



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



Doktora Tezi

**KIRMIZI ÖBEK ADAYI HD 94264 (46 LMi) YILDIZININ
ELEMENT BOLLUK ANALİZİ**

Betül CİVELEKLER

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı

**DANIŞMAN
Dr. Öğr. Üyesi M. Taşkın ÇAY**

Mart, 2022

İSTANBUL

Bu çalışma, 14.03.2022 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Astronomi ve Uzay Bilimleri Programında Doktora tezi olarak kabul edilmiştir.

Tez Jürisi

Dr. Öğr. Üyesi M. Taşkın ÇAYI(Danışman)
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. M. Türker ÖZKANI
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Kutluay YÜCE
Ankara Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Sıtkı Çağdaş İNAM
Başkent Üniversitesi
Mühendislik Fakültesi

Doç. Dr. Hulusi GÜLSEÇEN
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

İntihal Programı Beyanı

20.04.2016 tarihli Resmi Gazete’de yayımlanan Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliğinin 9/2 ve 22/2 maddeleri gereğince; Bu Lisansüstü teze, İstanbul Üniversitesi’nin aboneli olduğu intihal yazılım programı kullanılarak Fen Bilimleri Enstitüsü’nün belirlemiş olduğu ölçütlere uygun rapor alınmıştır.

Proje Destekleri

Bu tez, 11ARTT150-119 numaralı TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi gözlem projesi ile desteklenmiştir.

Tezden Üretilmiş Yayınların Künye Bilgileri

- [1]. Civelekler B., 2014, Chemical abundances analysis of RC candidate star HD 94264: Preliminary results, in Proc. Int. Workshop of Dig Sites of Stellar Archeology: Giant Stars in the Milky Way, 4 – 6 September 2013 İzmir, Ege Uni. J. of Faculty of Sci., Vol. 38 (Special Issue), p.145.
- [2]. Civelekler B., 2020, Chemical Abundance Analysis of the Red Giant Star HD 94264 (46 LMi), in International Scientific Conference “Physics of Stars and Planets: Atmospheres, Activity, Magnetic Fields” 16-20 September 2019, Shamakhy Astrophysical Observatory, Azerbaijan, Astronomical Journal of Azerbaijan, 15(2), p.160 – 164.

ÖNSÖZ

Tüm yükseköğrenim hayatım boyunca bana destek olan, bilimsel gelişimime katkı sağlayan, bilgi ve tecrübesini benimle her daim cömertçe paylaşan ve bu tez çalışmasının konusunu önererek, gözlemsel verileri benimle paylaşan kıymetli danışmanım Dr. Öğretim Üyesi Sayın M. Taşkın ÇAY’a çok teşekkür ederim.

Bu tez çalışmasının ilk yıllarında tez izleme komitesinde yer alan Prof. Dr. H. Gökmen TEKTUNALI’ya ve Doç. Dr. Timur ŞAHİN’e teşekkür ederim. Doç. Dr. Gülnur İKİS GÜN hocamı sevgi ve rahmetle anıyorum.

Hayatın bana verdiği en kıymetli hediye olan kardeşim Elif ŞENYÜZLÜ’ye koşulsuz, şartsız her daim yanımda olup beni desteklediği için çok teşekkür ederim.

Beni yetiştirip bugün ki kişiliğime kavuşmamı sağlayan ve her zaman bana destek olan aileme, anneanneme ve dedeme çok teşekkür ederim.

We thank TUBITAK National Observatory for a partial support in using RTT150 (Russian-Turkish 1.5-m telescope in Antalya) with project number 11ARTT150-119.

This work has made use of the VALD database, operated at Uppsala University, the Institute of Astronomy RAS in Moscow, and the University of Vienna.

This work has made use of the SIMBAD database and the VizieR Service, both operated at CDS, Strasbourg, France.

Mart 2022

Betül CİVELEKLER

İÇİNDEKİLER

Sayfa No

ÖNSÖZ	iv
İÇİNDEKİLER	v
ŞEKİL LİSTESİ	vii
TABLO LİSTESİ	x
SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ	xi
ÖZET	xiii
SUMMARY	xv
1. GİRİŞ	1
1.1. HD 94264 (46 LMİ)	4
2. GENEL KISIMLAR	6
2.1. DÜŞÜK KÜTLELİ YILDIZLARIN ANAKOL SONRASI KIRMIZI DEVLER KOLUNA YÜKSELİŞ EVRİMİNE GENEL BİR BAKIŞ	6
2.2. KIRMIZI DEV KOLU EVRESİ BOYUNCA KARBON İZOTOP ORANININ DEĞİŞİMİ	10
2.3. KIRMIZI DEV KOLUNDA LİTYUM ELEMENTİNİN BOLLUĞU	14
3. MALZEME VE YÖNTEM	16
3.1. YILDIZ TAYFLARININ İNDİRGENMESİ	16
3.1.1. Bias, Dark ve Flat İndirgeme Süreci	16
3.1.2. Bir Boyutlu (1D) Tayfların Elde Edilmesi	19
3.1.3. Dalgaboyu Kalibrasyonu	21
3.1.4. Flat Düzeltmesi ve Süreklilik	22
3.1.5. Tellürik Çizgi Tayfı	29
3.2. BOLLUK ANALİZİ	29
3.2.1. Atmosferik Parametreler İçin Başlangıç Değerlerinin Belirlenmesi	33
3.2.2. Çizgi Tanısı ve Çizgi Seçimi	37
3.2.3. Atmosferik Parametrelerin Nihai Değerlerinin Tayfsal Yolla Tayini	45
3.2.4. Element Bolluklarının Hesabı	49
3.2.5. Karbon, Azot ve Oksijen Elementlerinin Bolluk Hesabı ve $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ İzotop Oranının Tayini	53

4. BULGULAR.....	56
4.1. HESAPLANAN BOLLUKLAR.....	56
4.1.1. Eşdeğer Genişlik Yöntemi İle Hesaplanan Bolluklar.....	56
4.1.2. Tayf Sentezi Yöntemi İle Hesaplanan Bolluklar.....	60
4.1.3. Bollukların Atmosferik Parametrelere Duyarlılığı.....	65
4.2. YILDIZIN EVRİMSEL DURUMU	67
4.2.1. Karbon İzotop Oranı.....	67
4.2.2. Lityum Bolluğu	68
4.2.3. Kütle ve Yaş	69
5. TARTIŞMA VE SONUÇ	74
5.1. BULGULARIN LİTERATÜR İLE KARŞILAŞTIRILMASI.....	74
5.1.1. Atmosferik Parametrelerin Literatürle Karşılaştırılması	74
5.1.2. Bolluk Değerlerinin Literatürle Karşılaştırılması.....	75
5.1.3. Karbon İzotop Oranı.....	83
5.2. SONUÇ	84
KAYNAKLAR.....	86
EKLER	94
EK 1. Çizgilerinde aşırı ince yapı gösteren elementlerin bolluk analizinde kullanılan çizgi listesi.	94
ÖZGEÇMİŞ	102

ŞEKİL LİSTESİ

Sayfa No

Şekil 1.1: Kırmızı öbek yıldızlarının renk – parlaklık diyagramı üzerindeki konumu [2]. Sol panel Hipparcos uydusu verilerinden itibaren elde edilen renk – parlaklık diyagramı. Sağ panel teorik verilerden itibaren yapılan modelleme ile elde edilen renk – parlaklık diyagramı. Kırmızı daire içinde gösterilen alan “kırmızı öbek yıldızlarını” göstermektedir. Görüldüğü üzere gözlemsel veri ile teorik veri uyum içindedir.	3
Şekil 2.1: Düşük kütleli yıldızların anakoldan (yeşil çizgi) ayrılıp kırmızı dev kolu ve sonrasına evrimini gösteren genel bir evrim yolu şeması. Grafik üzerindeki noktalar metin içinde açıklanmıştır.	7
Şekil 2.2: NGC 5824 küresel kümesinin renk – parlaklık diyagramı [48]. Toplam ışınım gücü tümseğinin yeri ok işareti ile gösterilmiştir.	13
Şekil 2.3: Düşük kütleli ($0.8 M_{\odot}$) yıldız için sıfır yaş anakol evresinden kırmızı dev kolu ucuna kadar olan evrim yolu modeli [49]. Şekilde toplam ışınım gücü tümseğinin yeri ve ayrıntılı görüntüsü verilmiştir. Birinci tırmıklama olayının yeri de işaretlenmiştir. İnce kesikli çizgiler aşağıdan yukarıya doğru sırası ile sabit yarıçapların $R/R_{\odot} = 0.6, 0.8, 1.0, 2.0, 5.0, 10$ ve 20 değerlerinin yerini temsil eder.	14
Şekil 3.1: Maxim DL programında bias görüntülerinin işlenmesi.	17
Şekil 3.2: Maxim DL programında flat görüntülerinin işlenmesi.	18
Şekil 3.3: Maxim DL programında order genişliğinin elde edilmesi.	19
Şekil 3.4: DECH 95 programında tayfin ilk orderının yerini ve genişliğini belirleyerek maskenin oluşturulması.	20
Şekil 3.5: Dispersiyon eğrisinin elde edilmesine bir örnek. Dik sürekli çizgiler standart dispersiyon kalibrasyon verilerine, açık yeşil emisyon çizgileri Th – Ar tayfına aittir.	22
Şekil 3.6: Flat orderında süreklilik noktalarının belirlenmesi.	23
Şekil 3.7: Flat orderında belirlenen süreklilik noktalarından kübik spline fiti geçirilmesi.	24
Şekil 3.8: Normalize edilen flat orderı.	24
Şekil 3.9: Yıldız tayfının flate bölünmesi işlemi. Açıklama için metine bakınız.	25
Şekil 3.10: Yıldız tayfında süreklilik noktalarının belirlenmesi.	26

Şekil 3.11: Yıldız tayfında belirlenen noktalardan fit geçirilmesi.	26
Şekil 3.12: Süreklilik geçirilip normalize edilen yıldız tayfına ait bir order.	27
Şekil 3.13: Teorik Büyüme Eğrisi grafiği. Şekilde alt panelde bir çizginin şiddeti (dolayısıyla eşdeğer genişliği) değiştikçe çizgi profilinin nasıl değiştiği zayıf çizgilerden (1) şiddetli çizgilere (2) doğru görülmektedir. Üst panelde ise eşdeğer genişliğin değişimi ($\log W/\lambda$) ile ilgili elemente ait bolluğun ($\log A$) değişimi gösterilmektedir. Bu değişim kollar üzerinde orantısal olarak belirlenmiştir. Üst paneldeki eğrinin üzerindeki içi boş noktalar alt paneldeki çizgi profillerine karşılık gelmektedir [64].	30
Şekil 3.14: Çizgi derinlik oranı yöntemi için seçilen iki çizginin dört farklı yıldız tayfındaki davranışı. Aynı yüzey çekim ivmesi için azalan sıcaklık ile birlikte vanadyum çizgisinin derinliği, demir çizgisinin derinliğinden daha hızlı büyümektedir. Bu davranış çizgi derinlik oranı ile sıcaklık tayininin temelini oluşturur [69].	34
Şekil 3.15: 6251 Å VI çizgisinin çizgi derinliği ölçümü.	35
Şekil 3.16: 6252 Å FeI çizgisinin çizgi derinliği ölçümü.	35
Şekil 3.17: Çizgi tanısı amacıyla sentetik tayfin gözlemsel tayf ile karşılaştırılması. Şekilde siyah çizgiler gözlemsel tayfı, kırmızı çizgiler sentetik tayfı göstermektedir. Çizgilerin ait oldukları elementler atom numaraları ve iyonizasyon halleri ile gösterilmiştir.	38
Şekil 3.18: Tellürik çizgi tayfinin (kırmızı çizgiler) gözlemsel tayf (siyah çizgiler) ile karşılaştırılması.	38
Şekil 3.19: Çizgi seçiminde kullanılmayan bir dalgaboyu aralığı. 4247 – 4316 Å (66.order).	39
Şekil 3.20: Çizgi seçiminde kullanılan bir dalgaboyu aralığı. 5945 – 6043 Å (34.order).	40
Şekil 3.21: Güneş tayfı üzerinde 5782 Å Cu I çizgisi için $\log gf$ değerinin test edilmesi.	41
Şekil 3.22: 46 LMi için demir elementinin bolluğunun ve atmosferik parametrelerin nihai hallerinin tayini. Grafiklerde mavi noktalar Fe I çizgilerini, kırmızı noktalar Fe II çizgilerini temsil etmektedir.	48
Şekil 3.23: Güneş tayfında 6189 Å Co I çizgisine aşırı ince yapının etkisi.	51
Şekil 3.24: Tayf sentezi yöntemi ile Sc elementinin bolluk tayini.	52
Şekil 4.1: Eşdeğer genişlik yöntemi ile elde edilen element bolluklarının analiz sonuçları.	59
Şekil 4.2: Tayf sentezi yöntemi ile hesaplanan elementlerin bolluk analizleri.	62

Şekil 4.3: Karbon izotop oranı tayini.	68
Şekil 4.4: Lityum bolluğu tayini.	69
Şekil 4.5: 46 LMi için evrim yolu hesapları.	71
Şekil 4.6: 46 LMi'nin H – R diyagramı üzerindeki konumunun yakından görünüşü. Yıldızın konumu “.” işareti ile gösterilmiştir. Toplam ışınlam gücü tümseğinin yeri ok işareti ile gösterilmiştir.	72
Şekil 4.7: 46 LMi için yaş tayini.	73
Şekil 5.1: 46 LMi'nin element bolluk değerlerinin Güneş bollukları ile karşılaştırılması.	76
Şekil 5.2: 46 LMi bolluk analizi sonuçlarının alan yıldızları ile karşılaştırılması.	77

TABLO LİSTESİ

Sayfa No

Tablo 1.1: 46 LMi yıldızının temel parametreleri.	4
Tablo 1.2: 46 LMi yıldızı için literatürde verilen, kütle, yarıçap, toplam ışıyım gücü ve yaş değerleri.....	5
Tablo 3.1: Tayfin analiz için kullanılan orderları ve dalgaboyu aralıkları.	28
Tablo 3.2: Bolluk analizinde kullanılan çizgi listesi.	41
Tablo 3.3: Oksijenin bolluk analizinde kullanılan çizgi listesi.	54
Tablo 4.1: Eşdeğer genişlik yöntemi ile bulunan bolluklar.	56
Tablo 4.2: HD 94264 (46LMi) yıldızının bolluk analizi sonuçları.	63
Tablo 4.3: Element bolluklarının atmosferik parametrelere olan duyarlılığı.	66
Tablo 5.1: Hesaplanan atmosferik parametrelerin literatür değerleri ile karşılaştırılması.	75
Tablo 5.2: Puzeras ve diğ.'nin [19] bolluk değerlerinin bu çalışma ile karşılaştırılması.	78
Tablo 5.3: Buber ve King'in [20] bolluk değerlerinin bu çalışma ile karşılaştırılması.	79
Tablo 5.4: McWilliam'ın [16] bolluk değerlerinin bu çalışma ile karşılaştırılması.	80
Tablo 5.5: Thevenin'in [17] bolluk değerlerinin bu çalışma ile karşılaştırılması.	81

SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ

Simgeler	Açıklama
Å	: Angström
B-V	: B-V renk indeksi
DEC	: Dik açıklık (Declination)
f	: Osilatör şiddeti
g	: İstatistiksel ağırlık
g	: Yüzey çekim ivmesi
K	: Kelvin
L	: Toplam ışıyım gücü (Lüminozite)
L ₀	: Güneş'in toplam ışıyım gücü, 3.84×10^{33} ergsn ⁻¹
M	: Kütle
M ₀	: Güneş'in kütlesi, 1.99×10^{33} gr
M _v	: Mutlak parlaklık
R	: Yarıçap
R ₀	: Güneş'in yarıçapı, 6.96×10^5 km
RA	: Sağ açıklık (Right Ascension)
T _{eff}	: Etkin sıcaklık
V	: Görsel parlaklık
W _λ	: Eşdeğer genişlik
χ	: Uyarılma (eksitasyon) potansiyeli
λ	: Dalgaboyu
ξ	: Mikrotürbülans hızı
π	: Paralaks
ε(X)	: X elementinin bolluk değeri
[X/Y]	: X elementinin Y elementine oranla, Güneş'e göre logaritmik bolluk değeri
III	: Dev yıldız
IV	: Alt dev yıldız

Kısaltmalar	Açıklama
AGB	: Asimptotik Dev Kolu (Asymptotic Giant Branch)
CCD	: Şarj Eşleştirmeli Cihaz (Charge Coupled Device)
CNO Çevrimi	: Karbon Azot Oksijen çevrimi (Carbon Nitrogen Oxygen Cycle)
HB	: Yatay Kol (Horizontal Branch)
HD	: Henry Draper Kataloğu
HIP	: Hipparcos Kataloğu
HR	: Harvard Revize Fotometri Kataloğu
H-R Diyagramı	: Hertzsprung – Russell Diyagramı
IRAF	: Görüntü İndirgeme ve Analiz Programı (Image Reduction and Analysis Facility)
LTE	: Yerel Termodinamik Denge hali (Local Thermodynamic Equilibrium)
NLTE	: Yerel Termodinamik Denge Olmayan hal (Non-Local Thermodynamic Equilibrium)
RC	: Kırmızı Öbek (Red Clump)
RGB	: Kırmızı Dev Kolu (Red Giant Branch)
RTT 150	: Rus – Türk Teleskobu, 150 cm ayna çaplı
TUG	: TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi
VALD	: Vienna Atomik Veri Tabanı (Vienna Atomic Data Base)

ÖZET

DOKTORA TEZİ

KIRMIZI ÖBEK ADAYI HD 94264 (46 LMi) YILDIZININ ELEMENT BOLLUK ANALİZİ

Betül CİVELEKLER

İstanbul Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman : Dr. Öğr. Üyesi M. Taşkın ÇAY

Bu tez çalışmasında HD 94264 (46 LMi) yıldızının TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi’den (TUG) elde edilmiş yüksek çözünürlüklü ($R = 40000$) ve yüksek sinyal/gürültü oranına ($S/N \geq 100$) sahip tayfları kullanılarak detaylı kimyasal bolluk analizi yapılmıştır.

Yıldızın atmosferik parametreleri (etkin sıcaklık (T_{eff}), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve mikrotürbülans hızı (ξ)) demir çizgilerinin eşdeğer genişliklerinden itibaren, uyarılma (eksitasyon) ve iyonizasyon dengeleri kurularak tayin edilmiştir. $T_{\text{eff}} = (4770 \pm 70)$ K, $\log g = 2.55 \pm 0.15$, mikrotürbülans hızı (ξ) = (1.31 ± 0.06) km/sn olarak belirlenmiş ve demir bolluğu $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.14 \pm 0.03$ olarak hesaplanmıştır.

Aşırı ince yapı ve izotopik kaymalar da dikkate alınarak, eşdeğer genişlik ya da tayf sentezi yöntemleri ile hafif tek atom numaralı elementler (Na, Al), alfa elementleri (Ti, Si, Mg, Ca), demir grubu elementleri (Sc, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn) ve s-elementleri (yavaş nötron yakalama elementleri) (Sr, Y, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr, Nd) için kimyasal bolluklar tayin edilmiştir.

Ayrıca yıldızın evrim durumu ile ilişkili olan p-elementleri (proton yakalama elementleri) LiCNO element bollukları ve $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı belirlenmiştir. Lityum bolluğu $6707 \text{ \AA}$ rezonans çizgisinden, oksijen bolluğu $6300 \text{ \AA}$ de bulunan yasak [OI] çizgisinden elde edilmiştir. Karbon bolluğu $5085 - 5087 \text{ \AA}$ dalgaboyu aralığında bulunan C_2 Swan bandının $5086.2 \text{ \AA}$

molekül çizgisinden, azot bolluğu 7980 – 8130 Å dalgaboyu aralığında bulunan CN bandı bölgesindeki 7995 Å molekül çizgisinden, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı 8002 – 8007 Å dalgaboyu bölgesinde bulunan $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ ve $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ moleküler çizgilerinden hesaplanmıştır. Elde edilen LiCNO bollukları ve $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı değerlendirilerek, yıldızın evrim durumu tartışılmıştır. Evrim yolu modelleri ve eş yaş eğrilerinden itibaren yıldızın kütlesi ve yaşı tespit edilmiştir.

Bu tez çalışmasında HD 94264 yıldızı için 28 tane elementin kimyasal bolluk analizi yapılmıştır. Bu elementlerden 8 tanesi (C, N, Cu, Zn, Mo, Ba, Ce ve Pr) için ilk kez bolluk değerleri verilerek literatüre kazandırılmıştır.

Bu çalışma, TUG'dan gözlemlenerek detaylı kimyasal bolluk analizi yapılan ilk geç tayf türü yıldız çalışmasıdır.

Mart 2022, 119 sayfa.

Anahtar kelimeler: Yıldız Atmosferleri, Kimyasal Bolluklar, Kırmızı Dev Yıldızlar, Kırmızı Öbek Yıldızları, HD 94264 (46 LMi).

SUMMARY

Ph.D. THESIS

ELEMENTAL ABUNDANCE ANALYSIS OF RED CLUMP CANDIDATE STAR HD 94264 (46 LMi)

Betül CİVELEKLER

İstanbul University

Institute of Graduate Studies in Sciences

Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor : Assist. Prof. Dr. M. Taşkın ÇAY

In this thesis, detailed chemical abundance analysis of HD 94264 (46 LMi) was performed using high resolution ($R = 40000$) and high signal to noise ratio ($S/N \geq 100$) spectra obtained from TUBITAK National Observatory (TUG).

Atmospheric parameters of the star (effective temperature (T_{eff}), surface gravity ($\log g$) and microturbulence velocity (ξ)) were estimated by measuring the equivalent widths and establishing excitation and ionization balances of the iron lines, and they are found to be $T_{\text{eff}} = (4770 \pm 70)$ K, $\log g = 2.55 \pm 0.15$, microturbulence velocity (ξ) = (1.31 ± 0.06) km/s, while iron abundance $[\text{Fe}/\text{H}]$ was calculated as -0.14 ± 0.03 .

Chemical abundances of odd atomic numbered light elements (Na, Al), alpha elements (Ti, Si, Mg, Ca), iron group elements (Sc, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn) and s – elements (slow neutron capture elements) (Sr, Y, Zr, Mo, Ba, La, Ce, Pr, Nd) were determined and hyperfine structures and isotopic shiftings were taken into account in the calculations.

In addition, abundances of LiCNO which are p – elements (proton capture elements) and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ isotope ratio which both are associated with the evolution of the star, were determined. The lithium abundance was obtained from the 6707 Å resonance line, and the oxygen abundance was obtained from the forbidden [O I] line at 6300 Å. The carbon abundance,

nitrogen abundance and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ isotope ratio were calculated from 5086.2 Å molecular line of the C₂ Swan band which covers the wavelength range of 5085 – 5087 Å, 7995 Å molecular line which is located in the CN band region covering the wavelength range of 7980 – 8130 Å, and $^{12}\text{C}^{14}\text{N}$ and $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ molecular lines which are present in the 8002 – 8007 Å wavelength region, respectively. By evaluating the obtained LiCNO abundances and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ isotope ratio, the evolutionary status of the star was discussed. The mass and age of the star have been determined from evolutionary track models and isochrones.

In this thesis study, chemical abundance analysis of HD 94264 were performed for 28 elements, for the 8 of those elements (C, N, Cu, Zn, Mo, Ba, Ce and Pr) abundances were given for the first time and brought to the literature.

This is the first chemical abundance analysis study of a late type star which is observed at TUG.

March 2022, 119 pages.

Keywords: Stellar Atmospheres, Chemical Abundances, Red Giant Stars, Red Clump Stars, HD 94264 (46 LMi).

1. GİRİŞ

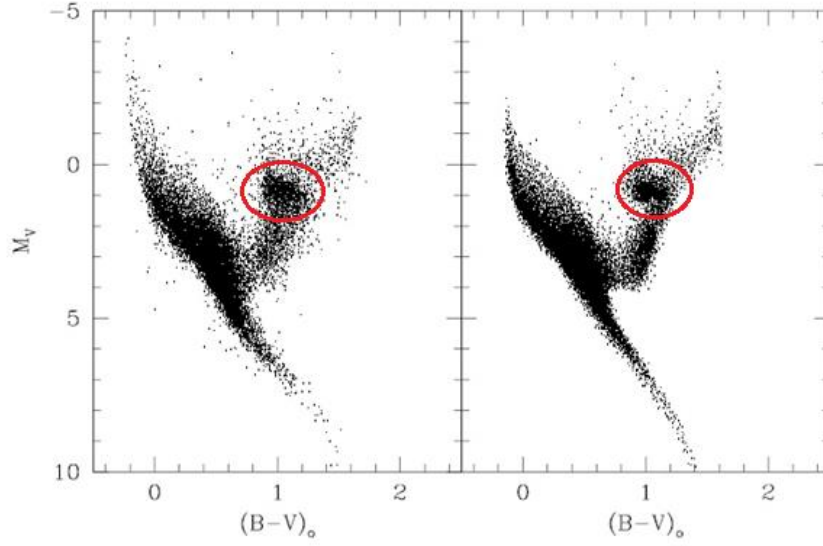
Farklı evrim aşamalarında ve farklı popülasyon tiplerinden yıldızların yüksek çözünürlüklü tayfları ve tayfsal yöntemler kullanılarak yapılan kimyasal kompozisyon analizleri, yıldız kümelerinin oluşumu, galaksimizin kimyasal kompozisyonu ve kimyasal kompozisyon geçmişini öğrenmek ve yıldızların iç yapılarında meydana gelen nükleer reaksiyonlar ile materyal taşınım mekanizmaları gibi astrofiziğin temel problemlerini anlamak açısından gereklidir. Bu hedeflere yönelik olarak açıktır ki, yıldız atmosferlerinin detaylı ve güvenilir kimyasal bolluk analizleri büyük önem taşımaktadır.

Yıldızların evrimsel süreçleri ve bu süreçlerde yıldızlarda meydana gelen nükleer reaksiyonlar, yıldızların oluşum anındaki kütlelerine bağlıdır. Farklı başlangıç kütlelerine sahip yıldızlar farklı evrimsel süreçler geçirirler. Bu süreçler boyunca gerek yıldız rüzgârları ile gerekse süpernova patlamaları ile yıldız maddesi yıldızlararası ortama dağılarak buraları zenginleştirir. Zenginleşen bu yıldızlararası ortam, galaksi boyunca farklı kimyasal kompozisyonlara sahip yıldızların meydana gelmesine sebep olur.

Düşük kütleli ($M_* \leq 2.3 M_\odot$ den küçük kütleli – kesin değer yıldızın başlangıç kimyasal kompozisyonuna bağlı) yıldızların yaşam süreleri galaksimizin yaşı ile karşılaştırılabilir uzunluktadır. Anakol evresinde atmosferlerindeki kimyasal kompozisyonun ilk hali korunduğundan bu yıldızlar oluştukları andaki galaktik materyal hakkında bilgi verirler. Yani, farklı yaşlardaki düşük kütleli yıldızların bolluk analizi, galaksimizin kimyasal evrim sürecini anlamamıza olanak sağlar.

Düşük kütleli yıldızlar Hertzsprung – Russell (H-R) diyagramı üzerinde anakoldan ayrıldıktan sonra kırmızı devler koluna (Red Giant Branch – RGB) yükselmeden hemen önce bir konveksiyonel karışım süreci geçirirler. Bu aşamada, nükleer reaksiyonların meydana geldiği iç kısımlardaki madde yıldız atmosferine karışarak lityum (Li), karbon (C) ve azot (N) elementlerinin bollukları ile C ve N elementlerinin izotop oranlarının değişmesine neden olur. Bu sebeple kırmızı dev yıldızlarının yüksek çözünürlüklü tayflarla yapılacak detaylı bolluk analizleri, evrimleşmiş düşük kütleli yıldızlarda iç kısımlarda meydana gelen nükleer reaksiyonlar ile atmosferin kimyasal kompozisyonunu etkileyen tırmıklama (dredge – up) ve ekstra karışım süreçlerinin anlaşılması için de gereklidir.

Düşük kütleli yıldızların renk – parlaklık diyagramlarına bakıldığında, devler kolundan sola doğru $0.8 < (B-V) < 1.2$; $0.5 < M_v < 1$ aralığında [1] yoğun ve kompakt bir “öbeklenme” görülür. Bu, çok belirgin ve karakteristik bir özelliktir. Şekil 1.1’de Hipparcos uydusunun gözlemsel verileri ve teorik modellemelerden itibaren elde edilen renk – parlaklık diyagramlarında yıldızların sergiledikleri bu öbeklenme açıkça görülmektedir. Bu bölgeyi oluşturan yıldızlara “kırmızı öbek” (Red Clump – RC) yıldızları adı verilir. Bu yıldızlar renk – parlaklık diyagramlarında devler koluna ilk kez yükselmekte olan yıldızlar ($0.7 < (B-V) < 1.6$; $-2 < M_v < 4$) [1] ile aynı bölgede görüldüklerinden fotometrik olarak bu iki grup yıldızın ayrımlarının yapılması oldukça zordur. Tayfsal yöntem ile de bu ayrımı yapabilmenin kesin bir yolu olmamakla birlikte, yıldızların element bollukları ve karbon izotop oranları tayin edilerek, elde edilen sonuçlar ve evrim yolu modelleri ile yıldızın H-R diyagramı üzerindeki konumu belirlenerek bir yorum yapmak mümkün olabilir. Bu ayrımın yapılabilmesi çok önemlidir, çünkü düşük kütleli yıldızlar çekirdeklerinde helyum (He) yanması evresinden hemen önce benzer çekirdek kütlelerine ($\sim 0.45 M_{\odot}$) sahip olduklarından benzer toplam ışıyım güçlerine (lüminozitelere) de sahiptirler ve bunun sonucu olarak mutlak parlaklıkları sabite yakındır. Bu sebeple kırmızı öbek yıldızları uzaklık tayininde kullanılırlar.



Şekil 1.1: Kırmızı öbek yıldızlarının renk – parlaklık diyagramı üzerindeki konumu [2]. Sol panel Hipparcos uydusu verilerinden itibaren elde edilen renk – parlaklık diyagramı. Sağ panel teorik verilerden itibaren yapılan modelleme ile elde edilen renk – parlaklık diyagramı. Kırmızı daire içinde gösterilen alan “kırmızı öbek yıldızlarını” göstermektedir. Görüldüğü üzere gözlemsel veri ile teorik veri uyum içindedir.

Kırmızı öbek yıldızları terimini ilk kez Canon 1970 [3] yılında yaşlı açık kümeler üzerine yaptığı çalışmada kullanmıştır. Ayrıca bu yıldızların, düşük kütleli yıldızların kırmızı devler sonrası evriminin bir sonucu olduğunu ve renk – parlaklık diyagramında görülen öbeklenmenin gerçek bir olgu olduğunu söyleyerek, bu yıldızların bulundukları kümelerin kızarma ve uzaklık tayininde kullanılabileceğini de teklif etmiştir. Bu tarihten sonra literatürde doğrudan bu yıldızlar üzerinde oldukça az çalışma görülür [4]. Ancak Hipparcos uydusunun [5, 6] sağladığı yüksek hassasiyete sahip paralaks ölçümleri ile birlikte özellikle kümelerde bulunan kırmızı dev kolu yıldızları üzerine yapılan çalışmalar artmıştır (örneğin [2], [7], [8], [9], [10]).

Kırmızı öbek yıldızlarının kümelerde teşhis edilmeleri ve bolluk analizleri üzerine çalışmalar literatürde hızla artarken, alan yıldızları için hala yeterli çalışma mevcut değildir. Bu sebeple bu tez çalışmasında, Tycho – 2 Kırmızı Öbek Adayı Yıldız Kataloğu’ndan [11] (A Catalogue of Candidate Red Clump Stars in the Tycho – 2) TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi’nden (TUG) gözlemi yapılabilecek yeterli parlaklığa sahip tek yıldız olan HD 94264 (46 LMi) K0 III-IV yıldızı seçilerek, yıldızın ilk kez detaylı bolluk analizi yapılmıştır. Ayrıca karbon izotop oranları

($^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$) belirlenerek, fotometrik yöntemle kırmızı öbek adayı olarak belirlenen yıldızın tayfsal yöntem kullanılarak evrimsel durumu tartışılmıştır. Böylece yıldızın bir kırmızı öbek yıldızı mı yoksa H – R diyagramı üzerinde kırmızı devler koluna yükselme aşamasında olup renk ve parlaklık açısından kırmızı öbek yıldızları bölgesinin yakınında bulunan bir yıldız mı olduğu sorusuna cevap verilmiştir.

Bu tez çalışmasında kimyasal bolluk analizi yapılan yıldız, TUG'dan gözlemi yapılarak detaylı bolluk analizi yapılan ilk geç tip yıldızdır.

1.1. HD 94264 (46 LMi)

46 LMi (HD 94264, HR 4247, HIP 53229) yıldızının tayf tipi K0, toplam ışıyım gücü (lüminozite) sınıfı III-IV [12] olarak verilmektedir. Yıldıza ait temel parametreler Tablo 1.1' de verilmiştir.

Tablo 1.1: 46 LMi yıldızının temel parametreleri.

Parametre	HD 94264	Referans
Görsel parlaklık (V)	3 ^m .83	[13]
Paralaks π (mas)	33.40 $\pm$ 0.78	[5, 6]
RA (2000)	10 53 18. 70	SİMBAD ¹
DEC (2000)	+34 12 53.54	SİMBAD
B – V	1.04 $\pm$ 0.007	[5, 6]
V Sin i	1.81 km/sn	[115]

Literatürde yıldıza ait ilk bilgi 1908 yılında F. Küstner [14] tarafından yapılan 99 tane yıldızın radyal hız ölçümlerinin verildiği çalışmada yer alır. Bu tarihten sonra yapılan çalışmalar genellikle radyal hız ölçümü, tayf sınıfı ve toplam ışıyım gücü sınıfı belirleme üzerinedir. Yıldız

¹ SIMBAD Astronomical Database – CDS (Strasbourg), <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/> [Ziyaret tarihi: 14 Şubat 2022]

hakkındaki ilk etkin sıcaklık (T_{eff}), yüzey çekim ivmesi ($\log g$), mikrotürbülans hızı (ξ) ve $[\text{Fe}/\text{H}]$ değerleri veren çalışma 1966 yılında Cayrel de Strobel [15] tarafından yapılmıştır. Bu çalışmaya göre $T_{\text{eff}} = 4710$ K, $\log g = 2.50$, $\xi = 1.80$ km/sn ve $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.16$ dır. Yıldızın kimyasal bolluk analizi üzerine literatürde az sayıda çalışma olup, bu çalışmalar ([16], [17], [18], [19], [20]) yıldızda görülebilen tüm elementlerin detaylı bolluk analizinden ziyade, belirli element (örneğin sadece oksijen elementinin bolluğu gibi) ya da element grupları (örneğin sadece bazı demir grubu elementleri ya da sadece bazı alfa elementleri gibi) üzerine yapılmış çalışmalardır. Literatürdeki bu çalışmaların bu tez çalışması ile karşılaştırılması, tezin 5. bölümü olan Tartışma ve Sonuç kısmında yapılmıştır.

Buber ve King [20] Wolf 630 hareketli grubu üzerine yaptıkları çalışmalarında 46 LMi'nin grup üyeliğini incelemiş ancak kesin bir sonuca varamamışlardır. Bununla birlikte grubun yaşından itibaren yıldızın yaşını (2.7 ± 0.5) milyar yıl olarak vermiştir. Frandsen ve diğ. [21] astrosismik yöntem ile 46 LMi üzerine yaptığı çalışmalarında yıldızın yaşının (8.2 ± 1.9) milyar yıl olduğunu ve Wolf 630 hareketli grubunun bir üyesi olmadığını söylemişlerdir.

Tablo 1.2'de literatürde 46 LMi için verilen kütle, yarıçap, toplam ışıyım gücü ve yaş değerleri görülmektedir.

