
Ne II	D	4428.408	-0.230	0.42	
Ne II	-	4421.388	-	0.5	
Ne II	-	4409.298	-	0.42	
Ne II	-	4397.990	-	0.45	
Ne II	D	4391.994	-0.16	0.4	
Ne II	-	4379.400	-	0.45	
Ne II	-	4290.602	-	0.45	
Ne II	-	4240.105	-	0.3	
Ne II	D	4233.847	-0.930	0.45	
Ne II	D	4231.636	-0.45	0.45	
Ne II	D	4219.367	-0.150	0.3	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Mg II	AAA	4481.000	0.749	0.2	0.2
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Al III	A+	5696.604	0.232	-0.05	-0.05
Al III	A+	4529.189	0.663	-0.05	
Al III	A+	4512.565	0.408	0.1	
Al III	-	4479.000	-	-0.2	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Si IV	A+	6701.210	0.739	0.2	0.105
Si IV	A+	6 667.56	0.486	0.1	
Si III	B+	5473.042	0.281	0.2	
Si III	B+	4574.757	-0.409	-0.1	
Si III	B+	4567.840	0.068	0.05	
Si III	B+	4552.622	0.292	0.15	
Si III/SiIV	B+	4403.830	-0.020	0.25	
Si IV	A+	4212.397	0.387	0.2	
Si IV	A+	4116.100	-0.110	0	
Si IV	A+	4088.850	0.194	0	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
P III	D	4246.720	-0.12	0.1	0.1
P III	D	4059.312	-0.050	0.1	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
S III	B+	5219.307	-0.135	-0.2	-0.0925
S III/O II	B+	5160.084	-0.117	-0.32	
N II/SII/OII	D	4613.440	-1.462	-0.1	
S III	B+	4439.817	-1.270	-0.12	
SII/OII	B+	4253.499	0.107	0	
SII/OII	E	4189.681	-0.050	0	
S II/O II	D	4153.390	0.620	0.1	
S III	B+	3985.921	-0.856	-0.1	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Fe III	B	5243.310	0.34	-0.15	0.06625
Fe III	C+	5235.661	-0.170	0	
Fe III	-	5156.120	-	0.08	
Fe III	D	4419.596	-2.3	0.05	
O II/Fe III	-	4395.760	-	0.2	
Fe III	-	4365.639	-	0.2	
Fe III	B	4081.007	0.36	0.15	
N II/Fe III	B	4035.425	0.10	0	

EK7 c Ori'nin Kimyasal Bolluğu Hesaplanan Elementlerinin Listesi ve Güneş'e Göre Bolluk Değerleri

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
He I	AAA	5047.738	-	-0.15	0.104285714
He I	AAA	4713.1457	-1.27675	-0.05	
He I	AAA	4437.551	-2.015	-0.05	
He I	AAA	4387.9296	-0.88670	0.18	
He I	AAA	4143.761	-1.20161	0.2	
He I	AAA	4026.21	-2.629	0.3	
He I	AAA	4009.258	-1.44733	0.3	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
C II	B+	5151.09	-0.177	-0.25	-0.174444444
C II	B+	5145.16	0.180	-0.25	
C II	B+	5143.49	-0.222	-0.12	
C II	B+	5133.28	-0.194	-0.15	
C II/S II	B	4802.45	-0.68	-0.15	
O II/CII	B	4638.91	-0.97	-0.1	
CII/OII	E	4491.28	-2.5	-0.15	
C II	B+	4411.152	0.512	-0.2	
C II	B	4374.281	0.60	-0.2	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
N II	A	5710.77	-0.542	0.12	0.067142857
N II	A	5679.56	0.225	0	
N II	A	5676.02	-0.392	0.22	
N II	A	5666.63	-0.080	0.02	
N II	C+	5179.521	0.675	0.15	
O II/N II	C+	5175.896	0.509	0.15	
N II	B	5045.1	-0.413	0.15	
N II	B+	5007.32	0.145	0	
N II	A	5005.15	0.587	-0.18	
N II	A	5001.474	0.435	0	
N II	A	5001.134	0.258	0.05	
N II	C+	4994.36	-0.164	0.07	
N II	B+	4987.37	-0.584	0.12	
N II	B	4803.29	-0.115	0.08	
N II	B	4788.138	-0.366	0.18	
N II	C+	4694.642	-0.914	0.2	
N II	-	4678.595	-	0.12	
