T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ ORTA TAYF TÜRÜNDEKİ METALCE FAKİR YILDIZLARIN TAYFSAL, KİNEMATİK, YÖRÜNGE DİNAMİK VE GALAKTİK KÖKEN ANALİZLERİ

Nur ÇINAR

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ
ANABİLİM DALI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

HAZİRAN 2025
ANTALYA

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ ORTA TAYF TÜRÜNDEKİ METALCE FAKİR YILDIZLARIN TAYFSAL, KİNEMATİK, YÖRÜNGE DİNAMİK VE GALAKTİK KÖKEN ANALİZLERİ

Nur ÇINAR

FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ
ANABİLİM DALI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

HAZİRAN 2025
ANTALYA

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ ORTA TAYF TÜRÜNDEKİ METALCE FAKİR YILDIZLARIN TAYFSAL, KİNEMATİK, YÖRÜNGE DİNAMİK VE GALAKTİK KÖKEN ANALİZLERİ

Nur ÇINAR

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ
ANABİLİM DALI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

Bu tez "Güneş Civarındaki Orta Tayf Türündeki Metalce Fakir Yıldızların Kökeni" başlıklı 121F265 nolu TÜBİTAK ARDEB 1001 Projesi tarafından desteklenmiştir.

HAZİRAN 2025

Evrak Tarih ve Sayısı: 17.07.2025-764

T.C.
AKDENİZ ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ ORTA TAYF TÜRÜNDEKİ METALCE FAKİR YILDIZLARIN TAYFSAL, KİNEMATİK, YÖRÜNGE DİNAMİK VE GALAKTİK KÖKEN ANALİZLERİ

Nur ÇINAR

UZAY BİLİMLERİ VE TEKNOLOJİLERİ ANABİLİM DALI

YÜKSEK LİSANS TEZİ

Bu tez 16/07/2025 tarihinde jüri tarafından Oybirliği ile kabul edilmiştir.

Prof. Dr. Timur ŞAHİN (Danışman)
Prof. Dr. Selçuk BİLİR
Prof. Dr. Volkan BAKIŞ

Bu belge, güvenli elektronik İmza ile imzalanmıştır.
Evrak sorgulaması https://turkiye.gov.tr/ebd?eK=5543&eD=BSFSZ3DU62&eS=764 adresinden yapılabilir. (PIN:81752)

ÖZET

GÜNEŞ KOMŞULUĞUNDAKİ ORTA TAYF TÜRÜNDEKİ METALCE FAKİR YILDIZLARIN TAYFSAL, KİNEMATİK, YÖRÜNGE DİNAMİK VE GALAKTİK KÖKEN ANALİZLERİ

Nur ÇINAR

Yüksek Lisans Tezi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı
Danışman: Prof.Dr. Timur ŞAHİN

Haziran 2025, 146 sayfa

121F265 numaralı TÜBİTAK ARDEB 1001 projesi kapsamında gerçekleştirilen bu tez çalışmasında proje yıldız grubu arasından seçilen BD +07 4841, BD -01 1792, HD 3546 ve HD 148897 yıldızları için tayfsal, kinematik, yörünge dinamik ve yaş analizleri gerçekleştirilmiştir. Tayfsal analizler için element bolluklarının tespiti aşamasında kullanılan yüksek çözünürlüklü echelle tayflar sırasıyla ESPaDOnS, SOPHIE ve UVES tayf kütüphanelerinden temin edilmiştir. Kinematik hesaplamalarda gerekli olan astrometrik veriler için Gaia DR3 kataloğu tercih edilmiştir. Seçilen tez yıldızları için belirlenen α-element ve demir (Fe) bolluk oranları, kinematiğe dayalı Galaktik popülasyon sınıflamalarıyla karşılaştırılarak değerlendirilmiştir. Galaktik yörünge parametrelerinin hesaplanmasında yakın zamanda HRSS Yüksek Çözünürlüklü Yıldız Spektroskopisi Temel Bilim Araştırma Laboratuvarı üyelerince geliştirilmiş Python kütüphanelerinden faydalanılmış, yıldız yaşlarının tayininde ise Şahin ve Bilir (2020) tarafından sunulan Bayes temelli yaş tayin yöntemi esas alınmıştır. Elde edilen kimyasal bolluk değerleri, yörünge dinamiği, yaş ve kinematik özelliklerle birlikte yorumlanarak, incelenen yıldızların olası kökenleri küresel kümeler ya da Galaksi'nin uydusu konumundaki cüce galaksiler açısından irdelenmiştir. Yıldızların galaktik yörüngeleri, uzay hızları ve kimyasal bolluk desenleri birlikte değerlendirilerek galaktik yapı içindeki olası kökenleri araştırılmıştır. Analiz edilen yıldızlardan BD +07 4841'in, ω Centauri küresel kümesi ile benzer yörünge parametreleri ve kimyasal izlere sahip olması, bu yıldızın ω Centauri kökenli bir yıldız olabileceğine işaret etmektedir. HD 3546 yıldızının kalın disk-popülasyonu

ile uyumlu metalce fakir karakteri ve α-zenginliği dikkat çekmektedir. BD -01 1792 ve HD 148897 yıldızlarının ise yörünge dışmerkezlikleri, galaktik düzlemi geçiş sıklıkları ve α-element bollukları dikkate alındığında galaktik hale popülasyonuna ait olabileceği değerlendirilmiştir. Bu bulgular, çalışmada analiz edilen yıldızların önemli bir kısmının Samanyolu'nun dış yapılarla geçmişteki etkileşimleri sonucunda kazanılmış olabileceğini göstermektedir.

F ve G tayf türüne sahip oluştukları molekül bulutlarının kimyasal içeriklerini atmosferlerinde yansıtır. Bu nedenle, bu tür yıldızların atmosferlerinde tespit edilen ağır element bollukları, Galaksimizin kimyasal evrimine ışık tutan kritik veriler sunar. Özellikle Güneş yakın çevresinde konumlanan orta tayf türündeki yıldızların tayfsal, kinematik ve yörüngesel özelliklerinin detaylı biçimde incelenmesi, Galaktik popülasyonların ayırt edilmesinde önemli katkılar sağlamaktadır. Güneş komşuluğundaki yer alan metalce fakir yıldızlara yönelik tayfsal, kinematik ve yörünge dinamiksel özelliklerin bir arada değerlendirildiği çalışmalar literatürde oldukça sınırlıdır. Ancak son yıllarda gelişen analiz teknikleri ve büyük ölçekli gökyüzü tarama programları sayesinde bu tür çok yönlü çalışmaların sayısı giderek artmaktadır. Bu tez kapsamında analiz edilen proje yıldızları için uygulanan yöntemlerin, istatistiksel anlamda önemli büyüklüğe sahip geniş bir örnekleme uygulanması durumunda, Güneş komşuluğundaki yıldızların kimyasal ve dinamik yapılarına ilişkin literatüre anlamlı katkılar sağlayacağı öngörülmektedir. Nitekim bu tez çalışmasında kullanılan analiz teknikleri, TÜBİTAK ARDEB 1001 projesi kapsamında yer alan, G tayf türünde ve -2.5 < [Fe/H] < -0.5 aralığında metalce fakir 90 adet proje yıldızı içeren örneklem grubu için de uygulanmıştır. Metalce fakir karakteristiklerine ek olarak bahsi geçen 90 adet proje yıldız grubu içerisinde yer alan yüksek öz hareketli (μ > 100 mas/yıl) yıldızlar bu toplam örneklem sayısının $\%66$'sını oluşturmaktadır. Örneklem grubunu temsilen tez çalışmasında analizler için seçilmiş metalce fakir karakterdeki BD +07 4841, BD -01 1792, HD 3546 ve HD 148897 yıldızları yüksek öz hareketli yıldızlardır. Tez kapsamında incelenen kaynakların neredeyse tümü literatürde rapor edilen sıcaklık, çekim ivmesi ve metal bolluğu değerlerinde farklılıklar sergilemekte olan ve ilk kez bu kadar kapsamlı (tayfsal, kinematik ve yörünge dinamik yöntemlerle) bir çerçevede incelenecek olan yıldızlardır.

ANAHTAR KELİMELER: Galaktik Evrim, Küresel Kümeler – Kimyasal Bolluk,

Spektroskopik Analiz, Yıldız Popülasyonları

JÜRİ: Prof. Dr. Timur ŞAHİN

Prof. Dr. Selçuk BİLİR

Prof. Dr. Volkan BAKIŞ

ABSTRACT

SPECTRAL, KINEMATIC, ORBITAL DYNAMICS AND GALACTIC ORIGIN ANALYSES OF METAL-POOR STARS OF INTERMEDIATE SPECTRAL TYPE IN THE SOLAR NEIGHBORHOOD

Nur ÇINAR

MSc Thesis in SPACE SCIENCE AND TECHNOLOGIES

Supervisor: Prof. Dr. Timur ŞAHİN

June 2025, 146 pages

This thesis study was conducted within the scope of the TÜBİTAK ARDEB 1001 project numbered 121F265, and includes spectral, kinematic, orbital dynamic, and age analyses of the stars BD +07 4841, BD -01 1792, HD 3546, and HD 148897, which were selected from the project's stellar sample. The high-resolution echelle spectra used for the determination of elemental abundances in the spectral analysis were obtained from the ESPaDOnS, SOPHIE, and UVES spectral libraries, respectively. For the astrometric data required in the kinematic calculations, the Gaia DR3 catalog was used. The derived α-element and iron (Fe) abundance ratios of the target stars were evaluated in comparison with Galactic population classifications based on stellar kinematics.

In the calculation of the Galactic orbital parameters, recently developed Python libraries by the members of the HRSS High-Resolution Stellar Spectroscopy Fundamental Science Laboratory were utilized. For age determinations, the Bayesian-based method presented by Şahin and Bilir (2020) was adopted. The obtained chemical abundances were interpreted together with the orbital dynamics, ages, and kinematic properties to investigate the possible origins of the studied stars, particularly in the context of globular clusters and dwarf galaxies—potential satellite systems of the Milky Way. The orbital parameters, space velocities, and chemical abundance patterns of the target stars were jointly evaluated to investigate their likely Galactic origins. Notably, BD +07 4841 exhibits orbital and chemical properties closely matching those of the globular cluster ω Centauri, suggesting a possible origin from this system. HD 3546 displays the low metallicity and enhanced α-element enrichment typical of thick-disk stars. In contrast, the high orbital eccentricities, frequent

disk crossings, and α-enhanced abundance profiles of BD -01 1792 and HD 148897 indicate their membership in the Galactic halo population. These findings imply that a significant fraction of the analyzed stars may have been accreted from external systems during the Milky Way's hierarchical formation history.

Stars of spectral types F and G retain the chemical imprint of their natal molecular clouds in their atmospheres. Therefore, the heavy element abundances observed in the atmospheres of such stars provide critical insights into the chemical evolution of the Galaxy. In particular, detailed studies of the spectral, kinematic, and orbital properties of intermediate-type stars located in the solar neighborhood contribute significantly to distinguishing among different Galactic stellar populations. However, studies that simultaneously evaluate the spectral, kinematic, and orbital dynamic properties of metal-poor stars in the solar neighborhood are relatively limited in the literature. Recent advances in analysis techniques and the emergence of large-scale sky survey programs have led to a growing number of such multidimensional studies. The analysis techniques applied in this thesis to the selected target stars are expected to make meaningful contributions to the literature on the chemical and dynamical structure of stars in the solar vicinity, particularly when applied to a statistically significant sample. Indeed, these methods have also been applied to a broader stellar sample consisting of 90 metal-poor G-type stars with metallicities in the range -2.5 $<$ [Fe/H] (dex) $<$ -0.5, as part of the same TÜBİTAK ARDEB 1001 project. Notably, 66$\%$ of this sample consists of stars with high proper motion ($\mu > 100$ mas/yr). The four stars analyzed in this thesis — BD +07 4841, BD -01 1792, HD 3546, and HD 148897 — are representative high proper motion stars selected from this group and exhibit metal-poor characteristics. Almost all the targets examined in this study show differences in reported values of effective temperature, surface gravity, and metallicity compared to those found in the literature, and are being analyzed for the first time in such a comprehensive framework combining spectral, kinematic, and orbital dynamic methods.

KEYWORDS: Galactic Evolution, Globular Clusters – Chemical Abundances, Spectroscopic Analysis, Stellar Populations

COMMITTEE: Prof. Dr. Timur ŞAHİN

Prof. Dr. Selçuk BİLİR

Prof. Dr. Volkan BAKIŞ

ÖNSÖZ

Bu tez, Güneş komşuluğundaki metalce fakir yıldızların kökenini anlamaya yönelik duyduğum bilimsel merakın bir ürünü olarak ortaya çıkmıştır. Yüksek lisans eğitimim boyunca özellikle galaksimizin kalın disk, ince disk ve halo bileşenleri arasındaki ayrımı anlamaya yönelik literatür taramaları ve veri analizleri yaparken, Omega Centauri'nin galaktik halo içerisindeki özel konumu ile yutulmuş cüce bir galaksinin çekirdeği olabileceği veya Nephele adı verilen cüce galaksiden kopup gelmiş olabileceği hipotezleri dikkatimi çekmiştir. Aynı zamanda bursiyeri olduğum ve tez konuma ilham veren 121F265 numaralı TÜBİTAK ARDEB 1001 projesi kapsamında seçilmiş yıldızlar arasında yer alan yıldızlar üzerine çalışmak, bu araştırmanın hem bilimsel hem de kişisel açıdan daha anlamlı bir hâle gelmesini sağlamıştır. Emek, titizlik ve sabır gerektiren bu süreçte, yüksek çözünürlüklü tayf verilerinin indirgenmesi, uygun atmosferik model parametrelerinin belirlenmesi ve sentez tayflarının karşılaştırılması gibi aşamalarda karşılaştığım her bir zorluk, bilimsel öğrenme sürecimin önemli bir parçası olmuş; analitik düşünme, sabır ve araştırma tutkumun gelişmesine katkı sağlamıştır. Bu çalışma, yalnızca akademik bir gereklilik değil, aynı zamanda kişisel bir öğrenme ve keşif yolculuğumun da bir ifadesidir.

Bu süreçte en büyük teşekkürüm, akademik yolculuğum boyunca bana rehberlik eden, bilimsel bakış açımı şekillendiren ve her zaman güven veren duruşuyla yanımda olan değerli danışmanım Prof. Dr. Timur ŞAHİN'e en içten teşekkürlerimi sunarım. Yalnızca bu tez sürecinde değil, tüm yüksek lisans hayatım boyunca sağladığı bilgi birikimi, desteği ve anlayışı benim için çok kıymetlidir. Her sorumda sabırla yol gösterdiği, eleştirel düşünmeye teşvik ettiği ve en önemlisi bilimsel tutkumun şekillenmesine katkı sunduğu için minnettarım. Tezimin hazırlanması aşamasında fikir alış verişinde bulunduğum ve verdikleri desteklerden dolayı Yüksek Çözünürlüklü Yıldız Spektroskopisi Grubu ekip arkadaşlarım Mahmut MARIŞMAK, Gizay YOLALAN, Sena Aleyna ŞENTÜRK ve Ferhat GÜNEY'e ayrıca teşekkür ederim. Kinematik ve yörünge parametrelerinin hesaplanması aşamasında yine Mahmut MARIŞMAK ve Ferhat GÜNEY'e teşekkür ederim. Yaş hesaplamalarında verdiği desteklerden dolayı Prof. Dr. Selçuk BİLİR hocama ve Galaktik Yapı Çalışma Grubu üyelerine çok teşekkür ediyorum. Eğitim hayatım boyunca her anımda yanımda olan, sevgisiyle beni ayakta tutan canım annem Seher YILDIZ'a ve her daim inancını hissettiren sevgili dedem Yılmaz YILDIZ'a gönülden teşekkür

ederim. Tez sürecim boyunca her iniş çıkışımda sabırla duran ve en zor anlarda bile gülümsememi sağlayan Yusuf TAPCI'ya da en derin teşekkürlerimi sunuyorum. Tüm süreçte yanımda olan, hem akademik hem duygusal anlamda desteğini esirgemeyen en yakın dostum Zeynep AYDOĞDU'ya tüm kalbimle teşekkür ederim. Yine tüm süreçte yalnız hissettirmeyen desteği ve samimi motivasyonları ile her adımda yanımda olan sevgili arkadaşım Elif ÇEÇEN'e sonsuz teşekkür ederim. Ayrıca tez sürecimde varlığıyla beni stresten uzaklaştıran, uykusuz gecelerde sessizce yanımda oturan ve klavyeye yatma ısrarıyla molalarımı hatırlatan can yoldaşım kedim NEO'ya teşekkür ederim.

İÇİNDEKİLER

ÖZET i
ABSTRACT iv
ÖNSÖZ vii
AKADEMİK BEYAN xi
SİMGELER VE KISALTMALAR xii
ŞEKİLLER DİZİNİ xiii
ÇİZELGELER DİZİNİ xv
1. GİRİŞ 1
1.1. Samanyolu Gökadasının Bileşenlerine Genel Bakış 12
1.2. Güneş ve Güneş Komşuluğuna Genel Bir Bakış 22
1.3. Orta Tayf Türünden Metalce Fakir Yıldızlar 23
1.4. Kaynak Taraması 25
1.4.1. BD +07 4841 25
1.4.2. BD -01 1792 26
1.4.3. HD 3546 27
1.4.4. HD 148897 28
2. MATERYAL VE METOT 30
2.1. Echelle Tayfın Doğası ve Tayf Gözlem Verileri 33
2.2. Tayfta Süreklilik Düzeltmesi 36
2.3. Radyal Hız Düzeltmesi 37
2.4. Çizgi Teşhisi ve Ölçümü 38
2.4.1. Multiplet analiz tekniği üzerine notlar 39
2.5. Büyüme Eğrisi 40
2.6. Atomik Verilerin Temini ve Test Edilmesi 43
2.7. Eşdeğer Genişlik (EW) Ölçümü 45
2.8. Yıldız Atmosferi ve Model Atmosfer Yapısı 47
2.8.1. ATLAS9 model atmosfer kodu 52
2.9. Model Atmosfer Parametre Tayini 53
2.9.1. Klasik tayfsal analiz yöntemi 54
2.10. Element Bolluk Hesabı 54
2.11. Tayf Sentez Yöntemi 55
2.12. Yaş Analizleri 55
2.13. Markov Zinciri Monte Carlo (MCMC) Yaş Analizleri 58

2.14. Kinematik ve Yörünge Dinamik Analizler 59
3. BULGULAR VE TARTIŞMA 68
3.1. Klasik Tayfsal Analiz Sonuçları 68
3.1.1. BD +074841 68
3.1.2. BD -01 1792 73
3.1.3. HD 3546 77
3.1.4. HD 148897 (s Her) 81
3.2. Konveksiyon Etkisi ve NLTE Düzeltme 84
3.3. Bayes Yaş Tayin Sonuçları 87
3.3.1. BD +07 4841 87
3.3.2. BD -01 1792 87
3.3.3. HD 3546 90
3.3.4. HD 148897 (s Her) 91
3.4. Kinematik Analiz 92
3.4.1. BD +074841 92
3.4.2. BD -01 1792 95
3.4.3. HD 3546 95
3.4.4. HD 148897 (s Her) 96
3.5. Dinamik Yörünge Analizi ve Galaktik Köken Analizi Sonuçları 96
3.6. Nephele Üyesi NGC 5139'un Evrimsel Geçmişi Üzerine Notlar 103
4. SONUÇLAR 107
5 KAYNAKLAR 111
6 EKLER 143
6.1. Ek 1 143
6.2. Ek 2 144
6.3. Ek 3 145
6.4. Ek 4 146

ÖZGEÇMİŞ

AKADEMİK BEYAN

Yüksek Lisans Tezi olarak sunduğum “Güneş Komşuluğundaki Orta Tayf Türündeki Metalce Fakir Yıldızların Tayfsal, Kinematik, Yörünge Dinamik ve Galaktik Köken Analizleri” adlı bu çalışmanın, akademik kurallar ve etik değerlere uygun olarak bulunduğunu belirtir, bu tez çalışmasında bana ait olmayan tüm bilgilerin kaynağını gösterdiğimi beyan ederim.

...../...../20.....

Nur ÇINAR

İmza

SİMGELER VE KISALTMALAR

Simgeler:

Å	: Angstrom
c	: Işık hızı
$\odot$	: Güneş
$log\epsilon$(X)	: Logaritmik (mutlak) bolluk
λ	: Dalgaboyu
l	: Galaktik boylam
b	: Galaktik enlem
π	: Paralaks
ξ	: ξ hız değeri
L	: Işıtma
τ	: Yaş

Kısaltmalar:

1D	: Bir boyutlu
2D	: İki boyutlu
APOGEE	: Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment
Av	: Sönümlenme
e	: Basıklık
Gaia	: Global Astrometric Interferometer for Astrophysics
GALAH	: Galactic Archaeology with HERMES
L.E.P.	: Lower-level Excitation Potential
LIME	: Line Measurement for Echelle Spectra
LSR	: Yerel durağanlık noktası
R_a	: Galaksi merkezine en uzak mesafe
R_p	: Galaksi merkezine en yakın mesafe
R.W.	: Reduced Equivalent Width
z_{max}	: Galaktik düzlemden olan yükseklik

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1 Galaksi sınıflandırılması 2
Şekil 1.2 Galaksilerin genel özellikleri 3
Şekil 1.3 William Herschel'in Samanyolu haritası 4
Şekil 1.4 ELS Modeline ait temsili görsel. 6
Şekil 1.5 SZ Modeline ait temsili görsel. 7
Şekil 1.6 Durağan dönem ve yıldız oluşum oranı 8
Şekil 1.7 İkili Çökme Modeline ait temsili görsel. 9
Şekil 1.8 Samanyolu'nun başlıca bileşenlerinin şematik yandan görünümü. . 12
Şekil 1.9 Galaktik bileşenlerin yörünge hızları 13
Şekil 1.10 Yıldızların O/Fe ve Fe bolluğu diyagramı 19
Şekil 2.1 Tayfçekerler 31
Şekil 2.2 ESPaDOnS echelle tayfının iki farklı gösterimi 31
Şekil 2.3 Tayfçekerin çalışma prensibini gösterir temsili diyagram. 33
Şekil 2.4 Yüksek çözünürlüklü echelle Güneş tayfı 34
Şekil 2.5 Süreklilik düzeltmesi 36
Şekil 2.6 Klasik tayfsal analiz aşamaları şeması. 37
Şekil 2.7 Dikine, teğetsel ve uzay hızları 38
Şekil 2.8 LIME kodu ile gerçeklenen çizgi teşhisi aşamasına ait temsili görsel. 40
Şekil 2.9 İki ana seviye enerjisi arasındaki geçiş 41
Şekil 2.10 Büyüme eğrisi 41
Şekil 2.11 NIST ve VALD atomik çizgi veritabanları 44
Şekil 2.12 Eşdeğer genişlik ve tam genişlik-yarım maksimum 46
Şekil 2.13 ATLAS9 kodu çıktısı 51
Şekil 2.14 Tez yıldızları için logaritmik sıcaklık ($logT$) ve logaritmik basınç ($logP$) ilişkisi. 53
Şekil 2.15 Galaktik uzay hız bileşenleri 59
Şekil 3.1 BD +07 4841 yıldızı ESPaDOnS tayfı 68
Şekil 3.2 BD +074841 yıldızına ait sentez çizgileri 69
Şekil 3.3 BD +074841 yıldız için MOOG görüntüsü. 70

Şekil 3.4 BD +074841 yıldızı için iyonizasyon dengesi ve Ti, Cr ve Fe elementleri için dispersiyon testi. 70
Şekil 3.5 BD -01 1792 yıldızı ESPaDOnS tayfı 73
Şekil 3.6 BD -01 1792 yıldızına ait sentez çizgileri 74
Şekil 3.8 BD -01 1792 yıldızı için Ti, Cr ve Fe için dispersiyon testi 75
Şekil 3.7 BD -01 1792 yıldızı MOOG görseli 75
Şekil 3.9 HD 3546 yıldızı SOPHIE tayfı 77
Şekil 3.10 HD 3546 yıldızına ait sentez çizgileri 78
Şekil 3.11 HD 3546 yıldızı MOOG görseli 79
Şekil 3.12 HD 3546 yıldızı için Ti, Cr ve Fe için dispersiyon testi 79
Şekil 3.13 HD 148897 yıldızının UVES tayfı 81
Şekil 3.14 HD 148897 yıldızına ait sentez çizgileri 82
Şekil 3.15 HD 148897 yıldızı MOOG görseli 82
Şekil 3.16 HD 148897 yıldızı için Ti, Cr ve Fe için dispersiyon testi 84
Şekil 3.17 BD +07 4841 yıldızının yaşı, kütlesi ve konumu 88
Şekil 3.18 BD -011792 yıldızının yaşı, kütlesi ve konumu 89
Şekil 3.19 HD 3546 yıldızının yaşı, kütlesi ve konumu 90
Şekil 3.20 HD 148897 yıldızının yaşı, kütlesi ve konumu 91
Şekil 3.21 Seçilen dört tez yıldızı için $z_{\max} \times e_{\rm p}$ diyagramı. 93
Şekil 3.22 Dört yüksek öz hareketli yıldız için Toomre diyagramı 94
Şekil 3.23 NGC 5139 küresel kümesinin ve tez yıldızlarının konumu 98
Şekil 3.24 Yıldızlar ve küresel küme matrisleri 102
Şekil 4.1 ω Centauri ve tez yıldızları için [X/Fe] element bolluk oranları. . . 109

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 1.1 Yıldızlarının ekvatoral koordinatları, Galaktik enlem ve boylamları, V bandındaki parlaklıkları, tayf türleri, ve tayflarına ait veriler. 25
Çizelge 2.1 Bir yıldız atmosfer modelinde tanımlanması gereken fiziksel parametreler. 53
Çizelge 3.1 Yıldızlar için hesaplanan model atmosfer parametreleri 71
Çizelge 3.2 BD +07 4841 yıldızının hesaplanan element bollukları 72
Çizelge 3.3 BD -01 1792 yıldızının hesaplanan element bollukları 76
Çizelge 3.4 HD 3546 yıldızının hesaplanan element bollukları 80
Çizelge 3.5 HD 148897 yıldızının hesaplanan element bollukları 83
Çizelge 3.6 Yıldızların NLTE bolluk değerleri 83
Çizelge 3.7 Uzay hızı hesabı için gerekli parametreler 92
Çizelge 3.8 Yıldızların Galaktik Yörünge Parametreleri 92
Çizelge 4.1 Tez yıldızları ve ω Centauri küresel kümesi için [X/Fe] bolluk oranları. 107

1. GİRİŞ

Gökyüzüne dair semboller, bilinen en eski Türk yazılı kaynağı olan Orhun Yazıtları'nda ve hatta Avustralya Yerli Halkları (Aborjinler) ve Torres Strait Adalı halklarının astronomları için bile bir rehber olmuştur. Bu kapsamda insanlığın, evreni keşfetme ve haritalandırma çabalarında yol gösterici bir rol üstlenmiştir. Gökyüzünde sayısız yıldızdan gelen ışığın özel gözlemsel teknikler ile analizi, Samanyolu'nun geçmiş evrimine ışık tutan birer "zaman kapsülü" olarak değerlendirilebilir.

Gökadaların yapısal özellikleri ve morfolojik sınıflandırmalarına dair erken dönemde gerçekleştirilen çalışmalar, bu sistemlerin evrimini anlamada temel teşkil eder. Örneğin, 10. yüzyılda Fars astronom Abdurrahman el-Sufi, Andromeda Gökadası'nı "küçük bir bulut" olarak tanımlamıştır (Kepple & Sanner, 1998). Gökadaların sistematik incelenmesi ise 20. yüzyılın sonlarına kadar optik gözlemlere dayalı nitel bulgular ile sınırlı kalmıştır. Özellikle, 1780-1822 yılları arasında William Herschel tarafından gerçekleştirilen kapsamlı gökyüzü taramaları, yıldız kümeleri, galaktik bulutsular ve gökadaların sistematik kategorizasyonu için dönüm noktası oluşturmuştur.

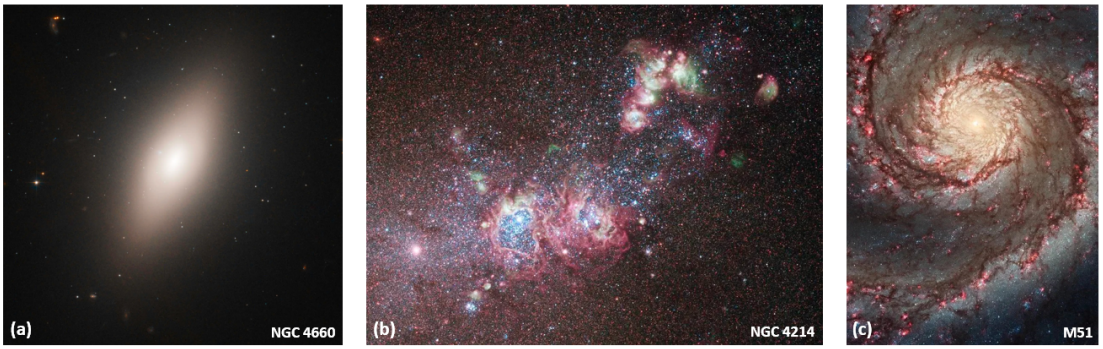
1845'te William Parsons (3. Rosse Kontu), dönemin en büyük teleskoplarından biri olan 1.8 metrelik "Leviathan of Parsonstown" ile derin uzay gözlemleri gerçekleştirmiştir. İrlanda'nın Birr Kalesi'nin bahçesine inşa edilen bu teleskop, yaklaşık 75 yıl boyunca dünyanın en büyük teleskobu unvanını korumuştur. Leviathan'ın gözlem kayıtları, sarmal kollar, bar yapılar, toz şeritleri ve yıldız oluşum bölgeleri gibi morfolojik detayların ilk kez belgelendiği çizimler ile doludur. Nitekim 1880'de 4. Rosse Kontu tarafından yayımlanan morfolojik atlas (Şekil 1.1(a)), 75 "bulutsu"da sarmal yapıların varlığını ortaya koyarak modern gökada sınıflandırmasının temelini atmıştır (Buta, 2013).

Erken dönem gökada sınıflandırma çabalarına diğer bir örnek, Max Wolf'un 1908'de Heidelberg gözlemevindeki fotoğraflara dayanarak geliştirdiği şemadır (Şekil 1.1(b)). Wolf'un sistemi, sarmal yapıların olmadığı amorf formlardan (d-k tipleri) gelişmiş sarmal yapılara (r-w tipleri) uzanan doğrusal bir ölçeklendirmeyi benimsemiş, ancak galaktik gezegenimsi bulutsular ile gökadaları ayırt edememiştir. Günümüzde artık kullanılmasa da, bu sistem morfolojik çeşitliliği harflerle kodlayan ilk girişim olarak tarih sayfalarında yerini almıştır.



Şekil 1.1. (a); Parsons (1880) ve (b); Wolf (1980) tarafından hazırlanan galaksilerin sınıflandırılmasına dair çizimler.

Birbirini takip eden bu çalışmalara ek olarak 1926 yılında Lundmark ve Hubble, gökadaları sınıflandırmışlardır. Lundmark, gökadaları, ışığın merkeze doğru yoğunlaşmasına göre üç gruba (amorf eliptikler, gerçek sarmallar ve Macellan Bulutu tipi düzensizler) ayırmıştır. Hubble ise Hubble Çatal Diyagramı olarak bilinen bir gökada sınıflandırma şeması geliştirmiştir. Bu diyagramda gökadalar, eliptik ve sarmal olmak üzere iki sınıfa ayrılmıştır. Hubble eliptik gökadalar için gökadanın eliptik görnümünü karakterize edecek şekilde sıfırdan yediye kadar sayılar tanımlamıştır. Buna göre, "E0" neredeyse yuvarlak, "E7" çok eliptik olarak sınıflandırılmıştır. Lundmark ve Hubble tarafından yapılan sınıflandırmalar benzerdir, ancak gökadaları birbirinden ayıran temel parametre Lundmark'a göre yoğunluk iken Hubble'a göre sarmal kolların doğası olmuştur. Gelişen teknoloji sayesinde 1924 yılından sonra büyük teleskoplarla galaksilere ait elde edilen fotoğraflar çoğaldıkça bu tanımlamaların ötesine geçilerek gökadalar güvenilir bir şekilde sınıflandırılmışlardır. Günümüzde Gökadalar, gözle görünür genel özellikleri bakımından eliptik, sarmal (spiral) ve düzensiz olarak üç ana grupta sınıflandırılmaktadırlar (Şekil 1.1). Ayrıca bu sınıflar kendi aralarındaki farklılıklar bakımından da alt sınıflara ayrılmışlardır. Şekil 1.2'de (a); Eliptik Galaksi NGC 4660, Hubble tarafından görüntülenen ve Dünya'ya en yakın büyük galaksi kümesi olan yüz galaksiden biridir (NASA, ESA ve E. Peng, Pekin Üni.). (b); Cüce Düzensiz Galaksi NGC 4214, yaklaşık 10 milyon ışık yılı

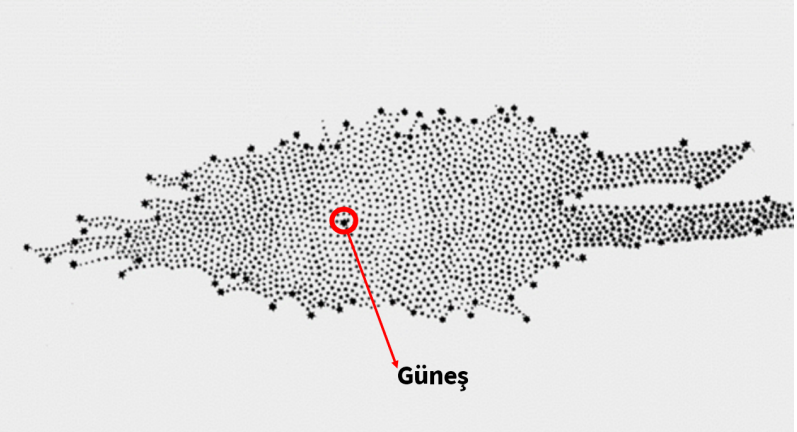


Şekil 1.2. Galaksilerin gözle görünür genel özellikleri bakımından sınıflandırılması.

uzaklıkta yer alır (NASA, ESA ve Hubble, Virginia Üni.). (c); Whirlpool Galaxy (M51), 31 milyon ışık yılı uzaklıkta bulunan bir sarmal galaksidir ve zarif, kıvrımlı kollar, pembe yıldız oluşum bölgeleri ve parlak mavi yıldız kümeleri gibi tipik bir sarmal galaksinin özelliklerini vurgular (NASA, ESA, S. Beckwith, Hubble).

Sarmal Gökadalar (S), evrendeki en yaygın gökada türüdür. İncelenen 600'e yakın toplam gökada sayısının %77'sini oluşturur. Genel görünüş olarak küresel görünümlü bir çekirdek etrafında sarılmış kollar şeklindedir. Dönen bu kollar, genellikle gaz ve tozdan oluşur ve potansiyel genç yıldız oluşum sahalarıdır. Birçok Sarmal Galaksi, çekirdeklerinde süper kütleli kara delikler içerebilir. Sarmal Gökadalar, sarmal kolların özelliklerine göre Normal Sarmal Galaksi ve Bar Yapılı Sarmal Galaksi olarak iki alt sınıfa ayrılır. Her iki sınıf kendi içerisinde de ara sınıflara ayrılır. Ara sınıfları belirlemede kriter, çekirdeğin relatif büyüklüğü, kolların çekirdek etrafındaki sarmalındaki sıklık ve kolların parçalanma derecesidir. Bu kriterler bağımsız olmayıp birbirlerine bağlıdır. İçinde yaşadığımız Samanyolu Gökadası, merkezinde yıldızlardan oluşan bir bar yapısı barındıran Sarmal Gökada'dır. Atmosferik görüş koşullarının uygun olduğu gözlem gecelerinde gözlenebilen, evreni geniş bir kuşak gibi saran, beyaz ve ince bir bulut katman görünümünde olan Samanyolu Gökada terimi ise Grekçe (Yunanca'nın İlk Çağ'da konuşulan hali) *Galaxias Kyklos* "Sütlü Çember" anlamına gelirken, Roma'da Latince *Via Lactea* "Süt Yolu" anlamına gelmektedir. Doğu Asya'da "Cennetin Gümüş Nehri", Kuzey Avrupa'da ise "Kuşların Yolu" olarak adlandırılan Samanyolu, Anadolu'da bir saman hırsızının kaçarken yola döktüğü samanlardan oluştuğuna inanılan bir efsaneye sahiptir.

Samanyolu Gökadasına dair yapılan araştırmalar ise çok eski tarihlere dayanmaktadır.



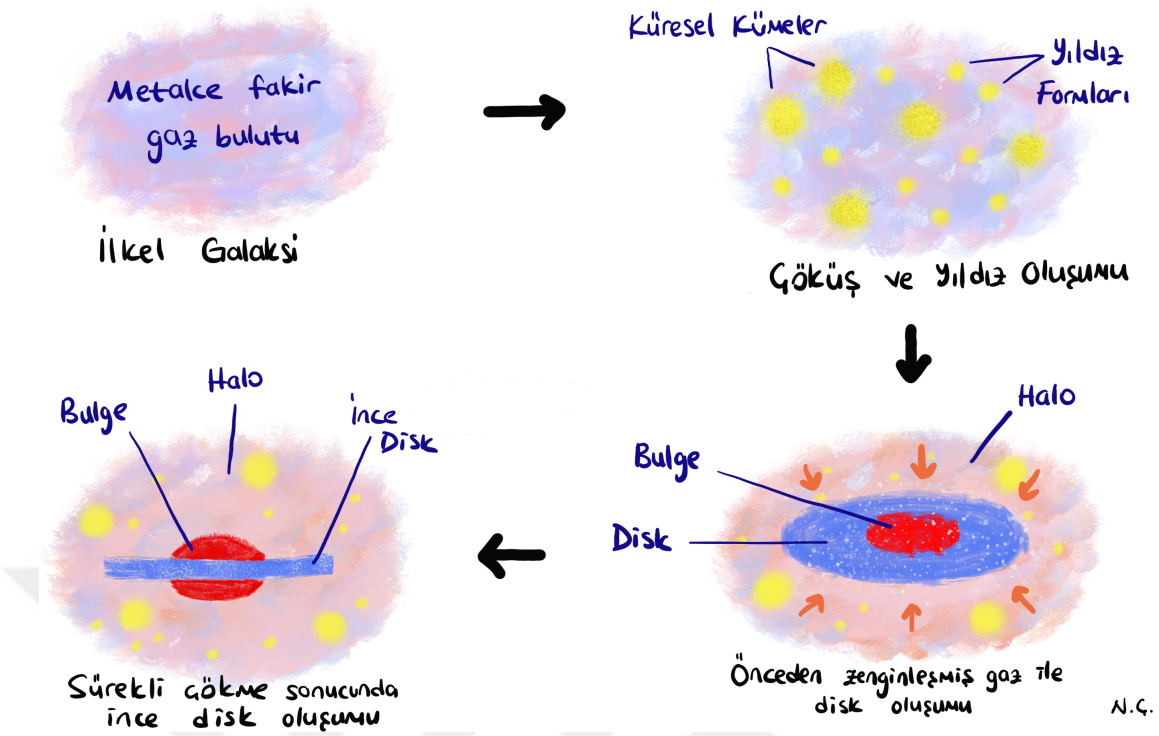
Şekil 1.3. William Herschel'in Samanyolu'nun yapısını anlamak amacıyla yıldız sayım yöntemiyle oluşturduğu harita. Güneş'in galaksi içindeki konumunu merkezine yakın bir noktada göstermektedir.

Tarihsel olarak, bu gökadanın doğasına ilişkin ilk bilimsel görüşler, M.Ö. 500 yılında Demokritos tarafından ortaya atılmıştır. Demokritos, aletsiz olarak yaptığı araştırmalar sonucunda Samanyolunun çok sayıda sıkışmış yoğun bir yıldız topluluğu olduğunu ileri sürmüştür. Samanyolu gökadası hakkında daha detaylı bilgiler, 1610 yılında Galileo Galilei'nin teleskobunu Samanyolu'na çevirmesiyle elde edilmiştir. Galileo, bu ince parlak bandın aslında sayısız yıldızdan oluştuğunu gözlemleyerek, Demokritos'un teorisini bilimsel olarak doğrulamıştır. 18. yüzyılda William Herschel (1739-1822) Kuzey Yarım Küre'de, oğlu Johann Herschel (1791-1871) ise Güney Yarım Küre'de Samanyolu'ndaki yıldızları sayısal olarak belirlemeye çalışmışlardır. Buldukları sonuç ile kendilerinden 100 yıl kadar önceleri Galileo'nun (1564-1642) ortaya attığı görüşün doğruluğunu tespit etmişlerdir. William Herschel'in çalışmaları, Samanyolu'ndaki yıldız dağılımının galaktik enlemlere göre farklılık gösterdiğini ortaya koymuştur. Samanyolu'nun ortasında yıldız yoğunluğunun artarken, kenarlara doğru azaldığını rapor etmiştir (Şekil 1.3). W.Herchel'den sonra 1932 yıllarından itibaren kullanılmaya başlanan radyo teleskoplarla beraber Samanyolu'ndaki yıldızların ortalama sayısını tespit etmemiz mümkün olmuştur. Güneş Sistemimizin içinde bulunduğu Samanyolu'nda yapıları ve özellikleri birbirinden farklı olan en az 200 milyar yıldızın varlığı ortaya çıkmıştır.

Gökadamızın oluşumu ve evrimine dair teoriler, tarih boyunca yapılan gözlemler ile desteklenmiştir. Samanyolu Gökadasının oluşumuna dair modellerin atası sayılan ELS Modeli, Eggen, Lynden-Bell ve Sandage (1962) tarafından ortaya konmuş etkin bir

modeldir (Şekil 1.4). ELS Modeli, yıldızların göreli hızları ve kimyasal bileşimleri temel alınarak geliştirilmiştir. Bu modele göre merkeze doğru çökmekte olan metalce fakir bir gaz bulutu, ilkel gökadayı oluşturmuştur. Yeni oluşan yıldızlar, çöken gaz bulutunun kinematik özelliklerini koruyarak Gökada merkezinin etrafında eliptik yörüngeler izlemişler ve böylece küresel kümeler meydana gelmiştir. Gaz bulutu çökmeye devam ettikçe, enerjisinin bir kısmı ısıya dönüşür. Ayrıca, açısal momentumun korunumu nedeniyle gaz bulutunun dönme hızı artarak dönme ekseni boyunca çökmeye neden olur. Bu aşamada bir disk oluşmuştur. Bu disk yapı içindeki gaz, ilk nesil yıldızlarda gerçekleşen süpernova patlamaları ile zenginleşmiştir. Tıpkı Gökadamızın halo bileşenindeki yıldızlarda olduğu gibi, diskte oluşan yıldızlar da doğdukları andaki gazın [Fe/H]lerini ve kinematiğini koruyarak şekillenmişlerdir ve böylece Tip I (Population I, Pop I) yıldızları meydana gelmiştir. Tip I yıldızları nispeten yüksek metal içeriğine sahip yıldızlardır ve galaktik merkezi etrafında galaktik disk düzleminde yörüngeler izlerler. Buna karşılık, Tip II (Population II, pop II) yıldızları, yani metalce fakir halo yıldızları, Samanyolu düzlemini kesen eliptik yörüngelere sahiptir. ELS Modeli, tüm bu sürecin yaklaşık 300 milyon yıl içinde gerçekleştiğini öngörmektedir. Ancak birbirini takip eden çalışmalar ve yapılan birçok gözlem, Galaksinin bu kadar hızlı gelişen bir çökme ile oluşumunu desteklemez.

ELS modeline karşı öne sürülen diğer bir alternatif model, Astronomlar Leonard Searle ve Robert Zinn (1978) tarafından ortaya atılmıştır (Şekil 1.5). SZ Modeli olarak adlandırılan bu modelde Searle ve Zinn, galaktik halodaki küresel kümeleri incelerken bu cisimlerin [Fe/H] değerlerinde büyük bir tutarsızlıklar fark etmiştir. Buna göre, bazı küresel kümeler diğerlerinden belirgin biçimde daha yaşlı görünüyorlardı. Bu yaş farkı, bu kümelerin ELS modelinin öngördüğü kadar kısa bir zaman diliminde oluşmuş olamayacağına işaret etmekteydi. SZ Modeline göre metalce fakir tek bir gaz bulutunun çökmesi yerine Samanyolu'nun halosu, birçok gaz bulutu parçasının birleşmesi ile oluşmuştur. Bu parçaların her birini, hâlihazırda yıldızlar ve küresel kümeler oluşturmuştur. Bu gaz bulutları parçalarının bağımsız evrimsel geçmişleri olduğu için, farklı yaşlara sahip yapılar oluşturmaları mümkün olmuştur. Bir bakıma, SZ Modeli, "cüce" galaksilerin hâlâ Samanyolu'yla çarpışmakta olduğunu gösteren gözlemlerle doğrulanmıştır. Bu cüce gökadalar, gökadanın erken evriminde Samanyolu'nun bir parçası haline gelememiş gaz bulutu kalıntılarından evrilmiş olabilirler. 1996'da keşfedilen Sagittarius (yay) cüce

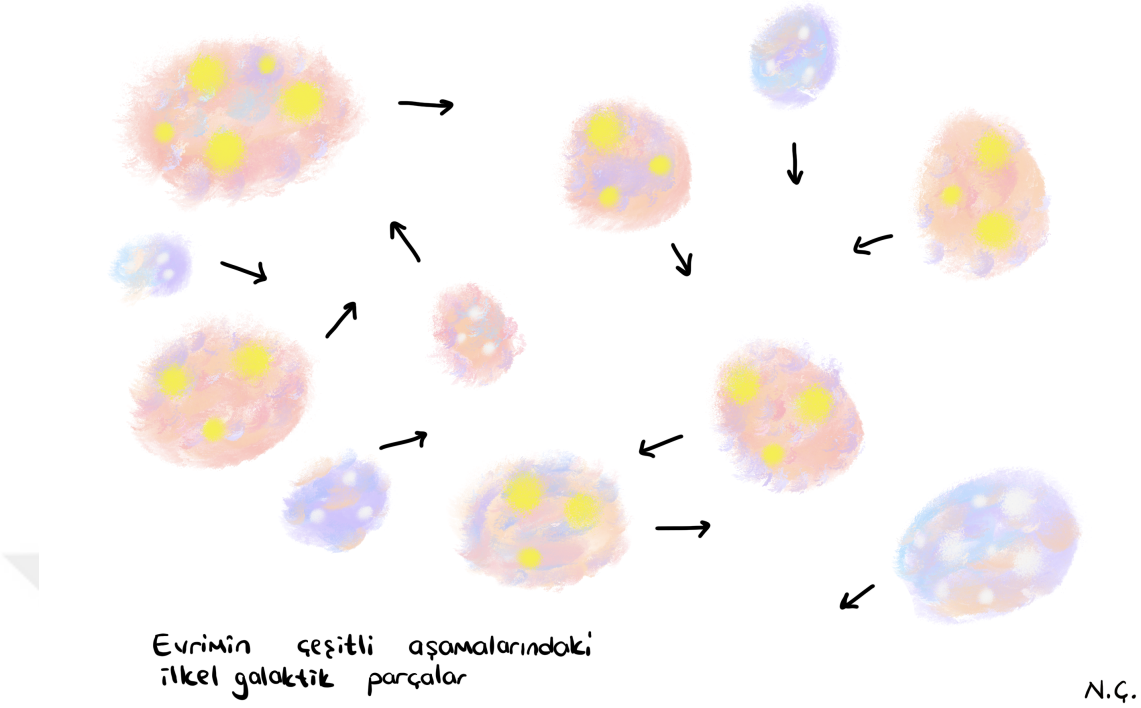


Şekil 1.4. ELS Modeline ait temsili görsel.

gökadası, böylesi bir gaz bulutu kalıntısı olabilir. Sagittarius, milyarlarca yıl boyunca galaktik düzlemden ileri geri salınarak geçiş yapar ve her geçişinde bir miktar kütlesini kaybeder. Zamanla bu galaksinin tamamen yok olup Samanyolu tarafından yutulacağı öngörülmektedir (Skúladóttir, Á. vd. (2025)).

Johns Hopkins Üniversitesi'nden Rosemary Wyse ve İngiltere'deki Astronomi Enstitüsü'nden Gerard Gilmore (1996)'a göre, halo ile ince disk, aynı gaz bulutundan oluşmuş olamayacak kadar birbirinden farklı yapılardır. Bu ayrımı, galaktik yıldız popülasyonlarının açısal momentumu üzerine temellendirmişlerdir. Araştırmalara göre, halo ve bulge, genellikle düşük açısal momentuma sahip yıldızlardan oluşurken, galaktik kalın ve ince disk bileşen, yüksek açısal momentuma sahip yıldızlar barındırır. Açısal momentumun korunduğu düşünülürse, bu farklar, yıldızların oluştuğu ilk gazın kendine özgü fiziksel özelliklerini yansıtır. Dolayısıyla, bu galaktik bileşenler, farklı açısal momentuma sahip, birbirinden ayrı gaz bulutlarından oluşmuş olmalıdır.

Galaksinin tarihinde yıldız oluşum oranının sürekli olmadığına dair kanıtlar da bulunmaktadır. Padova Astronomi Gözlemevi'nden Raffaele Gratton ve ekibinin yapmış olduğu çalışmalar ve gözlemler, Galaksinin evriminde oldukça erken bir dönemde, Güneş

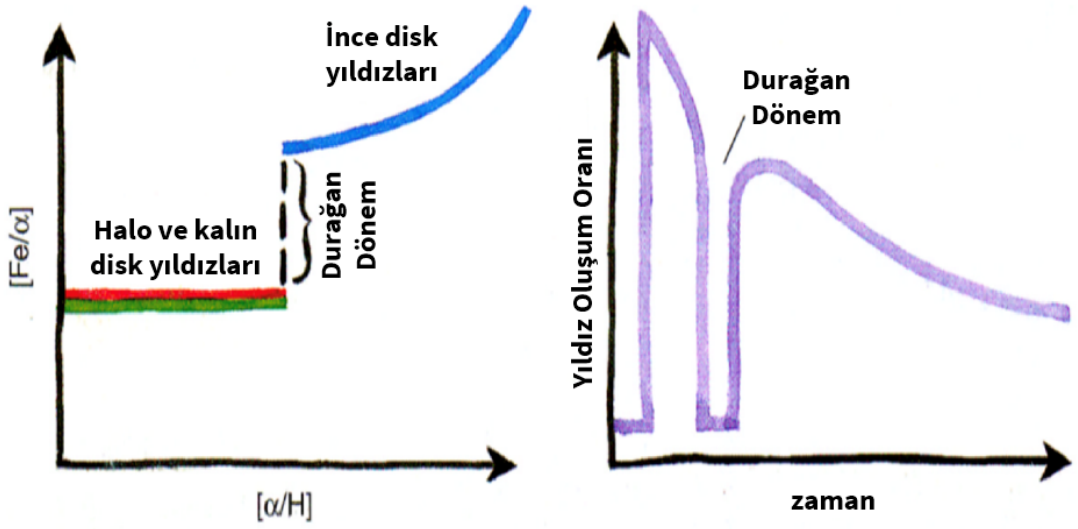


Şekil 1.5. SZ Modeline ait temsili görsel.

çevresindeki yıldız oluşum oranının ani bir şekilde düştüğünü göstermektedir. Gratton ve arkadaşları, halo, kalın disk ve ince diskteki yıldızların, demire (Fe) kıyasla α elementleri oksijen (O) ve magnezyumun (Mg) göreli kimyasal bolluklarını incelemişlerdir. Galaksinin tarihinde belirli bir noktada, [α/H] zaman çizelgesi boyunca, neredeyse hiç α elementi üretilmeyen bir "durağan dönem" geçirmiş olduğu görülmektedir (Şekil 1.6).

Bu durağan dönemin her iki tarafında yer alan yıldızların kimliği, halo ve kalın diskin oluşumunun ardından ince disk oluşmadan önce yıldız oluşumunun neredeyse tamamen durduğunu düşündürmektedir. Bu durağan dönemin süresi de tahmin edilebilmektedir. α elementleri, ömürleri kısa olan yıldızların patlamaları olan Tip II süpernovalarla üretildiğinden, bu elementlerin üretim oranı yıldız oluşum hızının bir göstergesi sayılır. Diğer bir yandan, demir miktarı bu dönemde artmaya devam etmiştir, çünkü Tip Ia süpernovaları oluşturan ikili yıldız sistemleri, yıldız oluşumun durağan döneminden çok daha önce meydana gelmiştir. Tip Ia süpernovalarının tipik "olgunlaşma süresi" göz önüne alındığında, durağan dönemin bir Gyr yıldan fazla sürmediğini göstermektedir.

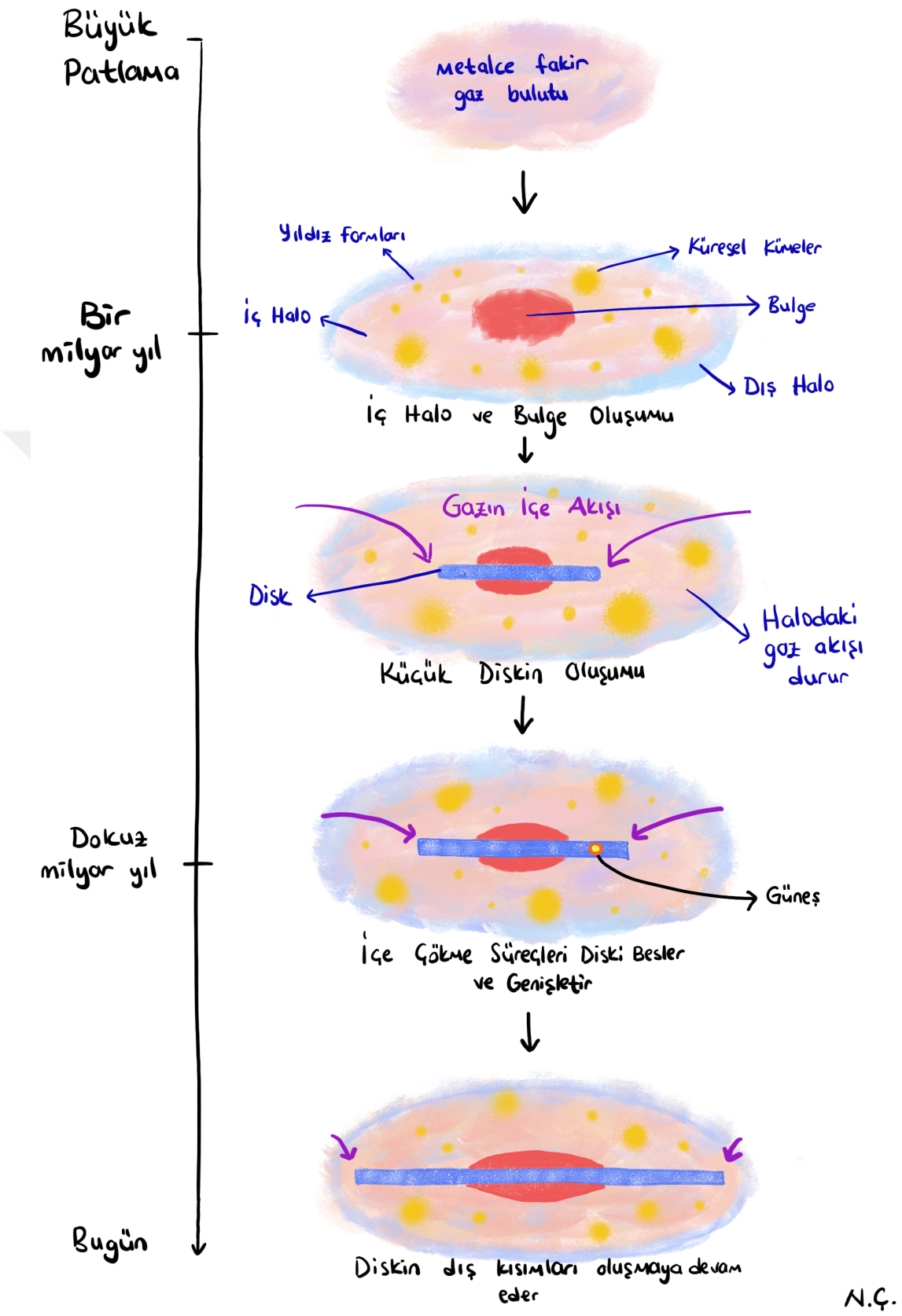
Gratton ve ekibi, aynı yıldızların kinematik özelliklerini inceleyerek üç farklı yıldız popülasyonu tanımlamıştır. Bu popülasyonlardan ilki, halonun tamamını, kalın diskin



Şekil 1.6. Demir ile alfa (α) elementlerinin (solda) göreli bolluklarında gözlemlenen bir "durağan dönem", galaksideki yıldız oluşum oranının azaldığı bir döneme işaret eder (sağda).

bir kısmını ve bulge yıldızlarını kapsamaktadır. Bu yıldızlar, halonun bir bölümünün dağılmalı (dissipative) çöküşünden oluşmuştur. İkinci popülasyon, ince diski oluşturan yıldızlardan oluşur ve bu disk, yoğun bir dağılmalı çöküş sonucunda meydana gelmiştir. Üçüncü popülasyon ise, kalın diskte bulunan, metalce fakir ve $[Fe/H](dex) < -1.0$ olan, nispeten küçük bir yıldız grubudur. Bu üçüncü grubun, büyük olasılıkla uydu galaksilerde oluştuğu ve yıldız oluşumunun durağan dönemi esnasında Samanyolu'na katıldığı düşünülmektedir. Bu bakış açısına göre, kalın disk aslında iki bileşene sahiptir. Diğer araştırmacılar da, kalın disk ile ince diskin kinematik olarak birbirinden farklı yapılar olduğunu ortaya koymuştur. Michigan Eyalet Üniversitesi'nden Timothy Beers ve Kopenhag Üniversitesi'nden Jesper Sommer-Larsen, çok sayıda metalce fakir yıldızın kinematik ve kimyasal özelliklerini incelemişlerdir. Analizler ve gözlemler sonucu, kalın diskin en metalce fakir bileşeninin, büyük çaplı bir kütle çekimsel yığılma (akresyon) olayı sonucu oluştuğunu düşündürmektedir. Diğer bir senaryoya göre ise uydu galaksi, ince disk henüz büyük oranda gaz halindeyken galaktik diskle çarpışmıştır. Bu çarpışma sırasında ince disk ısınarak dağılmış ve bu da kalın diskin metalce fakir bölümünün oluşmasına neden olmuştur. İnce diskin büyük bölümü yeniden galaktik düzleme yerleşerek "yeni" bir ince disk oluşturduğu yönündedir.