Tablo 1.2: 46 LMi yıldızı için literatürde verilen, kütle, yarıçap, toplam ışıyım gücü ve yaş değerleri.

Kütle ($M/M_{\odot}$)	Yarıçap ($R/R_{\odot}$)	Toplam Işıyım Gücü ($L/L_{\odot}$)	Yaş (Milyar Yıl)	Referans
2.243 ± 0.122	8.282 ± 0.414			[22]
1.09 ± 0.04	7.95 ± 0.11	27.42 ± 1.38	8.2 ± 1.9	[21]
1.35 ± 0.21	8.16 ± 0.14	29.9 ± 0.5	6.75 ± 2.74	[23]
1.326 ± 1.119			3.62 ± 3.10	[24]
	8.22 ± 0.22			[25]
			2.7 ± 0.5	[20]
2.00				[26]
		35.48		[27]

2. GENEL KISIMLAR

Kırmızı dev yıldızlar, genişlemiş konvektif zarflarıyla birlikte gözlemsel renk – parlaklık diyagramlarının parlak, kırmızı tarafında bulunmakta olup, yaşlı ve orta yaşlı galaktik ve ekstragalaktik yıldız popülasyonlarının evrimini anlamamızda temel bir rol oynarlar. Kırmızı dev yıldızları; tek – kabuk yanması olan Kırmızı Dev Kolu (RGB) yıldızları, çekirdeğinde helyum (He) yanan Kırmızı Öbek Yıldızları (RC) ve iki – kabuk yanması aşamasında olan Asimptotik Dev Kolu (Asymptotic Giant Branch – AGB) yıldızları olmak üzere üç alt gruba ayırabiliriz [28].

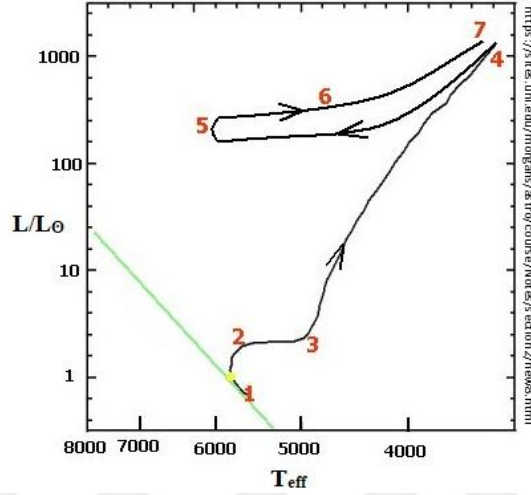
Bu tez çalışmasında analizi yapılan yıldızın bir kırmızı öbek yıldızı adayı olması sebebi ile burada sadece kırmızı devler kolu ve kırmızı öbek yıldızları tartışılmaktadır. Asimptotik kırmızı devler bu tez çalışması konusunun dışındadır.

2.1. DÜŞÜK KÜTLELİ YILDIZLARIN ANAKOL SONRASI KIRMIZI DEVLER KOLUNA YÜKSELİŞ EVRİMİNE GENEL BİR BAKIŞ²

Anakol evresindeki bir yıldızın çekirdeğindeki hidrojenin (H) helyuma p – p (proton – proton) reaksiyonları ile dönüşümü, yıldızın kırmızı dev evresine doğru gitmesine neden olur. Yaklaşık 10^7 K sıcaklıkta oluşan bir He çekirdeği için dört proton harcanır. Gaz basıncı, o gazın içerdiği taneciklerin sayısı ile orantılı ($P \propto NkT$) olduğundan, çekirdek basıncı çekirdeğin etrafındaki zarfı destekleyemez hale gelir ve bu durumda çekirdek sürekli sıkışarak, hidrojen helyuma dönüştükçe, çökmeye başlar. Çekirdekte yanma devam ettiğinden, çekirdeğin moleküler ağırlığı (μ) zamana göre artar ki bu da çekirdek yoğunluğunun artması demektir. Buna karşılık çekirdeğin kütlesi sabit kalır. Çünkü dört protonun yakılması ile oluşan helyumun kütlesi, dört protonun toplam kütesinden bir miktar daha azdır ve bu fark ihmal edilebilir bir miktardır. Böylece artan çekirdek yoğunluğu ve zamana göre sabit kalan bir çekirdek kütlesi sonucunda, çekirdeğin büzülüp çökmesiyle açığa çıkan kütleçekimsel (gravitasyonel) enerji, devam etmekte olan hidrojen yanmasının oluşturduğu nükleer ışınlamaya ek bir ışınlamaya gücü sağlar. Işınlamaya gücü artışı ile birlikte artan sıcaklık gradyenti sonucunda çekirdeğin dışındaki zarf genişlemeye başlar. Ancak zarfın genişliyor olması sebebi ile yıldızın sıcaklığı artmaz ve yıldız

² Bu kısımda anlatılan konular Physics of Stellar Evolution and Cosmology [29] kitabı referans alınarak yazılmıştır.

H – R diyagramı üzerinde anakoldan yukarıya doğru hareket eder. Bu durum Şekil 2.1’de (1 – 2) arasındaki yola karşılık gelir.



Şekil 2.1: Düşük kütleli yıldızların anakoldan (yeşil çizgi) ayrılıp kırmızı dev kolu ve sonrasına evrimini gösteren genel bir evrim yolu şeması. Grafik üzerindeki noktalar metin içinde açıklanmıştır.

Çekirdekteki tüm hidrojen helyuma dönüştüğünde, buradaki sıcaklık helyum yanmasını başlatmak için henüz yeterince yüksek değildir. Bu sebeple, çekirdek artık enerji üretmez ve izotermal hale gelir. Bu durum H – R diyagramı diyagramında yıldızın evrim yolu üzerinde “dönme noktası” (turn – off point) olarak adlandırılan bir noktaya (bakınız Şekil 2.1’deki (2) noktası) karşılık gelir.

İzotermal hale gelen çekirdek etrafındaki zarfı destekleyemediğinden yıldız büzülür. Bu durumda açığa çıkan kütleçekimsel enerji ile çekirdeğin hemen dışında sıcaklık giderek yükselir ve ince bir kabukta (kalınlığı $0.1 M_{\odot}$ mertebesinde) hidrojen yanması CN çevrimi reaksiyonları ile başlar. Böylece yıldız tekrar bir ışıyım gücü kaynağına sahip olmuş olur. Hidrojen yanan kabuktan içeri doğru olan radyasyon çekirdeğin daha da sıkışmasına neden olurken, dışarı doğru olan radyasyon zarfın genişlemesine neden olur. Genişleyen zarfla birlikte azalan yüzey sıcaklığı ve artan yarıçaptan dolayı ($L \propto R^2 T^4$) toplam ışıyım gücü sabit kalma eğilimi gösterir. Bu durumda yıldız H – R diyagramı üzerinde sağa doğru keskin bir dönüş

gösterir ve yatay olarak hareket eder (bakınız Şekil 2.1’de (2 -3) arası). Bu aşamada konvektif zarf aşamalı olarak derinleşir ve hidrojen yanan kabuk $0.001 M_{\odot}$ lik kalınlığa kadar daralır [30]. Kabukta hidrojen yanması sürerken, helyum çekirdek giderek daha da sıkışıp ısınmaktadır. Böylece çekirdekteki elektronlar yozlaşmaya (dejenerasyon) başlar.

Bu esnada yıldızın yüzeyinde ve yüzeyin hemen altında sıcaklık hidrojeni iyonize etmek için yeterince yüksek değildir. Yıldızın derinlerine doğru sıcaklığın yaklaşık 30.000 K olduğu tabakalar, iyonize hidrojen ile iyonize olmamış hidrojen arasında sınır teşkil ederler. Yüzey sıcaklığının azalmaya devam etmesi ile birlikte, bu tabakalar arasındaki adyabatik denge hali bozulur ve sınır tabakası ile yüzey arasında konveksiyon başlar. Konvektif bölgenin sürekli derinleşmesinden dolayı, konvektif zarfın alt sınırı, merkezi H-yanma evresi boyunca CN reaksiyonları ile kimyasal olarak işlenen bölgelere girer; bu materyal neredeyse anında zarf boyunca karıştırılır [30]. Bu olay “birinci tırmıklama – first dredge-up” olarak isimlendirilir. Birinci tırmıklama ile birlikte bu evreye kadar yüzey bollukları değişmeyen özellikle karbon ve azotun bolluk değerleri değişir. ^{12}C izotopunun yüzey bolluk değeri azalırken, ^{13}C ve ^{14}N izotoplarının bolluk değerleri artar. Sonuç olarak, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı ile $^{12}\text{C}/^{14}\text{N}$ izotop oranı azalır [31]. Lityumun yüzey bolluk değeri yıldızdan yıldızla göre değişmekle birlikte anakol sonrası kırmızı dev evresi evrimi boyunca azaldığı görülür ancak bazı kırmızı dev yıldızlarının aşırı lityum bolluğu sergilediği de görülmektedir (örneğin [32], [33], [34]). Konveksiyon maksimum genişliğe RGB’nin hemen tabanında ulaşır ve bu andan itibaren alt konvektif sınır, hidrojen yanan kabuğun ürettiği helyum ile helyum çekirdeğinin sürekli büyümesi nedeniyle, yavaşça yüzeye doğru çekilir [30]. Konvektif akış, foton akışından çok daha hızlı olduğundan, toplam ışıyım gücü, 10^9 yıldan daha az bir sürede, 10^3 kat artar. Azalmakta olan yüzey sıcaklığı, yüzeye ulaşan enerji ile hemen hemen sabit hale gelir ve H – R diyagramı üzerinde yıldız keskin bir şekilde yukarı doğru çıkar (bakınız Şekil 2.1’de (3-4) arası). Bu esnada yüzey sıcaklığı 4000 K civarındadır. Yıldız bu evrede çok büyük ve kırmızıdır. Böylece yıldız artık bir “kırmızı dev” olmuştur. Konveksiyonun başlaması ile çekirdek daha da sıkışarak yozlaşma artar. Böylece yıldız yozlaşmış helyum çekirdeği ve çekirdeğin hemen üstünde hidrojen yanan bir tabaka ile H – R diyagramında kırmızı devler kolu üzerinde yükselir.

RGB evrimi süresince helyum çekirdeğin kütlesi, hidrojen yanan kabuğun He üretmesi sonucu, artar. Çekirdeğin yarıçapı pratikte sabit kaldığından, çekirdek yoğunluğu artar ve sonuçta ortaya çıkan kütleçekimsel enerji çekirdek sıcaklığını yükseltir. Buna ek olarak, çekirdek sıcaklığının

yükselmesine katkı sağlayan bir diğer faktör de hidrojen yanan kabuğun sıcaklığının sürekli artmasıdır. Yozlaşmış çekirdekten nötrino enerji kayıpları da evrim süresince artar. Bu durum her ne kadar çekirdek sıcaklığının sürekli artmasına engel olmasa da çekirdek kütlesi $\approx 0.30 M_{\odot}$ den büyük olduğunda çekirdeğin soğuması için yeterlidir. Bu yüzden maksimum sıcaklık yıldız merkezinde değil, ondan biraz uzaktadır [30].

Helyum çekirdeğin kütlesi $0.45 M_{\odot}$ civarına (kesin değer yıldızın toplam kütesine zayıf şekilde bağlıken, başlangıç kimyasal kompozisyonuna daha duyarlıdır) ulaştığında elektron yozlaşması nedeni ile tüm düşük kütleli yıldızlar, başlangıç kütesinden bağımsız olarak, yaklaşık aynı He – çekirdek kütesine sahip olurlar. Çekirdek yeterince ısındığında, 3α reaksiyon³ hızı sıcaklığa çok duyarlı ($\epsilon_{3\alpha} \propto T^{20-40}$) olduğu için, merkez dışında sıcaklığın maksimuma yakın olduğu yerde He yanması başlar. Bu esnada çekirdeğin yoğunluğu 10^6 gr/cm^3 ve sıcaklığı $8 \times 10^7 \text{ K}$ mertebesine ulaşır. Elektron yozlaşması koşullarında, gaz basıncı sıcaklığa bağlı değildir. Bu yüzden He yanmasının sebep olduğu yerel sıcaklık artışını hemen bir genişleme izlemez. Sonuç olarak, ilk başta çekirdek genişlemesi ile sınırlı olmayan yanma hızı daha da büyür ve “He – flash” olarak isimlendirilen bir termal kaçış ortaya çıkar. Bununla birlikte, He – flash sırasında, sıcaklık artışı yozlaşma derecesinin azalmasına sebep olur ve çekirdek genişlemesi başlar. Aynı zamanda, çekirdekteki enerji akısı önemli ölçüde arttığından konveksiyon başlar ve üretilen enerjiyi etkili bir biçimde dışarı taşır. Bu iki faktör He – flashın gücünü hafifletmeye katkıda bulunur. Böylece yıldızda bir patlama meydana gelmez [30]. Bu olay yıldızın RGB evresini sonlandırır (bakınız Şekil 2.1’deki (4) noktası). Bu olay özdeş çekirdek kütlelerinde meydana geldiğinden, yıldızın başlangıç kütlesi ve kimyasal kompozisyonundan bağımsız olarak, kırmızı dev kolunun maksimum toplam ışıyım gücü hemen hemen aynıdır [35].

Bundan sonra yıldız H – R diyagramı üzerinde konvektif çekirdekte sakin He yanmasının başladığı ve kabukta H yanmasının devam ettiği yer olan sıfır yaş yatay kol (zero age horizontal branch – ZAHB) konumuna gelir (bakınız Şekil 2.1’de (4 – 5) arası). Yıldızların yatay koldaki konumları metelisitelerine ve hidrojen yanan kabuğun kütesine bağlıdır. Metalce zengin yıldızlar için çekirdekte He – yanması, RGB ucunun (Şekil 2.1’deki (4) noktası) hemen hemen üç kadir altında RGB’ye yakın dar bir bölgede veya “öbek” ile sınırlıdır. Yani yıldızlar renk – parlaklık diyagramı üzerinde kırmızı dev koluna yakın bölgede belirgin bir öbeklenme

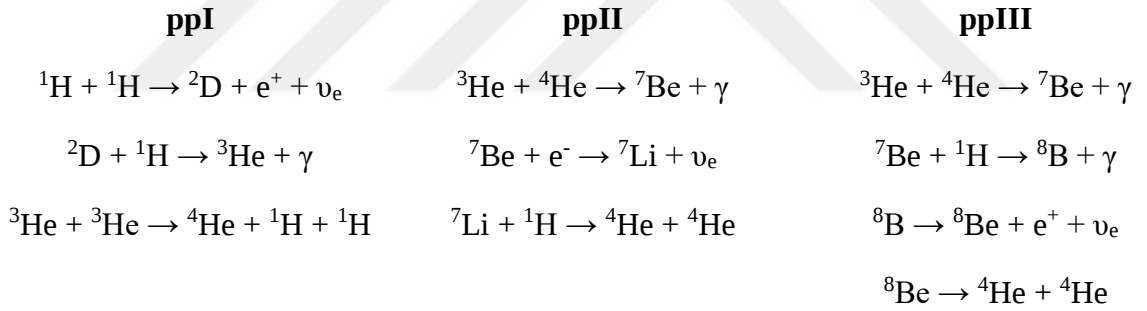
³ 3 alfa reaksiyonu: $4\text{He} + 4\text{He} \rightarrow {}^8\text{Be}$; ${}^8\text{Be} + 4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C} + \gamma$.

gösterirler ve kırmızı öbek yıldızlarını oluştururlar. Metalce fakir yıldızlar ise metalce zengin yıldızlar ile aynı toplam ışıyım gücüne sahip ancak daha geniş bir sıcaklık aralığında (yatay kolun mavi ucuna doğru) bulunurlar [35].

2.2. KIRMIZI DEV KOLU EVRESİ BOYUNCA KARBON İZOTOP ORANININ DEĞİŞİMİ

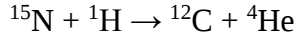
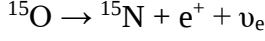
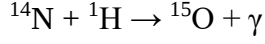
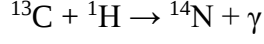
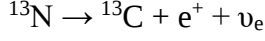
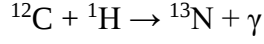
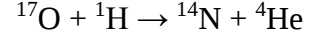
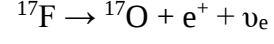
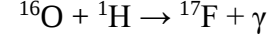
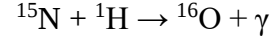
Anakol evresindeki yıldızların merkezinde hidrojen yanma mekanizması esasen dört protonun bir ^4He çekirdeğine dönüştüğü bir çekirdek füzyonudur. Hidrojen çekirdeklerinin füzyonu proton – proton zinciri (p – p zinciri) ve CNO çevrimi olmak üzere iki reaksiyon zinciri ile gerçekleşir. Bunlar genellikle eş zamanlı gerçekleşir ancak göreceli etkinlikleri toplam yıldız kütlesine bağlıdır.

Proton – proton zinciri üç aşamalı bir reaksiyondur.



Proton – proton zincirinde nükleer enerji üretiminin sıcaklığa olan duyarlılığı ortalama $\epsilon_{pp} \propto T^4$ olarak verilebilir.

CNO çevrimi, CN çevrimi ve NO çevrimi olmak üzere iki bağımsız çevrimin birleşimidir. Her iki çevrimin başlaması için bazı C, N veya O (oksijen) izotoplarının var olması gerekir. Bu çevrimler sırasında hem yok edilen hem de üretilen bu elementler katalizör görevi görürler [36].

CN Çevrimi**NO Çevrimi**

CN çevriminde C ve N izotopları katalizör görevi görür ve “ikincil elementler” olarak davranırlar. Bunun sonucu olarak, eğer ilgili izotop varsa çevrim hemen hemen herhangi bir reaksiyondan başlayabilir ve çevrim boyunca tam bir turda (loop) izotop harcanır ve yeniden üretilir. Sıcaklık yaklaşık 15×10^6 K olduğunda izotoplar bolluk dengelerine ulaşırlar. Bu durumda $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı $\sim 3 - 4$ tür (3 değeri [30], 4 değeri [31]).

NO çevrimi yalnızca $T \approx 20 \times 10^6$ K den daha büyük sıcaklıklarda etkili hale gelir.

CN çevrimi sonunda başlangıç değerine göre C bolluğu azalırken, N bolluğu artar. CNO çevrimi sonunda ise başlangıç değerlerine göre C bolluğu azalırken, N bolluğu artar, O bolluğu azalır [36].

Bütün CNO çevriminin sıcaklığa duyarlılığı, $T \approx 10 \times 10^6$ K iken $\epsilon_{\text{CNO}} \propto T^{18}$ dir. Bu da, kütlesi $\approx 1.3 M_{\odot}$ den daha küçük olan yıldızlarda sıcaklık $T \leq 15 \times 10^6$ K olduğunda p – p zinciri baskınken, daha büyük kütleli yıldızlarda daha yüksek sıcaklıklarda CNO çevrimi baskındır demektir [36].

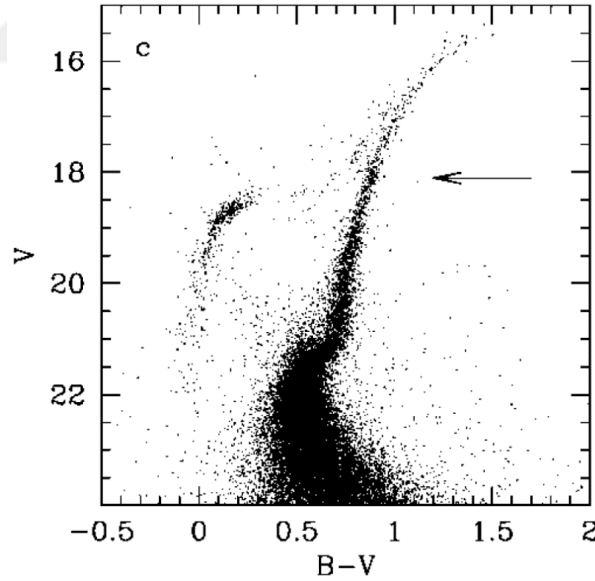
$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranının yıldız atmosferindeki değeri anakol boyunca sabittir. Düşük ve orta kütleli yıldızlarda kırmızı dev kolunun tabanında meydana gelen birinci tırmıklama olarak isimlendirilen karışım olayında, konvektif zarfın alt sınırı derinliği sıcaklığın en fazla $T \approx 2 \times 10^6$ K olan tabakalara doğru genişlediğinden, sadece helyum, lityum, karbon ve azot elementleri ve bunların izotopları karışımdan etkilenir. $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı anakoldaki 89 olan değerinden 20 – 30 civarına düşer [37, 38]. Bu değişim yıldızın başlangıç kütlesine ve metalisitesine bağlıdır. Charbonnel [31], konvektif zarfın derinliğinin aynı metalisite değeri için yıldızın

kütlesi arttıkça arttığını, aynı kütle değeri için azalan metalisite ile arttığını göstermiştir. Bu sebeple, farklı kütle ve metalisiteye sahip yıldızlar için yüzeye taşınan madde miktarı değişim göstermekle birlikte, yüzeyde görülen değerler belli bir aralıktadır. Charbonnel [31] düşük ve orta kütleli yıldızlar için ($1 \leq M/M_{\odot} \leq 7$) farklı metalisitelerde ($Z = 0.001, 0.004, 0.008, 0.020$ ve 0.040) hesapladığı teorik evrim yolları için $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranının beklenen birinci tırmıklama sonrası değerinin $18 - 26$ aralığında olduğunu söylemiştir. Keller ve diğ.[39] bu sonuçları doğrulamışlardır.

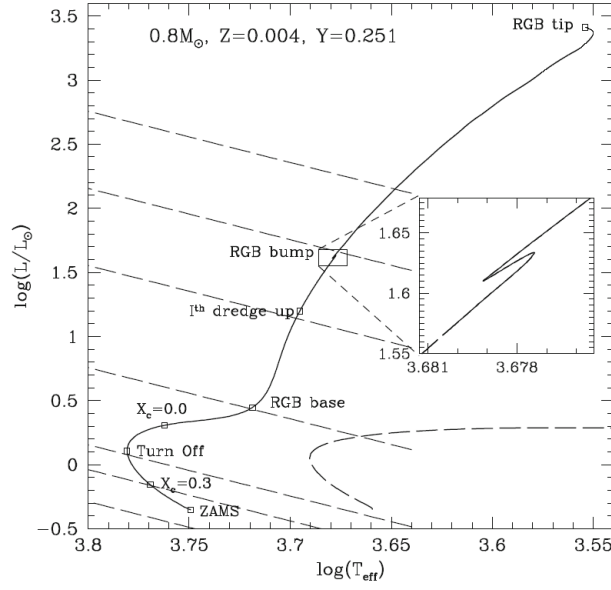
Standart evrim teorisine göre yıldızın iç tabakalarındaki karışım süreçleri için tek mekanizma konveksiyon olarak kabul edilir. Bu yüzden birinci tırmıklama, yıldızın anakol ve kırmızı dev kolu ucu arasındaki evrimi boyunca, olması beklenen tek karışım olayıdır. Bu olaydan sonra konvektif bölge ağır ağır geri çekilir ve yıldız asimptotik dev koluna ulaşana kadar başka karışım beklenmez. Bu sebeple, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı ve C/N oranı kırmızı dev yıldızlarındaki karışımların duyarlı göstergeleridir.

Literatürde pek çok çalışma açık ve küresel kümelerdeki dev yıldızlardan, alan yıldızlarına; metalce aşırı derecede fakir devlerden, ekstragalaktik sistemlere kadar (örneğin [27], [40], [39], [41], [8] ve buralardaki referanslar) kırmızı dev kolunun ucundaki yıldızların ve kırmızı öbek yıldızlarının karbon izotop değerlerinin teorik öngöründen oldukça düşük değerler ($^{12}\text{C}/^{13}\text{C} < 15$) sergilediğini göstermiştir. Bu durum, birinci tırmıklama ve helyum – flash arasında bir yerde ekstra karışımların meydana geldiğini işaret eder. Yapılan teorik ve gözlemsel çalışmalar bu ekstra karışımların düşük kütleli yıldızların renk – parlaklık diyagramlarında “toplam ışıyım gücü tümseği – lüminosity bump” olarak adlandırılan yerde meydana geldiğini göstermektedir [42]. Bahsedilen bu yer, birinci tırmıklamanın bitiminde H-yanan kabuğun dış konveksiyon bölgesinin meydana getirdiği H – bolluğu süreksizliğine ulaştığı aşamadır. Birinci tırmıklama aşamasının sona ermesinden sonra, konvektif zarf kimyasal bir süreksizlik bırakarak geri çekilmeye başlar; bunun sonucunda moleküler ağırlıkta meydana gelen değişiklik, daha fazla karışım olmasını önler (μ – bariyer olarak adlandırılır). Bununla birlikte kırmızı dev kolu boyunca çekirdeğin hemen üstündeki kabukta hidrojen yanmaya devam etmektedir ve kabuk dışarıya doğru genişlemektedir. Genişleyen kabuk, bu süreksizlik bölgesine ulaştığı an, μ – bariyeri etkin bir şekilde iptal olur ve bunun etkisi hidrojen yanan kabuğa anında taze hidrojen yakıtı eklenmesi olarak görülür. Bu durum yıldızın evriminde geçici bir yavaşlamaya sebep olur ve toplam ışıyım gücünde geçici bir düşme

görülür. Bu yavaşlama sebebi ile renk – parlaklık diyagramında yıldızların bu noktada yığılması söz konusu olur ve bu nedenle RGB toplam ışınım gücü tümseği olarak isimlendirilir [42]. Şekil 2.2’de NGC 5824 küresel kümesinin renk – parlaklık diyagramında bu tümseğin yeri açık olarak görülmektedir. H – yanan kabuk süreksizlik bölgesini geçer geçmez toplam ışınım gücü tekrar yükselir. Böylece H – R diyagramında RGB üzerinde bu toplam ışınım gücü aralığı üç kere geçilmiş olur. Bu da diferansiyel toplam ışınım gücü fonksiyonunda bir “tümseğe (bump)” sebep olur [36] (bakınız Şekil 2.3). Bundan sonra, konvektif zarf ve kabuğun yakın çevresinde moleküler ağırlık gradyenti olmadığından, sirkülasyon akımlarının başka bir karışım olayına yol açması mümkündür. Bu karışımları açıklamak için pek çok ekstra karışım süreci öngörülmüştür (örneğin dönme (rotasyon) sebebi ile meridyenel sirkülasyon modeli [43]; soğuk dip karışım süreci – cool bottom processing [44] ve buradaki referanslar; maksimal karışım yaklaşımı – maximal mixing approach [45]; thermohaline ekstra karışım modeli [31, 46, 47 ve buralardaki referanslar]).



Şekil 2.2: NGC 5824 küresel kümesinin renk – parlaklık diyagramı [48]. Toplam ışınım gücü tümseğinin yeri ok işareti ile gösterilmiştir.



Şekil 2.3: Düşük kütleli ($0.8 M_{\odot}$) yıldız için sıfır yaş anakol evresinden kırmızı dev kolu ucuna kadar olan evrim yolu modeli [49]. Şekilde toplam ışınım gücü tümseğinin yeri ve ayrıntılı görüntüsü verilmiştir. Birinci tırmıklama olayının yeri de işaretlenmiştir. İnce kesikli çizgiler aşağıdan yukarıya doğru sırası ile sabit yarıçapların $R/R_{\odot} = 0.6, 0.8, 1.0, 2.0, 5.0, 10$ ve 20 değerlerinin yerini temsil eder.

2.3. KIRMIZI DEV KOLUNDA LİTYUM ELEMENTİNİN BOLLUĞU

Lityum elementi, yıldız evriminin son derece hassas bir göstergesidir. Lityum bolluğunun belirlendiği lityum çizgileri sadece yeterince soğuk F – M tipi yıldızların tayflarında görülür. Bu çizgiler sıklıkla sadece en güçlü rezonans çizgisi olan Li I 6707.8 Å dir. Tipik olarak güneş komşuluğundaki genç anakol yıldızları için, yıldız atmosferindeki lityum bolluğu, başlangıçtaki değerine $(\log \epsilon(\text{Li})^4 = 3.2 \pm 0.1)$ göre önemli ölçüde azalır. Böyle bir azalma anakol evresinde meydana gelen, yıldız atmosferindeki maddelerin lityum atomlarının yok olduğu (lityum tükenmesi $\sim 2.5 \times 10^6$ K de başlar) daha derin ve daha sıcak bölgelere doğru inmesine sebep olan bir karışım ile açıklanabilir [50]. Yapılan model hesaplamaları anakol evresinde yıldızın çok sığ dış tabakalarında (kütlece %1 ya da %2 lik kısım) lityumun korunduğunu göstermiştir [51]. F, G ve K tipi dev ve süperdev yıldızlarda gözlenen daha dramatik lityum azalmasının sebebi ise birinci tırmıklama olayıdır. Yıldız kırmızı dev koluna ilk yükselme aşamasında iken

⁴ Bu değer kozmik, meteorik ya da yıldızlararası bolluk değeridir. Burada $\log \epsilon(X) = \log N_X/N_H + 12$, $\log \epsilon(H) = 12$.

meydana gelen bu kuvvetli konvektif karışım, yıldızın atmosferinin hemen altındaki tabakalarda kalan az miktardaki lityumu alıp daha derin ve sıcak bölgelere taşıyarak, bu elementin atmosferde gözlenen bolluğunun azalmasına neden olur. Anakoldaki lityum tükenmesinin yıldız kütlesi azaldıkça, arttığı görülür [51]. Verilen bir kütle için, artan metalisite ile birlikte tükenme artar [36].

Iben [52] güneş metalisiteli model hesaplamalarında kırmızı dev ucundaki lityum tükenmesinin $3M_{\odot}$ kütleli yıldızlarda 60 kat, $1 M_{\odot}$ kütleli yıldızlarda 28 kat [37, 53] olmasını öngörür. Yani güneş metalisitesine yakın metalisiteye sahip kırmızı dev yıldızlarda lityum bolluğunun $3M_{\odot}$ kütleli yıldızlarda $\log \epsilon(\text{Li}) \approx 1.3$; $1M_{\odot}$ kütleli yıldızlarda $\log \epsilon(\text{Li}) \approx 1.7$ olması beklenir. Oysa Güneş'in lityum bolluğu $\log \epsilon(\text{Li}) = 1.10 \pm 0.10$ [54] dur ve bu değer başlangıçtaki (meteorik değer) değerden 100 kat aşağıdadır. Güneş kırmızı dev koluna evrildiğinde lityum bolluğu Iben'in $1M_{\odot}$ kütleli model öngörüsünden 100 kat daha az olacaktır. Yani güneş için lityum bolluğunun $\log \epsilon(\text{Li}) \approx 1.7$ yerine $\log \epsilon(\text{Li}) \leq -0.3$ olması beklenir [32].

Bununla birlikte literatürde lityum zengini dev yıldızlar da mevcuttur. Bu yıldızlarda görülen $\log \epsilon(\text{Li}) \geq 1.5$ değerlerini (örneğin [32], [55], [56] ve buralardaki referanslar] açıklayabilmek için literatürde çeşitli mekanizmalar öne sürülmektedir [örneğin [57], [56], [58] ve buralardaki referanslar].

3. MALZEME VE YÖNTEM

Yıldız 29 – 30 Mart 2012 tarihlerinde TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi’nde bulunan RTT 150 teleskopu ile gözlemlenmiş ve Coude Echelle tayfölçeri ile toplam 10 adet tayf alınmıştır. Her bir tayf 3800 – 10000 Å dalgaboyu aralığında olup, çözümleme güçleri $R = 40000$ ve sinyal/gürültü oranları $(S/N) \geq 100$ ’dir.

3.1. YILDIZ TAYFLARININ İNDİRGENMESİ

3.1.1. Bias, Dark ve Flat İndirgeme Süreci

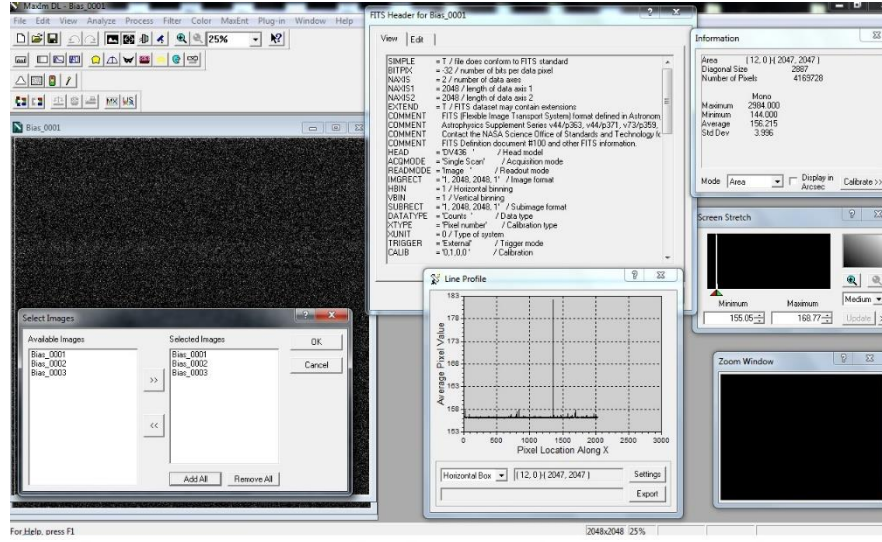
İndirgeme işleminin amacı, tayflar alınırken sistemin elektroniğinden, CCD’de ki (Charge Coupled Device – Şarj Eşleştirmeli Cihaz) yapısal bozukluklar ve kozmik ışıklardan kaynaklanan gürültüleri yıldızın tayfindan temizlemektir.

Alınan tayfların indirgenmesi Maxim DL [59] ve DECH 95 – Image Processing [60] programları ile yapılmıştır.

CDD’ler üzerlerine ışık düşmese bile sistemin elektroniği nedeni ile sinyal üretirler. Bu sinyal “Kara Akım” olarak bilinir ve her türlü gözlemsel görüntünün üzerinde bulunur.

Sıfır saniye poz süresince (minimum perde (shutter) hızı) CCD’nin ürettiği elektronik gürültüye “Bias” denir. Gözlem sırasında birden fazla bias görüntüsü alınır ve indirgeme işleminin ilk basamağı biasların birleştirilmesidir. İlk görüntüler alınırken sistem henüz kararlı hale gelmemiş olabilir. Bu sebeple, genel prosedür olarak alınan bias görüntüleri incelenerek herhangi bir yapısal değişimin olup olmadığına bakılır. Yapısal değişiklik gösterenler indirgeme işlemine alınmaz.

Yıldızın tayfinda bias indirgemesi yapmak için, Maxim DL programı kullanılarak gözlem gecesi alınan bias görüntüleri bir Süper Bias oluşturmak üzere birleştirildi (bakınız Şekil 3.1). Bu işlem yapılırken, alınan 20 adet biasın her birinin ortalama piksel değerlerine ve standart sapmalarına bakıldı. Standart sapması büyük olan üç adet bias görüntüsü işleme alınmadı. Geri kalan biaslar birleştirilerek daha küçük standart sapma değerine sahip Süper Bias elde edildi.



Şekil 3.1: Maxim DL programında bias görüntülerinin işlenmesi.

Zamana bağlı olarak kara akım değerinde artış gerçekleşir. Kara akım miktarının doğru bir şekilde belirlenebilmesi için, yıldızın tayfı alınırken kullanılan poz süresi ile aynı poz süresine sahip ancak CCD üzerine hiç foton düşmeyecek şekilde alınan görüntüler kullanılır. Bu görüntülere “Dark” adı verilir. Burada hedeflenen, CCD’den kaynaklanan ısısal gürültünün belirlenmesidir. Bu gürültünün yıldız tayfından çıkarılması gerekir.