N II	B+	4643.086	-0.371	0.25	
N II	B+	4630.539	0.08	0	
N II	B+	4621.39	-0.538	0.05	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
N II	B+	4613.87	-0.692	0.2	
N II	B+	4607.16	-0.522	0.2	
N II	B+	4601.48	-0.452	0.15	
N II	-	4530.41	-	-0.05	
N II	B+	4447.03	0.221	-0.1	
N II	-	4442.14	-	0	
N II	-	4432.74	-	0	
N II	C+	4427.9	-	0.1	
N II	-	4241.78	-	0	
N II/Fe III	-	4237.09	-	-0.05	
N II	B	4227.736	-0.061	0.05	
N II	-	4179.674	-	0.08	
N II	-	4176.16	-	-0.08	
N II	-	4171.595	-	0.2	
N II	C+	4133.673	-0.168	0.07	
N II	B	4131.773	-0.539	0.07	
N II	-	4073.053	-	0.08	
N II	-	4056.907	-	0	
N II	-	4043.53	-	0.05	
N II	-	4041.31	-	0	
N II/Fe III	-	4035.08	-	0.05	
N II	A	3995.997	0.163	0.05	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O II	B	5206.65	-0.266	-0.05	-0.122173913
O II	B	5190.496	-0.720	0	
O II/N II	B	5175.896	-0.931	0.05	
S III/O II	B	5160.084	-0.603	0.05	
O II	B	4955.705	-0.574	0.05	
O II	B	4943.005	0.239	-0.14	
O II	B	4941.069	-0.375	-0.14	
O II	C +	4906.83	-0.161	-0.14	
O II	C +	4890.856	-0.437	-0.1	
O II	C+	4751.278	-0.762	0	
O II	C+	4741.704	-0.989	0	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O II	B	4710.009	-0.225	0.07	
O II	B	4705.346	0.477	-0.25	
O II	D	4703.161	0.263	-0.15	
O II	C	4701.179	0.088	-0.1	
O II	B	4699.22	0.270	-0.3	
O II	B	4696.353	-1.380	-0.02	
O II	B	4676.235	-0.394	-0.1	
O II	B +	4673.734	-1.090	0	
O II	B	4661.632	-0.278	0	
O II	B	4650.83	-0.362	0.1	
O II	B	4649.135	0.308	0.1	
O II	B	4641.81	0.055	0.05	
O II/CII	B +	4638.8558	-0.332	-0.1	
O II	C +	4610.202	0.022	-0.1	
O II	-	4609.442	-	-0.25	
O II	-	4602	-	-0.1	
O II/OII	B	4595/96	-1.033	-0.15	
O II	B +	4590.974	0.350	-0.15	
CII/OII	-	4491	-	-0.15	
O II	-	4489.462	-	-0.1	
O II	-	4487	-	-0.1	
O II	-	4487	-	-0.05	
O II	-	4477.906	-	-0.1	
O II	-	4465.407	-	-0.15	
O II	D	4452.378	-0.788	-0.05	
O II	D	4448.191	0.083	-0.25	
O II	D	4443.01	-0.047	-0.15	
O II	-	4417.695	-	-0.25	
O II	B	4414.899	0.172	-0.25	
O II/Fe III	B	4395	-0.167	-0.15	
O II	B+	4369.272	-0.388	-0.18	
O II	B	4366.895	-0.348	-0.2	
O II	B	4351.26	0.227	-0.22	
O II	B	4349.426	0.060	-0.12	
O II	B+	4347.42	0.024	0	
O II	B+	4345.561	-0.346	0.12	
O II	B	4336.859	-0.763	0.12	
O II	D	4331.857	-0.136	-0.12	
O II	B+	4319.63	-0.380	-0.05	
O II	-	4317.696	-	-0.1	
O II	B	4317.139	-0.386	-0.12	
O II	-	4313.44	-	-0.02	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O II	-	4312.107	-	-0.02	
O II	-	4307.232	-	-0.12	
O II	-	4308.998	-	-0.02	
O II	-	4303.823	-	-0.18	
O II	-	4294.781	-	-0.22	
O II	-	4291.253	-	-0.15	
O II	-	4288	-	-0.1	
O II	-	4283.721	-	-0.1	
O II	-	4281.313	-	-0.1	
O II	-	4277.893	-	-0.2	
O II	-	4277.427	-	-0.2	
O II	-	4276	-	-0.3	
O II	-	4275.551	-	-0.3	
O II	B	4156.53	-0.697	-0.2	
S II/O II	B	4153.39	0.053	-0.15	
O II	B	4132.8004	-0.065	-0.15	
O II	B	4129.32	-1.074	0.05	
O II	C	4112.512	-0.560	0.05	
O II	B +	4110.786	-0.389	-0.15	
O II	-	4089.288	-	-0.3	