Bu olayın zamanlaması, ince diskteki en yaşlı yıldızın yaşıyla sınırlıdır ve Güneş yakın



Şekil 1.7. İkili Çökme Modeline ait temsili görsel.

komşuluğu için bu yaş değeri 10 Gyr yıl olarak tahmin edilmektedir. Gratton ve çalışma arkadaşlarının belirttiği yıldız oluşumundaki duraksama, muhtemelen bu çarpışmanın bir sonucu olabilir ve bu durum disk-halo süreksizliği anlamına gelir. Dolayısıyla genel olarak bakıldığında, kolektif kanıtlar, düşük açısal momentuma sahip maddenin, halo ve bulge hızlı ve dağılmalı (dissipatif) bir çöküş yoluyla oluşturduğunu göstermektedir. SZ modeline benzer şekilde, cüce galaksilerle birleşmeler de halonun oluşumuna katkı sağlamış olabilir; ancak büyük çaplı birleşmelerin çoğu, ince diskin oluşumundan önce gerçekleşmiş görünmektedir. İnce disk oldukça hassas bir yapıya sahip olduğundan, bu diskin bugüne kadar varlığını sürdürüyor olması, son beş Gyr da yapılan birleşmelerin kütlesel katkısının % birkaçtan fazla olamayacağını göstermektedir. ELS modelinin aksine, ince disk halen bağımsız bir şekilde, yüksek açısal momentuma sahip gazdan evrimleşmiştir. İlk ince disk, yaklaşık 10 Gyr önceki son büyük galaktik birleşmeyle kalınlaştırılmıştır. Daha sonra diske yeni gaz eklenmiş ve bu gaz yeni bir ince diske yerleşmiştir. Güneşimiz bu diskte doğmuştur.

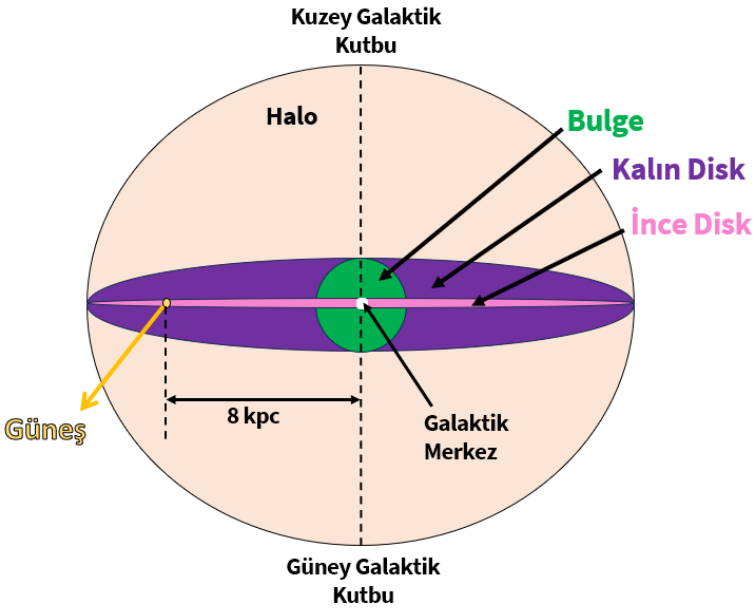
Gelişen teknoloji ve son dönem gözlemler ışığında, 1997 yılında Chiappini, Metteucci ve Graton tarafından halonun ve ince diskin yıldız dağılımını açıklamayı hedefleyen yeni bir model geliştirilmiştir (Şekil 1.7). Bu model, iki aşamalı çökme modeli (two-infall model) olarak adlandırılmıştır ve başlangıçtaki çöküşün haloyu (ve muhtemelen kalın diskin bir kısmını) oluşturduğunu varsaymaktadır. İkili Çökme Modeli'ne göre halodaki yıldız oluşumu, gaz yoğunluğu belirli bir eşik değerinin altına düşene kadar devam etmiştir. Bu noktada halodaki gaz akışı merkeze doğru birikerek bulge oluşmuştur. Bulge ve yıldız oluşumu durduktan sonra ikinci bir çökme meydana gelmiştir ve bu da ince diski oluşturmuştur. İkinci çökme ya küçük bir galaksiyle birleşme sonucu oluşmuş ya da yüksek açısal momentuma sahip maddenin çökmesinin daha uzun sürmesi nedeniyle ortaya çıktığı düşünülmektedir. İkili çökme modeli aynı zamanda ince diskin oluşum yaşını da öngörmektedir. Şimdiye kadar gökbilimciler, ince diskin oluşmasının bir Gyr'dan fazla sürdüğünü düşünüyorlardı. Ancak Güneş çevresinde gözlemlediğimiz diskin büyük kısmının iki Gyr içinde mi, yoksa sekiz Gyr da mı oluştuğu bilinmiyordu. İnce diskin yaşını değerlendirmenin en güvenilir yolu, Güneş çevresindeki G tipi cüce yıldızların [Fe/H] dağılımının getirdiği kısıtlamaları kullanmaktır.

Günümüzde, birleşme sonucu galaksiye katıldığı doğrulanmış birçok olay

bilinmektedir; örneğin: Sagittarius cüce galaksisi, Gaia-Sausage, Sequoia, Helmi akıntısı ve başka birçok yıldız akıntısının da birleşmiş cüce galaksiler ya da küresel kümelerle ilişkili olduğu tespit edilmiştir (Koppelman vd. 2019). Samanyolu'nun halosu büyük ölçüde küçük birleşme olaylarıyla inşa edilmiş olabileceği düşünülmektedir. Üstelik, birleşme sıklığının kırmızıya kayma arttıkça artması, yani evrenin daha erken dönemlerinde daha sık birleşmelerin yaşanması, galaksinin oluşumunun başlangıcında bu tür olayların çok daha yaygın olduğunu göstermektedir.

Dolayısıyla yapılan yeni çalışmalar ve gözlemler, erken modellerin hiçbirinin Samanyolu'nun nasıl oluştuğunu tam anlamıyla açıklayamadığını ortaya koymaktadır. Samanyolu'nun merkezinin, yıldızlararası yoğun gaz ve toz bulutları ile örtülü olması, optik dalgaboyu bölgesinde görüş imkanlarını sınırlamaktadır. Galaksimizin yapısı hakkında kapsamlı bütüncül bilgiler henüz elde edilememiştir. Özellikle ELS gibi modeller, diskin oluşumunun, halodan gelen düzenli ve enerjisi azalarak gerçekleşen (dissipatif) bir çöküş yoluyla meydana geldiğini varsaymaktadır. Bu tür modeller ayrıca, kalın disk ile ince diskin oluşumunun kesintisiz bir evrimsel geçişle gerçekleştiğini öne sürmektedir. Ancak görünüşe göre, galaksimizin oluşumu ne düzgün ne de kesintisizdir. Radyo ve kızılötesi dalga boylarında gerçekleştirilen gözlemler doğrultusunda yıldızlararası yoğun gaz ve toz bulutlarının ötesine geçilerek Galaksinin geniş ölçekli yapısını belirlenmesine olanak tanımaktadır. Galaksimiz hakkında bilinen en belirgin özellik, Samanyolu'nun merkezindeki yıldızların sayısının civarına nispeten daha yoğun (çok sayıda) olmasıdır. Yıldızlar hakkında elde edilen bütün bilgiler, yıldızdan bize ulaşabilen ışınların spektrumunun değerlendirilmesi sonucu elde edilmektedir. Mount-Wilson Gözlemevi'nin ünlü Samanyolu gözlemcisi Edwin Hubble'nin (1889-1953), 1922 yılında yaptığı açıklamaya göre, evrende Samanyolu gibi yüzlerce galaksi bulunmaktadır. Mount-Wilson Gözlemevi'nin 2,5 metrelik ve Mount-Palomar Gözlemevi'nin 5 metrelik dev teleskoplarıyla yapılan gözlemler, evrende Samanyolu benzeri milyarlarca galaksi olduğunu ortaya koymuş olup, komşu galaksiler arasındaki mesafenin ortalama 5 milyon ışıkyılı civarında olduğu rapor edilmiştir. Bu çalışmalar, Samanyolu'nun yapısı ve evrendeki konumu hakkında daha fazla bilgi edinmemize olanak sağlamış ve astronominin temel sorularına yanıt arayışta büyük katkı sağlamıştır.

Özetle, çapı yaklaşık 100.000 ışık yılı olarak rapor edilen Samanyolu Gökadası SBbc

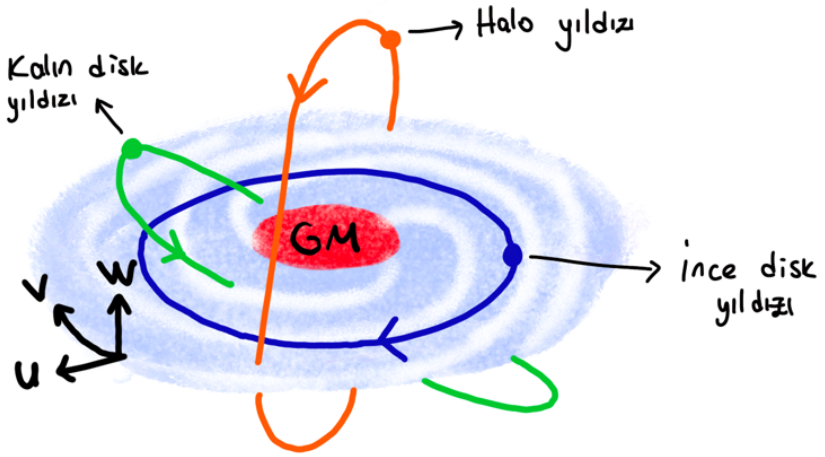


Şekil 1.8. Samanyolu'nun başlıca bileşenlerinin şematik yandan görünümü.

tipi bar yapılı sarmal bir gökadadır (Kronberg, 2005). Dıştan içe doğru halo, kalın disk, ince disk ve bulge olmak üzere başlıca bileşenlere ayrılır (Şekil 1.8).

1.1. Samanyolu Gökadasının Bileşenlerine Genel Bakış

Samanyolu, evrimi boyunca düşük kütleli sistemleri parçalayıp bünyesine katmaktadır. Bu küçük sistemlerin çoğu karanlık madde içerirken, daha büyük olanlar yıldızları da barındırır. Samanyolu'nun halosu, işte bu sistemlerden gelen yıldızlardan oluşur (Bullock & Johnston, 2005; Cooper vd. 2010) ve bu yıldızlar, kinematik özelliklerinde köken aldıkları ilk galaksilerin yörüngelerine dair izleri taşımaya devam eder (Helmi & Tim de Zeeuw, 2000; Belokurov, 2013; Bland-Hawthorn & Gerhard, 2016; Helmi, 2020). Bu nedenle, halo yıldızları, Samanyolu'nun nasıl oluştuğunu anlamak açısından oldukça değerli bir gözlem kaynağıdır. Ayrıca halo'daki yıldız kütlesine en büyük katkı, yalnızca 1–2 büyük birleşmeden (Kütlece büyük bir veya iki uydu galaksi ile gerçekleşen birleşmeler) gelmektedir; küçük birleşmeler ise esas olarak karanlık madde halo'suna katkı sağlar (Purcell vd. 2007; Deason vd. 2016; Bullock & Boylan-Kolchin, 2017). Her bir birleşmenin mekânsal olarak izlenebildiği daha ayrıntılı simülasyonlar göstermiştir ki, büyük birleşmelerin katkısı özellikle 20–50 kiloparsek içindeki iç halo'nun



Şekil 1.9. Halo, ince disk ve kalın disk yıldızlarının galaktik merkez etrafındaki yörünge hızları.

oluşumunda etkilidir (Bullock & Johnston, 2005; De Lucia & Helmi, 2008; Cooper vd. 2010; Monachesi vd. 2019; Fattahi vd. 2020; Horta vd. 2023). Bu, daha büyük sistemlerin güçlü dinamik sürüklenmeye (dynamical friction) maruz kalıp hızla merkeze çekilmesinden kaynaklanır. Bu nedenle, iç yıldız halo'sundaki yıldızların çoğu genellikle tek bir cüce galaksi atası tarafından sağlanmıştır. Öte yandan, dış halo, daha düşük kütleli sistemlerin birleşmesiyle şekillenmiştir. Bu sistemler, düşük bağlanma enerjileri nedeniyle, Galaktik merkezden uzaklara saçılabilirler ve genellikle yıldız akıntıları ya da yoğunluk fazlalıkları (overdensity) şeklinde gözlemlenirler. Ayrıca, bazı büyük birleşmelere ait kalıntılar da, eğer yörüngeleri daha küreselse, dış halo'ya kadar ulaşabilir (Hendel & Johnston, 2015; Pop vd. 2018). Bu da, iç halo'ya kıyasla dış halo'nun, daha çeşitli sayıda galaktik atadan oluşmuş olma olasılığının çok daha yüksek olduğunu göstermektedir (Fattahi vd. 2020). Samanyolu disk bileşeni, karmaşık bir yapıdadır. Bu bileşenin tam olarak nasıl oluştuğu ve evrimleştiği, buna eşlik eden fiziksel ve dinamik süreçlerle birlikte, hâlâ tartışma konusudur. Son yıllarda gerçekleştirilen çeşitli gözlem projeleri, yıldızların ayrıntılı kimyasal bolluklarına dair istatistiksel olarak çok büyük veri kümeleri sağlamıştır. Örneğin RAVE (Steinmetz vd. 2020), Gaia-ESO (Gilmore vd. 2012), APOGEE (Majewski vd. 2017; Ahumada vd. 2020; Jönsson vd. 2020), LAMOST (Cui vd. 2012; Zhao vd. 2012) ve GALAH (De Silva vd. 2015; Buder vd. 2018; Buder vd. 2021) gibi çalışmalar bu kapsamda değerlendirilebilir.

Bu projelerden elde edilen veriler, Gaia uydusu tarafından sağlanan son derece hassas astrometrik ölçümler ile (Gaia-Collaboration vd. 2018; 2020; Lindegren vd. 2018; 2021a, b) birleştirildiğinde, Galaktik diskin oluşumu şimdiye dek mümkün olmayan bir ayrıntı düzeyinde incelenebilir hâle gelmiştir. Ancak bu veri bolluğuna rağmen, Samanyolu diskinin geleneksel olarak kabul edilen iki bileşeni olan İnce Disk ile Kalın Disk arasındaki köken temelli bağlantılar ve bu yapıların oluşum mekanizmaları hâlâ tam olarak netlik kazanmamıştır. Güneş çevresinde yapılan tayfsal gözlemler, kalın disk yıldızlarının daha yaşlı ve ince disk yıldızlarına kıyasla daha yüksek [α/Fe] oranlarına sahip olduğunu ortaya koymuştur (Fuhrmann 1998, 2004, 2008, 2011; Prochaska vd. 2000; Bensby vd. 2005; 2007; Haywood vd. 2013). Ayrıca ([Fe/H], [α/Fe]) düzleminde, ince ve kalın disk yıldızlarının iki ayrı dizi oluşturduğu görülmektedir: düşük [α/Fe] değerleri ince diski, yüksek [α/Fe] değerleri ise kalın diski temsil etmektedir (Fuhrmann 1998; Haywood vd. 2013). Bunun yanı sıra, kalın diskte yıldızların hız saçılımı daha büyüktür ve bu yıldızlar ince disk yıldızlarına kıyasla daha yavaş döner (Soubiran vd. 2003; Kordopatis vd. 2013; Robin vd. 2017). Her ne kadar bu iki disk farklı yıldız popülasyonlarına ait olarak değerlendirilse de, bazı araştırmacılar bu popülasyonların gözlemlenen özellik aralıklarını kesintisiz biçimde kapsayan çoklu alt popülasyonlardan oluştuğunu ileri sürmektedir (Norris 1987; Bovy vd. 2012, 2016; Ted Mackereth vd. 2017). Bazı araştırmacılar ise bu iki bileşen arasında kademeli bir geçiş olduğunu öne sürmüş olsa da, artık kalın diskin önemli bir kısmının kimyasal olarak baskın ince diskten farklı olduğuna dair güçlü kanıtlar bulunmaktadır; bu da farklı bir kökene işaret etmektedir. Bu bağlamda, Binney (2013), Galaksi'nin yıldız popülasyonlarının, altta yatan kütleçekim potansiyeliyle tutarlı olacak şekilde tanımlanmış faz uzayı dağılım fonksiyonları (DF'ler) ile daha iyi açıklanabileceğini savunmuştur.

Güneş çevresinin ötesine baktığımızda, ince ve kalın disk, [Fe/H] - [α/Fe] düzleminde (Nidever vd. 2014; Hayden vd. 2015; Queiroz vd. 2020) iki ayrı yıldız popülasyonu olarak görünmektedir. Ancak bu desen, Galaktik yarıçap (R) ve Galaktik düzlemin üzerindeki yükseklik ($|Z|$) ile birlikte değişim göstermektedir. Yüksek-α yıldız popülasyonu, R$\approx$ 10–12 kpc'ye kadar gözlemlenebilmekte, sonrasında ise kademeli olarak kaybolmaktadır. Bu durum, kalın diskin ölçek uzunluğunun (scale length), ince diske kıyasla daha kısa olduğunu göstermektedir (Bensby vd. 2011; Bovy vd. 2012; Cheng vd. 2012). Öte yandan,

düşük-α dizisi, Galaktik merkezden başlayarak diskin dış bölgelerine kadar olan tüm Galaktik yarıçap aralığında gözlemlenmektedir ancak Galaksideki konuma bağlı olarak morfolojisi değişmektedir. İç diskte (R $<$ 6 kpc) yapılan çalışmalarda (Hayden vd. 2015; Bovy vd. 2019; Lian vd. 2020, 2020a), ince ve kalın disk yıldızlarının birleşmiş gibi göründüğü ve tek bir yapı oluşturduğu saptanırken, Rojas-Arriagada vd. (2019) ve Queiroz vd. (2020), aynı bölgede iki ayrı dizi gözlemlemiştir. Ayrıca, ince diskte gözlemlenen [Fe/H] gradyanı, Galaktik yarıçapa göre değişmektedir: İç diskte oldukça yatay (düz) olan bu gradyan, dış bölgelerde (R $>$ 6 kpc) daha belirgindir ve bu da iki bölgenin farklı kimyasal evrim geçmişlerine sahip olabileceğini düşündürmektedir (Haywood vd. 2019). Lian vd. (2020b, 2021; 2020a) tarafından önerilen yeni bir model, Galaksinin farklı bölgelerinde [Fe/H] – [α/Fe] düzlemindeki bimodaliteyi açıklamak için iki ayrı gaz birikim evresi öngörmektedir. Bu iki gaz birikimi, iki yıldız oluşum dönemi başlatır ve aralarında uzun süren düşük yoğunluklu yıldız oluşum dönemi yer alır. Haywood vd. (2018, 2019), kalın diskin oluşumunun türbülanslı, gaz açısından zengin bir ortamdan kaynaklandığını, bunu düşük seviyeli yıldız oluşumunun izlediğini öne sürer. İç ince disk, kalın diskten arta kalan gazdan, yeni bir birikim olmaksızın oluşmuştur. Snaith vd. (2015a)'ya göre ise, iç ve dış diskler farklı kimyasal evrim yolları izler. İç diskte (R 6 kpc) gözlenen -bimodalite, iç ince disk ve kalın diskin oluşumu arasında gerçekleşen yıldız oluşumu duraklamasından kaynaklanır (Haywood vd. 2016). Dış diskte, yüksek- yıldızlar kalın disk oluşumu sırasında ortaya çıkarken, düşük-α dizisi ise kalın diskin oluşumundan arta kalan gazın farklı oranlarda seyrelmesiyle (dilution) oluşur (Haywood vd. 2019). Bu senaryoya göre, bu yıldız dizisi ancak yarıçapa bağlı kimyasal evrim ile üretilebilir.

Khoperskov vd. (2021) tarafından yakın zamanda sunulan Samanyolu tipi galaksi oluşumuna dair kimya-dinamik simülasyonlar dizisinde, yüksek-α dizisinin, türbülanslı ve kompakt bir gaz diskinde gerçekleşen ani ve yoğun bir yıldız oluşumu patlamasıyla erken dönemde oluştuğu ve bunun da kalın diski meydana getirdiği gösterilmiştir. Öte yandan, düşük- dizisi, zenginleşmiş gazın yavaş akrasyonu ile radyal olarak yayılmış bir ince diskte, sakin ve düzenli bir yıldız oluşumu süreciyle ortaya çıkmaktadır. Kalın disk oluşumu sırasında, yıldız geri beslemesiyle (feedback) tetiklenen dış akımlar sayesinde çevredeki gaz halosu zenginleşmektedir ve bu halo, daha uzun zaman ölçeklerinde diski beslemeye devam etmektedir. Khoperskov vd. (2021) çalışması, Haywood vd. (2019) tarafından

önerilen senaryoyu doğrulamaktadır; özellikle de düşük-α dizisinin oluşumunun yarıçapa bağlı bir süreç olduğunu göstererek, α-ikiliğini (dichotomy) açıklamaktadır. Ancak, bu simülasyonlar birleşme olaylarını (merger) içermemektedir.

Günümüzde, Samanyolu kütlesine sahip galaksiler, tamamen kozmolojik bir bağlamda ve kendi içinde tutarlı şekilde, farklı disk bileşenlerinin oluşum senaryolarını incelemeye olanak tanıyacak kadar yüksek çözünürlükte simüle edilebilmektedir. Bu simülasyonlar, ince yıldız disklerinin içten dışa ve alttan üste doğru oluştuğunu öngörmektedir (Brook vd. 2012; Bird vd. 2013). Ancak, [Fe/H]–[α/Fe] düzleminde gözlemlenen -bimodalitenin oluşum mekanizması hâlâ tartışmalıdır. Bazı araştırmacılar (Brook vd. 2012; Grand vd. 2018; Noguchi, 2018; Buck, 2020; Agertz vd. 2021), bu kimyasal ayrımın başlıca sebebinin gaz açısından zengin birleşmeler olduğunu öne sürmüştür, ancak kimyasal olarak farklı disklerin oluşum yolları birbirinden ayrışmaktadır. Örneğin, Grand vd. (2018), galaksilerin farklı bölgelerinde -ikiliğini üreten iki temel oluşum yolu tanımlamıştır. İç disk için, gaz açısından zengin birleşmelerin tetiklediği erken ve yoğun bir yüksek [α/Fe] yıldız oluşumu süreci, ardından daha sakin ve düşük [α/Fe] yıldız oluşumuyla devam eden merkezileşmiş yıldız patlaması senaryosu geçerlidir. Dış disk bölgesinde ise, erken dönemde yüksek [α/Fe] yıldız oluşumuyla başlayan evrim, gaz akrasyon oranının geçici olarak azalması sonucu gaz diskinin daralmasıyla devam eder; ardından diskin büyümesi yeniden başlar. Buna karşılık, Clarke vd. (2019), α-ikiliğinin, yüksek kırmızıya kaymada görülen yıldız açısından zengin kümeciklerde gerçekleşen hızlı yıldız oluşumu sayesinde ortaya çıktığını öne sürmektedir. Bu görüşe göre, iki farklı [α/Fe] dizisi, Samanyolu'nun evriminin çok erken dönemlerinde eş zamanlı olarak oluşmuştur ve bu nedenle benzer yaşlara sahiptir; yıldızların yaşları üst üste biner.

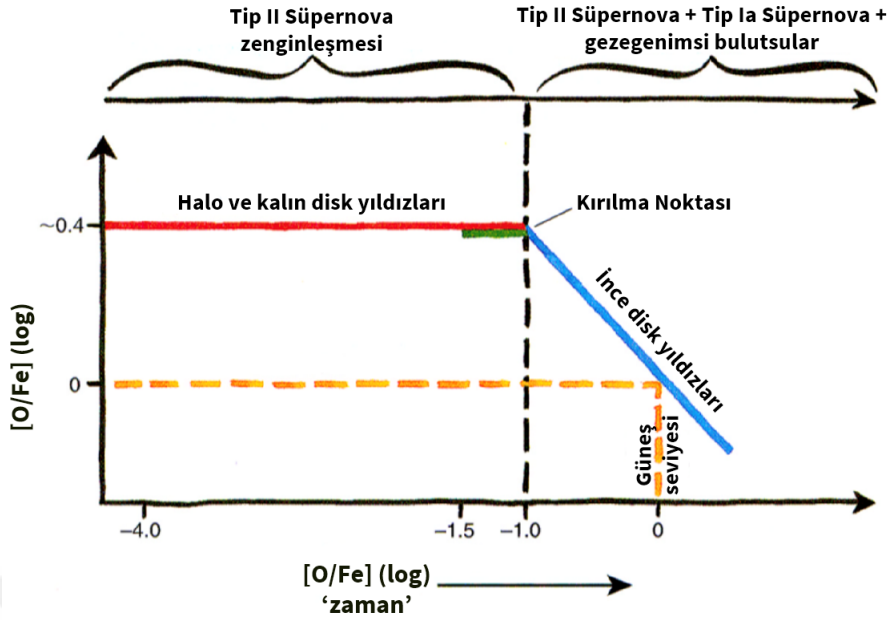
Galaktik merkezde bulunan bulge, galaksinin kalbidir ve son on yılda bu bölgeyi incelemek, astronomide en popüler konulardan biri haline gelmiştir. Başlangıçta, Λ-soğuk karanlık madde (ΛCDM) kozmolojisi bağlamında ilkel yapıların birleşmeleri sonucu ortaya çıkan küresel bir kalıntı olarak kabul ediliyordu (Ortolani vd. 1995; Baugh vd. 1996; Abadi vd. 2003a,b). Ancak daha sonraki gözlemler, gerek Samanyolu'nun bulge'u (Binney vd. 1991; Bissantz & Gerhard, 2002; López-Corredoira vd. 2005), gerekse yüksek kırmızıya kaymalı galaksilerdeki bulge'lar (Tacchella vd. 2015; Nelson vd. 2016; Shen vd. 2024), bu yapının çok daha karmaşık olduğunu ortaya koymuştur. N-cisim simülasyonları ile bu tür

bulge'ların bar yapılı yıldız diskine sahip galaksilerde oluştuğu gösterilmiştir (Raha vd. 1991; O'Neill & Dubinski, 2003; Athanassoula, 2005; Shen vd. 2010; Ciambur vd. 2021; Ghosh vd. 2023). Ek olarak kırmızıya kayması yaklaşık z=2 olan galaksilerde, tamamen oluşmuş bulge'ların veya merkezde yüksek yıldız oluşum oranlarının gözlenmiş olması (Tadaki vd. 2017), bu tür bulge'ların, bar yapısı oluşmadan önce bir araya geldiklerini göstermektedir. Dolayısıyla bu tür yapıların oluşumunu açıklayabilecek başlıca mekanizma, hızlı ve güçlü bir ilkel gaz bulutunun çökmesiyle gerçekleşen ve en az bir ani yıldız oluşum patlamasına neden olan bir süreçtir. Yoğun soğurulma ve yıldız yoğunluğu nedeniyle, bulge bölgesinde gözlem koşulları oldukça zordur. Tüm bu zorluklara rağmen, Galaksinin merkezi bölgesini araştırmak amacıyla birçok tayfsal (örneğin: BRAVA, Rich vd. 2008; Kunder vd. 2012; Gaia-ESO, Gilmore vd. 2012; APOGEE, Majewski vd. 2017; ARGOS, Freeman vd. 2013; GIBS, Zoccali vd. 2014) ve fotometrik çalışma (VVVX araştırması, Minniti vd. 2010) geliştirilmiştir. Bu gözlemlerin sonuçları, bulge'un yapısal olarak oldukça karmaşık olduğunu doğrulamaktadır. Bulge bölgesindeki yıldızların, iki tepe gösteren (bimodal) bir [Fe/H] dağılım fonksiyonuna sahip olduğu ortaya konmuştur (Hill vd. 2011; Bensby vd. 2011; Uttenthaler vd. 2012; Gonzalez vd. 2015; Rojas-Arriagada vd. 2017, 2019, 2020; Zoccali vd. 2017; Queiroz vd. 2020, 2021; Johnson vd. 2020, 2022). Bu durum, bulge içinde iki (veya daha fazla) yıldız popülasyonu olabileceğine işaret eder: Ortalama [Fe/H]si [Fe/H] $\sim$ 0.25 dex olan metalce zengin bir popülasyon, ve [Fe/H]$\sim$ -0.3 dex civarında yoğunlaşmış metalce fakir bir popülasyon vardır. Kinematik açıdan bakıldığında ise metalce zengin popülasyon, hızla dönen ve dinamik olarak soğuk (daha düzenli ve az dağılmış) bir yapı sergilerken, metalce fakir popülasyon, daha yavaş dönen ve dinamik olarak daha sıcak (daha dağılmış, eliptik yörüngeli) bir yapıdadır. Ayrıca, metalce zengin popülasyon, Samanyolu'nun bar yapısı nedeniyle ortaya çıkan "vertex sapması" (vertex deviation) göstermektedir (Zhao vd. 1996; Soto vd. 2007; Babusiaux vd. 2010). Buna karşılık, metalce fakir yıldızlar, kalın disk yıldızlarına benzer şekilde küresel bir kinematik yapı izlerler. Portail vd. (2017) tarafından önerilen kimyodinamik (chemodynamical) model, [Fe/H] $\geq$ -0.5 dex olan metalce zengin yıldızların belirgin bir bar yapısına sahip olduğunu ve ortak bir disk kökeniyle uyumlu olduğunu gösterir. Buna karşın, [Fe/H] < -0.5 dex olan metalce fakir yıldızların kinematik özellikleri [Fe/H] ile birlikte daha fazla değişim gösterir ve bu da onların farklı yıldız popülasyonlarından gelmiş

olabileceği sonucuna götürür.

Galaktik bar yapı, hem bulge yıldızlarının dinamikleri üzerinde (Baba & Kawata 2020), hem de iç diskte (Minchev vd. 2016) önemli bir etkiye sahip olduğundan, çubuğun oluşumu Samanyolu'nun tarihini anlamak açısından çalışılması gereken önemli bir konu haline gelmiştir. Galaktik bar yapının oluşum zamanı hâlâ tartışmalıdır. Kırmızıöte karbon yıldızlarının dağılımı, bar yapının yaşının yaklaşık 2 milyar yıl (Gyr) olduğunu göstermektedir (Cole & Weinberg 2002). Parlak, üstten görünen sarmal galaksiler üzerindeki gözlemler, galaktik barın oransal dağılımındaki kırmızıya kayma (redshift) değişiminin, Samanyolu'na benzer kütleye sahip sarmal galaksilerde çubuğun yaklaşık z = 1'de (yani yaklaşık 8 Gyr yıl önce) oluştuğunu ortaya koymuştur (Sheth vd. 2008). Aynı sonuç, yakınlaştırmalı (zoom-in) kozmolojik simülasyonlardan da elde edilmiştir (Kraljic vd. 2012). Ayrıca, Gaia Veri Yayını 2 (Gaia DR2) kapsamında uzun periyotlu değişen yıldızlara ilişkin yapılan yakın tarihli bir çalışma da, çubuğun oluşumunun 8–9 Gyr yıl önce gerçekleştiğini tahmin etmektedir (Grady vd. 2020). Ancak barda bulunan uzun periyotlu değişen yıldızlar genellikle daha metal zengini olduğundan, aynı parlaklıkta daha yaşlı olabilirler. Barda yer alan yıldızların yaşı her zaman barın yaşı ile örtüşmek zorunda değildir; çünkü bar, oluşumundan önce doğmuş yıldızları yakalayabilir ve hatta içerisinde hiç yıldız oluşumu gerçekleşmemiş olabilir (Anderson vd. (2020). Chiba vd. (2021) ve Chiba & Schönrich (2021, 2022) tarafından öne sürülen senaryoya göre, karanlık madde halosu kaynaklı dinamik sürtünme nedeniyle bar açısal momentum kaybeder. Bar yavaşladıkça, rezonans diskin daha dış bölgelerine kayar ve bu süreçte yeni yıldızları ardışık olarak yakalayarak sürükler. Eşdönme yarıçapında (corotation radius) tuzağa düşen yıldızların bir kısmı daha sonra bar tarafından yakalanabilir. Bunun bir sonucu olarak, bar yapıda yer alan yıldızlar, Galaksi'nin farklı bölgelerinde hatta evrenin başka yerlerinde doğmuş olabilirler ve diskteki hareketleri sırasında yakalanarak dahil olmuşlardır. Bu durumda, barda yer alan yıldızlar, doğdukları yerin kimyasal bileşimi ve yaşını yansıtabilirler.

Bulge'un evrimine dair ilk model, Matteucci & Brocato (1990) tarafından önerilmiştir. Bu senaryoya göre, bulge, yaklaşık 0.5 Gyr yıl süren güçlü ve hızlı bir yıldız oluşum patlamasıyla oluşur. Bu süreçte kullanılan başlangıç kütle fonksiyonu, Güneş çevresine kıyasla daha çok yüksek kütleli yıldızları tercih eden (top-heavier) bir yapıdadır. Bu da,



Şekil 1.10. Galaksinin genel [Fe/H] aralığı (Fe) bolluğunun (H) ile karşılaştırılmasıyla ölçülür. Halo yıldızları (kırmızı çizgi) ve bazı kalın disk yıldızları (yeşil çizgi) bu platoda yer alırken, ince disk yıldızları (mavi çizgi) bu düşen eğri üzerinde konumlanır.

[α/Fe] oranında, Güneş çevresine kıyasla daha uzun süren bir plato oluşmasına yol açar. Bu model daha sonra, McWilliam & Rich (1994) tarafından gözlemsel olarak doğrulanmıştır ve Matteucci & Brocato (1990) modeline ait daha hassas parametreler Ballero vd. (2007) ve Cescutti & Matteucci (2011) tarafından sunulmuştur. Ayrıca, Grieco vd. (2012, 2015) ile Tsujimoto & Bekki (2012), [Fe/H] dağılım fonksiyonundaki iki tepe (bimodalite) özelliğini, ikinci bir çökme veya madde birikimi yoluyla açıklamaya çalışmıştır. Daha sonra, Matteucci vd. (2019), yaklaşık 250 milyon yıllık bir yıldız oluşum duraklaması ile metalce zengin popülasyonu yeniden üretmeyi başarmıştır. Bu senaryoda, metalce zengin yıldızlar ya ikinci bir yıldız oluşum patlamasından oluşur ya da bar dinamikleriyle iç diskten yakalanarak bulge bölgesine taşınır.

Yıldızların kimyasal evrimi, α-elementlerini (örneğin oksijen, magnezyum) yıldızlararası ortama kazandıran en etkili kaynak, Tip II süpernovalardır ve bu olaylar yaklaşık birkaç milyon yıl (Myr) gibi kısa zaman ölçeklerinde etkili olmaya başlar. Ancak ilave demir üretimi, Tip Ia süpernovalar yoluyla olur ve bunlar daha uzun bir zaman ölçeğinde, yaklaşık birkaç Gyr yıl sonra devreye girer (Kobayashi vd. 2006; Maoz & Mannucci, 2012; Kobayashi vd. 2020). Bu demir üretimindeki gecikme, [Fe/H] – [α/Fe] düzleminde "knee" adı verilen bir kırılma noktası oluşturur (Tinsley, 1979)

(Şekil 1.9). Kütleli sistemler, metal içeriklerini tutma ve biriktirme kapasitesine sahiptir. Bu nedenle, yıldızların kimyasal bileşimleri genellikle daha yüksek [Fe/H] bolluğu göstermektedir. Dolayısıyla "knee" noktasının görüldüğü [Fe/H] değeri, sistemin kütlesiyle doğru orantılıdır (Hendricks vd. 2014; De Boer vd. 2014; Mason vd. 2024). Venn vd. (2004), Samanyolu halo yıldızları için kırılma noktasının metalce zengin olduğunu bulmuştur. Bu da, halonun geçmişte büyük bir birleşme deneyimlemiş olabileceği sonucunu doğurur. Halo yıldızlarının kimyasal bileşimi, Büyük Macellan Bulutu ve Sagittarius gibi kütleli cüce galaksilerinkinden farklıdır. Bu fark, büyük birleşmelerin Samanyolu'nun oluşumunun erken dönemlerinde gerçekleşmiş olması nedeniyle ortaya çıkmış olabilir; çünkü bu tür büyük uyduların bugünkü kimyasal bileşimleri, zaman içinde geçirdikleri yıldız oluşumu süreçleri nedeniyle değişmiştir.

Gaia (Prusti vd. 2016; Gaia Collaboration vd. 2022b) yardımı ile Samanyolu halosu, kinematik açıdan çok daha ayrıntılı bir şekilde incelenebilmektedir (Helmi, 2020; Deason & Belokurov, 2024). Günümüzde, hareket sabitleri uzayında (integral of motion space) gözlenen aşırı yoğunluklar aracılığıyla, halo içindeki farklı yapılar ayırt edilebilmektedir (Helmi & Tim de Zeeuw, 2000). Güneş çevresindeki halo, büyük oranda tek bir büyük birleşme olayı olan Gaia-Sausage-Enceladus birleşmesiyle şekillenmiştir (Helmi vd. 2018; Belokurov vd. 2018). Bu sistemin yıldız kütlesi yaklaşık 10^8 ile 10^{10} $M_\odot$ aralığında tahmin edilmekte olup, daha yeni çalışmalarda bu değer daha düşük olarak verilmiştir (Helmi vd. 2018; Vincenzo vd. 2019; Feuillet vd. 2020; Mackereth & Bovy, 2020; Lane vd. 2023). Bu birleşmenin gerçekleştiği zamanın ise yaklaşık 10 Gyr yıl öncesine dayandığı tahmin edilmektedir (Helmi vd. 2018; Gallart vd. 2019; Bonaca vd. 2020; Montalbán vd. 2021). Bununla birlikte, halo içerisinde başka dinamik alt yapılar (substructure) da tespit edilmiştir (Koppelman vd. 2019; Naidu vd. 2020; Yuan vd. 2020; Horta vd. 2021; Lövdal vd. 2022; Ruiz-Lara vd. 2022; Dodd vd. 2023). Özellikle retrograt (ters yönde dönen) halo, ağırlıklı olarak üç büyük birleşme olayı ile oluşmuştur: Gaia-Sausage-Enceladus, Sequoia ve Thamnos. Sequoia, zayıf şekilde bağlı, retrograt bir alt yapı olup (Myeong vd. 2019; Matsuno vd. 2019, 2022), yaklaşık 9 Gyr yıl önce, $\sim 5 \times 10^7$ $M_\odot$ ile Samanyolu'na katılmıştır. Toplam enerjisi yüksek olan bu yapı, özellikle kimyasal açıdan Gaia-Sausage-Enceladus birleşmesinden farklıdır. Sequoia'nın metalce fakir bileşeni, Gaia-Sausage-Enceladus yıldızlarından tamamen farklı

kimyasal özellikler taşır (Myeong vd. 2019; Matsuno vd. 2022). Ancak, metallicity > -1.5 dex olan bölgelerde, Sequoia yıldızlarının yaklaşık $\%$10–20'si, Gaia-Sausage-Enceladus birleşmesinden kirlenmiş durumdadır (Matsuno vd. 2022; Ceccarelli vd. 2024). Bu durum, Gaia-Sausage-Enceladus gibi büyük birleşmelerin, ilk yörüngesel konfigürasyonlarına ve morfolojilerine bağlı olarak, dinamik uzayın farklı bölgelerine yayılabilmelerinden kaynaklanmaktadır (Koppelman vd. 2020; Naidu vd. 2021; Amarante vd. 2022).

Eğer Sequoia, yüksek toplam enerjiye (high-En) sahip retrograt haloyu temsil ediyorsa, Thamnos da düşük toplam enerjili (low-En) retrograt bir haloyu temsil eder. Başlangıçta, Thamnos'un iki ayrı birleşme yapısından oluştuğu düşünülmüştü: Thamnos 1 ve Thamnos 2 (Koppelman vd. 2019). Ancak daha sonra her iki yapının da ortak bir galaktik ataya sahip olduğu gösterildi (Ruiz-Lara vd. 2022) ve bu yapının yıldız kütlesi yaklaşık olarak $5 \times 10^6 M_\odot$ (Koppelman vd. 2019) olarak tahmin edildi. Thamnos 2, daha az retrograt ve daha sıkı bağlı (bound) bir alt yapı olup, daha az negatif açısal momentuma (Lz) sahip olması nedeniyle yerel (in-situ) yıldızlarla kirlenmiş olabileceğine dair işaretler taşır. İlk olarak, Thamnos 2, ortalama 1.3 dex [Fe/H]ye sahip ve Al (alüminyum) açısından zenginleştirilmiş yıldızlar içerir (Koppelman vd. 2019; Horta vd. 2021). İkinci olarak ise, Thamnos 2, Thamnos 1'e kıyasla daha metal zengindir (Ruiz-Lara vd. 2022; Cui vd. 2012). Daha sonra Gaia DR3 verileriyle birlikte Thamnos'un aslında tek bir alt yapı olduğu ortaya konmuştur (Dodd vd. 2023), ancak kimyasal içeriği hâlâ farklı yıldız popülasyonlarının karışımını gösterir; bu karışım hem yerel yıldız bileşenlerinden hem de muhtemelen Gaia-Sausage-Enceladus kalıntılarından kaynaklanmaktadır. Sonuç olarak, halo, yalnızca dış birleşmelerden değil, aynı zamanda yerel kökenli (in-situ) bir bileşeni de barındırır. Renk-parlaklık diyagramında, yerel halo iki popülasyona ayrılmaktadır (Babusiaux vd. 2018). Mavi dizilim, büyük oranda Gaia-Sausage-Enceladus birleşmesine ait yıldızlardan oluşan akrere edilen bileşeni, kırmızı dizilim ise ısıtılmış kalın disk yıldızlarını temsil etmektedir (Haywood vd. 2018). Eğer kalın disk, Gaia-Sausage-Enceladus birleşmesinden önce zaten oluşmuşsa, bu birleşme kalın disk yıldızlarını halo-benzeri yörüngelere ısıtabilir, ve bu da günümüzde "sıcak kalın disk" (Hot Thick Disk – HTD) veya "Splash" olarak adlandırılan yapıyı ortaya çıkarır (Helmi vd. 2018; Gallart vd. 2019; Belokurov vd. 2020). Ayrıca, Aurora adı verilen, kadim ve yerel kökenli bir halo yapısı, yıldızların [Al/Fe] oranı kullanılarak keşfedilmiştir (Belokurov & Kravtsov, 2022). Aurora'nın,

Samanyolu'nun oluşumunun başlangıcında, diskin oluşmasından önce yaşanan kaotik bir dönemde meydana geldiği öne sürülmektedir. Bu popülasyon, oldukça yüksek [Al/Fe] oranlarına sahiptir ve bu oranlar, Tip Ia süpernovalar (SN Ia) devreye girmeden önce, hızlı yıldız oluşumu ve kendi kendine zenginleşme süreci geçiren galaksilerde elde edilebilir. Buna karşılık, daha yavaş yıldız oluşumu olan cüce galaksilerde bu yüksek [Al/Fe] seviyelerine SN Ia başlamadan ulaşmak mümkün değildir (Hawkins vd. 2015; Belokurov & Kravtsov, 2022). Aurora popülasyonunun kimyasal bolluk desenleri, ilkel Samanyolu'nun büyük kütleli yıldız kümelerinin önemli katkısıyla oluştuğunu da düşündürmektedir (Belokurov & Kravtsov, 2022; Myeong vd. 2022). Ancak, Horta vd. (2021, 2024), bu ilkel Samanyolu/Aurora bileşeninin, erken dönemde gerçekleşmiş büyük bir birleşme olayından kimyasal olarak ayırt edilemez olduğunu göstermektedir.

1.2. Güneş ve Güneş Komşuluğuna Genel Bir Bakış

Güneş, bir disk ve merkezi bir şişlikten oluşan 200 milyardan fazla yıldızı içeren Samanyolu Galaksisi'nin "Orion Sarmal Kolu"nda ince diskte yer alır. Galaktik merkezden yaklaşık 26.000 ışık yılı (8 kpc) uzakta yer almaktadır (Şekil 1.8) ve yaklaşık 1 kpc yarıçapa sahip olduğu belirlenmiştir. Galaksi merkezi etrafında 240 km/sn'lik bir hızla, bir turunu 240 milyon yılda tamamlamaktadır (Sparke ve Gallagher, 2001). Kendi ekseni etrafında dönme periyodu ise 24.47 gündür fakat Güneş, katmanlı bir yapıya sahip olduğundan, dönüş hızı kutuplara yaklaşıldıkça azalır. Güneş'in kutup bölgeleri için dönüş süresi 38 gün kadar sürebilir. Güneş için $T_{\rm eff}$ =5800 K, $\log g$=4.75, ve [Fe/H]=0'dır. Böylece Güneş'e göre metalce fakir veya yaşlı yıldızlar belirlenebilmektedir. Güneş bize disk gösteren tek yıldızdır. Onun dışındaki bütün yıldızlar noktasal kaynaktır. İnce disk yıldızları, Galaksi'nin son birkaç Gyr yıldaki sürekli yıldız oluşumunu temsil eden yıldız yoğunluğunun fazla olduğu ve Galaktik düzleme yakın yörüngeye, düşük dış merkezliğe sahip genç bileşenlerdir. Dolayısıyla ince disk yıldızların gözlemsel verileri ile galaktik kimyasal evrim haritası çıkarılabilmektedir. Bu noktada Güneş, kimyasal evrim modellerinde kalibrasyon kaynağı olarak kullanılabilmektedir. Güneş'in oluşum senaryosu ve koşulları, onun yalnızca kimyasal bileşimini anlamanın yanı sıra Galaktik kimyasal evrimini anlayabilmek açısından da oldukça önemlidir. Zwart vd. (2009)'nin önerdiği modele göre Güneş, çok sayıda yüksek kütleye sahip yıldız içeren yoğun bir yıldız

kümesinde doğmuştur. Kümedeki bu yıldızlar süpernova patlamalarıyla çevresini saran gaz ve tozu ağır elementlerle zenginleştirmiştir. Bu model, Güneş Sistemi'nde gözlemlediğimiz izotop oranlarını ve Güneş'in metalisitesinin kozmik zamanlama ile nasıl bir bağlantısı olduğunu açıklamada kullanışlıdır. Güneş komşuluğunda gözlemlediğimiz [Fe/H] < –1 dex metal bolluğuna sahip metalce fakir yıldızlar, çoğunlukla daha yaşlı, α- elementce zengin ve dinamik açıdan farklı kökenlere sahip sistemlerde doğmuş yıldızlardır. Bu yıldızlar, Galaksi'nin erken evrelerindeki kimyasal zenginleşme süreçlerinin doğrudan izlerini taşımaktadır. Dolayısıyla, Güneş'in olası oluşum senaryolarının çözümlenmesi, metalce fakir yıldızların kimyasal izlerinin birlikte değerlendirilmesi Galaktik evrim oluşum senaryolarını anlamamız açısından kritiktir.

1.3. Orta Tayf Türünden Metalce Fakir Yıldızlar

Orta tayf türünden yıldızlar 5000-6000 K sıcaklık aralığındaki Güneş benzeri yıldızlardır. G tayf türündeki bir yıldız tayfı analiz edildiğinde, zayıf Balmer çizgileri ve baskın şekilde iyonize kalsiyum çizgileriyle karşılaşılır. M, K türü yıldızlardan G yıldızlarına doğru gidildikçe Ca I'in λ 4226 ve NaD çizgileri gibi metal çizgileri zayıflarken, iyonlaşmış metal çizgileri hala kuvvetlidir. Güneş gibi orta kütleli yıldızlarda çekirdek radyatiftir. Fakat büyük kütleli yıldız söz konusu olduğunda yıldız çekirdekleri konvektif, yıldız zarfları ise tamamen radyatiftir. F tipi yıldız tayflarında nispeten zayıf hidrojen çizgileri vardır. Fe çizgilerinin sayısı ve şiddeti daha geç tayf sınıflarına doğru artmaktadır. G0 tayf türünden yıldızlarda dönme hızı oldukça düşüktür. İyonize metal çizgilerinin yanı sıra nötral metal çizgileri de görülür. CH ve CN molekül bantları bu tip yıldızların tayflarında kolaylıkla görülen moleküler bantlardır. Tüm yıldızlar içinde Ca II'nin H ve K çizgileri G2 tayf türündeki yıldız tayflarında en belirgin hale gelir. Güneş G2 V tipi orta tayf türünden bir yıldız olduğundan G spektral türü iyi bilinmektedir.

Metalce fakir yıldızlar, evrenin ve onun galaktik bileşenlerinin oluşumu ile evrimini incelemek için en güçlü adaylardan biridir. Bu yıldızların kimyasal ve kinematik özelliklerinin incelenmesi, ilk Popülasyon III süpernovalarının kimyasal ve dinamik özelliklerini anlamamıza yardımcı olabilir. Bu yıldızların kökeni, Samanyolu'nun oluşum tarihine dair önemli bilgiler barındırmaktadır. Galaksi oluşumuna dair teorik simülasyonlar (Bullock & Johnston, 2005), halonun, Samanyolu'nun daha küçük "yapı taşı" galaksilerden

birleşerek oluştuğuna dair izler taşıdığını ortaya koymuştur. Yıllar boyunca, metalce fakir yıldızlara yönelik çalışmalar, onların düşük görünen parlaklıkları (apparent magnitude) nedeniyle sınırlı kalmıştır. Ancak gözlemsel donanımların gelişmesiyle birlikte, artık istatistiksel olarak anlamlı büyüklükte, spektroskopik olarak incelenmiş yıldız örneklerine ulaşılmıştır (Christlieb vd. 2004; Cayrel vd. 2004; Barklem vd. 2005; Schlaufman & Casey, 2014; Limberg vd. 2021, vb.). Yakın dönemde yapılan astrometrik çalışmalar, geçmişte gerçekleşen kütleçekimsel birleşmelere işaret eden kinematik imzaların varlığını da doğrulamıştır (Belokurov vd. 2018; Myeong vd. 2019; Yuan vd. 2020). Bu da, çok metal fakir yıldızların kinematiğini, galaksi oluşumu ve evrimi kuramlarını test etmek için önemli bir araç hâline getirmektedir. Gerçekten de, düşük metal bolluğuna sahip yıldızlar, birleşme yoluyla galaksiye katılmış olan cüce galaksilerin ve/veya küresel kümelerin olası üyeleri olabilir. Bununla birlikte, metalce fakir yıldızlar, günümüzde nadir kaynaklar olduğu için, Güneş'e yakın metalisite değerine sahip yıldızlar kadar kapsamlı bir şekilde çalışılamamıştır. Yıldız oluşumu devam ettikçe, yeni doğan yıldızlar, ilk süpernovaların ağır elementlerle zenginleştirdiği gaz bulutlarından türediği için doğal olarak metalleri içerir. Bu nedenle düşük metal içeriğine sahip yıldızlar, kozmik yıldız oluşumunun henüz yeni başladığı, yüksek kırmızıya kaymalı dönemlerde (erken evrende) doğmuştur. Madau & Dickinson (2014)'e göre, evrenin ilk 3–4 Gyr yılı boyunca yıldız oluşumu hızla artmış, ardından bugüne kadar yavaş ama sürekli azalarak devam etmiştir. Bu nedenle, metalce fakir yıldızlar çok yaşlıdır ve genellikle düşük kütleli yıldızlardır; bu da onların görünen parlaklıklarının çok düşük olmasına ve tespit edilmelerinin zorlaşmasına neden olmaktadır. Ayrıca, bir yıldızın gerçekten düşük metal bolluğuna sahip olduğunu doğrulamak için, yüksek çözünürlüklü tayfsal analiz gereklidir. Dolayısıyla Güneş komşuluğundaki orta tayf türündeki incelenen metalce fakir yıldızlar, yüksek çözünürlüklü ve hassasiyetli gözlemler ile analizlerini detaylandırabildiğimiz ulaşılabilir yıldızlardır. Ulaşılabilirliğin sağlamış olduğu avantajlar neticesinde yıldızlara ait belirlenmiş parametreler düşük belirsizlikler ile rapor edilebilmektedir. Aynı zamanda Güneş komşuluğundaki bu yıldızlar ince disk, kalın disk ve halo yıldızlarından oluşmaktadır. Bu çeşitlilik, Güneş komşuluğunu küçük ölçekte bir galaktik arkeoloji alanına dönüştürür. Bu kapsamda Güneş komşuluğundaki orta tayf türündeki metalce fakir yıldızların incelenmesi bütüncül çerçevede Galaksi'nin evrimsel süreçlerinin anlaşılması aşamasında tıpkı bir anahtar görevi görmektedir. Literatürde

Çizelge 1.1. Yıldızlarının ekvatoral koordinatları, Galaktik enlem ve boylamları, V bandındaki parlaklıkları, tayf türleri, ve tayflarına ait veriler. Tayf türü ref.: (1) Keenan ve McNeil (1989), (2) SIMBAD.

Yıldız	α (hh:mm:ss)	δ (dd:mm:ss)	Tayf Türü	Ref.	Tayfçeker	S/N (s)	V_{bar}* (km/s)	MJD (2400000+)
BD +074841	22 18 36.50	+08 26 44.96	G0	1	ESPaDOnS	204	-234.02±0.28	55792.39339120
BD -011792	07 39 50.11	-01 31 20.37	G6V	2	ESPaDOnS	284	49.30±0.21	56291.46598380
HD 003546	00 38 33.34	+29 18 42.31	G7III	1	UVES	288	-83.99±0.13	57393.80672300
HD 148897	16 30 33.54	+20 28 45.07	G8.5III	1	SOPHIE	99/168	16.94±0.15	56047.3397735

(*) Gaia DR3, (2022)

sıklıkla çalışılan ve evrimsel süreçler hakkında oldukça yol kat edilmesinin yanı sıra halen gizemini koruyan kritik bir konudur.

Bu tez çalışmasında Güneş komşuluğunda konumlanan, G tayf türüne sahip metalce fakir ve yüksek öz hareketli BD +074841, BD -011792, HD 3546 ve HD 148897 yıldızlar TÜBİTAK ARDEB programı 121F265 no'lu 1001 projesi kapsamında incelenen yıldızlar arasından seçilmiştir. Söz konusu proje, bu tez çalışmasının konusunun belirlenmesinde önemli bir rol oynamıştır. Yıldızlarının tayfsal, kinematik ve dinamik yörünge analizlerine ait sonuçlar sunulmaktadır. Bu analizler, söz konusu yıldızların Galaktik kökenlerini belirlemek amacıyla gerçekleştirilmiştir. Tayfsal analizlerde kullanılan veriler Klasik Tayfsal Analiz alt başlığı altında ayrıntılı olarak verilmiştir. Model atmosfer analizine ilişkin bilgiler Model Atmosfer Parametre Tayini alt başlığında sunulmuştur. Bayesyen yöntem kullanılarak yapılan yaş hesaplamaları Bayes Yaş Tayini alt başlığında verilmiştir. Kinematik hesaplamalara ilişkin detaylar ise Kinematik Analiz alt başlığı altında sunulmuştur.