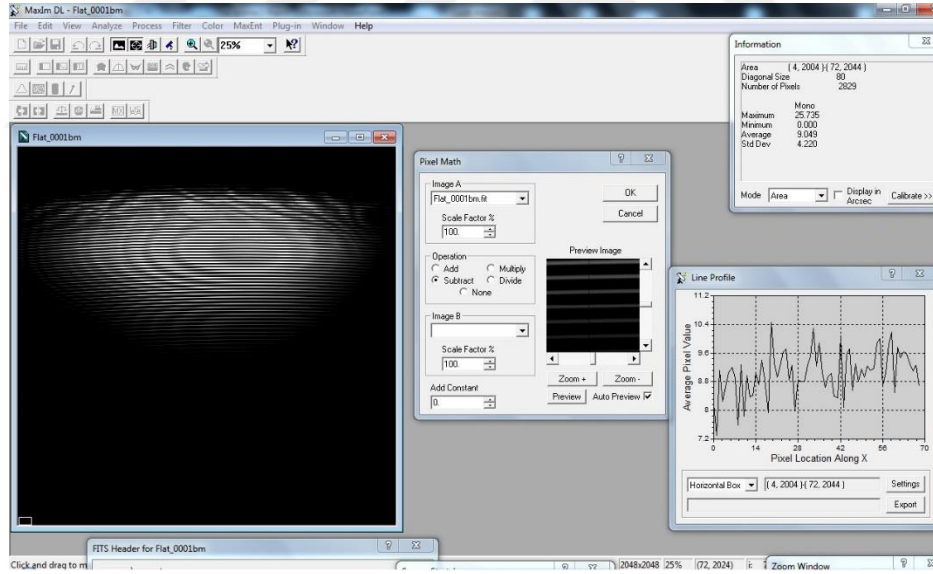
Bu amaçla gözlem tarihinde alınan altı adet dark görüntüsü Maxim DL programında birleştirilerek bir Süper Dark oluşturuldu. Bu işlem biasların birleştirilmesi işlemi ile aynı şekilde yapılır. Darkların içinde bias etkisi olduğundan oluşturulan Süper Darktan Süper Bias çıkarıldı.

CCD’lerin üzerlerindeki piksellerin her birinin duyarlılığının aynı olması beklenir. Ancak üretim aşamasında teknik sebeplerden dolayı ideal durum gerçekleşmez. Bu sebeple CCD üzerindeki bölgesel duyarlılık farklarının belirlenerek, yıldız tayfı üzerindeki etkisi giderilmelidir. Bunun için gökyüzünün yıldız görülemeyecek kadar aydınlık ve CCD’yi doyumluğa (satürasyon) ulaştırmayacak kadar parlak bir bölgesi (genellikle güneş doğmadan önceki zamanlar) ya da yine CCD’yi doyumluğa ulaştırmayacak kadar bir parlaklığa sahip lamba ile aydınlatılmış bir perde kullanılarak birkaç saniye pozlama ile alınmış “Flat” görüntüleri kullanılır. Lambanın ışığının dalgaboyu aralığı gözlemsel verinin dalgaboyu aralığı

ile uyumlu olmalıdır. Tayflar flat görüntüsüne bölünerek CCD üzerindeki inhomojenlikler giderilmiş olur.

CCD çiplerinin üzerine gelen ışığın tek dalgaboyunda güçlü olması ya da dar bant filtreler kullanılmasından dolayı çiplerin üzerinde çok sayıda yansımalar meydana gelir. Bu yansımalar görüntü üzerinde dalgalanmalar şeklinde görülür. Bu yapıya “girişim (fringe)” adı verilir. Girişim gelen ışığın dalgaboyuna güçlü şekilde bağlı olduğundan, aynı dalgaboyu aralığında alınan flat görüntüleri ile bu etki de düzeltilebilir.

Yıldız tayfının indirgemesinde kullanılmak üzere, gözlem gecesi alınan 10 adet flatin her birinden Süper Bias çıkarıldı. Bias etkisinden arındırılan flatler birleştirilerek bir Süper Flat oluşturuldu. Bu işlem de diğer birleştirme işlemleri ile aynı şekilde yapılmıştır (bakınız Şekil 3.2).



Şekil 3.2: Maxim DL programında flat görüntülerinin işlenmesi.

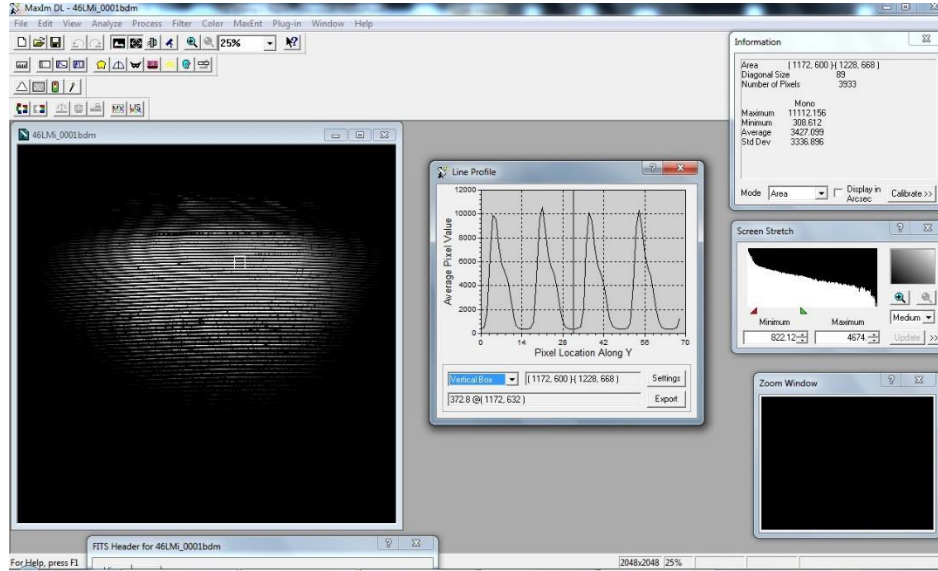
İndirgeme için gerekli tüm görüntüler hazırlandıktan sonra 15 dakika poz süresi verilerek alınan 10 adet yıldız tayfından sırasıyla Süper Bias ve bias etkisinden arındırılmış Süper Dark çıkarıldı. Flat düzeltmesinin ise bir boyutlu tayfların elde edilmesinden sonra yapıldı.

3.1.2. Bir Boyutlu (1D) Tayfların Elde Edilmesi

Echelle tayflar 2- boyutludur. Tayföçerlerde orderlar birbirleri üzerine dizilmişlerdir ve her bir orderın baş ve son kısımlarındaki dalgaboyu aralıkları kesişmektedir. Bu sebeple her biri bir order demek olan bir boyutlu tayflar elde edilmelidir. Bu işlem DECH 95 – Image Processing programı ile yapıldı.

Bir boyutlu tayfların elde edilmesi için yapılan işlemler sırası ile şu şekildedir:

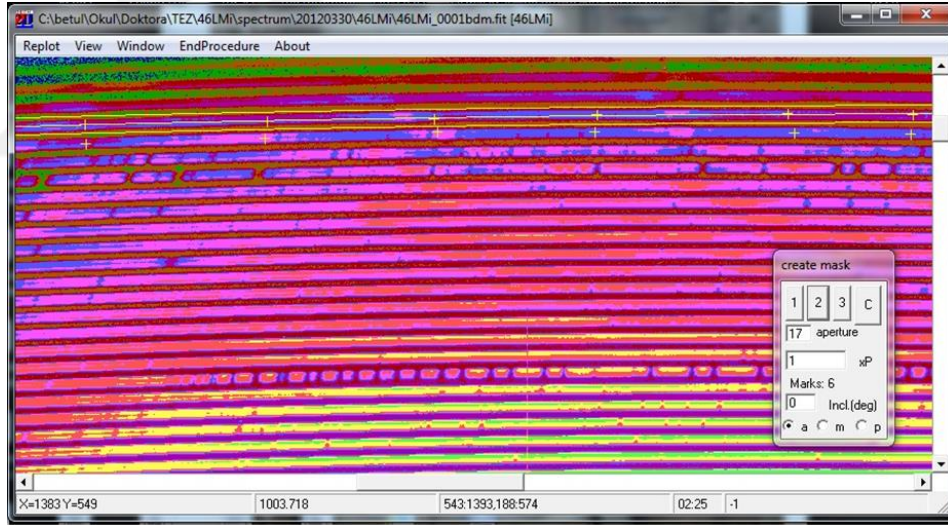
- Piksel olarak ortalama order genişliğinin tespit edilmesi: Maxim DL “çizgi profili” penceresinde, tayf üzerinde seçilen birkaç order için oluşan grafikte, orderların dispersiyona dik yönde başlangıç ve bitiş piksel değerleri okunarak order genişliği elde edildi (bakınız Şekil 3.3).
- İlk orderın yerinin tespit edilmesi: RTT 150 teleskopunda bulunan CCD için $H\alpha$ (6562 Å) çizgisi 27. orderda bulunmaktadır. Echelle tayfın görüntüsü DECH 95 programında açılıp $H\alpha$ çizgisinin olduğu orderdan yukarı doğru sayılarak ilk orderın yeri tespit edildi.



Şekil 3.3: Maxim DL programında order genişliğinin elde edilmesi.

- Her bir orderın genişliğini ve yerini belirleyebilmek için tayfın maskesinin oluşturulması: Yıldıza ait indirgenmiş tayf DECH 95 programının “create mask” menüsünde açılır ve ilk orderın yerini programa tanımlamak için order boyunca noktalar işaretlenir (bakınız Şekil 3.4). Program tanımlanan order genişliğini de dikkate alarak bu noktalardan bir polinom fiti geçirerek orderın yerini ve sınırlarını belirler. Bu şekilde ilk iki orderın yeri programa manuel olarak tanıtıldıktan sonra program diğer orderlar için işlemi otomatik olarak yapmaktadır. Böylece her bir spektrumdaki 80 order için bir maske oluşturulmuş olur.

Program, orderın merkez bölgesinden itibaren dispersiyon yönüne dik doğrultuda order sınırları içerisinde foton sayımlarını piksel piksel okuyarak, elde edilen bu sayımları order merkezindeki foton sayımına ekler. Bu sayede orderın S/N oranı artırılmış olur.



Şekil 3.4: DECH 95 programında tayfın ilk orderının yerini ve genişliğini belirleyerek maskenin oluşturulması.

- Oluşturulan bu maskelere göre tayfların orderları bir boyutlu hale getirilip çıkarıldı.

Bir boyutlu hale getirilen tayflar S/N oranını arttırabilmek amacıyla üst üste birleştirilebilir. Yıldızın mevcut bulunan 10 adet tayfı için birleştirme işlemi yapılmadan önce tüm tayfların

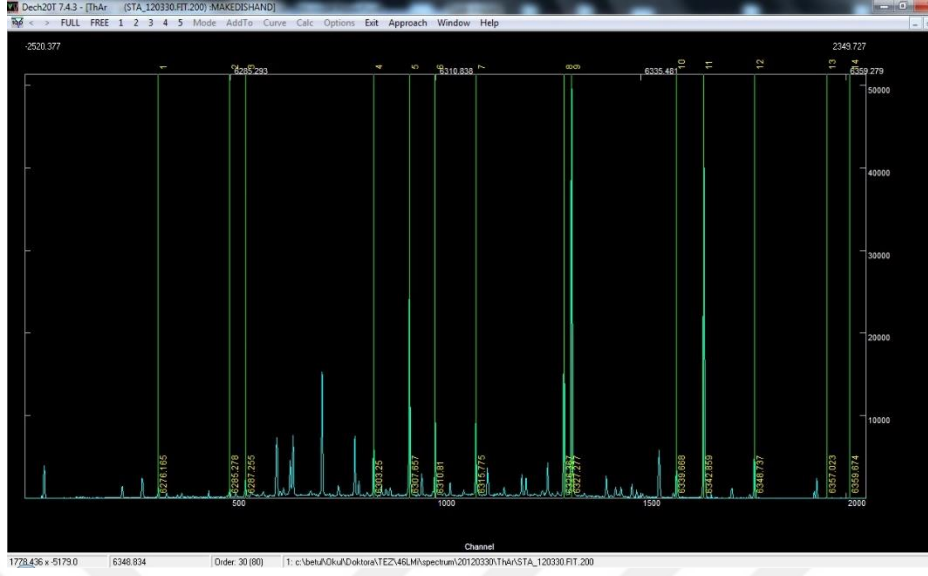
foton sayımları (count) DECH 20T – Spectra Processing [61] programı ile incelendi. Buna göre çok düşük foton sayımı değeri gösteren tayflar işleme alınmadı. Kullanılmak üzere seçilen yedi adet tayf DECH 95 programı yardımıyla birleştirildi. Bu birleştirme işlemi, dark, bias vb. için yapılan birleştirme işlemi ile aynı şekilde yapıldı.

3.1.3. Dalgaboyu Kalibrasyonu

Dalgaboyu kalibrasyonu için, yıldız tayfı ile aynı tayfölçerden alınan Th – Ar lambasının tayfı kullanıldı. Laboratuvar dalgaboyu bilinmekte olan Th – Ar emisyon çizgilerinin dalgaboylarının CCD üzerinde hangi piksele karşılık geldiğinin belirlenmesi gerekir. Böylece lamba tayfı referans tayfı olarak kullanılabilir ve gözlemsel tayfta da her bir piksele karşılık gelen dalgaboyları belirlenebilir.

Bu amaçla önce Th – Ar tayflarının birleştirilmesi gerekir. Gözlem gecesi alınan beş adet Th – Ar tayfının her birinden önce Süper Bias daha sonra bias etkisinden arındırılmış Süper Dark çıkarıldı. Daha sonra bu Th – Ar tayfları önceki prosedürle aynı şekilde birleştirilerek bir Süper Th – Ar oluşturuldu. Ardından Th – Ar lambasının tayfının orderlarını 1 – boyutlu hale getirebilmek için yıldız tayfına uygulanan aynı yöntemle Süper Flatin maskesi oluşturuldu. Hazırlanan flat maskesinin yardımı ile orderlar 1- boyutlu hale getirilerek çıkarıldı.

Order boyunca eşit aralıklı dalgaboyu dağılımı elde edebilmek için gözlemsel tayfa ait bir “Dispersiyon Eğrisi” hazırlamak gerekir. Bunun için Th – Ar lambasının tayfı ve daha önceden bu tayfölçer için hazırlanmış ve standart olan dispersiyon kalibrasyon eğrisi kullanıldı. DECH 20T – Spectra Processing programında Th – Ar tayfı, teleskop için standart olarak hazır bulunan dispersiyon kalibrasyonu tayfı ile üst üste bindirildi (bakınız Şekil 3.5). Tayfın çizgileri ile üstüne binen dispersiyon kalibrasyon çizgileri eşleştiğinden, ilk orderdan başlayarak “ince ayar” yapılmak suretiyle, teşhis edilen bu çizgilerin doğru yerleri işaretlendi. Her order için, belirlenen noktalardan 3. dereceden polinom fiti geçirilerek bir eğri elde edildi. Elde edilen bu eğriler gözlemsel tayfın her bir orderı için dispersiyon eğrileridir.



Şekil 3.5: Dispersiyon eğrisinin elde edilmesine bir örnek. Dik sürekli çizgiler standart dispersiyon kalibrasyon verilerine, açık yeşil emisyon çizgileri Th – Ar tayfına aittir.

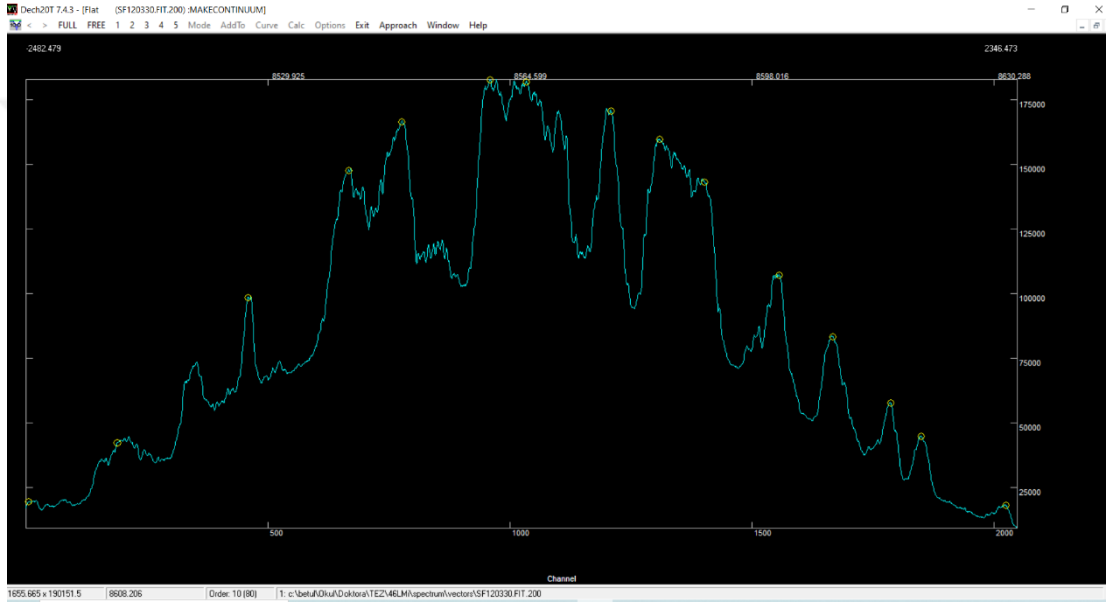
Ardından program yardımıyla 80 orderın her biri için elde edilen dispersiyon eğrileri birleştirilerek tek bir dispersiyon eğrisi haline getirildi. Böylece tüm orderlar boyunca piksellere karşılık dalgaboyu değerlerini gösteren global dispersiyon eğrisi elde edilmiş oldu.

3.1.4. Flat Düzeltmesi ve Süreklilik

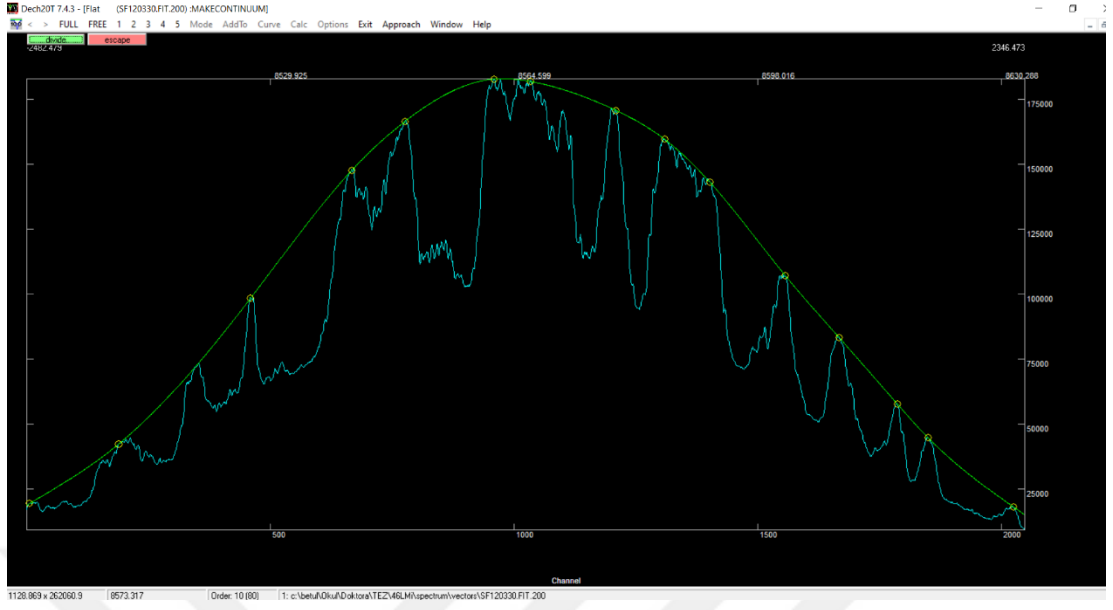
Daha önce yıldızın tayfindan Süper Bias ve bias etkisinden arındırılan Süper Dark çıkartılarak indirgeme işlemi yapılmış ancak flat düzeltmesi uygulanmamıştı. Çünkü yıldızın tayfı alınırken diferansiyel difraksiyon, seeing, odaklama problemi gibi sebeplerden dolayı orderların yerleri flatteki karşılıklarına göre kaymış olabilir. Bu sebeple ancak maske hazırlanıp orderların yeri ve şekli belirlendikten sonra bu işlem yapılabilir. Flat düzeltmesi sadece girişimden etkilenen orderlara uygulanmıştır. Çünkü RTT 150 teleskobundan alınan Coude Echelle tayflar için CCD üzerinde flat düzeltmesi gerektirecek bir iz veya bozukluk yoktur.

Bu sebeple sadece girişimden etkilenmiş olan 10. order ile 30. order arasına flat düzeltmesi yapıldı. Bunun için DECH 20T – Spectra Processing programında Super Flatin 10. orderından itibaren 30. ordera kadar her bir order için, süreklilik noktaları göz ile belirlenerek (bakınız

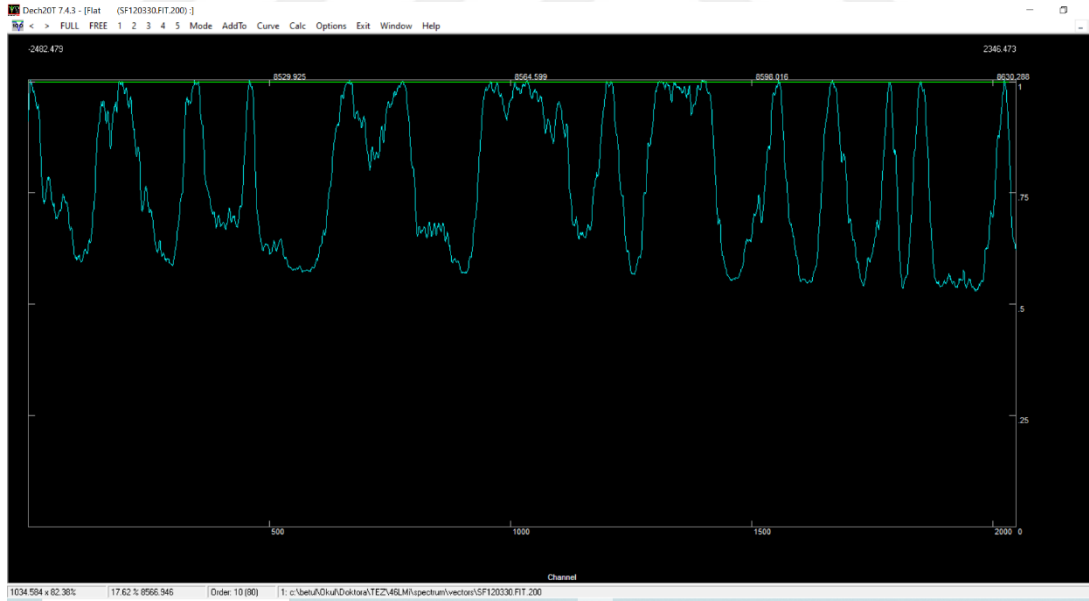
Şekil 3.6) bu noktalardan bir kübik spline fiti geçirildi (bakınız Şekil 3.7). Tayf bu fite bölünerek normalize edildi (bakınız Şekil 3.8). Ardından aynı yöntemle normalize edilmiş yıldız tayfındaki orderlar ilgili orderın flatıyla bölünerek düzeltme uygulandı. Şekil 3.9’da uygulanan işlem görülmektedir. Şekildeki üst panelde yıldız tayfının ilgili orderının flatte bölünmüş hali görülmektedir. Alt panelde ise normalize edilen Süper Flat (sarı renkli) ve flatte bölünme işlemi uygulanacak yıldız tayfına ait ilgili order görülmektedir.



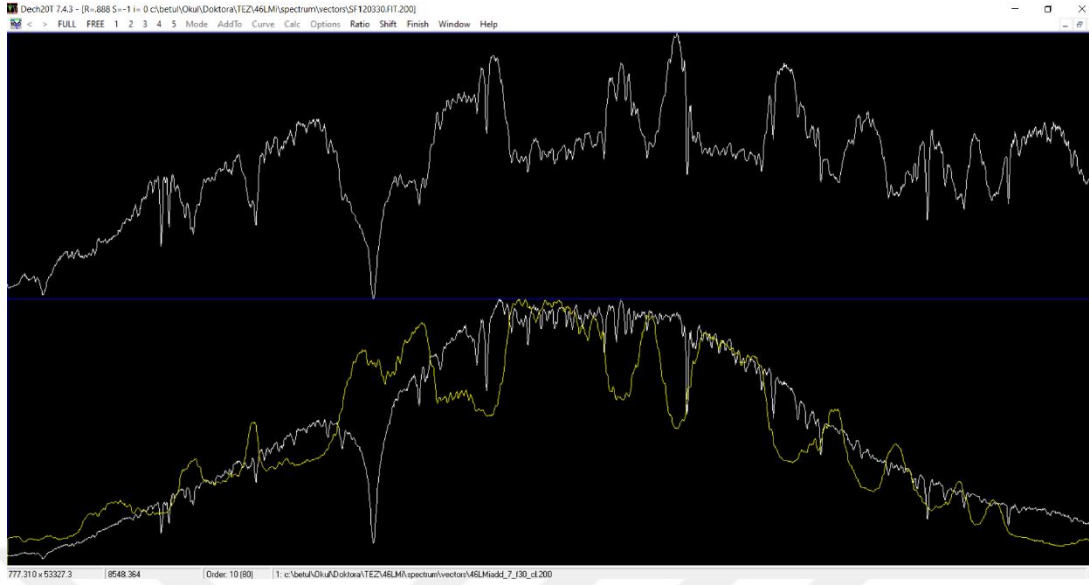
Şekil 3.6: Flat orderında süreklilik noktalarının belirlenmesi.



Şekil 3.7: Flat orderında belirlenen süreklilik noktalarından kübik spline fiti geçirilmesi.

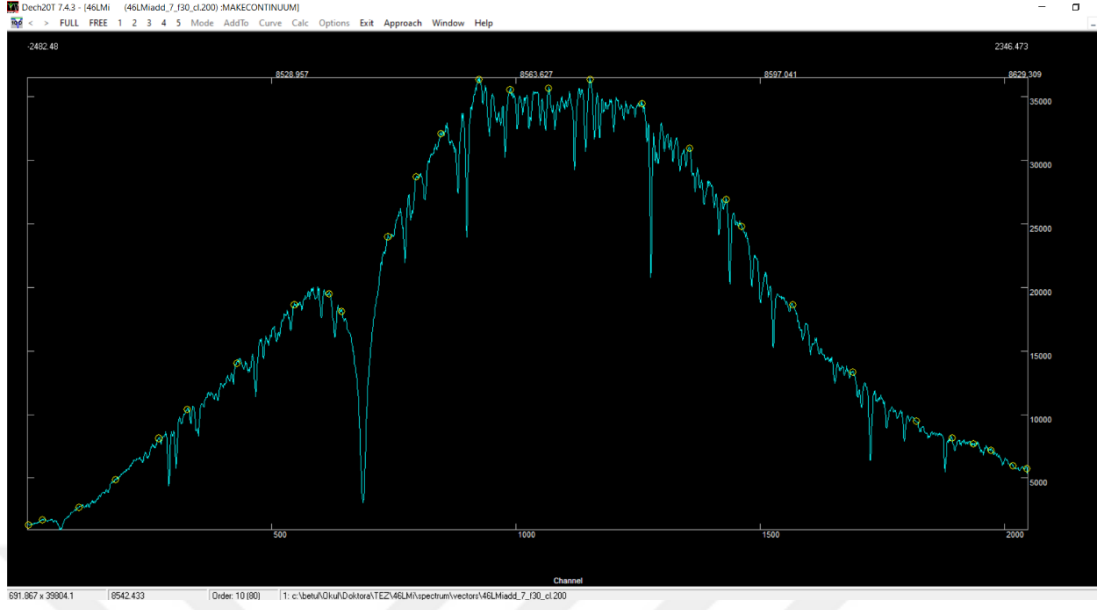


Şekil 3.8: Normalize edilen flat orderı.

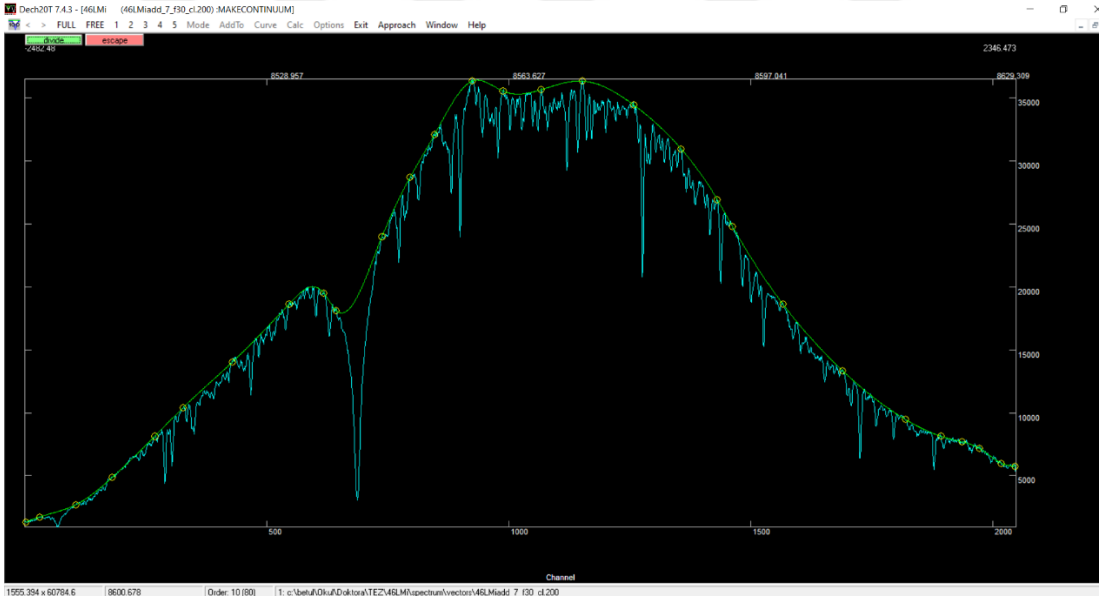


Şekil 3.9: Yıldız tayfının flate bölünmesi işlemi. Açıklama için metine bakınız.

Flat düzeltilmesi yapıldıktan sonra, yıldız tayfına ait tüm orderlar yukarıda bahsedilen yöntemle süreklilik geçirilerek normalize edildi. Şekil 3.10, Şekil 3.11 ve Şekil 3.12 te yapılan işlemlere ait birer örnek görülmektedir.



Şekil 3.10: Yıldız tayfında süreklilik noktalarının belirlenmesi.



Şekil 3.11: Yıldız tayfında belirlenen noktalardan fit geçirilmesi.

Tablo 3.1: Tayfin analiz için kullanılan orderları ve dalgaboyu aralıkları.

Order No	Dalgaboyu Aralığı (Å)	Order No	Dalgaboyu Aralığı (Å)	Order No	Dalgaboyu Aralığı (Å)
10	8494 - 8632	32	6098 - 6197	54	4756 - 4834
11	8344 - 8481	33	6021 - 6119	55	4709 - 4786
12	8200 - 8335	34	5945 - 6043	56	4663 - 4739
13	8060 - 8193	35	5872 - 5968	57	4618 - 4693
14	7925 - 8057	36	5800 - 5895	58	4573 - 4648
15	7796 - 7925	37	5730 - 5824	59	4530 - 4604
16	7670 - 7797	38	5662 - 5755	60	4487 - 4560
17	7549- 7673	39	5596 - 5687	61	4445 - 4518
18	7431 - 7553	40	5530 - 5621	62	4404 - 4476
19	7317 - 7437	41	5467 - 5556	63	4363 - 4435
20	7206 - 7324	42	5405 - 5493	64	4324 - 4395
21	7099 - 7215	43	5344 - 5432	65	4285 - 4355
22	6995 - 7109	44	5285 - 5371	66	4247 - 4316
23	6893 - 7006	45	5227 - 5312	67	4209 - 4278
24	6795 - 6906	46	5170 - 5254	68	4172 - 4240
25	6999 - 6808	47	5115 - 5198	69	4136 - 4203
26	6606 - 6714	48	5060 - 5142	70	4100 - 4167
27	6515 - 6622	49	5007 - 5088	71	4065 - 4132
28	6427 - 6532	50	4955 - 5035	72	4031 - 4097
29	6341 - 6445	51	4904 - 4984	73	3997 - 4062
30	6258 - 6360	52	4854 - 4933	74	3964 - 4028
31	6177 - 6278	53	4804 - 4883	75	3931 - 3995

3.1.5. Tellürik Çizgi Tayfı

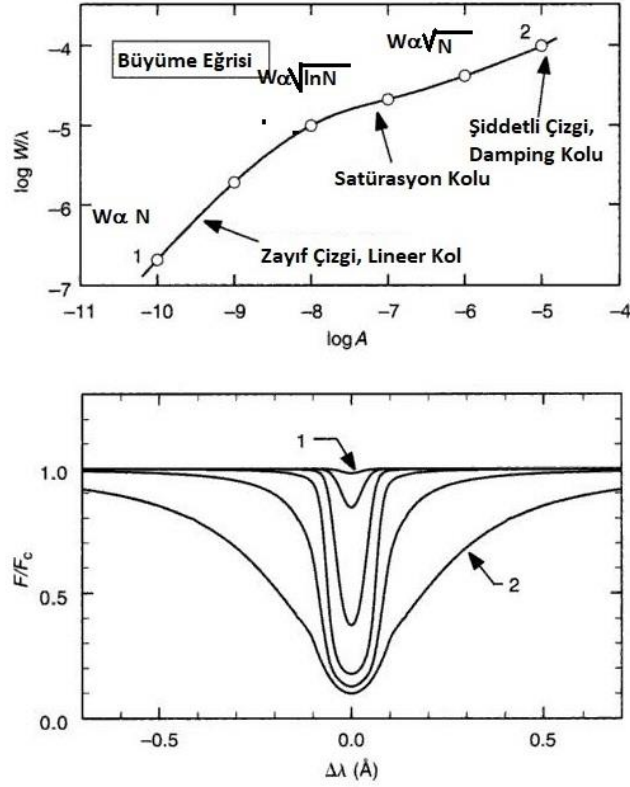
Elimizde bu tayföçerle alınmış bir tellürik çizgi tayfı olmadığı için bu aşamada tellürik çizgilerin yıldızın tayfindan temizlenmesi işlemi uygulanmadı. Bunun yerine Wallece ve diğ.[62] tarafından hazırlanan optik ve yakın – kızılöte bölgedeki Güneş Akı Atlası'nın tellürik çizgi tayfı kullanılarak yıldız tayfı üzerinde tellürik çizgilerin yerleri belirlendi. Bu işlem bölüm 3.2.2 de açıklanacaktır.

3.2. BOLLUK ANALİZİ

Bolluk analizinin temeli gözlemsel veri ile teorik olarak hesaplanan verinin karşılaştırılmasına dayanır. Yıldız hakkındaki bilgi, elde edilen gözlemsel tayftaki elementlere ait çizgi profillerinden elde edilir. Eğer çizgilerin şiddetlerini teorik olarak hesap edip, yıldız tayfindaki çizgilerle karşılaştırsak, yıldızın atmosferindeki elementlerin bolluk miktarlarını da hesap edebiliriz. Bu karşılaştırmayı yapabilmek için yıldızın atmosfer yapısını belirlemek yani yıldızın atmosfer modelini yapmak gerekir. Genellikle model atmosferde, yıldız atmosferinin birbirine paralel ince tabakalar halinde olduğu ve her bir tabakanın radyatif ve konvektif denge halinde olduğu düşünülerek, yerel termodinamik denge varsayımı altında sıcaklık, elektron basıncı, atomik sayı yoğunlukları ve opasite gibi nicelikler ve her bir tabakadan çıkan akı hesap edilerek derinliğin fonksiyonu olarak tablo halinde verilir.