O II	B +	4085.1125	-0.189	-0.25	
O II	-	4083.895	-	-0.3	
O II	B +	4078.842	-0.284	-0.1	
O II	B +	4075.862	0.693	-0.4	
O II	B +	4072.157	0.552	-0.2	
O II	-	4071.233	-	-0.3	
O II	B +	4069.886	0.344	-0.25	
O II	B +	4069.623	0.150	-0.1	
O II	-	4062.937	-	-0.25	
O II	-	4060.6	-	-0.3	
O II	-	4054.521	-	-0.12	
O II	-	4054.094	-	-0.12	
O II	-	4048.216	-	-0.03	
O II	B	3982.714	-0.703	-0.3	
O II	B+	3919.272	-0.250	-0.1	
O II	B +	3912.107	-0.888	-0.2	
O II	C	3907.455	-0.925	-0.15	
O II	B +	3882.192	-0.035	-0.2	
O II	B +	3863.497	-0.969	-0.2	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Ne II	D	4391.9941	-0.16	0.3	0.3
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Mg II	AAA	4481	0.749	-0.25	-0.25
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Al III	A+	5 722.73	-0.071		-0.266666667
Al III	A+	4529.189	0.663	-0.25	
Al III	A+	4512.565	0.408	-0.1	
Al III	-	4479	-	-0.45	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Si III	B+	5739.73	-0.096	0.1	0
Si III	B	5704.6	-0.344	-0.1	
Si III	B+	4574.757	-0.409	0	
Si III	B+	4567.84	0.068	0	
Si III	B+	4552.622	0.292	0	
Si IV	A+	4116.1	-0.110	0	
Si IV	A+	4088.85	0.194	0	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
P III	D	4246.72	-0.12	-0.3	-0.3
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
S III/O II	B+	5160.084	-0.117	-0.25	-0.25222222
C II/S II	D+	4802.72	-0.907	-0.3	
S III	B+	4364.661	-0.805	-0.3	
S III	B+	4361.468	-0.606	-0.15	
S III	B+	4332.653	-0.564	-0.15	
S III	B+	4284.904	-0.233	0.04	
S II/O II	D+	4153.39	0.62	-0.4	
S III	B+	3985.921	-0.856	-0.38	
S III	B+	3983.723	-0.590	-0.38	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Fe III	B	5282.3	0.05	-0.05	-0.026923077
Fe III	C+	5276.48	-0.06	0.1	
Fe III	B	5243.31	0.34	-0.15	
Fe III	C+	5235.661	-0.170	0	
Fe III	-	5156.12	-	0.15	
Fe III	D	5127.352	-2.4	0.15	
Fe III	D	4419.596	-2.3	0.05	
O II/Fe III	-	4395.76	-	-0.15	
Fe III/Fe III	B	4371/72	0.60	-0.2	
Fe III	B	4310.355	1.17	-0.2	
N II/Fe III	-	4237.09	-	-0.05	
Fe III	B	4053.112	0.25	-0.05	
N II/Fe III	B	4035.425	0.10	0.05	

EK8 HD 35299 Yıldızının Kimyasal Bolluğu Hesaplanan Elementlerinin Listesi ve Güneş'e Göre Bolluk Değerleri

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
He I/OII/NeI	AAA	6678.154	0.32855	-0.04	0.198
He I/NII	AAA	5015.6783	-0.81992	0.12	
He I	AAA	4921.9313	-0.44261	0.13	
He I/S/O	AAA	4471.683243	-1.03558	0.35	
He I	AAA	4437.551	-2.015	0.35	
He I	AAA	4387.930	-0.88670	0.02	
He I	AAA	4143.761	-1.20161	0.3	
He I	AAA	4120.815	-1.72345	0.3	
He I	AAA	4026.210	-2.629	0.2	
He I	AAA	4009.258	-1.44733	0.25	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
CII	B+	6783.91	0.291	-0.25	0.068857143
C II	A	6 582.88	-0.323	0.24	
C II	A	6 578.05	-0.022	0.14	
C II	B	5662.46	-0.25	0.2	
C II	B	5334.789	-0.93	-0.15	
C II	B	5259.7	-0.69	0.18	
C II	B+	5259.056	-0.29	0.22	
C II	B	5257.236	-0.10	0.05	
C II	B+	5151.09	-0.177	0.18	
C II	B+	5145.16	0.180	0.2	