1.4. Kaynak Taraması

1.4.1. BD +07 4841

BD +07 4841, G0 tayf türüne sahip yüksek öz hareketli (HPM) bir yıldızdır. Kimyasal bollukları açısından literatürde sınırlı sayıda çalışmaya konu olmuştur. Sitnova ve arkadaşları (2022) tarafından yürütülen güncel bir çalışmada yıldızın çinko bolluğu üzerine odaklanılmış ve [Zn/Fe] oranı hem LTE hem de NLTE varsayımları altında hesaplanmıştır. Elde edilen değerler sırasıyla $[Zn/Fe]_{\rm LTE}$ = –1.42 dex ve $[Zn/Fe]_{\rm NLTE}$ = –1.25 dex'tir. Sitnova ve arkadaşları (2022), demir bolluğu üzerine LTE ve NLTE

etkilerini araştırmışlardır ve analizde kullanılan tayf, Lick Gözlemevi'ndeki 3 m teleskopa bağlı Hamilton echelle tayfçeker ile elde edilmiştir. 3700–9300 Å dalgaboyu aralığını kapsayan tayf, R = 60 000 çözünürlüğe ve yaklaşık 100 S/N oranına sahiptir. Yıldızın model atmosfer parametreleri $T_{\rm eff}$ = 6130 K, $\log g$ = 4.15 cgs, [Fe/H] = –1.46 dex ve ξ hızı ξ = 1.3 km/s olarak hesaplanmıştır. Çalışmada demir bolluğu tayini için Fe I (21 çizgi) ve Fe II (17 çizgi) kullanmışlardır. LTE ve NLTE koşulları altında Fe bollukları arasında 0.02 dex düzeyinde fark tespit edilmiştir. Aynı çalışmada, yıldızın uzay hızları da hesaplanmış ve U = –224.4 km/s, V = –283.9 km/s ve W = –55.3 km/s değerleri elde edilmiştir. Ayrıca yıldızın kütlesi 0.79 $M_{\odot}$ olarak rapor edilmiştir. Bu kinematik özellikleri ve [Mg/Fe] = 0.43 dex değerindeki alfa element zenginliği doğrultusunda, BD +07 4841'in galaktik halo popülasyonuna ait olduğu sonucuna varılmıştır. Charbonnel (2005) tarafından gerçekleştirilen ve yıldızın lityum bolluğunun rapor edildiği çalışma yer almaktadır. Bu çalışmada, yıldızın metalisitesi [Fe/H] = –1.25 $\pm$ 0.07 dex ve yüzey yerçekimi $\log g$ = 3.85 cgs olarak belirlenmiştir.

1.4.2. BD -01 1792

BD–01 1792, G6 tayf türüne sahip ve V = 9.23$^{\rm m}$ parlaklığa sahip yüksek öz hareketli (HPM) bir yıldızdır. BD–01 1792 yıldızı üzerine yapılan çalışmalar, yıldızın atmosfer parametreleri ve kimyasal bolluklarının yüksek çözünürlüklü tayf analizleriyle detaylı bir şekilde ortaya konduğunu göstermektedir. Santos-Peral vd. (2023), X-shooter tayf verilerini kullanarak BD–01 1792 yıldızına ait atmosferik parametreler ve iki alfa elementi için bolluk hesaplamıştır. Bu çalışma sonucunda yıldızın $T_{\rm eff}$ = 5072 K, $\log g$ = 3.33 cgs, [Fe/H] = –0.89 dex olduğu belirtilmiştir. Elde edilen element bollukları [Mg/Fe] = 0.48 dex ve [Ca/Fe] = 0.40 dex'tir. Casagrande vd. (2011), BD–01 1792 yıldızının yaş ve kütle belirlemesini fotometrik veriler üzerinden gerçekleştirmiştir. Yıldızın fotometrik olarak belirlenen atmosfer parametreleri $T_{\rm eff}$ = 5058 K, $\log g$ = 3.33 cgs ve [Fe/H] = –0.82 dex olarak rapor edilmiştir. Pedova ve BASTI izokronları kullanılarak yapılan yaş ve kütle tayininde, Pedova izokronuna göre yıldızın yaşı 6.00 Gyr, kütlesi 0.96 $M_{\odot}$; BASTI izokronuna göre ise yaşı 8.00 Gyr, kütlesi 0.92 $M_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Fulbright (2000) tarafından model atmosfer parametrelerini ve element bolluklarını Lick Gözlemevi'nde bulunan 3 metrelik teleskop ve Hamilton echelle tayfçekeri kullanarak belirlenmiştir. Elde

edilen tayf, yaklaşık 50 000 çözünürlüğe ve 100 S/N (sinyal/gürültü) oranına sahiptir. Bu çalışma sonucunda yıldızın etkin sıcaklığı $T_{\rm eff}$ = 4850 K, yüzey yerçekimi $\log g$ = 2.70 cgs, metal bolluğu [Fe/H] = –1.10 dex ve ξ hızı 1.50 km/s olarak rapor edilmiştir. Belirlenen element bollukları şu şekildedir: [Na/Fe] = 0.32, [Mg/Fe] = 0.63, [Si/Fe] = 0.64, [Ca/Fe] = 0.44, [Ti/Fe] = 0.26, [V/Fe] = 0.10, [Cr/Fe] = –0.05, [Ni/Fe] = 0.10, [Y/Fe] = 0.04 ve [Ba/Fe] = 0.44 dex. Clementini vd. (1999), BD–01 1792 üzerine gerçekleştirdikleri analizde McDonald Gözlemevi'nde yer alan 2.7 metrelik teleskop ve coude echelle tayfçekeri kullanmıştır. Bu çalışmada yıldızın temel atmosfer parametreleri $T_{\rm eff}$ = 5036 K, log g = 2.92 cgs ve [Fe/H] = –0.82 dex olarak belirlenmiştir. Ayrıca, bazı elementler için kimyasal bolluk değerleri rapor edilmiştir: [O/Fe] = 0.34, [Si/Fe] = 0.23, [Ca/Fe] = 0.46, [Cr/Fe] = –0.09 ve [Ni/Fe] = –0.06 dex'tir.

1.4.3. HD 3546

HD 3546 (eps And), G7 tayf türüne sahip yüksek öz hareketli (HPM) bir yıldız ve V = $4.38^{\rm m}$ parlaklığına sahiptir. Literatürde bu yıldıza ilişkin olarak model atmosfer parametreleri, element bollukları, yaşı ve kütlesi gibi temel astrofiziksel özellikler detaylı bir şekilde incelenmiştir. Jofré vd. (2015), ELODIE tayfını kullanarak HD 3546'nın tayfsal ve kinematik analizini gerçekleştirmiştir. Elde edilen atmosfer parametreleri: $T_{\rm eff}$ = 5082 K, log g = 2.88 cgs, [Fe/H] = –0.53 dex ve ξ = 1.60 km/s'dir. Yaş 5.29 Gyr, kütle 1.01 $M_{\odot}$ ve ışınım (luminosity) 1.71 $L_{\odot}$ olarak bulunmuştur. Uzay hızları U_{LSR} = 110.75 ± 0.63 km/s, V_{LSR} = –54.61 ± 0.11 km/s ve W_{LSR} = 6.33 ± 0.46 km/s'dir. Bu verilere dayanarak, HD 3546'nın ince disk popülasyonuna ait olduğu sonucuna varılmıştır. Luck (2015), McDonald Gözlemevi'nde bulunan 2.1 m Struve teleskobu ve Sandiford Cassegrain echelle spektrografını kullanarak spektral analiz gerçekleştirmiştir. HD 3546 için belirlenen parametreler: $T_{\rm eff}$ = 4870 K, log g = 2.66 cgs, [Fe/H] = –0.61 dex ve ξ = 1.43 km/s'dir. Işınım değeri 1.69 $L_{\odot}$ olarak hesaplanmıştır. Takeda ve Tajitsu (2014), 8.2 m'lik Subaru teleskobu ve R = 60 000 çözünürlüğe sahip High Dispersion Spectrograph (HDS) kullanarak HD 3546'nın parametrelerini belirlemiştir. Elde ettikleri değerler: $T_{\rm eff}$ = 4882 K, log g = 2.09 cgs, [Fe/H] = -0.67 dex, mikro türbülans hızı (ξ) = 1.44 km/s, kütle = 2.00 $M_{\odot}$ ve yaş = 2.19 Gyr'dır. Afşar vd. (2012), McDonald Gözlemevi'ndeki 2.7 m Harlan J. Smith teleskobunu ve Robert G. Tull Cross-Dispersed echelle spektrografını kullanarak

atmosfer parametrelerini ve element bolluklarını analiz etmiştir. 3400–10900 Å dalga boyu aralığında, R = 60 000 çözünürlükte spektrum elde edilmiştir. $T_{\rm eff}$ = 5020 K, log g = 2.60 cgs, [Fe/H] = -0.53 dex ve ξ = 1.45 km/s olarak rapor edilmiştir. Ayrıca HD 3546'nın kalın disk popülasyonuna ait olduğu belirlenmiş ve [Si/Fe] = 0.21 dex, [Ca/Fe] = 0.18 dex bolluk değerleri bulunmuştur. Uzay hızları ise U_{LSR} = 110.1 ± 0.7 km/s, V_{LSR} = –54.6 ± 0.7 km/s ve W_{LSR} = 6.9 ± 0.7 km/s olarak hesaplanmıştır. Dotter vd. (2008) tarafından yaş 2.02 Gyr, kütle 1.83 $M_{\odot}$; Demarque vd. (2004) tarafından yaş 2.97 Gyr, kütle 1.48 $M_{\odot}$ olarak belirlenmiştir. Da Silva vd. (2015), ELODIE tayfını kullanarak hem tayfsal hem de yaş analizleri yapmış, ek olarak kütle ve ışınım değerlerini de rapor etmiştir. Model parametreleri $T_{\rm eff}$ = 5109 K, log g = 2.83 cgs, [Fe/H] = –0.50 dex ve element bollukları [Na/Fe] = –0.01, [Mg/Fe] = 0.23, [Si/Fe] = 0.14, [Ca/Fe] = 0.14, [Ti/Fe] = 0.20, [V/Fe] = 0.13, [Mn/Fe] = –0.12, [Ni/Fe] = 0.00 ve [Cu/Fe] = 0.00 dex olarak belirlenmiştir. Yaş 1.2 Gyr, kütle 1.85 $M_{\odot}$ ve ışınım 1.655 $L_{\odot}$ olarak rapor edilmiştir. HD 3546, bu verilere dayanarak ince disk popülasyonu üyesi olarak sınıflandırılmıştır. Zhao (2001) çalışmasında etkin sıcaklığı ($T_{\rm eff}$), yüzey yerçekimi (log g), metal bolluğu ([Fe/H]) ve kütle değerlerini sırasıyla 4475 K, 1.93 cgs, -0.92 dex ve 0.50 $M_{\odot}$ olarak raporlamıştır. Tayfsal veriler, Çin'deki Xinglong Gözlemevi'nde yer alan 2.16 m'lik teleskop ve coude echelle spektrograf kullanılarak elde edilmiştir. Spektrum, 5500–8300 Å dalga boyu aralığını kapsamakta ve 37 000 çözünürlüğe sahiptir. Mishenina ve Kovtyukh (2001) ise ELODIE tayfı kullanarak atmosfer parametrelerini $T_{\rm eff}$ = 4950 K, log g = 2.1 cgs, [Fe/H] = –0.63 dex, ξ = 1.5 km/s ve kimyasal bolluklarını [Mg/Fe] = 0.18, [Si/Fe] = 0.25, [Ca/Fe] = 0.24, [Sr/Fe] = –0.11, [Y/Fe] = –0.16, [Ba/Fe] = 0.09, [La/Fe] = –0.11, [Ce/Fe] = –0.05, [Nd/Fe] = 0.16 ve [Eu/Fe] = 0.31 dex rapor etmişlerdir.

1.4.4. HD 148897

HD 148897 yıldızı, G8 tayf türüne sahip yüksek öz haraketli (HPM) bir yıldızdır. s Her olarak da bilinmektedir. Kırmızı dev kolunda olan bu yıldız, V = 5.243$^{\rm m}$ parlaklığa sahiptir. Literatürde oldukça ilgi görmüş ve çalışılmış bir yıldızdır. Minelli vd. (2021) tarafından UVES tayf verilerini kullanarak atmosfer parametrelerini ve detaylı element bolluklarını belirlenmiştir. Elde edilen parametreler $T_{\rm eff}$ = 4295 K, $\log g$ = 1.20 cgs ve [Fe/H] = –1.08 dex'tir. Çalışmada belirlenen bazı element bollukları şu şekildedir: [Mg/Fe] = 0.32, [Si/Fe]

= 0.23, [Ca/Fe] = 0.28, [Ti/Fe] = 0.19, [V/Fe] = 0.00, [Cr/Fe] = –0.12, [Mn/Fe] = –0.39, [Co/Fe] = 0.05, [Ni/Fe] = –0.09, [Zn/Fe] = –0.04, [Y/Fe] = –0.10 ve [Zr/Fe] = 0.26 dex. Das vd. (2020), APOGEE DR16 tayfsal verilerini kullanarak model atmosfer parametrelerini ve element bolluklarını elde etmiştir. Yıldızın yaşı ile yörünge parametrelerini hesaplamış ve yıldızın yaşını 10.83 Gyr olarak bulmuşlardır. Galaktik merkezden olan uzaklığı (R) 8.17 kpc, galaktik düzlemden olan yüksekliği (z) ise 0.144 kpc olarak rapor etmişlerdir. Luck (2015), ELODIE tayf verilerini kullanarak model atmosfer parametrelerini elde etmiş ve literatürde raporlanan yaş ve kütle değerlerini derlemiştir. Bu çalışmada etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$) 4167 K, yüzey yerçekimi ($\log g$) 1.32 cgs, metal bolluğu ([Fe/H]) –1.07 dex ve mikrotürbülans hızı (ξ) 1.83 km/s olarak belirlenmiştir. Yıldızın ışınımı ise 2.72 $L_{\odot}$ olarak hesaplanmıştır. Ayrıca Bertelli vd. (1994) tarafından yaş 3.88 Gyr, kütle 1.32 $M_{\odot}$; Dotter vd. (2008) tarafından yaş 3.50 Gyr, kütle 1.38 $M_{\odot}$; Demarque vd. (2004) tarafından ise yaş 2.06 Gyr ve kütle 1.76 $M_{\odot}$ olarak rapor edilmiştir. Ayrıca, HD 148897 yıldızına ait model atmosfer parametreleri ve element bollukları APOGEE DR17 veritabanında da yer almaktadır. Bu veritabanına göre yıldızın etkin sıcaklığı $T_{\rm eff}$ = 4337 K, yüzey yerçekimi $\log g$ = 1.20 cgs, metal bolluğu ise [Fe/H] = –1.14 dex olarak rapor edilmiştir. Bunun yanı sıra, mikro türbülans hızı (ξ) 1.94 km/s, makro türbülans hızı (Vmac) ise 5.77 km/s olarak belirlenmiştir. APOGEE DR17 veritabanında yer alan bazı element bollukları: [Mg/Fe] = 0.23, [Si/Fe] = 0.24, Ca/Fe] = 0.18, [Ti I/Fe] = –0.04, [Ti II/Fe] = 0.34, [V/Fe] = –0.14, [Cr/Fe] = –0.89, [Mn/Fe] = –0.29, [Co/Fe] = –0.04, [Ni/Fe] = 0.06 ve [Ce/Fe] = –0.14 dex'tir. HD 148897 yıldızının yaş ve kütle tahminlerine ilişkin literatürde farklı çalışmalar bulunmaktadır. Das vd. (2020), APOGEE DR16 verilerini kullanarak yıldızın yaşını hesaplamış ve 10.8 Gyr olarak rapor etmiştir.

2. MATERYAL VE METOT

ESPaDOnS (Echelle SpectroPolarimetric Device for the Observation of Stars), Fransa'daki Observatoire Midi-Pyrénées bünyesind çalışan bir ekip tarafından geliştirilmiş, Cassegrain odağından fiber beslemeli yüksek çözünürlüklü bir echelle spektrograf ve spektropolarimetredir. Canada-France-Hawaii Telescope (CFHT) teleskobuna bağlı olarak çalışır. Bu sistem; kalibrasyon, yönlendirme ve isteğe göre polarizasyon analizi işlevlerini içeren entegre bir modül ile çalışmaktadır.

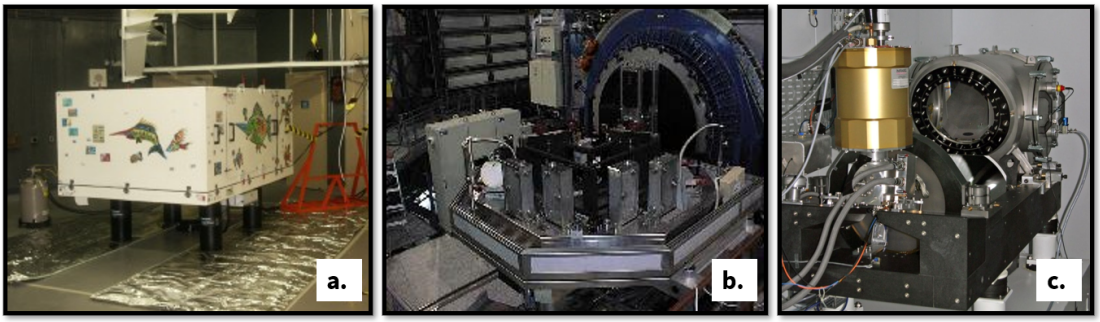
ESPaDOnS, optik bölgedeki spektrumu tek bir pozlamada elde edebilmek amacıyla tasarlanmıştır. Cihaz, spektropolarimetrik modda ve "hedef + gökyüzü" spektroskopik modunda yaklaşık R $\approx$ 68.000, "yalnızca hedef" modunda ise R $\approx$ 81.000 çözünürlük gücüne sahiptir. Polarimetrik gözlemler sırasında, yıldız ışığının sürekli çıkarılmış doğrusal ve dairesel polarizasyon spektrumları sağlanabilmektedir.

Sistemde kullanılan Fresnel eşkenar dörtgenleri, geleneksel kristal plakalara göre daha akromatik olup, spektrum üzerinde sık karşılaşılan girişim desenlerini ortadan kaldırma avantajına sahiptir. Spektrumun her iki ucunda dengeli bir düz alan (flat-field) elde edilebilmesi amacıyla, farklı yoğunluklara sahip iki adet tungsten lamba kullanılır: biri kırmızı filtre ile düşük yoğunlukta, diğeri mavi filtre ile yüksek yoğunlukta çalışır. Buna ek olarak, tayfsal kalibrasyon için Toryum karşılaştırma lambaları da mevcuttur.

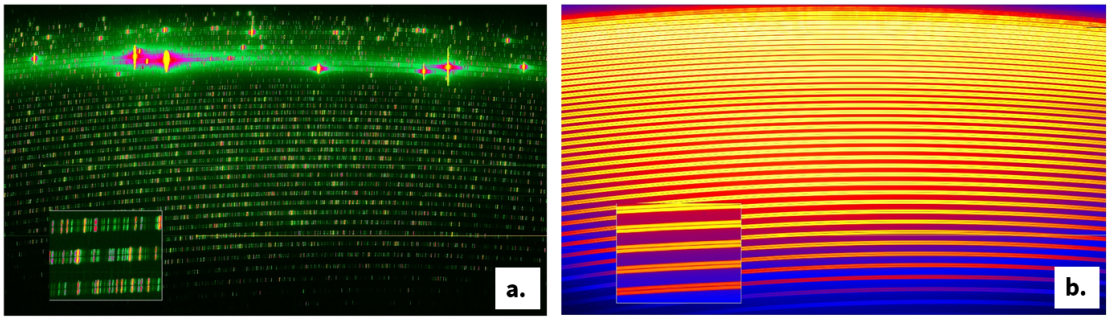
Polarimetrik gözlemler sırasında, bilinen yönelimlere sahip difüzörler ve polarizatörler ışık yoluna yerleştirilebilir. ESPaDOnS'un bu esnek yapısı, hem spektroskopik hem de spektropolarimetrik çalışmalarda yüksek hassasiyet ve geniş spektral kapsam sunmasını mümkün kılmaktadır (Şekil 2.2).

UVES (Ultraviolet and Visual Echelle Spectrograph), Şili'deki Very Large Telescope (VLT) teleskop sisteminin UT2 ünitesinde, Nasmyth B odağına yerleştirilmiş yüksek çözünürlüklü optik spektrograftır. UVES, atmosferik geçirgenliğin alt sınırı olan 300 nm civarındaki dalga boylarından başlayarak, CCD dedektörlerin etkin sınırı olan yaklaşık 1100 nm dalga boyuna kadar geniş bir spektral aralıkta yüksek verimlilikle çalışacak şekilde tasarlanmış çapraz dağılmış bir echelle spektrograftır.

Teleskoptan gelen ışık, cihaz içerisinde iki optik kola ayrılır: UV-Mavi Kol ve Görsel-Kırmızı Kol. Bu kollar, bağımsız olarak çalıştırılabileceği gibi, bir dikroik ışın



Şekil 2.1. Çeşitli yüksek çözünürlüklü spektrografların görünümleri: (a) CFHT teleskobuna bağlı olarak çalışan ESPaDOnS, (b) ESO'nun VLT teleskobunda kullanılan UVES, (c) Haute-Provence Gözlemevi'nde yer alan SOPHIE spektrografı.



Şekil 2.2. Yüksek çözünürlüklü ESPaDOnS echelle tayfının iki farklı gösterimi: (a) Ham CCD görüntüsü üzerinde görülen echelle spektrumu; dikey doğrultuda saçılmış kalibrasyon ışığı çizgileri ve yatay doğrultuda yer alan echelle mertebeleri seçilebilmektedir. (b) Aynı spektrumun, renk kontrastı ve yoğunluk dağılımı açısından yeniden işlenmiş sahte renkli gösterimi. Her iki panelde de küçük kutucuklar, yakınlaştırılmış tayf bölgelerini vurgulamaktadır.

ayırıcı aracılığıyla aynı anda paralel şekilde de kullanılabilir. Standart olarak kullanılan 1 yay saniyelik yarık (slit) ile elde edilen spektral çözünürlük gücü yaklaşık R $\approx$ 40.000'dir. Maksimum çözünürlük, Mavi Kol için yaklaşık R $\approx$ 80.000, Kırmızı Kol için ise R $\approx$ 110.000'e kadar ulaşabilmektedir. Daha yüksek çözünürlük gerektiren uygulamalarda görüntü dilimleyicileri (image slicer) kullanılarak aşırı ışık kaybı olmadan çözme gücü artırılabilir.

UVES, mekanik kararlılığı yüksek olacak şekilde tasarlanmıştır; bu özellik, doğru ve tekrarlanabilir dalga boyu kalibrasyonları açısından kritik öneme sahiptir. Özellikle hassas radyal hız ölçümleri gibi yüksek doğruluk gerektiren uygulamalarda, ışık yoluna bir iyot hücresi yerleştirilerek kalibrasyon doğruluğu artırılabilir.

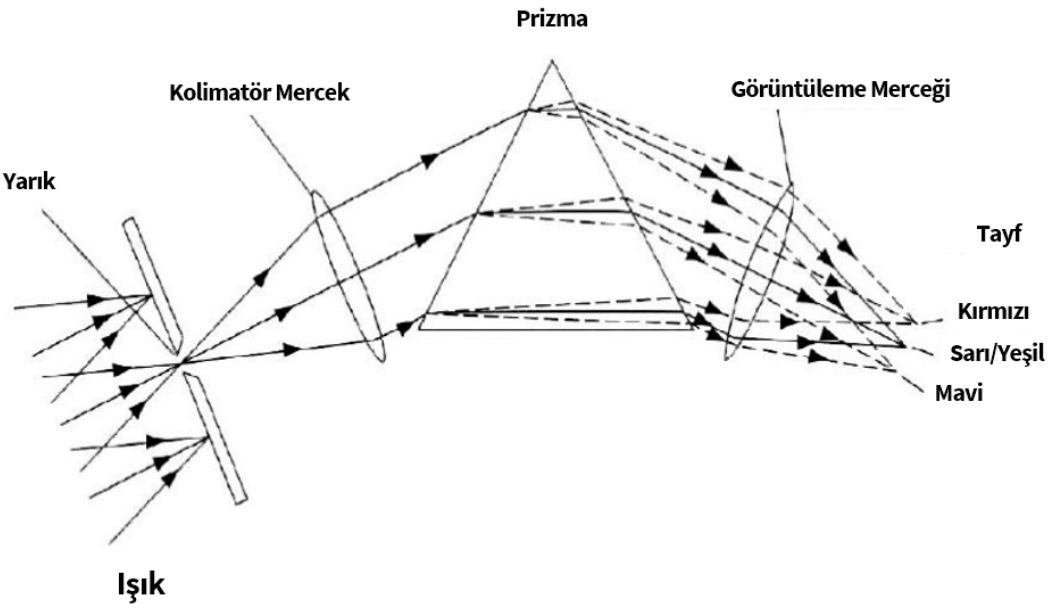
SOPHIE tayfçekeri, önceki tayfçeker olan ELODIE'nin yerini almak üzere 24 Ağustos 2006 tarihinde devreye alınmıştır. Fransa'daki Haute-Provence Gözlemevi'nde, 1.93 metrelik teleskopla birlikte kullanılan bu tayfçeker, görünür dalga boyu aralığında (3872–6943) çalışan yüksek çözünürlüklü bir echelle tayfçekeridir. SOPHIE, Yüksek Çözünürlük Modu (HR) ve Yüksek Verim Modu (HE) olmak üzere iki farklı gözlem moduna sahiptir.

Yüksek Çözünürlük Modu (HR), yaklaşık $R \approx 75\,000$ çözünürlük sunar ve özellikle radyal hız ölçümlerinde yüksek hassasiyet gerektiren gezegen keşiflerinde tercih edilmektedir. Yüksek Verim Modu (HE) ise $R \approx 40\,000$ çözünürlük sağlamaktadır ve daha parlak gökcisimlerinin gözlemi ile düşük sinyal/gürültü oranına sahip verilerin elde edilmesi gereken durumlar için uygundur.

SOPHIE'nin radyal hız ölçüm hassasiyeti oldukça yüksektir ve 1 ile 2 seviyelerine kadar düşebilmektedir. Bu yüksek hassasiyet, özellikle düşük kütleli dış gezegenlerin tespiti açısından büyük önem taşımaktadır. Radyal hız ölçümlerinde doğruluğun artırılması amacıyla, Thorium-Argon (Th-Ar) lambası ve Fabry-Pérot interferometresi gibi sabit referans kaynakları kullanılmaktadır. Ayrıca spektrograf, gece boyunca spektral kalibrasyonun korunmasını sağlayan yüksek termal ve mekanik kararlılığa sahiptir; bu da uzun süreli gözlemlerde veri doğruluğunu artırmaktadır.

Haziran 2011 tarihinde, sekizgen kesitli fiber optiklerin (Perruchot vd. 2011) sisteme entegre edilmesiyle tayfçekerin performansı önemli ölçüde artırılmıştır. Bu geliştirme sayesinde, yaklaşık 2 düzeyinde bir radyal hız hassasiyetine ulaşılmıştır (Bouchy vd. 2013). Bu düzeydeki hassasiyet, Güneş benzeri yıldızların etrafında dolanan düşük kütleli ötegezegenlerin tespiti açısından kritik öneme sahiptir.

SOPHIE'nin faaliyete geçmesinden bu yana elde edilen gözlemlere geniş bir kullanıcı kitlesi erişebilmektedir. Gözlem verileri, elde edildikten bir gün sonra veritabanına aktarılmakta ve kullanıcılar tarafından indirilebilir hâle gelmektedir. Ham veriler, belirli bir geceye ait tüm gözlemleri ve kalibrasyon bilgilerini içeren büyük boyutlu `tar` dosyaları şeklinde sunulmaktadır. Halihazırda 87 621 spektrum tamamen kamuya açıktır. Ayrıca, 16 484 spektrum zaman bilgisi maskelenmiş olarak (beş yıllık koruma süresi kapsamında) ve 6 190 spektrum ise halen standart bir yıllık ambargo süresi kapsamında kullanıcı erişimine kapalı durumdadır.

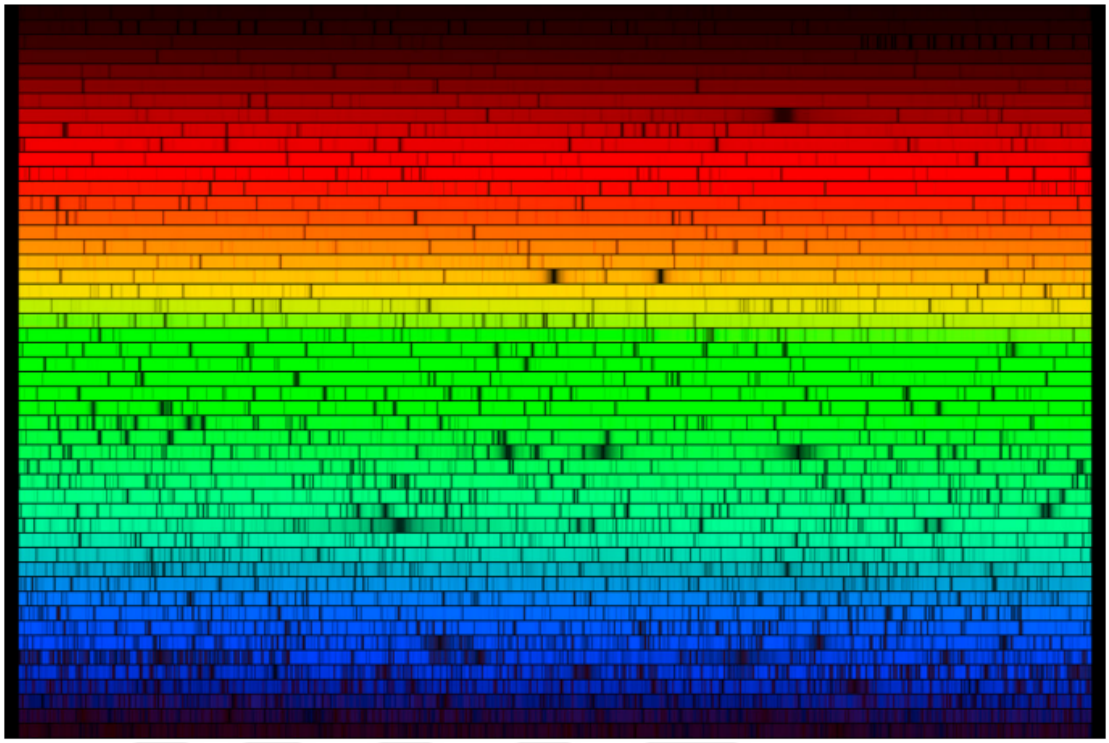


Şekil 2.3. Tayfçekerin çalışma prensibini gösterir temsili diyagram.

2.1. Echelle Tayfın Doğası ve Tayf Gözlem Verileri

Gezegenler, yıldızlar ve galaksiler, doğrudan laboratuvar ortamında incelenemeyecek kadar uzaktadır. Ancak bu gökcisimlerine ait temel fiziksel ve kimyasal bilgiler, gözlemsel olarak ulaştığımız ışık aracılığıyla elde edilebilmektedir. Buna rağmen, yıldızlardan gelen ışık doğrudan okunabilir bir veri değildir. Anlamlandırılabilmesi için, bu ışığın farklı dalga boylarına ayrılması gerekir; tıpkı yağmur damlalarının güneş ışığını dağıtarak bir gökkuşağı oluşturması gibi. Isaac Newton, bu renk dağılımına Latince "görünüm" anlamına gelen tayf (spektrum) adını vermiştir.

Bir yıldız tayfında gözlenen her bir soğurma veya salma çizgisi, yıldız atmosferinde atomik düzeyde gerçekleşen mikroskobik geçişlerin makroskobik yansımalarıdır. Astronomide spektroskopinin ilk uygulamaları, 19. yüzyılın başlarında Joseph Fraunhofer ve Gustav Kirchhoff tarafından Güneş ışığının analiziyle başlamıştır. Güneş'ten gelen beyaz ışığın bir prizmadan geçerken sürekli bir dağılım göstermesi beklenirken, gözlemlenen tayfta koyu çizgilerden oluşan karakteristik bir desen fark edilmiştir. Bu çizgiler, farklı kimyasal elementlerin belirli dalga boylarında ışığı absorbe etmesinden kaynaklanır ve "soğurma (absorption) çizgileri" olarak adlandırılır. Şekil 2.4'te Kitt Peak National Observatory (KPNO) tarafından elde edilmiş Güneş tayfı görülmektedir.



Şekil 2.4. Güneş spektrumu (Kaynak, U.S. National Science Foundation National Optical-Infrared Astronomy Research Laboratory/AURA/NSF).

Bir astronomik kaynağın fiziksel özelliklerine dair bilgi, büyük ölçüde o kaynaktan yayılan ışınımın analiziyle elde edilir. Bu ışınımın tayfsal bileşenlerine ayrılması için tayfçeker (spektrograph) sistemleri kullanılır. Spektrografik sistem, genellikle teleskobun odak düzlemine monte edilmiştir ve ışığın dalga boylarına ayrılmasını sağlayan optik bir düzenekten oluşur. Bu sistemin en önemli bileşenleri arasında slit (yarık), kolimatör, dispersif eleman (prizma veya kırınım ızgarası), odak düzlemi ve CCD dedektörü yer alır.

Gözlemlenen yıldızdan gelen ışık, ilk olarak slit adı verilen dar bir yarıktan geçerek spektrografa yönlendirilir. Bu ışık demeti, kolimatör merceği yardımıyla optik eksene paralel hale getirilir. Ardından, bir prizma veya kırınım ızgarası (grating) aracılığıyla bileşenlerine ayrılarak dalga boylarına göre dağıtılır. Dispersiyon elemanının görevi, farklı dalga boylarındaki ışığı kırarak veya kırınıma uğratarak spektral ayrım sağlamaktır. Bu işlem sonucunda, farklı dalga boylarına karşılık gelen tayf çizgileri elde edilir. Bu çizgiler, yıldız atmosferindeki belirli elementlerin soğurma ya da emisyon geçişlerine karşılık gelir ve spektrogram adı verilen çıktıyı oluşturur.

Echelle tayfçekerler, yüksek çözünürlükte geniş dalga boyu aralığı sunan sistemlerdir.

Elde edilen tayf, birbirinden ayrık ancak tekrarlayan basamaklar (spectral orders) halinde segmentlere ayrılmıştır. Bu yapı sayesinde hedef kaynak hakkında daha ayrıntılı bilgi elde edilebilir. Her bir çizgi, bir elementin veya iyonunun karakteristik geçişini yansıtır. Spektral çizgiler, iyonizasyon dengesi ve uyarılma düzeyi gibi fiziksel parametrelerle ilişkilidir. Böylece yıldızın sıcaklığı, yüzey yerçekimi gibi temel atmosfer parametreleri, atomik düzeydeki geçişler kullanılarak hesaplanabilir.

CCD üzerine düşen görüntülerin gece boyunca teleskop takip hataları veya mekanik nedenlerle konum değiştirme riski vardır. Ayrıca, kırınım ızgarasının profili, tayfin her basamakta farklı şekillerde üst üste binmesine neden olabilir. Bu durum, dalga boylarının düzgün normalize edilmesini zorlaştırır. Özellikle süreklilik düzeltmesi her basamak için doğru şekilde yapılmadığında, çakışan bölgelerde sistematik anomaliler ortaya çıkabilir. Bu nedenle, kırınım profilinin etkisi ortadan kaldırılarak normalize edilmiş tayf elde edilmelidir.

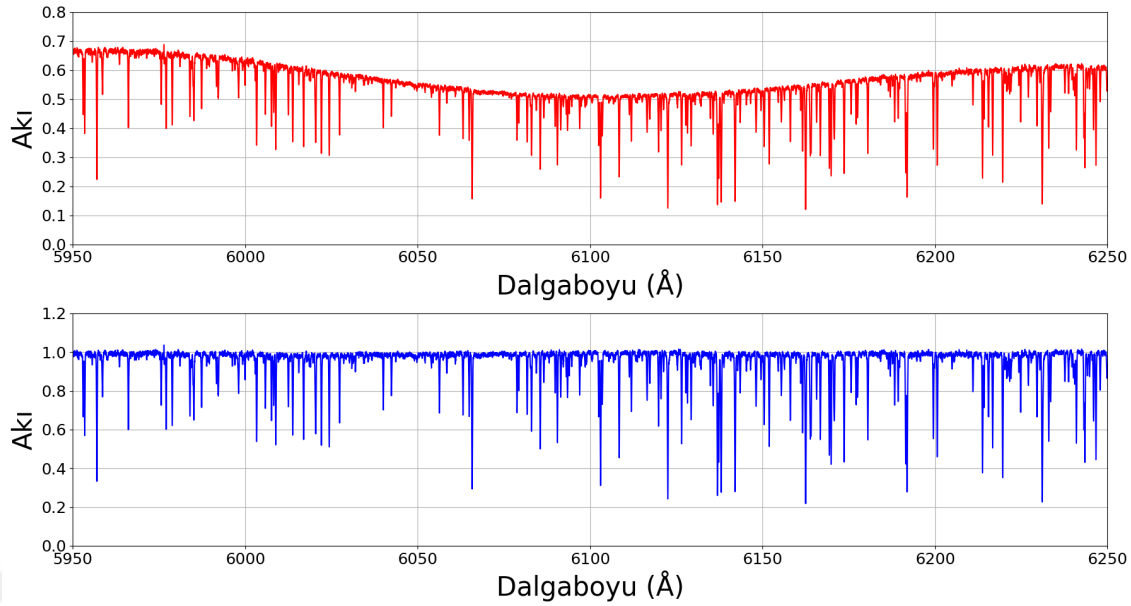
Kullanılan tayfçekerlerde optik ve elektronik bileşenlerin neden olabileceği sistematik hataların düzeltilmesi için üç temel kalibrasyon işlemi uygulanır: Bias, Dark ve Flat-field düzeltmeleri.

Bias düzeltmesi, CCD üzerindeki her pikselin ışık almasa dahi oluşturduğu elektronik sinyalin (gürültü) çıkarılmasını sağlar. Bu düzeltme için sıfır saniyelik pozlama ile alınan bias frame kullanılır.

Dark düzeltmesi, CCD'deki piksellerin termal etkiler nedeniyle ışık almadığı halde sinyal üretmesini ifade eden dark current'ı düzeltir. Bu nedenle astronomik CCD'ler genellikle çok düşük sıcaklıklarda çalıştırılır.

Düz-alan (Flat-field) düzeltmesi, CCD'nin tüm piksellerinin aynı hassasiyete sahip olmaması ve optik sistemin tüm görüş alanında eşit aydınlatma sağlamaması durumlarını düzeltmek için yapılır. Bu amaçla teleskop kubbesine yerleştirilen eşit ışık kaynağı, yayıcı ekranlar veya alacakaranlık gökyüzü kullanılarak elde edilen düz-alan görüntüleri kullanılır. Bu düzeltme sayesinde kuantum verimlilik (QE) farklılıkları ve vinyet (vignetting) etkisi gibi faktörler dengelenmiş olur.

Sonuç olarak, tayf verisinin bilimsel olarak güvenilir biçimde kullanılabilmesi, sadece optik ayrıştırma süreçlerinin değil, aynı zamanda sistematik hataların da dikkatle giderilmesine bağlıdır. Bu işlemler, yıldızların atmosferik ve yapısal özelliklerinin

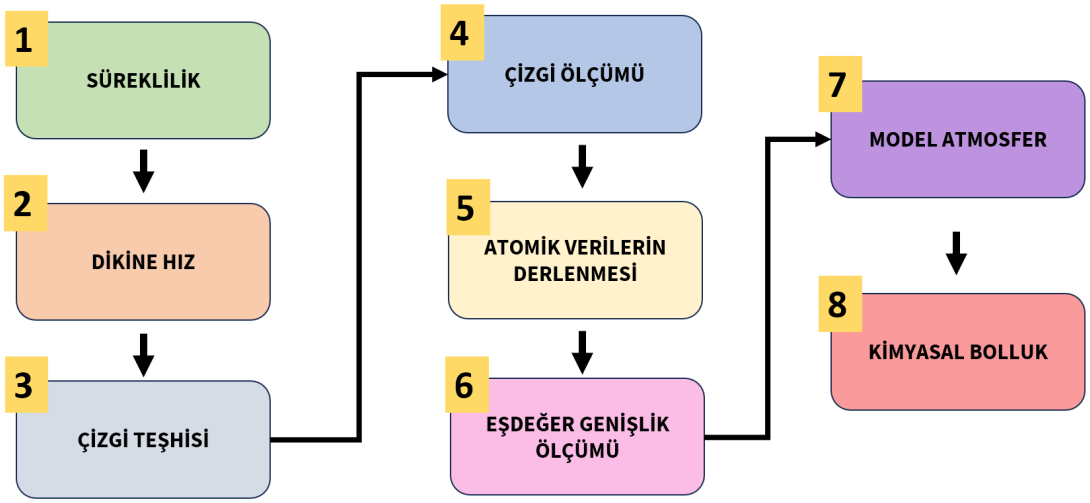


Şekil 2.5. HD 148897 yıldızına ait süreklilik düzeltmesi öncesi (üst panel) ve sonrası (alt panel) örnek tayf.

doğrulukla belirlenmesini sağlar.

2.2. Tayfta Süreklilik Düzeltmesi

Tayfsal analiz yoluyla bir yıldızın fiziksel özelliklerinin güvenilir ve hassas bir şekilde belirlenmesi, söz konusu yıldız hakkında elde edilecek bilgilerin doğruluğu açısından büyük önem taşır. Bu süreçte, yıldız tayfının süreklilik düzeltmesinin titizlikle gerçekleştirilmesi gerekmektedir. Çünkü tayftaki çizgilerin eşdeğer genişliklerinin ölçümü ve tayf sentezi yöntemiyle yapılan analizlerin doğruluğu, bu düzeltmenin doğru bir biçimde uygulanmasına bağlıdır. Bu nedenle tayf analizine başlamadan önce, süreklilik düzeltmesi yapılarak tayf normalize edilir. Böylece tayf, doğrudan yıldız atmosferinin fiziksel özelliklerini yansıtır ve çizgi derinliklerine etki eden dışsal faktörler en aza indirilmiş olur. Şekil 2.5'te, üst panelde süreklilik düzeltmesi yapılmamış, alt panelde ise düzeltilmiş bir tayf örneği sunulmuştur. Süreklilik düzeltmesinin uygulanmasıyla başlayan ve takip eden aşamalardan oluşan klasik tayfsal analiz süreci, Şekil 2.6'de sekiz adımı içerecek şekilde şematik olarak gösterilmiştir. Bu süreçte yer alan her bir aşama, ilerleyen bölümlerde ayrıntılı olarak açıklanacaktır.



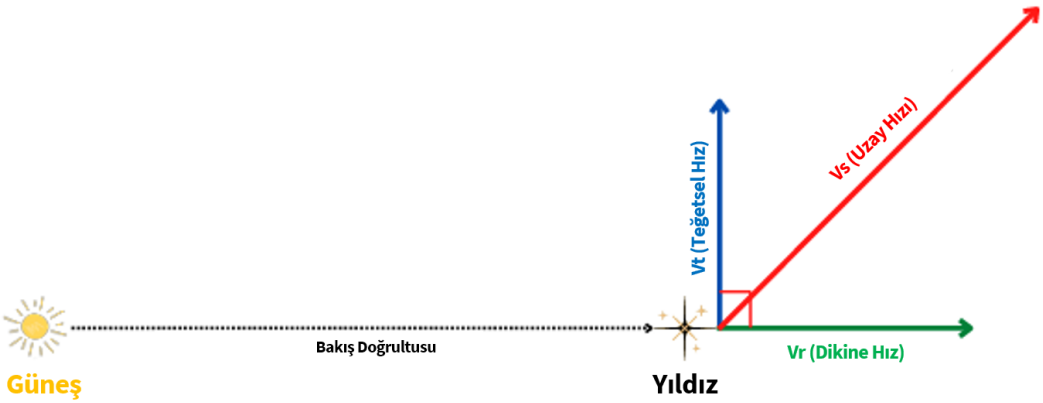
Şekil 2.6. Klasik tayfsal analiz aşamaları şeması.

2.3. Radyal Hız Düzeltmesi

Radyal hız (V_r), bir gökcisminin uzay hızının bakış doğrultusundaki bileşenidir. Radyal hız ile birlikte teğetsel hız (V_t) bileşeni de bilindiğinde, cismin toplam uzay hızı (V_s) vektörel olarak hesaplanabilir (bkz. Şekil 2.7). Bu bağlamda, dikine hız bileşeninin doğru bir şekilde belirlenebilmesi için radyal hız düzeltmesi gereklidir.

Radyal hız düzeltmesini zorunlu kılan temel etken, kaynağın bize yaklaşması ya da uzaklaşması nedeniyle oluşan Doppler etkisidir. Bu düzeltmenin hesaplanmasında yaygın olarak sayısal çapraz korelasyon fonksiyonu (Cross Correlation Function, CCF) yöntemi kullanılır. Bu yöntem, iki farklı zaman serisini karşılaştırarak aynı maksimum ve minimum değerlere sahip sinyaller arasında bir korelasyon olup olmadığını tespit eder. CCF yönteminde, çizgi maskesi Doppler hızının bir fonksiyonu olarak tayf üzerinde kaydırılır. Bu yaklaşımın en önemli avantajlarından biri, radyal hızın hesaplanabilmesi için yüksek sinyal-gürültü oranına sahip referans spektrumlarına ihtiyaç duymamasıdır.

Radyal hız düzeltmesi sonrasında tayf üzerindeki spektral çizgiler, kataloglarda belirtilen merkez dalga boylarına daha yakın hale gelir. Bu düzeltme, gözlenen tayfı laboratuvar dalga boylarına taşımak amacıyla yapılmaktadır. Zira gözlemcinin bulunduğu yer (Arz yüzeyi) ile yıldızın yüzeyi hareketli bir referans sistemindedir. Dolayısıyla, bir yıldızın ya da başka bir ışıklı uzak nesnenin radyal hızı; yüksek çözünürlüklü tayflar kullanılarak ve bilinen spektral çizgilerin gözlenen dalga boyları ile laboratuvar ölçümleri



Şekil 2.7. Yıldızın uzay hareketini tanımlayan uzay hızı temsili gösterimi. Dikine ve teğetsel uzay hız bileşenleri de gösterilmiştir.

karşılaştırılarak doğru bir şekilde hesaplanabilir.

Spektroskopik gözlemler, özellikle radyal hız değişimleri ile birlikte renk ve ışık değişkenliği analiz edildiğinde, yıldız değişkenliğinin temel nedenleri hakkında bilgi verir. Ayrıca radyal hız verileri; çift yıldız sistemlerinde kütle oranlarının, yörüngenin dış merkezliği ve yarı büyük eksen gibi parametrelerin tahmin edilmesinde kullanılabilir.

2.4. Çizgi Teşhisi ve Ölçümü

Süreklilik ve radyal hız düzeltmeleri yapılmış, dolayısıyla analize hazır hâle getirilmiş bir tayftan doğru element bolluklarının elde edilebilmesi için en kritik aşamalardan biri, çizgi teşhisi sürecidir. Bu aşamada, gözlenen tayf çizgilerinin ait oldukları elementler, iyonlaşma durumları ve geçiş tiplerinin doğru biçimde tanımlanması gerekmektedir. Çizgilerin merkez dalga boylarının hassas bir şekilde belirlenmesi, elde edilecek analiz sonuçlarının güvenilirliği açısından büyük önem taşır.

Bu çalışmada çizgi teşhisi işlemi, Şahin (2017) tarafından geliştirilen ve IDL tabanlı bir uygulama olan LIME (Line Identification and Measurement) yazılımı ile gerçekleştirilmiştir. LIME, indirgenmiş ve standart FITS formatında (iki boyutlu) kaydedilmiş bir tayf dosyasını girdi olarak alır ve spektrumda gözlenen çizgilere, kataloglarda raporlanan merkez dalga boylarına en yakın eşleşmeleri sunar.

LIME ile çizgi ölçüm sürecine geçilmeden önce bazı ön işlemler uygulanmalıdır.

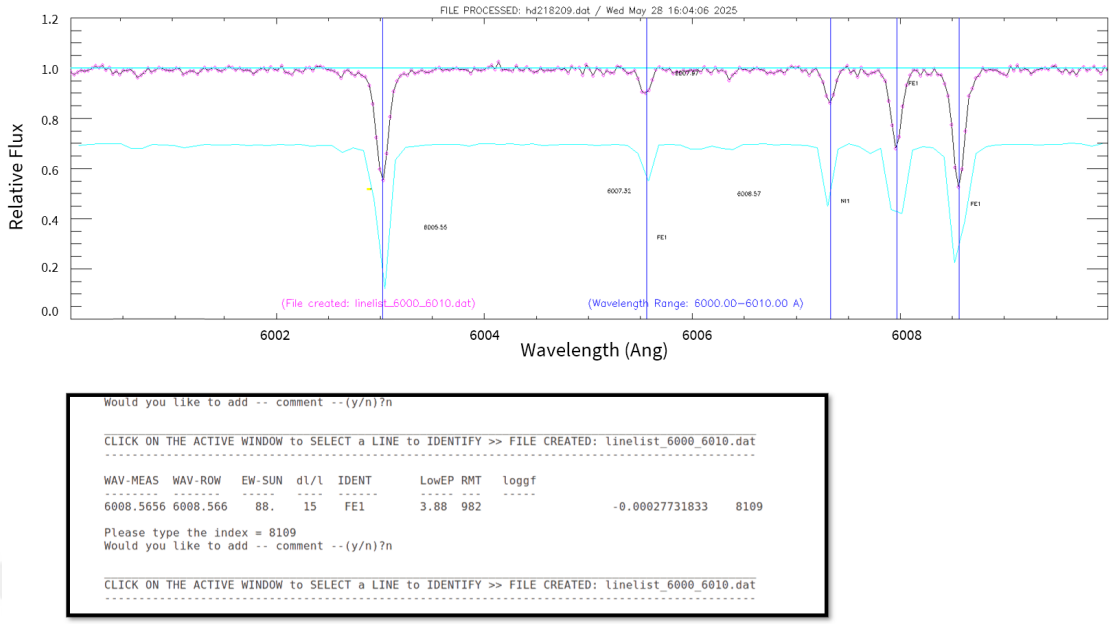
Bu işlemler sırasıyla: bias düzeltmesi, kozmik ışın temizliği, flat field düzeltmesi, dağılmış ışık (scattered light) çıkarımı, dalga boyu kalibrasyonu, tayfın sürekliliğe normalizasyonu (continuum normalization; blaze düzeltmesi dâhil), ECHELLE tayfı için tayf basamaklarının (spectral order) birleştirilmesi ve son olarak heliosentrik hız düzeltmesidir. Özellikle ilk beş işlem, tayfsal analizlerde evrensel olarak kabul gören temel adımlardır ve literatürde genel olarak benzer yöntemlerle uygulanmaktadır (Şahin, 2017).

LIME yazılımı içerisinde, Charlotte Emma Moore tarafından 1966 yılında revize edilen çizgi kütüphanesi yapılandırılmıştır. Bu kütüphane, atomlar ve iyonlara ait tayf çizgilerinin dalga boylarını içermekte olup, her çizgiye ilişkin enerji seviyeleri, multiplet numaraları ve geçiş yoğunlukları hakkında ayrıntılı bilgiler sunmaktadır. Moore kataloğu, çizgi teşhis süreçlerinde temel bir başvuru kaynağı niteliğindedir ve günümüzde yaygın olarak kullanılan NIST, VALD ve Kurucz gibi çizgi veritabanlarının öncülü sayılmaktadır.

Bu tez kapsamında gerçekleştirilen klasik tayfsal analizlerde, Akdeniz Üniversitesi HRSS Yüksek Çözünürlüklü Yıldız Spektroskopisi Temel Bilim Araştırma Laboratuvarı üyeleri tarafından geliştirilmiş ve Şahin vd. (2024) tarafından *Physics and Astronomy Reports* dergisinde yayımlanmış çizgi listesi kullanılmıştır. Bu liste, F ve G tayf türü yıldızlar için 4080–9675 Å dalga boyu aralığını kapsamaktadır. Yıldız tayfı üzerinde eşdeğer genişlik analizine dâhil edilecek tüm gözlenebilir çizgilerin merkez dalga boyları belirlenmiş, ardından bu çizgilerin atomik çizgi kütüphanelerindeki karşılıkları tespit edilerek derlenmiştir. Derlenen çizgilerin, ilgili elemente ait geçişlerle gerçekten ilişkili olup olmadığının değerlendirilmesi ise oldukça temel ve kritik bir adımdır. Bu değerlendirme sürecine dair detaylar, "multiplet analiz tekniği" başlığı altında detaylandırılmıştır.

2.4.1. Multiplet analiz tekniği üzerine notlar

Hidrojen atomu yalnızca bir elektron içerdiğinde, aynı ana kuantum sayısına (n) sahip tüm orbitaller eşit enerjiye sahiptir. Bu durumda enerji seviyeleri dejenere, yani birbirine eşit olur. Ancak çok elektronlu atomlarda bu durum geçerli değildir. Elektronlar arasındaki etkileşimler ve spin-yörünge bağlaşımı nedeniyle, aynı elektron konfigürasyonuna sahip durumlar arasında enerji farkları ortaya çıkabilir. Bu farklılıklar, toplam açısal momentum (j) değerine bağlıdır ve farklı enerji seviyeleri ile sonuçlanır.



Şekil 2.8. LIME kodu ile gerçeklenen çizgi teşhisi aşamasına ait temsili görsel.

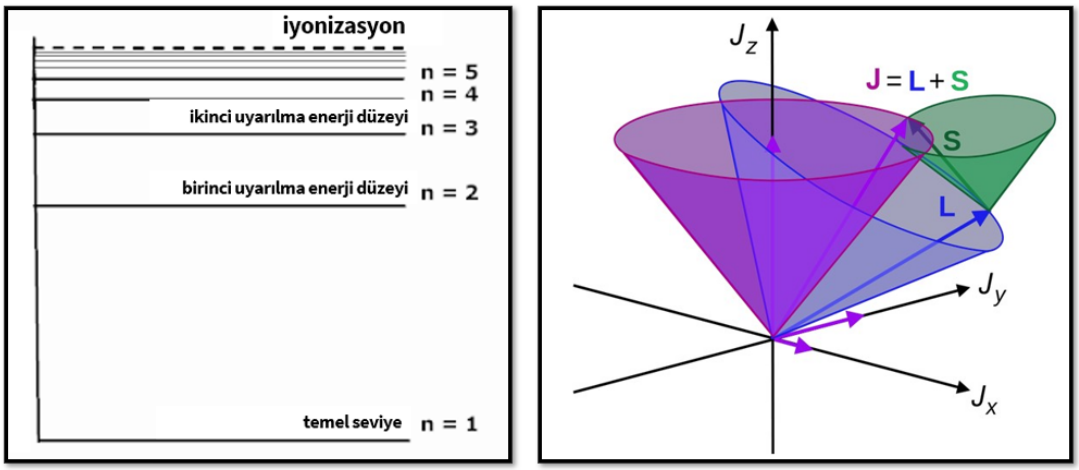
Toplam açısal momentum J, belirli bir yörünge açısal momentumu (l) ve spin açısal momentumu (s) kombinasyonundan elde edilir. Aynı l ve s değerleri için bile, J'nin farklı değerlerine bağlı olarak enerji düzeyleri farklılaşır. Böylece, bir enerji seviyesi l ve s değerlerinin yönelimine bağlı olarak birkaç ince yapı seviyesine (fine structure levels) ayrılır.

Farklı l ve s değerlerine sahip iki enerji seviyesini ele aldığımızda, her bir seviye kendi içinde j değerlerine bağlı olarak ince yapı ayrışmasına uğrar. Bu iki ana enerji seviyesi arasında, bu ince yapı seviyelerinden kaynaklanan tüm geçiş çizgileri bir multiplet olarak adlandırılır (Şekil 2.9).

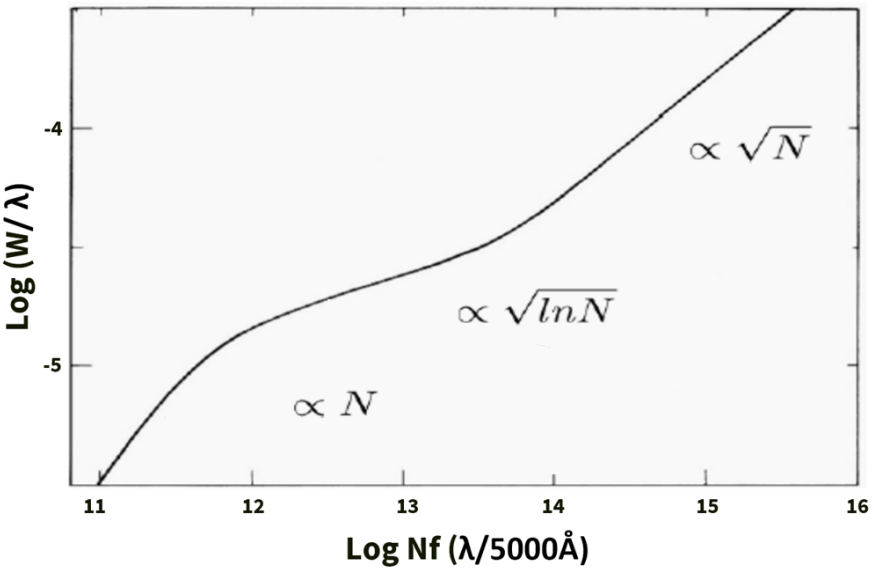
Bir multiplet içindeki çizgiler, birbirine çok yakın uyarılma enerjilerine sahiptir. Bu çizgilerin göreli şiddetleri ise tamamen geçiş olasılıkları veya göreli osilatör şiddetleri tarafından belirlenir. Bu nedenle, multiplet içerisindeki çizgilerin yoğunluk oranları sıcaklık ve basınç gibi fiziksel koşullardan bağımsızdır. Bu özellik, tayfsal analizde büyüme eğrisi (curve of growth) yöntemi açısından büyük önem taşır (Boehm-Vitense).