Yıldız atmosferlerinin element bolluklarının tayini için literatürde üç yöntem mevcuttur [63].

1. **Büyüme Eğrisi Yöntemi:** Büyüme eğrisi, bir absorbsiyon ya da emisyon çizgisinin eşdeğer genişliğinin (W), çizgiyi oluşturan atomların sayıları (N) ile nasıl arttığının gösterildiği bir grafiktir (bakınız Şekil 3.13). Bolluk analizi, teorik büyüme eğrisi ile gözlemsel büyüme eğrisinin karşılaştırılması temeline dayanır. Teorik büyüme eğrisi hesaplanırken bir takım kabuller yapılır; atmosfer düzlem paralel tabakalardan oluşur fakat bütün çizgilerin $T = T_{\text{uyarılma}}$ ve elektron basıncının $P(e)$ ile belirlendiği aynı tabakada olduğu varsayılır. Bu sebeple oldukça kaba bir analiz yöntemidir.



Şekil 3.13: Teorik Büyüme Eğrisi grafiği. Şekilde alt panelde bir çizginin şiddeti (dolayısıyla eşdeğer genişliği) değiştikçe çizgi profilinin nasıl değiştiği zayıf çizgilerden (1) şiddetli çizgilere (2) doğru görülmektedir. Üst panelde ise eşdeğer genişliğin değişimi ($\log W/\lambda$) ile ilgili elemente ait bolluğun ($\log A$) değişimi gösterilmektedir. Bu değişim kollar üzerinde orantısal olarak belirlenmiştir. Üst paneldeki eğrinin üzerindeki içi boş noktalar alt paneldeki çizgi profillerine karşılık gelmektedir [64].

- Eşdeğer Genişlik Yöntemi:** Blend olmayan çizgilerin ölçülen eşdeğer genişlikleri ile teorik olarak hesaplanan eşdeğer genişliklerinin karşılaştırılmasına dayanır. Bu yöntemde kullanılan model atmosferde ilgili tüm parametreler atmosferde derinlikle değişir. Yerel Termodinamik Denge (LTE) ya da Yerel Termodinamik Dengenin olmadığı (NLTE) hal yaklaşımlarından biri kabul edilir. İlgili elemente ait bolluk, ölçülen eşdeğer genişlik ile hesaplanan eşdeğer genişlik uyuşana kadar iteratif olarak değiştirilir. Bu yöntemde şiddetli olmayan çizgileri kullanmak önemlidir. Böylece mikrotürbülans hızı ve dampingden kaynaklanan etkiler elimine edilmiş olur.

3. Tayf Sentezi Yöntemi: Yüksek çözünürlüklü gözlemsel tayf ile bu tayfin her bir noktasına karşılık gelecek şekilde hesaplanan sentetik tayfin karşılaştırılması temeline dayanır. Bu yöntemde çizgilerin eşdeğer genişlikleri değil, çizgi profilleri karşılaştırılır. Sentetik tayf hesabı her bir elemente ait farklı iyonizasyon halleri için dalga boyları, alt ve üst enerji seviyeleri için uyarılma (eksitasyon) potansiyelleri, güvenilir log gf değerleri, damping sabitleri ve çizgi genişleme parametrelerinin bilinmesini gerektirir. Model atmosfer vasıtası ile gözlemsel tayfla aynı çözünürlükte sentetik tayf hesaplanırken, yıldıza ait makrotürbülans, dönme hızı (rotasyon) ve mikrotürbülans değerleri verilerek, gözlemsel tayf ile sentetik tayf uyuşana kadar bolluk değerleri değiştirilir. Bu yöntemle çizgilerin blend olma durumları açıkça belirlenerek çizgi tanımları yapılabilir ve blend çizgilerden dahi bolluk hesabı yapılabilme potansiyeli vardır.

Bu tez çalışmasında 46 LMi yıldızının bolluk analizi eşdeğer genişlik ve tayf sentezi yöntemleri birlikte kullanılarak yapılmıştır.

Bolluk analizi için gerekli olan model atmosfer hesabı için Kurucz'un ATLAS 9 [65, 66] model atmosfer programı kullanılmıştır.

ATLAS 9, LTE varsayımı altında, radyatif ve konvektif dengede model atmosferler hesaplayan bir program olup hesaplamalar sırasında aşağıdaki varsayımlar kullanılır:

- Atmosfer kararlıdır,
- Atmosfer homojendir,
- Atmosferde enerji akısı derinlikle değişmez,
- Atmosfer yıldızın yarıçapına göre incedir, bu sebeple düzlem paralel tabakalar halinde göz önüne alınabilir,
- Normal doğrultuda tabakaların birbirlerine göre hareketi yoktur,
- Atomik bolluklar atmosfer boyunca belirli ve sabittir.

Bu varsayımlar altında, her bir derinlikteki opasite, sayı yoğunluğu, basınç ve sıcaklık hesaplanır. Bu niceliklerden itibaren her bir derinlikteki radyatif akı ve konvektif akı tayin edilir.

Tayf sentezi ve eşdeğer genişlik yöntemlerini uygulamak için R. O. Gray'in [67, 68] SPECTRUM analiz paketinin sırasıyla SPECTRUM ve ABUNDANCE programları kullanıldı.

Bu programlar, girdi olarak verilen atmosfer modelini kullanarak, atomik sayı yoğunluklarına ek olarak atmosferin önemli bileşenleri olan hidrojen, helyum, karbon, azot, oksijen ve bunların iyonları ve oluşturduğu iki atomlu moleküllerin sayı yoğunluklarını ve de elektron sayı yoğunluklarını hesaplar. Bu sayı yoğunluklarının tayini için SPECTRUM yedi tane non – lineer denge denklemi çözer. Bu denklemler şunlardır:

1. Hidrojen için denge denklemi: Nötral ve iyonize hidrojen ile birlikte H – iyonu, H_2 , H_2^+ ve etkin sıcaklığın 8500 K den düşük olduğu yıldızlarda ayrıca H_2O , CH, NH ve OH için.
2. Helyum için denge denklemi: İki iyonizasyon seviyesi için de.
3. Karbon için denge denklemi: İki iyonizasyon seviyesi (CI, CII ve CIII) ve moleküller (CH, CN, CO ve C_2) için.
4. Azot için denge denklemi: İki iyonizasyon seviyesi ve moleküller (CN, NH, NO, N_2) için.
5. Oksijen için denge denklemi: İki iyonizasyon seviyesi ve moleküller (CO, NO, OH, O_2) için.
6. Yük dengesi denklemi: Hidrojen, helyum, karbon, azot, oksijen, sodyum, magnezyum, alüminyum, silisyum, kükürt, potasyum, kalsiyum ve demir elementlerinin iyonizasyonundan gelen elektron katkılarını içerir.
7. Model atmosferden okunan P_{gaz}/kT ile uyumlu yukarıda bahsedilen tüm elementler, iyonlar ve moleküller için toplam sayı yoğunluğu.

Bu denklemler sistemi yıldız atmosferinin her bir tabakası için iteratif olarak çözülür. Daha sonra atmosferin her bir tabakası için referans opasite ve optik derinlik hesaplanır. Ardından ilgili çizgiler için Saha ve Boltzmann denklemleri kullanılarak her bir geçişe ait seviye popülasyonları ve ilgili iyonla ait bolluklar hesaplanır. SPECTRUM ayrıca tayfin her bir noktası için çizgi opasitesinden itibaren çizgi profilini hesaplar.

Tüm bu hesapların yapılabilmesi için yıldızın model atmosferine ihtiyaç vardır. Model atmosfer hesabı ise atmosferik parametrelerin bilinmesini gerektirir.

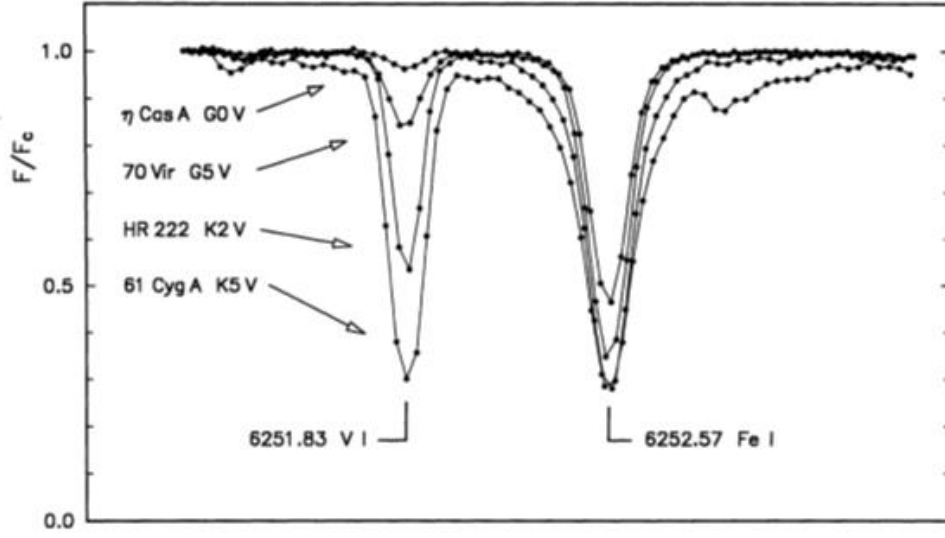
3.2.1. Atmosferik Parametreler İçin Başlangıç Değerlerinin Belirlenmesi

Atmosfer parametrelerinin tayfsal yolla tayini, tayfta görece fazla çizgisi bulunan demir (Fe), titanyum (Ti), silisyum (Si) gibi elementlerin nötral ve iyonize çizgilerinden elde edilen bolluklarının uyarılma (eksitasyon) ve iyonizasyon dengesini sağlaması temeline dayanır. Denge halinin kurulduğu, yıldızı en iyi temsil eden model atmosferi hesap edebilmek için önce atmosferik parametrelere (etkin sıcaklık (T_{eff}), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve mikrotürbülans hızı (ξ)) birer başlangıç değeri tayin edilir. Ardından bu değerler ilgili elementin bolluk analizi sırasında uyarılma (eksitasyon) ve iyonizasyon dengeleri gözetilerek iteratif olarak en uygun hale getirilir.

Bu çalışmada, model atmosfer hesabında kullanılmak üzere bir başlangıç sıcaklığı tayin edebilmek için Çizgi Derinlik Oranı (ÇDO) Yöntemi [69, 70] kullanıldı. Bu yöntem, temel olarak tayf çizgilerinin şiddetlerinin sıcaklığın bir fonksiyonu olduğu gerçeğine dayanır ve uygulamada sıcaklığa duyarlılıkları farklı (yani uyarılma (eksitasyon) potansiyelleri birbirinden çok farklı) iki çizginin derinlik oranları kullanılır. Dönme hızı (rotasyon) ve makrotürbülans tüm tayf çizgilerini aynı şekilde etkileyeceğinden, çizgi oranları bu iki etkiden bağımsızdır. Aynı sebeple çizgi derinlik oranları çözünürlüğe de duyarlı değildir. Çizgi derinlik oranlarından itibaren $B - V$ renk indeksi elde edilerek yıldızın etkin sıcaklığı tayin edilir.

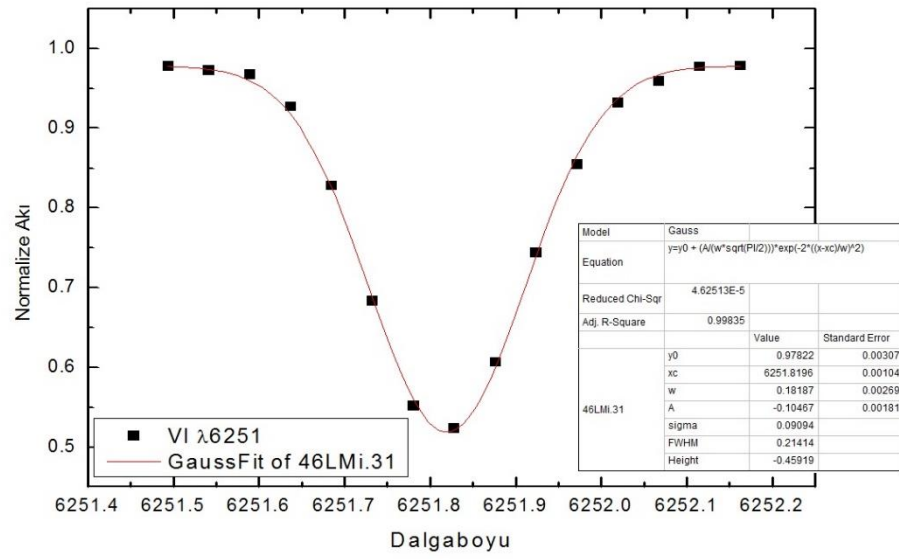
Yöntemi uygulamak için geç F tipi ve erken K tipi yıldızlar için sıkça kullanılan [69] sıcaklığa duyarlı 6251.83 Å VI ve 6252.56 Å FeI çizgileri kullanıldı. Bu çizgiler korlarında herhangi bir blendlik göstermezler ve yapılan birçok çalışmada blend olmayan çizgiler olarak listelenmişlerdir [60]. Vanadyum (VI) çizgisi orta K tayf tipine kadar demir (FeI) çizgisine göre zayıftır ve her iki çizginin derinliği azalan sıcaklık ile artar (bakınız Şekil 3.14). Vanadyum çizgisinin eksitasyon potansiyeli 0.29 eV ve demir çizgisinin eksitasyon potansiyeli 2.40 eV tur.

Seçilen çizgiler birbirine çok yakın olduğu için olası süreklilik hatası önemsizdir.

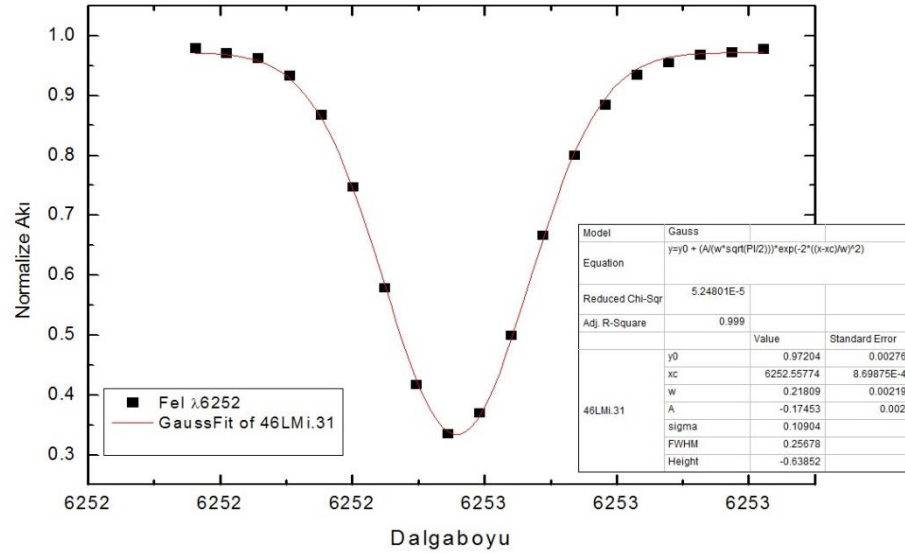


Şekil 3.14: Çizgi derinlik oranı yöntemi için seçilen iki çizginin dört farklı yıldız tayfındaki davranışı. Aynı yüzey çekim ivmesi için azalan sıcaklık ile birlikte vanadyum çizgisinin derinliği, demir çizgisinin derinliğinden daha hızlı büyümektedir. Bu davranış çizgi derinlik oranı ile sıcaklık tayininin temelini oluşturur [69].

46 LMi için bu çizgilerin derinlikleri, çizgilerden geçirilen gaussian fitlerin derinliklerinden itibaren elde edildi. Şekil 3.15'te 6251 Å VI çizgisi için yapılan ölçüm gösterilmiştir. Bu çizginin derinliği 0.45919 olarak ölçüldü. 6252 Å FeI çizgisinin derinliği aynı yöntemle 0.63852 olarak ölçüldü (bakınız Şekil 3.16). Böylece VI/FeI çizgi derinlik oranı 0.72 olarak bulundu.



Şekil 3.15: 6251 Å VI çizgisinin çizgi derinliği ölçümü.



Şekil 3.16: 6252 Å FeI çizgisinin çizgi derinliği ölçümü.

Elde edilen çizgi derinlik oranı “çizgi derinlik oranı – $(B - V)$ renk indeksi” ilişkisi [79] kullanılarak,

$$\text{ÇDO} = -3.33534 + 7.45885(B - V) - 4.23258(B - V)^2 + 0.79142(B - V)^3 \quad (3.1)$$

bağıntısından $B - V = 1.03$ olarak elde edildi.

100 pc kadar uzaklıklarda yıldızlararası kızarma sıfır kabul edildiğinden [71] ve 46 LMi’nin uzaklığı 29.94 pc ($\pi = 33.40 \pm 0.78$ mas [5,6]) olduğundan, yıldızın rengi yıldızlararası kızarmadan etkilenmez. Bu yüzden renk indeksine yıldızlararası kızarmaya bağlı bir düzeltme uygulanmamıştır.

Elde edilen bu renk indeksi Gray’in [79]

$$T = 7573 - 3491(B - V) + 715(B - V)^2 \quad (3.2)$$

bağıntısında yerine konularak yıldızın sıcaklığı 4736 K olarak elde edildi.

Yüzey çekim ivmesi için başlangıç değeri

$$\log g_* = 0.4(M_{V^*} + BC - M_{BOL\odot}) + \log g_{\odot} + 4 \log(T_{eff*}/T_{eff\odot}) + \log(M_*/M_{\odot}) \quad (3.3)$$

standart bağıntısı kullanılarak elde edildi.

Burada gerekli olan bolometrik düzeltme (BC) değeri Alonso’nun [72]

$$BC_V = (-5.531 \times 10^{-2}/X) - 0.6177 + 4.420X - 2.669X^2 + 0.6943X[Fe/H] - 0.1071[Fe/H] - 8.612 \times 10^{-3}[Fe/H]^2 \quad (3.4)$$

bağıntısından hesaplanmıştır.

Bu bağıntıda X terimi " $\log(T_{\text{eff}}) - 3.52$ " olup burada etkin sıcaklık için, daha önce hesaplanmış olan, $T_{\text{eff}} = 4736$ K değeri kullanıldı. $[Fe/H]$ ise -0.194 olarak Gray [79]'den alınmıştır. Hesaplama yapıldığında $BC_V = -0.35$ olarak bulunur.

(3.3) bağıntısının hesabında kullanılan yıldızın mutlak parlaklığı $M_{V^*} = 1.45$ [73] ve kütle oranı $\log(M^*/M_{\odot}) = 2$ [26] olarak alındı. Tüm bu değerler (3.3) bağıntısında yerine konulduğunda $\log g = 2.98$ olarak bulundu.

Mikrotürbülans hızı (ξ), dev yıldızlarda 1 km/sn civarında olduğundan, başlangıç değeri 1 km/sn olarak kabul edildi.

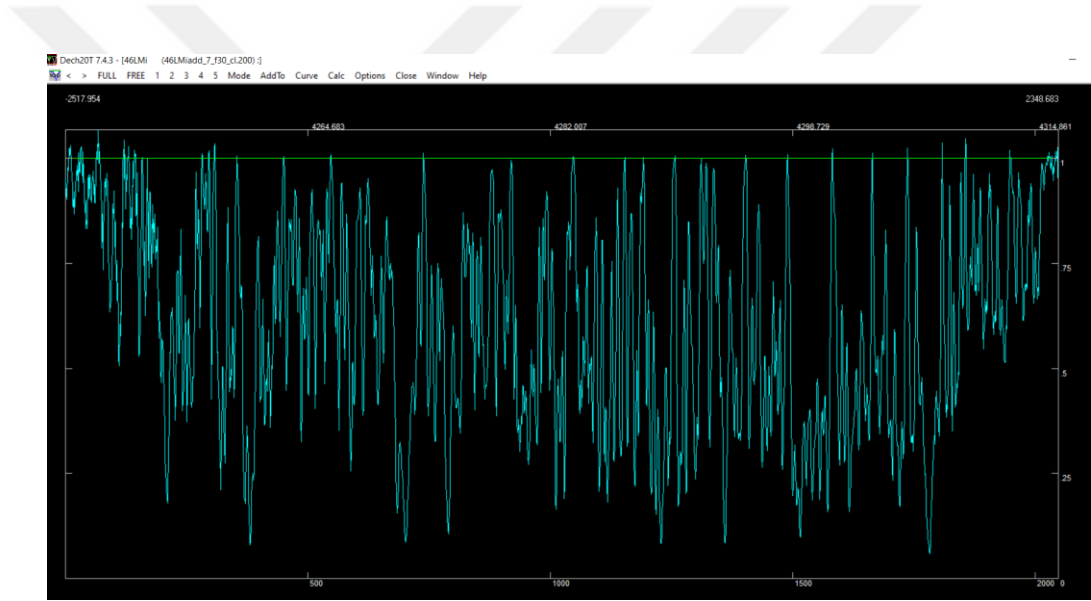
3.2.2. Çizgi Tanısı ve Çizgi Seçimi

46 LMi, K tipi bir dev yıldız olduğu için tayfında moleküler çizgiler mevcuttur ve bunlar pek çok atomik çizgi ile blend durumdadır. Bolluk hesabında kullanılacak uygun çizgileri belirleyebilmek amacıyla, önce atmosferik parametrelerin başlangıç değerleri ve ATLAS 9 model atmosfer programı yardımıyla, çizgi genişleme etkilerinin (makrotürbülans ve dönme hızı (rotasyon)) olmadığı ve moleküler çizgilerin de içerildiği bir sentetik tayf hazırlandı. Ayrıca, tellürik çizgilerin yerlerini ve analizde kullanılacak çizgilerle blend olup olmadıklarını belirleyebilmek için ise Wallace ve diğ. [62] tarafından hazırlanan Güneş Akı Atlası'nın tellürik çizgi tayfı alınarak gözlemsel tayfin çözünürlüğüne indirildi. Ardından sentetik tayf ve tellürik çizgi tayfı gözlemsel tayf ile üst üste bindirilerek, hem gözlemsel tayftaki çizgilerin tanısı yapıldı hem de çizgilerin blendlik durumları ayrıntılı olarak tespit edildi.

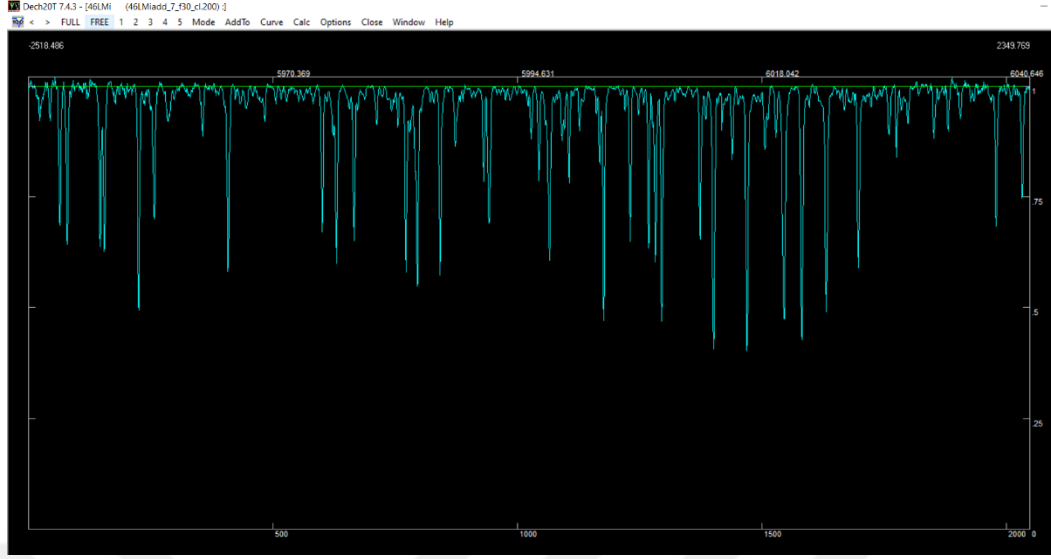
Ayrıca analizde kullanılmak üzere seçilen çizgilerin blend olup olmadıkları, Güneş Akı Atlası [62], Arcturus Atlası [74] ve standart yıldız tayflarının yüksek çözünürlüklü interaktif veri

Bolluk analizinde kullanılan çizgilerin blend olmamaları dışında doymamış olmaları ve dampingden fazlaca etkilenmemiş olmamaları gerekir. Bu etkilerden kaçınmak için çok şiddetli olmayan çizgiler bolluk analizi için seçilmiştir.

Yıldızın tayfında 4800 Å den daha kısa dalgalıboylarına doğru çizgi profillerinin blend olma durumları artmakta ve çizgilerin kanatlarının sürekliliğın altında kalmalarına neden olmaktadır (örnek için bakınız Şekil 3.19). Bu durumdaki çizgiler sağlıklı bir şekilde bolluk analizinde kullanılamayacağından, çizgi seçimi için tayfin 4800 – 8600 Å dalgalıboyu aralığı kullanılmıştır. Şekil 3.20’de çizgi seçimi için uygun olan örnek bir dalgalıboyu aralığı bölgesi görölmektedir.



Şekil 3.19: Çizgi seçiminde kullanılmayan bir dalgalıboyu aralığı. 4247 – 4316 Å (66.order).

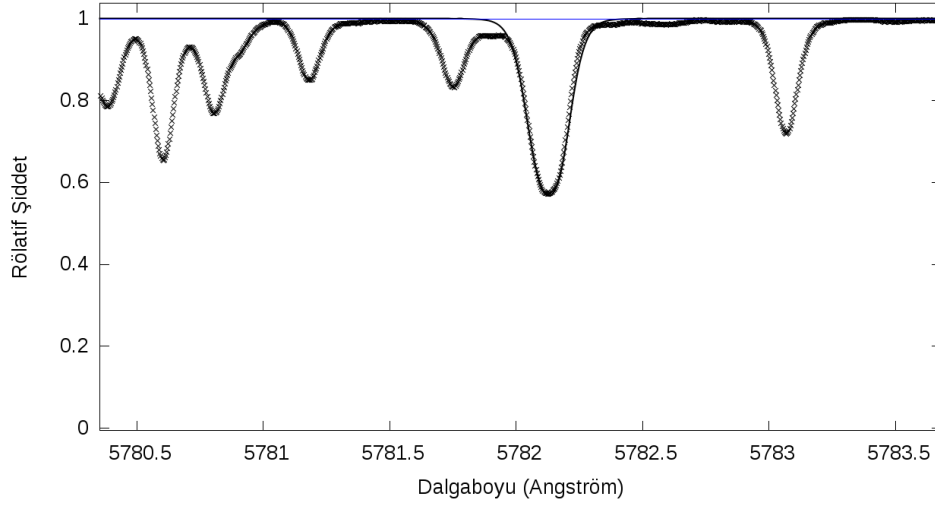


Şekil 3.20: Çizgi seçiminde kullanılan bir dalgaboyu aralığı. 5945 – 6043 Å (34.order).

Bolluk analizinde kullanılacak log gf değerleri başta VALD⁵ [77] ve NIST⁶ [78] veri tabanları olmak üzere, literatürdeki çeşitli kaynaklardan seçilmiş olup, mümkün olan her durumda öncelikle deneysel log gf değerleri kullanılmıştır. Tutarlılık açısından, mümkünse, bir elementin tüm çizgileri için log gf değerleri aynı kaynaktan alınmıştır. Hem eşdeğer genişlik hem de tayf sentezi yöntemi için seçilen log gf değerleri önce gözlemsel Güneş tayfı üzerinde test edilmiştir. Bu amaçla, analiz için seçilen çizgiler Güneş için sentezlenip, gözlemsel Güneş tayfı ile karşılaştırılmıştır. Şekil 3.21’de buna bir örnek olarak 5782 Å Cu I çizgisi verilmiştir. Şekilde Güneş tayfı çarpılar ile, sentetik tayf sürekli çizgi ile gösterilmiştir. Böylece Güneş’e göre verilen bolluklarda iç tutarlılık sağlanmış ve log gf değerlerinden kaynaklanabilecek hatalar elimine edilmiştir. Kullanılan güneş modeli literatürde standart olarak kabul gören $T_{\text{eff}} = 5777 \text{ K}$, $\log g = 4.44$, $\xi = 0.90 \text{ km/sn}$ değerlerine sahip LTE modelidir.

⁵ VALD (Vienna Atomic Line Database), <http://vald.astro.uu.se/~vald/php/vald.php>

⁶ NIST Atomic Spectra Database Lines Form, https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html



Şekil 3.21: Güneş tayfı üzerinde 5782 Å Cu I çizgisi için log gf değerinin test edilmesi.

Tablo 3.2’de elementlerin bolluk analizi için seçilen çizgi listesi verilmiştir. Tablodaki kolonlar sırası ile iyonun adı, çizginin dalgaboyu (Å), çizginin eksitasyon (uyarılma) potansiyeli (χ), geçiş olasılığı (log gf) ve log gf değerinin referansıdır.

Tablo 3.2: Bolluk analizinde kullanılan çizgi listesi.

İyon	Dalgaboyu (Å)	χ (eV)	log gf	Referans
Li I	6707.76	0	-0.002	[79]
Li I	6707.91	0	-0.303	[79]
C I	C ₂ Swan Bandı 5086.2			[80]
N I	CN Bandı 7995.6			[81]
O I	6300.304	0	-9.819	[77]
Na I	6154.226	2.10	-1.560	[77]

Tablo 3.2: Devam ediyor.

İyon	Dalgaboyu (Å)	χ (eV)	log gf	Referans
Mg I	6318.717	5.11	-2.00	[79]
Mg I	6319.237	5.11	-2.142	[79]
Mg I	6319.495	5.11	-2.719	[79]
Al I	6698.673	3.14	-1.870	[78]
Al I	7835.284	4.02	-0.689	[78]
Al I	7836.108	4.02	-0.534	[78]
Al I	7836.109	4.02	-1.834	[78]
Si I	4947.607	5.08	-2.500	[79]
Si I	5517.533	5.08	-2.384	[79]
Si I	5645.613	4.93	-2.140	[79]
Si I	5701.104	4.93	-2.050	[79]
Si I	5772.146	5.08	-1.750	[79]
Si I	5793.073	4.93	-2.060	[79]
Si I	5948.541	5.08	-1.230	[79]
Si I	6125.021	5.61	-1.530	[79]
Si I	6142.483	5.62	-1.470	[79]
Si I	6155.134	5.62	-0.800	[79]
Si I	6155.693	5.62	-2.400	[79]
Si I	6244.466	5.62	-1.290	[79]
Si I	6414.980	5.87	-1.100	[79]
Si I	7034.901	5.87	-0.880	[79]
Ca I	6166.439	2.52	-1.142	[77]
Sc II	5526.790	1.77	-0.10	[82]
Ti I	5219.700	0.02	-2.220	[83]
Ti I	5223.622	2.09	-0.490	[83]
Ti I	5384.631	0.83	-2.770	[83]

Tablo 3.2: Devam ediyor.

İyon	Dalgaboyu (Å)	χ (eV)	log gf	Referans
Ti I	5453.643	1.44	-1.600	[83]
Ti I	5518.075	2.41	-1.291	[79]
Ti I	5716.457	2.30	-0.720	[83]
Ti I	5766.330	3.29	0.289	[79]
Ti I	5866.452	1.07	-0.790	[83]
Ti I	5918.539	1.07	-1.640	[83]
Ti I	5937.811	1.07	-1.940	[83]
Ti I	5944.650	0	-3.845	[79]
Ti I	5978.543	1.87	-0.496	[78]
Ti I	6064.629	1.05	-1.944	[78]
Ti I	6126.217	1.07	-1.425	[78]
Ti I	6258.110	1.44	-0.390	[83]
Ti I	6312.238	1.46	-1.550	[83]
Ti II	6325.179	0.02	-3.727	[79]
Ti I	6497.684	1.44	-2.020	[83]
Ti I	6554.224	1.44	-1.150	[83]
Ti II	4911.193	3.12	-0.640	[84]
Ti II	5005.157	1.57	-2.730	[84]
Ti II	5185.913	1.89	-1.410	[84]
Ti II	5396.226	1.58	-3.180	[84]
VI	6189.364	0.28	-2.970	[79]
V I	6326.836	1.87	0.760	[85]
Cr I	5238.964	2.71	-1.270	[86]
Cr I	5241.453	2.71	-1.920	[86]
Cr I	5628.621	3.42	-0.740	[86]
Mn I	6013.488	3.07	-0.354	[87]

Tablo 3.2: Devam ediyor.

İyon	Dalgaboyu (Å)	χ (eV)	log gf	Referans
Fe I	5379.574	3.69	-1.514	[88]
Fe I	5386.334	4.15	-1.740	[88]
Fe I	5636.696	3.64	-2.560	[88]
Fe I	5793.914	4.22	-1.660	[88]
Fe I	5855.076	4.61	-1.478	[88]
Fe I	5905.672	4.65	-0.770	[88]
Fe I	6151.618	3.98	-3.299	[88]
Fe I	6165.360	4.08	-1.474	[88]
Fe I	6481.870	2.28	-2.984	[88]
Fe I	6750.152	2.42	-2.621	[88]
Fe II	5264.801	3.23	-3.233	[88]
Fe II	5414.089	3.22	-3.482	[88]
Fe II	6084.103	3.20	-3.880	[88]
Fe II	6149.231	3.89	-2.840	[88]
Fe II	7711.722	3.90	-2.453	[88]
Co I	6188.996	1.71	-2.370	[89]
Ni I	4845.330	3.54	-2.410	[90]
Ni I	4873.442	3.70	-0.380	[90]
Ni I	5003.741	1.68	-3.070	[90]
Ni I	5157.980	3.61	-1.510	[90]
Ni I	5748.351	1.68	-3.240	[90]
Ni I	6007.306	1.68	-3.400	[90]
Ni I	6204.604	4.09	-1.080	[90]
Ni I	6223.984	4.11	-0.910	[90]
Ni I	6378.250	4.15	-0.820	[90]
Ni I	6586.310	1.95	-2.780	[90]

Tablo 3.2: Devam ediyor.

İyon	Dalgaboyu (Å)	χ (eV)	log gf	Referans
Cu I	5218.197	3.81	0.270	[91]
Cu I	5782.127	1.64	-1780	[91]
Zn I	4810.528	4.08	-0.137	[77]
Sr I	7070.070	1.85	-0.180	[77]
Y II	5402.774	1.84	-0.630	[77]
Zr I	6134.550	0	-1.280	[92]
Mo I	5689.146	1.38	-1.002	[77]
Ba II	5853.668	0.60	-0.909	[79]
La II	6390.477	0.32	-1.410	[93]
La II	6774.268	0.13	-.820	[77]
Ce II	5274.229	1.05	0.130	[94]
Pr II	5322.771	0.48	-0.123	[95]
Nd II	5842.366	1.28	-0.600	[77]

3.2.3. Atmosferik Parametrelerin Nihai Değerlerinin Tayfsal Yolla Tayini

Atmosferik parametrelerin nihai değerleri, demir elementi için uyarılma (eksitasyon) dengesi ve iyonizasyon dengesi oluşturularak elde edilmiştir. Bu dengeler, atmosferik parametrelerin başlangıç değerleri ile hesaplanmış bir ilk modelden başlayarak iteratif olarak model parametrelerinin değiştirilmesi yoluyla yapılır. Yöntemin detayları aşağıda anlatılmıştır.