C II	B+	5143.49	-0.222	0.15	
C II	B	5139.174	-0.71	0.05	
C II	B	5137.257	-0.91	0.15	
C II	B+	5133.28	-0.194	0.12	
C II	B+	5132.947	-0.232	0.15	
C II	C+	5044.356	-0.46	0	
C II	B+	4744.766	-3.09	0.2	
CIII/SiIII	B+	4665.860	0.044	0.05	
CIII	B	4651.473	-0.432	-0.1	
CIII	B	4650.246	-0.151	-0.05	
C III(110)	B+	4647.418	0.07	-0.05	
O II/C II	D	4491.28	-0.93	-0.1	
CII	C+	4411.51	0.09	-0.1	
CII	B+	4411.152	0.512	0.1	
CII	B	4409.9	0.54	0.55	
C II	B+	4376.582	0.312	0.05	
C II	C+	4375.008	-0.12	0.05	
C II	B	4374.281	0.60	0.05	
O II/CII	B	4325.761	-0.37	0.1	
SiII/CIII	C+	4162	0.218	-0.1	
CII	C+	4074.8471	-0.03	-0.18	
CII/CII	C+	4074.52	0.18	-0.08	
C II	C+	3952.057	-0.31	0.04	
C II	C	3946.263	-0.98	0.2	
CII(110)	B	3920.69	-0.23	0.15	
CII/NII/OII	B	3919	-0.53	0	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
N II	B	6482.05	-0.311	0.3	0.109692308
N II	B	6379.62	-1.191	-0.12	
N II	B	6356.54	-0.457	0.12	
N II	B	6340.58	-0.192	0.32	
N II	B	6242.41	-0.053	-0.1	
N II	A	5686.213	-0.586	0.15	
N II	A	5676.011	-0.392	0.22	
N II	A	5666.629	-0.080	0.22	
N II	B+	5535.346	0.398	0.15	
N II	B+	5495.655	-0.220	0.12	
SII/NII	B+	5454.215	-0.782	0.20	
N II	B+	5045.1	-0.413	0.18	
N II	A	5025.659	-0.558	-0.02	
NII	A	5016.381	-0.524	0.18	
N II	B+	5010.62	-0.625	0.2	
N II	B+	5007.32	0.145	0.08	
N II	A	5005.15	0.587	0.15	
NII	B	5002.703	-1.028	0.22	
N II	A	5001.474	0.435	0.27	
N II	A	5001.134	0.258	0.25	
N II/NII	C+	4994.36	-	0.12	0.109692308
NII	B	4987.376	-0.584	0.12	
N II	D	4895.117	-1.484	0.12	
NII	B	4810.299	-1.084	0.15	
NII	B	4803.29	-0.115	0.1	
N II	B	4788.138	-0.366	0.2	
N II	B	4779.722	-0.593	0.2	
N II	C+	4694.642	-0.914	0	
N II	-	4678.136	-	0.05	
N II	B	4674.908	-1.553	0.1	
NII	B	4667.208	-1.646	0.08	
Si IV/NII	B	4654.531	-1.506	0	
N II	B+	4643.08	-0.371	0.2	
N II	-	4634.126	-	0.15	
N II	B+	4630.54	0.080	0.22	
NII	B+	4621.393	-0.538	0	
NII/O/S	B+	4613.868	-0.692	0.18	
N II	B+	4607.16	-0.522	0.18	
NII	-	4602.522	-	0.12	
N II	B+	4601.478	-0.452	0.11	
N II	-	4530.41	-	-0.06	0.109692308
N II	D	4507.56	-0.948	0.25	
N II	B+	4447.03	0.221	0.08	
N II	-	4442.015	-	0.08	
NII	-	4433.437	-	0.18	
NII	-	4432.736	-	0.08	
N II	C+	4427.963	-	0.12	
NII	-	4427.233	-	0.1	
O II/NII	B	4416.974	0.077	0.45	
N II/NII	-	4241.755	-	0.06	
N II	-	4241.241	-	0.1	
N II/NII	-	4237.05	-	0.05	
N II	B	4227.736	-0.061	0	
N II	B	4200.1	0.25	0.07	
N II	-	4179.674	-	0.07	
N II	-	4176.16	-	-0.08	
N II	-	4173.561	-	0.08	
N II	-	4171.595	-	0.14	
NII	-	4073.053	-	-0.04	
N II	-	4056.907	-	-0.04	
NII/OII	-	4044	-	-0.1	0.109692308
N II	-	4043.53	-	-0.1	
N II(109)	-	4041.31	-	-0.1	
N II/OII/FeIII	-	4035.091	-	-0.05	
N II	A	3995.997	0.163	0.35	0.109692308
N II	B+	3955.85	-	0.15	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O I	B	6721.3.88	-0.610	-0.04	0.091450382
O I	B	6641.031	-0.884	-0.1	
OII/OII	B	5206.65	-0.266	0.25	
O II/OII	B	5190.496	-0.720	0.08	
O II	B	5175.903	-0.931	0.05	