2.5. Büyüme Eğrisi

Büyüme eğrisi (curve of growth) analizine yönelik ilk kuramsal çalışmalar 1910'lu yıllarda Woldemar Voigt ve Johannes Diderik Van der Waals tarafından gerçekleştirilmiştir. Voigt,



Şekil 2.9. Toplam yörünge momentumu L ve spin S sabitken, atomik enerji seviyesi, S'nin L'ye göreceli yönelimine bağlı olarak değişen J değerlerine göre birkaç ince yapı seviyesine ayrılır. İki ana seviye arasındaki ince yapı seviyeleri arasındaki geçişlerden kaynaklanan çizgiler bir multiplet olarak adlandırılır. Bir multiplete ait tüm geçişler bu şekilde gösterilmiştir.



Şekil 2.10. Büyüme eğrisi gösterilmektedir. Tayfsal soğurma çizgilerinin eşdeğer genişliği ile soğuran atom sayısı (N) arasındaki ilişkiyi açıklamaktadır.

spektral çizgilerin yalnızca Gauss (termal) ya da Lorentz (doğal ve çarpışma) profilleriyle açıklanmasının yetersiz olduğunu göstermiş ve her iki etkinin birleşimini temsil eden, günümüzde "Voigt Profili" olarak bilinen matematiksel fonksiyonu geliştirmiştir. Öte yandan Van der Waals, atomlar ve moleküller arasında zayıf ancak ölçülebilir çekim kuvvetlerinin varlığını öngörmüş ve bu kuvvetlerin yıldız atmosferlerinde tayf çizgilerinin genişlemesine neden olabileceğini göstermiştir. Bu nedenle büyüme eğrisinin kanat (wings) bölgeleri, özellikle Van der Waals genişlemesi ile daha belirgin hale gelir.

Büyüme eğrisi, bir soğurma çizgisinin eşdeğer genişliğinin (W), o çizgiyi oluşturan soğurucu atomların sütun yoğunluğuna (N) bağlı olarak nasıl değiştiğini gösterir. Üç farklı rejimde incelenir:

- Doğrusal Rejim: Soğurucu atom sayısı az olduğunda, optik derinlik küçüktür ve çizgi şiddeti atom sayısıyla doğru orantılıdır:

$$W \propto N$$

- Doygun Rejim: Çizgi doygunlaştığında (yaklaşık $\tau > 5$), çizgi merkezindeki yoğunluk artışları eşdeğer genişliği yalnızca logaritmik olarak etkiler:

$$W \propto \sqrt{\ln N}$$

- Kanat Rejimi: Çizginin kanatlarında çarpışmalara bağlı genişleme (ör. Van der Waals genişlemesi), Doppler kanatlarını baskılar ve daha hızlı bir artışa yol açar:

$$W \propto \sqrt{N}$$

Atom yoğunluğu düşük olduğunda, eşdeğer genişlikler doğrusal olarak artar. Ancak yoğunluk arttıkça çizgiler doygunlaşır ve eşdeğer genişlik artık bolluğun doğrudan bir göstergesi olmaktan çıkar. Bu nedenle, bolluk analizi için ideal çizgiler, büyüme eğrisinin doğrusal bölgesinde yer alan zayıf çizgilerdir. Bu çizgiler, ξ gibi parametrelere daha az duyarlıdır ve teorik büyüme eğrileriyle daha iyi uyum gösterir.

Doygun bölgedeki çizgiler güvenilir bolluk belirleyicileri değildir. Kanat bölgesinde yer alan çizgiler ise aşırı ξ'a karşı hassasiyet gösterir. Bu nedenle, büyüme eğrisi analizi dikkatli çizgi seçimi ile desteklenmelidir.

Pratikte, uyarılma potansiyeline karşı bollukların dağılımı, etkin sıcaklığın doğruluğu hakkında bilgi verir. Yanlış belirlenmiş bir sıcaklık, düşük uyarılma potansiyeline sahip çizgiler ile yüksek uyarılmalı çizgiler arasında sistematik farklar doğurur. Bu yöntem, özellikle F-G-K tayf türü yıldızlarda Fe I çizgileri gibi çok sayıda gözlenebilir çizgi içeren elementler için uygulanabilir. Ayrıca, Fe I ve Fe II çizgileri birlikte değerlendirilerek yüzey kütleçekim ivmesi ($\log g$) belirlenebilir.

Bir elementin nötr ve iyonize çizgilerinden elde edilen bolluklar aynı olmalıdır. Bu koşul sağlanana kadar, model parametreleri (ör. $\log g$) yinelemeli olarak ayarlanabilir. Zayıf çizgilerde eşdeğer genişlikler bollukla doğrusal orantılıdır ve sıcaklık arttıkça bolluk azalır. Bolluklar ayrıca çizgi şiddetiyle ($\log gf$) ve iyonize çizgiler söz konusuysa basınçla ilişkilidir. Yüzey çekim ivmesi iyonize türleri etkilerken, etkin sıcaklık bu türler üzerinde daha güçlü bir etkiye sahiptir.

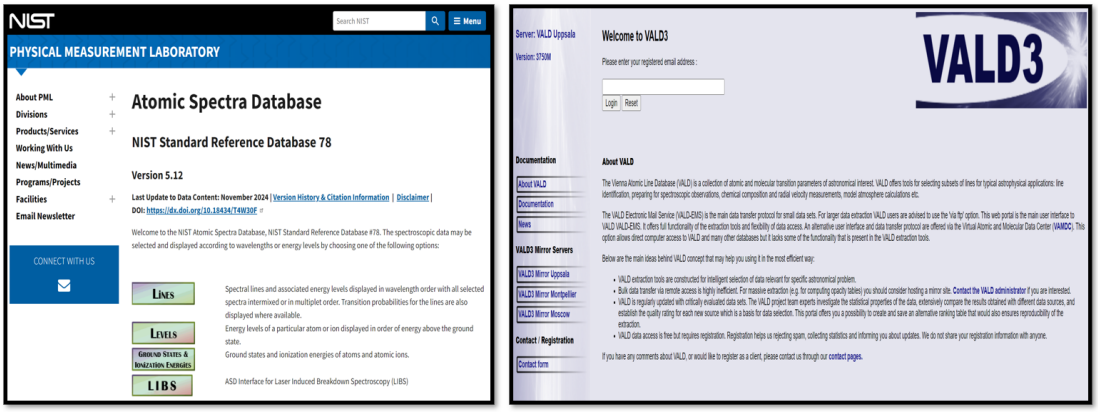
Dolayısıyla bollukları doğru biçimde belirlemek için hem etkin sıcaklığın hem de basıncın uygun biçimde türetilmesi gerekir. Sürekli tayf düzeyinin sıcaklığa olan hassasiyeti sayesinde, sıcaklık genellikle $\pm$100 K mertebesinde bir belirsizlikle belirlenebilir (Gray, 2021). Sıcaklık, iyonizasyon dengesi bağlamında,

$$\frac{N_j}{N_e} \quad \text{ifadesiyle,} \quad K_v \text{ ve } \theta_{\text{ex}} \text{ parametreleriyle tayfa yansır.}$$

Sıcaklıktaki değişim büyüme eğrisini $\log A$ ekseninde kaydırır. Bu kayma, sıcaklık rejimine ve iyonizasyon aşamasına bağlı olarak değişebilir. Ancak sıcaklıktaki 100 K'lik bir farkın $\log A$ üzerindeki etkisi genellikle 0.1 dex'ten azdır. Bu nedenle, modelin doğruluğunu test etmenin en basit yollarından biri, analizi biraz daha sıcak veya daha soğuk bir modelle tekrarlamaktır.

2.6. Atomik Verilerin Temini ve Test Edilmesi

Atomik verilerin temini, çizgi teşhisi yönteminin temel yapı taşlarından biri olup tayfsal analizlerin doğruluğu açısından kritik öneme sahiptir. Yıldız atmosferlerinden elde edilen fiziksel parametrelerin güvenilirliği, doğrudan kullanılan atomik verilerin doğruluğu ve güncelliğine bağlıdır. Bu bağlamda, uluslararası düzeyde güvenilirliği kabul görmüş The National Institute of Standards and Technology (NIST) ve The Vienna Atomic Line



Şekil 2.11. NIST ve VALD atomik çizgi veritabanlarının çevrimiçi arayüzleri.

Database (VALD) gibi veri tabanları yaygın biçimde kullanılmaktadır. Şekil 2.11'de sol tarafta, ABD Ulusal Standartlar ve Teknoloji Enstitüsü (NIST) tarafından sunulan Atomic Spectra Database arayüzü yer almakta olup, çeşitli atomlar ve iyonlar için geçiş dalga boyları, enerji seviyeleri, geçiş olasılıkları ve ilgili spektroskopik parametreler gibi ayrıntılı verileri kullanıcıya sunmaktadır. Sağ tarafta ise, Vienna Atomic Line Database (VALD3) sistemine ait ana sayfa görülmektedir. VALD, özellikle yıldız atmosferi modellemeleri ve tayfsal sentez çalışmaları için optimize edilmiş çizgi listelerini kullanıcı gereksinimlerine göre derleyerek sunan bir veritabanıdır. Her iki kaynak, tayfsal analizlerde doğruluğu yüksek atomik verilerin temininde uluslararası standart niteliğindedir ve bu çalışmada çizgi teşhisi ve bolluk analizleri aşamalarında temel başvuru kaynakları olarak kullanılmıştır. Bu veri tabanları, hem laboratuvar deneylerine dayalı hem de teorik hesaplamalarla desteklenen güncel ve yüksek hassasiyetli atomik veriler sunar.

Tayfsal çizgi analizlerinde belirleyici rol oynayan başlıca atomik parametreler, alt uyarılma potansiyeli (Lower Excitation Potential, LEP) ve geçiş olasılıklarıdır. Alt uyarılma potansiyeli, bir elektronun başlangıç seviyesindeki enerjisinin temel enerji düzeyine göre farkını ifade eder. Bu parametre, tayf çizgisinin hangi sıcaklık rejiminde oluştuğunu belirlemede kilit rol oynar. LEP değeri yüksek olan çizgiler daha sıcak bölgelerde, düşük olanlar ise daha soğuk bölgelerde oluşur. Bu özellikleri sayesinde uyarılma sıcaklığının tayininde kullanılırlar.

Geçiş olasılığı, yani bir atomun yüksek enerjili bir düzeyden daha düşük enerjili bir düzeye kendiliğinden (spontane) geçiş yapma ihtimali, tayfsal çizginin şiddetini

belirleyen temel faktörlerden biridir. Bu olasılık, osilatör şiddeti (f) ile birlikte ifade edilir ve genellikle logaritmik formda, $\log gf$ şeklinde sunulur; burada g terimi, üst enerji seviyesinin istatistiksel ağırlığını temsil eder. Bu parametreler, tayf çizgilerinin yoğunluğu ile element bollukları arasındaki ilişkiyi kurmak açısından zorunludur.

$$A_{ji} = \frac{64\pi^4 e^2}{3hc^3} \cdot \nu^3 \cdot \frac{g_i}{g_j} \cdot f_{ij} \tag{2.1}$$

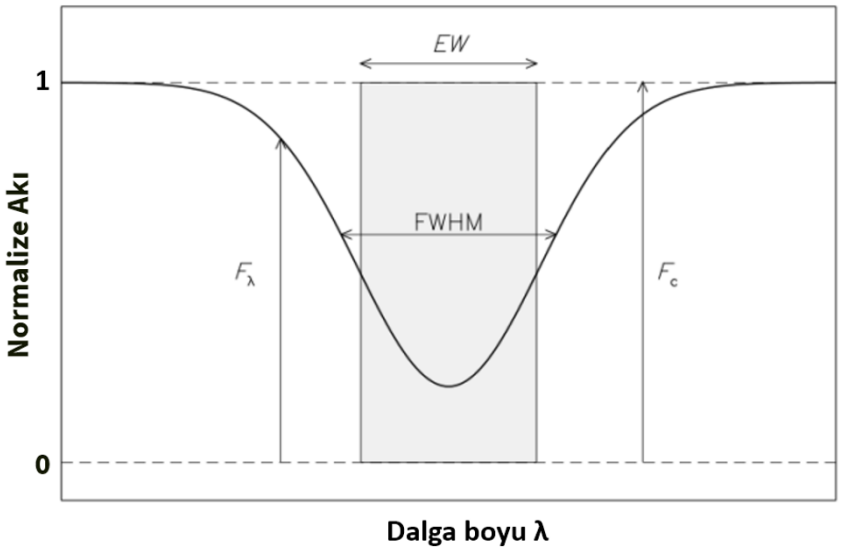
Burada A_{ji}, $j \rightarrow i$ geçişi için Einstein A katsayısını (birimi s^{-1}); e, elektronun yükünü; h, Planck sabitini; c, ışık hızını; ν, geçiş frekansını; g_i ve g_j, sırasıyla alt ve üst enerji seviyelerinin istatistiksel ağırlıklarını; f_{ij} ise geçişe ait osilatör şiddetini ifade eder.

Güneş tayfında gözlenen soğurma çizgileri ile uzak yıldızların atmosferlerinden elde edilen çizgiler, geçiş olasılıklarının doğru belirlenmesiyle yorumlanabilir. Bu sayede yalnızca yıldız atmosferlerinin fiziksel özellikleri değil, aynı zamanda yıldızlararası ortamda ve hatta ötegezegen atmosferlerinde bulunan elementlerin miktarları da tayin edilebilir. Özellikle osilatör şiddeti ve geçiş olasılıkları, atomik yapı hesaplamalarında ve spektroskopik gözlemlerin teorik modellerle karşılaştırılmasında temel parametreler olarak öne çıkar. Bu nedenle doğru ve güncel atomik verilerin kullanımı, tayfsal analizlerin başarısı için vazgeçilmezdir.

Sonuç olarak, geçiş olasılıkları ve alt uyarılma potansiyeli gibi temel atomik parametrelerin yüksek doğrulukla belirlenmiş olması, astrofiziksel gözlemlerin güvenilir yorumlanması açısından büyük önem taşımaktadır. Modern astrofizik çalışmalarında, bu parametrelerin doğru kullanımı element bolluklarının hassas ölçümlerine ve yıldız atmosferlerinin fiziksel koşullarının detaylı modellendirilmelerine olanak sağlar.

2.7. Eşdeğer Genişlik (EW) Ölçümü

Bir tayf çizgisinin eşdeğer genişliği (Equivalent Width, EW), dalga boyuna karşılık gelen ışınım şiddetinin (akı yoğunluğunun) grafiğinde çizgi altında kalan alanın nicel bir göstergesidir. Bu kavram, çizgi altındaki toplam soğurma alanının, aynı yüksekliğe sahip ideal bir dikdörtgenin alanına eşit olacak şekilde tanımlanmasıyla belirlenir (Şekil 2.12). Başka bir ifadeyle, bir soğurma çizgisi, yıldız atmosferine ilişkin iki temel bilgi taşır: bunlardan ilki çizginin şiddeti olan eşdeğer genişlik, ikincisi ise çizgi şekli ya da profildir.



Şekil 2.12. Tayf çizgisinin eşdeğer genişliği (EW) ve tam genişlik-yarım maksimum (FWHM) temsili gösterimi. F_c, süreklilik akı değerini, F_λ ise belirli bir λ değerindeki akı değerini temsil etmektedir.

Çizgi profili, tayf çizgisi içerisindeki ışınım enerjisinin dalga boyuna bağlı olarak nasıl değiştiğini gösteren bir eğridir. Eşdeğer genişlik ise, bu çizgiyi oluşturmak için sürekli tayftan soğurulan toplam ışınım miktarını temsil eder. Dolayısıyla bu büyüklük, tayf çizgisinin toplam alanıyla ilişkili olup çizginin fiziksel etkisini tek bir parametreyle ifade eder. Özellikle zayıf çizgi rejiminde, EW ile $\log gf$ arasındaki ilişki aşağıdaki şekilde tanımlanır:

$$\log\left(\frac{EW_\lambda}{\lambda}\right) = \text{const} + \log(A) + \log(gf\lambda) - \theta\chi - \log(\kappa_\nu) \tag{2.2}$$

Burada EW_λ, eşdeğer genişliği; A, element bolluğunu; χ, alt seviyenin uyarılma enerjisini; $\theta = 5040/T$ sıcaklık tersine oranı; λ, dalga boyunu; g, istatistiksel ağırlığını; f, osilatör şiddetini; T, yıldız etkin sıcaklığını; χ, uyarılma potansiyelini ve κ_ν, soğurma katsayısını temsil eder.

Eşdeğer genişlik, ilgili dalga boyunda soğurmaya katkı sağlayan atomların miktarına doğrudan bağlıdır. Yıldız atmosferinde söz konusu atomların sayısı arttıkça çizgi daha güçlü ve daha geniş hale gelir. Bu nedenle eşdeğer genişlik, tayf çizgilerinin şiddetini karakterize eden temel bir parametre olarak, yıldız atmosferinin fiziksel özelliklerine dair

tanısal bilgiler sağlar. Bu özelliğiyle bir tayf çizgisi, adeta bir "parmak izi" niteliğinde olup, yıldızın bileşimi, sıcaklığı ve yoğunluğu gibi özelliklerin belirlenmesinde kullanılır. Genellikle eşdeğer genişlik birimi olarak mili-Angstrom (mÅ) kullanılır.

2.8. Yıldız Atmosferi ve Model Atmosfer Yapısı

Bir yıldızın yüzey (fotosferik) kompozisyonu harmanlama vb. süreçler nedeni ile merkez kompozisyonunu yansıtır. Merkezde üretilen ağır elementlerin çoğu bu atmosfer katmanına taşınır. Bir yıldız atmosferi, yıldızın iç bölgelerini dış uzaydan ayıran bölgeyi temsil eder. Bir yıldızın tayfını analiz etmek, tayfı oluşturan atmosfer katmanına ilişkin model atmosfer parametreleri; etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$), metal bolluğu ([Fe/H]) ve mikrotürbülans hızının (ξ) belirlenmesi ile mümkündür (Gonzalez ve Lambert 1996; Fuhrmann vd. 1997). Bu parametreler kullanılarak model bir yıldız atmosferi oluşturulur. Her bir atmosfer katmanı için pratikte 72 katmandan oluşan atmosfer modelleme tekniği kullanılmaktadır ve bu katmanların dinamiği birbirinden son derece farklıdır. Her katman için yerel termodinamik denge (LTE) koşulu çerçevesinde bir karacisim gibi ışıma yaptığı varsayılır. Yıldızların dış katmanlarında ısı taşınımı radyasyon yoluyla gerçekleşmek zorundadır; çünkü yıldızın çevresindeki vakuma ısı taşımak için başka bir yöntem yoktur. (Yıldızlararası maddenin son derece düşük yoğunluğu, bir yıldızın radyatif enerji kaybına denk bir ısı taşıma yöntemi sağlayamaz. Bu nedenle bu ortam vakum olarak kabul edilebilir.) Yalnızca radyasyonla ısı taşınımının gerçekleştiği bu dış katmanlar bazı yıldızlarda sığ olabilirken, bazılarında yıldızın merkezine kadar uzanabilir (Stellar Astrophysics/ Erika Böhm-Vitense/ V2).

Dolayısıyla ışınım transfer hesaplarında ışınım şiddeti sıcaklığın bir fonksiyonu olarak Planck fonksiyonu,

$$B_v(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2}\frac{1}{e^{h\nu/kT}-1} \tag{2.3}$$

ile tanımlanır. Birimi $\mathrm{erg}\cdot\mathrm{s}^{-1}\cdot\mathrm{cm}^{-2}\cdot\mathrm{Hz}^{-1}\cdot\mathrm{sr}^{-1}$ şeklindedir. Bu denklem, bir kara cisimin birim frekans başına, birim yüzey alanından, birim katı açıya ve birim zamanda yayılan enerji yoğunluğunu verir. Yıldızların bir kara cisim gibi ışıma yaptığı varsayıldığından belirli bir sıcaklıkta hangi frekanslarda ne kadar ışınım yaptığı bu denklem sayesinde hesaplanabilir. Bir yıldızın toplam enerjisi, Planck spektrumunun

tüm frekanslar boyunca integrali ile hesaplanır. Yıldızın cm^2 'sinde saniyede çıkan enerjisi tüm doğrultularda yıldızın etkin sıcaklığının dördüncü kuvveti ile orantılıdır. Bu oran 2.4'te görüleceği üzere Stefan Boltzman yasasını verir,

$$\alpha T_{eff}^4 = \int_0^\infty F_\lambda d\lambda = F = \frac{L}{4\pi R^2} \tag{2.4}$$

(denklem 3.2; α, Stefan–Boltzmann sabiti; L, yıldızın ışıtma gücünü (luminosity) ve R ise yıldızın yarıçapını temsil etmektedir.)

Yıldız atmosferleri çerçevesinde gözlediğimiz ışınım şiddetini modellemek için uygun bir kaynak fonksiyonu gereklidir. Kaynak fonksiyonunu modellemek için ise salma ve soğurma süreçlerini oldukça iyi bilmemiz gerekmektedir. Denklem 2.5'de Salma ve soğurma katsayılarının oranı kaynak fonksiyonu,

$$S_v = \epsilon_\nu / \kappa_\nu \tag{2.5}$$

olarak tanımlanır. Denklem 2.6'da ise Termodinamik denge koşullarının geçerli olduğu durumlarda ve kaynak fonksiyonu, Planck fonksiyonuna yaklaşımda bulunabilir:

$$S_v = B_v(T) \tag{2.6}$$

olarak ifade edilir. Burada belirli $B_v(T)$, bir frekansta ν ve sıcaklığı T olan bir kara cisim tarafından yayılan ışıma şiddetini tanımlar. Dolayısıyla Denklem 2.7'de görüldüğü üzere Planck fonksiyonu aşağıdaki şekilde ifade edilir:

$$B_v(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1} \tag{2.7}$$

Bir yıldızın model atmosfer parametrelerinin belirlenmesi ve atmosferik kimyasal bileşiminin detaylı analizinin yapılabilmesi için, hesaplamalarda genellikle düzlem-paralel geometri, hidrostatik denge, radyatif denge ve yerel termodinamik denge (Local Thermodynamic Equilibrium, LTE) varsayımları esas alınır. Denklem 2.8'de hidrostatik denge koşulu, yıldız merkezinden yüzeye doğru olan basınç gradyen kuvveti ile yıldız merkezine doğru olan kütleçekim kuvvetinin dengede olduğunu ifade eder:

$$\frac{dP}{dr} = \frac{-GM\rho(R)}{r^2} \tag{2.8}$$

Burada P basıncı, r yarıçapı, $\rho(r)$ ilgili noktadaki yoğunluğu, G evrensel çekim sabitini ve $M(r)$ yarıçap r içindeki toplam kütleyi temsil eder.

Denklem 2.9'da verilen radyatif denge denklemi ise ışınımın atmosfer içinde yön, konum ve frekansa bağlı olarak salma ve soğurma süreçlerinin nasıl değiştiğini ifade eder:

$$\mu\frac{dI_\nu(\tau_\nu,\mu)}{d\tau_\nu} = I_\nu(\tau_\nu,\mu) - S_\nu(\tau_\nu) \tag{2.9}$$

Burada I_ν, belirli bir yönde yayılan ışınımın özgül yoğunluğunu, τ_ν, ilgili frekanstaki optik derinliği, $\mu = \cos\theta$, ışınım yönü ile yüzey normali arasındaki açının kosinüsünü, S_ν ise kaynak fonksiyonunu temsil eder. LTE varsayımı altında, S_ν doğrudan Planck fonksiyonu $B_\nu(T)$ ile ifade edilir.

Atmosferin düzlem-paralel bir geometriye sahip olduğu kabulü, yıldızın fotosfer kalınlığının, yıldızın yarıçapına kıyasla ihmal edilebilir düzeyde olması gerekçesine dayanır. Bu bağlamda, yıldız atmosferinin homojen ve düzgün bir yapı gösterdiği; leke, granülasyon gibi küçük ölçekli yapısal bozuklukların göz ardı edildiği varsayılır. Atmosferin tüm katmanlarında aynı kimyasal bileşimin geçerli olduğu kabul edilir. Ayrıca, atmosferin hidrostatik denge durumunda olduğu varsayımı, kütle çekim kuvveti ile basınç gradyeni arasında bir denge bulunduğunu ifade eder.

$$\frac{dP(r)}{dr} - g\rho(r) = 0 \tag{2.10}$$

Söz konusu radyatif denge koşulu (Denklem 2.10), toplam radyasyon akısının optik derinliğe bağlı olarak sabit kaldığını ve atmosferde enerjiye katkıda bulunan ek bir enerji üretim mekanizmasının bulunmadığını ifade eder. Bu varsayım doğrultusunda, atmosfer boyunca taşınan enerjinin tek kaynağı, yıldızın merkezinde gerçekleşen termonükleer reaksiyonlardır. Denklem 2.11'de enerji taşınımı da sabit bir radyatif akı çerçevesinde değerlendirilir.

$$\frac{dF}{d\tau} = 0; \quad F = \int F_\lambda d\lambda = \sigma T_{eff}^4 \tag{2.11}$$

Yerel termodinamik denge (LTE) varsayımı altında, yıldız atmosferinde çarpışmalı süreçlerin radyatif süreçlere göre baskın olduğu kabul edilir. Bu yaklaşıma dayanarak, atmosferdeki parçacıkların hız dağılımlarının Maxwell-Boltzmann istatistiklerine uyduğu varsayılır. Böylece, parçacıkların enerji düzeyleri arasındaki popülasyon dağılımı termodinamik denge koşulları çerçevesinde denklem 2.12'deki gibi tanımlanabilir,

$$n_v dv = n \left(\frac{m}{2\pi kT}\right)^{3/2} e^{-mv^2/2kT} 4\pi v^2 dv \tag{2.12}$$

Bu ifade n_v, v hızına sahip birim hacimdeki parçacıkların sayısı; n toplam sayı yoğunluğu; $e^{-mv^2/2kT}$ ifadesi ise T sıcaklığındaki bir ortamda parcacıkların sahip olması gereken hızı temsil eder. Dolayısıyla ışınım transfer süreçlerinin anlaşılması aşamasında ışınım transfer denklemi (Radiative Transfer Equation - RTE) kullanılır. Işınım transfer denklemi, fotonun atomlarla nasıl etkileştiğini ve bu etkişimi tayf dediğimiz olgu içerisinde nasıl yorumlamamız gerektiğini ifade eder. Ayrıca radyatif transfer denklemi, ışınımın yıldız atmosferi boyunca nasıl yayıldığını tanımlarken, bu ışınımı oluşturan atomik geçişlerin niceliksel olarak belirlenebilmesi için enerji seviyeleri arasındaki popülasyon dağılımlarının da bilinmesi gereklidir. Bu bağlamda, LTE varsayımı altında, ilgili enerji seviyelerindeki atom sayılarını belirlemek amacıyla Boltzmann ve Saha denklemlerinden yararlanılır. Boltzmann ve Saha denklemleri:

- Boltzmann Denklemi: Uyartılmış durumlar arasındaki göreli atom sayılarını verir. Yerel termodinamik denge (LTE) koşulları altında, uyartılma sıcaklığının belirlenmesini sağlar. Bu sıcaklık genellikle yıldızın etkin sıcaklığına karşılık gelir.

$$\frac{n_j}{n} = \frac{g_j}{U(T)} \exp\left(-\frac{\chi_j}{kT}\right) \tag{2.13}$$

  Burada n_j, j seviyesindeki atom sayısını, n toplam nötr atom sayısını, g_j istatistiksel ağırlığı, χ_j uyarılma enerjisini, k Boltzmann sabitini, T sıcaklığı ve $U(T)$ ise bölünme fonksiyonunu ifade eder.

- Saha Denklemi: İyonlaşma dengesinden hareketle, atmosferdeki elektron basıncı veya iyonlaşma sıcaklığı hesaplanabilir. Bollukların, çizgilerin uyarılma potansiyelinden bağımsız olması, doğru etkin sıcaklığın belirlenmesini sağlar.

```
TEFF   5100.  GRAVITY 3.57000 LTE
TITLE  TEST MODEL
 OPACITY IFOP 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 1 0 1 0 0 0 0 0
 CONVECTION ON   1.25 TURBULENCE OFF  0.00  0.00  0.00  0.00
ABUNDANCE SCALE   0.13804 ABUNDANCE CHANGE 1 0.92040 2 0.07834
 ABUNDANCE CHANGE  3 -10.94  4 -10.64  5  -9.49  6  -3.52  7  -4.12  8  -2.81
 ABUNDANCE CHANGE  9  -7.48 10  -3.56 11  -5.71 12  -4.06 13  -5.57 14  -4.09
 ABUNDANCE CHANGE 15  -6.59 16  -4.31 17  -6.54 18  -5.24 19  -6.92 20  -5.28
 ABUNDANCE CHANGE 21  -8.87 22  -6.62 23  -8.04 24  -6.37 25  -6.65 26  -4.54
 ABUNDANCE CHANGE 27  -7.12 28  -5.79 29  -7.83 30  -7.44 31  -9.16 32  -8.63
 ABUNDANCE CHANGE 33  -9.67 34  -8.63 35  -9.41 36  -8.73 37  -9.44 38  -9.07
 ABUNDANCE CHANGE 39  -9.80 40  -9.44 41 -10.62 42 -10.12 43 -20.00 44 -10.20
 ABUNDANCE CHANGE 45 -10.92 46 -10.35 47 -11.10 48 -10.27 49 -10.38 50 -10.04
 ABUNDANCE CHANGE 51 -11.04 52  -9.80 53 -10.53 54  -9.87 55 -10.91 56  -9.91
 ABUNDANCE CHANGE 57 -10.87 58 -10.46 59 -11.33 60 -10.54 61 -20.00 62 -11.03
 ABUNDANCE CHANGE 63 -11.53 64 -10.92 65 -11.69 66 -10.90 67 -11.78 68 -11.11
 ABUNDANCE CHANGE 69 -12.04 70 -10.96 71 -11.98 72 -11.16 73 -12.17 74 -10.93
 ABUNDANCE CHANGE 75 -11.76 76 -10.59 77 -10.69 78 -10.24 79 -11.03 80 -10.91
 ABUNDANCE CHANGE 81 -11.14 82 -10.09 83 -11.33 84 -20.00 85 -20.00 86 -20.00
 ABUNDANCE CHANGE 87 -20.00 88 -20.00 89 -20.00 90 -11.95 91 -20.00 92 -12.54
 ABUNDANCE CHANGE 93 -20.00 94 -20.00 95 -20.00 96 -20.00 97 -20.00 98 -20.00
 ABUNDANCE CHANGE 99 -20.00
READ DECK6 72 RHOX,T,P,XNE,ABROSS,ACCRAD,VTURB, FLXCNV,VCONV,VELSND
 2.48359857E-03   3377.6 9.227E+00 4.287E+08 5.369E-05 3.765E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.567E+05
 3.26634656E-03   3397.6 1.214E+01 5.521E+08 5.995E-05 3.950E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.478E+05
 4.20107003E-03   3415.4 1.561E+01 6.956E+08 6.696E-05 4.127E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.417E+05
 5.31356509E-03   3435.8 1.974E+01 8.663E+08 7.523E-05 4.266E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.378E+05
 6.63049170E-03   3457.5 2.463E+01 1.068E+09 8.491E-05 4.385E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.354E+05
 8.19291786E-03   3479.7 3.044E+01 1.306E+09 9.491E-05 4.254E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.339E+05
 1.00649401E-02   3503.0 3.739E+01 1.590E+09 1.054E-04 3.888E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.333E+05
 1.23044603E-02   3526.0 4.572E+01 1.928E+09 1.179E-04 3.583E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.331E+05
 1.49669099E-02   3549.0 5.561E+01 2.326E+09 1.326E-04 3.329E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.333E+05
 1.81158839E-02   3571.9 6.731E+01 2.794E+09 1.498E-04 3.120E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.338E+05
 2.18244510E-02   3595.3 8.109E+01 3.344E+09 1.700E-04 2.940E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.346E+05
 2.61774036E-02   3618.7 9.726E+01 3.986E+09 1.934E-04 2.792E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.356E+05
 3.12571091E-02   3643.6 1.161E+02 4.740E+09 2.221E-04 2.788E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.369E+05
 3.71314454E-02   3668.9 1.380E+02 5.611E+09 2.568E-04 2.944E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.384E+05
 4.39020735E-02   3694.7 1.631E+02 6.619E+09 2.972E-04 3.119E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.400E+05
 5.17037573E-02   3720.6 1.921E+02 7.779E+09 3.440E-04 3.321E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.417E+05
 6.06933717E-02   3746.1 2.255E+02 9.112E+09 3.981E-04 3.560E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.435E+05
 7.10518962E-02   3771.1 2.640E+02 1.064E+10 4.607E-04 3.853E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.452E+05
 8.29913384E-02   3795.1 3.083E+02 1.238E+10 5.328E-04 4.240E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.468E+05
 9.68281459E-02   3820.8 3.597E+02 1.442E+10 6.095E-04 4.372E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.487E+05
 1.12997160E-01   3846.1 4.198E+02 1.678E+10 6.946E-04 4.406E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.505E+05
 1.31912617E-01   3870.0 4.901E+02 1.950E+10 7.921E-04 4.482E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.522E+05
 1.54024687E-01   3892.8 5.723E+02 2.265E+10 9.039E-04 4.603E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.538E+05
 1.79859654E-01   3914.8 6.682E+02 2.627E+10 1.032E-03 4.767E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.554E+05
 2.10030157E-01   3936.1 7.803E+02 3.045E+10 1.179E-03 4.974E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.568E+05
 2.45248992E-01   3956.9 9.112E+02 3.527E+10 1.347E-03 5.223E-03 5.000E+00 0.000E+00 0.000E+00 6.582E+05
```

Şekil 2.13. ATLAS9 kodunun sonuç dosyası. 1. ve 26. satırlar arası model atmosfer parametrelerini ve opasite kaynak anahtarlarını göstermektedir. Geri kalan satırlarda ise 72 katman için fiziksel parametreler gösterilmektedir. Örnek model $T_{\rm eff}$=5100 K, $\log g$=3.57 cgs, [Fe/H]=-0.86 dex ve ξ= 0.95 (km/s) model atmsofer parametreleri için hesaplanmıştır.

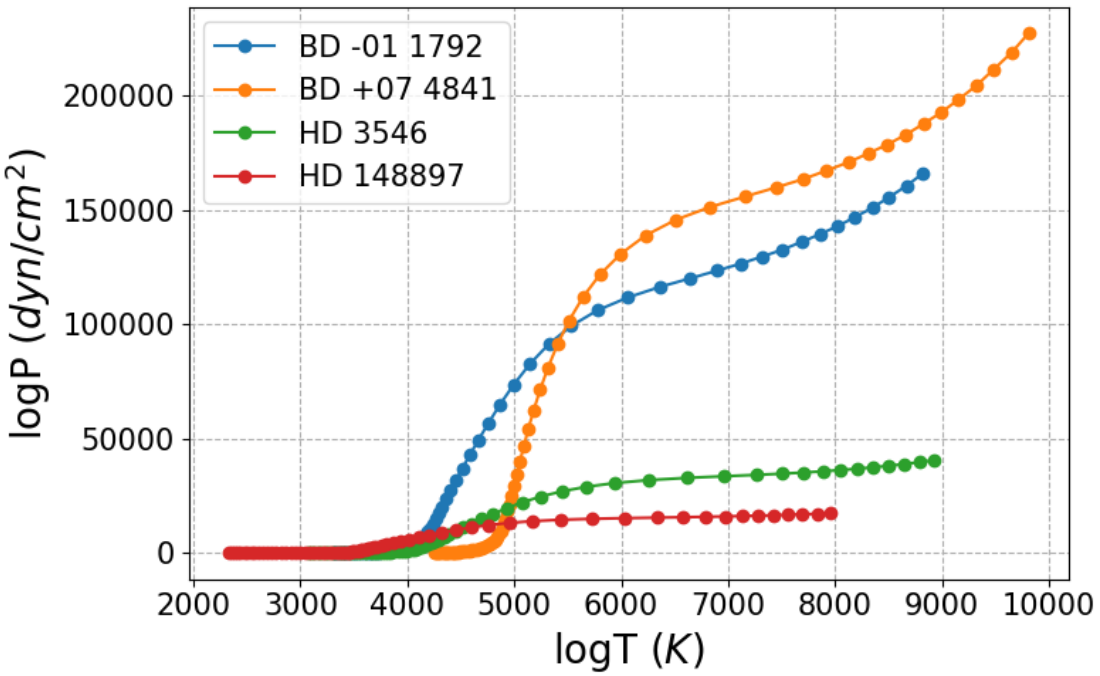
$$\frac{n_{i+1}\, n_e}{n_i} = \left(\frac{2\pi m_e kT}{h^2}\right)^{3/2} \cdot \frac{2g_{i+1}}{g_i} \cdot \exp\left(-\frac{\chi_{\rm ion}}{kT}\right) \tag{2.14}$$

Burada n_{i+1} bir üst iyonlaşma düzeyindeki atom sayısını, n_i mevcut düzeydeki atom sayısını, n_e elektron yoğunluğunu, g_{i+1} ve g_i istatistiksel ağırlıkları, $\chi_{\rm ion}$ iyonlaşma potansiyelini, k Boltzmann sabitini, T sıcaklığı, m_e elektron kütlesini ve h Planck sabitini temsil eder.

2.8.1. ATLAS9 model atmosfer kodu

ATLAS (Kurucz 1979), yaygın olarak kullanılan, evrensel bir yerel termodinamik denge (LTE) varsayımına dayalı, tek boyutlu ve düzlemsel-paralel atmosfer modelleme kodudur ve Robert Kurucz'un ağ sitesinden[1] ücretsiz olarak erişilebilmektedir. ATLAS9 formatı (Kurucz 1993), çizgi opasitesini opasite dağılım fonksiyonları (Opacity Distribution Function, ODF) yöntemiyle işler. Bu yöntem, hesaplama sürecini büyük ölçüde basitleştirir ve kısaltır (Strom ve Kurucz 1966; Kurucz 2005; Castelli 2005b). ATLAS, konvektif enerji taşınımı için karışım uzunluğu (mixing-length) şeması kullanır. Bu yöntem, çizgi opasitesinin sıcaklık ve gaz basıncına bağlı olarak, uzak morötesinden uzak kızılötesine kadar olan tüm dalga boyu aralığını kapsayan belirli sayıda dalga boyu aralığı içinde önceden tablolanmasını içerir. Castelli ve Kurucz (2004) tarafından, farklı [Fe/H] değerleri için kapsamlı ATLAS9 ODF model atmosfer gridleri hesaplanmıştır[2]. Bu gridler, Grevesse ve Sauval (1998) kaynaklı Güneş bolluklarına dayanmaktadır. Daha yakın zamanda, Kirby (2011) çalışmasında yeni bir ATLAS9 grid seti sağlamıştır; ancak o, Anders ve Grevesse (1989) bolluklarını kullanmıştır. Tez kapsamında oluşturulan model atmosfer için girdiler; etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), çekim ivmesi ($\log g$), metal bolluğu ([Fe/H]) ve mikrotürbülans hız (ξ) değerleridir (Şekil 2.13). Hesaplamalar 72 katman için yapılmıştır. ATLAS9 kodu, yıldız atmosferinin yapısını belirlemek için radyatif denge denklemini, hidrostatik denge denklemini ve hal denklemini eşzamanlı olarak çözer. Bunun sonucunda yıldıza ait parametreler Çizelge 2.1'de yer almaktadır. Şekil 2.14'da her bir dört yıldızın $logP$'ye karşılık $logT$ profili, atmosferin dış katmanlarından içe doğru sıcaklık ve basınç artışını göstermektedir. BD +07 4841 ve BD -01 1792 yıldızları daha yüksek basınç seviyelerine ulaşırken, HD 3546 ve HD 148897 yıldızları daha düşük logP değerleri ile dikkat çekmektedir. Bu farklılıklar, yıldızların yüzey kütle çekimi ve evrimsel aşamalarına bağlı olarak atmosfer yoğunluğunda ortaya çıkan değişimlerin bir yansımasıdır. ATLAS9 kodu ile model atmosfer hesaplanırken, dört anahtar ve bir girdi dosyası gerekmektedir. Gerekli olan anahtarlar, hesaplanmak istenen model atmosfer parametreleri olan $T_{\rm eff}$, $\log g$, $[Fe/H]$ ve ξ hızıdır. Girdi dosyası ise, hesaplanmak istenen modele en yakın referans model atmosferini temsil etmektedir. ATLAS9 kodu, bu referans modelini kullanarak

[1] http://kurucz.harvard.edu
[2] http://http://kurucz.harvard.edu/opacities.html



Şekil 2.14. Tez yıldızları için logaritmik sıcaklık ($logT$) ve logaritmik basınç ($logP$) ilişkisi.

istenilen atmosfer modelini interpolasyon yöntemiyle veya isteğe bağlı olarak sıfırdan hesaplamaktadır. Referans olarak kullanılan model, Fiorella Castelli'nin ağ sitesinden[3] indirilmiştir ve indirilen bu model, ODF (Opasite yoğunluk fonksiyonu) yöntemiyle hesaplanmıştır. Ayrıca, indirilen model, hedeflenen modele [Fe/H], ξ, ($T_{\rm eff}$) ve ($\log g$) bakımından en yakın olan modeldir.

Çizelge 2.1. Bir yıldız atmosfer modelinde tanımlanması gereken fiziksel parametreler.

Kısaltma	Açıklama	Kısaltma	Açıklama
RHOX	Kütle fonksiyonu	**ACCRAD**	Işınım soğurulmasından oluşan ivme
T	Sıcaklık	**V_TURB**	ξ hızı
P	Gaz basıncı	**FLXCNV**	Konvektif olarak taşınan enerji akısı
XNE	Elektron sayı yoğunluğu	**V_COMV**	Konvektif taşınım hızı
ABROSS	Rosseland opasitesi	**V_ELSND**	Ses hızı

2.9. Model Atmosfer Parametre Tayini

Yıldızların model atmosfer parametrelerinin tayini oldukça kritik ve elzemdir. Yıldızlara dair edindiğimiz bilgiler, temel fiziksel parametreleri olan etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$), metal bolluğu ([Fe/H]) ve mikrotürbülans hız (ξ) değerinde saklıdır. Bu

[3] https://wwwuser.oats.inaf.it/fiorella.castelli/

büyüklüklerin doğru şekilde elde edilmesi, yıldıza ait kimyasal bolluklarının güvenilir bir biçimde belirlenebilmesi demektir. Model atmosfer parametrelerinin hesabı için klasik tayfsal analiz yöntemi kullanılmıştır.

2.9.1. Klasik tayfsal analiz yöntemi

Klasik Tayfsal Analiz yönteminde model parametreler, Sneden (1973) tarafından yayımlanan MOOG kodu ile ve kodun abfind rutini kullanılarak tayin edilmiştir. MOOG kodu için gereksinim duyulan girdilerden bir diğeri hesaplanmış model atmosferdir. Bu aşamada ATLAS9 (Castelli ve Kurucz, 2004) kodu kullanılmıştır. Yıldız atmosferindeki uyarılma ve iyonizasyon dengeleri koşulları göz önünde bulundurularak model parametreleri hesaplanmıştır. İyonizasyon dengesi koşulunun uygulanabilmesi için bir elementin iki farklı iyonizasyon seviyesine ait çizgilerin tayfta bulunması gerekmektedir. Analizi gerçekleştirilmiş tayfta Fe grubu elementlerine ait çok sayıda geçiş bulunmaktadır. Bu yüzden model parametrelerinin belirlenmesi aşamasında Fe elementi tercih edilmiştir. Etkin sıcaklık, Fe çizgilerinden hesaplanan bollukların uyarılma potansiyeline göre değişmemesi koşulu göz önüne alınarak belirlenmiştir. Çekim ivmesi ise Fe I ve Fe II geçişleri arasında iyonizasyon dengesi sağlanarak hesaplanmıştır. Ek olarak Ti I, Ti II, Cr I ve Cr II geçişleri de dengelenerek sonuçlar desteklenmiştir. ξ hızı, bollukların eşdeğer genişlik değerlerine bağlılık göstermemesi koşulu ile belirlenmiştir. Böylece zayıf ve güçlü çizgilerden elde edilen bolluklar tutarlı hale getirilmiştir. Sonuç olarak element bolluk hesaplamalarında kullanılmak üzere atmosfer parametreleri elde edilmiştir.

2.10. Element Bolluk Hesabı

Bir yıldızın kimyasal bolluk analizinin gerçekleştirilebilmesi için geleneksel olarak kullanılan eşdeğer genişlik yöntemi, yıldız atmosferinde yer alan çeşitli atomik türlerin oluşturduğu soğurma çizgilerinin eşdeğer genişlikleri ölçümüdür. Bu yöntem ile yıldızın tayfında gözlenen temiz (blend olmayan yani yakın çizgi profili iç içe girmemiş) ve çok şiddetli olmayan çizgilerin bollukları belirlenebilmektedir. Herhangi bir yıldızın tayfında belirlenen çizgilerin eşdeğer genişliklerinin ölçümlerindeki hatalar yıldızın bolluk analizi sonuçlarını etkilemektedir. Bu nedenle, bir yıldızın farklı araştırmacılar tarafından yapılan kimyasal bolluk sonuçları arasındaki farklılıkları belirleyebilmek için hesaplanmış

çizgi eşdeğer genişliklerinin karşılaştırılması gerekmektedir. Yıldızlarda çizgi tanıları yapılırken göz önünde bulundurulan en önemli parametreler çizginin oluştuğu dalgaboyu ve laboratuvar çalışmaları ile belirlenen çizgi şiddetleridir. Tayf çizgi tanılarına başlarken öncelikle şiddetli ve temiz çizgilerden başlanmalıdır. Herhangi bir elemente ait şiddetli bir çizgi tanısı yapıldığında, bu elementin aynı multipletinin diğer çizgileri de araştırılmalıdır. Bu olay bize tanımladığımız çizginin doğru elemente ait olup olmadığına dair bilgi verir. Bir tayf çizgisinin ne kadar şiddetli olacağının belirlenebilmesi için yıldızın etkin sıcaklığının, yüzey çekim ivmesinin, ilgili çizginin osilatör şiddetinin ve çizgiyi oluşturan madde miktarının bilinmesi gerekir. Çizgi tanısı yapılacak yıldızın tayfına benzer tayf türünden olan yıldızların çizgi tanı listelerine bakmak çizgi tanısı konusunda kolaylık sağlayacaktır. İncelenen tayfların yüksek kaliteli olması, atom ve iyonlara ait son tanı listelerinin kullanılması, çizgi tanı kalitesini yükseltir ve zayıf çizgilerin de tanımlanmasını kolaylaştırır. Çizgilerin eldeki spektrumlarda bulunup bulunmadığına, eğer varsa olanların kaynaşık (blend) halde olmamasına, tellurik çizgilerin (Dünya atmosferinden kaynaklı soğurma çizgileri) olduğu bölgeye denk gelmemesine dikkat edilmelidir. Bolluk analizi yıldızların atmosferinde yer alan çeşitli atomların oluşturduğu soğurma çizgilerinin eşdeğer genişliklerinin ölçülmesiyle gerçekleştirilebilir. Bu nedenle eşdeğer genişliğin ölçülebildiği çizgiler seçmeye dikkat edilmelidir. Eşdeğer genişlik yönteminin yetersiz kaldığı durumlarda ise tayf sentez yöntemine başvurulmaktadır.

2.11. Tayf Sentez Yöntemi

Yıldız tayfında ölçülen çizgi şiddetlerinin kimyasal bolluklarının daha hassas bir şekilde belirlenebilmesi için başvurulan alternatif bir diğer yöntem ise tayf sentez yöntemidir. Tayf sentez yönteminde teorik olarak üretilmiş sentetik tayflar ile gözlemsel tayflar karşılaştırılarak kaynaşık (blend) yapıdaki çizgilerin tayfa olan katkısı ayrıştırılır ve nihai element bollukları elde edilir.

2.12. Yaş Analizleri

Bayes temelli yaş tayini, yıldızların yaşını belirlemek amacıyla olasılık yoğunluk fonksiyonu üzerine kurulmuş bir metottur. Literatürde ilk kez Pont & Eyer (2004) tarafından geç tip cüce yıldızların yaşları hesaplanarak güvenilir olasılık dağılım

fonksiyonu sunulmuştur. Genellikle simülasyon verileri kullanılmıştır. Ancak bu çalışma yaş tahmininin nasıl seçileceğini, yaşlar için güven aralıklarının nasıl belirleneceğini açıkça tartışmamaktadır. Daha sonra bu metot, Jorgensen & Lindegren (2005) tarafından geliştirilmiştir ve yıldızların yaş tahmininde $G(\tau)$ fonksiyonu kullanılarak maksimum noktası en olası yaş kabul edilmiştir. Simülasyon verileri yerine gerçek yıldız katalogları kullanılmıştır. Bu yöntemde τ, ζ ve m parametrelerini bağımsız değişken olarak kabul edilir ve denklem 2.15 ile ifade edilir.

$$f(\tau, \zeta, m) \propto f_0(\tau, \zeta, m) \times \mathcal{L}(\tau, \zeta, m) \tag{2.15}$$

Bu denklemde (τ); yaşı, (ζ); [Fe/H]'yi ve (m); kütleyi temsil etmektedir. Bu parametreler teorik model parametrelerdir. burada f_0 başlangıç olasılık yoğunluk fonksiyonunu (prior probability density) ve L ise teorik ve gözlemsel değerlerin karşılaştırılmasını sağlayan olabilirlik (likelihood function) fonksiyonunu temsil eder ve f_0 fonksiyonu şu şekilde ifade edilir,

$$f_0(\tau, \zeta, m) = \psi(\tau)\phi(\zeta)\xi(m) \tag{2.16}$$

Denklem 2.16'da $\psi(\tau)$; yıldız oluşum oranını, $\varphi(\zeta)$; [Fe/H] dağılımını ve $\xi(m)$; başlangıç kütle fonksiyonunu temsil etmektedir. Bu durumda, L olabilirlik fonksiyonu ise;

$$L(\tau, \zeta, m) = \left(\prod_{i=1}^{n} \frac{1}{(2\pi^{1/2})\sigma_i} \right) \exp(-\frac{\chi^2}{2}) \tag{2.17}$$

şeklinde tanımlanır ve burada χ aşağıdaki şekilde ifade edilir.

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^{n} \left(\frac{q_i^{obs} - q_i^{model}(\tau, \zeta, m)}{\sigma_i} \right)^2 \tag{2.18}$$

Burada q_i güzlemsel ve model parametreleri ifade eden bir fonksiyondur ve σ_i ise her parametrenin hatasını temsil eder. Denklem 2.15, $\iiint f(\tau, \zeta, m)\, d\tau\, d\zeta\, dm = 1$ koşulu altında, kütlenin, yaşın ve metal bolluğunun Galaktik yapılarla ilişkili fonksiyonları etkilemediği varsayımıyla; teorik evrim modelleri üzerinden $d\zeta$ ve dm adımlarıyla metal bolluğu ve kütle parametreleri boyunca integrasyon yapıldığında, denklem 2.19'da görüldüğü üzere yıldıza ait yaş parametresinin olasılık yoğunluk fonksiyonu elde edilir.

$$f(\tau) \propto \psi(\tau) G(\tau) \tag{2.19}$$

Bu parametreler ise gözlemsel olarak elde edilen model parametrelerdir. Dolayısıyla bu fonksiyon, teorik model parametreleri ile gözlemsel olarak elde edilen model atmosfer parametrelerinin karşılaştırılmasıyla elde edilen yaşa ait olasılık yoğunluk fonksiyonudur.

Bahsi geçen karşılaştırma işlemi için eş-yaş eğrileri kullanılmaktadır. Bu eş-yaş eğrileri fit edilmesinde α-element bolluk değerleri dikkate alınır. Tez kapsamında kullanılan eş-yaş eğrileri için PARSEC yıldız eş-yaş eğrileri veritabanının CMD 3.88 sürümü kullanılmıştır (Bressan vd. 2012).

Yıldızın metal bolluğu $[\mathrm{Fe/H}]$, yaşının hesaplanmasında kullanılmak üzere kütle oranı z'ye dönüştürülmüştür. Bu dönüşüm, Bovy vd. (2012)[4] tarafından uygulanan ifadeye dayanmaktadır:

$$z = \frac{z_x - 0.2485 \times z_x}{2.78 \times z_x + 1} \tag{2.20}$$

$$z_x = 10^{\left[[\mathrm{Fe/H}] + \log\left(\frac{z_\odot}{1 - 0.248 - 2.78 \times z_\odot}\right)\right]} \tag{2.21}$$

Burada z helyumdan ağır elementleri ve z_x ise ara fonksiyonu (operational function) temsil eder. $z_\odot$, Güneş'in metal bolluğu olup 0.0154 olarak kabul edilmiştir (Bressan vd. 2012).

Tez kapsamında kullanılan ve eş-yaş eğrilerini içeren model grid, şu özellikleri sergilemektedir: $log\tau$ (yaş) uzayında, $6 \leq \log \tau(Gyr) \leq 10.13$ aralığında 0.05 Gyr'lık artımlarla tercih edilmitşir; metal bolluğu Z için ise, $0 \leq Z(dex) \leq 0.03$ aralığında 0.0005'lik adımlarla değerler alınmıştır. Yaş analizlerinde kritik husus tez yıldızları için atmosfer parametreleerinin (T_{eff},$\log g$,[Fe/H], ξ) hassas bir şekilde belirlenmiş olmasıdır. Bu kapsamda incelenen yıldızların evrim durumları da (turn off, main sequence, giant) eş-yaş uydurma işleminde son derece önemlidir.

[4] https://github.com/jobovy/isodist/blob/master/isodist/Isochrone.py

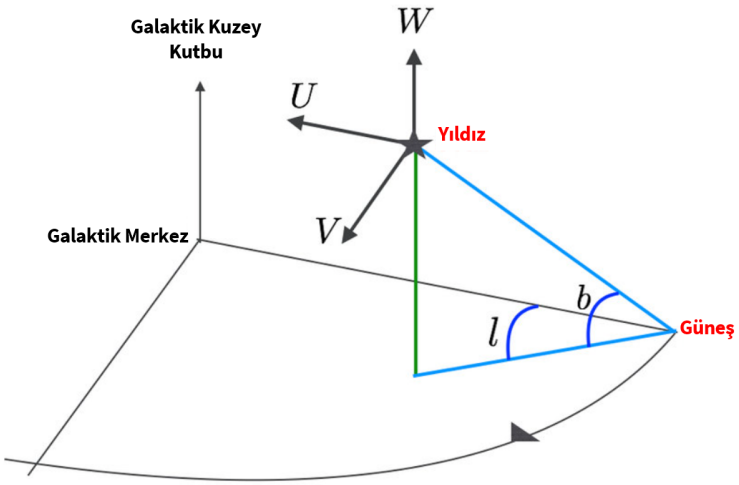
2.13. Markov Zinciri Monte Carlo (MCMC) Yaş Analizleri

Tez çalışması kapsamında analiz edilen yıldızların yaşlarının doğru şekilde belirlenmesi, evrimsel geçmişlerinin ve potansiyel kökenlerinin belirlenmesi aşamasında büyük önem taşımaktadır. Bu nedenle, yıldız yaşları, maksimum olabilirlik (maximum-likelihood) tahmini ve eş-yaş eğrileri mdoel gridleri temelinde çalışan Markov Zinciri Monte Carlo (MCMC) yöntemi tercih edilerek hesaplanmıştır. Kullanılan yöntem, yüksek hassasiyet sunmasına rağmen sürekli bir parametre uzayını tam anlamıyla temsil edememektedir. Dolayısıyla yaş tahminlerinde belirsizliklerin artmasına ve MCMC yönteminde kullanılan "walker"ların parametre uzayında serbestçe hareket etmelerini sınırlayan bir etki yaratmaktadır. Bu kısıtlamaları azaltmak ve çözünürlüğü artırmak amacıyla, grid tabanlı modellemeye ara değerlerin eklenmesi yoluyla enterpolasyon uygulanmıştır. Bu kapsamda, Python'un SciPy kütüphanesinde bulunan Delaunay enterpolasyon algoritmasından yararlanılmıştır (Virtanen et al. 2020). Söz konusu algoritma, üç boyutlu parametreler arasında düzgün bir enterpolasyon gerçekleştirerek ayrık grid yapısından kaynaklanan hatalarını minimize etmektedir. Uygulanan yöntem kapsamında Delaunay interpolasyon yöntemi kullanılarak model gridler üzerinde istenilen gözlemsel parametreleri temsil eden (I(Z, τ , M) $\rightarrow$ θ) bir fonksiyon türetilmiştir. Bu sürekli fonksiyon sayesinde, farklı θ parametre kümeleri için hem Markov Zinciri Monte Carlo (MCMC) yöntemi hem de maksimum olabilirlik yaklaşımı kullanılarak yıldızların yaşları hesaplanmıştır.