Uyarılma (eksitasyon) potansiyeli, bir elektronun bulunduğu seviyeden üst seviyelere geçişi için gerekli olan enerjidir. Yüksek uyarılma (eksitasyon) potansiyeline sahip çizgiler (zayıf çizgiler) atmosferin derin tabakalarında oluşurlar, çünkü bu tabakalar elektronu yüksek enerjili seviyelere uyarabilecek kadar sıcaktır. Düşük uyarılma (eksitasyon) potansiyeline sahip çizgiler (şiddetli çizgiler) daha soğuk olan atmosferin üst tabakalarında oluşurlar. Yıldızın atmosferi homojen ve atomik bolluklar atmosfer boyunca belirli ve sabit olduğu kabul edildiğinden, elde edilen bolluk değerinin uyarılma (eksitasyon) potansiyelinden bağımsız olması beklenir. Fe I

çizgilerinden elde edilen bolluk değerleri sıcaklığa duyarlıdır [96]. Bu sebeple analiz için seçilen Fe I çizgilerinin hesaplanan bolluk değerlerinin bu çizgilerin uyarılma (eksitasyon) potansiyellerine göre dağılımlarına bakıldığında, belirli bir sıcaklık için tüm Fe I çizgilerinin uyarılma (eksitasyon) potansiyelinden bağımsız olarak ortalama bir bolluk değerinin etrafında dağılımları beklenir. Bu sebeple seçilen Fe I çizgileri, bir ortalama bolluk değerinin etrafında minimum saçılma gösterecek şekilde, yaklaşık aynı bolluğu verene dek kullanılan model atmosferin sıcaklığı değiştirilir ve yıldız için en uygun etkin sıcaklık belirlenir.

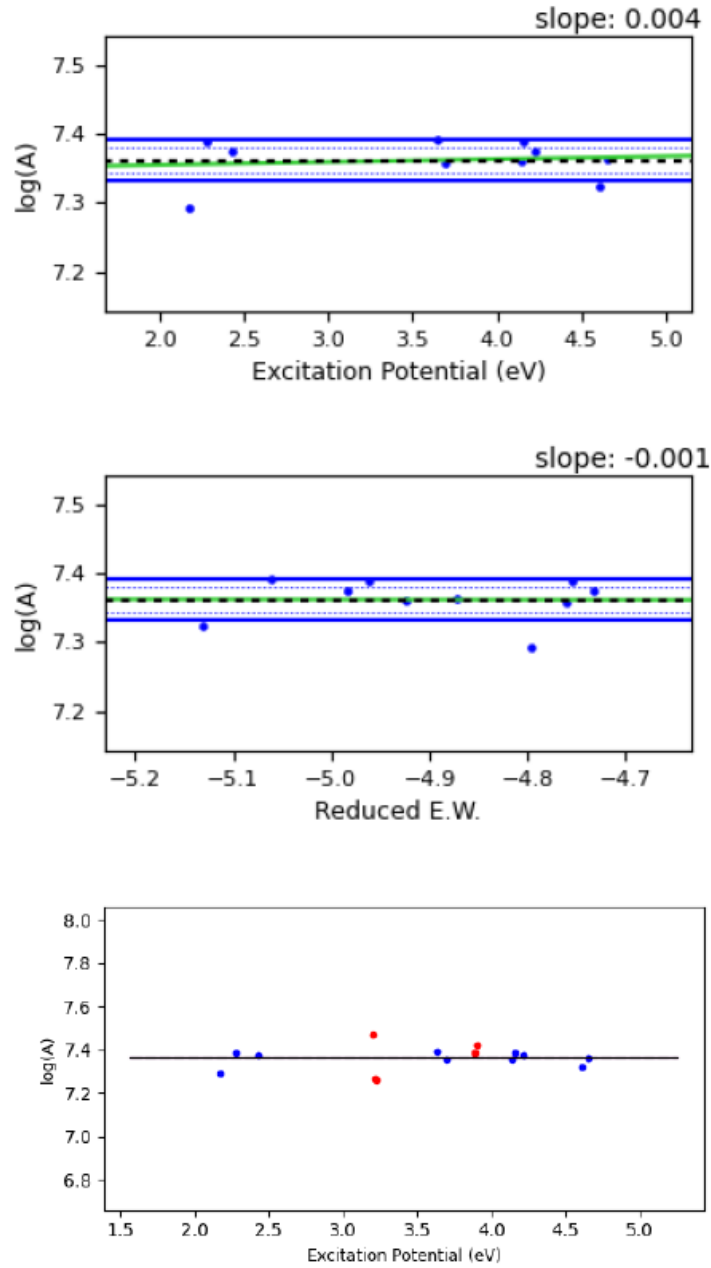
Bir elemente ait hesaplanan bolluk değerinin, analiz için seçilen çizgilerinin eşdeğer genişliklerinden bağımsız olması gerekmektedir. Mikrotürbülans hızı, çizginin eşdeğer genişliğini arttırarak doymasına (satürasyon) sebep olmaktadır. Bu durum elementin olduğundan daha bolmuş gibi hesaplanmasına neden olur. Doygunluktan (satürasyondan) ve dolayısı ile mikrotürbülansın etkilerinden kaçınabilmek için bolluk analizinde aşırı şiddetli çizgileri kullanmamak gerekir. Bolluk analizi için kullanılan çizgilerin bolluk değerlerinin bu çizgilerin indirgenmiş eşdeğer genişliklerine (W/λ) göre dağılımlarına bakıldığında, tüm çizgilerin indirgenmiş eşdeğer genişliklerden bağımsız olarak ortalama bir bolluk değerinin etrafında minimum saçılma gösterecek şekilde dağılımları beklenir. Bu sebeple, her bir çizginin bolluğu indirgenmiş eşdeğer genişliklerden bağımsız hale gelene kadar modelin mikrotürbülans hızı değeri değiştirilir ve yıldız için en uygun mikrotürbülans hızı elde edilir.

Yüzey çekim ivmesi (g), yıldız atmosferindeki basıncı kontrol ederek atomların iyonizasyon derecesini etkiler [96]. Bu sebeple Fe II çizgileri yüzey çekim ivmesine duyarlıdır. İyonizasyon dengesinin kurulabilmesi için Fe I ve Fe II çizgilerinden elde edilen bolluk değerlerinin birbirine eşit olması gereklidir. Bu denge kurulana kadar modelin $\log g$ değeri değiştirilir ve yıldız için en uygun $\log g$ değeri elde edilir.

Başlangıçtaki atmosferik parametreler kullanılarak hesaplanan ilk model atmosfer genellikle yukarıda sözü edilen şartları aynı anda sağlamaz. Bu sebeple, Fe I ve Fe II çizgileri aynı bolluğu verecek şekilde, bu şartları sağlayan nihai bir model atmosfere ulaşana kadar, parametreler değiştirilerek pek çok model hesaplanır. Fe elementinin bolluğu hesap edilerek ulaşılan nihai model atmosfer, yıldızı en iyi temsil eden modeldir ve diğer tüm elementlerin bollukları bu model kullanılarak hesap edilir.

46 LMi’de atmosferik parametrelerin nihai değerleri $T_{\text{eff}} = (4770 \pm 70)$ K, $\log g = 2.55 \pm 0.15$ ve $\xi = (1.31 \pm 0.06)$ km/sn olarak belirlenmiştir. şekil 3.22’de demir elementi için; üst panelde uyarılma (eksitasyon) dengesi (etkin sıcaklık tayini), orta panelde bolluğun indirgenmiş eşdeğer genişlik ile değişimi (mikrotürbölans hızı tayini) ve alt panelde iyonizasyon dengesi (yüzey çekim ivmesi tayini) gösterilmektedir. İyonizasyon dengesine ulaşıldığında Fe I ve Fe II nin her ikisi için de bolluk değeri 7.36 olarak elde edilmiştir ($\log \varepsilon (\text{Fe}) = 7.36$)⁷.

⁷ $\log \varepsilon(X) = \log (N_X/N_H) + 12$.



Şekil 3.22: 46 LMi için demir elementinin bolluğunun ve atmosferik parametrelerin nihai hallerinin tayini. Grafiklerde mavi noktalar Fe I çizgilerini, kırmızı noktalar Fe II çizgilerini temsil etmektedir.

3.2.4. Element Bolluklarının Hesabı

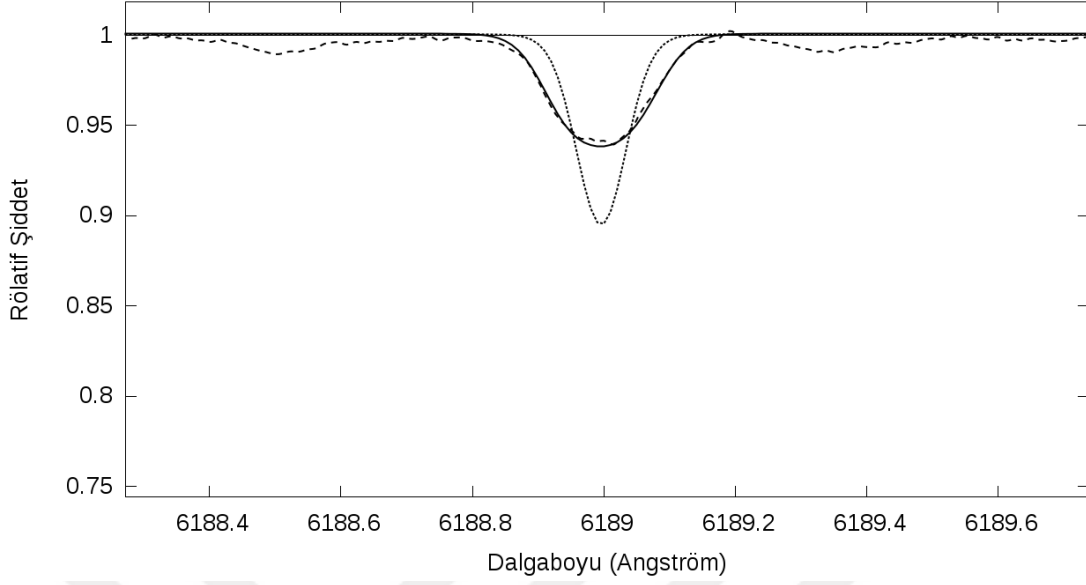
Bir elementin analiz edilebilir çizgilerinin sayısı ikiden fazla ise ve bu çizgiler istatistik açıdan tutarlı bir bolluk değeri veriyorsa, bolluk analizi için eşdeğer genişlik yöntemi tercih edildi. Eşdeğer genişliği 10 mÅ dan küçük olan zayıf çizgiler süreklilik normalizasyonundan ve S/N oranından oldukça etkilendiklerinden ve eşdeğer genişliği 130 mÅ dan büyük olan çizgiler büyüme eğrisinin doyma (satüre) kısmında yer aldıklarından bolluk hesabı için kullanılmadılar. Hesaplamalar SPECTRUM paketinin ABUNDANCE programı kullanılarak yapıldı. Programa girdi olarak bolluk hesabı yapılacak elemente ait çizgilerin her biri için dalgaboyu, alt ve üst enerji seviyesi, log gf değeri, eşdeğer genişlik ve geçişin hangi seviyeler arasında olduğu bilgilerini içeren bir çizgi listesi verilir. Program verilen model atmosfer ve çizgi listesini kullanarak çizgilerin her biri için bölüm 3.2’de anlatıldığı gibi elementin bolluğunu hesap eder ve hesaplanan eşdeğer genişlik ile ölçülen eşdeğer genişlik uyuşana kadar bolluğu iteratif olarak değiştirir. Böylece her bir çizgi için elementin bolluğu ayrı ayrı hesaplanır. Teorik olarak tüm çizgiler için bolluk değeri aynı olmalıdır. Pratikte ise sürekliliğin belirlenmesinde ve eşdeğer genişlik ölçümlerindeki kaçınılmaz hatalar, atomik parametrelerdeki belirsizlikler gibi sebeplerden her bir çizgiden elde edilen bolluk değeri ortalama bir değer etrafında saçılma gösterir. Elementin bolluğu, bu ortalama değer olarak kabul edilir.

Çizgi sayısının az olduğu, çizgilerin eşdeğer genişlik ölçümü için uygun olmadığı ve çizgilerinde aşırı ince yapı ve/veya izotopik kaymalar olan elementin bolluk hesabında ise tayf sentezi yöntemi tercih edildi.

Kararlı izotopa sahip elementlerin büyük çoğunluğu bir tane izotopa sahiptir. Birden fazla izotopa sahip elementlerde ise genellikle tek bir izotopun kimyasal bolluğunun %98 seviyelerinde diğer izotoplara göre daha baskın olduğu görülür [97]. Bu durum bolluk hesabı için sorun teşkil etmez. Ancak durumun böyle olmadığı elementler için izotop oranları önemlidir. Çünkü her bir izotopun çizgiye katkısı farklıdır ve çizginin şeklini etkiler.

Aynı elementin farklı izotoplarının enerji seviyelerindeki yarılmalar sebebi ile izotopların dalgaboylarında kaymalar meydana gelir. İzotopik kayma (isotopic shifting) olarak nitelenen bu durum, çizgilerin genişlemesine ve asimetric yapıda olmasına sebep olur. Tek numaralı izotoplar aynı zamanda aşırı ince yarılmaya da gösterirler.

Atom numarası tek sayı ve kararlı izotop numarası tek sayı olan elementlerin enerji seviyelerinde aşırı ince yarılmalar gözlenir. Elektronun açısal momentumu ve atom çekirdeğinin spini arasındaki etkileşim atomik enerji seviyelerinin aşırı ince yarılmalarına sebep olur. Bu aşırı ince yarılmaların ardındaki temel durum, atom çekirdeğindeki her bir proton ve nötronun spinlerinin, atom çekirdeğine net bir spin açısal momentum kazandırmasıdır [97]. Tipik olarak aşırı ince yapı enerji farklılıkları 0.02 cm^{-1} mertebesinde dir. Bu da 500 nm de dalgaboyundaki 0.5 pm lik farka karşılık gelir. Aşırı yarılan her bir enerji seviyesinden olan geçişlere karşılık gelen çizgiler, tayfsal çizgilerin termal ve basınç genişlemelerinden dolayı spesifik olarak tek tek bileşenler olarak görünmezler. Bunun yerine her bir bileşenin çizgi profilinin konvolüsyonu olan tek bir çizgi görülür [98]. Aşırı ince yapı, çizgi profilinin genişliğinin artmasına ve çizginin derinliğinin azalmasına (desatürasyon) neden olduğundan, çizgi asimetrik görünür ve artık basit bir Voigt profili ile tanımlanamaz. Aşırı ince yapının ihmal edilmesi, çizginin dalgaboyunun yanlış ölçülmesine ve eşdeğer genişliğin yanlış ölçülmesine ya da sentetik tayfın yanlış hesaplanmasına yol açar. Bu da, ilgili elementin bolluğunun yanlış hesaplanmasına sebep olur [99]. Şekil 3.23'te aşırı ince yapı gösteren 6189 Å Co I çizgisinin, aynı $\log gf$ değeri için, aşırı ince yapı hesaba katılmış halde (sürekli çizgi) ve aşırı ince yapı hesaba katılmadan (noktalı çizgiler) yapılmış iki sentetik tayfı Güneş'te ki gözlemsel çizgi ile (kesikli çizgiler) karşılaştırılmıştır. Aşırı ince yapı hesaba katıldığında çizginin sentetik tayf tarafından mükemmel bir şekilde temsil edildiği açıkça görülmektedir.



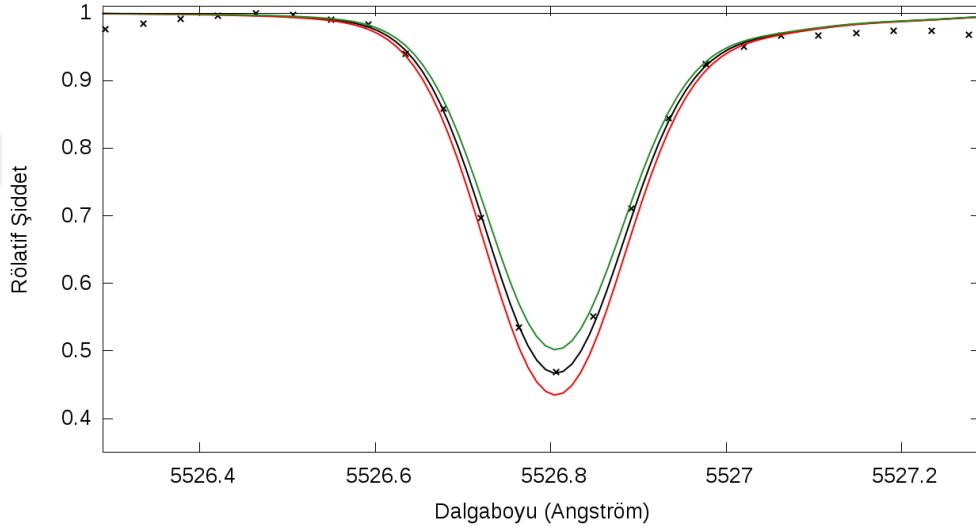
Şekil 3.23: Güneş tayfında 6189 Å Co I çizgisine aşırı ince yapının etkisi.

Atmosferik basınç özellikle şiddetli çizgilerin kanatlarının genişlemesine ve çizginin gaussianlıktan uzaklaşmasına sebep olur. Çizginin teorik hesabında damping parametresi bu genişlemeyi temsil eder. Eğer damping parametresi bolluk hesabında göz ardı edilirse, kanatlarda görülen bu genişleme ihmal edilmiş olacağından ilgili elementin bolluğu doğru hesaplanamaz.

Özellikle, çizgilerinde aşırı ince yapı ve izotopik kayma gösteren elementlerin bolluk analizlerinin eşdeğer genişlik yöntemi yerine tayf sentezi yöntemi ile yapılması daha uygundur. Çünkü açıktır ki, çizgiyi oluşturan her bir bileşenin eşdeğer genişliğini ölçmek pratikte mümkün değildir. Bu sebeple, çizgiyi oluşturan her bir bileşenin dalgaboyu, log gf değeri, alt ve üst enerji seviyeleri kullanılarak hesaplanan sentetik tayf ile çizgi mümkün olan en iyi şekli ile temsil edilir.

Sentetik tayflar SPECTRUM programı ile hesaplanmıştır. Program, verilen model atmosfer, genişleme parametreleri (mikrotürbülans hızı, makrotürbülans ve dönme hızı (rotasyon)) ve çizgi listesini (atomik ve moleküler çizgiler için dalgaboyları, izotop numaraları, alt ve üst enerji seviyeleri, log gf değerleri, geçişin hangi seviyelerde olduğu ve damping parametreleri) kullanarak bölüm 3.2’de anlatıldığı gibi gözlemsel tayf ile aynı çözünürlükte sentetik tayflar

hesaplar. Hesaplanan sentetik tayf, gözlemsel tayf ile tam uyum sağlayana kadar bolluk analizi yapılan elemente ait bolluk değeri değiştirilir. Şekil 3.24'te Sc II 5526 Å çizgisi için, birbirinden 0.2 dex farklı bolluk değerine sahip üç adet sentetik tayfın gözlemsel tayf (noktalar) ile karşılaştırılması görülmektedir. Gözlemsel tayfa en iyi uyum sağlayan sentetik tayf (siyah çizgi) $[Sc/H] = -0.12$ bolluk değerine sahiptir.



Şekil 3.24: Tayf sentezi yöntemi ile Sc elementinin bolluk tayini.

EK 1'de bolluk analizinde kullanılan aşırı ince yapı gösteren çizgilere ait çizgi listesi verilmiştir. Tablonun kolonları sırası ile bolluk analizi yapılan elementin iyonu, çizgiye ait ince yapı bileşenlerinin dalgaboyu, izotop numarası, ilgili çizgiye ait uyarılma (eksitasyon) potansiyeli (χ), ilgili çizginin log gf değeri ve kullanılan ince yapı bileşenlerinin şiddetlerinin alındığı çalışmaların referansıdır. YII iyonu için aşırı ince yapı önemsiz [91] olduğundan bu element için tek atomik çizgi kullanılmıştır.

3.2.5. Karbon, Azot ve Oksijen Elementlerinin Bolluk Hesabı ve $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ İzotop Oranının Tayini

Karbon, azot ve oksijen elementleri yıldızların merkezinde reaksiyonlar döngüsü (CNO çevrimi) ile üretilirler. Bu sebeple yıldız atmosferinde bollukları bir denge halinde bulunur. Soğuk yıldızların atmosferinde baskın olarak moleküler halde bulunduklarından, bu üç element yıldızın atmosferinde moleküler dengedir.

Karbon elementi yıldız çekirdeğinde ağırlıklı olarak helyumun 3 alfa reaksiyonu ile üretilir. Azot elementi ise hidrojen yanma evresindeki CNO çevrimi boyunca meydana gelen karbon ve oksijen dönüşümü ile oluşur [102]. Yani bu üç elementin (moleküllerinin) bollukları birbirini etkiler. Bu sebeple bu elementlerin bollukları belirlenirken bir sıra takip edilmelidir. Düşük kütleli yıldızlarda görülen birinci tırmıklama olayında konvektif tabaka CN reaksiyonlarının meydana geldiği bölgeye kadar genişleyebilir. ^{16}O 'nın üretildiği bölgeye kadar inemez. Dolayısıyla oksijen elementi karışımdan etkilenmez ve atmosferdeki bolluk değeri sabit kalır.

Bu sebeple yıldızın CNO bollukları tayin edilirken önce oksijen elementinin bolluğu hesaplandı. Ardından karbon elementinin bolluğu hesaplanıp, tekrar oksijen elementinin bolluğundaki değişime bakıldı. Sonra tekrar karbon elementinin bolluğu kontrol edildi. Her iki elementin bolluk değerlerinin birbirlerinin bolluk değerlerinin değişimlerinden etkilenmediği durumda, azot elementinin bolluğu hesaplandı. Azot elementinin bolluk değeri oksijen ve karbon elementlerinin bolluk değerlerini etkileyeceğinden, tekrar oksijen ve karbon bolluklarına bakılıp, azot bolluğu kontrol edildi. Bu işlem her üç elementin bolluk değerlerinin, birbirlerinin bolluk değişimlerinden etkilenmediği duruma kadar devam etti.

Yukarıda anlatılan prosedür ile elde edilen bolluklar, karbon ve azot elementlerinin moleküler bandlarının görüldüğü dalgaboyu aralıkları için yapılan sentetik tayflar ile hesaplanmıştır.

Oksijen elementinin bolluk tayini için 6300 Å de bulunan [O I] yasak çizgisi kullanılmıştır. Soğuk yıldızlarda oksijen tayini için sıkça kullanılan bu çizgi [103] NLTE etkilerden etkilenmez [104]. Bu çizgi nikel (Ni) elementi ile hafifçe blend durumdadır. Bu sebeple oksijen bolluğunu daha hassas tayin edebilmek için blend haldeki nikel çizgisi izotopik bileşenleri kullanılarak sentezlendi. Nikel bolluğu için daha önce eşdeğer genişlik yöntemi ile hesap edilen $[\text{Ni}/\text{H}] = -0.15$ değeri kullanıldı. Tablo 3.3'te oksijenin bolluk hesabında kullanılan çizgiler ve kullanılan log gf değerleri ile birlikte referansları verilmiştir.

Tablo 3.3: Oksijenin bolluk analizinde kullanılan çizgi listesi.

İyon	Dalgaboyu (Å)	log gf	Referans
[O I]	6300.304	-9.819	[77]
⁵⁸ Ni	6300.338	-2.674	[79]
⁶⁰ Ni	6300.349	-2.674	[79]
⁶¹ Ni	6300.356	-2.674	[79]
⁶² Ni	6300.362	-2.674	[79]
⁶⁴ Ni	6300.373	-2.674	[79]

Genellikle cüce yıldızların karbon bolluğu hesabı için [C I] 8727 Å çizgisi [105; 106] elde edilen gözlemsel tayfin analiz için kullanılan dalgaboyu aralığı dışında kalmaktadır. Ayrıca bu çizginin kırmızı dev yıldızlarda CN molekülü ile blend durumda olduğu bilinmektedir [7; 107]. Bu sebeple kırmızı dev yıldızların karbon bolluğu hesabı için tayflarında yaygın şekilde ve şiddetli olarak görülen C₂ moleküler bandları [107; 108; 7; 103] ve CH moleküler bandları [109; 110] kullanılır.

Geç tip yıldızların spektrumlarında görsel bölgedeki en belirgin karbon molekülü sistemi C₂ Swan sistemidir [80]. Sistemin majör bandları 4500 – 5700 Å aralığında bulunur [111]. Bu bandlar spektrumda diğer elementlerin çizgileri ile blend halde bulunurlar.

Karbon elementinin bolluk hesabı için başdalgaboyu 5086.2 Å olan C₂ Swan bandı kullanıldı. Bu band yıldızın tayfinda görülen en temiz ve şiddetli C₂ bandıdır. Bu banda ait moleküler çizgilerin log gf değerleri Brooke ve diğ.'nin [80] çalışmasından alındı.

Azotun bolluğu 7980 – 8130 Å dalgaboyu aralığındaki CN molekül bölgesinin 7995.6 Å çizgisi kullanılarak tayin edildi. Bu molekül bandı için log gf değerleri [81] den alındı.

¹²C/¹³C izotop oranı 8002 – 8007 Å dalgaboyu aralığındaki ¹²C¹⁴N ve ¹³C¹⁴N moleküler bandlarından elde edildi.

8002 – 8007 Å bölgesinde üç adet ¹²C¹⁴N ve bir adet ¹³C¹⁴N çizgisi bulunmaktadır. Bir yıldız, evrimi sırasında birinci tırmıklama evresine geldiğinde ¹³C izotopu atmosfere karışıp ¹²C

izotopu kısmen atmosferden kaybolduğundan, $^{13}\text{C}^{14}\text{N}$ çizgisi şiddetlenmeye başlar. Bu sebeple, Swan bandı kullanılarak elde edilen $[\text{C}/\text{H}]$ bolluğu değiştirilmeksizin sadece izotop oranlarının değiştirilmesi ile farklı izotop oranları için yapılan sentetik tayflardan gözlemsel tayfa en iyi uyum gösteren sentetik tayfin izotop oranı yıldızın $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı olarak kabul edilmiştir.



4. BULGULAR

4.1. HESAPLANAN BOLLUKLAR

4.1.1. Eşdeğer Genişlik Yöntemi İle Hesaplanan Bolluklar

Si, Ti, Cr, Fe ve Ni elementleri için eşdeğer genişlik analizinde kullanılan her bir çizgiden elde edilen bolluk değerleri Tablo 4.1’de ve analize ilişkin sonuçlar Şekil 4.1’de gösterilmiştir. Belirlenen atmosferik parametrelere sahip model atmosfer için demir elementinden ayrı olarak titanyum elementi için de iyonizasyon dengesinin sağlandığı Şekil 4.1’den görülmektedir.

Tablo 4.1: Eşdeğer genişlik yöntemi ile bulunan bolluklar.

İyon	Dalgaboyu (Å)	χ (eV)	log gf	Eşdeğer genişlik (mÅ)	log $\epsilon(X)$
Si I	4947.607	5.08	-2.500	27.51	7.65
Si I	5517.533	5.08	-2.384	27.95	7.54
Si I	5645.613	4.93	-2.140	56.09	7.68
Si I	5701.104	4.93	-2.050	53.18	7.54
Si I	5772.146	5.08	-1.750	63.24	7.59
Si I	5793.073	4.93	-2.060	58.81	7.65
Si I	5948.541	5.08	-1.230	98.69	7.71
Si I	6125.021	5.61	-1.530	47.38	7.65
Si I	6142.483	5.62	-1.470	43.44	7.53
Si I	6155.134	5.62	-0.800	86.67	7.64
Si I	6155.693	5.62	-2.400	10.85	7.61
Si I	6244.466	5.62	-1.290	55.31	7.58
Si I	6414.980	5.87	-1.100	55.62	7.67

Tablo 4.1: Devam ediyor.

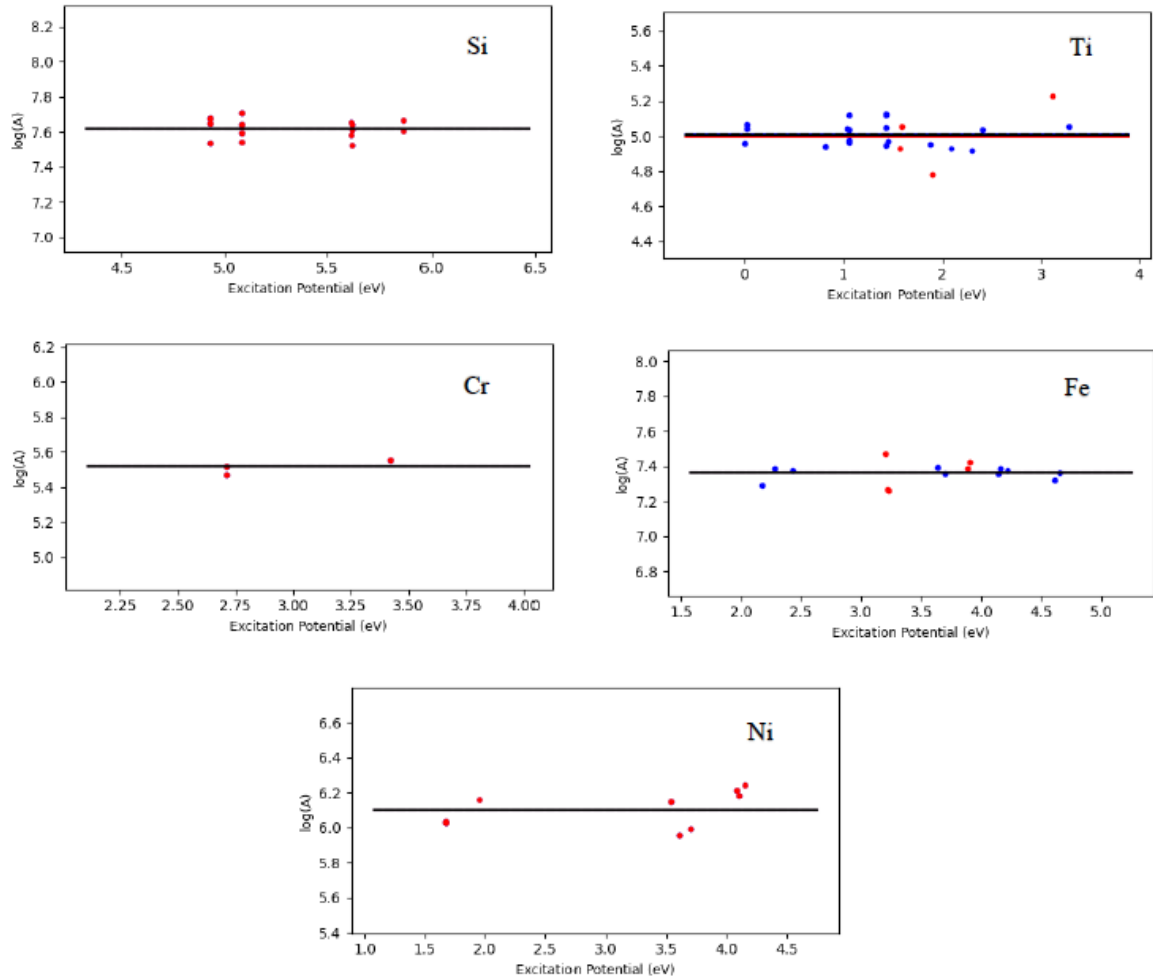
İyon	Dalgaboyu (Å)	χ (eV)	log gf	Eşdeğer genişlik (mÅ)	log $\epsilon(X)$
Si I	7034.901	5.87	-0.880	64.27	7.61
Ti I	5219.700	0.02	-2.220	108.62	5.07
Ti I	5223.622	2.09	-0.490	62.64	4.93
Ti I	5384.631	0.83	-2.770	25.13	4.94
Ti I	5453.643	1.44	-1.600	47.21	4.95
Ti I	5518.075	2.41	-1.291	13.49	5.04
Ti I	5716.457	2.30	-0.720	38.11	4.92
Ti I	5766.330	3.29	0.289	36.05	5.06
Ti I	5866.452	1.07	-0.790	123.65	5.12
Ti I	5918.539	1.07	-1.640	79.44	5.04
Ti I	5937.811	1.07	-1.940	58.57	4.97
Ti I	5944.650	0	-3.845	26.25	4.96
Ti I	5978.543	1.87	-0.496	82.25	4.95
Ti I	6064.629	1.05	-1.944	65.28	5.05
Ti I	6126.217	1.07	-1.425	89.06	4.98
Ti I	6258.110	1.44	-0.390	124.50	5.12
Ti I	6312.238	1.46	-1.550	54.75	4.97
Ti I	6325.179	0.02	-3.757	35.17	5.04
Ti I	6497.684	1.44	-2.020	38.17	5.12
Ti I	6554.224	1.44	-1.150	85.15	5.05
Ti II	4911.139	3.12	-0.640	80.18	5.23
Ti II	5005.157	1.57	-2.730	54.25	4.93
Ti II	5185.913	1.89	-1.410	90.78	4.78
Ti II	5396.226	1.58	-3.180	38.16	5.06
Cr I	5238.964	2.71	-1.270	51.46	5.47

Tablo 4.1: Devam ediyor.

İyon	Dalgaboyu (Å)	χ (eV)	log gf	Eşdeğer genişlik (mÅ)	log $\epsilon(X)$
Cr I	5241.453	2.71	-1.920	21.82	5.52
Cr I	5628.621	3.42	-0.740	40.44	5.55
Fe I	5379.574	3.69	-1.514	93.20	7.36
Fe I	5386.334	4.15	-1.740	58.87	7.39
Fe I	5636.696	3.64	-2.560	48.84	7.39
Fe I	5793.914	4.22	-1.660	60.30	7.38
Fe I	5855.076	4.61	-1.478	43.35	7.32
Fe I	5905.672	4.65	-0.770	79.20	7.36
Fe I	6151.618	3.98	-3.299	98.14	7.29
Fe I	6165.360	4.08	-1.474	73.45	7.36
Fe I	6481.870	2.28	-2.984	114.00	7.39
Fe I	6750.152	2.42	-2.621	124.80	7.38
Fe II	5264.801	3.23	-3.233	48.63	7.26
Fe II	5414.089	3.22	-3.482	39.00	7.27
Fe II	6084.103	3.20	-3.880	31.62	7.47
Fe II	6149.231	3.89	-2.840	38.69	7.39
Fe II	7711.722	3.90	-2.453	55.77	7.42
Ni I	4845.330	3.54	-2.410	13.23	6.15
Ni I	4873.442	3.70	-0.380	84.35	5.99
Ni I	5003.741	1.68	-3.070	75.35	6.03
Ni I	5157.980	3.61	-1.510	38.45	5.96
Ni I	5748.351	1.68	-3.240	72.63	6.03
Ni I	6007.306	1.68	-3.400	65.92	6.03
Ni I	6204.604	4.09	-1.080	47.10	6.21

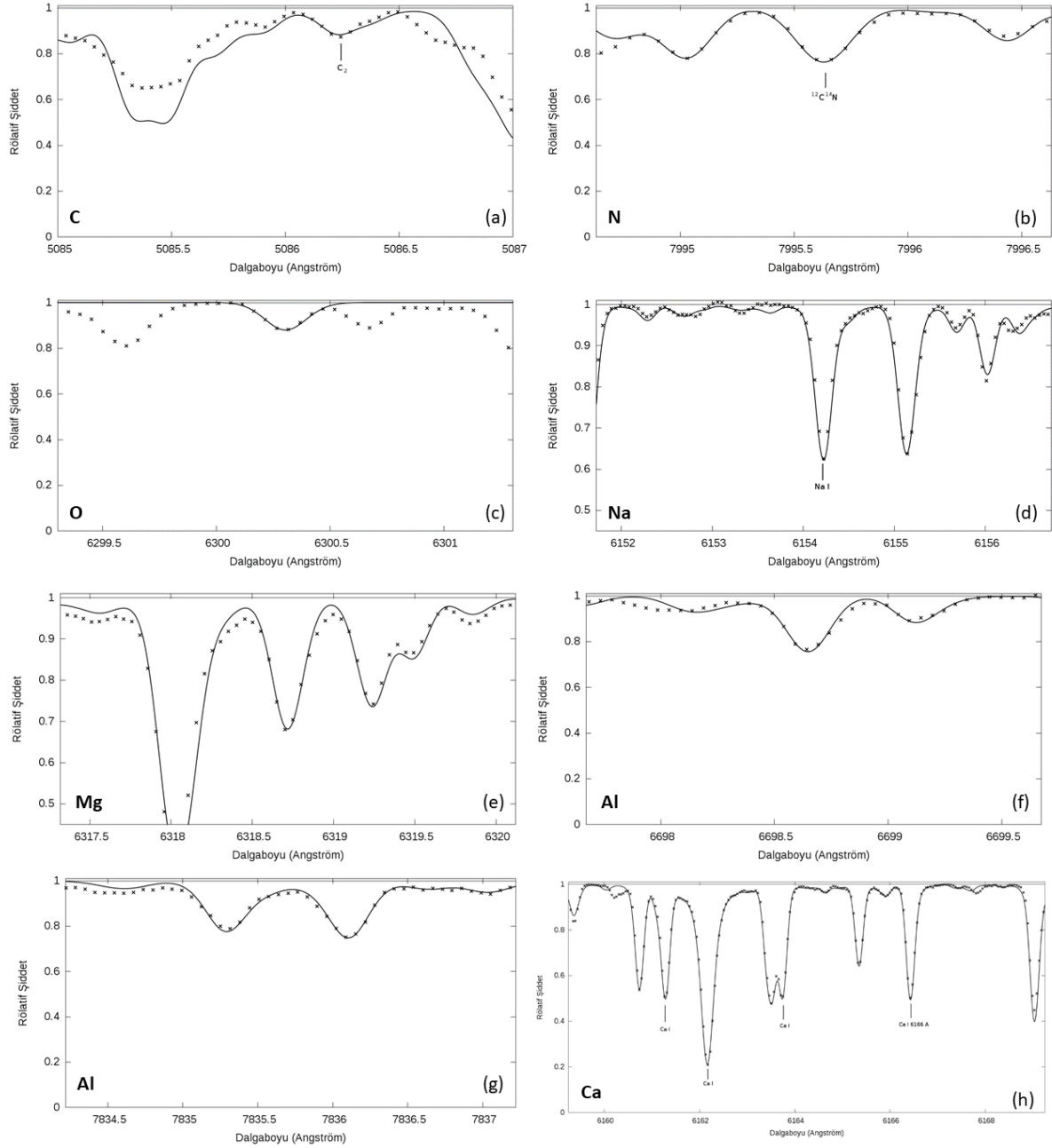
Tablo 4.1: Devam ediyor.