OII/SII	B	5159.941	-0.603	0.1	0.091450382
O II	B	4955.705	-0.574	0.18	
O II	B+	4942.999	0.239	0.18	
O II	B	4941.069	-0.375	0.04	
O II	C +	4924.529	0.074	0.2	
O II	C +	4906.830	-0.161	0.2	0.091450382
O II	C +	4890.856	-0.437	0.1	
OII	-	4871.523	-	0	
O II	-	4843.371	-	0.05	
OII	C+	4751.278	-0.762	0.1	
OII	C+	4741.704	-0.989	0.1	0.091450382
O II	B	4710.009	-0.225	0.2	
O II	B	4705.346	0.477	0.14	
O II	D	4703.161	0.263	-0.07	
OII	-	4701.712	-	0.05	
O II	C	4701.179	0.088	-0.07	0.091450382
O II/OII	B+	4699.22	0.27	-0.05	
OII	D	4698.437	-0.883	0.15	
O II	B	4696.353	-1.380	0	
OII	D	4691.419	-0.309	0	
O II	D	4690.888	-0.610	0	0.091450382
OII	-	4677.065	-	0	
O II	B	4676.235	-0.394	0.3	
O II	B +	4673.734	-1.090	0.15	
O II	-	4669.427	-	0.08	
O II	B+	4661.6332	-0.278	0.4	0.091450382
OII	B	4650.839	-0.362	0.4	
O II(145)	B+	4638.855	-0.332	0.35	
NII/O/S	-	4613.868	-	0.18	
OII	-	4613.000	-	0.1	
OII	C +	4610.202	0.022	0.08	0.091450382
OII	-	4609.442	-	0.1	
OII	-	4602.000	-	0.02	
O II/OII	B	4595/96	-1.033	0.25	
O II	B +	4590.974	0.350	0.35	
O II/C II	-	4491	-	-0.05	0.091450382
OII	-	4489.462	-	0.1	
O II	-	4488	-	0	
OII	-	4487.712	-	0	
He I/S/O	AAA	4471.683243	-	0.35	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O II	-	4467.924	-	0.15	
O II	E	4467.465	-3.247	0.15	
O II/OII/OII	C+	4466.241	0.032	0.15	
O II	-	4465.407	-	0.15	
O II	B	4452.375	-0.788	0.25	
O II	-	4448.75	-	0.1	
O II	D	4448.191	0.083	0.1	
O II	D	4447.676	-1.348	0.05	
O II	D	4443.010	-0.047	0.05	
NeII/OII	-	4413	-	0.2	
O II/FeIII	B	4395.942/76	-0.167	0.28	
OII	-	4378.428	-	-0.05	
O II	-	4378.029	-	0	
O II	-	4371.609	-	-0.05	
OII	B+	4369.272	-0.388	0.05	
O II	B	4366.895	-0.348	0.3	
O II/OII	B	4351.260	0.227	0.25	
O II	B+	4347.42	0.024	0.25	
O II/OII	B+	4345.561	-0.346	0.25	
S III/OII	B+	4332.653	-	0.1	
O II	D	4331.862	-0.136	0.03	
OII	D	4328.591	-0.201	-0.08	
OII	D	4327.46	0.057	-0.05	
O II/CH	B	4325.761	-1.098	0.1	
O II/OII	B+	4319.63	-0.380	0.3	
OII	B	4317.696	-0.386	0	
OII/CH	-	4317	-	0.35	
O II/OII	-	4315.394	-	0	
OII	-	4313.441	-	0.15	
O II	-	4312.111	-	0.05	
O II	-	4308.998	-	0.1	
OII	-	4307.232	-	0.1	
OII	-	4305.387	-	0	
O II	-	4303	-	0	
O II/OII	-	4302/4303	-	0.05	
O II/OII	D	4294.781	-	0.02	
OII	-	4291.253	-	0.05	
O II	-	4288.718	-	0.05	
O II/O II	-	4286	-	0.12	
OII	-	4283.721	-	0.12	
OII	-	4282.961	-	0.12	
OII	-	4281.313	-	0.12	
OII	-	4277.893	-	0.02	
OII	-	4277.427	-	0.12	
O II	-	4276	-	-0.15	
O II	-	4276.282	-	0.06	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O II	-	4275.993	-	0.06	
OII	-	4275.551	-	0.02	
O II	-	4273.101	-	0.05	
O II	-	4254.122	-	0.05	
O II	-	4253.000	-	0.05	
O I	D	4192.512	-0.470	0.08	
O II	D	4189.000	0.717	0.15	
O II	D	4185.440	0.604	0.12	
O II	B	4156.530	-0.697	0.02	
OII	B	4153.390	0.053	0.25	
O II	B	4132.8004		0.15	
OII	B	4129.32	-1.074	0.26	
O II	C+	4119.215	0.452	0.16	
OII	D	4113.834	-0.435	-0.05	
OII	C	4112.512	-0.560	0.25	
OII	B +	4110.786	-0.389	0.04	