MCMC işlemi sırasında kullanılan maksimum olabilirlik fonksiyonu şu şekildedir,

$$\log \psi = -\frac{1}{2} \sum \left(\frac{\theta_i^{\text{obs}} - \theta_i^{\text{model}}}{\sigma_i} \right)^2 \tag{2.22}$$

Burada ψ, maksimum olabilirlik fonksiyonunu, θ_i^{obs} gözlemsel parametreleri (örneğin MG ve $(G_{BP}G_{RP})_0$ renkleri ya da T_{eff}, log$g$, [Fe/H]) ve θ^{model} ise interpolasyon yoluyla eş-yaş eğrilerinden elde edilen model parametrelerini ifade eder. σ_i ise her bir gözlemsel parametreye ait belirsizlikleri temsil etmektedir. Fonksiyon, gözlemsel ve model parametreleri arasındaki sapmaları, ölçüm belirsizliklerini dikkate alarak istatistiksel olarak ağırlıklandırır ve bu farkların karesel toplamını minimize ederek en uygun yaş tahminini sağlar. Yaş tahminlerinin elde edilmesinde, her bir yıldızın giriş parametreleri 22 farklı "walker" aracılığıyla 5000 iterasyon boyunca örneklenmiştir. Bu süreç sonunda elde



Şekil 2.15. Galaktik uzay hız bileşenleri temsili görseli. l; Galaktik boylam açısı., b;Galaktik enlem açısı.

edilen ardıl (posterior) dağılımlar üzerinden medyan yaş değeri belirlenmiş; belirsizlikler ise medyan değerin $\pm 1\sigma$ (standart sapma) aralığında tanımlanarak ifade edilmiştir. Bu yöntem, gözlemsel parametrelerdeki belirsizlikleri doğrudan modele entegre ettiği için, yaş tahminlerinde yüksek derecede istatistiksel güvenilirlik sağlamaktadır. Yaş analizleri, yıldızların evrimsel süreçlerini anlamada kritik bir öneme sahip olsa da, bu bilgilerin galaktik evrim çerçevesinde daha kapsamlı bir şekilde değerlendirilebilmesi için, yıldızların galaktik yörüngeleri ve kinematik özellikleriyle birlikte ele alınmaları gerekmektedir. Bir yıldızın yaşına ek olarak, gökada içerisindeki hareketi, sahip olduğu yörüngenin şekli, galaktik düzlemden ne kadar sapma gösterdiği ve hangi galaktik potansiyel altında hareket ettiği, onun oluşum bölgesi, ait olduğu galaktik bileşen ve olası göç geçmişi hakkında önemli ipuçları sunar. Bu nedenle, bu tez kapsamında incelenen yıldızların yalnızca yaşları değil, aynı zamanda kinematik yapılarına ve yörüngesel dinamiklerine de odaklanılmış; bu analizler bir sonraki alt başlıklarda ayrıntılı biçimde sunulmuştur.

2.14. Kinematik ve Yörünge Dinamik Analizler

Yıldızların uzay hareketlerini analiz edebilmek için gözlemsel hız bileşenleri olan öz hareket, radyal hız ve paralaksın Galaktik hız bileşenleri olan U,V ve W hızlarına dönüştürülmesi gerekmektedir. Bu dönüşüm literatürde ilk kez Johnson ve Söderblom

(1987) tarafından tanımlanan koordinat dönüşüm matrisi aracılığı ile gerçekleştirilir. Bu dönüşümle birlikte hata propagasyonu ile U,V ve W hata matrisleri (kovaryans matrisleri) de elde edilebilir. Gözlemsel veriler şu fiziksel niceliklerden oluşur:

- $\mu_\alpha \cos\delta$: sağ açıklık yönündeki öz hareket (mas/yr),
- μ_δ: dik açıklık yönündeki öz hareket (mas/yr),
- π: paralaks (mas),
- V_r: radyal hız (km/s),
- α, δ: yıldızın ekvatoryal koordinatları.

Bu veriler kullanılarak yıldızın göreli hız vektörü hesaplanır ve ardından aşağıdaki dönüşüm uygulanır:

$$\begin{bmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin b \end{bmatrix} = T \begin{bmatrix} \cos\delta \cos\alpha \\ \cos\delta \sin\alpha \\ \sin\delta \end{bmatrix} \tag{2.23}$$

$$T = \begin{bmatrix} -0.0548755604 & -0.8734370902 & -0.483835015 \\ +0.4941094279 & -0.4448296300 & +0.7469822445 \\ -0.8676661490 & -0.1980763734 & +0.4559837762 \end{bmatrix} \tag{2.24}$$

Burada $\mathbf{T}$, yıldızın ekvatoryal hız bileşenlerini Galaktik koordinat sistemine dönüştüren 3×3'lük sabit bir rotasyon matrisidir (Johnson & Soderblom, 1987). Bu dönüşüm, Uluslararası Astronomi Birliği (IAU) tarafından tanımlanan Galaktik koordinat sistemine dayalı olarak tanımlanmış olup, yıldızların uzay hızlarının Galaktik bağlamda incelenmesini sağlar.

Devamında A matrisi uzay hızı bileşenlerinin hesaplanmasında kullanılır ve uzay hızı hesaplanacak olan cismin verileri kullanılarak hesaplanır.

$$A = \begin{bmatrix} \cos\alpha\cos\delta & -\sin\alpha & -\cos\alpha\cos\delta \\ \sin\alpha\cos\delta & \cos\alpha & -\sin\alpha\cos\delta \\ \sin\delta & 0 & \cos\delta \end{bmatrix} \tag{2.25}$$

Bu bağıntılar ile birlikte B matrisi, T matrisi ile A matrisinin çarpımı ile yıldızların uzay hızları elde edilir (B = T x A). k parametresi ise sabit değere sahiptir (k = 4,74047).

$$\begin{bmatrix} U \\ V \\ W \end{bmatrix} = B \begin{bmatrix} V_{\mathrm{R}} \\ k\mu_\alpha/\pi \\ k\mu_\delta/\pi \end{bmatrix} \tag{2.26}$$

Uzay hızı hata hasabı için yıldızların α ve δ ekvatoral koordinatlarının hatasız olduğu varsayılır. Buna göre uzay hızındaki hatalar, sağ açıklık ve dik açıklık parametrelerindeki öz hareketlere (μ_α ve μ_δ), paralaks (π) ve radyal hıza ($\mathrm{V_R}$) bağlıdır.

$$\begin{bmatrix} \sigma_U^2 \\ \sigma_V^2 \\ \sigma_W^2 \end{bmatrix} C = \begin{bmatrix} \sigma_{V_{\mathrm{R}}}^2 \\ \left(\frac{k}{\pi}\right)^2 \left[\sigma_{\mu_\alpha}^2 + \left(\mu_\alpha \frac{\sigma_\pi}{\pi}\right)^2\right] \\ \left(\frac{k}{\pi}\right)^2 \left[\sigma_{\mu_\delta}^2 + \left(\mu_\delta \frac{\sigma_\pi}{\pi}\right)^2\right] \end{bmatrix} + \frac{2\mu_\alpha\mu_\delta k^2\sigma_\pi^2}{\pi^4} \begin{bmatrix} T_{11}A_{12} + T_{12}A_{22} + T_{13}A_{32}, & T_{11}A_{13} + T_{12}A_{23} + T_{13}A_{33} \\ T_{21}A_{12} + T_{22}A_{22} + T_{23}A_{32}, & T_{21}A_{13} + T_{22}A_{23} + T_{23}A_{33} \\ T_{31}A_{12} + T_{32}A_{22} + T_{33}A_{32}, & T_{31}A_{13} + T_{32}A_{23} + T_{33}A_{33} \end{bmatrix} \tag{2.27}$$

Hata hesabı için kullanılan bu denklemde B matrisinin her bir elemanın karesi alınarak C matrisi oluşturulmuştur.

Galaktik hız bileşenlerinin (U, V, W) güvenilir şekilde yorumlanabilmesi için, gözlemsel belirsizliklerin bu bileşenler üzerindeki etkilerinin dikkate alınması gereklidir. Bu amaçla hata yayılımı (error propagation) yöntemi kullanılır. Bu matris dönüşümü, gözlemsel hataların uzay hızı bileşenleri üzerindeki etkisini sistematik olarak yansıtarak,

hem bireysel hata bileşenlerini (σ_U, σ_V, σ_W) hem de bileşenler arası korelasyonları değerlendirmeye olanak tanır.

Tez kapsamında seçilen dört yıldızın kinematik analiz aşamasında kullanılmak üzere; ekvatoral ve Galaktik koordinatları, öz hareket, dikine hız ve paralaks (uzaklık) verileri için Gaia DR3 sürümü tercih edilmiştir (Gaia DR3, 2022). Gaia uydusu, 27 Temmuz 2014'ten 15 Ocak 2025'e kadar Samanyolu galaksimiz ve ötesinde iki milyar yıldız ve diğer nesnenin üç trilyondan fazla gözlemini gerçekleştirerek hareketlerini, parlaklıklarını, sıcaklıklarını ve bileşimlerini haritalamıştır. Gaia'nın olağanüstü hassas üç boyutlu haritası, galaksimizin kökeni, yapısı ve evrimsel geçmişiyle ilgili çok çeşitli önemli soruları ele almak için gereken verileri sağlamıştır. Samanyolu'nun halodan yıldız oluşum bölgelerine kadar tüm ana bileşenlerini sistematik olarak kapsayarak, kinematik ve element bolluklarının dağılımları üzerine ilk homojen genel görünümü sunmuştur. Galaktik iç ve dış bulge bölgeleri, iç ve dış kalın ve ince diskler, halo ve bilinen halo akıntılarını kapsamaktadır. Gözlemler, mümkün olduğunca $+10^\circ \geq \delta \geq -60^\circ$ sınırlarıyla kısıtlanmıştır. bu sayede hava kütlesi etkisi en aza indirilmeye çalışılmıştır.

Kinematik analizler için yıldızlara ait uzay hızlarının (U,V,W) hesaplanması gerekmektedir. Yıldızların farklı yörüngeleri ve kinematik özellikleri, onların Galaksi'nin farklı bölgelerine ait olup olmadıklarını ayırt etmede oldukça önemlidir. Bir yıldızın kinematiği üç hız bileşeniyle tanımlanır: galaktik merkeze doğru olan radyal hızı (U), galaktik dönme yönündeki dönme hızı (V) ve galaktik düzleme dik yöndeki dikey hızı (W). İnce disk yıldızları genellikle yüksek dönme hızı gösterirken, dikey hızları düşüktür. Kalın disk yıldızlarının dikey hızları biraz daha yüksektir. Halo yıldızları ise en yüksek dikey hızlara sahip olma eğilimindedir ve neredeyse hiç dönme hareketi göstermezler. Örneğin, Güneş gibi ince disk yıldızları küçük dikey hızlara sahiptir ve galaktik düzlem içinde kalma eğilimindedir. Güneş çevresindeki yıldızların kinematiği, Galaksi'nin yapısı ve evrimi hakkında çok önemli bilgiler sunar. Ancak gözlemler Güneş'e göre yapıldığından, Güneş'in durağan olmaması nedeniyle elde edilen kinematik parametrelerin Yerel Durağanlık Noktası (Local Standard of Rest, LSR)'na göre düzeltilmesi gerekmektedir. LSR, Güneş'in bulunduğu noktada, Galaksi'nin kütle çekim potansiyeli içinde dairesel yörüngede hareket eden varsayımsal bir yıldızın referans çerçevesi olarak tanımlanır. Dolayısıyla Güneş'in bu standart referansa göre olan özgün hız bileşenlerinin (U, V, W) belirlenmesini gerektirir.

Coşkunoğlu vd. (2011) tarafından LSR düzeltmesi $U_\odot$ = 8.50 ± 0.29, $V_\odot$ = 13.38 ± 0.43, $W_\odot$ = 6.49 ± 0.26 km/s rapor edilmiştir.

Yıldızların uzay hız bileşenlerindeki bu etkinin giderilmesi için diferansiyel hız düzeltmesinin de yapılması gerekmektedir. W bileşen Kuzey Galaktik Kutup yönünde olduğundan uzay hız bileşenini etkilemeyecektir. Dolayısıyla diferansiyel dönme düzeltilmesi sadece U ve V uzay hızı bileşenlerine yapılır. Diferansiyel dönme düzeltmesi için Mihalas ve Binney (1981) tarafından verilen bağıntı kullanılmıştır. U ve V uzay hızı bileşeni için bu bağıntı aşağıdaki denklemler ile verilmektedir.

$$dU = V_{\mathrm{R}} \cos l - V_{\mathrm{T}} \sin l \tag{2.28}$$

$$dV = V_{\mathrm{R}} \sin l - V_{\mathrm{T}} \cos l \tag{2.29}$$

$$V_{\mathrm{R}} = Ad \sin 2l \tag{2.30}$$

$$V_{\mathrm{T}} = d(A \cos 2l + B) \tag{2.31}$$

Burada $\mathrm{V_R}$ radyal hız ve $\mathrm{V_T}$ ise teğetsel hız bileşendir. Bu bileşenler, 2.24 ve 2.25 no'lu denklemler ile tanımlanır. Denklemlerdeki A ve B sabitleri Oort sabitleri[5] olarak bilinir ve değerleri Mihalas ve Binney, (1981) çalışmasından alınmıştır (A = 14.8 km/s kpc^{-1} ve B = 12.4 km/s kpc^{-1}).

Popülasyon belirlemede kullanılan bağıntı:

$$\frac{TD}{D} = \frac{X_{TD}}{X_D} \cdot \frac{f_{TD}}{f_D}, \quad \frac{TD}{H} = \frac{X_{TD}}{X_H} \cdot \frac{f_{TD}}{f_H} \tag{2.32}$$

ile ifade edilmektedir.

X_D, X_{TD}, X_H sırasıyla ince disk, kalın disk ve halo için yerel uzay yoğunluklarını temsil etmektedir; bu değerler sırasıyla 0.94, 0.06 ve 0.0015'tir (Robin vd. 1996; Buser vd. 1999; Cabrera-Lavers vd. 2007, Bensby vd. 2003, 2005). $\frac{\mathrm{TD}}{\mathrm{D}}, \frac{\mathrm{TD}}{\mathrm{H}}$: Yerel uzay yoğunluğunda hangi popülasyonun (ince disk, kalın disk veya halo) baskın olduğunu

[5]Gökadamızın dönüş özelliklerini temsil eden sabitlerdir.

gösterir. f (probability density): Yıldızın belirli bir Galaktik popülasyona (ince disk, kalın disk, halo) ait olma ihtimal yoğunluğunu ifade eder ve aşağıdaki şekilde tanımlanır:

$$f = \frac{1}{(2\pi)^{3/2}\,\sigma_U\sigma_V\sigma_W}\,\exp\left[-\frac{U^2}{2\sigma_U^2} - \frac{(V - V_{\text{asym}})^2}{2\sigma_V^2} - \frac{W^2}{2\sigma_W^2}\right] \tag{2.33}$$

Burada U, V, W: Yıldızın uzay hızı bileşenlerini (LSR'ye göre), $\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W$: uzay hızı dispersiyonlarını ve V_{asym} ise asimetrik sürüklenme hızını (asymmetric drift velocity) temsil eder. Bu, yıldızların ortalama dönme hızlarının LSR'den sapmasını gösterir.

Yıldızları galaktik bileşenlere ayırmak için literatürde sıklıkla başvurulan başlıca iki kaynak mevcuttur. Bu kaynaklar Bensby vd. (2003) ve Schuster vd. (2006) tarafından belirlenen kriterlerdir. Bensby vd. (2003) çalışmasında olasılıksal yöntem kullanılmıştır. Yıldıza ait U,V ve W hızlarını kullanarak yıldızın ince disk, kalın disk ve halo bileşenlerine ait olma olasılığını hesaplamışlardır. Bu kritere göre:

- $TD/D < 0.1$: İnce Disk
- $0.1 \leq TD/D \leq 10$: Geçiş bölgesi (disk karışımı)
- $TD/D > 10$: Kalın Disk

yıldızın bileşene ait olma olasılığı belirlenmektedir. Burada (TD), kalın disk, (D) ise ince diski temsil eder.

Galaktik popülasyonlarının belirlenmesi aşamasında sıklıkla başvurulan diğer bir kaynak olan Schuster vd. (2006) çalışmasında ise toplam uzaysal hız büyüklüğüne göre bir kriter önermişlerdir. Yıldızın toplam uzaysal hız büyüklüğü şu şekilde tanımlanır:

$$V_{\text{tot}} = \sqrt{U^2 + V^2 + W^2} \tag{2.34}$$

Elde edilen toplam uzaysal hız büyüklüğüne göre kriter belirlenir:

- $V_{\text{tot}} < 50\,\text{km}\,\text{s}^{-1}$: İnce Disk
- $50 \leq V_{\text{tot}} < 180\,\text{km}\,\text{s}^{-1}$: Kalın Disk
- $V_{\text{tot}} \geq 180\,\text{km}\,\text{s}^{-1}$: Halo

Tez yıldızlarının Galaktik yörünge parametrelerinin elde edilmesinde `galpy` kütüphanesindeki `MWPotential2014` potansiyel modeli kullanılmıştır. `MWPotential2014` modeli, Samanyolu'nun basitleştirilmiş bir temsilidir ve potansiyelin dış merkezlilik ve zamandan bağımsız olduğu varsayılmaktadır. Model; küresel bir bulge, karanlık madde halosu ve Miyamoto-Nagai disk potansiyelinden oluşur (Miyamoto vd. 1975). Küresel bulge, Samanyolu'nun kütle dağılımını temsil eder ve Bovy vd. (2015) tarafından tanımlandığı şekilde küresel bir kuvvet yasasına dayalı yoğunluk profili olarak modellenmiştir. Bu analizde Galaktik merkezden uzaklık $R_{\rm GC} = 8\,{\rm kpc}$ ve yörünge hızı $V_{\rm rot} = 220\,{\rm km\,s^{-1}}$ olarak kabul edilmiştir (Bovy vd. 2015, Bovy vd. 2012). Ayrıca, Güneş'in Galaktik düzlemden olan uzaklığı Chen vd. (2000) tarafından belirtildiği şekilde $27 \pm 4\,{\rm pc}$ olarak alınmıştır. Yıldızlara ilişkin Galaktik yörüngeler zamanda 5000 milyon yıllık adımlarla yıldızın Galaksideki şu anki pozisyonunda 5 Gyr'lık bir yaşa kadar zamanda geriye entegre edilmiştir. Elde edilen yörünge parametreleri çizelge 3.8'de listelenmiştir. Bu çizelgedeki R_a ve R_p sırasıyla apogalaktik ve perigalaktik uzaklıklar, e_p planer dış merkezlik, $Z_{\rm max}$ ise galaktik merkezden olan maksimum dikey uzaklığını temsil eder. Galaktik yörünge parameterleri hatalar, öz hareket bileşenleri, trigonometrik paralaks ve dikine hız bileşenlerdeki hatalar dikkate alınarak hesaplanmıştır. R-Z yıldızların galaktik merkezden olan uzaklıklarını karşılılı farklı zamanlarda galaktik düzleme dik doğrultudaki konumları şekil 3.23'te gösterilmiştir.

Samanyolu'nun galaktik potansiyeli üç temel bileşenine ait potansiyel ifadeleri aşağıda verilmiştir.

- **Halo Potansiyeli (NFW Profili):**

$$\Phi_{\rm halo}(r) = -\frac{GM_{\rm halo}}{r} \ln\left(1 + \frac{r}{r_s}\right) \tag{2.35}$$

  Burada $M_{\rm halo}$ hâlo kütlesi, r_s karakteristik ölçek yarıçapı ve r galaktosentrik uzaklıktır.

- **Disk Potansiyeli (Miyamoto–Nagai Profili):**

$$\Phi_{\rm disk}(R, z) = -\frac{GM_{\rm disk}}{\sqrt{R^2 + \left(a + \sqrt{z^2 + b^2}\right)^2}} \tag{2.36}$$

Burada M_{disk} disk kütlesi, R galaktik düzlemdeki radyal uzaklık, z düzlemden dikey uzaklık, a ve b ise ölçek uzunluklarıdır.

- **Bulge Potansiyeli (Küresel Güç Yasası Yaklaşımı):**

$$\Phi_{\text{bulge}}(r) = -\frac{GM_{\text{bulge}}}{r + c} \tag{2.37}$$

Burada M_{bulge} bulge kütlesi ve c ölçek yarıçapıdır.

Bu bileşenlerin toplamı, Samanyolu'nun galaktik potansiyelini şu şekilde verir:

$$\Phi_{\text{total}}(R, z) = \Phi_{\text{halo}}(r) + \Phi_{\text{disk}}(R, z) + \Phi_{\text{bulge}}(r) \tag{2.38}$$

Burada $r = \sqrt{R^2 + z^2}$ şeklinde tanımlanır.

Milkway potansiyel modeline ek olarak Samanyolu'nun kütle dağılımını daha gerçekçi bir şekilde temsil eden *McMillan17* potansiyel modeli de bulunmaktadır. *McMillan17* potansiyeli, galaksinin temel bileşenleri olan ince disk, kalın disk, bulge ve karanlık madde halosunu ayrı ayrı tanımlayan ve gözlemsel verilerle kalibre edilmiş bir modeldir (McMillan, P. J. (2017)). Modelde, yıldız diski iki bileşenle temsil edilir: ince disk ve kalın disk. Her bir disk bileşeni için yoğunluk dağılımı şu şekilde tanımlanır:

$$\rho_{\text{disk}}(R, z) = \frac{\Sigma_0}{2z_d} \exp\left(-\frac{R}{R_d}\right) \exp\left(-\frac{|z|}{z_d}\right) \tag{2.39}$$

Burada Σ_0 merkezdeki yüzey yoğunluğunu, R_d radyal ölçek uzunluğunu ve z_d dikey ölçek yüksekliğini temsil etmektedir. Karanlık madde halosu, Navarro-Frenk-White (NFW) tipi bir yoğunluk profiliyle modellenmiştir:

$$\rho_{\text{halo}}(r) = \frac{\rho_0}{\left(\frac{r}{r_s}\right)\left(1 + \frac{r}{r_s}\right)^2} \tag{2.40}$$

Burada ρ_0, halonun merkez yoğunluğunu, r_s ise karakteristik yarıçapı belirtir. Bulge bileşeni ise merkezde yoğunlaşmış, küresel bir yapı olarak tanımlanmış ve genellikle Sersic profiline benzer bir şekilde modellenmiştir. Tüm bu bileşenlerin toplamı, Galaktik kütle dağılımını ve buna karşılık gelen yerçekimsel potansiyeli elde etmek amacıyla bir araya getirilmiş ve Poisson denklemi ile potansiyele dönüştürülmüştür. *McMillan17* potansiyeli,

özellikle Gaia verileriyle uyumlu çalışmalarda, yıldızların galaktik yörüngelerinin hassas hesaplanması için sıkça kullanılmaktadır. Tez kapsamında incelenen yıldızların üçü (BD +07 4841, BD -01 1792 ve HD 148897) halo yıldızı olması nedeni ile bu yıldızlar için yörünge parametreleri hesabında aynı zamanda *McMillan17* potansiyeli de dikkate alınmıştır. Her iki potansiyel çözümüne dair karşılaştırma sonuçları çizelge 3.8'de sunulmuştur.

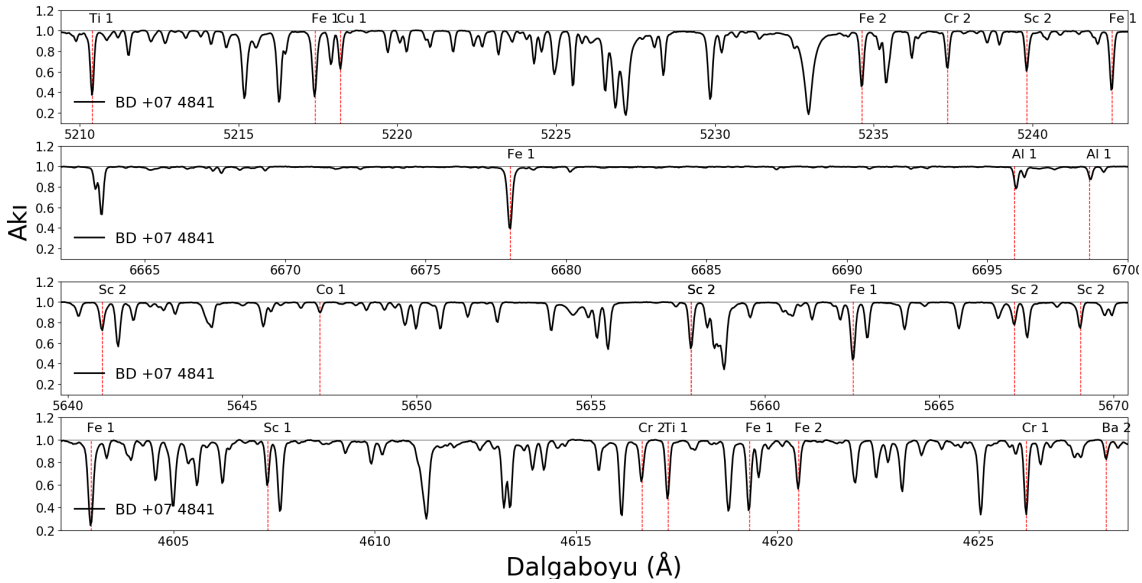
3. BULGULAR VE TARTIŞMA

Bu bölüm kapsamında her bir tez yıldızı için gerçeklenen bolluk analiz aşamalarına dair bulgular bağımsız alt bölümler halinde sıralanmış bir formatta sunulmaktadır.

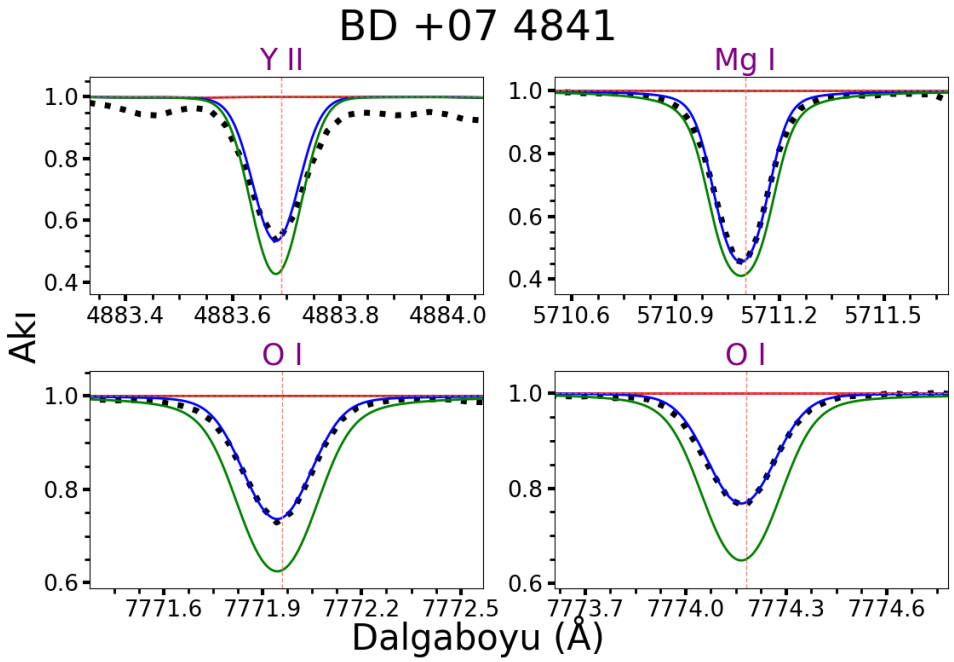
3.1. Klasik Tayfsal Analiz Sonuçları

3.1.1. BD +074841

Klasik tayfsal analiz aşamasında BD +074841 yıldızına ait ESPaDOnS tayfı kullanılmıştır (Şekil 3.1). Tayfın kullanılabilir hale gelmesi için süreklilik ve dikine hız düzeltmesi yapılmıştır ve tayfın üzerinde çizgi teşhisi LIME (Şahin, 2017) kodu ile gerçekleştirilmiştir. Teşhis edilen çizgiler için atomik veri literatürden derlenmiştir. Element bolluk analizi için Şahin vd. (2024) tarafından hazırlanan nihai çizgi listesi kullanılmıştır. Bolluk hesaplamaları için eşdeğer genişlik yöntemi ve tayf sentez yöntemi (Şekil 3.2) kullanılmıştır. Çizgi listesinde belirlenen bu çizgilerin eşdeğer genişlikleri LIME kodu ile ölçülmüştür. Ardından α elementleri (O, Mg, Si, S, Ca ve Ti) ve yitriyum (Y) elementi bolluk değerleri spektr sentez yöntemi ile hassaslaştırılmıştır. Model atmosfer parametrelerinin belirlenmesi aşamasında çok sayıda geçişe sahip nötral (Fe I) ve iyonize (Fe II) demir çizgileri kullanılmıştır.



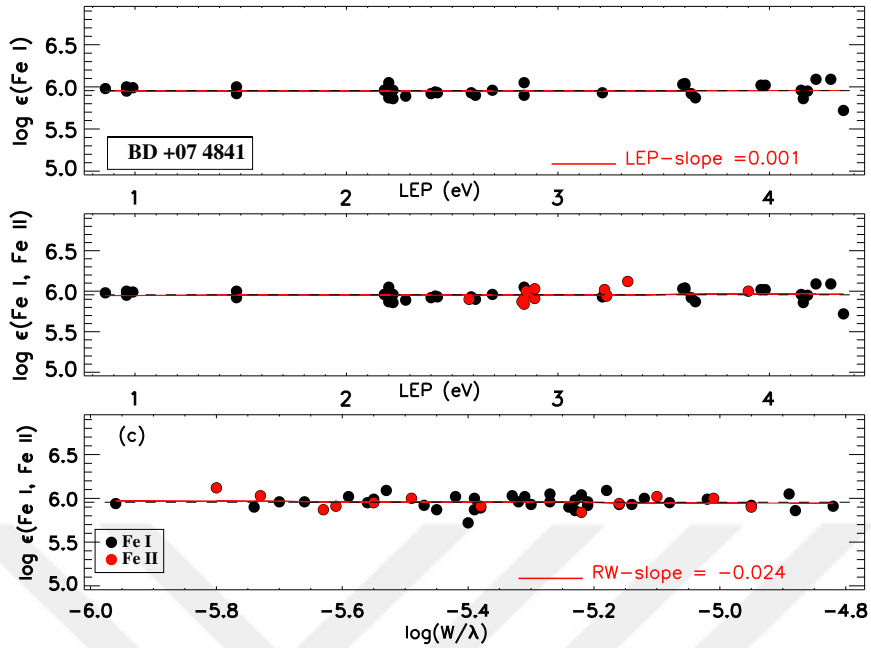
Şekil 3.1. BD +07 4841 yıldızının ESPaDOnS tayfının belirli bölgelerindeki tayf çizgilerin gösterimi.



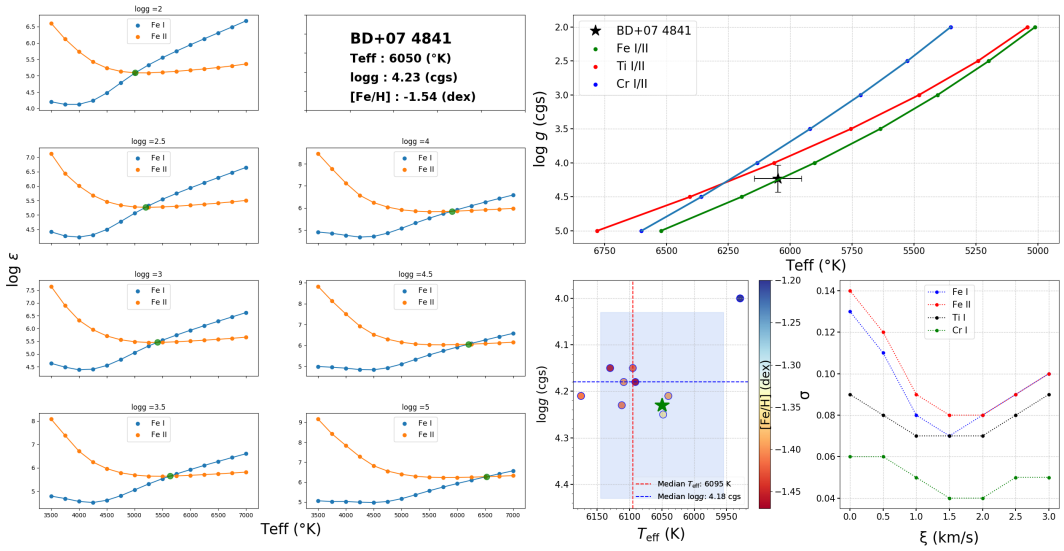
Şekil 3.2. Y II 4883.69 Å (sol üst panel), Mg I 5711.10 Å (sağ üst panel) ve O I 7771.96 Å - 7774.18 Å (alt paneller) çizgilerine ait gözlenen (siyah noktalar) ve hesaplanan (mavi çizgi) çizgi profilleri sunulmaktadır. Hesaplanan profiller üç farklı logaritmik bolluk değeri kullanılarak elde edilen sentetik tayfları temsil etmektedir. Kırmızı çizgiler, iyonize metal çizgilerinin katkıları dikkate alınmadan hesaplanan tayfları göstermektedir.

Etkin sıcaklığın tespiti için nötral çizgilere duyarlı olan uyarılma dengesi (excitation balance) yöntemi kullanılmıştır. Çekim ivmesinin hesaplanması aşamasında analiz için seçilmiş elementin nötral ve iyonize bolluk değerleri arasındaki farkın en küçük koşulu esas alınmıştır. Fe elementinin yanı sıra Ti ve Cr elementleri için de iyonizasyon dengesi hesaplanmış ve Fe ile uyumu değerlendirilmiştir.

Yıldız için literatürde bildirilen ortalama ($T_{\rm eff}$) değeri 6095 K'dir, 45 K farklılık göstermektedir. $\log g$ değeri ise 4.18 cgs'dir ve ortalamadan 0.04 dex farklılık göstermektedir (Şekil 3.4). ξ parametre hesabı için hesaplanan logaritmik bolluk değerlerinin çizgi eşdeğer genişliklerinden bağımsız olması koşulu sağlanmaya çalışılmıştır. Metal bolluğu tespiti aşamasında Fe çizgileri bolluk değerinin işaret ettiği [Fe/H] değeri ile nihai atmosfer modeline ilişkin [Fe/H] değeri arasındaki uyum dikkate alınmıştır. Model atmosfer parametreleri (etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$), yüzey çekim ivmesi ($\log g$), metal bolluğu ([Fe/H]) ve mikrotürbülans hız değeri (ξ) nötr (Fe I) ve iyonize (Fe II) çizgileri kullanılarak yinelemeli (iterative) bir süreçte belirlenmiştir. $T_{\rm eff}$ tayini,



Şekil 3.3. BD +074841 yıldızı için model atmosfer parametrelerinin, alt enerji düzeyi uyarılma potansiyeli (LEP) ve indirgenmiş eşdeğer genişlik (W/λ) cinsinden MOOG yıldız atmosferi kodu kullanılarak hesaplanmasını gösteren örnek bir görsel.



Şekil 3.4. BD +07 4841 yıldızı Fe I, Fe II, Ti I ve Cr I elementleri için dispersiyon testi. Fe I, Fe II, Ti I ve Cr I çizgilerinin bir takımı için bollukların standart sapmaları (σ)'nın bir fonksiyonu olarak verilmiştir (sağ alt panel). Literatürde yıldız için rapor edilen değerlere ait dağılım gösterilmektedir (orta panel). Görüntünün arka planındaki soluk mavi alan model parametrelerindeki hataları temsil etmektedir.

Çizelge 3.1. BD +074841, BD -011792, HD 3546 ve HD 148897 için klasik tayfsal analiz yöntemi ile hesaplanan model atmosfer parametreleri.

Yıldız	$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	ξ
	($^\circ K$)	(cgs)	(dex)	(km/s)
BD +074841	6050^{+100}_{-90}	$4.23^{+0.22}_{-0.18}$	-1.54 $^{+0.08}_{-0.08}$	$1.63^{+0.50}_{-0.50}$
BD -011792	5100 $^{+150}_{-150}$	3.57 $^{+0.23}_{-0.24}$	-0.86 $^{+0.05}_{-0.05}$	0.95 $^{+0.50}_{-0.50}$
HD 3546	5015 $^{+90}_{-100}$	2.68 $^{+0.22}_{-0.18}$	-0.63 $^{+0.11}_{-0.11}$	1.36 $^{+0.50}_{-0.50}$
HD 148897	4310^{+130}_{-210}	$1.47^{+0.23}_{-0.32}$	-1.20 $^{+0.07}_{-0.07}$	2.07 $^{+0.50}_{-0.50}$

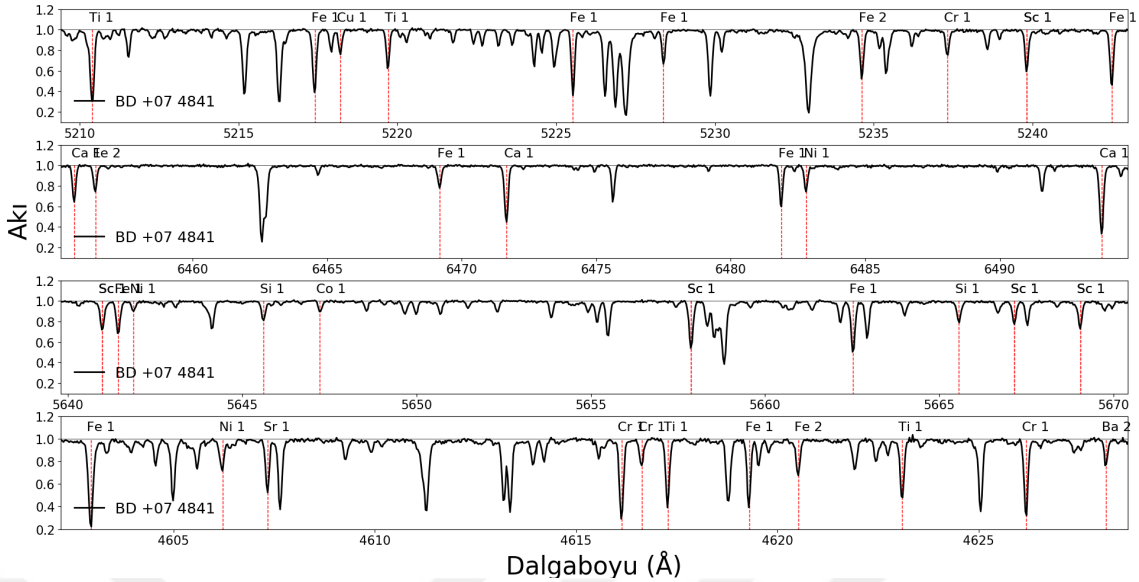
geniş bir uyarılma potansiyeli aralığına sahip nötr tayf çizgilerine duyarlı olan uyarılma dengesi yöntemi ile gerçekleştirilmiştir (Şekil 3.3 (üst panel)). ξ, yıldız atmosferi içindeki küçük ölçekli gaz hareketlerini temsil etmektedir. Bu parametre, Fe atomlarının (Fe I) bolluğunun LTE yaklaşımı çerçevesinde indirgenmiş eşdeğer genişlikten (EW/λ) bağımsız kalması sağlanarak belirlenmiştir. Bu iki koşul, bir dizi Fe I çizgisine eşzamanlı olarak uygulanmıştır (Şekil 3.3 (orta ve alt panel)). Dolayısıyla bu çıktı yıldız için elde edilen atmosferik parametrelerin tutarlı olduğu göstermektedir. LEP ve RW eğimlerinin sıfıra yakın olması hem etkin sıcaklık ($T_{\rm eff}$) hem de mikrotürbülans hız değerinin (ξ) doğru belirlendiğini ve Fe I ile Fe II bolluklarının örtüşmesi ($\log g$) değerinin iyi bir şekilde dengelendiğini doğrulamaktadır. Bu çalışma kapsamında klasik tayfsal analiz yöntemi ile BD +074841 yıldızı için elde edilen model atmosfer parametreleri Çizelge 3.1'de sunulmuştur. Elde edilen model atmosfer parametreleri yıldız için literatürde rapor edilen değerler ile uyum içerisindedir (Çizelge E1). Element bolluklarının belirlenmesi aşamasında LTE koşul altında çalışan MOOG çizgi analiz kodu kullanılmıştır (Sneden, 1973). Atomik verilere ilişkin belirsizliklerin giderilmesi için yıldız tayflarında teşhis edilen çizgiler kullanılarak Güneş tayfı üzerinde bolluk analizi gerçekleştirilmiştir. Güneş analizi için Şahin vd. (2024) tarafından hazırlanan 4080-9675 Å dalgaboyu aralığında çok yüksek çözünürlüğe sahip (R$\approx$1 000 000) bir disk-integral Güneş tayfı kullanılmıştır.

Çizelge 3.2. BD +074841 yıldızı için hesaplanan element bollukları [X/Fe] gösterilmektedir. Aynı zamanda Şahin vd. (2024) çalışmasında elde edilen Güneş bollukları ve Asplund vd. (2009)'nin çalışmalarında elde ettikleri Güneş bollukları verilmektedir.

Tür	BD +074841			Şahin vd. (2024)		Asplund vd. (2009)	$\Delta \log \epsilon_{\odot}$(X)
	[X/H] (dex)	[X/Fe](dex)	n	$\log \epsilon_{\odot}$(X) (dex)	n	$\log \epsilon_{\odot}$(X) (dex)	(dex)
O I	8.50±0.00	1.23±0.12	3	8.81±0.03	3	8.69±0.05	0.12
Na I	4.64±0.00	-0.04±0.17	1	6.22±0.12	4	6.24±0.04	-0.02
Mg I	7.66±0.00	1.58±0.12	1	7.62±0.03	5	7.60±0.04	0.02
Al I	6.48±0.08	1.59±0.15	6	6.43±0.03	8	6.45±0.03	-0.02
Si I	6.22±0.00	0.26±0.15	1	7.50±0.09	21	7.51±0.03	-0.01
S I	6.90±0.00	1.29±0.12	1	7.15±0.00	2	7.12±0.03	0.03
Ca I	5.10±0.05	0.35±0.16	14	6.29±0.09	21	6.34±0.04	-0.05
Sc II	1.72±0.08	0.12±0.15	9	3.14±0.02	12	3.15±0.04	-0.01
Ti I	3.68±0.07	0.29±0.17	14	4.93±0.09	63	4.95±0.05	-0.02
Ti II	3.76±0.08	0.29±0.18	7	5.01±0.11	11	4.95±0.05	0.06
V I	4.12±0.04	1.76±0.13	5	3.90±0.03	5	3.93±0.08	-0.03
Cr I	3.97±0.04	-0.17±0.16	6	5.68±0.09	29	5.64±0.04	0.04
Cr II	4.13±0.10	0.03±0.19	3	5.64±0.11	4	5.64±0.04	0.00
Mn I	5.49±0.16	1.58±0.22	12	5.45±0.08	14	5.43±0.05	0.02
Fe I	5.96±0.07	0.00±0.18	37	7.50±0.11	252	7.50±0.04	0.00
Fe II	5.96±0.08	0.00±0.17	12	7.50±0.09	32	7.50±0.04	0.00
Co I	4.92±0.10	1.51±0.17	6	4.95±0.06	8	4.99±0.07	-0.04
Ni I	4.60±0.10	-0.11±0.19	7	6.25±0.10	66	6.22±0.04	0.03
Cu I	4.44±0.28	1.78±0.31	2	4.20±0.06	4	4.19±0.04	0.01
Zn I	4.35±0.11	1.26±0.16	2	4.63±0.02	2	4.56±0.05	0.07
Sr I	2.77±0.00	1.47±0.12	1	2.84±0.00	1	2.87±0.07	-0.03
Y II	1.48±0.17	0.74±0.21	2	2.28±0.02	2	2.21±0.05	0.07
Zr II	2.17±0.12	1.10±0.17	2	2.61±0.02	2	2.58±0.04	0.03
Ba II	1.73±0.08	0.95±0.15	2	2.32±0.02	2	2.18±0.09	0.14
La II	0.79±0.07	1.19±0.15	3	1.14±0.05	3	1.10±0.04	0.04
Ce II	1.37±0.03	1.31±0.13	2	1.60±0.04	3	1.58±0.04	0.02
Nd I	1.05±0.01	1.23±0.12	2	1.36±0.03	3	1.42±0.04	-0.06
Sm II	0.80±0.00	1.39±0.12	1	0.95±0.02	2	0.96±0.04	-0.01

$\Delta \log \epsilon_{\odot}$(X)=$\log \epsilon_{\odot}(\mathrm{X})_{\text{Sahin vd.(2024)}}$ - $\log \epsilon_{\odot}(\mathrm{X})_{\text{Asplund vd.(2009)}}$

Logaritmik bollukların, [Element/H] ve [Element/Fe] oranlarına dönüştürülmesi aşamasında hesaplanan Güneş bolluk değerleri kullanılmıştır (differential abundance analysis). Diferensiyel bolluk analizi yaklaşımı, eşdeğer genişlik ve geçiş olasılıklarından kaynaklanan belirsizliklerin ortadan kaldırılması aşamasında avantaj sağlamaktadır. Bu şekilde elde edilen bolluk değerlerinde LTE yaklaşımından kaynaklı belirsizliklerin de önüne geçilmiş olur. Güneş için hesaplanan element bollukları literatürde sıklıkla tercih edilen Asplund vd. (2009) çalışmasında rapor edilen Güneş element bolluk değerleri ile Şahin vd. (2024) çalışmasında rapor edilen değerler karşılaştırılmış ve uyum içinde olduğu görülmüştür (Çizelge 3.3).

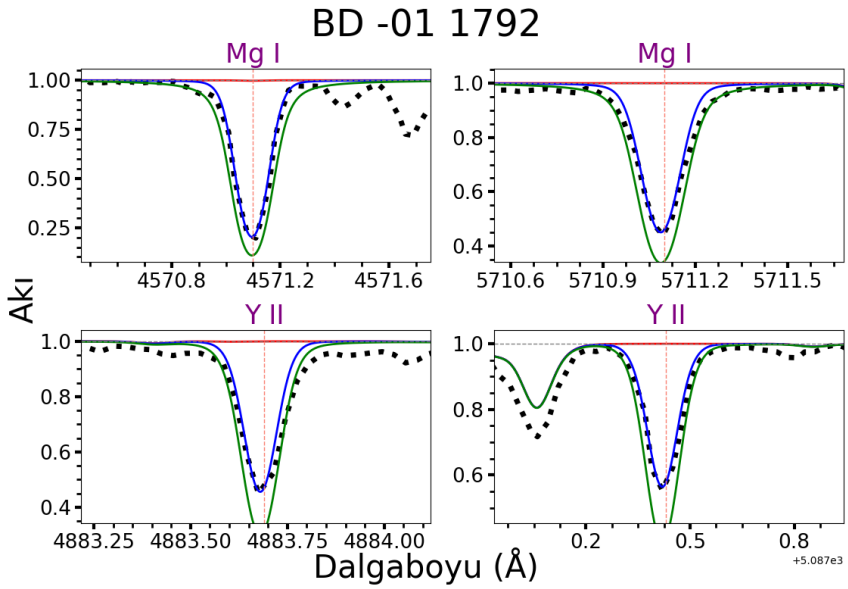


Şekil 3.5. BD -01 1792 yıldızının ESPaDOnS tayfının belirli bölgelerindeki çizgilerin gösterimi.

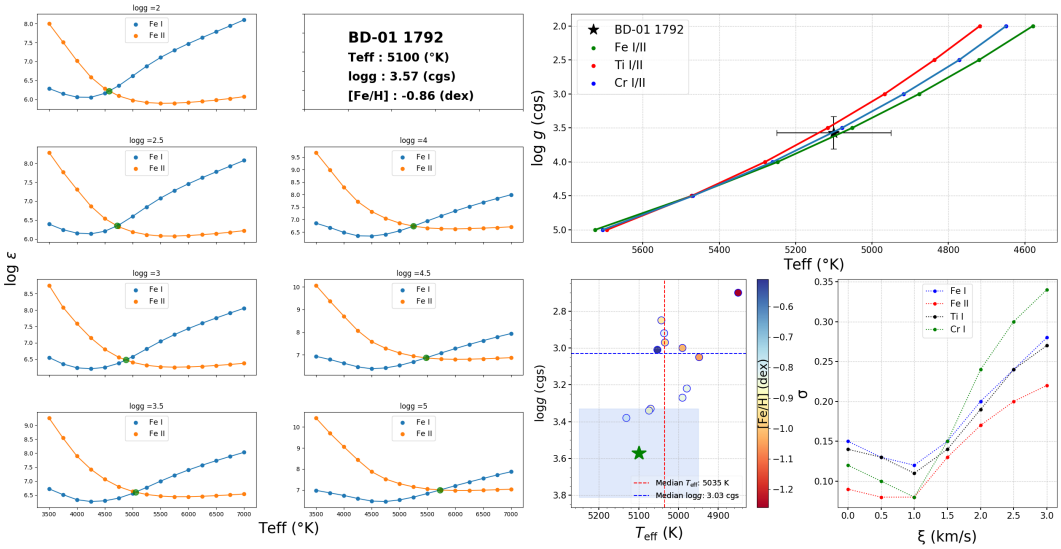
3.1.2. BD -01 1792

BD +07 4841 için gerçekleştirilen klasik tayfsal analiz adımları, BD -01 1792 yıldızına da uygulanmıştır. BD -01 1792 yıldızına ait ESPaDOnS tayfı kullanılmıştır (Şekil 3.5). Bolluk hesaplamaları için eşdeğer genişlik yöntemi ve spektrum sentez yöntemi (Şekil 3.6) kullanılmıştır. BD -01 1792 yıldızının model parametrelerin ve bollukların hesaplanması aşamasında kullanılan MOOG koduna ait Şekil 3.7 gösterilmektedir. BD -01 1792 için klasik tayfsal analiz yöntemi ile elde edilen model atmosfer parametreleri Çizelge E2 sunulmuştur. Bu model parametreler ile BD -01 1792 için literatürde rapor edilen değerlerin ile uyum içerisinde olduğu görülmektedir. Literatürde, Clementini vd. (1999) tarafından bu yıldız için sıcaklık, çekim ivmesi ve [Fe/H] değerini sırasıyla 5036 K, 2.92 cgs ve -0.82 dex rapor etmişlerdir. Model parametrelere ek olarak BD -01 1792 için element bolluğu da rapor etmişlerdir. Bu bolluklar; [O/Fe]=0.34 dex, [Si/Fe]= 0.23 dex, [Ca/Fe]= 0.46 dex, [Cr/Fe]= -0.09 dex ve[Ni/Fe]= -0.06 dex. Clementini vd. (1999) rapor ettiği element bollukları, bu tez kapsamında elde edilen element bollukları ile ([O/Fe] elementi hariç) hata payı çerçevesinde uyum içerisindedir. Bu çalışmada elde edilen [O/Fe] bolluğu, spektrum sentez yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır ve üç Oksijen çizgisi kullanılmıştır. Clementini vd. (1999) ile bu çalışmada elde edilen model atmosfer parametreleri kapsamında etkin sıcaklık ve [Fe/H] değerleri yakın olsa da çekim ivmesinde bu fark 0.50 dex civarındadır.

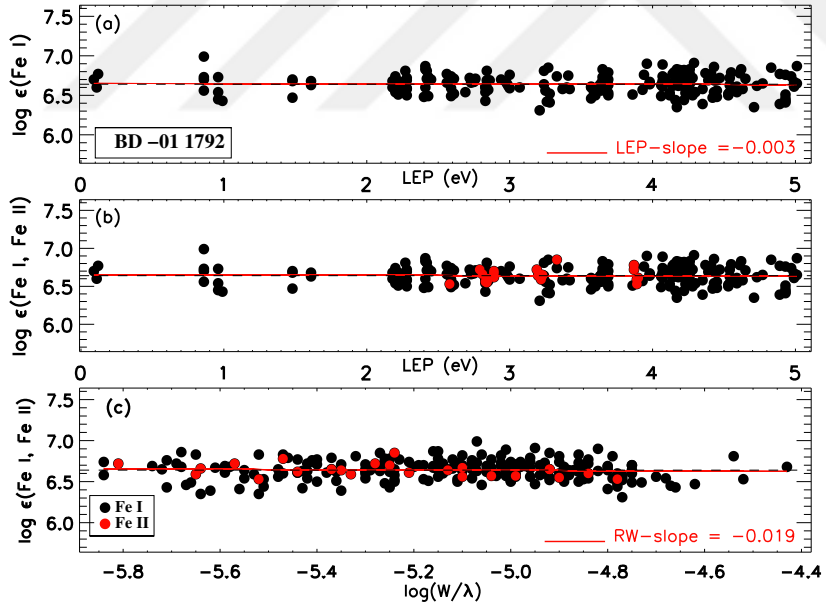
Bolluklar arasındaki fark çekim ivmesi veya atomik datadan kaynaklanabilir. Göz önünde bulundurulacak bir başka durum bu çalışmada kullanılan atomik veriler, literatürde güncel olarak kullanılan verilerdir (Şahin vd. 2024). Literatürdeki bir diğer çalışma Fulbright (2000), BD -01 1792 için Na, Mg ve Si 0.2 dex'lik farklılıklar göstermelerine rağmen Ca, V, Cr, Ni, Y ve Ba elementlerindeki bolluk farkı 0.1 dex'in altında olup bu çalışmadaki bolluklar ile uyum içerisindedir. Santos-Peral vd. (2023) çalışmasında ise 2023 yılında Xshooter verileri kullanılarak Mg ve Ca bollukları rapor etmişlerdir. Ca bolluğu 0.1 dex'lik fark ile uyum içerisinde olmasına karşın Mg bolluğu 0.2 dex'lik bir farklılığa sahiptir.



Şekil 3.6. Mg I 4571.10 Å - 5711.10 Å (üst paneller) ve Y II 4883.69 Å - 5087.43 Å (alt paneller) çizgilerine ait gözlenen (siyah noktalar) ve hesaplanan (mavi çizgi) çizgi profilleri sunulmaktadır. Hesaplanan profiller üç farklı logaritmik bolluk değeri kullanılarak elde edilen sentetik tayfları temsil etmektedir. Kırmızı çizgiler, iyonize metal çizgilerinin katkıları dikkate alınmadan hesaplanan tayfları göstermektedir.



Şekil 3.8. BD -01 1792 yıldızı yıldızı Fe I, Fe II, Ti I ve Cr I elementleri için dispersiyon testi. Fe I, Fe II, Ti I ve Cr I çizgilerinin bir takımı için bollukların standart sapmaları (σ)'nın bir fonksiyonu olarak verilmiştir (sağ alt panel). Literatürde yıldız için rapor edilen değerlere ait dağılım gösterilmektedir (orta panel). Görüntünün arka planındaki soluk mavi alan model parametrelerindeki hataları temsil etmektedir.

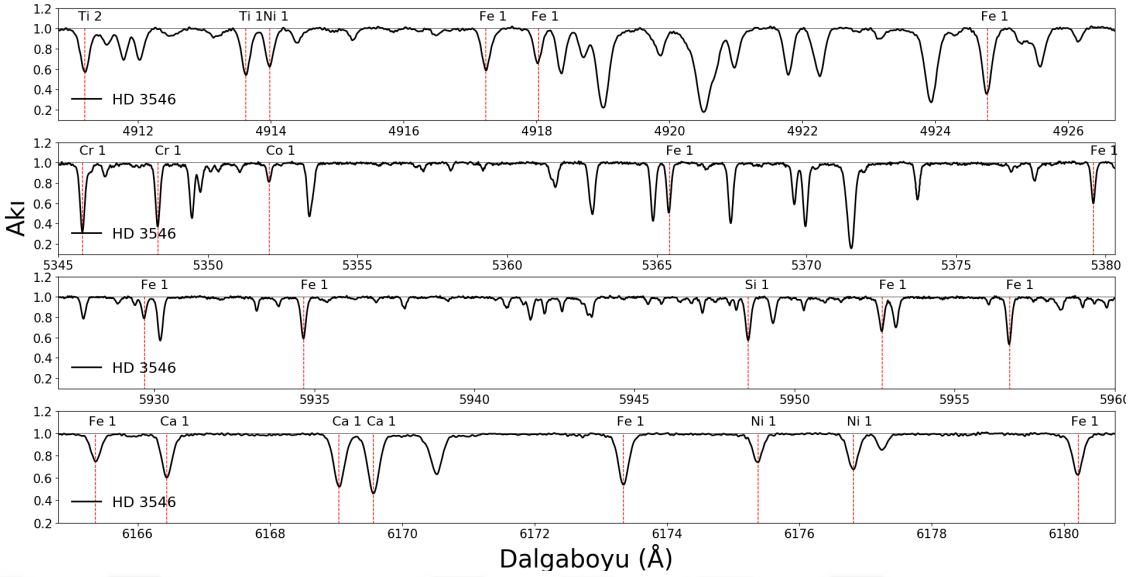


Şekil 3.7. BD -011792 yıldızı yıldızı için model atmosfer parametrelerinin, alt enerji düzeyi uyarılma potansiyeli (LEP) ve indirgenmiş eşdeğer genişlik (W/λ) cinsinden MOOG yıldız atmosferi kodu kullanılarak hesaplanmasını gösteren örnek bir görsel.

Çizelge 3.3. BD -011792 yıldızı için hesaplanan element bollukları [X/Fe] gösterilmektedir. Aynı zamanda Şahin vd. 2024 çalışmasında elde edilen Güneş bollukları ve Asplund vd. (2009)'nin çalışmalarında elde ettikleri Güneş bollukları verilmektedir.