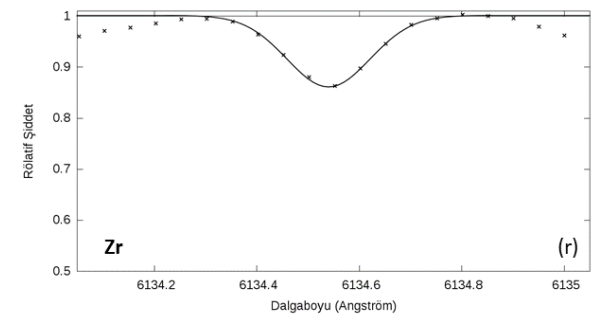
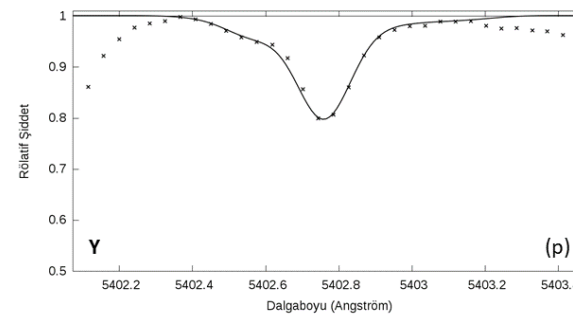
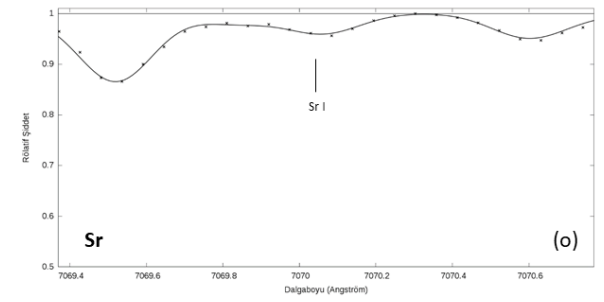
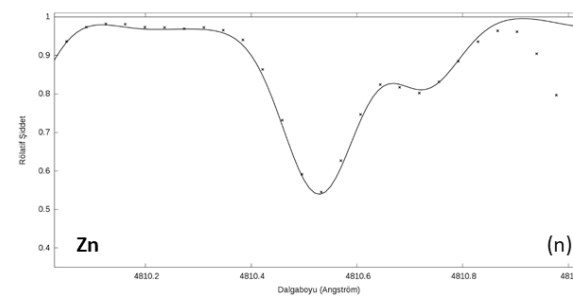
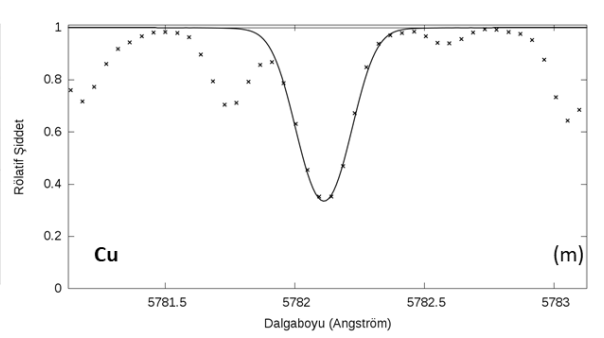
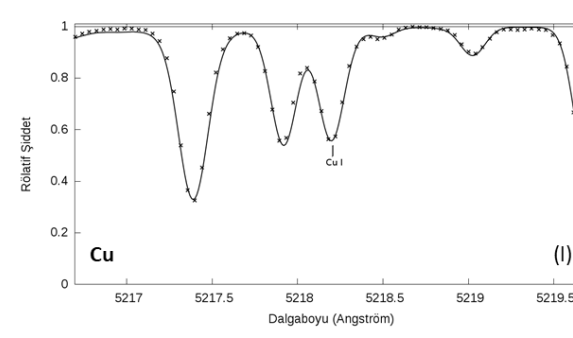
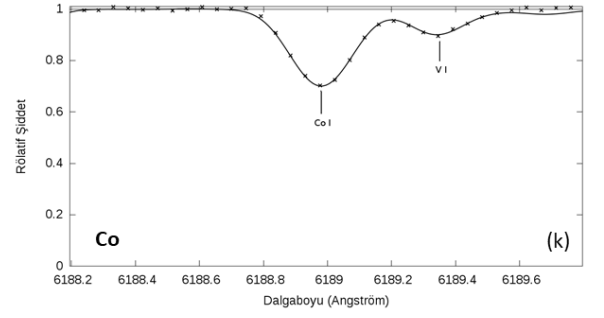
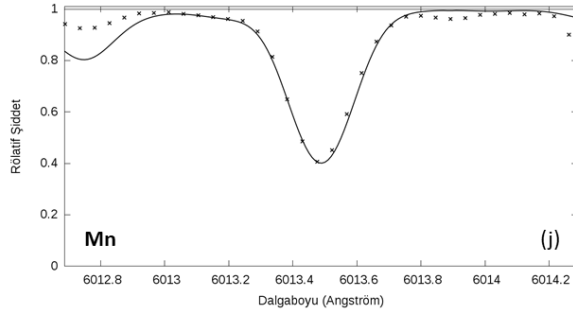
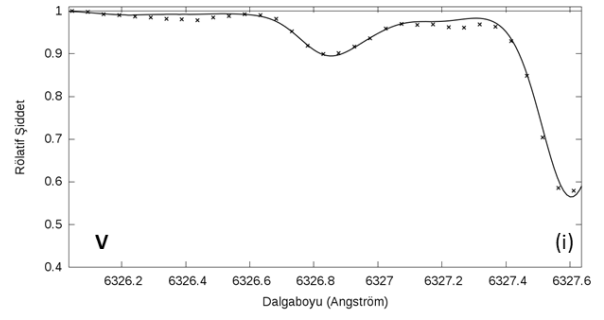
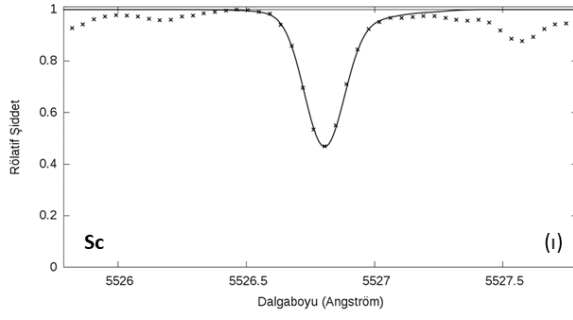
İyon	Dalgaboyu (Å)	λ (eV)	log gf	Eşdeğer genişlik (mÅ)	log $\epsilon(X)$
Ni I	6223.984	4.11	-0.910	52.52	6.18
Ni I	6378.250	4.15	-0.820	57.62	6.24
Ni I	6586.310	1.95	-2.780	89.79	6.15

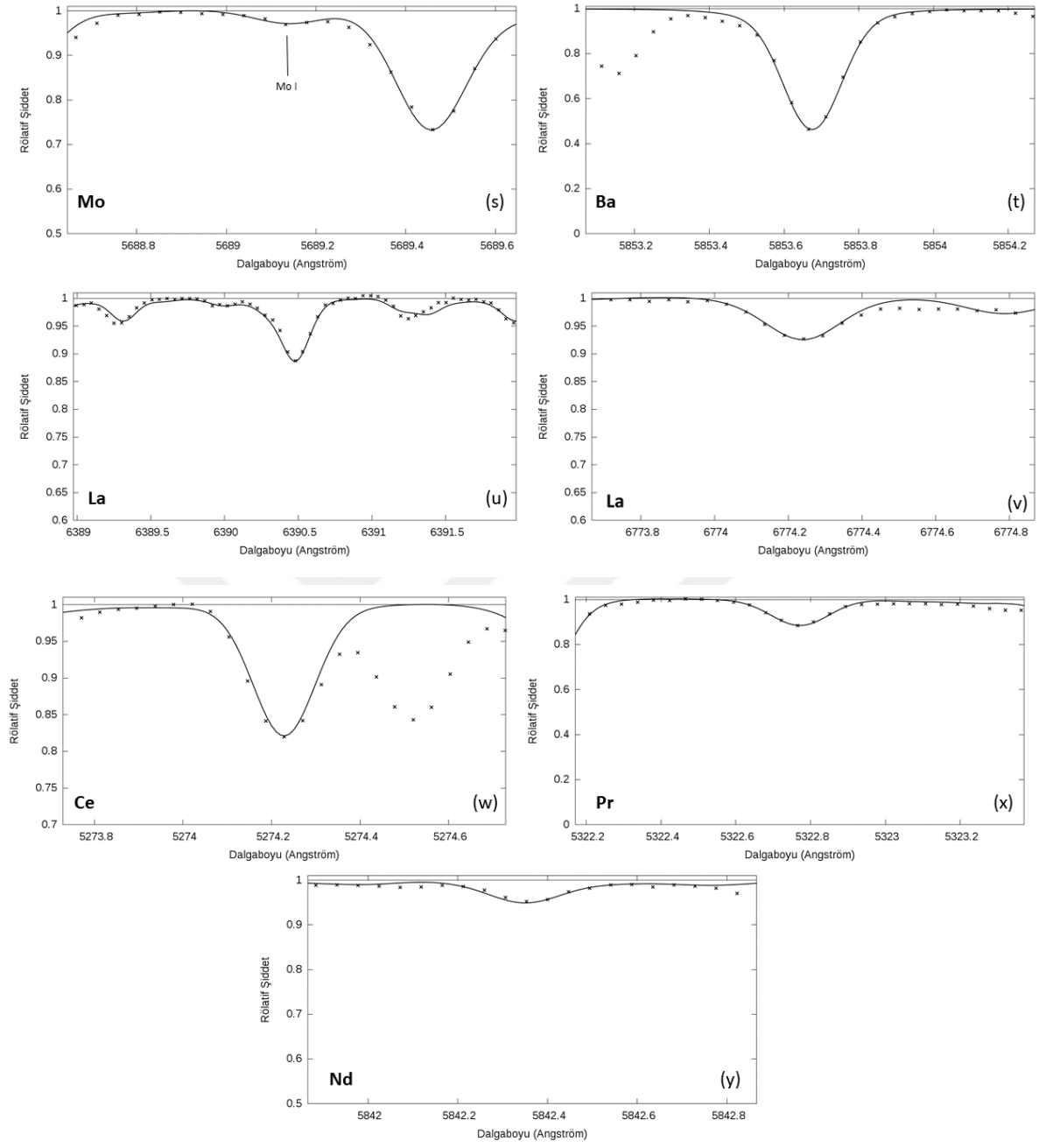
**Şekil 4.1:** Eşdeğer genişlik yöntemi ile elde edilen element bolluklarının analiz sonuçları.

4.1.2. Tayf Sentezi Yöntemi İle Hesaplanan Bolluklar

Bollukları tayf sentezi yöntemi ile hesaplanan elementlere ait kullanılan çizgiler ve bu çizgileri en iyi temsil eden sentetik tayf çizgileri ile karşılaştırılmaları Şekil 4.2’de gösterilmiştir.







Şekil 4.2: Tayf sentezi yöntemi ile hesaplanan elementlerin bolluk analizleri.

Tablo 4.2’de 46 LMi için her iki yöntemle elde edilen element bolluk değerleri görülmektedir. Tabloda kolonlar sırası ile elementin atom numarası, elementin adı, hangi iyona ait olduğu, analizde kullanılan çizgi sayısı (n), elementin 46 LMi için bolluk değeri ($\log \epsilon(X)$), bolluk değerinin standart sapması (σ), elementin Güneş’teki bolluk değeri ($\log \epsilon(X)_{\odot}$), 46 LMi için bu çalışmanın sonucunda kabul edilen bolluk değeri ($[X/H]^*$) ve bolluk tayininde kullanılan yöntemdir. Her bir elementin analizinde kullanılan yöntem “EG” (eşdeğer genişlik) ve “TS” (tayf sentezi) kısaltmaları ile gösterilmiştir. Tabloda ayrıca bu çalışmada bolluk değerleri literatüre ilk kez kazandıran elementlerin simgeleri koyu harfler ile gösterilmiştir. Tayf sentezi yönteminde çoğu element bolluğu tek çizgiden elde edilmiştir. Çoklu çizgi durumunda ise tüm çizgilerden elde edilen bolluklar aynı sonucu vermektedir. Bu sebeple tayf sentezi yöntemi ile verilen bolluk değerlerinin standart sapma değerleri yoktur. Bir istisna olarak vanadyum elementinin bolluğu 6326 Å çizgisinden $\log \epsilon(V) = 4.00$, 6189 Å çizgisinden $\log \epsilon(V) = 4.20$ olarak ve lantan elementinin bolluğu 6390 Å çizgisinden $\log \epsilon(La) = 1.10$, 6189 Å çizgisinden $\log \epsilon(La) = 1.14$ olarak bulunduğu için, bu bolluklar tabloda ayrı ayrı yazılmıştır. Bununla birlikte bahsedilen farklar çok küçük olup kabul edilebilir hata sınırları içindedir. Güneş bolluk değerleri Grevesse 1998 [54] den alınmıştır. Burada $\log \epsilon = \log (N_X/N_H) + 12$; $[X/H] = \log(N_X/N_H)^* - \log(N_X/N_H)_{\odot}$ dir.

Tablo 4.2: HD 94264 (46LMi) yıldızının bolluk analizi sonuçları.

Atom No	Element	İyon	n	$\log \epsilon(X)$	σ	$\log \epsilon(X)_{\odot}$	$[X/H]^*$	Yöntem
3	Li	Li I	2	< 0.0		1.10		TS
6	C	C ₂ Swan Bandı		8.25		8.52	-0.27	TS
7	N	CN Bandı		8.19		7.92	0.27	TS
8	O	O I	1	8.80		8.83	-0.03	TS
11	Na	Na I	1	6.46		6.33	0.13	TS
12	Mg	Mg I	3	7.74		7.58	0.16	TS
13	Al	Al I	3	6.60		6.47	0.13	TS
14	Si	Si I	14	7.62	0.06	7.55	0.07	EG

Tablo 4.2: Devam ediyor.

Atom No	Element	İyon	n	$\log \varepsilon(X)$	σ	$\log \varepsilon(X)_{\odot}$	[X/H]*	Yöntem
20	Ca	Ca I	1	6.46		6.36	0.10	TS
21	Sc	Sc II	1	3.05		3.17	-0.12	TS
22	Ti	Ti I	19	5.01	0.07	5.02	-0.02	EG
		Ti II	4	5.00	0.19			EG
23	V	V I	2	4.00 / 4.20	0.14	4.00	0.10	TS
24	Cr	Cr I	3	5.52	0.04	5.67	-0.15	EG
25	Mn	Mn I	1	5.32		5.39	-0.07	TS
26	Fe	Fe I	10	7.36	0.03	7.50	-0.14	EG
		Fe II	5	7.36	0.09			EG
27	Co	Co I	1	4.83		4.92	-0.09	TS
28	Ni	Ni I	10	6.10	0.10	6.25	-0.15	EG
29	Cu	Cu I	2	4.26		4.21	0.05	TS
30	Zn	Zn I	1	4.26		4.60	-0.34	TS
38	Sr	Sr I	1	2.97		2.97	0.00	TS
39	Y	Y II	1	2.21		2.24	-0.03	TS
40	Zr	Zr I	1	2.59		2.60	-0.01	TS
42	Mo	Mo I	1	1.88		1.92	-0.04	TS
56	Ba	Ba II	1	2.30		2.13	0.17	TS
57	La	La II	2	1.10/1.14	0.03	1.17	-0.05	TS
58	Ce	Ce II	1	1.48		1.58	-0.10	TS
59	Pr	Pr II	1	0.59		0.71	-0.12	TS
60	Nd	Nd II	1	1.55		1.50	0.05	TS

$$^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 19$$

4.1.3. Bollukların Atmosferik Parametrelere Duyarlılığı

Element bollukları atmosferik parametrelere bağlı olduğundan, atmosferik parametrelerin hangi aralıkta kabul edilebilir olduğu ve kabul edilebilir aralıklar içindeki değişimlerin element bolluklarını ne kadar etkilediğini test etmek, yapılan bolluk analizinin hassasiyetinin bir göstergesi olacaktır.

Atmosferik parametreler Fe elementinin uyarılma (eksitasyon) ve iyonizasyon dengelerinden itibaren elde edildiğinden, bu dengenin bozulmaya başladığı etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve mikrotürbülans hızı değerleri, bu parametrelerin sınır değerlerini belirleyecektir. Bozulma kriteri olarak Fe elementinden elde edilen bolluk değerinin standart sapması kullanılabilir. Parametrelerin herhangi birindeki değişimin Fe elementinin bolluğunu 1σ değerinin dışına çıkartmaya başladığı değer, ilgili parametrenin kabul edilebilir sınır değeri olarak alınabilir.

Analizde Fe I ve Fe II den elde edilen bolluk değerlerinin standart sapması sırasıyla 0.03 ve 0.09 olarak hesaplanmıştı. Sıcaklığı ± 10 K, yüzey çekim ivmesini ± 0.05 dex ve mikrotürbülans hızı ± 0.02 dex adımlarla değiştirerek, sıcaklıktaki hata payının ± 70 K, $\log g$ deki hata payının ± 0.15 dex ve mikrotürbülans hızındaki hata payının ± 0.06 dex olduğu görüldü. Böylece denilebilir ki bu hata payları dahilinde demir elementinin bolluğu, standart sapma değeri içinde kalmaktadır ve dolayısıyla aynıdır.

Atmosferik parametrelerin kabul edilebilir sınır değerlerinin hemen dışında elementlerin bolluklarının nasıl değişim gösterdiğine bakılarak bollukların atmosferik parametrelere ne kadar duyarlı olduğu test edilebilir. Bu amaçla, üç parametreden sırası ile ikisi sabit tutulup biri değiştirilerek, parametredeki değişimin element bolluklarına olan etkisi belirlenir. Tablo 4.3'te analiz edilen tüm elementlerin atmosferik parametrelere duyarlılığı gösterilmiştir. Tabloda, etkin sıcaklık değerinden ± 100 K, yüzey çekim ivmesinden ± 0.2 dex ve mikrotürbülans hızından ± 0.1 dex farklı modeller kullanılarak hesaplanan bollukların yıldız için bulunan bolluk değerinden farkları verilmiştir. Her üç atmosferik parametrenin, her bir elementin bolluğuna toplam etkisi σ^8 ile gösterilmiştir. Analizden görüldüğü üzere, element bolluklarının atmosferik parametrelere hassasiyeti, literatürdeki benzer bolluk analizleri için kabul edilebilir olan 0.2 dex hata payından küçüktür.

$$^8\sigma = \sqrt{(\Delta T)^2 + (\Delta \log g)^2 + (\Delta \xi)^2}$$

Tablo 4.3: Element bolluklarının atmosferik parametrelere olan duyarlılığı.

İyon	ΔT_{eff} (K)		$\Delta \log g$ (cm/sn ²)		$\Delta \xi$ (km/sn)		σ	
	+100	-100	+0.2	-0.2	+0.1	-0.1	+	-
C	0.00	0.00	0.06	-0.06	0.00	0.01	0.06	0.06
N	0.04	0.00	0.05	-0.07	-0.06	-0.06	0.09	0.09
O I	0.01	0.00	0.09	-0.09	0.00	0.01	0.09	0.09
Na I	0.09	-0.09	0.00	0.00	-0.02	0.01	0.09	0.09
Mg I	0.04	-0.03	0.02	-0.02	-0.02	0.01	0.05	0.04
Al I	0.07	-0.07	0.00	0.00	-0.01	0.00	0.07	0.07
Si I	-0.03	0.04	0.04	-0.04	-0.02	0.02	0.05	0.06
Ca I	0.10	-0.13	-0.05	-0.04	-0.09	0.03	0.14	0.14
Sc II	0.00	0.06	0.1	-0.1	-0.07	0.07	0.12	0.14
Ti I	0.15	-0.14	0.00	0.00	-0.03	0.04	0.15	0.15
Ti II	-0.03	0.03	0.08	-0.09	-0.04	0.04	0.09	0.10
V I	0.14	-0.14	0.00	0.00	0.00	0.00	0.14	0.14
Cr I	0.09	-0.10	-0.01	0.00	-0.02	0.01	0.09	0.10
Mn I	0.1	-0.09	0.04	-0.01	-0.01	0.05	0.11	0.10
Fe I	0.06	-0.04	0.02	-0.02	-0.05	0.05	0.08	0.07
Fe II	-0.10	0.12	0.11	-0.11	-0.02	0.03	0.15	0.17
Co I	0.08	-0.07	0.04	-0.04	0.00	0.00	0.09	0.08
Ni I	0.04	-0.03	0.04	-0.04	-0.04	0.04	0.07	0.06
Cu I	0.04	-0.01	0.04	-0.02	-0.05	0.06	0.08	0.06
Zn I	-0.05	0.01	0.04	-0.08	-0.08	0.04	0.10	0.09
Sr I	0.10	-0.10	0.00	0.00	0.00	0.00	0.10	0.10
Y II	0.00	0.01	0.10	-0.07	0.00	0.03	0.10	0.08
Zr I	0.17	-0.19	0.00	0.00	-0.01	0.00	0.17	0.19

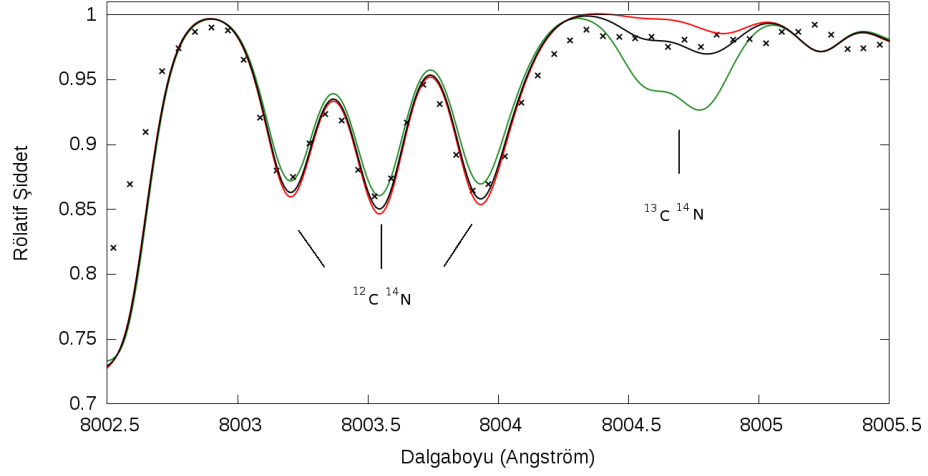
Tablo 4.3: Devam ediyor.

İyon	ΔT_{eff} (K)		$\Delta \log g$ (cm/sn ²)		$\Delta \xi$ (km/sn)		σ	
	+100	-100	+0.2	-0.2	+0.1	-0.1	+	-
Mo I	0.16	-0.10	0.04	0.03	0.04	0.04	0.17	0.11
Ba II	0.03	-0.02	0.09	-0.08	-0.12	0.14	0.15	0.16
La II	0.02	-0.02	0.09	-0.1	0.00	0.00	0.09	0.10
Ce II	0.02	-0.01	0.09	-0.08	-0.01	0.03	0.09	0.09
Pr II	0.03	-0.03	0.09	-0.08	0.00	0.00	0.09	0.09
Nd II	-0.05	-0.05	0.05	-0.12	-0.04	-0.04	0.08	0.14

4.2. YILDIZIN EVRİMSEL DURUMU

4.2.1. Karbon İzotop Oranı

Şekil 4.3'te karbon izotop oranını belirlemek için hesaplanan sentetik tayflar görülmektedir. Şekilde yeşil çizgi ile gösterilen $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 89$ izotop oranı değeri anakoldaki bir yıldız için olan değerdir. Kırmızı öbek yıldızlarında görülen izotop oranı değeri $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 6$ kırmızı çizgi ile gösterilmiştir. Yıldızın gözlemsel tayfına (çarpı ile gösterilen) en iyi uyum sağlayan değer siyah çizgi ile gösterilen $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 19$ değeridir.



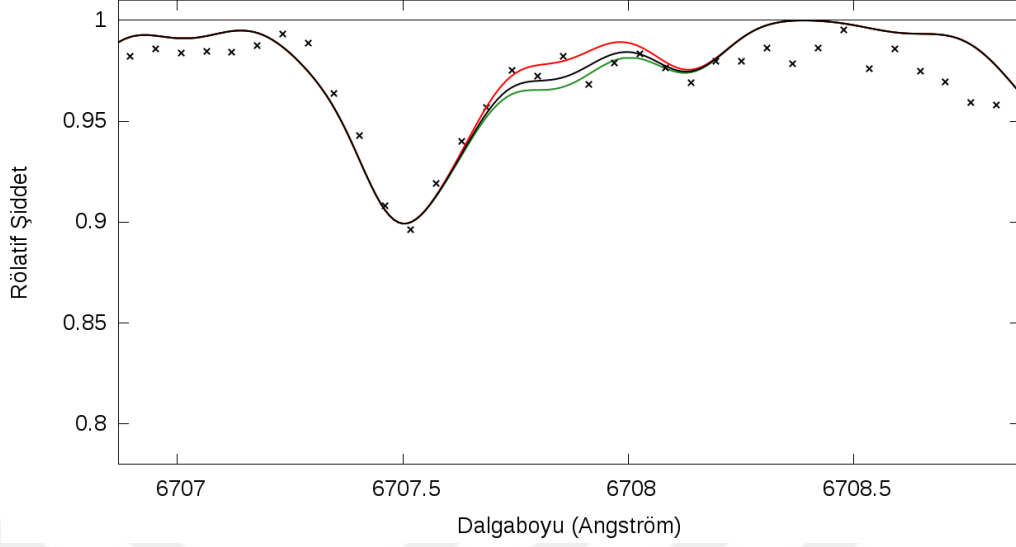
Şekil 4.3: Karbon izotop oranı tayini.

4.2.2. Lityum Bolluğu

Lityum elementi ${}^6\text{Li}$ ve ${}^7\text{Li}$ olmak üzere iki izotopa sahiptir. ${}^6\text{Li}$, ${}^7\text{Li}$ 'a göre daha kolay yakıldığından, dev yıldızlardaki lityum, ${}^7\text{Li}$ olarak düşünülebilir. ${}^6\text{Li}$ 'nin katkısı çok azdır [51].

Bu çalışmada kullanılan Li I 6707 Å rezonans dublet çizgi gözlemsel tayfta order sonuna denk geldiğinden kullanılabilirliği şüphelidir, çünkü order sonunda çözünürlük düşmekte ve süreklilik tayini sağlıklı yapılamamaktadır.

Bununla birlikte gözlemsel tayfta çizginin bulunduğu bölge mümkün olduğunca sentezlenmiş ve sonuçları Şekil 4.4'te gösterilmiştir. Şekilde kırmızı ve yeşil çizgiler sırası ile yıldızda lityumun hiç bulunmadığı durum ve Lambert ve Dominy'nin [51] bu yıldız için verdiği $\log \epsilon(\text{Li}) = 0.09$ değerine karşılık gelmektedir. Siyah çizgi ise Brown ve diğ.'nin [32] yine bu yıldız için verdiği $\log \epsilon(\text{Li}) < 0.0$ olan bir değere karşılık gelmektedir. Şekilden görüldüğü gibi üç durum arasında net bir ayrım yapmak mümkün değildir. Bununla birlikte eldeki tayf üzerinden yapılan analiz sonucu için $\log \epsilon(\text{Li}) < 0.0$ değerini kabul etmek daha tedbirli bir yaklaşım olarak görülmektedir. Ayrıca bu sonuç Lambert ve Dominy [51] tarafından verilen kırmızı devlerdeki ortalama lityum bolluğu $\log \epsilon(\text{Li}) \approx -0.6$ ile -2.2 arasında olmalıdır öngörüsü ile de uyumludur.



Şekil 4.4: Lityum bolluğu tayini.

4.2.3. Kütle ve Yaş

Bir yıldızın H-R diyagram üzerindeki konumu evrimsel durumuyla ilişkili olduğundan, yıldızın diyagram üzerindeki konumuyla çakışan teroik evrim yolu modeli, o yıldızın evrimsel durumu, kütlesi ve yaşıyla ilişkili bilgilerin çıkarımında kullanılabilir. Yıldızın H - R diyagramı üzerindeki konumunu belirleyebilmek için yıldızın etkin sıcaklığının ve toplam ışıyım gücünün bilinmesi gerekir.

46 LMi'nin etkin sıcaklığı daha önce hesaplanmıştır. Toplam ışıyım gücünü hesaplayabilmek için ise yıldızın mutlak bolometrik parlaklığına ihtiyaç vardır. Bu amaçla, mutlak parlaklık uzaklık - parlaklık bağıntısından (4.1) hesaplanabilir.

$$m_v^* - M_v^* = 5 \log d - 5 \quad (4.1)$$

Burada görünen parlaklık $m_v = 3.83$ kadirdir [13]. Yıldızın paralaksı $\pi = 33.40$ mas [5, 6] olduğundan $d = (1/0.0334)$ pc alınarak (4.1) bağıntısından $M_v = 1.45$ kadir olarak hesaplandı.

Yıldızın mutlak bolometrik parlaklığını hesaplamak üzere,

$$M_v + BC = M_{BOL} \quad (4.2)$$

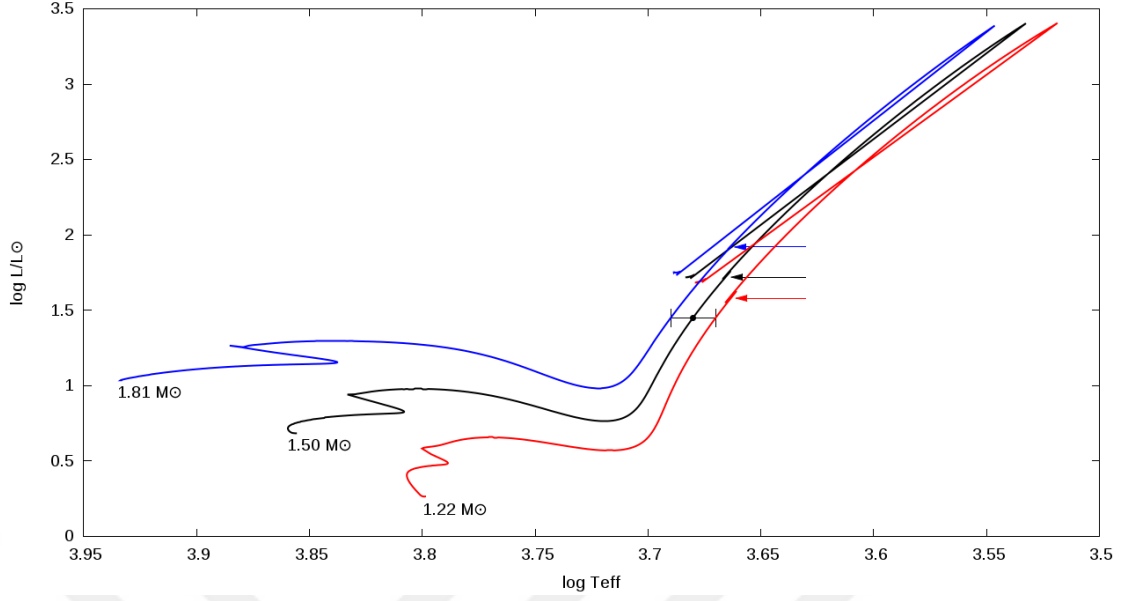
bağıntısındaki bolometrik düzeltmeye (BC) ihtiyaç vardır. Bolometrik düzeltme (3.4) bağıntısından itibaren, bu tez çalışmasında bulunan $T_{\text{eff}} = 4770$ K ve $[Fe/H] = -0.14$ değerleri kullanılarak, $BC = -0.33$ olarak hesaplandı. Ardından (4.2) bağıntısı yardımıyla $M_{\text{BOL}} = 1.12$ kadir olarak elde edildi.

Böylece yıldızın ışıyım gücü,

$$M_{\text{BOL}^*} - M_{\text{BOL}^\odot} = -2.5 \log \frac{L_*}{L_\odot} \quad (4.3)$$

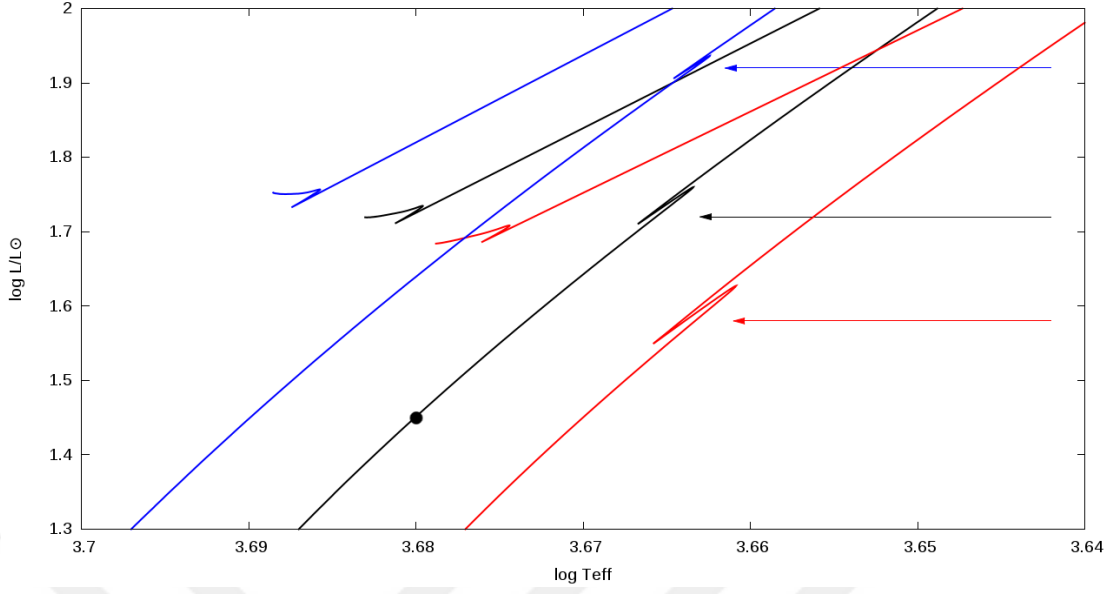
bağıntısından itibaren $L_* = 28.1 L_\odot$ olarak hesaplandı. Burada $M_{\text{BOL}^\odot} = 4.74$ [112] olarak alınmıştır.