O II	-	4089.288		-0.04	
O II	B	4088.267	-0.308	0.08	
O II	-	4087.153	-	0.12	
OII	B	4085.112	-0.189	0.15	
OII	B	4084.647	-3.169	0.15	
O II	-	4083.928	-	0.12	
OII	B+	4078.842	-0.284	0.08	
OII	B+	4075.862	0.693	0.25	
OII	B	4072.153	0.552	0.25	
OII	-	4071.239	-	0	
O II	-	4062.936	-	0.08	
O II	-	4061.029	-	-0.1	
OII	-	4060.526	-	-0.12	
OII	-	4054.521	-	-0.18	
OII	-	4054.094	-	-0.18	
O II	-	4048.216	-	-0.12	
OII	-	4046.118	-	-0.05	
NII/OII	-	4044	-	0.1	
OII/FeIII	-	4035.091	-	0.1	
O II	B	3982.714	-0.703	0.15	
O II/FeIII	B	3954.362	-0.396	-0.08	
O II	D	3945.038	-0.727	-0.02	
O II/OII	B +	3912.107	-0.888	0.05	
O II	C	3907.455	-0.925	0.05	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Ne I	B+	6506.529	-0.02	0.05	0.195
Ne I	AAA	6402.248	0.3456	0.23	
Ne I	B+	6382.992	-0.23	0.15	
Ne I	B+	6334.429	-0.31	0.1	
Ne I	B+	6266.496	-0.36	0.18	
Ne I	B+	6143.083	-0.1	0.21	
Ne I	B+	6096.164	-0.3	-0.05	
NeII	-	4522	-	0.35	
NeII/NeII	D	4428.52	-0.23	0.35	
NeII/OII	D	4413.113	0.54	0.35	
Ne II	D	4391.994	-0.16	0.12	
NeII	-	4379.552	-	0.05	
NeII/NeII	-	4290.602	-	0.35	
Ne I	-	4233	-	0.08	
NeI	D	4231.53	-0.45	0.3	
Ne II	D	4219.745	-0.15	0.3	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Mg II (triplet)	AAA	4481.000	0.749	0.4	0.175
Mg II	A	4433.998	-0.907	0.1	
Mg II	A	4390.572	-0.523	0.1	
Mg II	A	4384.637	-0.776	0.1	
Element	Acc	W _{lab} (Å)		[X/H]	Ort [X/H]
Al III/AlIII	A+	4529.189	0.663	0	-0.094
Al III	A+	4512.565	0.408	-0.02	
Al III	-	4479.000	-	-0.15	
Al III/AlIII	A	4149/4150	0.626	-0.15	
Al III	A	4150.173	0.471	-0.15	

→ Devamı

Element	Acc	W_{lab} (Å)		[X/H]	Ort [X/H]
Si II	B+	5041.024	0.029	-0.08	-0.024210526
Si III/Si III	B+	4828.97	0.937	-0.1	
Si III/Si III	B+	4819.72	0.823	-0.01	
Si III	B+	4813.33	0.708	-0.2	
SiIII	B+	4800.427	-0.544	-0.1	
Si III	B+	4730.52	-0.347	-0.2	
Si III	B+	4716.654	0.491	-0.2	
Si III	B+	4683.794	-0.44	0.15	
Si III	B+	4683.022	0.135	-0.05	
Si IV/NII	-	4654	-	0	
Si II	B+	4638.28	-0.435	0.2	
Si III	B+	4574.757	-0.409	0.12	
Si III	B+	4567.840	0.068	0.12	
Si III/NII	B+	4552.622	0.292	-0.05	
SiIV	A+	4212.397	0.387	0.05	
Si II	B+	4128.054	0.359	-0.02	
SiIV	A+	4116.100	-0.110	-0.02	
SiIV	A+	4088.850	0.194	-0.02	
Si III	B+	3924.468	0.858	-0.05	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
PIII	D	4246.720	-0.12	-0.12	-0.1825
PIII/FeIII	D	4222.736	0.21	-0.25	
P III	D	4080.089	-0.31	-0.08	
PIII	D	4059.312	-0.050	-0.28	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
S II	C+	5606.151	0.124	0.1	0.001818182
S II	C+	5509.705	-0.175	0.12	
S II	C+	5473.614	-0.226	0.1	
SII/NII	C+	5453.855	0.442	0.20	
SII	C+	5432.797	0.205	0.05	
S II	C+	5428.655	-0.177	0.2	
S II	C+	5345.712	0.289	-0.05	
S II	C+	5320.723	0.431	-0.15	
S II	B+	5219.307	-0.135	0.03	
S II	C+	5212.62	0.316	-0.05	
S II	C+	5201.027	-0.713	0.02	
OII/SII	-	5159.941	-	0.1	
S II	C+	5103.332	-0.457	0.08	
SII	B+	5014.042	0.046	0.1	
S II	B+	5009.567	-0.234	0.08	
S II	C+	4991.969	-0.398	0.1	