Tür	BD -01 1792			Şahin vd. (2024)		Asplund vd. (2009)	$\Delta \log \epsilon_{\odot}$(X)
	[X/H] (dex)	[X/Fe] (dex)	n	$\log \epsilon_{\odot}$(X) (dex)	n	$\log \epsilon_{\odot}$(X) (dex)	(dex)
C I	7.87±0.16	0.25±0.23	2	8.48±0.11	2	8.43±0.05	0.05
O I	8.57±0.02	0.62±0.13	3	8.81±0.03	3	8.69±0.05	0.12
Na I	5.48±0.01	0.12±0.17	2	6.22±0.12	4	6.24±0.04	-0.02
Mg I	7.04±0.12	0.28±0.17	5	7.62±0.03	5	7.60±0.04	0.02
Al I	5.95±0.03	0.38±0.13	6	6.43±0.03	8	6.45±0.03	-0.02
Si I	7.01±0.06	0.37±0.16	17	7.50±0.09	21	7.51±0.03	-0.01
S I	6.78±0.00	0.49±0.12	1	7.15±0.00	2	7.12±0.03	0.03
Ca I	5.81±0.10	0.38±0.18	19	6.29±0.09	21	6.34±0.04	-0.05
Sc I	2.09±0.00	-0.18±0.14	1	3.13±0.00	1	3.15±0.04	-0.02
Sc II	2.54±0.12	0.26±0.17	10	3.14±0.02	12	3.15±0.04	-0.01
Ti I	4.41±0.11	0.34±0.19	57	4.93±0.09	63	4.95±0.05	-0.02
Ti II	4.45±0.11	0.30±0.20	11	5.01±0.11	11	4.95±0.05	0.06
V I	3.16±0.08	0.12±0.15	5	3.90±0.03	5	3.93±0.08	-0.03
Cr I	4.80±0.08	-0.02±0.17	23	5.68±0.09	29	5.64±0.04	0.04
Cr II	4.82±0.11	0.04±0.20	4	5.64±0.11	4	5.64±0.04	0.00
Mn I	4.29±0.09	-0.30±0.17	14	5.45±0.08	14	5.43±0.05	0.02
Fe I	6.64±0.12	0.00±0.20	205	7.50±0.11	252	7.50±0.04	0.00
Fe II	6.64±0.08	0.00±0.17	24	7.50±0.09	32	7.50±0.04	0.00
Co I	4.25±0.14	0.16±0.19	7	4.95±0.06	8	4.99±0.07	-0.04
Ni I	5.40±0.11	0.01±0.19	60	6.25±0.10	66	6.22±0.04	0.03
Cu I	3.96±0.09	0.62±0.16	2	4.20±0.06	4	4.19±0.04	0.01
Zn I	4.36±0.04	0.59±0.13	2	4.63±0.02	2	4.56±0.05	0.07
Sr I	2.02±0.00	0.04±0.12	1	2.84±0.00	1	2.87±0.07	-0.03
Y II	1.47±0.03	0.05±0.13	2	2.28±0.02	2	2.21±0.05	0.07
Zr II	1.83±0.00	0.08±0.12	2	2.61±0.02	2	2.58±0.04	0.03
Ba II	1.43±0.08	-0.03±0.15	2	2.32±0.02	2	2.18±0.09	0.14
La II	0.31±0.09	0.03±0.16	3	1.14±0.05	3	1.10±0.04	0.04
Ce II	0.86±0.03	0.12±0.14	2	1.60±0.04	3	1.58±0.04	0.02
Nd I	0.53±0.02	0.03±0.13	2	1.36±0.03	3	1.42±0.04	-0.06
Sm II	0.22±0.00	0.13±0.12	1	0.95±0.02	2	0.96±0.04	-0.01

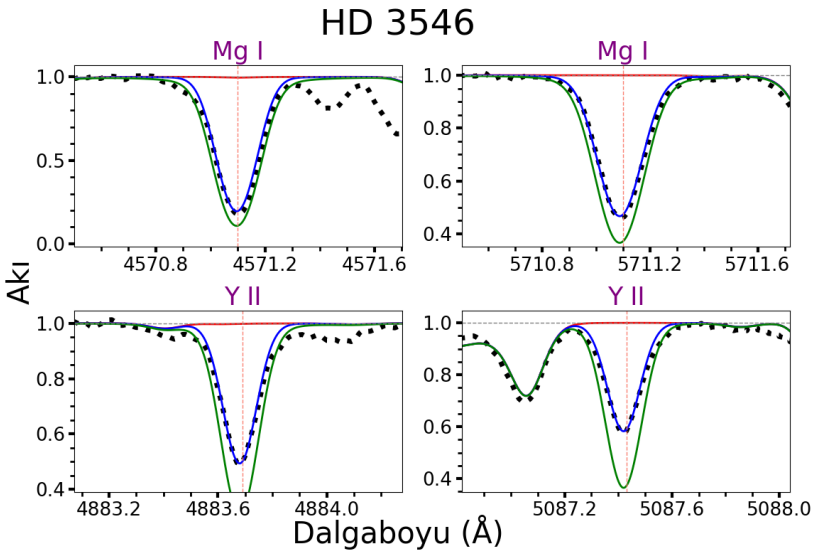
$$\Delta \log \epsilon_{\odot}(X) = \log \epsilon_{\odot}(X)_{\text{Sahin vd.(2024)}} - \log \epsilon_{\odot}(X)_{\text{Asplund vd.(2009)}}$$



Şekil 3.9. HD 3546 yıldızının SOPHIE tayfı. Teşhis edilen atomik geçişler düşey kırmızı çizgiler ile gösterilmiştir.

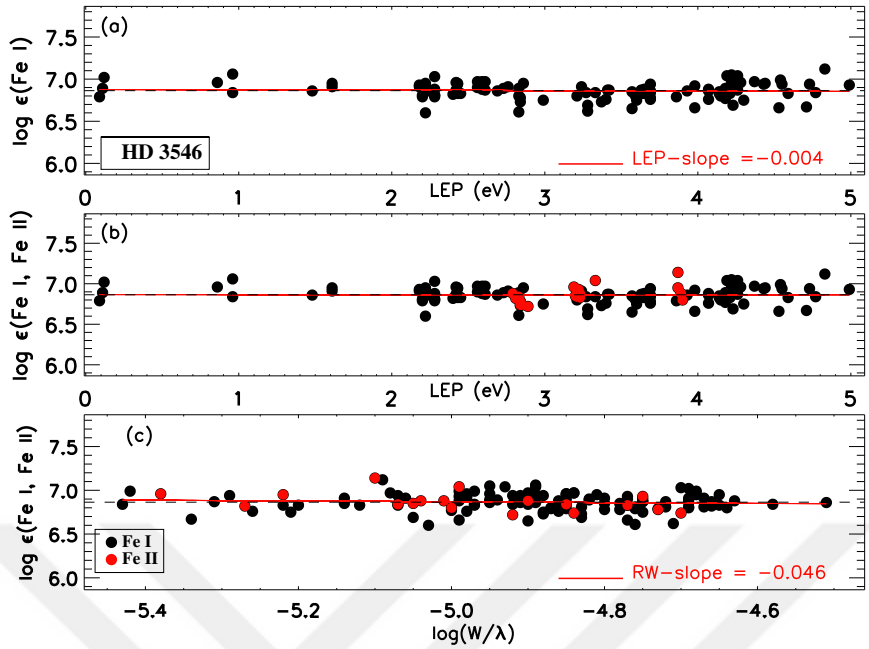
3.1.3. HD 3546

Bahsi geçen iki tez yıldızı için gerçekleştirilen klasik tayfsal analiz adımları, üçüncü yıldız olan HD 3546 yıldızına da uygulanmıştır. HD 3546 yıldızına ait SOPHIE tayfı kullanılmıştır (Şekil 3.9). Bolluk hesaplamaları için eşdeğer genişlik yöntemi ve spektrum sentez yöntemi (Şekil 3.10) kullanılmıştır. HD 3546 yıldızının model parametrelerin ve bollukların hesaplanması aşamasında kullanılan MOOG koduna ait görsel Figür 3.11'de gösterilmektedir. HD 3546 için klasik tayfsal analiz yöntemi ile elde edilen model atmosfer parametreleri Çizelge 3.1'de sunulmuştur. Bu model parametreler ile HD 3546 için literatürde rapor edilen değerlerin ile uyum içerisinde olduğu görülmektedir (Çizelge E3). Element bolluk değerleri ilk değerler bu tez çalışması olmak üzere; [Na/Fe] = 0.14 $\pm$ 0.19 dex: Da Silva vd. (2015) bu oranı -0.01 dex olarak rapor etmiştir. Hata payı çerçevesinde Na bolluğu Da Silva vd. (2015) ile uyum içerisindedir. [Mg/Fe] = 0.23 $\pm$ 0.26 dex: Da Silva vd. (2015) ve Mishenina vd. (2001) çalışmaları ile oldukça uyumludur (sırasıyla 0.23 ve 0.18 dex). [Si/Fe] = 0.22 $\pm$ 0.17 dex: Afşar vd. (2012) 0.21 dex, Mishenina vd. (2001) 0.25 dex olarak raporlamıştır. [Ca/Fe] = 0.20 $\pm$ 0.18 dex: Afşar vd. (2012) 0.18 dex, Mishenina vd. (2001) 0.24 dex ve Da Silva vd. (2015) 0.14 dex raporlamıştır. Gözlenen bolluk değeri literatürle oldukça uyumludur. [Ti I/Fe] = 0.13 $\pm$ 0.20 dex, [Ti II/Fe] = 0.23 $\pm$ 0.19 dex: Da Silva vd. (2015) Ti için 0.20 dex raporlamıştır. Gözlenen değerler literatürle tutarlıdır.

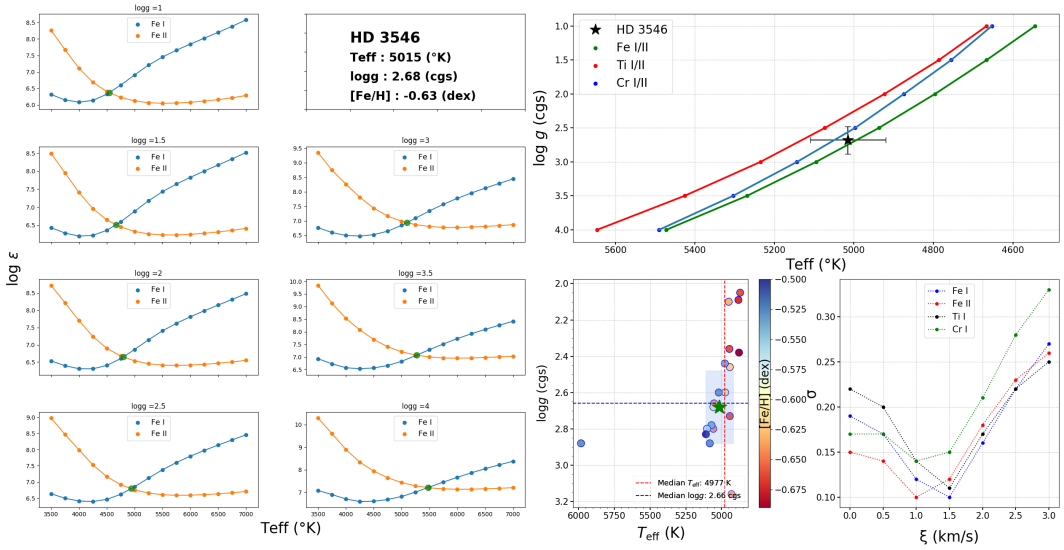


Şekil 3.10. Mg I 4571.10 Å - 5711.10 Å (üst paneller) ve Y II 4883.69 Å - 5087.43 Å (alt paneller) çizgilerine ait gözlenen (siyah noktalar) ve hesaplanan (mavi çizgi) çizgi profilleri sunulmaktadır. Hesaplanan profiller üç farklı logaritmik bolluk değeri kullanılarak elde edilen sentetik tayfları temsil etmektedir. Kırmızı çizgiler, iyonize metal çizgilerinin katkıları dikkate alınmadan hesaplanan tayfları göstermektedir.

[Mn/Fe] = 0.00 $\pm$ 0.20 dex: Da Silva vd. (2015) tarafından –0.12 dex olarak bulunmuştur ve bu da hata payı içerisinde uyum göstermektedir. [Y/Fe] = –0.15 $\pm$ 0.12 dex, Mishenina vd. (2001)'de benzer şekilde [Y/Fe] = –0.16 dex uyumludur. Literatürde HD 3546 hem kalın disk (Afşar vd. 2012) hem de ince disk (Da Silva vd. 2015; Jofré vd. 2015) yıldızı olarak tanımlanmıştır. Ancak kimyasal olarak α elementlerince zengin olması, bu yıldızın kalın disk kökenli bir yıldız olduğuna işaret etmektedir. Bu çalışma, HD 3546'nın element bolluklarını detaylı biçimde ortaya koymakta ve literatürdeki değerlerle büyük ölçüde tutarlılık göstermektedir. Bazı farklılıklar gözlemlense de, bunlar genellikle kullanılan spektral çizgi sayısı, analiz yöntemi, model atmosferler ile açıklanabilir.



Şekil 3.11. HD 3546 yıldızı yıldızı için model atmosfer parametrelerinin, alt enerji düzeyi uyarılma potansiyeli (LEP) ve indirgenmiş eşdeğer genişlik (W/λ) cinsinden MOOG yıldız atmosferi kodu kullanılarak hesaplanmasını gösteren örnek bir görsel.

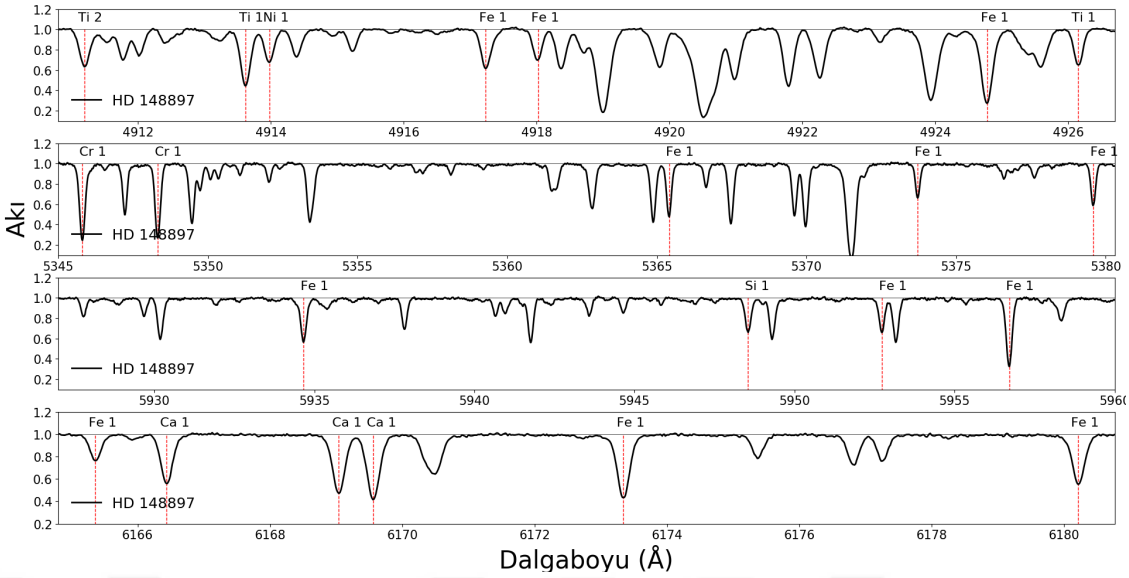


Şekil 3.12. HD 3546 yıldızı Fe I, Fe II, Ti I ve Cr I elementleri için dispersiyon testi. Fe I, Fe II, Ti I ve Cr I çizgilerinin bir takımı için bollukların standart sapmaları (σ)'nın bir fonksiyonu olarak verilmiştir (sağ alt panel). Literatürde yıldız için rapor edilen değerlere ait dağılım gösterilmektedir (orta panel). Görüntünün arka planındaki soluk mavi alan model parametrelerindeki hataları temsil etmektedir.

Çizelge 3.4. HD 3546 yıldızı için hesaplanan element bollukları [X/Fe] gösterilmektedir. Aynı zamanda Şahin vd. 2024 çalışmasında elde edilen Güneş bollukları ve Asplund vd. (2009)'nin çalışmalarında elde ettikleri Güneş bollukları verilmektedir.

Tür	HD 3546			Şahin vd. (2024)		Asplund vd. (2009)	$\Delta \log \epsilon_{\odot}$(X)
	[X/H] (dex)	[X/Fe] (dex)	n	$\log \epsilon_{\odot}$(X) (dex)	n	$\log \epsilon_{\odot}$(X) (dex)	(dex)
Na I	5.73±0.04	0.14±0.19	2	6.22±0.12	4	6.24±0.04	-0.02
Mg I	7.22±0.21	0.23±0.26	2	7.62±0.03	5	7.60±0.04	0.02
Si I	7.09±0.04	0.22±0.17	8	7.50±0.09	21	7.51±0.03	-0.01
Ca I	5.86±0.05	0.20±0.18	14	6.29±0.09	21	6.34±0.04	-0.05
Sc I	1.97±0.00	-0.53±0.16	1	3.13±0.00	1	3.15±0.04	-0.02
Sc II	2.81±0.07	0.30±0.16	7	3.14±0.02	12	3.15±0.04	-0.01
Ti I	4.43±0.11	0.13±0.20	30	4.93±0.09	63	4.95±0.05	-0.02
Ti II	4.61±0.06	0.23±0.19	7	5.01±0.11	11	4.95±0.05	0.06
V I	3.49±0.13	0.22±0.19	2	3.90±0.03	5	3.93±0.08	-0.03
Cr I	4.92±0.14	-0.13±0.22	15	5.68±0.09	29	5.64±0.04	0.04
Cr II	5.01±0.15	0.00±0.23	2	5.64±0.11	4	5.64±0.04	0.00
Mn I	4.82±0.12	0.00±0.20	9	5.45±0.08	14	5.43±0.05	0.02
Fe I	6.86±0.10	-0.01±0.21	110	7.50±0.11	252	7.50±0.04	0.00
Fe II	6.87±0.11	0.00±0.20	18	7.50±0.09	32	7.50±0.04	0.00
Co I	4.32±0.02	0.00±0.16	4	4.95±0.06	8	4.99±0.07	-0.04
Ni I	5.62±0.13	0.00±0.22	32	6.25±0.10	66	6.22±0.04	0.03
Cu I	4.16±0.00	0.59±0.15	1	4.20±0.06	4	4.19±0.04	0.01
Zn I	4.21±0.04	0.21±0.15	2	4.63±0.02	2	4.56±0.05	0.07
Sr I	1.94±0.00	-0.27±0.14	1	2.84±0.00	1	2.87±0.07	-0.03
Y II	1.44±0.04	-0.21±0.15	2	2.28±0.02	2	2.21±0.05	0.07
Ba II	1.62±0.11	-0.07±0.18	2	2.32±0.02	2	2.18±0.09	0.14
La II	0.78±0.00	0.27±0.15	1	1.14±0.05	3	1.10±0.04	0.04
Ce II	1.05±0.01	0.08±0.15	2	1.60±0.04	3	1.58±0.04	0.02

$\Delta \log \epsilon_{\odot}(X) = \log \epsilon_{\odot}(X)_{\text{Sahin vd.(2024)}} - \log \epsilon_{\odot}(X)_{\text{Asplund vd.(2009)}}$

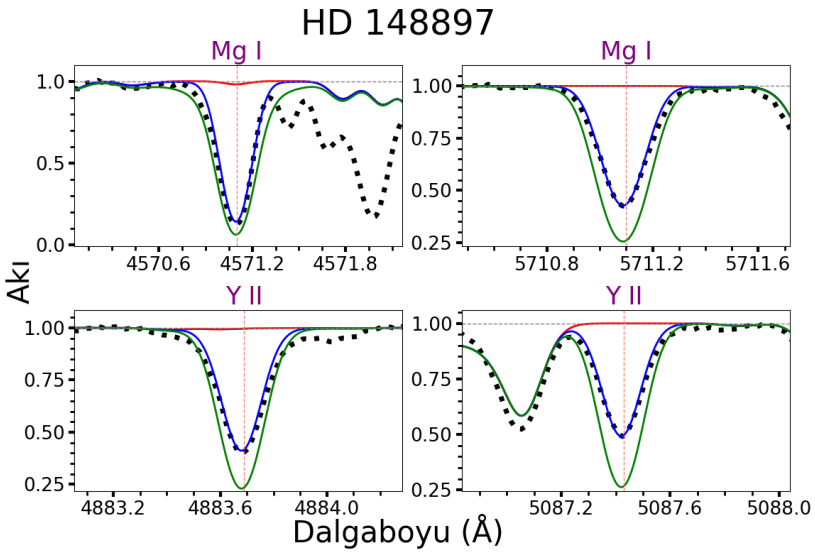


Şekil 3.13. HD 148897 yıldızının UVES tayfının belirli bölgelerindeki çizgilerin gösterimi.

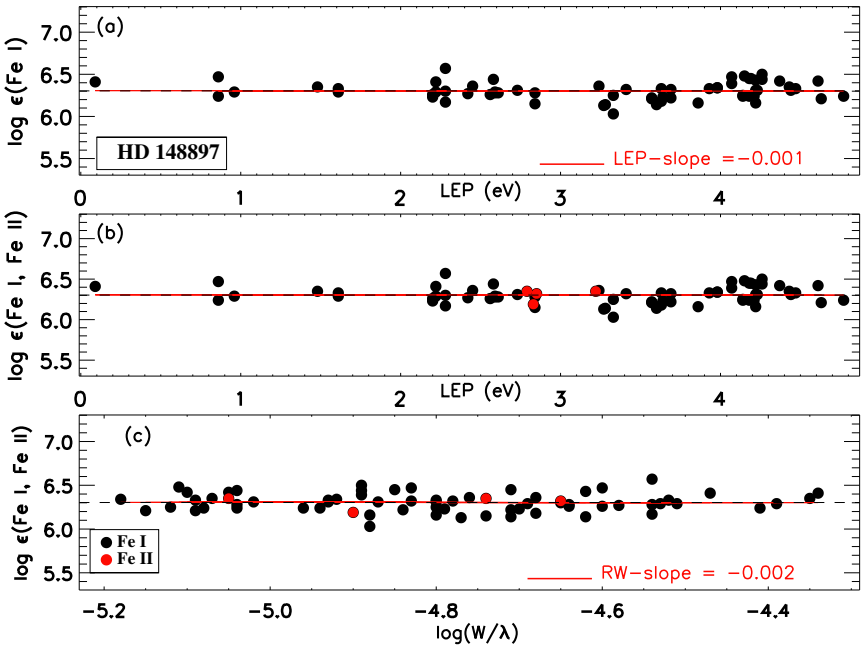
3.1.4. HD 148897 (s Her)

BD +07 4841, BD -01 1792 ve HD 3546 için gerçekleştirilen klasik tayfsal analiz adımları, dördüncü ve son yıldız olan HD 148897 yıldızına da uygulanmıştır. HD 148897 yıldızına ait SOPHIE tayfı kullanılmıştır (Şekil 3.13). Bolluk hesaplamaları için eşdeğer genişlik yöntemi ve spektrum sentez yöntemi (Şekil 3.14) kullanılmıştır. HD 148897 yıldızının model parametrelerin ve bollukların hesaplanması aşamasında kullanılan MOOG koduna ait görsel Şekil 3.15 gösterilmektedir. HD 148897 için klasik tayfsal analiz yöntemi ile elde edilen model atmosfer parametreleri Çizelge 3.1 sunulmuştur. Bu model parametreler ile HD 148897 için literatürde rapor edilen değerlerin ile uyum içerisinde olduğu görülmektedir (Çizelge E4). Bu çalışmada elde edilen element bollukları literatür ile karşılaştırıldığında, Das vd. (2020) çalışmasında APOGEE verileri kullanılarak Galaksimizdeki Halo yıldızlarının kimyasal bolluğu ve yaşını belirlemişlerdir. Yıldızın etkin sıcaklığını 4289 K, çekim ivmesini 1.18 cgs ve [Fe/H] ise -1.19 dex olarak rapor etmişlerdir. Bu model parametreler çerçevesinde Mg ve Mn elementleri için bu tez çalışması ile 0.1 dex'lik bir uyum görülmektedir. Ni elementi için ise bolluk farkı 0.2 dex civarındadır. Luck (2015) çalışmasında $T_{\rm eff}$ 4167 K, çekim ivmesi 1.32 cgs ve [Fe/H] ise -1.07 rapor etmiştir. Minelli vd. (2021) UVES tayf verilerini kullanarak model atmosfer parametre ve element bolluklarını hesaplamıştır. $T_{\rm eff}$, $\log g$ ve [Fe/H] sırasıyla 4295 K, 1.20 cgs ve -1.08 dex. Mg, Si, Ca, V, Cr, Mn, Co, Ni, Y ve Zr element bollukları hata payı çerçevesinde

Minelli vd. (2021) çalışması ile uyum içerisindedir. Sr için bolluk farkı 0.3 dex, Zn için ise bu fark 0.2 dex'tir.



Şekil 3.14. HD 148897 yıldızı için Mg I 4571.10 Å - 5711.10 Å (üst paneller) ve Y II 4883.69 Å - 5087.43 Å (alt paneller) çizgilerine ait gözlenen (siyah noktalar) ve hesaplanan (mavi çizgi) çizgi profilleri sunulmaktadır. Hesaplanan profiller üç farklı logaritmik bolluk değeri kullanılarak elde edilen sentetik tayfları temsil etmektedir. Kırmızı çizgiler, iyonize metal çizgilerinin katkıları dikkate alınmadan hesaplanan tayfları göstermektedir.



Şekil 3.15. HD 148897 yıldızı yıldızı için model atmosfer parametrelerinin, alt enerji düzeyi uyarılma potansiyeli (LEP) ve indirgenmiş eşdeğer genişlik (W/λ) cinsinden MOOG yıldız atmosferi kodu kullanılarak hesaplanmasını gösteren örnek bir görsel.

Çizelge 3.5. HD 148897 yıldızı için hesaplanan element bollukları [X/Fe] gösterilmektedir. Aynı zamanda Şahin vd. (2024) çalışmasında elde edilen Güneş bollukları ve Asplund vd. (2009)'nin çalışmalarında elde ettikleri Güneş bollukları verilmektedir.

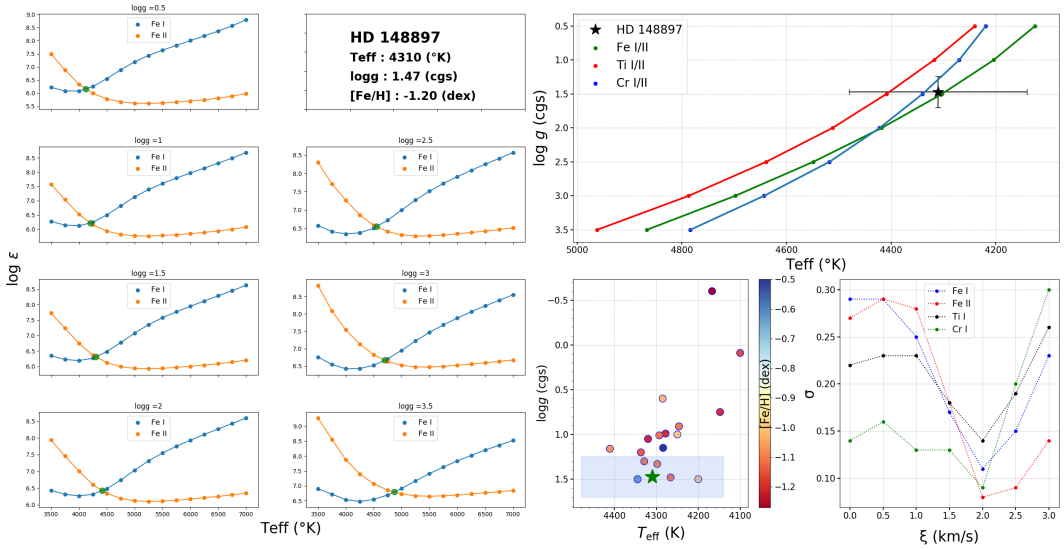
Tür	HD 148897			Şahin vd. (2024)		Asplund vd. (2009)	$\Delta \log \epsilon_{\odot}$(X)
	[X/H] (dex)	[X/Fe] (dex)	n	$\log \epsilon_{\odot}$(X) (dex)	n	$\log \epsilon_{\odot}$(X) (dex)	(dex)
Mg I	6.68±0.10	0.26±0.15	2	7.62±0.03	5	7.60±0.04	0.02
Si I	6.60±0.00	0.30±0.15	1	7.50±0.09	21	7.51±0.03	-0.01
Ca I	5.37±0.08	0.28±0.17	7	6.29±0.09	21	6.34±0.04	-0.05
Sc II	2.30±0.16	0.36±0.20	3	3.14±0.02	12	3.15±0.04	-0.01
Ti I	3.79±0.14	0.06±0.20	28	4.93±0.09	63	4.95±0.05	-0.02
Ti II	4.01±0.11	0.20±0.19	7	5.01±0.11	11	4.95±0.05	0.06
V I	2.85±0.18	0.15±0.22	3	3.90±0.03	5	3.93±0.08	-0.03
Cr I	4.21±0.10	-0.27±0.18	13	5.68±0.09	29	5.64±0.04	0.04
Cr II	4.30±0.00	-0.14±0.16	1	5.64±0.11	4	5.64±0.04	0.00
Mn I	3.97±0.13	-0.28±0.19	5	5.45±0.08	14	5.43±0.05	0.02
Fe I	6.30±0.11	0.00±0.19	64	7.50±0.11	252	7.50±0.04	0.00
Fe II	6.30±0.07	0.00±0.16	4	7.50±0.09	32	7.50±0.04	0.00
Co I	3.74±0.16	-0.01±0.21	4	4.95±0.06	8	4.99±0.07	-0.04
Ni I	4.86±0.12	-0.19±0.19	18	6.25±0.10	66	6.22±0.04	0.03
Cu I	3.23±0.00	0.23±0.13	1	4.20±0.06	4	4.19±0.04	0.01
Zn I	3.58±0.00	0.15±0.12	2	4.63±0.02	2	4.56±0.05	0.07
Sr I	1.38±0.00	-0.26±0.11	1	2.84±0.00	1	2.87±0.07	-0.03
Y II	0.85±0.06	-0.23±0.13	2	2.28±0.02	2	2.21±0.05	0.07
Zr I	1.61±0.00	0.28±0.11	1	2.53±0.00	1	2.58±0.04	-0.05
Ce II	0.53±0.00	0.13±0.12	1	1.60±0.04	3	1.58±0.04	0.02

$\Delta \log \epsilon_{\odot}$(X)=$\log \epsilon_{\odot}(X)_{\text{Sahin vd.(2024)}}$ - $\log \epsilon_{\odot}(X)_{\text{Asplund vd.(2009)}}$

Çizelge 3.6. BD +07 4841, BD -01 1792, HD 3546 ve HD 148897 için NLTE bolluk değerleri.

Tür	BD +07 4841		BD -01 1792		HD 3546		HD 148897	
	$\Delta \log\epsilon$(X) (dex)	n	$\Delta \log\epsilon$(X) (dex)	n	$\Delta \log\epsilon$(X) (dex)	n	$\Delta \log\epsilon$(X) (dex)	n
Mg I	0.032	1	-0.001	2	0.002	2	0.044	2
Si I	-0.003	1	-0.007	7	-0.015	4	-0.019	1
Ca I	0.055	6	-0.006	9	-0.069	9	0.061	6
Ti I	0.338	12	0.211	33	0.181	24	0.33	21
Ti II	0.001	7	-0.004	10	-0.024	7	-0.014	7
Cr I	0.271	6	0.112	16	0.080	14	0.172	14
Mn I	0.291	12	0.200	14	0.142	9	0.285	5
Fe I	0.042	17	0.016	79	0.023	63	0.047	37
Fe II	0.000	5	-0.001	12	0.000	11	-	-
Co I	0.500	1	0.192	7	0.164	4	0.204	4

$\Delta \log\epsilon$(X) = $\log\epsilon(X)_{\text{LTE}}$ - $\log\epsilon(X)_{\text{NLTE}}$



Şekil 3.16. HD 148897 yıldızı Fe I, Fe II, Ti I ve Cr I elementleri için dispersiyon testi. Fe I, Fe II, Ti I ve Cr I çizgilerinin bir takımı için bollukların standart sapmaları (σ)'nın bir fonksiyonu olarak verilmiştir (sağ alt panel). Literatürde yıldız için rapor edilen değerlere ait dağılım gösterilmektedir (orta panel). Görüntünün arka planındaki soluk mavi alan model parametrelerindeki hataları temsil etmektedir.

3.2. Konveksiyon Etkisi ve NLTE Düzeltme

Yıldızlarda hesaplanan element bollukları, yıldız atmosferine ait kimyasal izler taşımaktadır. Bilindiği üzere, orta tayf türünedeki yıldızlarda enerji taşınımı, merkezden yüzeye doğru önce radyatif sonra konvektif olarak enerji taşır. Bu tür yıldızlarda, konveksiyon aracılığıyla madde taşınımı, atmosfer tabakalarına kadar ulaşabilir. Dolayısıyla, gözlenen atmosferik bolluklar üzerinde konveksiyon süreçlerinin etkisi söz konusu olabilir. Kimyasal bollukların hesaplanmasında, bu tür karışım süreçlerinin olası etkilerinin göz önünde bulundurulması, elde edilecek element bolluklarının doğru bir şekilde belirlenmesine olanak sağlar. Bu amaçla, Ludwig vd. (1999) tarafından 2B hidrodinamik modellere dayalı bir karışım ölçek uzunluğu parametresi (α) tanımlanmıştır. Bu çalışmayı takiben, Magic vd. (2015) tarafından 3B modellemelere dayalı yeni bir karışım ölçek uzunluğu (α) parametresi önerilmiştir. Söz konusu iki farklı α parametresi kullanılarak, bu tez kapsamında incelenen yıldızlar için konveksiyon etkisinin dikkate alındığı model atmosferler oluşturulmuş ve bu atmosferler temel alınarak element bollukları yeniden hesaplanmıştır. Aşağıda, her bir yıldız için elde edilen α değerleri ve bolluklara olan etkileri özetlenmektedir ve gerçeklenen NLTE bolluk değerleri Çizelge 3.6'te gösterilmektedir. BD +07 4841

yıldızı için $\alpha_{Ludwig} = 1.55$ ve $\alpha_{Magic} = 1.96$ olarak hesaplanmıştır. Her iki parametre dikkate alınarak oluşturulan model atmosferlerle yapılan bolluk analizleri sonucunda, tüm elementlerde 0.01 dex'lik bir artış gözlemlenmiştir. Her iki parametrenin aynı sonucu vermesi, bu yıldız için konveksiyonun kimyasal bolluklar üzerinde oldukça sınırlı bir etkisi olduğunu göstermektedir. Çizelge 3.6'te görüldüğü üzere çizgi sayıları ve bu çizgilerin NLTE bolluk değerleri verilmiştir. BD–01 1792 yıldızı için $\alpha_{Ludwig} = 1.65$ ve $\alpha_{Magic} = 1.94$ olarak bulunmuştur. Bu parametrelerle oluşturulan modeller kullanılarak yapılan bolluk analizlerinde; Ca I, Sc II, Ti II, Cr I, Cr II, Co I, Zn I, Y II ve Nd elementlerinde 0.01 dex'lik bir değişim tespit edilmiştir. Diğer elementler için herhangi bir fark gözlenmemiştir. Bu durum, söz konusu yıldız için konveksiyonun bolluklara anlamlı düzeyde bir etkide bulunmadığını ortaya koymaktadır. HD 3546 yıldızı için $\alpha_{Ludwig} = 1.68$ ve $\alpha_{Magic} = 1.74$ olarak belirlenmiştir. Söz konusu parametreler dikkate alınarak yapılan bolluk analizlerinde, Mg, Ti, Mn, Sr ve La elementlerinde 0.01 dex'lik bir değişim tespit edilmiştir. Diğer elementler açısından anlamlı bir fark gözlenmemiştir. HD 148897 yıldızı için hesaplanan α değerleri, $\alpha_{Ludwig} = 1.74$ ve $\alpha_{Magic} = 1.57$ olarak bulunmuştur. Bu parametrelerle yapılan analizler sonucunda, herhangi bir elementte bolluk değişimi gözlenmemiştir. Bu da, HD 148897 yıldızı için konvektif etkinin element bolluklarına etki etmediğini göstermektedir. Sonuç olarak, bu tez kapsamında incelenen dört yıldız için yapılan analizler, karışım uzunluğu parametresi (α) dikkate alınarak oluşturulan model atmosferlerin, kimyasal bolluklara genel olarak sınırlı düzeyde etki ettiğini ortaya koymaktadır. Konveksiyonun etkisi çoğu durumda 0.01 dex seviyesinde kalmakta olup, analiz edilen yıldızlar için bolluk hesaplamaları açısından ihmal edilebilir düzeydedir. BD +074841 ESPaDOnS tayfında tespit edilen Mg I (bir çizgi) 0.032 dex, Si I (bir çizgi) -0.003 dex, Ca I (altı çizgi) 0.055 dex, Ti II (yedi çizgi) 0.001 dex, Cr I (altı çizgi) 0.271 dex, Mn I (on iki çizgi) 0.291 dex, Fe I (on yedi çizgi) 0.042 dex, Fe II (beş çizgi) 0.000 dextir ve etkisizidir. En büyük fark Co I (bir çizgi) ve Ti I (yedi çizgi) için gözlenmiştir. Co I (bir çizgi) çizgisinde 0.500 dex'lik bir düzeltme bolluk tayinini etkilemektedir, ciddi sapmalara neden olabilir. Ti I (yedi çizgi) 0.338 dex'tir. Bu NLTE'den etkilendiğini göstermektedir. Atmosfer parametrelerine bağlı olarak sapmalara neden olabilir. Dolayısıyla BD +074841 yıldızı için yapılan NLTE analiz sonuçlarına göre özellikle Ti I, Mn I, Cr I ve Co I çizgileri için LTE altında yapılan bolluk analizlerinde önemli sapmalar içerir NLTE düzeltmeler

uygulanmalıdır. Buna karşın Fe II ve Ti II çizgileri için bu etkiler önemsizdir, güvenle kullanılabilir. BD -01 1792 ESPaDOnS tayfında tespit edilen Mg I (iki çizgi) -0.001 dex, Si I (yedi çizgi) -0.007 dex, Ca I (dokuz çizgi) -0.006 dex ve Ti II (on çizgi) -0.004 dex değerleri için NLTE düzeltme değerleri oldukça düşüktür ve ihmal edilebilir düzeydedir. Ti I (otuz üç çizgi) 0.211 dex, Cr I (on altı çizgi) 0.112 dex, Mn I (on dört çizgi) 0.200 dex ve Co I (yedi çizgi) 0.192 dex olmak üzere NLTE düzeltme değerleri yüksektir, LTE koşul altında sapmalara yol açabilir. Fe I (yetmiş dokuz çizgi) 0.016 dex ve Fe II (on iki çizgi) -0.001 dex değerlerinde ise LTE koşul altında güvenilirliğini koruduğunu göstermektedir. Fe II çizgisi için NLTE etkisi yok denecek kadar azdır. HD 3546 SOPHIE tayfında tespit edilen Mg I (iki çizgi) 0.002 dex ve Ti II (yedi çizgi) -0.024 dex, Cr I (on dört çizgi) 0.080 dex, Si I (dört çizgi) -0.015 dex, Ca I (dokuz çizgi) -0.069 dex, Fe I (altmış üç çizgi) 0.023 dex ve Fe II (on bir çizgi) 0.000 dex'lik bir değişim tespit edilmiştir. NLTE düzeltme değerleri oldukça düşüktür ve ihmal edilebilir düzeydedir. Ti I (yirmi dört çizgi) 0.181 dex, Mn I (dokuz çizgi) 0.142 dex,ve Co I (dört çizgi) 0.164 dex olarak hesaplanmıştır. Hesaplanan bu NLTE düzeltmeleri, özellikle nötr türlerde (Ti I, Mn I ve Co I) dikkat çekici düzeydedir. Bu elementlerin çizgileri, üst atmosfer katmanlarında fotoyonizasyon etkilerine açık olan düşük iyonlaşma enerjili seviyelerden kaynaklandığı için, LTE altında bu çizgilerin bollukları sistematik olarak eksik tahmin edilmektedir. Söz konusu türler, özellikle Ti II ve Fe II gibi iyonize çizgilerle karşılaştırmalı olarak kullanıldığında, NLTE düzeltmesi uygulanmadığı takdirde yıldızın α-element içeriği ve demir grubu element oranları hatalı şekilde yorumlanabilir. HD 148897 UVES tayfında tespit edilen Mg I (iki çizgi) 0.044 dex, Si I (bir çizgi) -0.019 dex, Ti II (yedi çizgi) -0.024 dex, Fe I (otuz yedi çizgi) 0.047 dex'lik bir değişim tespit edilmiştir. NLTE düzeltme değerleri oldukça düşüktür ve ihmal edilebilir düzeydedir. Cr I (on dört çizgi) 0.080 dex ve Ca I (altı çizgi) 0.0061 dex için NLTE düzeltmeleri orta düzeydedir. LTE koşul altında bolluklar olması gereken değerden daha düşük bir değerle hesaplanmış olabilir. NLTE etkinin ihmal edilmemesi analizlerin doğruluğu açısından önemlidir. Hesaplanan NLTE düzeltmeleri, özellikle nötr çizgilerde (Ti I, Mn I, Co I) belirgindir. Ti I için $+0.33$ dex, Mn I için $+0.285$ dex ve Co I için $+0.204$ dex düzeltme gereksinimi, bu türlerin LTE altında ciddi şekilde eksik tahmin edildiğini göstermektedir. İyonize türlerde (Ti II) NLTE etkisi ihmal edilebilir düzeydeyken, Fe II çizgilerinin bulunmaması, demir bolluğunun yalnızca Fe I üzerinden belirlenmesini

zorunlu kılmıştır. Sonuç olarak özellikle metalce fakir yıldızlarda nötr çizgilerin NLTE düzeltmeleriyle birlikte değerlendirilmesinin önemini ortaya koymaktadır.

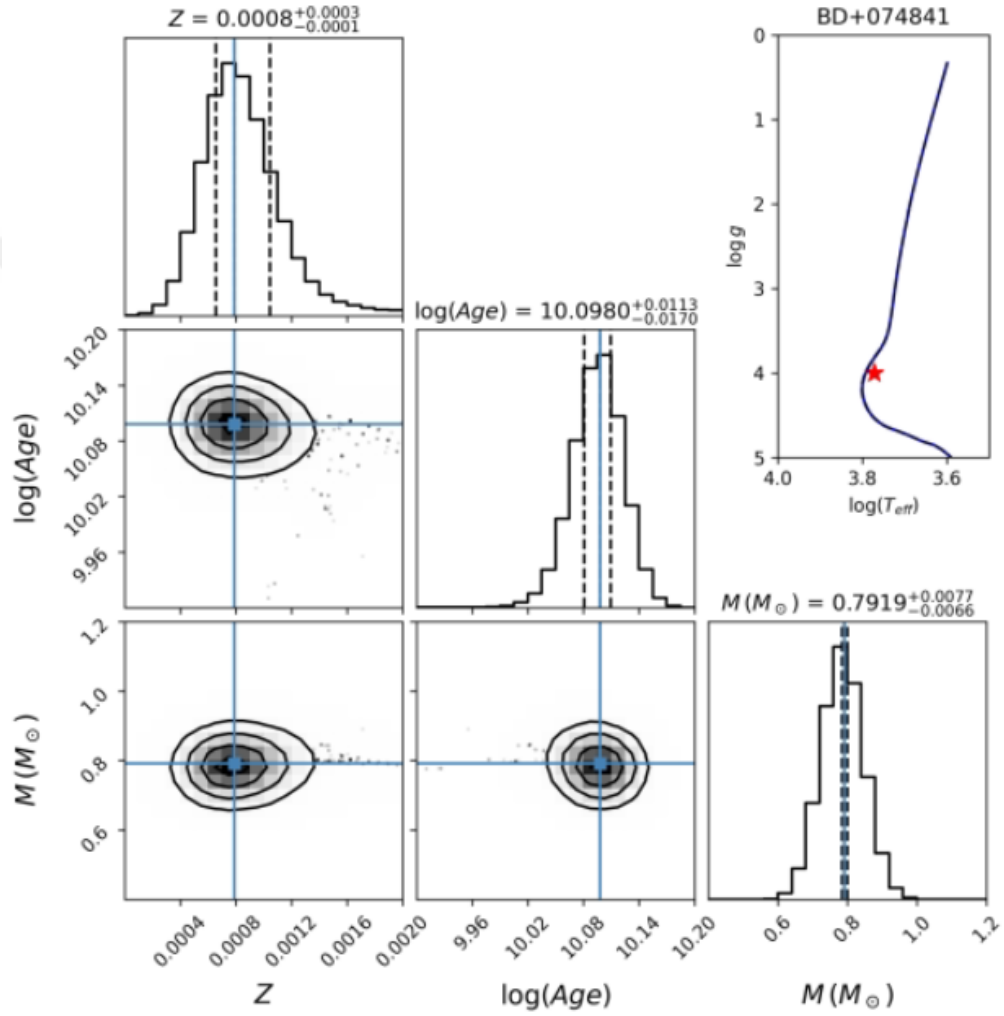
3.3. Bayes Yaş Tayin Sonuçları

3.3.1. BD +07 4841

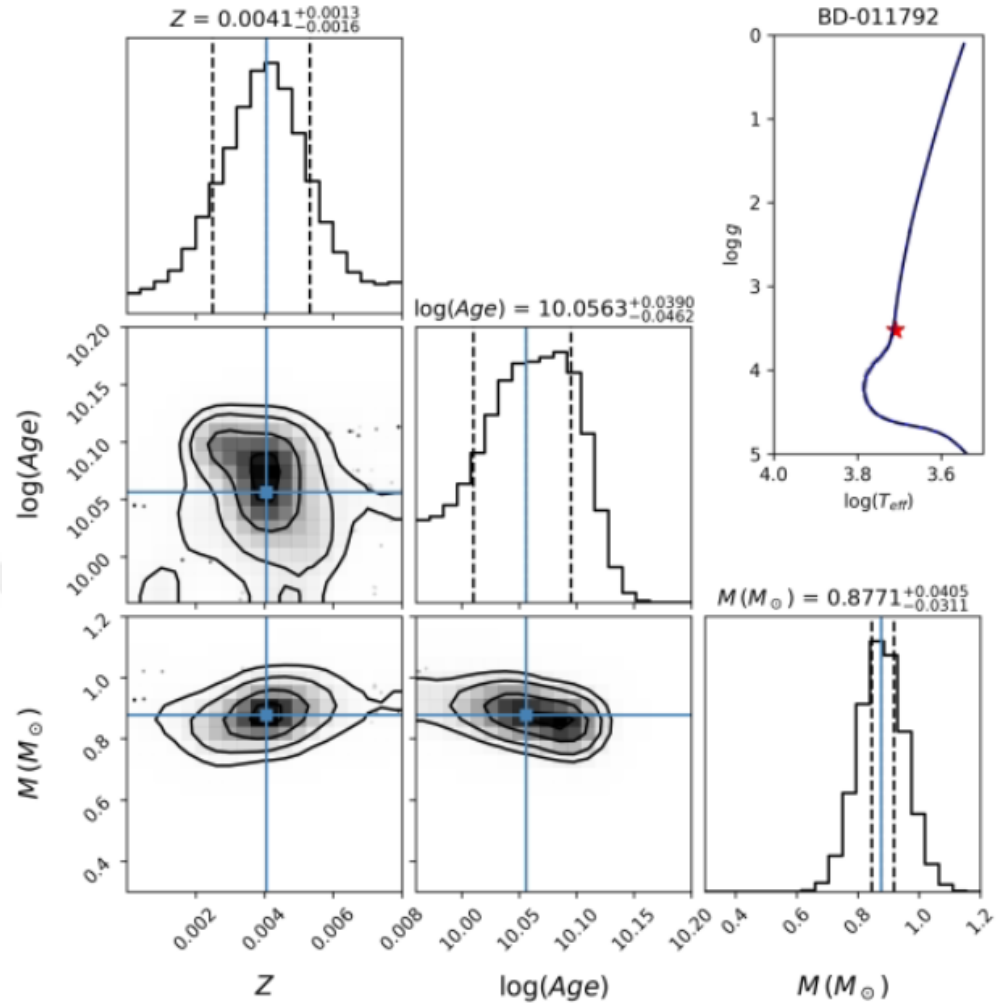
Tayfsal analiz aşaması tamamlanan ve klasik tayfsal analiz yöntemi ile model atmosfer parametreleri elde edilen BD +074841 yıldızının yaş hesabı, Jorgensen ve Lindegren (2005) tarafından geliştirilen Bayes istatistiğine dayalı bir yöntem ile PARSEC (Bressan vd. 2012) yıldız evrim modeliyle karşılaştırılması sonucu tespit edilmiştir. BD +074841 yıldızının Bayes istatistiğine en uygun PARSEC (Bressan vd. 2012) eş-yaş eğrileri ve Bayes istatistiğiyle hesaplanan en olası yaşlara ait G dağılımları Şekil 3.17'de gösterilmiştir. İzokron tabanlı analiz sonuçları doğrultusunda yıldızın düşük [Fe/H] içeriğine sahip olduğu rapor edilmiştir ($Z = 0.0008^{+0.0003}_{-0.0002}$). Jorgensen ve Lindegren (2005)'nin yöntemine göre yıldız yaşının tayininde en büyük G değerine karşılık gelen yaş, yıldızın en olası yıldız yaşı olarak kabul edilmektedir. Bayes istatistiğine göre BD +074841 yıldızının en olası 12.53$\pm$1.03 Gyr hesaplanmıştır ve kütlesi $0.79\,M_{\odot}$ tespit edilmiştir. Kiel diyagramındaki konumu, yıldızın düşük kütleli ve ileri evrim aşamasındaki bir Popülasyon II yıldızı olduğunu göstermektedir.

3.3.2. BD -01 1792

Tayfsal analiz aşaması tamamlanan ve klasik tayfsal analiz yöntemi ile model atmosfer parametreleri elde edilen BD -01 1792 yıldızının yaş hesabı, Jorgensen ve Lindegren (2005) tarafından geliştirilen Bayes istatistiğine dayalı bir yöntem ile PARSEC (Bressan vd. 2012) yıldız evrim modeliyle karşılaştırılması sonucu tespit edilmiştir. BD -01 1792 yıldızının kiel diyagramı ($\log g - T_{\rm eff}$) üzerindeki konumları ve Bayes istatistiğine en uygun PARSEC (Bressan vd. 2012) eş-yaş eğrileri ve Bayes istatistiğiyle hesaplanan en olası yaşlara ait G dağılımları Şekil 3.18'da gösterilmiştir. İzokron tabanlı analiz sonuçları doğrultusunda yıldızın düşük [Fe/H] içeriğine sahip olduğu rapor edilmiştir ($Z = 0.0041^{+0.0013}_{-0.0012}$). Bayes istatistiğine göre BD -011792 yıldızının en olası yaşı 11.84$\pm$1.03 Gyr hesaplanmıştır ve kütlesi $M = 0.8771^{+0.0171}_{-0.0170}\,M_{\odot}$ tespit edilmiştir. Kiel diyagramındaki konumu, bu yıldızın



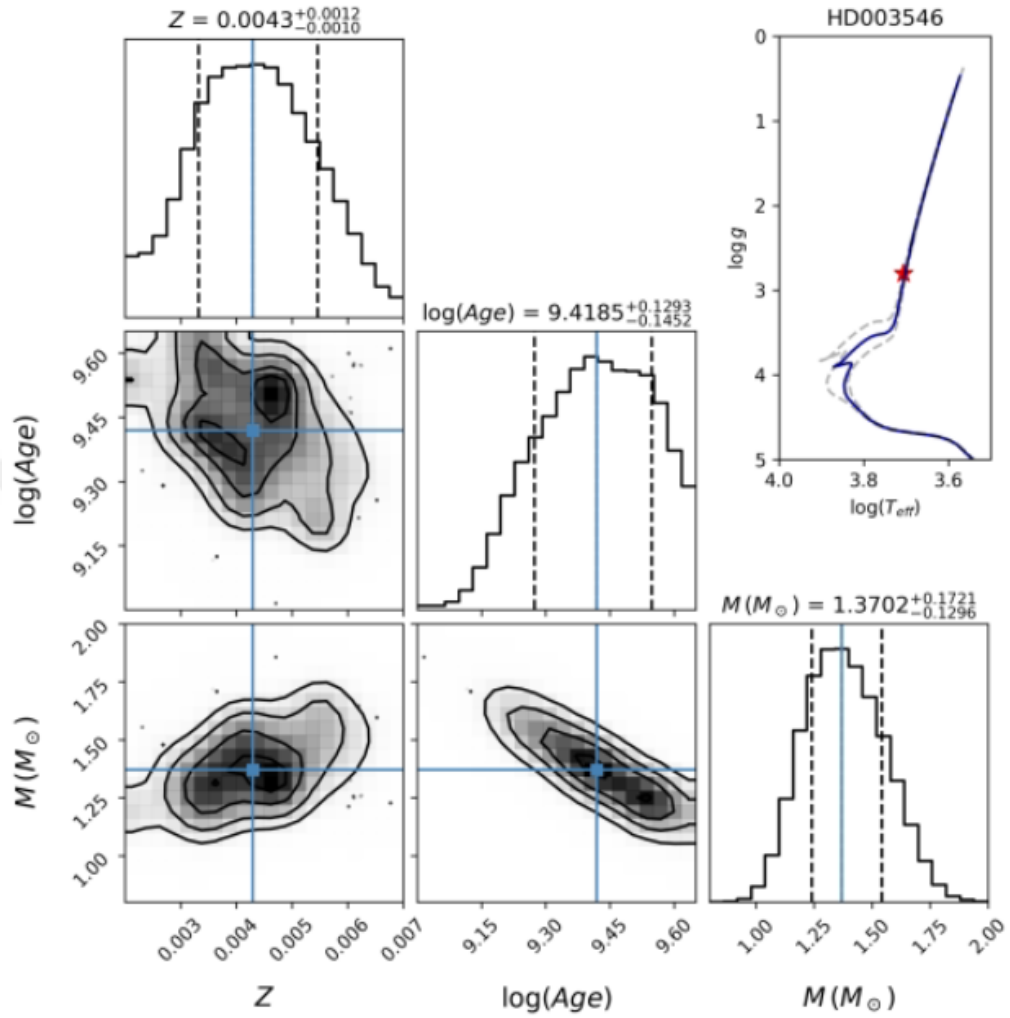
Şekil 3.17. BD +07 4841 yıldızının eş-yaş eğrileri analiz sonuçları: [Fe/H], yaşı, kütle ve kiel diyagramındaki konumu.



Şekil 3.18. BD -011792 yıldızının eş-yaş eğrileri analiz sonuçları: [Fe/H], yaşı, kütle ve kiel diyagramındaki konumu.

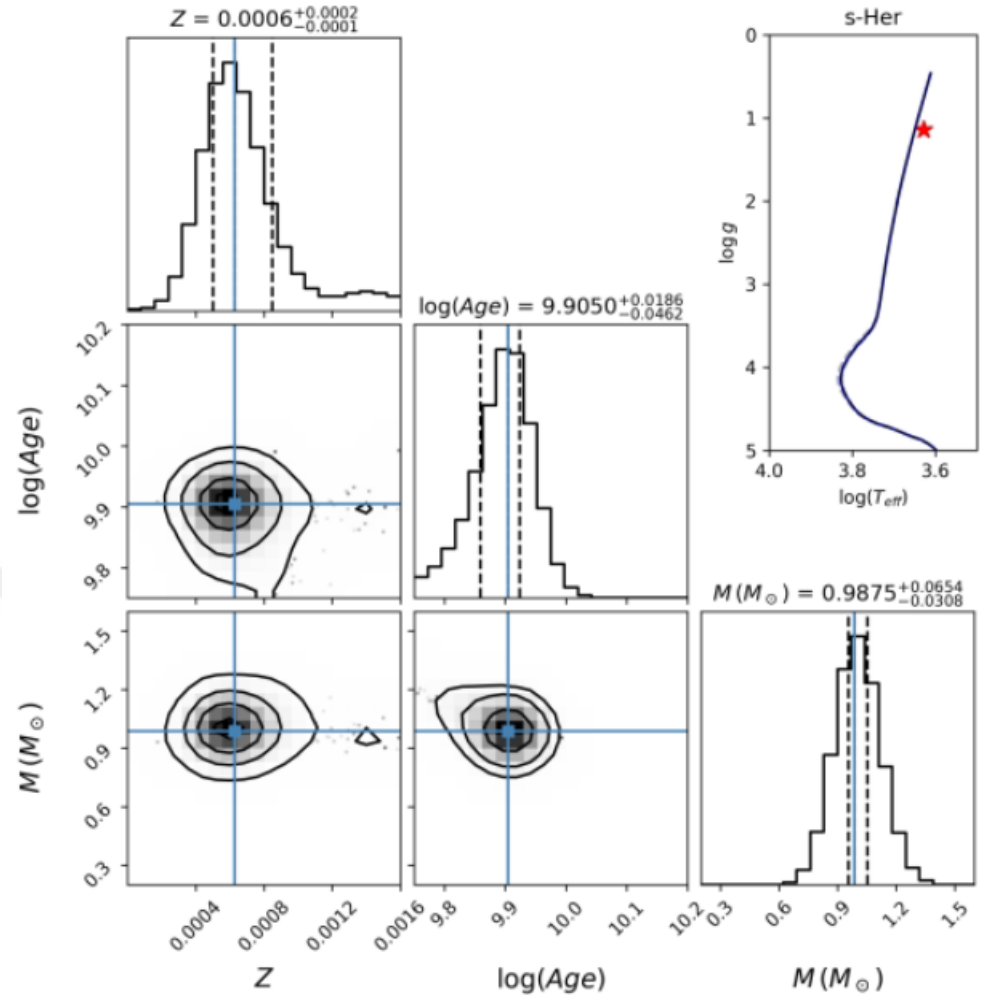
düşük kütleli, yaşlı ve metalce fakir bir Popülasyon II yıldızı olduğunu ve ana kol sonrası evrim aşamasında bulunduğunu göstermektedir.