46 LMi'nin evrim yolu üzerindeki yerini belirlemek amacıyla BaSTI [113, 114] teorik evrim yolu modelleri kullanıldı. Yıldız için $Z = 0.017210$, $Y = 0.2695$, overshooting ve kütle kaybı sıfır kabul edilerek bir seri evrim yolu modeli hesaplandı. Etkin sıcaklık ve toplam ışıyım gücüyle ($\log T_{\text{eff}} = 3.68$ ve $\log L_*/L_\odot = 1.45$) belirlenen konumuna göre yıldız $1.50 M_\odot$ kütleli bir yıldızın evrim yolu üzerindedir. Kütlenin bu şekildeki hesabı yıldızın etkin sıcaklık değerine bağlı olduğundan, hesaplanan etkin sıcaklığının hata payı (± 70 K) kütle hesaplamalarına da yansıtacaktır. Yıldızın etkin sıcaklığından -70 K lik fark için elde edilen kütle $1.22 M_\odot$ ve $+70$ K lik fark için elde edilen kütle değeri $1.81 M_\odot$ dir. Şekil 4.5'te 46 LMi için elde edilen $1.22 M_\odot$, $1.50 M_\odot$ ve $1.81 M_\odot$ kütleleri için yapılan evrim yolu hesapları görülmektedir. Yıldızın yeri grafik üzerinde “.” ile gösterilmiştir. Şekilde ayrıca toplam ışıyım gücü tümseğinin yeri her bir evrim yolu modeli için ok işaretleri ile gösterilmiştir.



Şekil 4.5: 46 LMi için evrim yolu hesapları.

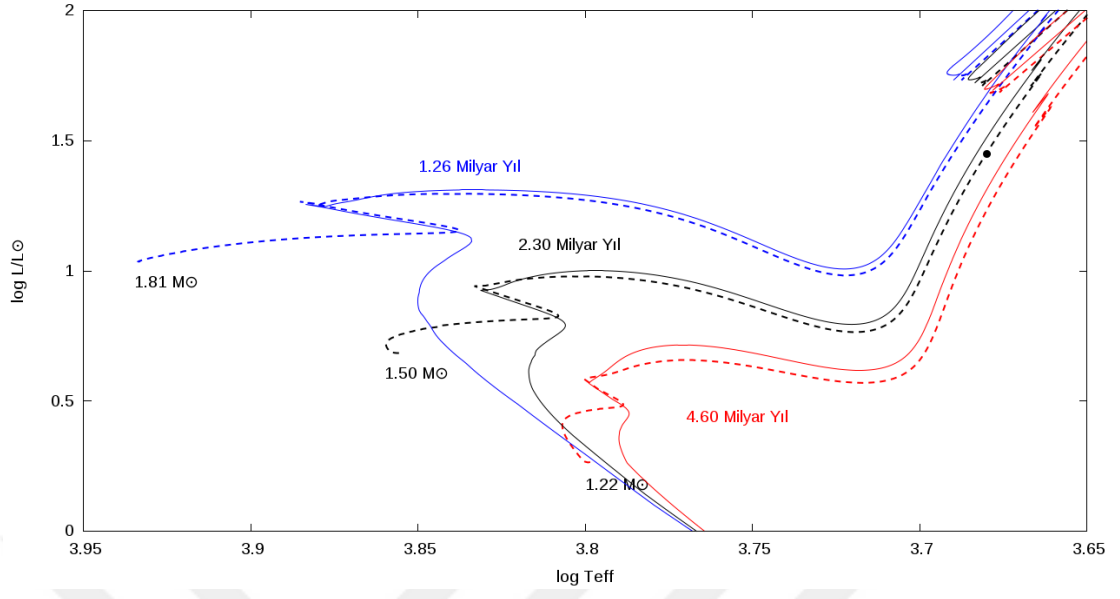
Şekil 4.6'da 46 LMi için hesaplanan kütle değerleri için yıldızın H – R diyagramı üzerindeki yerinin yakın görünümü verilmiştir. Burada toplam ışıyım gücü tümseğinin yeri her bir evrim yolu modeli için ok işareti ile gösterilmiştir. Şekilden de açıkça görülebildiği gibi, yıldız henüz kırmızı dev koluna ilk yükselme aşamasındadır ve henüz toplam ışıyım gücü tümseğinin olduğu bölgeye ulaşmadığı için, yıldızın Li bolluğu ve $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranı değerleri sadece birinci tırmıklama olayından etkilenmiş olmalıdır. Yine şekilden açıkça görüldüğü üzere, yıldızın konumu yatay kol bölgesinin de altındadır. Kırmızı öbek yıldızlarının yatay kolun kırmızı dev koluna yakın kısmında yer aldıkları düşünüldüğünde, yıldızın kırmızı öbek yıldızı olmadığı açıkça görülmektedir.



Şekil 4.6: 46 LMi'nin H – R diyagramı üzerindeki konumunun yakından görünüşü. Yıldızın konumu “.” işareti ile gösterilmiştir. Toplam ışıyım gücü tümseğinin yeri ok işareti ile gösterilmiştir.

BaSTI [113, 114] eş yaş eğrileri kullanılarak, elde edilen kütle, sıcaklık ve toplam ışıyım gücü değerlerinden itibaren yıldızın yaşı için kabaca bir tahminde bulunulabilir. Şekil 4.7’de yıldız için hesaplanan $1.81 M_{\odot}$, $1.50 M_{\odot}$ ve $1.22 M_{\odot}$ evrim yollarının dönme noktaları ile en iyi çakışan eş yaş eğrileri görülmektedir. Yıldızın yeri “.” ile belirtilmiştir. Kabul edilen $1.50 M_{\odot}$ kütle değeri için 46 LMi’nin yaşı $t = 2.3$ milyar yıl olarak verilebilir.

Ancak bu yöntem yıldız kümelerin yaş tayini için uygulanan bir yöntem olduğundan, tek bir yıldız için çok kaba bir değer verecektir.



Şekil 4.7: 46 LMi için yaş tayini.

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

5.1. BULGULARIN LİTERATÜR İLE KARŞILAŞTIRILMASI

5.1.1. Atmosferik Parametrelerin Literatürle Karşılaştırılması

Tablo 5.1’de elde edilen atmosfer parametrelerinin literatür değerleri ile karşılaştırılması verilmiştir. Genel olarak literatürde yıldızın sıcaklığı 100 K, yüzey çekim ivmesi 0.5 dex ve mikrotürbülans hızı 0.6 dex kadar farklılıklar göstermektedir. Tabloda karşılaştırılması yapılan çalışmalarda birbirinden çok farklı yöntemler kullanıldığından, bu mertebedeki farklar oldukça normaldir. Özellikle bu çalışmadaki gibi tayfsal yöntemle elde edilen parametrelerde esas olan parametrelerin kesin değerlerinin elde edilmesi değil, atmosfer modelinin atmosfer boyunca yıldızın sıcaklık profilini iyi bir şekilde temsil ediyor olması ve böylece parametrelerin iç tutarlılık göstermesidir. Sonuç olarak denebilir ki, bu çalışmada elde edilen atmosferik parametreler literatürdeki diğer çalışmalarla oldukça iyi bir uyum sergilemektedir. Tabloda mikrotürbülans hızının 1 km/sn olarak görüldüğü çalışmalarda mikrotürbülans hızı hesaplanmamış sadece varsayılmıştır.

Tablo 5.1: Hesaplanan atmosferik parametrelerin literatür değerleri ile karşılaştırılması.

T_{eff} (K)	$\log g$ (cm/sn ²)	ξ (km/sn)	Yöntem T	$\log g$	Referans
4770	2.55	1.31	Tayfsal	Tayfsal	Bu çalışma
4733	2.73	1.32	Tayfsal	Evrin yolu	[24]
4690	2.61	1.47	Tayfsal	Tayfsal	[20]
4730	2.70	1.00	Tayfsal	Tayfsal	[19]
4756	2.86	1.28	IRFM	*	[18]
4725	3.00	1.58	Tayfsal	Tayfsal	[115]
4670	2.96	1.90	Renk sıcaklık ilişkisi	**	[16]
4700	2.90	1.00	Fotometrik	**	[27]
4755	3.00	1.85	Büyüme eğrisi	**	[26]
4710	2.50	1.80	Büyüme eğrisi	Büyüme eğrisi	[15]

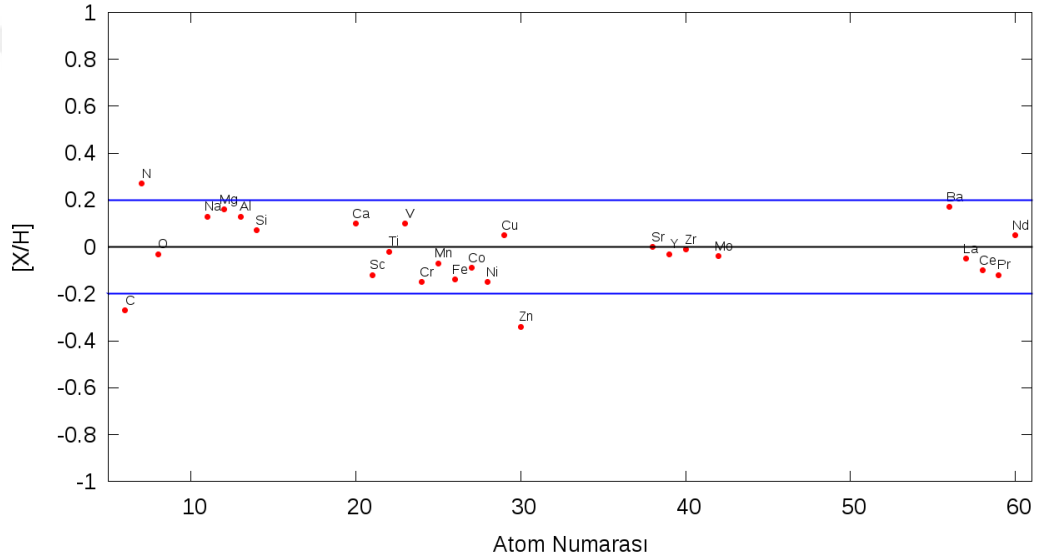
$$*\log g_*/g_{\odot} = \log M_*/M_{\odot} + 4 \log T_{\text{eff}*}/T_{\odot} + 0.4V + 0.4BC + 2 \log \pi + 0.12$$

$$**\log g_*/g_{\odot} = \log M_*/M_{\odot} - \log L_*/L_{\odot} + 4 \log T_*/T_{\odot}$$

5.1.2. Bolluk Değerlerinin Literatürle Karşılaştırılması

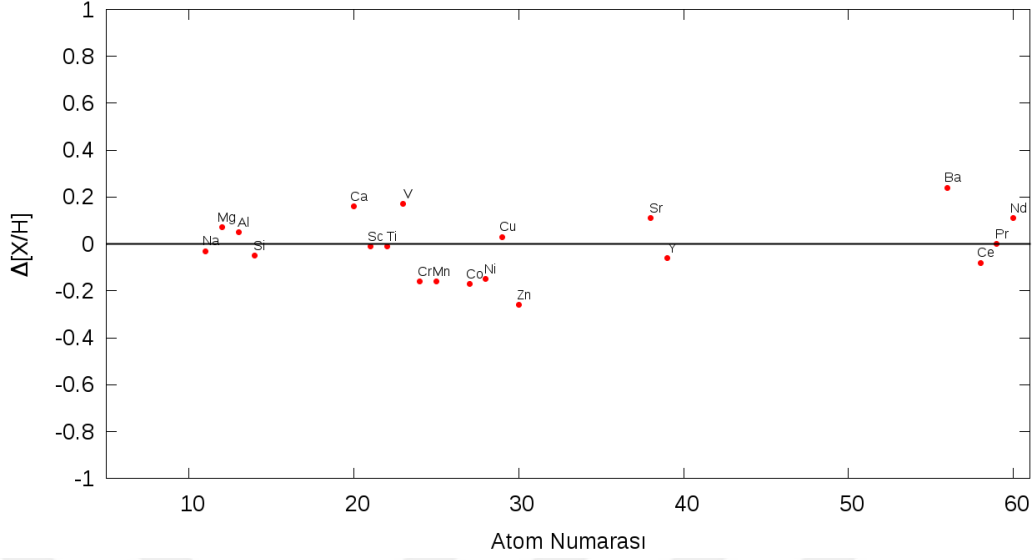
Yıldızın uzaklığı 29.94 pc olduğundan Güneş komşuluğundadır ve element bolluk dağılımının da güneş benzeri olması beklenir. Şekil 5.1’de 46 LMi için bulunan element bolluklarının her birinin Güneş’teki element bolluklarından farkı görülmektedir. Şekilden de açıkça görüldüğü gibi element bollukları Güneşe nazaran aşırı bolluk veya aşırı eksiklik gösteriyor diyemeyeceğimiz ± 0.2 dex aralığı içindedir. Yani element bolluklarında Güneş bolluk

değerlerinden belirgin bir fark gözlenmemektedir. Yıldız kırmızı dev koluna ilk yükselme aşamasında olduğundan birinci tırmıklama evresini geçirmiş ve bu konveksiyonel karışım sonucunda C ve N elementlerinin atmosferdeki bolluk değerleri değişmiştir. Düşük kütleli yıldızlarda bu değişim C bolluğunda azalma, N bolluğunda artma ve O bolluğunda değişim gözlenmemesi şeklindedir. 46 LMi'nin bu elementler için yapılan bolluk analizi sonuçları standart evrim teorisine göre birinci tırmıklama evresi sonrası beklendiği gibi azot Güneş'e nazaran yüksek bolluk ve karbon düşük bolluk sergilemektedir.



Şekil 5.1: 46 LMi'nin element bolluk değerlerinin Güneş bollukları ile karşılaştırılması.

Şekil 5.2'de Luck ve Heiter'in [116] dev alan yıldızları için verdiği ortalama element bolluklarının, 46 LMi için bulunan bolluk değerleri ile karşılaştırılması görülmektedir. $\Delta[X/H] = [X/H]_{\text{Luck ve Heiter}} - [X/H]_{\text{bu çalışma}}$ dır. Görüldüğü gibi 46 LMi için bulunan bolluk değerleri yakın kırmızı dev yıldızların ortalama bollukları ile uyumludur. Çinko (Zn) elementi Güneş'e nazaran oldukça düşük bolluk sergiliyor gibi görünse de (bakınız Şekil 5.1), alan dev yıldızları ile kıyaslandığında bu bolluk değerinin oldukça normal olduğu şekilden görülmektedir.



Şekil 5.2: 46 LMi bolluk analizi sonuçlarının alan yıldızları ile karşılaştırılması.

Literatürde yıldıza ilişkin element bollukları oldukça az sayıda çalışmada mevcuttur ve sınırlı sayıda element için yapılmıştır. Bu tez çalışmasında mümkün olan tüm elementler incelenerek yıldızın tam bir analizi gerçekleştirilmiştir. Bu şekilde yıldızların tam bolluk analizlerinin yapılması, özellikle bu yıldızların oluşum yerleri ile ilgili bilgi vereceğinden galaktik kimyasal kompozisyon çalışmalarında önem arz etmektedir. Aşağıda tartışılan çalışmalardan görülebileceği gibi şimdiye dek yıldıza en çok 13 element incelenmişken bu çalışmada 8 tanesi ilk kez olmak üzere 28 elementin analizi gerçekleştirilmiştir. Bu tez çalışmasında elde edilen element bolluklarının literatürde 46 LMi için yapılan benzer çalışmalarla karşılaştırılması aşağıda tartışılmıştır.

Puzeras ve diğ. [19] 62 tane kırmızı öbek yıldızı için yüksek çözünürlüklü tayfsal çalışmasında demir grubu elementlerinin bolluk analizini yapmıştır. Atmosferik parametreler demir elementinin uyarılma (eksitasyon) ve iyonizasyon dengesi ile elde edilmiştir. 46 LMi'nin analizinde Fe I için 11 tane, Fe II için 1 tane çizgi kullanılmış olup, mikrotürülans hızı 1 km/sn olarak kabul edilmiştir. Tablo 5.2'de bu çalışmada verilen bolluk değerleri ile Puzeras ve diğ.'nin [19] bolluk değerleri görülmektedir. Tabloda bu çalışma için verilen $[V/H] = 0.10$ değeri, her iki çizgiden elde edilen bolluğun ortalamasıdır.

Tablo 5.2: Puzeras ve diğ.'nin [19] bolluk değerlerinin bu çalışma ile karşılaştırılması.

Element	Puzeras ve diğ. [X/H]	Bu çalışma [X/H]
Fe	-0.04	-0.14
V	0.20	0.10
Co	0.05	-0.09
Ni	0.05	-0.15

Bulunan bolluk değerlerindeki farklılıklar kullanılan yöntem ve log gf değerlerinden kaynaklanıyor olabilir. Puzeras ve diğ. [19] bu çalışmalarında Gurtovenko ve Kostyk [117] tarafından Güneş tayfindan ters analiz yöntemi ile elde edilen log gf değerlerini kullanmıştır. Eşdeğer genişlik yöntemi ile bolluk analizi yapıp, sonuçlar Güneş tayfindan aynı elementler için kendilerinin hesapladığı bolluk değerlerinden fark olarak verilmiştir. Çalışmada Güneş için hesaplanan bolluk değerleri verilmediği için, bu çalışmada kullanılan Güneş bolluk değerleri ile karşılaştırılması yapılamamıştır. Ayrıca bu tez çalışmasında vanadyum (V) ve kobalt (Co) elementlerinin bollukları hiper ince yapı göz önünde bulundurularak spektrum sentez yöntemi ile tayin edildiğinden, Puzeras ve diğ.'nin [19] analiz yönteminden farklıdır.

Buber ve King [20], Wolf 630 hareketli gruptaki 34 yıldızın tayfsal yöntem ile bolluklarını tayin ederek, bu yıldızların grup üyeliklerini araştırmıştır. Çalışmada 46 LMi'nin grup üyeliği hakkında kesin bir sonuca ulaşamamıştır. Atmosferik parametreler demir elementinin uyarılma (eksitasyon) ve iyonizasyon dengesinden itibaren elde edilerek, elementlerin bolluk analizi için eşdeğer genişlik yöntemi kullanılmıştır. Çalışmada Güneş için kullanılan bolluk değerlerinin referansı verilmemiştir. Tablo 5.3'te elde edilen sonuçlar karşılaştırılmıştır.

Tablo 5.3: Buber ve King'in [20] bolluk değerlerinin bu çalışma ile karşılaştırılması.

Element	Buber ve King [X/H]	Bu çalışma [X/H]
Fe	-0.10	-0.14
O	-0.10	-0.03
Na	0.07	0.13
Mg	-0.04	0.16
Al	0.03	0.13
Si	-0.01	0.07
Ca	0.20	0.10
Ti I	-0.15	-0.01
Ti II	-0.03	-0.02
Cr	-0.28	-0.15
Mn	-0.11	-0.07
Ni	0.01	-0.15

Buber ve King [20] çalışmasında çalıştığı tüm yıldızlar için tek bir çizgi listesi kullanmıştır. Bu tez çalışmasında Buber ve King'in [20] çizgi listesi 46 LMi için tek tek kontrol edilmiş ve pek çok çizginin blend olduğu görülmüştür. Bu durum elde edilen bazı bolluk değerlerindeki farkları açıklamaktadır. Ayrıca bu durum yapılan çalışmalarda tek bir çizgi listesi kullanmak yerine, bu listelerin çalışılan yıldızlara göre revize edilmesinin gerekliliğini vurgulamaktadır. Bu yaklaşım her ne kadar sayıca fazla yıldız çalışıldığında analizin daha uzun sürede yapılması gibi dezavantajlar getirirse de, çizgilerin yıldızdan yıldıza blendlik hallerinin farklılık gösterebileceği akıldan çıkarılmamalı ve bolluk analizi için doğrudan etkili olan bu durum için gereken özen gösterilmelidir.

McWilliam [16], 671 tane G ve K dev yıldız için yaptığı çalışmada, yıldızların sıcaklıklarını literatürde verilen renk ve T_{eff} değerleri için uyguladığı renk – sıcaklık ilişkisinden, yüzey çekim ivmesini kütle, toplam ışıyım gücü (lüminozite), sıcaklık ilişkisinden elde etmiştir. Elementlerin bolluk tayini eşdeğer genişlik yöntemi ile yapılmıştır. Tüm elementlerin çizgileri

için $\log gf$ değerleri Güneş tayfindan ters analiz yöntemi ile elde edilmiştir. Gözlemlerinde 6550 – 6807 Å gibi sınırlı bir dalgaboyu aralığı kullandığı için, her element için az sayıda çizgi ile çalışmıştır. Hiç Fe II çizgisi ölçümü yapmamıştır. Dolayısı ile verilen $[Fe/H]$ değeri sadece yüksek uyarılma (eksitasyon) potansiyelli Fe I çizgilerinden elde edilmiştir. Çalışmada Güneş'in bolluk değerleri için Grevesse 1984 [118] referans olarak alınmıştır. Tablo 5.4'te McWilliam'ın [16] verdiği bolluk değerleri ile bu tez çalışmasının sonuçları karşılaştırılmıştır. Tabloda bu çalışma için verilen $\log \varepsilon(V) = 4.10$ değeri ve $\log \varepsilon(La) = 1.12$ değeri, her bir element için bolluk hesabında kullanılan her iki çizgiden elde edilen bolluğun ortalamasıdır.

Tablo 5.4: McWilliam'ın [16] bolluk değerlerinin bu çalışma ile karşılaştırılması.

İyon	McWilliam		Bu çalışma	
	$\log \varepsilon(X) *$	$\log \varepsilon(X) o$	$\log \varepsilon(X) *$	$\log \varepsilon(X) o$
Si I	7.62	7.55	7.62	7.55
Ca I	6.10	6.36	6.46	6.36
Sc II	2.83	3.10	3.05	3.17
Ti I	4.69	5.02	5.01	5.02
Ti II	5.01	5.02	5.00	5.02
V I	3.41	4.00	4.10	4.00
Fe I	7.47	7.67	7.36	7.50
Co I	4.78	4.92	4.83	4.92
Ni I	5.84	6.25	6.10	6.25
Sr I	3.88	2.90	2.97	2.97
Y II	2.25	2.24	2.21	2.24

Tablo 5.4: Devam ediyor.

İyon	McWilliam		Bu çalışma	
	$\log \varepsilon(X) *$	$\log \varepsilon(X) \circ$	$\log \varepsilon(X) *$	$\log \varepsilon(X) \circ$
Zr I	1.34	2.56	2.59	2.60
La II	1.10	1.22	1.12	1.17
Nd II	1.40	1.34	1.55	1.50

Thevenin [17], nin bu çalışmasının basılı bir yayını yoktur. CDS [17] veri tabanında bulunan açıklamaya göre; katalog, 1108 tane geç tip yıldızın yeniden analizlerinden elde edilen kimyasal bolluk değerlerini (Li'dan Eu'a) ve atmosferik parametrelerini (T_{eff} , $\log g$, mikrotürbülans hızı) içerir. Çalışma galaksinin alan yıldızları, açık ve küresel küme yıldızları ve Büyük Macellan Bulutu ve Küçük Macellan Bulutu'na ait yıldızlar içindir. Belirli bir yıldız için literatürden alınan farklı eşdeğer genişlik kaynakları kullanıldığından, bolluk sonuçlarının çoğu 0.2 dex içinde çok güvenilirlerdir.

Tablo 5.5'te Thevenin'nin [17] bolluk değerleri ile bu tez çalışmasının sonuçları karşılaştırılmıştır. Tabloda bu çalışma için verilen $\log \varepsilon(V) = 4.10$ olan değer, her iki çizgiden elde edilen bolluğun ortalamasıdır.

Tablo 5.5: Thevenin'in [17] bolluk değerlerinin bu çalışma ile karşılaştırılması.

Element	Thevenin		Bu çalışma	
	$\log \varepsilon(X) *$	$\log \varepsilon(X) \circ$	$\log \varepsilon(X) *$	$\log \varepsilon(X) \circ$
Na	6.18	6.28	6.46	6.33
Al	6.43	6.43	6.60	6.47
Si	7.50	7.50	7.62	7.55

Tablo 5.5: Devam ediyor.

Element	Thevenin		Bu çalışma	
	$\log \varepsilon(X) *$	$\log \varepsilon(X) \circ$	$\log \varepsilon(X) *$	$\log \varepsilon(X) \circ$
Ca	6.36	6.36	6.46	6.36
Ti	4.88	4.88	5.00	5.02
V	3.86	3.91	4.10	4.00
Cr	5.56	5.61	5.52	5.67
Fe	7.34	7.46	7.36	7.50
Co	4.95	4.85	4.83	4.92
Ni	6.08	6.18	6.10	6.25
Y	1.98	2.18	2.21	2.24

Oksijen elementinin bolluk hesabı için genellikle $\lambda 7771 \text{ \AA}$, $\lambda 7774 \text{ \AA}$ ve $\lambda 7775 \text{ \AA}$ tripleti kullanılır. Ancak bu çizgilerin NLTE etkilere karşı oldukça duyarlı oldukları bilinmektedir [104; 18]. Yapılan çalışmalarda aynı yıldız için bu çizgilerin NLTE bolluk değerleri ile LTE bolluk değerleri arasında epey fark olduğu görülmüştür. Bu sebeple bu tez çalışmasında oksijen elementinin bolluğu NLTE etkilerden bağımsız olan [O I] $6300 \text{ \AA}$ yasak çizgisinden tayin edilmiştir. Bu çizginin Ni elementi ile olan blendliği hesaba katılmıştır. Yıldız için bulunan $[O/H] = -0.03$ değeri yine bu çizgi için Buser ve King [20] tarafından verilen -0.10 ± 0.12 değeri ile uyumludur. 46 LMi için Ramirez ve diğ. [18] 2007 yılında $\lambda 7771-75 \text{ \AA}$ tripletini kullanarak LTE için $[O/H] = 0.31 \pm 0.16$; NLTE için $[O/H] = 0.18 \pm 0.13$ olarak verdiği değerleri 2013 [24] yılındaki çalışmalarında yine triplet çizgilerinden LTE için $[O/H] = 0.21 \pm 0.13$; NLTE için $[O/H] = 0.08 \pm 0.11$ olarak güncellemiştir.

Literatürde pek çok açık küme ve küresel küme için Na ve Al bollukları için yıldızdan yıldıza farklılıklar olduğu gösterilmiştir (örneğin [107], [30], [20] ve buralardaki referanslar). Ayrıca O-Na antikorelasyonu galaktik küresel kümelerdeki parlak kırmızı devlerde uzun zamandan

beri gözlenmektedir ([107] ve buradaki referanslar). Schuler ve diğ. [119] çalışmalarında Hyades kümesindeki devlerin cüceler ile karşılaştırıldığında Na ve Al için 0.2 – 0.5 dex aralığında bolluk zenginleşmesi olduğunu göstermiştir. CNO elementlerindeki değişim birinci tırmıklama olayı ile açıklanabilirken, kırmızı dev kolu boyunca Na ve Al elementlerinin bolluk anormallikleri hakkında açık bir kanıt yoktur [30]. Gratton [42] çalışmasında, alan yıldızlarında O – Na antikorelasyonu veya bolluklarındaki diğer herhangi bir anormalliğin olmadığını söylemiştir. Bu tez çalışmasında Na ve Al için aşırı bir bolluk değeri görülmemiştir.

Sodyum bolluğu için NLTE etkilerin göz önüne alınması önemlidir. Gratton ve diğ.’nin [120] çalışmalarında 46 LMi’nin bulunduğu sıcaklık ve yüzey çekimi ivmesi rejiminde, bu çalışmada kullanılan 6154 Å çizgisi için NLTE düzeltme faktörünü +0.02 olarak vermektedir. Bu sebeple bolluk hesabında NLTE etkiler gözardı edilebilir.

Literatürde 46 LMi için magnezyum bolluk değerini veren tek çalışma Buber ve King [20]’in makalesidir. Buber ve King [20] Mg I 5711.088 Å çizgisinin eşdeğer genişliğini 134 mÅ ölçerek, magnezyum bolluğunu $[Mg/H] = -0.04 \pm 0.09$ olarak vermektedir. Bu çalışmada, aynı çizginin eşdeğer genişliği 132 mÅ olarak ölçülmüş ve çizginin doygunluğa ulaştığı görülmüştür. Bu sebeple bu çizgiden elde edilecek bolluk değeri sağlıklı değildir. Bu tez çalışmasında çizgi derinliği orta şiddetli olan çizgiler kullanılarak $[Mg/H] = 0.16$ olarak verilmiştir.

Magnezyum bolluğu için NLTE etkilerin göz önüne alınması önemlidir. Gratton ve diğ. [120] çalışmalarında 46 LMi’nin bulunduğu sıcaklık ve yüzey çekimi ivmesi rejiminde, bu çalışmada kullanılan 6318.71 Å çizgisi için NLTE düzeltme faktörünü +0.05 olarak vermektedir. Bu sebeple gözardı edilebilir.

5.1.3. Karbon İzotop Oranı

Literatürde 46 LMi’ye ait verilen tek $^{12}C/^{13}C$ izotop oranı değeri Tomkin ve diğ. [27] tarafından verilen 22 ± 4 değeridir. Tomkin ve diğ. [27] bu çalışmalarında yıldızın sıcaklığını kızılötesi renklerden, $\log g$ değerini ise kütle, sıcaklık, toplam ışıyım gücü bağıntısından elde etmiştir. Mikrotürbülans değeri, ^{12}CN molekül çizgilerinin eşdeğer genişlik aralığı büyüme eğrisi yöntemi ile tayin etmeye yeterli olmadığından 1 km/sn olarak alınmıştır. $^{12}C/^{13}C$ izotop oranı, ^{12}CN ve ^{13}CN moleküler çizgilerinin ayrı ayrı büyüme eğrilerinin yatay olarak kaydırılması ile elde edilen farktan bulunmuştur. Verilen hata payı ise her bir büyüme eğrisindeki saçılmalardan

tahmin edilmiştir. Bu çalışmada $^{12}\text{C}/^{13}\text{C} = 19$ olarak verilen izotop oranı değeri hem Tomkin ve diğ. [27] çalışması ile hem de Charbonnel [31]'in düşük ve orta kütleli yıldızlar için farklı metalisitelerde hesapladığı teorik evrim yolları için $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ izotop oranının birinci tırmıklama olayı sonrası beklenen değerinin 18 – 26 aralığında olduğu sonucu ile uyumludur.

5.2. SONUÇ

Bu çalışmada, Tycho – 2 Kırmızı Öbek Adayı Yıldız Kataloğu'nda [11] yer alan 46 LMi'nin (HD 94264) TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)'den elde edilen yüksek çözünürlüklü ($R = 40000$) echelle tayfları kullanılarak element bolluk analizi yapılmış, evrimsel durumu ortaya konarak yıldızın bir kırmızı öbek yıldızı olup olmadığı irdelenmiştir.

Literatürde 46 LMi için yıldızda görülen tüm elementlerin kimyasal bolluk analizi ve karbon izotop oranlarının tayini aynı anda tek bir çalışmada yapılmamıştır. Bu sebeple, yapılan bu tez çalışması bu yönü ile diğer çalışmalardan farklıdır. Bu çalışmada 28 elementin bolluk analizi yapılmış ve sekiz elemente (C, N, Cu, Zn, Mo, Ba, Ce ve Pr) ait bolluklar ilk kez verilerek literatüre kazandırılmıştır. Bolluk analizinde çizgilere ait aşırı ince yapı ve izotop kaymaları ile birlikte yıldızın tayfinda görülen moleküler yapının dikkate alınması sebebi ile de bu çalışma, bu yıldız için yapılan diğer kimyasal bolluk analizi çalışmalarından farklıdır.

Gelecekte bu yıldız için kızılötesi tayflar kullanılarak görsel bölgede analize imkan verecek çizgileri bulunmayan P, S, K ve F gibi elementlerin bollukları da elde edilmelidir. Literatürde bu elementler için bolluklar yetersiz sayıdadır.

Standart evrim teorisinden beklenildiği gibi, yapılan bolluk analizi sonucunda yıldızın karbon bolluğunda azalma ve azot bolluğunda artma görülürken, oksijen bolluğunda değişim görülmemektedir. Ayrıca bulunan karbon izotop oranı birinci tırmıklama olayı sonrası öngörülen değerlerdedir. Aynı şekilde, bulunan Li bolluğu da bu sonuç ile uyumludur. Tüm bunlar, yıldızın evrim yolu üzerindeki (bakınız Şekil 4.5) konumunda da gösterdiği gibi, yıldızın birinci tırmıklama karışımını tamamlayarak kırmızı dev koluna ilk yükselme aşamasında olduğunun, ancak henüz renk – parlaklık diyagramında “ toplam ışıyım gücü tümseği” olarak tabir edilen bölgeye ulaşmadığının bir göstergesidir ve yıldız açıkça bir kırmızı öbek yıldızı değildir.

Bu tez çalışmasında olduğu gibi küme ve alan yıldızlarının detaylı bolluk analizlerinin yapılması, kırmızı öbek yıldızlarının belirlenmesi dışında, belirlenen hafif element bollukları ve izotop oranları ile de yıldız evrimi teorilerinin test edilmesine olanak sağlar. Ayrıca bu tür çalışmalar galaksinin kimyasal evrimini ortaya koymak açısından da gereklidir.



KAYNAKLAR

- [1]. Gontcharov, G. A., 2008, Red giant clump in the Tycho – 2 catalogue, *Astronomy letters*, 34(11), 785 – 796.
- [2]. Girardi, L., 2000, Clump stars in the solar neighbourhood, *Astrophysics and space science library*, 255, 101 – 107.
- [3]. Canon, R. D., 1970, Red giants in old open clusters, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 150, 111 – 135.
- [4]. Girardi, L., 2016, Red clump stars, *The annual review of astronomy and astrophysics*, 54, 95 – 133.
- [5]. Perryman, M. A. C., ve diğ., 1997, The Hipparcos catalogue, *Astronomy and astrophysics*, 323L, 49 – 52.
- [6]. ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho catalogues, *ESA SP*, 1200.
- [7]. Tautvaisiene, G. ve diğ., 2005, Chemical composition of evolved stars in the open cluster NGC 7789, *Astronomy and astrophysics*, 431, 933 – 942.
- [8]. Smiljanic, R., ve diğ., 2009, CNONa and $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ in giant stars of 10 open clusters, *Astronomy and astrophysics*, 502, 267 – 282.
- [9]. Reddy, A B. S., ve diğ., 2012, Comprehensive abundance analysis of red giants in the open clusters NGC 752, 1817, 2360 and 2506, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 419, 1350 – 1361.
- [10]. Mikolaitis, S., ve diğ., 2012, C, N, O abundances and carbon isotope ratios in evolved stars of the open clusters Collinder 261 and NGC 6253, *Astronomy and astrophysics*, 541, A137.
- [11]. Rybka, S. P., 2007, Catalog of red clump candidates in Tycho – 2, *Kinematics and physics of celestial bodies*, 23(2), 70 – 72.
- [12]. Keenan, P. C. ve McNeil, R. C., 1989, The Perkins catalog of revised MK types for cooler stars, *Astrophysical journal supplement*, 71, 245 – 622.
- [13]. Ducati, J. R., 2002, Catalogue of stellar photometry in Johnson's 11 – color system, 2237, 0.
- [14]. Küstner, F., 1908, Radial velocities of 99 stars of the second and third spectral classes observed at Bonn, *Astrophysical journal*, 27, 301 – 324.
- [15]. Cayrel de Strobel, G., 1966, Analyse detaillee des atmospheres de sept etoiles K, *Annales d'astrophysique*, 29, 413.