S II	C+	4815.552	0.068	0.1	
S III	D	4677.609	-1.157	0.1	
NII/O/S	D	4613.868	-1.462	0.18	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
S II	B+	4524.941	0.033	-0.18	
S III	B+	4439.826	-1.270	-0.4	
S III	B+	4364.661	-0.805	0	
S III	B+	4361.468	-0.606	0.02	
S III	B+	4354.492	-0.959	-0.32	
S III/OII	B+	4332.653	-0.564	0.12	
S II	D	4294.402	0.58	0.05	
S III	B+	4284.885	-0.233	0.4	
S II	E	4278.5	-0.11	-0.02	
SIIFe III	D	4174.26	0.642	-0.12	
SII/CIII	D	4162	0.161	-0.12	
S III	B+	3997.926	-1.108	-0.1	
S III	B+	3985.921	-0.856	-0.18	
S III	B+	3983.723	-0.590	0	
SII	B+	3928.595	-0.294	-0.3	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Ar II	A	4879.86	0.246	0.5	0.6
Ar II	A	4847.99	-0.223	0.5	
Ar II	A	4806.021	0.210	0.62	
Ar II	A	4735.9	-0.108	0.58	
Ar II	A	4726.86	-0.103	0.7	
Ar II	-	4545.0516	-	0.5	
Ar II	B	4430.188	-0.715	0.7	
Ar II	A	4426.001	0.158	0.7	
Ar II	B	4400.9859	-0.731	0.55	
Ar II	B	4371.385	-0.596	0.65	
Ar II	A	4348.064	0.424	0.6	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Fe III	B	5848.782	0.69	0.08	0.023833333
Fe III	B	5833.938	0.63	0.1	
Fe III	-	5573.424	-	0.2	
Fe III	B	5322.74	0.09	0.22	
Fe III	C+	5306.757	-0.4	0.1	
Fe III	C+	5302.602	-0.18	0.07	
Fe III	C+	5299.926	-0.23	0.05	
Fe III	B	5298.114	0.30	0.07	
Fe III	B	5284.827	0.42	0.05	
Fe III	B	5282.297	0.05	0.05	
Fe III	D	5276.476	-0.73	0.05	
Fe III	B	5272.975	0.54	0.15	
Fe III	C+	5272.369	-0.48	0.05	
Fe III	B	5243.246	0.34	0.15	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Fe III	C+	5235.658	-0.17	0.12	
Fe III	B	5230.774	0.15	0.1	
Fe III	-	5193.909	-	0.1	
Fe III	-	5156.12	-	0.1	
Fe III	B	5149.368	0.1	0	
Fe III/FeIII	D	5127.352	-2.4	0.08	
Fe III	C+	5111.068	-0.35	0	
Fe III	-	5086.801	-	0.07	
Fe III	-	5078.922	-	0	
Fe III	C+	5077.668	-0.18	0	
Fe III/NII	-	5073.903	-	0.1	
Fe III	-	5063.467	-	0.05	
Fe III	-	4431.019	-	0.1	
Fe III	D	4419.596	-2.3	0	
O II/FeIII	B	4395.942/76	-	0.28	
Fe III	-	4382.511	-	-0.1	
Fe III	B	4372.823	0.06	-0.12	
Fe III	-	4371.345	-	-0.1	
Fe III	-	4352.577	-	-0.04	
Fe III/FeIII	B	4310.355	1.17	-0.1	
Fe III	B	4304.767	1.04	-0.15	
Fe III	B	4296.85	0.89	-0.12	
Fe III	D	4261.391	-1.07	0.05	
Fe III	B	4248.77	0.20	0.05	
Fe III	B	4243.408	0.54	0.05	
Fe III	B	4240.67	0.66	0.05	
Fe III	B	4238.619	0.11	0.05	
P III/FeIII	B	4222.736	0.25	0	
Fe III	B	4210.674	0.73	0.05	
Fe III	B	4166.84	0.46	0	
Fe III/FeIII	B	4164.73	0.97	0.02	
Fe III	B	4154.963	0.92	0	
Fe III	B	4140.482	0.15	0	
Fe III	B	4139.35	0.57	-0.1	
Fe III	B	4137.764	0.68	-0.1	
Fe III	B	4137.13	0.71	0.08	
Fe III	B	4122.78	0.41	-0.06	
Fe III	B	4122.025	0.46	-0.06	
Fe III	B	4081.007	0.36	0.05	
Fe III	B	4053.112	0.25	-0.17	
Fe III	-	4039.163	-	-0.05	
N II/OII/FeIII	B	4035.425	0.10	-0.02	
Fe III	D	4005.01	-2.2	-0.12	
O II/FeIII	D	3954.33	0.01	0	
Fe III	D	3953.787	-2.0	0	
Fe III	D	3947.05	-2.1	-0.1	

EK 9 HD 37807 Yıldızının Kimyasal Bolluğu Hesaplanan Elementlerinin Listesi ve Güneş'e Göre Bolluk Değerleri