3.3.3. HD 3546



Şekil 3.19. HD 3546 yıldızının eş-yaş eğrileri analiz sonuçları: [Fe/H], yaşı, kütle ve kiel diyagramındaki konumu.

Tayfsal analiz aşaması tamamlanan ve klasik tayfsal analiz yöntemi ile model atmosfer parametreleri elde edilen HD 3546 yıldızının yaş hesabı, Jorgensen ve Lindegren (2005) tarafından geliştirilen Bayes istatistiğine dayalı bir yöntem ile PARSEC (Bressan vd. 2012) yıldız evrim modeliyle karşılaştırılması sonucu tespit edilmiştir. HD 3546 yıldızının kiel diyagramı ($\log g - T_{\rm eff}$) üzerindeki konumları ve Bayes istatistiğine en uygun PARSEC (Bressan vd. 2012) eş-yaş eğrileri ve Bayes istatistiğiyle hesaplanan en olası yaşlara ait G dağılımları Şekil 3.19'de gösterilmiştir. İzokron tabanlı analiz sonuçları doğrultusunda yıldızın düşük [Fe/H] içeriğine sahip olduğu rapor edilmiştir ($Z = 0.0043^{+0.0010}_{-0.0012}$). Bayes istatistiğine göre HD 3546 yıldızının en olası yaşı 2.62$\pm$1.37 Gyr hesaplanmıştır ve kütlesi



Şekil 3.20. HD 148897 yıldızının eş-yaş eğrileri analiz sonuçları: [Fe/H], yaşı, kütle ve kiel diyagramındaki konumu.

$M = 1.3702^{+0.1214}_{-0.1133}\,M_{\odot}$ tespit edilmiştir. Kiel diyagramındaki konumu ise yıldızın anakol evresini terk etmiş ve dev kolunda bulunduğunu göstermektedir.

3.3.4. HD 148897 (s Her)

Tayfsal analiz aşaması tamamlanan ve klasik tayfsal analiz yöntemi ile model atmosfer parametreleri elde edilen HD 148897 yıldızının yaş hesabı, Jorgensen ve Lindegren (2005) tarafından geliştirilen Bayes istatistiğine dayalı bir yöntem ile PARSEC (Bressan vd. 2012) yıldız evrim modeliyle karşılaştırılması sonucu tespit edilmiştir. HD 148897 yıldızının kiel diyagramı ($\log g - T_{\rm eff}$) üzerindeki konumları ve Bayes istatistiğine en uygun PARSEC (Bressan vd. 2012) eş-yaş eğrileri ve Bayes istatistiğiyle hesaplanan en olası yaşlara ait G dağılımları Şekil 3.20'de gösterilmiştir. İzokron tabanlı analiz sonuçları doğrultusunda

Çizelge 3.7. Metalce fakir ve yüksek öz hareketli tez yıldızlarının ekvatoral koordinatları, dikine hızları, öz hareket bileşenleri, trigonometrik paralaksları ve Güneş'ten uzaklıkları.

Yıldız	α	δ	$\mu_\alpha \cos\delta$	μ_δ	ϖ	Rv
	(hh:mm:ss)	(dd:mm:ss)	(mas/yıl)	(mas/yıl)	(mas)	(km/s)
BD +074841	22 18 36.50	+08 26 44.96	283.278±0.015	-102.144±0.015	6.380±0.017	-234.02±0.28
BD -011792	07 39 50.11	-01 31 20.37	186.435±0.017	-244.429±0.014	5.452±0.017	49.30±0.21
HD 3546	00 38 33.34	+29 18 42.31	-228.701±0.177	-253.206±0.089	19.245±0.119	-83.99±0.13
HD 148897	16 30 33.54	+20 28 45.07	-89.230±0.068	-65.160±0.066	4.714±0.075	16.94±0.15

Kaynak: Gaia DR3, (2022)

yıldızın düşük [Fe/H] içeriğine sahip olduğu rapor edilmiştir ($Z = 0.0006^{+0.0002}_{-0.0002}$). Bayes istatistiğine göre HD 148897 yıldızının en olası yaşı 8.04±1.07 Gyr hesaplanmıştır ve kütlesi $M = 0.9875^{+0.0514}_{-0.0510}\, M_\odot$ tespit edilmiştir. Kiel diyagramındaki konumu ise yıldızın anakol evresini terk etmiş ve alt dev evresine geçmiş olduğunu göstermektedir.

3.4. Kinematik Analiz

3.4.1. BD +074841

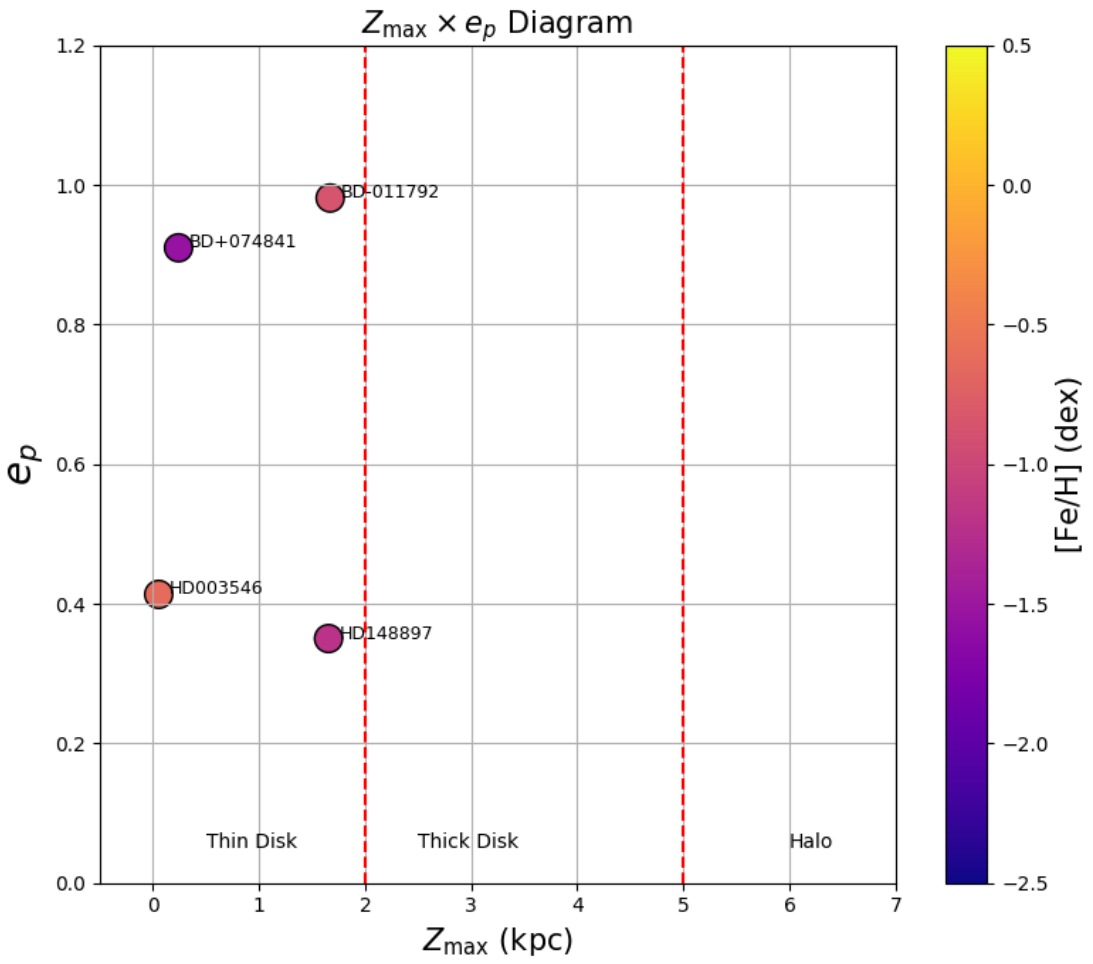
BD +074841 yıldızı için uzay hızı, Johnson ve Soderblom (1987)'un geliştirdikleri yöntem kullanılarak hesaplanmıştır. Uzay hızı hesabı için gerekli olan parametreler (α, δ, μ_α, μ_δ, ϖ, d) Gaia DR3, (2022)'den alınmıştır (Çizelge 3.7). Uzay hızı değerlerinin belirlenmesi aşamasında diferansiyel dönme (dU, dV) ve yerel durağanlık standardı (LSR) dikkate alınmıştır. BD +07 4841 yıldızının toplam uzay hızı (S) yıldızların uzay hız bileşenlerinin karelerinin toplamlarının karekök alınarak hesaplanmıştır ve hesaplanan uzay hızı değerleri Çizelge 3.8'de verilmektedir.

Çizelge 3.8. Yıldızlar için hesaplanan uzay hızı bileşenleri, toplam uzay hızları ve elde edilen Galaktik yörünge parametreleri.

Star	$U_{\rm LSR}$	$V_{\rm LSR}$	$W_{\rm LSR}$	$S_{\rm LSR}$	$z_{\rm max}$	R_a	R_p	e	TD/D	Pop.
	(km s^{-1})				(kpc)					
BD +074841	-184.25	-248.94	-5.19	309.76	0.24	11.36	0.53	0.90	4.16 $\times 10^{34}$	Halo
					0.18*	11.24*	0.54*	0.91*		
BD -011792	149.35	-214.72	58.22	267.96	1.67	10.41	0.09	0.98	9.86 $\times 10^{24}$	Halo
					4.86*	10.52*	0.09*	0.98*		
HD 3546	110.22	-46.13	3.70	119.55	0.05	10.41	4.32	0.41	1.10$\times 10^{2}$	Kalın Disk
					0.06*	10.31*	4.48*	0.39*		
HD 148897	39.50	-76.01	66.35	108.36	1.655	8.15	3.92	0.35	1.80 $\times 10^{5}$	Halo
					0.81*	8.13*	4.10*	0.33*		

* McMillan (2017) potansiyeli kullanılmıştır.

Bu tez çalışmasında sadece kinematik analiz kaynaklı galaksi popülasyon üyelikleri de incelenmiştir. Yalnızca kinematik bulgular ışığında BD +07 4841'in ince disk

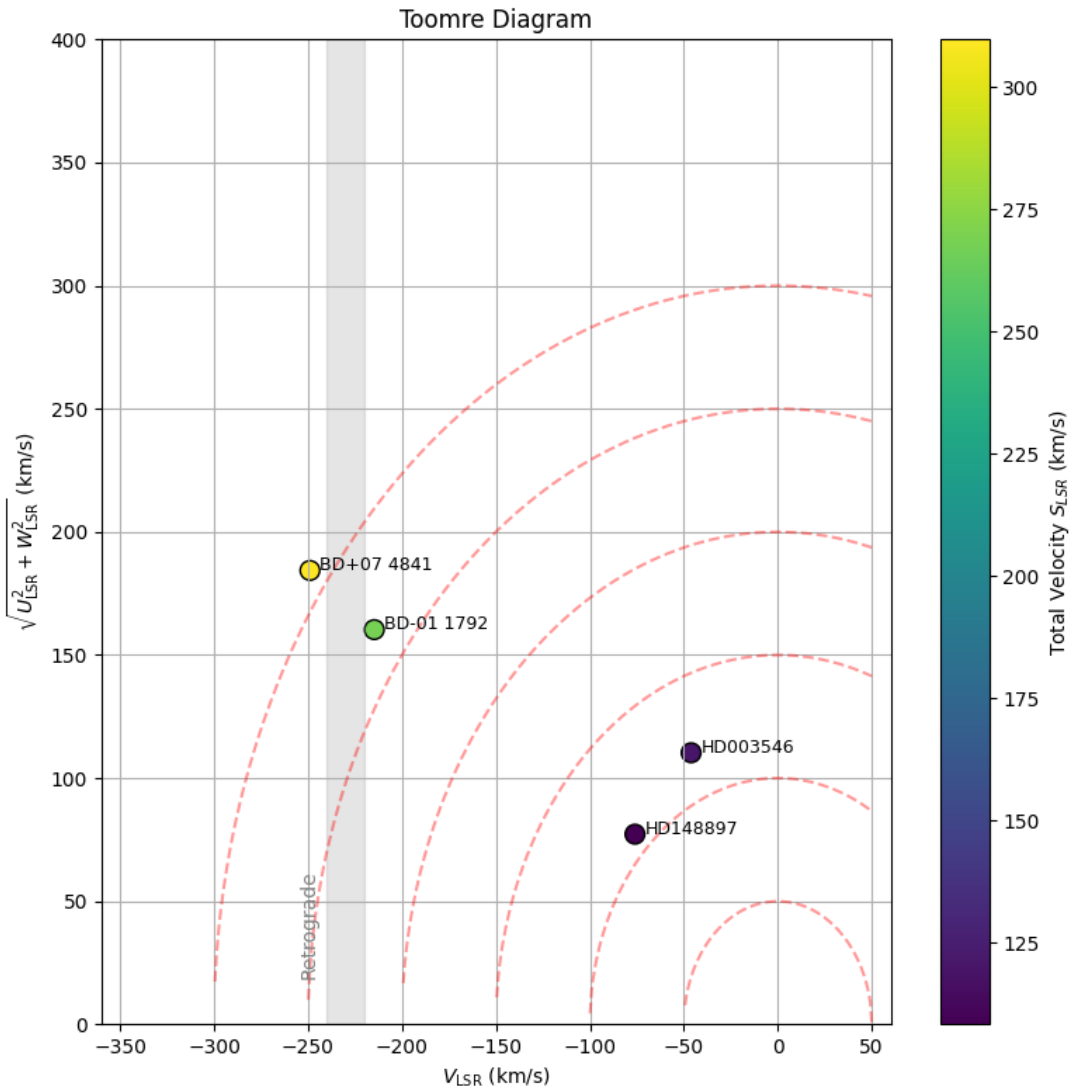


Şekil 3.21. Seçilen dört tez yıldızı için $z_{\rm max} \times e_{\rm p}$ diyagramı.

popülasyonuna ait olduğu sonucu elde edilmiştir ($e_{\rm p}$-$z_{\rm max}$ düzlemi, 3.21). İlave olarak Bensby vd. (2003) kriterinin uyarlanması ile yıldız için hesaplanan TD/D = 4.16 $\times 10^{34}$ bulunmuştur. Bu oran ise yıldız için halo Galaktik popülasyon üyeliğine işaret etmektedir. Literatürde bilinen en güncel çalışma Alexeeva vd. (2023) tarafından BD +07 4841 yıldızının halo popülasyonuna ait olduğu tespit edilmiştir.

Şekil 3.22'de, tez kapsamında incelenen dört yüksek öz hareketli yıldızın kinematik durumlarını gösteren Toomre diyagramı sunulmuştur. Bu diyagramda yıldızların $V_{\rm LSR}$ eksenindeki konumları, Galaktik dönme hareketine göre olan hızlarını; $\sqrt{U_{\rm LSR}^2 + W_{\rm LSR}^2}$ değeri ise yıldızların Galaktik düzleme göre dikey ve radyal hız bileşenlerinin birleşimini temsil etmektedir. BD +07 4841 ve BD -01 1792 yıldızları, diyagramda sol üst bölgeye yakın konumlanmış olup, yüksek toplam uzay hızları ($S_{\rm LSR} > 260$ km s^{-1}) ve $V_{\rm LSR} < -220$ km s^{-1} değerleri ile retrograt hareket özelliği sergilemektedir. Bu özellik, her iki

yıldızın kalın disk veya halo bileşenine ait olma olasılığını güçlendirmektedir.



Şekil 3.22. Dört yüksek öz hareketli yıldız için Toomre diyagramı. Kırmızı sürekli çizgiler, toplam uzay hızının $50\,\mathrm{km\,s^{-1}}$ ile $500\,\mathrm{km\,s^{-1}}$ arasında $50\,\mathrm{km\,s^{-1}}$'lik adımlarla sabit olduğu eş-hız eğrilerini göstermektedir. Dikey turuncu bant, yıldızların retrograt ($V_{\mathrm{LSR}} < -220\,\mathrm{km\,s^{-1}}$) ve prograd ($V_{\mathrm{LSR}} \geq -220\,\mathrm{km\,s^{-1}}$) hareket sınırlarını belirtmektedir.

Ayrıca, bu yıldızlar Toomre diyagramında eş-hız eğrilerinin en dışındaki $300\ \mathrm{km\ s^{-1}}$ bandına yakın konumlanmakta olup, yüksek enerjili ve yörüngesi bozulmuş yıldız popülasyonlarına işaret etmektedir. Buna karşılık, HD 3546 ve HD 148897 yıldızları diyagramın alt sağ bölgesinde yer almakta; toplam uzay hızları $S_{\mathrm{LSR}} < 130\ \mathrm{km\ s^{-1}}$ sınırında kalmakta ve $V_{\mathrm{LSR}} > -220\ \mathrm{km\ s^{-1}}$ değerleri ile prograd hareket göstermektedir. Bu kinematik özellikler, söz konusu iki yıldızın Galaktik ince disk yapısıyla daha uyumlu

olduğunu göstermekte; dolayısıyla bu yıldızların dinamik açıdan farklı bir kökene sahip olabileceğini düşündürmektedir.

3.4.2. BD -01 1792

BD -011792 yıldızı için uzay hızı, Johnson ve Soderblom (1987)'un geliştirdikleri yöntem kullanılarak hesaplanmıştır. Uzay hızı hesabı için gerekli olan parametreler ($\alpha, \delta, \mu_\alpha, \mu_\delta, \varpi$, d) Gaia DR3, (2022)'den alınmıştır (Çizelge 3.7). Uzay hızı değerlerinin belirlenmesi aşamasında diferansiyel dönme (dU, dV) ve yerel durağanlık standardı (LSR) dikkate alınmıştır. BD -011792 yıldızının toplam uzay hızı (S) yıldızların uzay hız bileşenlerinin karelerinin toplamlarının karekök alınarak hesaplanmıştır. Çizelge 3.8 BD -011792 için hesaplanan uzay hızı değerleri verilmektedir. Yıldızın $e_{\rm p}$-$z_{\rm max}$ düzleminde verilen ve Bensby kriteri kapsamında TD/D = 9.86 $\times 10^{24}$ belirlenmiştir. TD/D oranı sonucunda bu yıldızın halo popülasyonuna sahip olduğunu göstermektedir. Bu tez çalışmasında sadece kinematik analiz kaynaklı galaksi popülasyon üyelikleri de incelenmiştir. Sadece kinematik bulgular ışığında BD -011792'nin ince disk popülasyonuna ait olduğu sonucuna varılmıştır (Şekil 3.21). Bu yıldıza ait literatürde Galaktik popülasyon üyeliğine dair bilinen bir çalışma yoktur.

3.4.3. HD 3546

HD 3546 yılıdızı için uzay hızı, Johnson ve Soderblom (1987)'un geliştirdikleri yöntem kullanılarak hesaplanmıştır. Uzay hızı hesabı için gerekli olan parametreler ($\alpha, \delta, \mu_\alpha, \mu_\delta, \varpi$, d) Gaia DR3, (2022)'den alınmıştır (Çizelge 3.7). Uzay hızı değerlerinin belirlenmesi aşamasında diferansiyel dönme (dU, dV) ve yerel durağanlık standardı (LSR) dikkate alınmıştır. HD 3546 yıldızının toplam uzay hızı (S) yıldızların uzay hız bileşenlerinin karelerinin toplamlarının karekök alınarak hesaplanmıştır. Çizelge 3.8 HD 3546 için hesaplanan uzay hızı değerleri verilmektedir. Bensby vd. (2003) kriteri doğrultusunda ise yıldızın TD/D = 1.10 $\times 10^2$ oranına göre kalın disk yıldızı olduğu görülmektedir. Bu tez çalışmasında sadece kinematik analiz kaynaklı galaksi popülasyon üyelikleri de incelenmiştir. Sadece kinematik bulgular ışığında HD 3546'nın ince disk popülasyonuna ait olduğu sonucuna varılmıştır (Şekil 3.21). Literatürde en güncel Jofre vd. (2015) HD 3546 yıldızının ince disk yıldız popülasyonuna ve diğer bir çalışma olan Afşar vd. (2012) yıldızın

kalın disk yıldız popülasyonuna ait olduğunu tespit etmişlerdir.

3.4.4. HD 148897 (s Her)

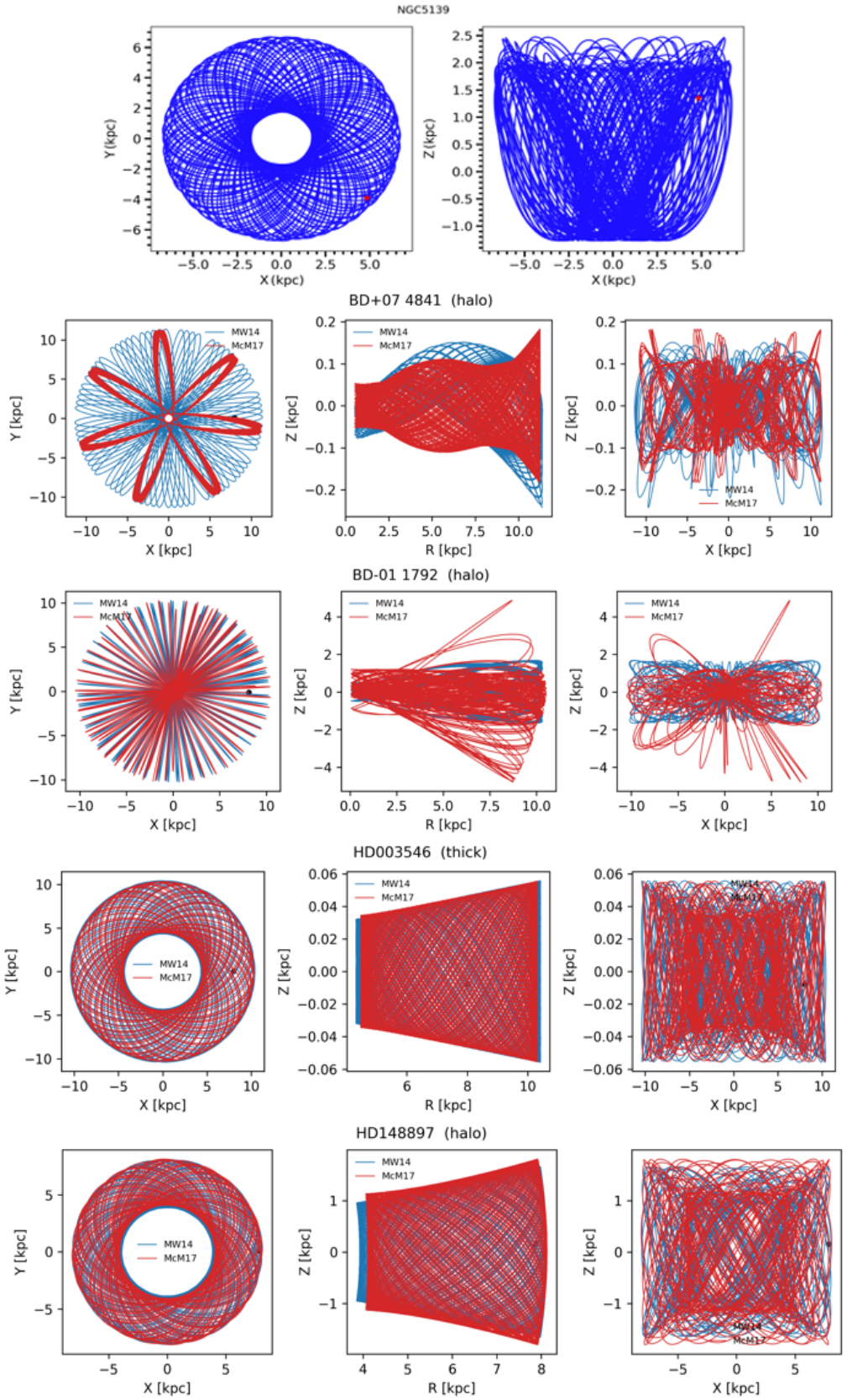
HD 148897 yıldızı için uzay hızı, Johnson ve Soderblom (1987)'un geliştirdikleri yöntem kullanılarak hesaplanmıştır. Uzay hızı hesabı için gerekli olan parametreler ($\alpha, \delta, \mu_\alpha, \mu_\delta, \varpi$, d) Gaia DR3 (2022)'den alınmıştır (Çizelge 3.7). Uzay hızı değerlerinin belirlenmesi aşamasında diferansiyel dönme (dU, dV) ve yerel durağanlık standardı (LSR) dikkate alınmıştır. HD 148897 yıldızının toplam uzay hızı (S) yıldızların uzay hız bileşenlerinin karelerinin toplamlarının karekök alınarak hesaplanmıştır. Çizelge 3.8'de HD 148897 için hesaplanan uzay hızı değerleri ve TD/D oranı verilmektedir. TD/D oranı Bensby vd. (2003) kriteri kullanılarak hesaplanmıştır. HD 148897 yıldızı için TD/D = 1.80 $\times 10^5$ olarak belirlenmiştir. Buna göre yıldızın halo popülasyonuna ait olduğunu görülmektedir. Bu tez çalışmasında sadece kinematik analiz kaynaklı galaksi popülasyon üyelikleri de incelenmiştir. Sadece kinematik bulgular ışığında HD 148897'nin ince disk popülasyonuna ait olduğu sonucuna varılmıştır. Bu yıldıza ait literatürde Galaktik popülasyon üyeliğine dair bilinen bir çalışma yoktur.

3.5. Dinamik Yörünge Analizi ve Galaktik Köken Analizi Sonuçları

Tez kapsamında analiz edilen dört yıldızın Yerel Standart Dinlenim Sistemi'ne (LSR) göre hesaplanan uzay hız bileşenleri ($U_{\rm LSR}$, $V_{\rm LSR}$, $W_{\rm LSR}$), toplam uzay hızları ($S_{\rm LSR}$) ile birlikte elde edilen Galaktik yörünge parametreleri ($z_{\rm max}$, $R_{\rm a}$, $R_{\rm p}$ ve e) Çizelge 3.8'da sunulmuştur. Yıldızların uzay hızları, Galaktik yörüngelerindeki farklılıkları anlamada kilit rol oynamaktadır. Özellikle BD +07 4841 ve BD -01 1792 yıldızları, sırasıyla $U_{\rm LSR} = -184$ km/s ve $+149$ km/s değerleri ile yüksek uzay hızlarına sahiptir. Bu yıldızların toplam uzay hızları $S_{\rm LSR} = 309.76$ km/s ve 267.96 km/s olarak hesaplanmış olup, bu değerler Galaktik diske göre oldukça hızlı hareket ettiklerini göstermektedir. Nitekim BD +07 4841'in $e = 0.90$ ve BD -01 1792'nin $e = 0.98$ dış merkezliği değerleri, bu yıldızların oldukça eliptik ve yüksek dış merkezli yörüngelere sahip olduklarını göstermektedir. Ayrıca BD -01 1792'nin $z_{\rm max} = 1.67$ kpc olması, bu yıldızın Galaktik düzlemden oldukça uzaklaştığını ve kalın disk/halo bileşenine ait olabileceğini düşündürmektedir. Buna karşılık, HD 3546 yıldızı daha düşük bir toplam uzay hızına ($S_{\rm LSR} = 119.55$ km/s) ve $z_{\rm max} = 0.05$ kpc

gibi oldukça küçük bir dikey salınıma sahiptir. Dış merkezliliği yalnızca $e = 0.41$ olan bu yıldız, neredeyse dairesel ve düzleme yakın bir yörünge izlemektedir; bu da tipik bir ince disk yıldızı karakteriyle örtüşmektedir. HD 148897 yıldızı da benzer biçimde $S_{\rm LSR} = 108.36$ km/s toplam uzay hızına sahiptir, ancak $z_{\rm max} = 1.655$ kpc ile daha yüksek dikey hareket göstermektedir. Bu durum, yıldızın kalın disk sınırına yakın bir popülasyona ait olabileceğini işaret eder. Sonuç olarak, bu yörünge parametreleri yıldızların Galaktik yapı içindeki yerlerini belirlemek açısından oldukça değerlidir. BD +07 4841 ve BD -01 1792 yüksek dış merkezliği ve $z_{\rm max}$ değerleriyle dikkat çekerken, HD 3546'nın düşük uzay hızı ve düzleme yakın yörüngesi, bu yıldızların Galaktik kökenleri hakkında önemli ipuçları sunmaktadır.

Şekil 3.23'te ω Centauri küresel kümesi ve BD +07 4841, BD -01 1792, HD 3546 ve HD 148897 (s Her) yıldızlarına ait Galaktik yörünge projeksiyonları `MWPotential2014` ve *McMillan17* Potansiyeli çerçevesinde gösterilmektedir. Yörüngelerin çizimlerindeki farklı renkler, kullanılan potansiyel ayrımını vurgulamak için seçilmiştir. Mavi; `MWPotential2014`, kırmızı; *McMillan17* potansiyelini temsil etmektedir. Sol sütunlarda X–Y düzleminde (Galaktik düzlemde) yıldızların yörüngeleri yer almakta, sağ sütunlarda ise X–Z düzleminde (Galaktik düzleme dik) hareketleri sunulmaktadır. NGC 5139, geniş bir yörüngeye sahip olup, X–Z düzleminde yüksek genlikli dikey salınımlar göstermektedir. Bu durum, sistemin halo kökenli olabileceğini göstermektedir. BD +07 4841 yıldızı ise oldukça simetrik ve düzgün bir yörüngeye sahip olup, galaktik düzleme çok yakın salınımlar sergilemektedir; bu da yıldızın kinematik özellikleri bakımından halo kökenli olduğunu kuvvetli biçimde göstermektedir. Galaktik düzlemde (X–Y düzlemi) yıldızın yörüngesi Galaktik merkeze oldukça yaklaşabilmekte ve aynı zamanda disk düzleminden çok uzak bölgelere kadar ulaşabilmektedir. Bu da yıldızın dış halo bölgesine kadar uzanan bir yörüngede hareket ettiğini ortaya koymaktadır. R–Z düzleminde incelendiğinde, yıldızın Galaktik merkezden uzaklığı (R) yaklaşık 2 ila 10 kpc arasında değişirken, dikey eksende (Z) +1.5 kpc ile -1.5 kpc arasında salınım yaptığı gözlemlenmektedir. Bu, yıldızın disk düzlemini birçok kez geçtiğini ve Galaktik diskin hem üst hem alt bölgelerine önemli derecede sapabildiğini gösterir. Bu kadar büyük bir Z salınımı, yıldızın düşük metal içeriğiyle birlikte değerlendirildiğinde, klasik bir halo bileşeni karakteristiği sergilediğini doğrular niteliktedir. X–Z düzlemindeki

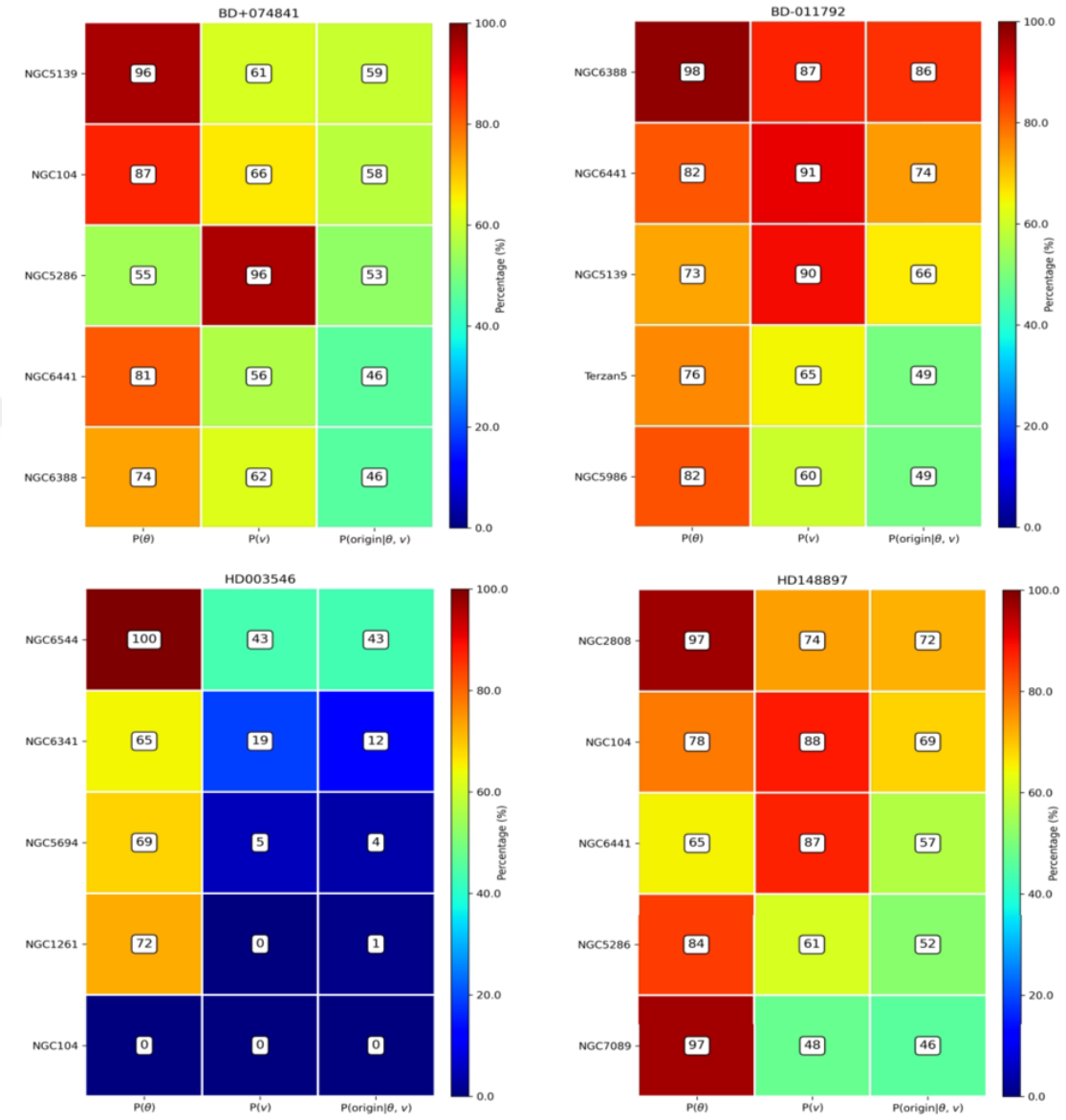


Şekil 3.23. NGC 5139 küresel kümesinin ve tez yıldızlarının Galaksi merkezi etrafındaki yörüngelerinin $Y-X$ ve $Z-X$ uzaklık düzlemleri üzerindeki konumları gösterilmektedir.

yörünge yapısı da bu durumu desteklemektedir. Yıldız, Galaktik düzleme göre oldukça dik açılarla hareket etmekte, düzlemi sık aralıklarla ve yüksek hızlarla kesmektedir. Bu durum, yıldızın Galaktik disk yapısına gevşek bir şekilde bağlı olduğunu ve dinamik olarak daha dağınık bir potansiyel içinde evrimleştiğini gösterir. BD -01 1792 yıldızı ise yüksek dış merkezli yörüngesi ve büyük dikey uzaklığı ile dikkat çekmektedir; bu özellikler yıldızın kalın disk ya da halo kökenli olabileceğini düşündürmektedir. X–Y düzlemindeki yörünge yapısı Galaktik merkez çevresinde oldukça dış merkezli bir şekilde hareket ettiğini göstermektedir. R–Z düzleminde, yıldızın yarıçap boyunca geniş bir salınım yaptığı ve dikey eksende ±2 kpc'ye kadar çıktığı görülmektedir. Z yönündeki bu salınımlar, yıldızın Galaktik diski çok sayıda kez geçtiğini ve yukarı-aşağı geniş hareket alanı olduğunu gösterir. Bu davranış, diske bağlı yıldızlardan farklı olarak, kütle merkezi etrafında simetrik ancak kararlı olmayan bir hareket modelini işaret eder. X–Z düzleminde gözlenen yapı, yıldızın Galaktik düzleme göre yüksek genlikli salınımlar yaptığını ve bu salınımların süreklilik gösterdiğini ortaya koymaktadır. Düzlemin hem üst hem alt tarafına geçişlerdeki simetri, yıldızın potansiyel halo bileşeni içerisindeki konumunu destekler niteliktedir. Bu yörünge yapısı, BD–01 1792'nin kalın diske ya da ince diske bağlı olmadığını, aksine Galaktik halo içinde dinamik olarak serbest ve dağınık hareket eden bir bileşen olduğunu gösterir. Aynı zamanda bu yapı, yıldızın iç halo bölgesine ait olabileceği gibi, geçmişteki bir galaktik birleşmeden kalan dış kökenli (accreted) bir yıldız olabileceğine de işaret etmektedir. HD 3546, neredeyse dairesel ve disk düzlemine sıkışık bir yörünge izlediği görünmektedir. X–Y düzlemindeki yörünge yapısı, neredeyse düzgün eliptik bir formdadır. Galaktik merkez çevresinde belirgin bir sapma olmaksızın ilerleyen yıldızın yörüngesi, düşük dış merkezlilik göstermekte ve Galaktik disk içinde kararlı bir döngü sergilemektedir. Yıldız, Galaktik merkezden çok fazla uzaklaşmadan, disk düzlemine yakın bir bölgede sabit ve dengeli bir şekilde hareket etmektedir. Bu durum, yıldızın disk kökenli olduğunu ve Galaktik potansiyelin merkezi bileşeniyle uyumlu bir yörüngede bulunduğunu göstermektedir. R–Z düzleminde dikkat çeken en önemli özellik, yıldızın dikey eksende yaptığı hareketlerin son derece sınırlı olmasıdır. HD 3546'nın Z yönündeki salınımı maksimum ≈ 0.06 kpc civarındadır. Bu değer, yıldızın neredeyse tüm yörüngesini Galaktik düzleme çok yakın bir seviyede gerçekleştirdiğini ortaya koyar. Böyle düşük Z salınımı, kalın diske ait yıldızlarda görülmesi beklenen tipik bir özelliktir.

X–Z düzlemindeki yörünge şekli, yıldızın disk düzlemine sıkı sıkıya bağlı olduğunu bir kez daha göstermektedir. Dikey düzlemdeki hareket çok sınırlı, yörünge simetrik ve Galaktik diski asla terk etmeyecek şekilde dardır. Bu yapı, yörüngesel kararlılık ve açısal momentum açısından yüksek disk içi bağlılık anlamına gelmektedir. Bu özelliklerin tümü değerlendirildiğinde HD 3546, kalın disk bileşeni içinde evrimleşmiş, büyük olasılıkla Galaksi'nin iç dinamikleriyle oluşmuş veya zaman içinde ısınarak bugünkü konumuna ulaşmış bir yıldız olarak sınıflandırılabilir. HD 148897 (s Her) ise genişleyen spiralimsi yapıda bir yörünge izlemekte ve galaktik düzlemde orta seviyede bir dikey salınıma sahiptir. X–Y düzleminde yıldızın izlediği yörünge, belirgin şekilde eliptik ve merkezi simetrik bir yapıdadır. R–Z düzleminde incelendiğinde Galaktik diskten yaklaşık ±1 kpc düzeyinde dikey sapmalar göstermektedir. X–Z düzlemindeki yapı, Galaktik düzlemi geçen ve zaman zaman üst ve alt halo bölgelerine çıkan bir yörüngeyi göstermektedir. Bu durum, yıldızın Galaktik halo'nun iç sınırlarında veya geçiş bölgesinde (halo–disk arası) yer aldığını göstermektedir. Bu sonuçlar doğrultusunda yörünge karakteristikleri üzerinden yıldızların olası kökenlerinin ayrıştırılması açısından önemlidir. Özellikle BD -01 1792'nin dış merkezli yörüngesi ve BD +07 4841'in ω Centauri ile benzer Z-yörüngesi, kimyasal ve kinematik bağlantıların birlikte değerlendirilmesi gerektiğini ortaya koymaktadır. Yıldızlar ile küresel kümeler arasındaki konumsal ve hız karşılaşmalarına ait olasılık matrisleri Şekil 3.24'de gösterilmektedir. Her panelde, bir yıldızın karşılaşma olasılığı en yüksek olan beş küresel küme için üç olasılık değeri yer almaktadır: konum ($P(\theta)$), hız ($P(\nu)$) ve bu iki olasılığın çarpımı ($P(\text{origin} \mid \theta, \nu)$) görülmektedir. Her hücrenin rengi, hesaplanan olasılık değerlerine göre belirlenmiş olup, panelin sağ tarafında verilen renk skalasına göre gösterilmektedir. Renk skalası, düşük olasılıkları mavi tonlarında, yüksek olasılıkları ise kırmızı tonlarında temsil eder. Her hücredeki sayısal değer, karşılık gelen olasılığın yüzdelik ($\%$ değer) ifadesidir. BD +074841 için en yüksek birleşik olasılık $P(\text{origin} \mid \theta, \nu) = 59\%$ ile NGC 5139 (ω Centauri) kümesine karşılık gelmektedir. BD -01 1792 için en yüksek birleşik olasılık, $P(\text{origin} \mid \theta, \nu) = 86\%$ ile NGC 6388 kümesine karşılık gelmektedir. HD 3546 için en yüksek birleşik olasılık, $P(\text{origin} \mid \theta, \nu) = 43\%$ ile NGC 6544 kümesine karşılık gelmektedir. HD 148897 için en yüksek birleşik olasılık $P(\text{origin} \mid \theta, \nu) = 72\%$ ile NGC 2808 kümesiyle ilişkilidir; ancak NGC 104 ve NGC 6441 kümeleriyle olan olasılık değerleri de görece yüksektir ve dikkate değerdir.

Farklı potansiyel modelleri altında hesaplanan yörüngeler karşılaştırıldığında, `MWPotential2014` ve *McMillan17* modelleri arasında özellikle halo yıldızları için belirgin farklılıklar gözlemlenmektedir. *McMillan17* potansiyeli, daha konsantre bir kütle dağılımı ve derin galaktik potansiyel kuyusu sunduğundan, yıldızların dikey salınımlarını (örneğin $Z_{\max}$) daha sınırlı tutmakta, bu da yörüngelerin daha sıkı ve düzlemsel olmasına neden olmaktadır. Buna karşılık, `MWPotential2014` modeli daha yaygın ve sığ bir potansiyel tanımladığından, yörüngeler daha geniş salınımlı ve simetrik davranış sergilemektedir. Kalın disk bileşenine ait yıldızlarda (örneğin HD3546), her iki modelin sonuçları birbirine oldukça yakındır; bu da disk bileşeninin her iki model tarafından benzer şekilde temsil edildiğini göstermektedir.



Şekil 3.24. BD +07 4841 yıldızı ile beş farklı küresel küme (NGC 5139, NGC 104, NGC 5286, NGC 6441, NGC 6388); BD 01 1792 yıldızı ile beş farklı küresel küme (NGC 6388, NGC 6441, NGC 5139, Terzan 5, NGC 5986);HD 3546 yıldızının beş farklı küresel küme (NGC 6544, NGC 6341, NGC 5694, NGC 1261, NGC 104);HD 148897 yıldızının beş farklı küresel küme (NGC 2808, NGC 104, NGC 6441, NGC 5286, NGC 7089) ile olan konumsal ($P(\theta)$), hız temelli ($P(\nu)$) ve bu iki olasılığın çarpımı olan birleşik ($P(\text{origin} \mid \theta, \nu)$) karşılaşma olasılıklarını gösteren renkli matris diyagramları.

3.6. Nephele Üyesi NGC 5139'un Evrimsel Geçmişi Üzerine Notlar

ω Centauri, Samanyolu'ndaki en parlak, en genç ve en büyük küresel kümedir (yaklaşık 3.55 x 10^6 $M_\odot$, Baumgardt & Hilker 2018). İçermiş olduğu yıldız popülasyonlarının karmaşıklığı nedeniyle oldukça dikkat çekici bir kaynaktır. Renk-parlaklık diyagramında yaş, kütle ve kimyasal bolluk farklılıklarına işaret eden birden fazla kümelenme göstermektedir (Anderson 1997; Bedin vd. 2004; Bellini vd. 2010; Milone vd. 2017a) ve geniş bir [Fe/H] dağılımı sergiler (Freeman & Rodgers 1975; Johnson & Pilachowski 2010). ω Centauri'nin tam olarak nasıl sınıflandırılması gerektiği her zaman tartışmalı bir konu olmuştur. Yaklaşık iki bin yıl önce Batlamyus kataloğunda tek bir yıldız olarak listelenmiş olan küme 1677 yılında Edmond Halley tarafından bir bulutsu olarak listelenmiştir. 1830'larda İngiliz astronom John Herschel, bu ilginç gök cismini küresel bir küme olarak tanımlayan ilk araştırmacıdır. Günümüzde ise ω Centauri'nin bir küresel küme olmadığı ve dış kısımlarındaki yıldızlarından arınmış bir cüce galaksi olduğuna işaret eden gözlemsel çalışmalar mevcuttur. ω Centauri, onu diğer küresel kümelerden ayıran birkaç özellik ile dikkat çekmektedir: öncelikle sıradan bir küresel kümeden daha hızlı bir rotasyon sergilemektedir. Oldukça yassı yapıdaki (White ve Shawl 1988) bu küme, bir nesil yıldız barındıran daha tipik küresel kümelerden farklı olarak bünyesinde birkaç farklı nesil yıldıza ev sahipliği yapmaktadır.

Samanyolu düzleminin hemen üzerinde Yaklaşık 5.43 kpc uzaklıkta yer alır. Bu küme aynı zamanda dinamik olarak en genç küresel kümelerden biridir ve King konsantrasyon sınıfı c=1.24 olarak ölçülmüştür (Trager vd. 1995). Yaklaşık 5.43 kpc uzaklıkta olması (Baumgardt & Vasiliev 2021) ve tozla yoğun bir şekilde örtülmemiş olması (Schlafly & Finkbeiner 2011, E(B-V) = 0.12), onu bir fosil gökada çekirdeği olarak ideal bir laboratuvar haline getirmiştir. Ayrıca, benzer yapıdaki diğer fosil gökada çekirdekleri gibi bu özellikteki küresel kümelerin yıldız oluşum geçmişleri içinde bulundukları ana gökadanın da izlerini taşır (Kacharov vd. 2018; Sanchez-Janssen vd. 2019). Bu yapılar, yıldız akıntılarından (stellar streams) çok daha uzun ömürlü olduklarından, ev sahibi galaksi ve Samanyolu ile birleşmesi hakkında değerli bilgiler sağlayabilir.

Literatürde kümenin alt popülasyonları arasında kinematik temelli ayrışmalar gözlemlenmiştir (Pancino vd. 2003; Norris vd. 1986). Bu husus, ω Centauri'nin klasik

bir küresel küme olmadığı, aksine Samanyolu tarafından yutulmuş bir gökada çekirdeği olduğuna dair hipotezi desteklemektedir (Freeman 1993; Bekki ve Freeman 2003; Meza vd. 2005). Bunun yanı sıra, kümenin iki küresel kümenin birleşmesi ile oluştuğuna dair Icke ve Alcaino (1988) hipotezinde kümenin içermiş olduğu farklı yıldız popülasyonlarını açıklama üzere önerilen hipotezler arasında yerini alır.

ω Centauri'nin yörüngesi, Gaia-Sausage-Enceladus birleşmesi ile ilişkilendirilmektedir (Massari vd. 2019; Pfeffer vd. 2021; Callingham vd. 2022; Limberg vd. 2022) ve bu birleşmenin günümüzden 10 Gyr yıl önce gerçekleşmiş olduğu düşünülmektedir (Helmi vd. 2018). Gaia-Sausage-Enceladus diğer bir ismiyle Gaia-Sausage-Enceladus birleşmesi, Samanyolu tarihinde önemli bir olaydır (Ernandes vd. 2024). Gaia-Sausage-Enceladus birleşmesi, Samanyolu ile cüce bir gökadanın çarpışarak birleşmesidir. Buna göre, Samanyolu'nun yıldızları ve Gaia-Sausage-Enceladus'un yıldızları arasında gerçekleştiği düşünülen kaotik bir sürecin şimdiki Samanyolu'nun halesini oluşturmuştur (Gallart vd. 2019). Kümenin yıldız oluşum ve Gaia-Sausage-Enceladus birleşme geçmişi hala tartışmalı olup, popülasyonlarının yaş aralığına dair iddialar 2-3 Gyr yıl (Hilker vd. 2004) ile 4-5 Gyr yıl (Villanova vd. 2007) arasında değişmektedir. Diğer çalışmalar ise 1 Gyr ile 2 Gyr yıllık daha kısa bir yıldız oluşum modeli ile tam uyumlu sonuçlar bulmuştur (Joo & Lee 2013). Son olarak, ω Centauri yörüngesinde tidal debris etkisi doğrudan gözlemlenmiştir (Majewski vd. 2012; Ibata vd. 2019, 2023), bu da çekirdeği soyulmuş bir gökada olması hipotezini daha da güçlendirmektedir. Çekirdeği soyulmuş bir gökada, gelgit etkisi (tidal debris) etkisiyle bir parçalanmaya uğrar. Bu küme için hesaplanan gelgit yarıçapı 69 parsek olarak belirlenmiştir (Harris 1996). Gelgit etkisiyle parçalanan ω Centauri'de Güneş'e kadar olan yörüngesi boyunca bu etkiyi sergiler. Yörünge boyunca dağılan bu kalıntıların etkisi incelenerek ω Centauri ve Güneş komşuluğundaki yıldızlar arasında bir bağlantı kurulması mümkün gözükmektedir. ω Centauri'nin tahmini kütlesi 5.1×10^6 $M_\odot$ ve küme için ölçülen hız dağılımı ise 22 ± 4 km/s'dir (Meylan vd. 1995). van de Ven vd. (2006), öz hareket ve radyal hız verilerine dayalı (yassı) bir model kullanarak kümenin toplam kütlesini 2.5×10^6 $M_\odot$ olarak hesaplamıştır ve küme için rapor edilen radyal hız değerini 20 km/s olarak doğrulamıştır. ω Centauri, yüksek derecede bağlı (bound), retrograt bir yörüngeye sahiptir (Dinescu vd. 2001).

Son yıllarda yapılan birçok araştırmanın, kümede sergilenen bolluk yayılımını ölçmeye

ve anlamaya odaklanmış olduğu görülmektedir. ω Centauri için gerçekleştirilmiş öncül kimyasal bolluk çalışmalarına dair detaylar Suntzeff ve Kraft (1996) tarafından sunulmuştur. Bu çalışma aynı zamanda kümeyi temsil edebilecek düzeyde küme üyesi dev ve alt dev yıldızlar için bolluk ölçümleri sağlamıştır. ω Centauri'nin en yoğun şekilde incelenen özelliği, Fe-peak metal bolluğundaki nispeten geniş yayılımıdır, yaklaşık 1 dex'lik bir metal bolluğu aralığına sahiptir. Erken dönemde gerçekleştirilen ışıkölçüm çalışmalarında, Cannon ve Stobie (1973), ω Cen'in renk-parlaklık diyagramında alışılmadık derecede geniş bir dev kolunun varlığına işaret etmiş olduğu görülür. Bu durum, ağır element bolluğunda bir yayılım olduğuna dair başka bir işaretçidir (Norris ve Bessell 1975 ile karşılaştırınız). Butler vd. (1978), kümedeki RR Lyrae yıldızlarının neredeyse yarısını kapsayan bir çalışması sonucunda, kümede [Fe/H] -0.6 ile -2.2 arasında bir bolluk aralığı olduğunu keşfetmiştir. Benzer bir metal bolluğu aralığı, ω Cen'deki 82 dev yıldızın $(V\text{-}K)_0$ vs. K_0 diyagramında da gözlemlenmiştir (Persson vd. 1980). Yüksek çözünürlüklü spektroskopik çalışmalar, ω Centauri dev yıldızlarında metal bolluğu yayılımını doğrulamıştır. Bu tür çalışmaların öncüsü olan Cohen (1981)'den başlayarak, günümüze kadar devam eden araştırmalar (Mallia ve Pagel 1981, Gratton 1982, Francois vd. 1987, Paltoglou ve Norris 1989, Brown ve Wallerstein 1993), [Fe/H]'de geniş bir yayılım olduğunu doğrulamış ve ayrıca, element/Fe oranlarının çoğu zaman tek [Fe/H]li kümelerdekilerle uyuşmadığını göstermiştir. Bu durum, ω Centauri'nin nükleosentez tarihinin diğer Samanyolu küresel kümelerinden farklı olduğunu düşündürmektedir. Bu farklılıkların ayrıntıları ve benzersiz kimyasal evrimi üzerine çıkarımlar, birçok yeni çalışmanın konusu olmuştur (Norris ve Smith 1983, Paltoglou & Norris 1989, Brown & Wallerstein 1993). Özellikle, Norris & Da Costa (1995) tarafından gerçekleştirilen, 40 ω Centauri dev yıldızının yüksek çözünürlüklü analizi, bu farklılıkları daha detaylı bir şekilde incelemiştir. Tez kapsamında NGC 5139 küresel kümesi analizler için prototip bir küresel küme olarak seçilmiştir. Bunun sebeplerinden bir tanesi bu kümenin literatürde en sık çalışılan kümelerden bir tanesi olmasıdır.

Son yıllarda ülkemizde gerçekleştirilen çalışmalar da ise galaktik halo yıldızlarının kökenlerini araştırmak adına kimyasal bolluk analizleri ile yörünge dinamik analizleri birleştiren bütüncül yaklaşımları benimsemiştir. Bu bağlamda, Marışmak vd. (2024), metalce fakir ve yüksek özdevinimli yıldızlardan biri olan HD 8724'ün muhtemel kökeni

olarak NGC 5139'u (ω Centauri) değerlendirmiştir. Yıldızın kinematik özelliklerinin kümeyle olan uyumu doğrultusunda, HD 8724'ün NGC 5139 kökenli olma olasılığı $\%$ 59 olarak hesaplamıştır. Bunun yanı sıra, yıldızın metal bolluğu ([Fe/H] = -1.55 dex) ve yaşının, kümenin literatürde bildirilen değerleriyle (Magurno vd. 2019; Villanova vd. 2014) güçlü bir uyum içinde olduğu gösterilmiştir. Çalışmada ayrıca Alvarez Garay vd. (2024) tarafından analiz edilen 439 kırmızı dev dalı (RGB) yıldızı içerisinden, HD 8724 ile benzer [Fe/H] değerine sahip 102 yıldız seçilerek [Mg/Fe] ve [Si/Fe] oranlarının ağırlıklı ortalamaları hesaplanmış; bu değerlerin HD 8724'ün tayfsal bolluklarıyla yüksek düzeyde tutarlı olduğu vurgulanmıştır. Benzer şekilde, Çınar vd. (2025) çalışmasında da HD 188510 yıldızının kimyasal ve yörünge özellikleri değerlendirilmiş ve bu yıldızın NGC 5139 kökenli olabileceği ileri sürülmüştür. HD 188510'un metal bolluğu ([Fe/H] = -1.60 $\pm$ 0.07 dex), kümeye atfedilen ortalama değer ([Fe/H] = -1.53 dex) ile oldukça yakın olup, bu uyum kökensel bağın kimyasal açıdan desteklendiğini göstermektedir. Ayrıca, HD 188510'un α-element bollukları (özellikle Mg, Al ve Ca) ile küme üyeleri arasındaki benzerlikler de NGC 5139'un galaktik alana dağılmış yıldızlar için önemli bir progenitör (öncül yapı) olabileceğini düşündürmektedir.

4. SONUÇLAR

ω Centauri ve tez yıldızlarının element bolluk değerleri Çizelge 4.1'de gösterilmektedir. ω Centauri kümesine ait Mg, Ca, Ti, Sc, Cr, Ni, Zn ve Y element bolluk değerleri Magurno vd. (2019) çalışmasından alınmıştır. Si elementi bolluk değeri ise Johnson & Pilachowski (2010) çalışmasından alınmıştır.

Çizelge 4.1. Tez yıldızları ve ω Centauri küresel kümesi için [X/Fe] bolluk oranları.