- [16]. McWilliam, A., 1990, High – resolution spectroscopic survey of 671 GK giants. I. Stellar atmosphere parameters and abundances. *The astrophysical journal supplement series*, 74, 1075 – 1128.
- [17]. Thevenin, F., 1998, Chemical abundances in late – type stars, <http://vizier.u-strasbg.fr/vizbin/VizieR?-source=III/193> [Ziyaret tarihi: 1 Haziran 2019].
- [18]. Ramirez. I., ve diğ., 2007, Oxygen abundances in nearby stars, Clues to the formation and evolution of the Galactic disk, *Astronomy and astrophysics*, 465, 271 – 289.
- [19]. Puzeras, E., ve diğ., 2010, High – resolution spectroscopic study of red clump stars in the Galaxy: Iron – group elements, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 408, 1225 – 1232.
- [20]. Buber, E. J., ve King, J. R., 2010, Spectroscopic abundances and membership in the Wolf 630 moving group, *The astronomical journal*, 140, 293 – 318.
- [21]. Frandsen, S., ve diğ., 2018, The mass and age of the first SONG target: The red giant 46 LMi, *Astronomy and astrophysics*, 613, A53.
- [22]. Kervella, P., ve diğ., 2019, Stellar and substellar companions of nearby stars from Gaia DR2. Binarity from proper motion anomaly, *Astronomy and astrophysics*, 623, A72.
- [23]. Reffert, S., ve diğ., 2015, Precise radial velocities of giant stars, VII. Occurrence rate of giant extrasolar planets as a function of mass and metallicity, *Astronomy and astrophysics*, 574, A116.
- [24]. Ramirez, I., ve diğ., 2013, Oxygen abundances in nearby FGK stars and the galactic chemical evolution of the local disk and halo, *The astrophysical journal*, 764, 78 – 101.
- [25]. Piau, L., ve diğ., 2011, Surface convection and red – giant radius measurments, *Astronomy and astrophysics*, 526, A100.
- [26]. Glebocki, R., 1972, Microturbulence in atmospheres of F, G, K type stars. I. Curve of growth analysis of G, K type subgiants, *Acta astronomica*, 22(2), 141 – 154.
- [27]. Tomkin, J., ve diğ., 1975, The $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ ratio in stellar atmospheres. IV. Eleven G and K type giants, *The astronomical journal*, 199, 436 – 442.
- [28]. Salaris, M., 2012, Evolution and internal structure of red giants, *Red giants as probes of the structure and evolution of the Milky Way*, 15 – 17 November 2010 Roma, Berlin Heidelberg, Springer – Verlag, ISBN: 978 – 3 – 642 – 18418 – 5, 45 – 56.
- [29]. Goldberg, H. S. ve Scadron, M. D., 1986, *Physics of stellar evolution and cosmology*, Gordon and Breach Science Publishers, New York, ISBN: 0 – 677 – 05540 – 4.
- [30]. Salaris, M., ve diğ., 2002, Red giant branch stars: The theoretical framework, *Publications of the astronomical society of the pasific*, 114, 375 – 402.

- [31]. Charbonnel, C., 1994, Clues for non – standart mixing on the red giant branch from $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ and $^{12}\text{C}/^{14}\text{N}$ ratios in evolved stars, *Astronomy and astrophysics*, 282, 811 – 820.
- [32]. Brown, J. A., ve diğ., 1989, A search for lithium – rich giant stars, *The astrophysical journal supplement series*, 71, 293 – 322.
- [33]. Gratton, R. G., 1991, Lithium in red giants, *Memorŕe della societa astronomica Italiana*, 62, 53 – 67.
- [34]. Lyubimkov, L. S., 2016, Lithium in stellar atmospheres: Observations and theory, *Astrophysics*, 59(3), 411 – 437.
- [35]. Chiosi, C., ve diğ., 1992, New developments in understanding the HR diagram, *Annual review of astronomy and astrophysics*, 30, 235 – 285.
- [36]. Salaris, M. ve Cassisi, S., 2005, *Evolution of stars and stellar populations*, John Wiley & Sons. Ltd., West Sussex, ISBN: 978 – 0 – 470 – 09220 – 0.
- [37]. Iben, Jr. I., 1967, Stellar evolution. VI. Evolution from the main sequence to the red giant branch for stars of mass $1M_{\odot}$, $1.25 M_{\odot}$ and $1.5 M_{\odot}$, *The astrophysical journal*, 147, 624 – 649.
- [38]. Dearborn, D. S. P., ve diğ., 1976, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ Ratios in stars ascending the giant branch the first time, *The astrophysical journal*, 203, 455 – 462.
- [39]. Keller, L. D., ve diğ., 2001, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ in metal – poor field halo giants, *The astronomical journal*, 122, 2554 – 2560.
- [40]. Gilroy, K. K., 1989, Carbon isotope ratios and lithium abundances in open cluster giants, *The astrophysical journal*, 347, 835 – 848.
- [41]. Smith, V. V., ve diğ., 2002, Chemical abundances in 12 red giants of the Large Magellanic Cloud from high-resolution infrared spectroscopy, *The astronomical journal*, 124, 3241 – 3254.
- [42]. Gratton, R. G., ve diğ., 2000, Mixing along red giant branch in metal – poor field stars, *Astronomy and astrophysics*, 354, 169 – 187.
- [43]. Sweigart, A. V., 1979, Meridional circulation and CNO anomalies in red giant stars, *The astrophysical journal*, 229, 624 – 641.
- [44]. Boothroyd, A. I., ve Sackmann, I. J., 1999, The CNO isotopes: Deep circulation in red giants and first and second dredge-up, *The astrophysical journal*, 510, 232 – 250.
- [45]. Chaname, J., ve diğ., 2005, Abundance anomalies and rotational evolution of low – mass red giants: A maximal mixing approach, *The astrophysical journal*, 631, 540 – 571.
- [46]. Charbonnel, C., ve diğ., 1998, Mixing processes during the evolution of red giants with moderate metal deficient: The role of molecular – weight barriers, *Astronomy and astrophysics*, 332, 204 – 214.

- [47]. Charbonnel, C., ve Lagarde, N., 2010, Thermohaline instability and rotation – induced mixing. I. Low and intermediate mass solar metallicity stars up to the end of the AGB, *Astronomy and astrophysics*, 522, A10.
- [48]. Zoccali, M., ve diğ., 1999, Comparison between predicted and empirical $\Delta V_{\text{HB}}^{\text{bump}}$ in galactic globular clusters, *The astrophysical journal*, 518, L49 – L52.
- [49]. Cassisi, S., ve Salaris, M., 2013, *Old stellar populations: How to study the fossil record of galaxy formation*, Wiley – Vch, Wesnheim, ISBN: 978 – 3 – 527 – 66552 – 5.
- [50]. Lyubimkov, L. S., ve diğ., 2015, The cool giant HD 77361 – A super Li – Rich star, *Astronomy letters*, 41(2), 809 – 823.
- [51]. Lambert, D. L., ve Dominy, J. F., 1980, Lithium in late type giants. I. G and K giants, *The astrophysical journal*, 235, 114 – 125.
- [52]. Iben, I. Jr., 1965, Stellar evolution. II. The evolution of a $3 M_{\odot}$ star from the main sequence through core helium burning, *The astrophysical journal*, 142, 1447 – 1467.
- [53]. Iben, I. Jr., 1967, Stellar evolution. VII. The evolution of a $2.25 M_{\odot}$ star from the main sequence to the helium – burning phase, *The astrophysical journal*, 147, 650 – 663.
- [54]. Grevesse, N., ve Sauval, A. J., 1998, Standart solar composition, *Space science reviews*, 85, 161 – 174.
- [55]. Monaco, L., ve diğ., 2014, A super lithium – rich red – clump star in the open cluster Trumpler 5, *Astronomy and astrophysics*, 564, L6.
- [56]. Smiljanic, R., ve diğ., 2018, The Gaia – ESO survey: Properties of newly discovered Li – rich giants, *Astronomy and astrophysics*, 617, A4.
- [57]. Cameron, A. G. W., ve Fowler, W. A., 1971, Lithium and the s – process in red giant stars, *The astrophysical journal*, 164, 111 – 114.
- [58]. Mori, K., ve diğ., 2021, Enhancement of lithium in red clump stars by the additional energy loss induced by new physics, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 503, 2746 – 2753.
- [59]. <https://diffractionlimited.com/help/maximdl/MaxIm-DL.htm> [Ziyaret tarihi: 3 Haziran 2013].
- [60]. Gazinur, G., *Gazinur Galazutdinov's site*, www.gazinur.com [Ziyaret tarihi: 3 Haziran 2013]
- [61]. Galazutdinov G. A., 1992, Echelle Spectra Processing Program Package, Preprint SAO RAS, n92.
- [62]. Wallace, L., ve diğ., 2011, An optical and near-infrared (2958-9250) Solar flux atlas, *The astrophysical journal supplements series*, 195, 6 – 13.

- [63]. Castelli, F. ve Hack, M., 1990, Determination of stellar abundances, *Memorie della societa astronomica italiana*, 61, 595 – 611.
- [64]. Gray, D. F., 2005, *The observation and analysis of stellar photospheres*, Cambridge university press, New York, ISBN: 10 0 – 521 – 85186 – 6.
- [65]. Kurucz, R., 1993, *ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2km/s grid*. Kurucz CD-Rom No:13. Cambridge, Mass, : Smithsonian Astrophysical Observatory, 1993.
- [66]. Sbordone L., ve diğ., 2007, *ATLAS9 and ATLAS 12 under GNU-Linux*, IAU Symposium, 239,71.
- [67]. Gray, R. O. ve Corbally, C. J., 1994, The calibration of MK spectral classes using spectral syntheses. I. The effective temperature calibration of dwarf stars, *Astronomical journal*, 107, 742 – 746.
- [68]. Gray, R. O., 2006, *Spectrum A Stellar Spectral Synthesis Program*, <http://www.appstate.edu/~grayro/spectrum/spectrum.html> [Ziyaret Tarihi: 2 Eylül 2013].
- [69]. Gray, D. F. ve Johanson, H. L., 1991, Precise measurement of stellar temperatures using line-depth ratios, *Publications of the astronomical society of the pacific*, 103, 439 – 443.
- [70]. Gray, D. F., 2001, Line depth ratios: Temperature indices for giant stars, *Publications of the astronomical society of the pacific*, 113, 723 – 735.
- [71]. FitzGerald, M. P., 1970, The intrinsic colours of stars and two-colour reddening lines, *Astronomy and astrophysics*, 4, 234 – 243.
- [72]. Alonso, A., ve diğ., 1999, The effective temperature scale of giant stars (F0 – K5) II. Empirical calibration of T_{eff} versus colours and [Fe/H], *Astronomy and astrophysics supplement series*, 140, 261 – 277.
- [73]. Schröder, K. P., ve diğ., 1998, X-ray activity and evolutionary status of late-type giants, *Astronomy and astrophysics*, 335, 591 – 595.
- [74]. Hinkle, K. ve Wallace, L., 2005, The spectrum of Arcturus from the infrared through the ultraviolet, ASP Conference series, Vol. 336, *Astronomical society of the pasific*, sayfa 321.
- [75]. Lobel, A., *The interactive database of spectral standart star atlases*, <http://spectra.freeshell.org/spectroweb.html> [Ziyaret Tarihi: 2 Eylül 2013].
- [76]. Lobel, A., 2011, Oscillator strength measurements of atomic absorption lines from stellar spectra, *Canadian journal of physics*, 89, 395 – 402.
- [77]. Piskunov, N. E., ve diğ., 1995, VALD: The Vienna atomic line data base, *Astronomy and astrophysics supplement series*, 112, 525. Online Database: <http://vald.astro.uu.se/~vald/php/vald.php>

- [78]. Kramida, A., 2018, Atomic transition probability bibliographic database. Online database https://physics.nist.gov/PhysRefData/ASD/lines_form.html
- [79]. Kurucz, R. L., ve Bell, B., 1995, Kurucz CD – ROM No.23, Cambridge Mass. <http://kurucz.harvard.edu/linelists.html>
- [80]. Brooke, J. S. A., ve diğ., 2013, Line strengths and updated molecular constants for the C₂ Swan system, *Journal of quantitative spectroscopy and radiative transfer*, 124, 11 – 20.
- [81]. Sneden, C., ve diğ., 2014, Line lists for A²Π-X²Σ⁺ (Red) and B²Σ⁺-X²Σ⁺ (Violet) systems of CN, ¹³C¹⁴N and ¹²C¹⁵N and application to astronomical spectra, *The astrophysical journal supplement*, 214 , 26.
- [82]. Lawler, J. E. ve diğ., 2019, Transition probabilities of Sc I and Sc II and Scandium abundances in the Sun, Arcturus and HD 84937, *The astrophysical journal supplement series*, 241, 21.
- [83]. Lawler, J. E., ve diğ., 2013, Improved log(gf) values for lines of Ti I and abundance determinations in the photospheres of the Sun and metal – poor star HD 84937 (Accurate transition probabilities for Ti I), *The astrophysical journal supplement series*, 205, 11.
- [84]. Wood, M. P., ve diğ., 2013, Improved Ti II log(gf) values and abundance determinations in the photospheres of the Sun and metal-poor star HD 84937, *The astrophysical journal supplement series*, 208, 27.
- [85]. Lawler, J. E., ve diğ., 2014, Improved VI log(gf) values and abundance determinations in the photospheres of the Sun and metal-poor star HD 84937, *The astrophysical journal supplement series*, 215, 20.
- [86]. Sobeck, J. S., ve diğ., 2007, Improved laboratory transition probabilities for neutral chromium and redetermination of the chromium abundance for the Sun and three stars, *The astrophysical journal*, 667, 1267 – 1282.
- [87]. Blackwell-Whitehead, R. J., ve diğ., 2005, Experimental oscillator strengths for the spectrum of neutral manganese, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 361, 1281 – 1286.
- [88]. Fuhr, J. R. ve Wiese, W. L., 2006, A critical compilation of atomic transition probabilities for neutral and singly ionized iron, *Journal of physical and chemical reference data*, 35, 1669 – 1809.
- [89]. Lawler, J. E., ve diğ., 2015, Improved Co I log(gf) values and abundance determinations in the photospheres of the Sun and metal-poor star HD 84937, *The astrophysical journal supplement series*, 220, 13.
- [90]. Wood, M. P., ve diğ., 2014, Improved Ni I log(gf) values and abundance determinations in the photospheres of the Sun and metal-poor star HD 84937, *The astrophysical journal supplement series*, 211, 20.

- [91]. Prochaska, J. X., ve diğ., 2000, The galactic thick disk stellar abundances, *The astronomical journal*, 120, 2513 – 2549.
- [92]. Biemont, E., ve diğ., 1981, Oscillator strengths for Zr I and Zr II and a new determination of the Solar abundance of zirconium, *The astrophysical journal*, 248, 867 – 873.
- [93]. Lawler, J. E., ve diğ., 2001, Experimental radiative lifetimes, branching fractions, and oscillator strengths for La II and a new determination of the Solar lanthanum abundance, *The astrophysical journal*, 556, 452 – 460.
- [94]. Lawler, J. E., ve diğ., 2009, Improved laboratory transition probabilities for Ce II, application to the cerium abundances of the Sun and five r-process-rich, metal-poor stars, and rare earth lab data summary, *The astrophysical journal supplement series*, 182, 51 – 79.
- [95]. Sneden, C., ve diğ., 2009, New rare earth element abundance distributions for the Sun and five r-process-rich very metal-poor stars, *The astrophysical journal supplement series*, 182, 80 – 96.
- [96]. Nissen, P. E., ve diğ., 1997, Surface gravities of metal-poor stars derived from Hipparcos parallaxes, *ESA special publication*, 402, 225 – 230.
- [97]. Wahlgren, G. M., 2005, Inputting hyperfine structure into synthetic spectrum codes, *Memorie della societa astronomica italiana supplementi*, 8, 108 – 113.
- [98]. Vitas, N., ve Vince, I., 2003, The influence of hyperfine structure on some manganese line profiles in the solar spectrum, *Serbian astronomical journal*, 167, 35.
- [99]. Jofre, P., ve diğ., 2017, Gaia FGK benchmark stars: opening the black box of stellar element abundance determination, *Astronomy and astrophysics*, 601, A38.
- [100]. Wood, M. P., ve diğ., 2018, Vanadium transitions in the spectrum of Arcturus, *The astrophysical journal supplement series*, 234, 25.
- [101]. Den Hartog, E. A., ve diğ., 2011, Improved log(gf) values of selected lines in Mn I and Mn II for abundance determinations in FGK dwarfs and giants, *The astrophysical journal supplement series*, 194, 35.
- [102]. Henry, R. B. C., ve diğ., 2000, On the cosmic origins of carbon and nitrogen, *The astronomical journal*, 541, 660 – 674.
- [103]. Tautvaisiene, G., ve diğ., 2001, Chemical composition of red horizontal branch stars in the thick disk of the Galaxy, *Astronomy and astrophysics*, 380, 578 – 589.
- [104]. Takeda, Y., 2003, Oxygen line formation in late – F through early – K disk/halo stars. Infrared O I triplet and [O I] lines, *Astronomy and astrophysics*, 402, 343 – 359.
- [105]. Shi, J. R., ve diğ., 2002, The C and N abundances in disk stars, *Astronomy and astrophysics*, 381, 982 – 992.

- [106]. Gustafsson, B., ve diğ., 1999, The origin of carbon, investigated by spectral analysis of solar-type stars in the Galactic disk, *Astronomy and astrophysics*, 342, 426 – 439.
- [107]. Mikolaitis, S., ve diğ., 2010, Chemical composition of clump stars in the open cluster NGC 6134, *Monthly notices of the royal astronomical society*, 407, 1899 – 1874.
- [108]. Mishenina, T. V., ve diğ., 2006, Elemental abundances in the atmosphere of clump giants, *Astronomy and astrophysics*, 456, 1109 – 1120.
- [109]. Afşar, M., ve diğ., 2012, Chemical compositions of thin-disk, high-metallicity red horizontal-branch field stars, *The astronomical journal*, 144, 20.
- [110]. Preston, G. W., ve diğ., 2006, Atmospheres, chemical compositions and evolutionary histories of very metal-poor red horizontal-branch stars, *The astronomical journal*, 132, 85 – 110.
- [111]. Ram, R. S., ve diğ., 2014, Improved line data for Swan system $^{12}\text{C}^{13}\text{C}$ isotopologue, *The astrophysical journal supplement series*, 211, 5.
- [112]. Bassel, M. S., ve diğ., 1998, Model atmospheres broad-band colors, bolometric corrections and temperature calibrations for O – M stars, *Astronomy and astrophysics*, 333, 231 – 250.
- [113]. Hidalgo, S. L., ve diğ., 2018, The updated BaSTI stellar evolution models and isochrones. I. Solar – scaled calculations, *The astrophysical journal*, 856, 125.
- [114]. Hidalgo, S. L., Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., Savino, A., Mucciarelli, A., Aguirre, V. S., ve Verma, K., BaSTI a Bag of Stellar Tracks and Isochrones, <http://basti-iac.aa-bruzzo.inaf.it/index.html> [Ziyaret Tarihi: 7 Mayıs 2019].
- [115]. Hekker, S., ve Melendez, J., 2007, Precise radial velocities of giant stars. III. Spectroscopic stellar parameters, *Astronomy and astrophysics*, 475, 1003 – 1009.
- [116]. Luck, R. E., ve Heiter, U., 2007, Giants in the local region, *The astronomical journal*, 133, 2464 – 2486.
- [117]. Gurtovenko, E. A., ve Kostyk, R. I., 1989, Fraunhofer spectrum and a system of solar oscillator strengths, Kiev, Izdatel'stvo Naukova Dumka, sayfa 200.
- [118]. Grevesse, N., 1984, Accurate atomic data and solar photospheric spectroscopy, *Physica scripta*, T8, 49 – 58.
- [119]. Schuler, S. C., ve diğ., 2009, Stellar nucleosynthesis in the Hyades open cluster, *The astrophysical journal*, 701, 837 – 849.
- [120]. Gratton, R. G., ve diğ., 1999, Abundances of light elements in metal – poor stars. II. Non – LTE abundance corrections, *Astronomy and astrophysics*, 350, 955 – 969.

EKLER

EK 1. Çizgilerinde aşırı ince yapı gösteren elementlerin bolluk analizinde kullanılan çizgi listesi.

İyon	Dalgaboyu (Å)	İzotop No	χ (eV)	log gf	Referans
Li I 6707.76	Li I	6707.756	7	0	-0.826 [79]
	Li I	6707.756	7	0	-0.826 [79]
	Li I	6707.756	7	0	-1.224 [79]
	Li I	6707.768	7	0	-0.826 [79]
	Li I	6707.768	7	0	-0.379 [79]
	Li I	6707.768	7	0	-1.525 [79]
Li I 6707.91	Li I	6707.907	7	0	-0.808 [79]
	Li I	6707.908	7	0	-1.507 [79]
	Li I	6707.919	7	0	-0.808 [79]
	Li I	6707.920	7	0	-0.808 [79]
	Li I	6707.920	6	0	-0.831 [79]
	Li I	6707.920	6	0	-0.734 [79]
	Li I	6707.923	6	0	-0.303 [79]
	Li I	6707.923	6	0	-0.831 [79]
	Li I	6707.923	6	0	-1.734 [79]
	Li I	6708.069	6	0	-0.831 [79]
	Li I	6708.070	6	0	-1.734 [79]
	Li I	6708.074	6	0	-0.734 [79]
	Li I	6708.075	6	0	-0.831 [79]
Na I 6154.23	Na I	6154.223	23	2.10	-2.065 [79]
	Na I	6154.225	23	2.10	-2.764 [79]

EK 1. Devam ediyor

İyon	Dalgaboyu (Å)	İzotop No	χ (eV)	log gf	Referans
Al I 6698.67	Na I	6154.226	23	2.10	-2.065 [79]
	Na I	6154.228	23	2.10	-2.065 [79]
	Al I	6698.662	27	3.14	-2.359 [79]
	Al I	6698.663	27	3.14	-2.903 [79]
	Al I	6698.681	27	3.14	-2.456 [79]
	Al I	6698.682	27	3.14	-2.359 [79]
Sc II 5526.79	Sc II	5526.770	45	1.77	-2.805 [82]
	Sc II	5526.775	45	1.77	-2.402 [82]
	Sc II	5526.779	45	1.77	-1.592 [82]
	Sc II	5526.779	45	1.77	-2.190 [82]
	Sc II	5526.783	45	1.77	-1.387 [82]
	Sc II	5526.783	45	1.77	-2.080 [82]
	Sc II	5526.786	45	1.77	-1.321 [82]
	Sc II	5526.787	45	1.77	-2.059 [82]
	Sc II	5526.788	45	1.77	-1.325 [82]
	Sc II	5526.789	45	1.77	-0.663 [82]
	Sc II	5526.790	45	1.77	-1.386 [82]
	Sc II	5526.790	45	1.77	-2.168 [82]
	Sc II	5526.791	45	1.77	-0.784 [82]
	Sc II	5526.792	45	1.77	-1.508 [82]
	Sc II	5526.793	45	1.77	-0.920 [82]
	Sc II	5526.793	45	1.77	-1.691 [82]
	Sc II	5526.794	45	1.77	-1.076 [82]
	Sc II	5526.795	45	1.77	-1.261 [82]
	Sc II	5526.795	45	1.77	-1.495 [82]
	Sc II	5526.795	45	1.77	-1.837 [82]

EK 1. Devam ediyor.

	İyon	Dalgaboyu (Å)	İzotop No	χ (eV)	log gf	Referans
V I 6189.36	VI	6189.327	51	0.28	-3.600	[79]
	VI	6189.338	51	0.28	-3.741	[79]
	VI	6189.347	51	0.28	-3.905	[79]
	VI	6189.356	51	0.28	-4.103	[79]
	VI	6189.364	51	0.28	-4.358	[79]
	VI	6189.366	51	0.28	-4.440	[79]
	VI	6189.371	51	0.28	-4.746	[79]
	VI	6189.371	51	0.28	-4.244	[79]
	VI	6189.375	51	0.28	-4.190	[79]
	VI	6189.378	51	0.28	-4.212	[79]
	VI	6189.381	51	0.28	-4.303	[79]
	VI	6189.382	51	0.28	-4.491	[79]
	VI	6189.388	51	0.28	-4.776	[79]
	VI	6189.392	51	0.28	-4.746	[79]
	VI	6189.395	51	0.28	-4.797	[79]
	VI	6189.397	51	0.28	-4.922	[79]
	VI	6189.399	51	0.28	-5.144	[79]
	VI	6189.400	51	0.28	-5.554	[79]
V I 6326.84	V I	6326.715	51	1.87	-4.329	[100]
	V I	6326.734	51	1.87	-3.954	[100]
	V I	6326.752	51	1.87	-3.769	[100]
	V I	6326.768	51	1.87	-2.754	[100]
	V I	6326.769	51	1.87	-3.703	[100]
	V I	6326.782	51	1.87	-2.531	[100]
	V I	6326.784	51	1.87	-3.747	[100]
	V I	6326.794	51	1.87	-2.444	[100]

EK 1. Devam ediyor.

	İyon	Dalgaboyu (Å)	İzotop No	χ (eV)	log gf	Referans
	V I	6326.798	51	1.87	-3.982	[100]
	V I	6326.805	51	1.87	-2.424	[100]
	V I	6326.814	51	1.87	-2.456	[100]
	V I	6326.821	51	1.87	-2.550	[100]
	V I	6326.827	51	1.87	-2.768	[100]
	V I	6326.828	51	1.87	-1.487	[100]
	V I	6326.835	51	1.87	-1.557	[100]
	V I	6326.841	51	1.87	-1.631	[100]
	V I	6326.846	51	1.87	-1.709	[100]
	V I	6326.849	51	1.87	-1.790	[100]
	V I	6326.850	51	1.87	-2.043	[100]
	V I	6326.851	51	1.87	-1.874	[100]
	V I	6326.851	51	1.87	-1.960	[100]
Mn I 6013.49	Mn I	6013.478	55	3.07	-0.869	[101]
	Mn I	6013.499	55	3.07	-1.081	[101]
	Mn I	6013.518	55	3.07	-1.354	[101]
	Mn I	6013.527	55	3.07	-1.558	[101]
	Mn I	6013.533	55	3.07	-1.764	[101]
	Mn I	6013.538	55	3.07	-1.412	[101]
	Mn I	6013.547	55	3.07	-1.433	[101]
	Mn I	6013.553	55	3.07	-1.588	[101]
	Mn I	6013.562	55	3.07	-1.910	[101]
	Mn I	6013.566	55	3.07	-2.513	[101]
	Mn I	6013.566	55	3.07	-1.956	[101]
	Mn I	6013.567	55	3.07	-2.132	[101]
Co I 6188.90	Co I	6188.925	59	1.71	-3.715	[89]

EK 1. Devam ediyor.

İyon	Dalgaboyu (Å)	İzotop No	χ (eV)	log gf	Referans
Co I	6188.938	59	1.71	-3.016	[89]
	6188.967	59	1.71	-3.534	[89]
	6188.979	59	1.71	-3.308	[89]
	6188.991	59	1.71	-3.715	[89]
	6189.002	59	1.71	-3.503	[89]
	6189.012	59	1.71	-3.714	[89]
	6189.023	59	1.71	-3.534	[89]
	6189.030	59	1.71	-3.567	[89]
	6189.038	59	1.71	-4.431	[89]
	6189.047	59	1.71	-3.503	[89]
	6189.052	59	1.71	-3.766	[89]
	6189.057	59	1.71	-5.671	[89]
	6189.064	59	1.71	-3.567	[89]
	6189.069	59	1.71	-4.021	[89]
	6189.074	59	1.71	-3.766	[89]
	5218.190	65	3.81	-1.446	[79]
	5218.191	63	3.81	-1.094	[79]
	5218.192	65	3.81	-1.491	[79]
Cu I 5218.20	5218.192	65	3.81	-1.123	[79]
	5218.193	63	3.81	-1.140	[79]
	5218.193	63	3.81	-0.772	[79]
	5218.196	63	3.81	-2.094	[79]
	5218.196	63	3.81	-1.027	[79]
	5218.196	63	3.81	-0.522	[79]
	5218.196	65	3.81	-2.446	[79]
	5218.196	65	3.81	-1.379	[79]

EK 1. Devam ediyor.

İyon	Dalgaboyu (Å)	İzotop No	χ (eV)	log gf	Referans	
Cu I 5782.13	Cu I	5218.196	65	3.81	-0.874	[79]
	Cu I	5218.202	63	3.81	-2.270	[79]
	Cu I	5218.202	63	3.81	-1.124	[79]
	Cu I	5218.202	63	3.81	-0.316	[79]
	Cu I	5218.202	65	3.81	-2.622	[79]
	Cu I	5218.202	65	3.81	-1.475	[79]
	Cu I	5218.202	65	3.81	-0.667	[79]
	Cu I	5782.053	65	1.64	-3.496	[79]
	Cu I	5782.059	63	1.64	-3.144	[79]
	Cu I	5782.062	65	1.64	-3.797	[79]
	Cu I	5782.066	63	1.64	-3.445	[79]
	Cu I	5782.074	65	1.64	-3.098	[79]
	Cu I	5782.078	63	1.64	-2.746	[79]
	Cu I	5782.105	65	1.64	-3.098	[79]
	Cu I	5782.106	63	1.64	-2.746	[79]
	Cu I	5782.117	63	1.64	-2.746	[79]
	Cu I	5782.117	65	1.64	-3.098	[79]
	Cu I	5782.170	63	1.64	-2.299	[79]
	Cu I	5782.173	65	1.64	-2.651	[79]
Ba II 5853.67	Ba II	5853.686	137	0.60	-1.859	[79]
	Ba II	5853.687	135	0.60	-1.851	[79]
	Ba II	5853.687	137	0.60	-1.808	[79]
	Ba II	5853.688	135	0.60	-1.808	[79]
	Ba II	5853.689	135	0.60	-1.994	[79]
	Ba II	5853.689	137	0.60	-1.994	[79]
	Ba II	5853.690	134	0.60	-0.909	[79]

EK 1. Devam ediyor.

İyon	Dalgaboyu (Å)	İzotop No	χ (eV)	log gf	Referans
Ba II	5853.690	135	0.60	-2.358	[79]
	5853.690	135	0.60	-1.723	[79]
	5853.690	135	0.60	-1.319	[79]
	5853.690	136	0.60	-0.909	[79]
	5853.690	137	0.60	-2.358	[79]
	5853.690	137	0.60	-1.723	[79]
	5853.690	137	0.60	-1.319	[79]
	5853.690	138	0.60	-0.909	[79]
	5853.691	135	0.60	-1.994	[79]
	5853.692	137	0.60	-1.994	[79]
	5853.693	135	0.60	-1.808	[79]
	5853.693	137	0.60	-1.808	[79]
	5853.694	135	0.60	-1.859	[79]
	5853.694	137	0.60	-1.859	[79]
	6390.455	139	0.32	-2.012	[79]
	6390.468	139	0.32	-2.752	[79]
	6390.469	139	0.32	-2.183	[79]
	6390.479	139	0.32	-3.752	[79]
La II 6390.48	6390.480	139	0.32	-2.570	[79]
	6390.480	139	0.32	-2.390	[79]
	6390.489	139	0.32	-3.334	[79]
	6390.489	139	0.32	-2.536	[79]
	6390.490	139	0.32	-2.661	[79]
	6390.496	139	0.32	-3.100	[79]
	6390.497	139	0.32	-2.595	[79]
	6390.498	139	0.32	-3.079	[79]

EK 1. Devam ediyor.

	İyon	Dalgaboyu (Å)	İzotop No	χ (eV)	log gf	Referans
Pr II 5322.77	La II	6390.502	139	0.32	-2.954	[79]
	La II	6390.503	139	0.32	-2.778	[79]
	La II	6390.506	139	0.32	-2.857	[79]
	Pr II	5322.670	141	0.48	-3.392	[95]
	Pr II	5322.670	141	0.48	-3.320	[95]
	Pr II	5322.671	141	0.48	-3.710	[95]
	Pr II	5322.672	141	0.48	-3.488	[95]
	Pr II	5322.704	141	0.48	-2.073	[95]
	Pr II	5322.710	141	0.48	-1.878	[95]
	Pr II	5322.717	141	0.48	-1.826	[95]
	Pr II	5322.726	141	0.48	-1.871	[95]
	Pr II	5322.730	141	0.48	-1.164	[95]
	Pr II	5322.735	141	0.48	-2.066	[95]
	Pr II	5322.743	141	0.48	-1.082	[95]
	Pr II	5322.757	141	0.48	-0.998	[95]
	Pr II	5322.773	141	0.48	-0.915	[95]
	Pr II	5322.790	141	0.48	-0.836	[95]
	Pr II	5322.808	141	0.48	-0.760	[95]

ÖZGEÇMİŞ

Kişisel Bilgiler	
Adı Soyadı	Betül CİVELEKLER
Doğum Yeri	
Doğum Tarihi	Tarih girmek için tıklayın veya dokununuz.
Uyruğu	☒ T.C. ☐ Diğer:
E-Posta Adresi	
Web Adresi	

Eğitim Bilgileri	
Lisans	
Üniversite	İstanbul Üniveristesi
Fakülte	Fen Fakültesi
Bölümü	Astronomi ve Uzay Bilimleri
Mezuniyet Yılı	20.10.2004

Yüksek Lisans	
Üniversite	İstanbul Üniversitesi
Enstitü Adı	Fen Bilimleri Enstitüsü
Anabilim Dalı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı
Programı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı

Doktora	
Üniversite	İstanbul Üniversitesi
Enstitü Adı	Fen Bilimleri Enstitüsü
Anabilim Dalı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı
Programı	Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı

Makale ve Bildiriler	
[1]. Civelekler B, 2011, 41 Cyg’de Mikrotürbülansın Derinlik Bağlılığının Araştırılması, 17. Ulusal Astronomi Kongresi Bildiri Kitabı, 31 Ağustos - 4 Eylül 2010, Adana, Çukurova Üniversitesi Basımevi, Adana, 17, p. 591. (Poster) [2]. Civelekler B., 2014, Chemical abundances analysis of RC candidate star HD 94264: Priliminary results, in Proc. Int. Workshop of Dig Sites of Stellar Archeology: Giant Stars in the Milky Way, 4 – 6 September 2013 İzmir, Ege Uni. J. of Faculty of Sci., Vol. 38 (Special Issue), p.145. (Sözlü Bildiri) [3]. Civelekler B., 2020, Chemical Abundance Analysis of the Red Giant Star HD 94264 (46 LMi), in International Scientific Conference “Physics of Stars and Planets: Atmospheres, Activity, Magnetic Fields” 16-20 September 2019, Shamakhy Astrophysical Observatory, Azerbaijan, Astronomical Journal of Azerbaijan, 15(2), p.160 – 164.(Sözlü Bildiri)	

- [4]. Çay M.T., Bikmaev I. F., Çay İ.H., Civelekler B., 2020, Elemental Abundance Analysis of Am Star 15Vul, in International Scientific Conference “Physics of Stars and Planets: Atmospheres, Activity, Magnetic Fields” 16-20 September 2019, Shamakhy Astrophysical Observatory, Azerbaijan, Astronomical Journal of Azerbaijan, 15(2), p.165 – 168.(Sözlü Bildiri)