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
He I	AAA	6678.151	0.32855	0.25	-0.011428571
He I	AAA	5047.738	-	-0.02	
He I	AAA	5015.6783	-0.81992	-0.1	
He I	AAA	4921.9313	-0.44261	0.02	
He I	AAA	4713.1457	-1.27675	-0.1	
He I	AAA	4471.683243	-1.03558	-0.05	
He I	AAA	4437.551	-2.015	0	
He I	AAA	4387.9296	-0.88670	-0.2	
He I	AAA	4168.967	-2.32144	0.12	
He I	AAA	4143.761	-1.20161	-0.08	
He I	AAA	4120.82	-1.72345	0.05	
He I	AAA	4026.356952	-2.629	-0.15	
He I	AAA	4009.2565	-1.44733	0.05	
He I	AAA	3964.729	-1.308	0.05	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
C II	A	6 582.88	-0.323	0.05	-0.05625
C II	A	6 578.05	-0.022	0.05	
C II	B+	5151.09	-0.177	-0.05	
C II	B+	5133.28	-0.194	-0.05	
C II	B+	4411.152	0.512	0	
C II/SII	B	4267.26	0.709	-0.2	
CII	B	3920.69	-0.23	-0.15	
CII/OII	B	3919	-0.53	-0.1	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
N II	B+	4630.539	0.08	0	-0.001666667
N II	-	4432.736	-	0.03	
N II	C+	4427.963	-	0.05	
S II/NII/FeIII	-	4174.265	-	0.03	
N II	-	4041.31	-	0.03	
N II	A	3995.997	0.163	-0.15	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
O II	4661.67	4661.6332		0.1	0
O II	4596	4596		0.3	
O II	4417.08	4416.974		-0.15	
O II		4414.899		-0.15	
Fe III/OII	4395.97	4395.942/76		0	
SII/OII		4153		-0.1	
CII/OII		3918.968		0	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Ne I	B+	6598.953	-0.34	0.5	0.483333333
Ne I	AAA	6402.248	0.3456	0.5	
Ne I	B+	6334.429	-0.31	0.45	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Mg II (triplet)	4481.28	4481.327	0.749	0	-0.016666667
Mg II	A	4390.572	-0.523	-0.05	
Mg II	A	4384.637	-0.776	0	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Al III	A+	4529.189	0.663	-0.05	-0.025
Al III	A+	4512.565	0.408	0	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Si II	B+	4574.757	-0.409	0.2	0.066666667
Si III	B+	4567.840	0.068	0	
Si III/NII/SII	B+	4552.622	0.292	0	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
S II		5473.614		0.05	-0.013043478
S II		5432.797		0.05	
S II		5428.655		-0.05	
S II		5320.723		0	
S II		5103.332		0	
S II		5014.069		-0.05	
S II		5009.564		-0.1	

→ Devamı

Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
S II		4993.5		0.05	
S II		4991.969		0.05	
S II/FeIII		4924.115		0	
S II		4815.549		-0.1	
S II/SiII		4716		-0.1	
S II		4656.757		0	
S II		4483.427		-0.05	
S II		4282.595		0.15	
S II		4278.506		0.15	
S II		4269.725		-0.15	
C II/SII		4267.26		-0.15	
S II/NII/FeIII		4174.265		-0.03	
S II	D+	4162.665	0.161	-0.03	
SII/OII	D+	4153.39	0.62	-0.1	
S II		4028.75		0.03	
S II		3923.445		0.08	
Element	Notasyon	Dalgaboyu _{lab} (Å)	log gf	[X/H]	Ort _[X/H] (dex)
Fe III		5156.12		-0.05	-0.025
Fe III		5149.368		-0.05	
Fe III/FeIII		5127.387		-0.05	
Fe II		5018.44		-0.1	
S II/FeIII		4924.115		0	
Fe III		4431.02		0.15	
Fe III		4419.586		-0.15	
Fe III/OII		4395.942/76		0	
S II/NII/FeIII		4174.265		0	
Fe III		4164.92		0	