Yıldız/Küme	[Mg/Fe]	[Si/Fe]	[Ca/Fe]	[Sc/Fe]	[Ti/Fe]	[Cr/Fe]	[Ni/Fe]	[Zn/Fe]	[Y/Fe]
BD +074841	1.58±0.12	0.26±0.15	0.35±0.16	0.12±0.15	0.29±0.17	0.03±0.19	-0.11±0.19	1.26±0.16	0.74±0.21
BD -011792	0.28±0.17	0.37±0.16	0.38±0.18	0.26±0.17	0.30±0.20	0.04±0.20	0.01±0.19	0.59±0.13	0.05±0.13
HD 3546	0.23±0.26	0.22±0.17	0.20±0.18	0.30±0.16	0.23±0.19	0.00±0.23	0.00±0.22	0.21±0.15	-0.21±0.15
HD 148897	0.26±0.15	0.30±0.15	0.28±0.17	0.36±0.20	0.20±0.19	-0.14±0.16	-0.19±0.19	0.15±0.12	-0.23±0.13
ω Centauri	0.43±0.03	0.45±0.23	0.47±0.03	0.11±0.04	0.44±0.02	0.09±0.02	0.06±0.04	0.30±0.05	0.25±0.05

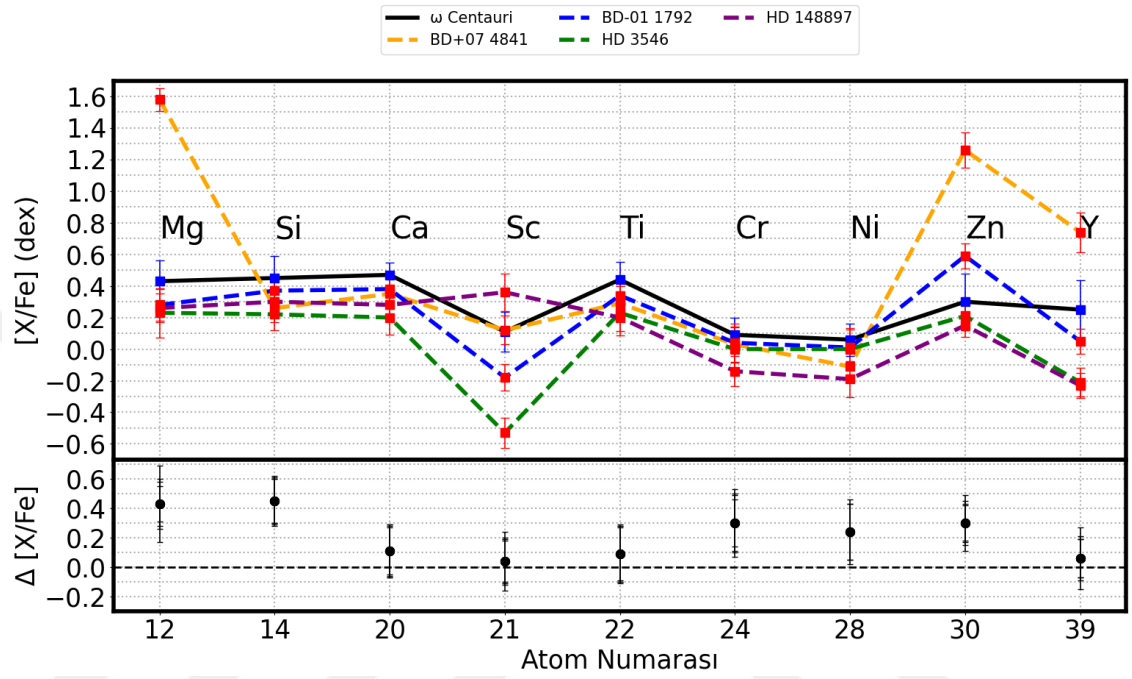
Şekil 4.1'de ise Çizelge 4.1'de verilen bolluk değerlerinin ω Centauri ile karşılaştırma grafiği gösterilmektedir. Grafik iki panelden oluşmakta olup, üst panelde Mg'den Y'ye kadar uzanan bazı α-, Fe-peak ve nötron yakalama elementi için yıldızların göreli bolluk değerleri, alt panelde ise incelenen yıldızlardan ω Centauri'ye göre farkları $(\Delta[\mathrm{X/Fe}] = [\mathrm{X/Fe}]_{\star} - [\mathrm{X/Fe}]_{\omega\,\mathrm{Cen}})$ verilmiştir.

Üst panelde yer alan karşılaştırmada, Mg ve Zn gibi elementler açısından BD +07 4841 yıldızı dikkat çekici derecede yüksek [X/Fe] oranlarına sahiptir. Bu durum, Mg ve Zn'nin çoğunlukla Tip II süpernova kaynaklı olduğuna dair literatürdeki bulgularla tutarlıdır ve BD +07 4841'in yoğun Tip II SN katkısı almış bir yıldız popülasyonundan gelmiş olabileceğini düşündürmektedir. Buna karşın, Cr ve Ni gibi demir-peak elementlerde tüm yıldızlar görece benzer değerlere sahip olup, ω Centauri ile yüksek benzerlik göstermektedir. Ti, Sc ve Ca gibi α-elementlerde ise ω Centauri yıldızı genellikle en yüksek değerleri gösterirken, BD +07 4841 ve BD 01 1792'de yakın değerler sergilemektedir. Bu durum, bu yıldızların bazı kimyasal yönlerden ω Centauri ile ortak bir evrimsel geçmişe sahip olabileceği ihtimalini güçlendirmektedir. Alt panelde yer alan $\Delta[\mathrm{X/Fe}]$ farkları daha ayrıntılı bir kıyaslama sunmaktadır. Özellikle Mg ve Zn için ω Centauri'ye göre belirgin pozitif farklar, BD +07 4841'in bu elementlerde farklı kimyasal bir zenginliğe sahip olduğunu ortaya koymaktadır. Buna karşın Ni, Cr ve Si gibi elementlerde farklar sıfıra yakın olup, ω Centauri ile benzer nükleosentez süreçlerinden etkilenmiş olabileceğini düşündürmektedir. Genel olarak, BD +07 4841'in bazı elementlerde ω Centauri ile kimyasal uyum içinde olması, bazılarında ise önemli sapmalar göstermesi,

bu yıldızın ya ω Centauri içerisindeki kimyasal olarak ayrışmış bir alt popülasyona ait olabileceğini ya da benzer evrimsel süreçlerden geçmiş farklı bir sistem kökenli olabileceğini düşündürmektedir. HD 3546 yıldızının [X/Fe] değerleri genel olarak ω Centauri'nin ortalama bolluk desenine kıyasla daha düşük seviyelerde yer almakta, ancak [Mg/Fe] ve [Ca/Fe] gibi bazı α-elementlerde göreli bir yakınlık sergilemektedir. Özellikle [Ti/Fe], [Zn/Fe] ve [Y/Fe] oranlarındaki belirgin sapmalar, bu yıldızın ω Centauri kökenli olma olasılığını zayıflatmaktadır. Buna ek olarak, HD 148897 yıldızının tüm elementlerde ω Centauri'ye kıyasla daha düşük [X/Fe] oranları sergilediği gözlemlenmektedir. Bu yıldız, [Sc/Fe], [Cr/Fe] ve [Y/Fe] oranlarında daha belirgin farklılıklar göstermekte olup, kimyasal olarak ω Centauri yıldızlarından ayrışmaktadır. Her iki yıldızın da element bolluk desenleri, ω Centauri kökenli yıldızların karakteristik α-zengin doğasından sapmakta; bu durum, her iki yıldızın da farklı bir galaktik yapıdan gelmiş olabileceğini düşündürmektedir. Bu bağlamda, kimyasal bolluk desenlerinin detaylı incelenmesi, yıldızların olası kökenleri hakkında güçlü ipuçları sunmakta; özellikle Mg, Zn ve Ti gibi elementlerdeki sapmalar, yıldızların geçmişte maruz kaldığı nükleosentez katkıları ve galaktik yapı içerisindeki yerleri açısından oldukça belirleyici olmaktadır.

ω Centauri küresel kümesinde temel elementlerin kimyasal bollukları, kümenin oluşum geçmişi ve sonrasındaki kimyasal evrimine dair önemli kısıtlamalar sağlamaktadır. RR Lyrae ve kırmızı dev yıldızlar üzerinde gerçekleştirilen yüksek çözünürlüklü tayfsal çalışmalar, özellikle Y bolluğu açısından dikkat çekici bir desen ortaya koymaktadır. Magurno ve ark. (2019), RR Lyrae yıldızları arasında [Y/Fe] oranlarının belirgin biçimde iki modlu dağıldığını göstermiştir. Buna göre, [Fe/H] $\leq$ -1.5 metal bolluğuna sahip metal fakir bir grup yaklaşık Güneş'e benzer itriyum bollukları ([Y/Fe] $\approx$ 0) sergilerken, daha metal zengin bir grup [Y/Fe] değerlerinin +0.4 dex'i aşan belirgin bir Y zenginleşmesi göstermektedir. Tüm RR Lyrae örneklemi göz önüne alındığında ortalama Y bolluğu [Y/Fe] = +0.25 $\pm$ 0.05 dex olarak bulunmuş, görece geniş bir iç yayılım ($\approx$ 0.31 dex) tespit edilmiştir. Daha metal zengin yıldızlarda gözlenen yüksek [Y/Fe] değerleri, büyük olasılıkla asimptotik dev kolu (AGB) yıldızlarının önemli miktarda s-süreci nükleosentezi ürünlerini küme iç ortamına bırakması sonucu oluşan karmaşık bir kimyasal zenginleşme geçmişine işaret etmektedir. Tipik Galaktik halo RR Lyrae yıldızları genellikle Güneş'e yakın [Y/Fe] oranları gösterdiğinden ve benzer şekilde zenginleşmiş bir alt popülasyona

sahip olmadığından, ω Centauri'deki bu Y dağılımı son derece dikkat çekici bir farklılık olarak öne çıkmaktadır. Bu bulgular, ω Centauri'nin birden fazla yıldız oluşum ve kimyasal zenginleşme evresi geçirdiği, muhtemelen bozunmuş bir cüce galaksinin çekirdeği olduğu yönündeki yorumu desteklemektedir.



Şekil 4.1. ω Centauri ve tez yıldızları için [X/Fe] element bolluk oranları.

ω Centauri'deki Mg, Sc ve Zn bolluk desenleri de bu karmaşık kimyasal evrim senaryosunu güçlendirmektedir. Magnezyum, kümenin geniş metal bolluk aralığı boyunca sistematik olarak artmış durumda olup, [Mg/Fe] tipik olarak +0.3 ile +0.5 dex arasında değişmektedir. Johnson & Pilachowski (2010) tarafından bildirilen hafif [Fe/H] artışına bağlı [Mg/Fe] düşüşüne rağmen, en metal zengin yıldızlarda bile [Mg/Fe] $>$ +0.2 dex değerleri korunmaktadır. Bu durum, kümenin erken dönemlerinde çekirdek çökmesi (Tip II) süpernova patlamalarının hakim olduğu bir kimyasal zenginleşme öyküsüne işaret etmektedir. Sc element bolluğu ise farklı bir davranış sergilemekte, [Sc/Fe] oranları genel olarak Güneş'e yakın değerlerde, 0.0 ile +0.2 dex arasında değişmekte ve metal bolluğuna bağlı belirgin bir iç saçılım göstermemektedir. Bu da Sc'nin, ω Centauri'de esasen bir demir-zengin element gibi davrandığını ve s-süreci katkılarından anlamlı ölçüde etkilenmediğini göstermektedir. Zn ise kümede orta düzeyde artmış olup, [Zn/Fe] genellikle +0.2 ile +0.4 dex arasında ölçülmektedir. Bu değerler, büyük kütleli, metal fakir

süpernovalar — muhtemelen hiper-novalar — tarafından sağlanan nükleosentez çıktılarıyla uyumludur ve Cunha et al. (2010) ile Romano et al. (2007) tarafından da benzer şekilde yorumlanmıştır.

Sonuç olarak, ω Centauri'de Y, Mg, Sc ve Zn için elde edilen bolluk imzaları, erken dönemde büyük kütleli yıldız patlamaları ile başlayan ve sonraki evrelerde s-süreci zenginleşmesi ile pekişen karmaşık bir kimyasal evrim sürecinin izlerini taşımaktadır. Bu bulgular, ω Centauri'nin çok aşamalı yıldız oluşum süreçlerinden geçtiği ve Samanyolu tarafından yutulmuş eski bir cüce galaksi çekirdeği olabileceği görüşünü kuvvetle desteklemektedir.

5. KAYNAKLAR

Abadi, M. G., Navarro, J. F., Steinmetz, M., & Eke, V. R. (2003). Simulations of galaxy formation in a cold dark matter universe. I. Dynamical and photometric properties of a simulated disk galaxy. The Astrophysical Journal, 591(2), 499.

Ahumada, R., Prieto, C. A., Almeida, A., Anders, F., Anderson, S. F., Andrews, B. H., & Le Goff, J. M. (2020). The 16th data release of the Sloan Digital Sky Surveys: First release from the APOGEE-2 southern survey and full release of eBOSS spectra. The Astrophysical Journal Supplement Series, 249(1), 3.

Agertz, O., Renaud, F., Feltzing, S., Read, J. I., Ryde, N., Andersson, E. P., & Feuillet, D. K. (2021). VINTERGATAN–I. The origins of chemically, kinematically, and structurally distinct discs in a simulated Milky Way-mass galaxy. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 503(4), 5826-5845.

Afşar, M., & Sneden, C. (2012). Chemical compositions of thin-disk, high-metallicity red horizontal-branch field stars. The Astronomical Journal, 144(1), 20.

Alexeeva, S., Wang, Y., Zhao, G., Wang, F., Wu, Y., Wang, J., & Shi, J. (2023). NLTE Analysis of Y i and Y ii in the Atmospheres of FGK Stars. The Astrophysical Journal, 957(1), 10.

Amarante, J. A., Koposov, S. E., & Laporte, C. F. (2024). Mapping the anisotropic Galactic stellar halo with blue horizontal branch stars. Astronomy & Astrophysics, 690, A166.

Anders, E., & Grevesse, N. (1989). Abundances of the elements: Meteoritic and solar. Geochimica et Cosmochimica acta, 53(1), 197-214.

Anderson, S. F., Margon, B., Deutsch, E. W., Downes, R. A., & Allen, R. G. (1997). Time-Resolved Ultraviolet Observations of the Globular Cluster X-Ray Source in NGC 6624: The Shortest Known Period Binary System. The Astrophysical Journal, 482(1), L69.

Anderson, M., Appourchaux, T., Auchère, F., Cuadrado, R. A., Barbay, J., Baudin, F., & Müller, D. (2020). The Solar Orbiter SPICE instrument-An extreme UV imaging spectrometer. Astronomy & Astrophysics, 642, A14.

Athanassoula, E., Romero-Gómez, M., Bosma, A., & Masdemont, J. J. (2010). Rings and spirals in barred galaxies–III. Further comparisons and links to observations. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 407(3), 1433-1448.

Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., Scott, P. (2009). The chemical composition of the Sun. Annual review of astronomy and astrophysics, 47, 481-522.

Baba, J., & Kawata, D. (2020). Age dating the Galactic bar with the nuclear stellar disc. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 492(3), 4500-4511.

Babusiaux, C., Katz, D., Hill, V., Royer, F., Gómez, A., Arenou, F., & Schultheis, M. (2014). Metallicity and kinematics of the bar in situ. Astronomy & Astrophysics, 563, A15.

Ballero, S. K., Matteucci, F., Origlia, L., & Rich, R. M. (2007). Formation and evolution of the Galactic bulge: constraints from stellar abundances. Astronomy & Astrophysics, 467(1), 123-136.

Barklem, P. S., Christlieb, N., Beers, T. C., Hill, V., Bessell, M. S., Holmberg, J., & Reimers, D. (2005). The Hamburg/ESO R-process enhanced star survey (HERES)-II. Spectroscopic analysis of the survey sample. Astronomy & Astrophysics, 439(1), 129-151.

Baugh, C. M., Cole, S., & Frenk, C. S. (1996). Evolution of the Hubble sequence in hierarchical models for galaxy formation. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 283(4), 1361-1378.

Baumgardt, H., & Hilker, M. (2018). A catalogue of masses, structural parameters, and velocity dispersion profiles of 112 Milky Way globular clusters. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 478(2), 1520-1557.

Bekki, K., & Freeman, K. C. (2003). Formation of Centauri from an ancient nucleated dwarf galaxy in the young Galactic disc. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 346(2), L11-L15.

Bedin, L. R., Piotto, G., Anderson, J., Cassisi, S., King, I. R., Momany, Y., & Carraro, G. (2004). Centauri: the population puzzle goes deeper. The Astrophysical Journal, 605(2), L125.

Bellini, A., Bedin, L. R., Pichardo, B., Moreno, E., Allen, C., Piotto, G., & Anderson, J. (2010). Absolute proper motion of the Galactic open cluster M 67. Astronomy & Astrophysics, 513, A51.

Belokurov, V. (2013). Galactic Archaeology: The dwarfs that survived and perished. New Astronomy Reviews, 57(3–4), 100–121.

Belokurov, V., Erkal, D., Evans, N. W., Koposov, S. E., & Deason, A. J. (2018). Co-formation of the disc and the stellar halo. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 478(1), 611-619.

Belokurov, V., Sanders, J. L., Fattahi, A., Smith, M. C., Deason, A. J., Evans, N. W., & Grand, R. J. (2020). The biggest splash. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 494(3), 3880-3898.

Belokurov, V., & Kravtsov, A. (2022). From dawn till disc: Milky Way's turbulent youth revealed by the APOGEE+ Gaia data. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 514(1), 689-714.

Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I. (2003). Elemental abundance trends in the Galactic thin and thick disks as traced by nearby F and G dwarf stars. Astronomy Astrophysics, 410(2), 527-551.

Bensby, T., Feltzing, S., Lundström, I., & Ilyin, I. (2005). -, r-, and s-process element trends in the Galactic thin and thick disks. Astronomy & Astrophysics, 433(1), 185-203.

Bensby, T., Zenn, A. R., Oey, M. S., & Feltzing, S. (2007). Tracing the galactic thick disk to solar metallicities. The Astrophysical Journal, 663(1), L13.

Bensby, T., Adén, D., Melendez, J., Gould, A., Feltzing, S., Asplund, M., & Bennett, D. (2011). Chemical evolution of the Galactic bulge as traced by microlensed dwarf and subgiant stars-IV. Two bulge populations. Astronomy & Astrophysics, 533, A134.

Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., & Nasi, E. (1994). Theoretical isochrones from models with new radiative opacities. Astronomy and Astrophysics Suppl., Vol. 106, p. 275-302 (1994), 106, 275-302.

Binney, J. (2013). Dynamics for galactic archaeology. New Astronomy Reviews, 57(3-4), 29-51.

Binney, J., Gerhard, O. E., Stark, A. A., Bally, J., & Uchida, K. I. (1991). Understanding the kinematics of Galactic centre gas. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 252(2), 210-218.

Bird, J. C., Kazantzidis, S., Weinberg, D. H., Guedes, J., Callegari, S., Mayer, L., & Madau, P. (2013). Inside out and upside down: tracing the assembly of a simulated disk galaxy using mono-age stellar populations. The Astrophysical Journal, 773(1), 43.

Bissantz, N., & Gerhard, O. (2002). Spiral arms, bar shape and bulge microlensing in the Milky Way. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 330(3), 591-608.

Bonaca, A., Conroy, C., Hogg, D. W., Cargile, P. A., Caldwell, N., Naidu, R. P., & Johnson, B. D. (2020). High-resolution spectroscopy of the GD-1 stellar stream localizes the perturber near the orbital plane of Sagittarius. The Astrophysical Journal Letters, 892(2), L37.

Bressan, A., Marigo, P., Girardi, L., Salasnich, B., Dal Cero, C., Rubele, S., & Nanni, A. (2012). PARSEC: stellar tracks and isochrones with the PAdova and TRieste Stellar Evolution Code. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 427(1), 127-145.

Bland-Hawthorn, J., & Gerhard, O. (2016). The galaxy in context: Structural, kinematic, and integrated properties. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 54(1), 529–596.

Brook, C. B., Stinson, G. S., Gibson, B. K., Kawata, D., House, E. L., Miranda, M. S., & Quinn, T. R. (2012). Thin disc, thick disc and halo in a simulated galaxy. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 426(1), 690-700.

Brown, J. A., & Wallerstein, G. (1993). High resolution CCD spectra of stars in globular clusters. VIII-The self-enrichment history of Omega Centauri. Astronomical Journal (ISSN 0004-6256), vol. 106, no. 1, p. 133-141., 106, 133-141.

Bullock, J. S., & Johnston, K. V. (2005). Tracing galaxy formation with stellar halos. I. Methods. The Astrophysical Journal, 635(2), 931.

Buck, T., Obreja, A., Macciò, A. V., Minchev, I., Dutton, A. A., & Ostriker, J. P. (2020). NIHAO-UHD: the properties of MW-like stellar discs in high-resolution cosmological simulations. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 491(3), 3461-3478.

Buder, S., Sharma, S., Kos, J., Amarsi, A. M., Nordlander, T., Lind, K., & Galah Collaboration. (2021). The GALAH+ survey: Third data release. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 506(1), 150-201.

Buder, S., Asplund, M., Duong, L., Kos, J., Lind, K., Ness, M. K., & Galah Collaboration. (2018). The GALAH Survey: second data release. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 478(4), 4513-4552.

Buder, S., Lind, K., Ness, M. K., Feuillet, D. K., Horta, D., Monty, S., & GALAH collaboration. (2022). The GALAH Survey: Chemical tagging and chrono-chemodynamics of accreted halo stars with GALAH+ DR3 and Gaia eDR3. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 510(2), 2407–2436.

Bullock, J. S., & Boylan-Kolchin, M. (2017). Small-scale challenges to the CDM paradigm. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 55(1), 343–387.

Bullock, J. S., & Johnston, K. V. (2005). Tracing galaxy formation with stellar halos. I. Methods. The Astrophysical Journal, 635(2), 931.

Butler, D., Dickens, R. J., & Epps, E. (1978). Studies of RR Lyrae variable stars in the unusual globular cluster Omega Centauri. I-Spectroscopic observations. Astrophysical Journal, Part 1, vol. 225, Oct. 1, 1978, p. 148-164., 225, 148-164.

Brown, J. A., & Wallerstein, G. (1993). High resolution CCD spectra of stars in globular clusters. VIII-The self-enrichment history of Omega Centauri. Astronomical Journal (ISSN 0004-6256), vol. 106, no. 1, p. 133-141., 106, 133-141.

Bovy, J., Leung, H. W., Hunt, J. A., Mackereth, J. T., Garcia-Hernandez, D. A., & Roman-Lopes, A. (2019). Life in the fast lane: a direct view of the dynamics, formation, and evolution of the Milky Way's bar. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 490(4), 4740-4747.

Bovy, J., Rix, H. W., & Hogg, D. W. (2012). The Milky Way has no distinct thick disk. The Astrophysical Journal, 751(2), 131.

Bovy, J., Rix, H. W., Schlafly, E. F., Nidever, D. L., Holtzman, J. A., Shetrone, M., & Beers, T. C. (2016). The stellar population structure of the galactic disk. The Astrophysical Journal, 823(1), 30.

Bouchy, F., Díaz, R. F., Hébrard, G., Arnold, L., Boisse, I., Delfosse, X., & Santerne, A. (2013). SOPHIE+: First results of an octagonal-section fiber for high-precision radial velocity measurements. Astronomy & Astrophysics, 549, A49.

Böhm-Vitense, E. (1989). Introduction to stellar astrophysics. Vol. 2. Stellar atmospheres (Vol. 2).

Casagrande, L., Schönrich, R., Asplund, M., Cassisi, S., Ramírez, I., Melendez, J., & Feltzing, S. (2011). New constraints on the chemical evolution of the solar neighbourhood and Galactic disc (s)-Improved astrophysical parameters for the Geneva-Copenhagen Survey. Astronomy & Astrophysics, 530, A138.

Cayrel, R., Depagne, E., Spite, M., Hill, V., Spite, F., François, P., & Nordström, B. (2004). First stars V-Abundance patterns from C to Zn and supernova yields in the early Galaxy. Astronomy & Astrophysics, 416(3), 1117-1138.

Ceccarelli, E., Massari, D. A. V. I. D. E., Mucciarelli, A., Bellazzini, M., Nunnari, A., Cusano, F. E. L. I. C. E., & Stokholm, A. (2024). A Walk on the Retrograde Side (WRS) project-I. Tidying-up the retrograde halo with high-resolution spectroscopy. Astronomy & Astrophysics, 684, A37.

Callingham, T. M., Cautun, M., Deason, A. J., Frenk, C. S., Grand, R. J., & Marinacci, F. (2022). The chemo-dynamical groups of Galactic globular clusters. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 513(3), 4107-4129.

Cannon, R. D., & Stobie, R. S. (1973). Photometry of Southern Globular Clusters–I: B right S tars in C entauri. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 162(3), 207-225.

Cescutti, G., & Matteucci, F. (2011). Galactic astroarchaeology: reconstructing the bulge history by means of the newest data. Astronomy & Astrophysics, 525, A126.

Castelli, F., Kurucz, R. L. (2004). New grids of ATLAS9 model atmospheres. arXiv preprint astro-ph/0405087.

Castelli, F. (2005). ATLAS12: how to use it. Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement, v. 8, p. 25 (2005), 8, 25.

Charbonnel, C., & Primas, F. (2005). The lithium content of the Galactic Halo stars. Astronomy & Astrophysics, 442(3), 961-992.

Cheng, J. Y., Rockosi, C. M., Morrison, H. L., Schönrich, R. A., Lee, Y. S., Beers, T. C., & Schneider, D. P. (2012). Metallicity gradients in the Milky Way disk as observed by the SEGUE survey. The Astrophysical Journal, 746(2), 149.

Ciambur, B. C., Fragkoudi, F., Khoperskov, S., Di Matteo, P., & Combes, F. (2021). Double X/Peanut structures in barred galaxies–insights from an N-body simulation. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 503(2), 2203-2214.

Chen, Y. Q., Nissen, P. E., Zhao, G., Zhang, H. W., & Benoni, T. (2000). Chemical composition of 90 F and G disk dwarfs. Astronomy and Astrophysics Supplement Series, 141(3), 491-506.

Chiba, R., & Schönrich, R. (2021). Tree-ring structure of Galactic bar resonance. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 505(2), 2412-2426.

Chiba, R., & Schönrich, R. (2022). Oscillating dynamical friction on galactic bars by trapped dark matter. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 513(1), 768-787.

Christlieb, N., Gustafsson, B., Korn, A. J., Barklem, P. S., Beers, T. C., Bessell, M. S., & Mizuno-Wiedner, M. (2004). HE 0107–5240, a chemically ancient star. I. A detailed abundance analysis. The Astrophysical Journal, 603(2), 708.

Clarke, A. O., Scaife, A. M., Shimwell, T., Van Weeren, R. J., Bonafede, A., Heald, G., & Röttgering, H. J. A. (2019). Signatures from a merging galaxy cluster and its AGN population: LOFAR observations of Abell 1682. Astronomy & Astrophysics, 627, A176.

Clementini, G., Gratton, R. G., Carretta, E., & Sneden, C. (1999). Homogeneous photometry and metal abundances for a large sample of Hipparcos metal-poor stars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 302(1), 22-36.

Cohen, J. G., Frogel, J. A., Persson, S. E., & Elias, J. H. (1981). Bolometric luminosities and infrared properties of carbon stars in the Magellanic Clouds and the Galaxy. Astrophysical Journal, Part 1, vol. 249, Oct. 15, 1981, p. 481-503. Research supported by the California Institute of Technology, 249, 481-503.

Cole, A. A., & Weinberg, M. D. (2002). An upper limit to the age of the galactic bar. The Astrophysical Journal, 574(1), L43.

Cooper, M. C., Gallazzi, A., Newman, J. A., & Yan, R. (2010). Galaxy assembly bias on the red sequence. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 402(3), 1942–1958.

Coşkunoğlu, B., Ak, S., Bilir, S., Karaali, S., Yaz, E., Gilmore, G., Zwitter, T. (2011). Localstellar kinematics from RAVE data–I. Local standard of rest. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 412(2), 1237-1245.

Cui, X. Q., Zhao, Y. H., Chu, Y. Q., Li, G. P., Li, Q., Zhang, L. P., & Zou, S. C. (2012). The large sky area multi-object fiber spectroscopic telescope (LAMOST). Research in Astronomy and Astrophysics, 12(9), 1197.

Çınar, D. C., Bilir, S., Şahin, T., & Plevne, O. (2025). Tracing the Galactic Origins of Selected Four G-type Stars in the Solar Neighborhood. The Astronomical Journal, 170(1), 13.

Da Silva, R., Milone, A. D. C., & Rocha-Pinto, H. J. (2015). Homogeneous abundance analysis of FGK dwarf, subgiant, and giant stars with and without giant planets. Astronomy & Astrophysics, 580, A24.

Das, P., Hawkins, K., & Jofré, P. (2020). Ages and kinematics of chemically selected, accreted Milky Way halo stars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 493(4), 5195-5207.

De Boer, T. J. L., Tolstoy, E., Lemasle, B., Saha, A., Olszewski, E. W., Mateo, M., & Battaglia, G. (2014). The episodic star formation history of the Carina dwarf spheroidal galaxy. Astronomy & Astrophysics, 572, A10.

De Lucia, G., & Helmi, A. (2008). The Galaxy and its stellar halo: Insights on their formation from a hybrid cosmological approach. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 391(1), 14–31.

De Silva, G. M., Freeman, K. C., Bland-Hawthorn, J., Martell, S., De Boer, E. W., Asplund, M., & Žerjal, M. (2015). The GALAH survey: scientific motivation. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 449(3), 2604-2617.

Deason, A. J., Mao, Y. Y., & Wechsler, R. H. (2016). The eating habits of Milky Way-mass halos: Destroyed dwarf satellites and the metallicity distribution of accreted stars. The Astrophysical Journal, 821(1), 5.

Deason, A. J., & Belokurov, V. (2024). Galactic Archaeology with Gaia. New Astronomy Reviews, 101706.

Demarque, P., Woo, J. H., Kim, Y. C., & Yi, S. K. (2004). Y2 isochrones with an improved core overshoot treatment. The Astrophysical Journal Supplement Series, 155(2), 667.

Dinescu, D. I. (2001). A solar neighborhood search for tidal debris from omega centauri's hypothetical parent galaxy. arXiv preprint astro-ph/0112364.

Dodd, E., Callingham, T. M., Helmi, A., Matsuno, T., Ruiz-Lara, T., Balbinot, E., & Lövdal, S. (2023). Gaia DR3 view of dynamical substructure in the stellar halo near the Sun. Astronomy & Astrophysics, 670, L2.

Dotter, A., Chaboyer, B., Jevremović, D., Kostov, V., Baron, E., & Ferguson, J. W. (2008). The Dartmouth stellar evolution database. The Astrophysical Journal Supplement Series, 178(1), 89.

Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., & Sandage, A. R. (1962). Evidence from the motions of old stars that the Galaxy collapsed. Astrophysical Journal, 136, 748.

Ernandes, H., Feuillet, D., Feltzing, S., & Skúladóttir, Á. (2024). Gaia-Sausage-Enceladus star formation history as revealed by detailed elemental abundances-An archival study using SAGA data. Astronomy & Astrophysics, 691, A333.

Fattahi, A., Deason, A. J., Frenk, C. S., Simpson, C. M., Gómez, F. A., Grand, R. J., & Pakmor, R. (2020). A tale of two populations: Surviving and destroyed dwarf galaxies and the build-up of the Milky Way's stellar halo. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 497(4), 4459–4471.

Feuillet, D. K., Feltzing, S., Sahlholdt, C., & Bensby, T. (2022). An old, metal-rich accreted stellar component in the Milky Way stellar disk. The Astrophysical Journal, 934(1), 21.

Freeman, K. C., & Rodgers, A. W. (1975). The chemical inhomogeneity of Omega Centauri. Astrophysical Journal Letters v. 201, p. L71, 201, L71.

Freeman, K. C. (1993, January). The Halo Globular Cluster System. In The Globular Cluster-Galaxy Connection (Vol. 48, p. 27).

Freeman, K., Ness, M., Wylie-de-Boer, E., Athanassoula, E., Bland-Hawthorn, J., Asplund, M., & Ibata, R. (2013). ARGOS–II. The Galactic bulge survey. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 428(4), 3660-3670.

Fuhrmann, K., Pfeiffer, M., Frank, C., Reetz, J., & Gehren, T. (1997). The surface gravities of cool dwarf stars revisited. Astronomy and Astrophysics, v. 323, p. 909-922, 323, 909-922.

Fuhrmann, K. (1998). Nearby stars of the Galactic disk and halo. Astronomy and Astrophysics, v. 338, p. 161-183 (1998), 338, 161-183.

Fuhrmann, K. (2004). Nearby stars of the Galactic disk and halo. III. Astronomische Nachrichten: Astronomical Notes, 325(1), 3-80.

Fuhrmann, K. (2008). Nearby stars of the Galactic disc and halo–IV. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 384(1), 173-224.

Fuhrmann, K. (2011). Nearby stars of the Galactic disc and halo–V. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 414(4), 2893-2922.

Fulbright, J. P. (2000). Abundances and kinematics of field halo and disk stars. I. Observational data and abundance analysis. The Astronomical Journal, 120(4), 1841.

François, P. (1987). Determination of the sulphur abundance in metal-deficient dwarf stars. Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 176, no. 2, April 1987, p. 294-298., 176, 294-298.

Gaia Collaboration. (2020). Vizier online data catalog: Gaia edr3 (gaia collaboration, 2020). VizieR Online Data Catalog, 1350, I-350.

Gaia Collaboration. (2022). VizieR online data catalog: Gaia DR3 part 1. Main source (Gaia collaboration, 2022). VizieR Online Data Catalog, 1355, I-355.

Gallart, C., Bernard, E. J., Brook, C. B., Ruiz-Lara, T., Cassisi, S., Hill, V., & Monelli, M. (2019). Uncovering the birth of the Milky Way through accurate stellar ages with Gaia. Nature Astronomy, 3(10), 932-939.

Garay, D. A. A., Mucciarelli, A., Bellazzini, M., Lardo, C., & Ventura, P. (2024). MgAl burning chain in Centauri. Astronomy & Astrophysics, 681, A54.

Gilmore, G. (1996, April). Early and Late Evolution of the Milky Way. In Formation of the galactic halo... inside and out (Vol. 92, p. 161).

Gilmore, G., Randich, S., Asplund, M., Binney, J., Bonifacio, P., Drew, J., & Vink, J. (2012). The Gaia-ESO public spectroscopic survey. The Messenger, 147, 25-31.

Ghosh, B., Nussbaumer, K., Giesel, E. S., & Schäfer, B. M. (2023). A unified linear intrinsic alignment model for elliptical and disc galaxies and the resulting ellipticity spectra. arXiv preprint arXiv:2312.03353.

Grady, J., Belokurov, V., & Evans, N. W. (2020). Age demographics of the Milky Way disc and bulge. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 492(3), 3128-3142.

Grand, R. J., Bustamante, S., Gómez, F. A., Kawata, D., Marinacci, F., Pakmor, R., & Springel, V. (2018). Origin of chemically distinct discs in the Auriga cosmological simulations. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 474(3), 3629-3639.

Gratton, R. G. (1989). Abundance of manganese in metal-poor stars. Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 208, no. 1-2, Jan. 1989, p. 171-178., 208, 171-178.

Grevesse, N., & Sauval, A. J. (1998). Standard solar composition. Space Science Reviews, 85, 161-174.

Grieco, V., Matteucci, F., Pipino, A., & Cescutti, G. (2012). Chemical evolution of the Galactic bulge: different stellar populations and possible gradients. Astronomy & Astrophysics, 548, A60.

Grieco, V., Matteucci, F., Ryde, N., Schultheis, M., & Uttenthaler, S. (2015). Chemical evolution of the Galactic Centre. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 450(2), 2094-2103.

Gonzalez, G., & Lambert, D. L. (1996). A Fine Abundance Analysis of Four Stars in the gamma Per Cluster-a Cautionary Tale. Astronomical Journal v. 111, p. 424, 111, 424.

Gonzalez, O. A., Zoccali, M., Vasquez, S., Hill, V., Rejkuba, M., Valenti, E., & Brown, T. M. (2015). The GIRAFFE Inner Bulge Survey (GIBS)-II. Metallicity distributions and alpha element abundances at fixed Galactic latitude. Astronomy & Astrophysics, 584, A46.

Gutiérrez-Soto, J., Fabregat, J., Suso, J., Lanzara, M., Garrido, R., Hubert, A. M., & Floquet, M. (2007). A photometric study of Be stars located in the seismology fields of COROT. Astronomy & Astrophysics, 476(2), 927-933.

Harris, M. J., Purcell, W. R., Grabelsky, D. A., Johnson, W. N., Jung, G. V., Kinzer, R. L., & Ulmer, M. P. (1996). Search for nucleosynthetic and cosmic-ray induced gamma-ray lines from the Galactic plane. Astronomy and Astrophysics Supplement, v. 120, p. 343-347, 120, 343-347.

Hayden, M. R., Bovy, J., Holtzman, J. A., Nidever, D. L., Bird, J. C., Weinberg, D. H., & Zasowski, G. (2015). Chemical cartography with APOGEE: metallicity distribution functions and the chemical structure of the Milky Way disk. The Astrophysical Journal, 808(2), 132.

Haywood, M., Di Matteo, P., Lehnert, M., Snaith, O., Fragkoudi, F., & Khoperskov, S. (2018). Phylogeny of the Milky Way's inner disk and bulge populations: Implications for gas accretion,(the lack of) inside-out thick disk formation, and quenching. Astronomy & Astrophysics, 618, A78.

Hawkins, M. R. (2015). A new look at microlensing limits on dark matter in the Galactic halo. Astronomy & Astrophysics, 575, A107.

Haywood, M., Khoperskov, S., Cerqui, V., Di Matteo, P., Katz, D., & Snaith, O. (2024). Timing the Milky Way bar formation and the accompanying radial migration episode. Astronomy & Astrophysics, 690, A147.

Haywood, M., Lehnert, M. D., Di Matteo, P., Snaith, O., Schultheis, M., Katz, D., & Gómez, A. (2016). When the Milky Way turned off the lights: APOGEE provides evidence of star formation quenching in our Galaxy. Astronomy & Astrophysics, 589, A66.

Haywood, M., Di Matteo, P., Lehnert, M. D., Katz, D., & Gómez, A. (2013). The age structure of stellar populations in the solar vicinity-Clues of a two-phase formation history of the Milky Way disk. Astronomy & Astrophysics, 560, A109.

Helmi, A., & Tim de Zeeuw, P. (2000). Mapping the substructure in the Galactic halo with the next generation of astrometric satellites. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 319(3), 657–665.

Helmi, A., Babusiaux, C., Koppelman, H. H., Massari, D., Veljanoski, J., & Brown, A. G. (2018). The merger that led to the formation of the Milky Way's inner stellar halo and thick disk. Nature, 563(7729), 85-88

Helmi, A. (2020). Streams, substructures, and the early history of the Milky Way. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 58(1), 205–256.

Hendel, D., & Johnston, K. V. (2015). Tidal debris morphology and the orbits of satellite galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 454(3), 2472–2485.

Hendricks, B., Koch, A., Walker, M., Johnson, C. I., Peñarrubia, J., & Gilmore, G. (2014). Insights from the outskirts: Chemical and dynamical properties in the outer parts of the Fornax dwarf spheroidal galaxy. Astronomy & Astrophysics, 572, A82.

Hilker, R., Voges, J., Weisenbach, S., Kalbe, E., Burghaus, L., Ghaemi, M., & Heiss, W. D. (2004). Subthalamic nucleus stimulation restores glucose metabolism in associative and limbic cortices and in cerebellum: evidence from a FDG-PET study in advanced Parkinson's disease. Journal of Cerebral Blood Flow & Metabolism, 24(1), 7-16.

Hill, D. T., Kelvin, L. S., Driver, S. P., Robotham, A. S., Cameron, E., Cross, N., & van Kampen, E. (2011). Galaxy and Mass Assembly: FUV, NUV, ugrizYJHK Petrosian, Kron and Sérsic photometry. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 412(2), 765-799.

Horta, D., Mackereth, J. T., Schiavon, R. P., Hasselquist, S., Bovy, J., Allende Prieto, C., & Schultheis, M. (2021). The contribution of N-rich stars to the Galactic stellar halo using APOGEE red giants. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 500(4), 5462-5478.

Horta, D., Cunningham, E. C., Sanderson, R., Johnston, K. V., Deason, A., Wetzel, A., & Gandhi, P. J. (2024). The proto-galaxy of Milky Way-mass haloes in the FIRE simulations. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 527(4), 9810-9825.

Ibata, R. A., Bellazzini, M., Malhan, K., Martin, N., & Bianchini, P. (2019). Identification of the long stellar stream of the prototypical massive globular cluster Centauri. Nature Astronomy, 3(7), 667-672.

Ibata, R., Malhan, K., Tenachi, W., Ardern-Arentsen, A., Bellazzini, M., Bianchini, P., & Yuan, Z. (2024). Charting the Galactic Acceleration Field. II. A Global Mass Model of the Milky Way from the STREAMFINDER Atlas of Stellar Streams Detected in Gaia DR3. The Astrophysical Journal, 967(2), 89.

Icke, V., & Alcaino, G. (1988). Is omega Centauri a merger?. Astronomy and Astrophysics (ISSN 0004-6361), vol. 204, no. 1-2, Oct. 1988, p. 115, 116., 204, 115.

Johnson, D. R., Soderblom, D. R. (1987). Calculating galactic space velocities and their un-certainties, with an application to the Ursa Major group. The Astronomical Journal, 93,864-867.

Johnson, C. I., & Pilachowski, C. A. (2010). Chemical abundances for 855 giants in the globular cluster Omega Centauri (NGC 5139). The Astrophysical Journal, 722(2), 1373.

Johnson, J. W., Weinberg, D. H., Vincenzo, F., Bird, J. C., Loebman, S. R., Brooks, A. M., & Griffith, E. J. (2021). Stellar migration and chemical enrichment in the milky way disc: a hybrid model. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 508(3), 4484-4511

Johnson, C. I., Rich, R. M., Simion, I. T., Young, M. D., Clarkson, W. I., Pilachowski, C. A., & Osmond, A. (2022). Blanco DECam Bulge Survey (BDBS) IV: Metallicity distributions and bulge structure from 2.6 million red clump stars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 515(1), 1469-1491.

Jofré, E., Petrucci, R., Saffe, C., Saker, L., de la Villarmois, E. A., Chavero, C., & Mauas, P. J. D. (2015). Stellar parameters and chemical abundances of 223 evolved stars with and without planets. Astronomy & Astrophysics, 574, A50.

Joo, S. J., Lee, Y. W., Na, C., & Han, S. I. (2013). Globular clusters with multiple red giant branches: Population synthesis models. The Bulletin of The Korean Astronomical Society, 38(2), 75-75.

Jönsson, H., Holtzman, J. A., Prieto, C. A., Cunha, K., García-Hernández, D. A., Hasselquist, S., & Sobeck, J. (2020). APOGEE data and spectral analysis from SDSS Data Release 16: seven years of observations including first results from APOGEE-South. The Astronomical Journal, 160(3), 120.

Jørgensen, B. R., Lindegren, L. (2005). Determination of stellar ages from isochrones: Bayesian estimation versus isochrone fitting. Astronomy Astrophysics, 436(1), 127-143.

Kacharov, N., Neumayer, N., Seth, A. C., Cappellari, M., McDermid, R., Walcher, C. J., & Böker, T. (2018). Stellar populations and star formation histories of the nuclear star clusters in six nearby galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 480(2), 1973-1998.

Katz, D., Antoja, T., Romero-Gómez, M., Drimmel, R., Reylé, C., Seabroke, G. M., & Bassilana, J. L. (2018). Gaia data release 2-mapping the milky way disc kinematics. Astronomy & astrophysics, 616, A11.

Keenan, P. C., & McNeil, R. C. (1989). The Perkins catalog of revised MK types for the cooler stars. Astrophysical Journal Supplement Series (ISSN 0067-0049), vol. 71, Oct. 1989, p. 245-266., 71, 245-266.

Kepple, G. R., & Sanner, G. W. (1998). The night sky observers guide (Vol. 1). USA: Willmann-Bell.

Khoperskov, S., Zinchenko, I., Avramov, B., Khrapov, S., Berczik, P., Saburova, A., & Moiseev, A. (2021). Extreme kinematic misalignment in IllustrisTNG galaxies: the origin, structure, and internal dynamics of galaxies with a large-scale counterrotation. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 500(3), 3870-3888.

Kirby, E. N. (2011). Grids of ATLAS9 Model Atmospheres and MOOG Synthetic Spectra. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 123(903), 531.

Kobayashi, C., Umeda, H., Nomoto, K. I., Tominaga, N., & Ohkubo, T. (2006). Galactic chemical evolution: carbon through zinc. The Astrophysical Journal, 653(2), 1145.

Kobayashi, C., Leung, S. C., & Nomoto, K. I. (2020). New type Ia supernova yields and the manganese and nickel problems in the Milky Way and dwarf spheroidal galaxies. The Astrophysical Journal, 895(2), 138.

Koppelman, H. H., Helmi, A., Massari, D., Price-Whelan, A. M., & Starkenburg, T. K. (2019). Multiple retrograde substructures in the Galactic halo: A shattered view of Galactic history. Astronomy & Astrophysics, 631, L9.

Koppelman, H. H., Bos, R. O., & Helmi, A. (2020). The messy merger of a large satellite and a Milky Way-like galaxy. Astronomy & Astrophysics, 642, L18.

Kordopatis, G., Gilmore, G., Wyse, R. F., Steinmetz, M., Siebert, A., Bienaymé, O., & Siviero, A. (2013). In the thick of it: metal-poor disc stars in RAVE. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 436(4), 3231-3246.

Kraljic, K., Arnouts, S., Pichon, C., Laigle, C., de La Torre, S., Vibert, D., & Wright, A. H. (2018). Galaxy evolution in the metric of the cosmic web. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 474(1), 547-571.

Kronberg, P. (2005). Magnetic fields in galaxy systems, clusters and beyond. In Cosmic Magnetic Fields (pp. 9-39). Berlin, Heidelberg: Springer Berlin Heidelberg.

Kunder, A., Koch, A., Rich, R. M., De Propris, R., Howard, C. D., Stubbs, S. A., & Origlia, L. (2012). The bulge radial velocity assay (BRAVA). II. Complete sample and data release. The Astronomical Journal, 143(3), 57.

Kurucz, R. L. (1993). VizieR online data catalog: model atmospheres (Kurucz, 1979). VizieR online data catalog, 6039, VI-39.

KURUCZ, R. L. (1993). ATLAS9 Stellar Atmosphere Programs and 2 km/s grid. KuruczCD-Rom, 13.

Kurucz, R. L. (2005). Atlas12, synthe, atlas9, width9, et cetera. Memorie della Società Astronomica Italiana Supplement, v. 8, p. 14 (2005), 8, 14.

Lane, J. M., Bovy, J., & Mackereth, J. T. (2023). The stellar mass of the Gaia-Sausage/Enceladus accretion remnant. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 526(1), 1209-1234.

Lian, J., Zasowski, G., Hasselquist, S., Neumann, J., Majewski, S. R., Cohen, R. E., & Roman-Lopes, A. (2021). The chemical properties of the Milky Way's on-bar and off-bar regions: evidence for inhomogeneous star formation history in the bulge. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 500(1), 282-290.

Lian, J., Thomas, D., Maraston, C., Zamora, O., Tayar, J., Pan, K., & Garcia-Hernandez, D. A. (2020). The age–chemical abundance structure of the Galaxy I: evidence for a late-accretion event in the outer disc at z 0.6. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 494(2), 2561-2575.

Lian, J., Zasowski, G., Hasselquist, S., Nataf, D. M., Thomas, D., Moni Bidin, C., & Schultheis, M. (2020). The Milky Way's bulge star formation history as constrained from its bimodal chemical abundance distribution. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 497(3), 3557-3570.

Limberg, G., Santucci, R. M., Rossi, S., Queiroz, A. B., Chiappini, C., Souza, S. O., & Barbosa, F. O. (2021). Abundance Patterns of and Neutron-capture Elements in the Helmi Stream. The Astrophysical Journal Letters, 913(2), L28.

Limberg, G., Souza, S. O., Pérez-Villegas, A., Rossi, S., Perottoni, H. D., & Santucci, R. M. (2022). Reconstructing the disrupted dwarf galaxy Gaia-sausage/enceladus using its stars and globular clusters. The Astrophysical Journal, 935(2), 109.

Lindegren, L., Hernández, J., Bombrun, A., Klioner, S., Bastian, U., Ramos-Lerate, M., & Vecchiato, A. (2018). Gaia data release 2-the astrometric solution. Astronomy & Astrophysics, 616, A2.

Lindegren, L., Klioner, S. A., Hernández, J., Bombrun, A., Ramos-Lerate, M., Steidelmüller, H., & Vecchiato, A. (2021). Gaia early data release 3-the astrometric solution. Astronomy & Astrophysics, 649, A2.

Lindegren, L., Bastian, U., Biermann, M., Bombrun, A., De Torres, A., Gerlach, E., & Van Leeuwen, F. (2021). Gaia Early Data Release 3-Parallax bias versus magnitude, colour, and position. Astronomy & Astrophysics, 649, A4.

López-Corredoira, M., Cabrera-Lavers, A., & Gerhard, O. E. (2005). A boxy bulge in the Milky Way. Inversion of the stellar statistics equation with 2MASS data. Astronomy & Astrophysics, 439(1), 107-110.

Lövdal, S. S., Ruiz-Lara, T., Koppelman, H. H., Matsuno, T., Dodd, E., & Helmi, A. (2022). Substructure in the stellar halo near the Sun-I. Data-driven clustering in integrals-of-motion space. Astronomy & Astrophysics, 665, A57.

Luck, R. E. (2015). Abundances in the local region. I. G and K giants. The Astronomical Journal, 150(3), 88.

Ludwig, H. G., Freytag, B., & Steffen, M. (1998). A calibration of the mixing-length for solar-type stars based on hydrodynamical simulations-I. Methodical aspects and results for solar metallicity. arXiv preprint astro-ph/9811179.

Mackereth, J. T., & Bovy, J. (2020). Weighing the stellar constituents of the galactic halo with APOGEE red giant stars. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 492(3), 3631-3646.

Madau, P., & Dickinson, M. (2014). Cosmic star-formation history. Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 52(1), 415-486.

Magic, Z., Weiss, A., & Asplund, M. (2015). The Stagger-grid: A grid of 3D stellar atmosphere models-III. The relation to mixing length convection theory. Astronomy & Astrophysics, 573, A89.

Magurno, D., Sneden, C., Bono, G., Braga, V. F., Mateo, M., Persson, S. E., ... Walker, A.R. (2019). Chemical Compositions of Field and Globular Cluster RR Lyrae Stars. II.Centauri. The Astrophysical Journal, 881(2), 104.

Majewski, S. R., Nidever, D. L., Smith, V. V., Damke, G. J., Kunkel, W. E., Patterson, R. J., & Pérez, A. E. G. (2012). Exploring Halo Substructure with Giant Stars: Substructure in the Local Halo as Seen in the Grid Giant Star Survey Including Extended Tidal Debris from Centauri. The Astrophysical Journal Letters, 747(2), L37.

Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., Prieto, C. A., Barkhouser, R., Bizyaev, D., & Zamora, O. (2017). The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE). The Astronomical Journal, 154(3), 94.

Mallia, E. A., & Pagel, B. E. J. (1981). On the variation of heavy-element abundances in Centauri giants. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 194(2), 421-428.

Matteucci, F., & Brocato, E. (1990). Metallicity distribution and abundance ratios in the stars of the Galactic bulge. Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 365, Dec. 20, 1990, p. 539-543., 365, 539-543.

Matteucci, F., Grisoni, V., Spitoni, E., Zulianello, A., Rojas-Arriagada, A., Schultheis, M., & Ryde, N. (2019). The origin of stellar populations in the Galactic bulge

from chemical abundances. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 487(4), 5363-5371.

Matsuno, T., Aoki, W., & Suda, T. (2019). Origin of the excess of high-energy retrograde stars in the galactic halo. The Astrophysical Journal Letters, 874(2), L35.

Matsuno, T., Koppelman, H. H., Helmi, A., Aoki, W., Ishigaki, M. N., Suda, T., & Hattori, K. (2022). High-precision chemical abundances of Galactic building blocks-The distinct chemical abundance sequence of Sequoia. Astronomy & Astrophysics, 661, A103.

Matteucci, F., Vasini, A., Grisoni, V., & Schultheis, M. (2020). Heavy element evolution in the inner regions of the Milky Way. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 494(4), 5534-5541.

Maoz, D., & Mannucci, F. (2012). Type-Ia supernova rates and the progenitor problem: a review. Publications of the Astronomical Society of Australia, 29(4), 447-465.

Marışmak, M., Şahin, T. İ. M. U. R., Güney, F., Plevne, O., & Bilir, S. (2024). Spectroscopic and dynamic orbital analyses of metal-poor and high proper-motion stars: I. HD 8724 and HD 195633. Astronomische Nachrichten, 345(6-7), e20240047.

Massari, D., Koppelman, H. H., & Helmi, A. (2019). Origin of the system of globular clusters in the Milky Way. Astronomy & Astrophysics, 630, L4.

Mason, A. C., Crain, R. A., Schiavon, R. P., Weinberg, D. H., Pfeffer, J., Schaye, J., & Theuns, T. (2024). Realistic simulated galaxies form [/Fe]–[Fe/H] knees due to a sustained decline in their star formation rates. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 533(1), 184-200.

Meylan, G., Mayor, M., Duquennoy, A., & Dubath, P. (1995). Central velocity dispersion in the globular cluster omega Centauri. Astronomy and Astrophysics, v. 303, p. 761, 303, 761.

Meza, A., Eylenstein, B., Natali, M. P., Bosch, G., Moirano, J., & Chalar, E. (2021). Analysis of ionospheric and geomagnetic response to the 2020 patagonian solar eclipse. Frontiers in Astronomy and Space Sciences, 8, 766327.

McWilliam, A., & Rich, R. M. (1994). The first detailed abundance analysis of Galactic bulge K giants in Baade's window. Astrophysical Journal Supplement Series (ISSN 0067-0049), vol. 91, no. 2, p. 749-791, 91, 749-791.

Milone, A. P., Piotto, G., Renzini, A., Marino, A. F., Bedin, L. R., Vesperini, E., & van der Marel, R. P. (2017). The hubble space telescope uv legacy survey of galactic globular clusters–ix. the atlas of multiple stellar populations. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 464(3), 3636-3656.

Minchev, I., Steinmetz, M., Chiappini, C., Martig, M., Anders, F., Matijevic, G., & de Jong, R. S. (2016). The Relationship Between Mono-Abundance and Mono-Age Stellar Populations in the Milky Way Disk. The Astrophysical Journal, 834(1), 27.

Minniti, D., Lucas, P. W., Emerson, J. P., Saito, R. K., Hempel, M., Pietrukowicz, P., & Pietrzynski, G. (2010). VISTA Variables in the Via Lactea (VVV): The public ESO near-IR variability survey of the Milky Way. New Astronomy, 15(5), 433-443.

Minelli, A., Mucciarelli, A., Romano, D., Bellazzini, M., Origlia, L., & Ferraro, F. R. (2021). A homogeneous comparison between the chemical composition of the Large Magellanic Cloud and the Sagittarius dwarf galaxy. The Astrophysical Journal, 910(2), 114.

Mishenina, T. V., & Kovtyukh, V. V. (2001). Analysis of neutron capture elements in metal-poor stars. Astronomy & Astrophysics, 370(3), 951-966.

Miyamoto, M., & Nagai, R. (1975). Three-dimensional models for the distribution of mass in galaxies. Publications of the Astronomical Society of Japan, 27(4), 533-543.

Monachesi, A., Gómez, F. A., Grand, R. J., Simpson, C. M., Kauffmann, G., Bustamante, S., & Tissera, P. B. (2019). The Auriga stellar haloes: Connecting stellar population properties with accretion and merging history. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 485(2), 2589–2616.

Montalbán, J., Mackereth, J. T., Miglio, A., Vincenzo, F., Chiappini, C., Buldgen, G., & Chaplin, W. J. (2021). Chronologically dating the early assembly of the Milky Way. Nature Astronomy, 5(7), 640-647.

Myeong, G. C., Vasiliev, E., Iorio, G., Evans, N. W., & Belokurov, V. (2019). Evidence for two early accretion events that built the Milky Way stellar halo. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 488(1), 1235-1247.

Myeong, G. C., Belokurov, V., Aguado, D. S., Evans, N. W., Caldwell, N., & Bradley, J. (2022). Milky Way's Eccentric Constituents with Gaia, APOGEE, and GALAH. The Astrophysical Journal, 938(1), 21.

Naidu, R. P., Conroy, C., Bonaca, A., Johnson, B. D., Ting, Y. S., Caldwell, N., & Cargile, P. A. (2020). Evidence from the h3 survey that the stellar halo is entirely comprised of substructure. The Astrophysical Journal, 901(1), 48.

Naidu, R. P., Conroy, C., Bonaca, A., Zaritsky, D., Weinberger, R., Ting, Y. S., & Cargile, P. A. (2021). Reconstructing the last major merger of the Milky Way with the H3 survey. The Astrophysical Journal, 923(1), 92.

Nelson, E. J., Van Dokkum, P. G., Schreiber, N. M. F., Franx, M., Brammer, G. B., Momcheva, I. G., & Lange, J. U. (2016). Where stars form: inside-out growth and coherent star formation from HST H maps of 3200 galaxies across the main sequence at 0.7< z< 1.5. The Astrophysical Journal, 828(1), 27.

Nidever, D. L., Bovy, J., Bird, J. C., Andrews, B. H., Hayden, M., Holtzman, J., & Skrutskie, M. F. (2014). Tracing chemical evolution over the extent of the milky way's disk with APOGEE red clump stars. The Astrophysical Journal, 796(1), 38.

Noguchi, K., Tajima, T., & Horton, W. (2024). Structure Formation Through Magnetohydrodynamical Instabilities in Primordial Disks. Universe, 10(11), 411.

Norris, J., & Bessell, M. S. (1975). Abundance variations on the lower giant branch of Omega Centauri. Astrophysical Journal, Lett., Vol. 201, p. L75-L79, 201, L75-L79.

Norris, J., & Smith, G. H. (1983). The cyanogen distribution of the giants in NGC 2808. Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 275, Dec. 1, 1983, p. 120-124., 275, 120-124.

Norris, J. E., & Da Costa, G. S. (1995). The giant branch of Omega Centauri. IV. Abundance Patterns based on echelle spectra of 40 red giants. Astrophysical Journal v. 447, p. 680, 447, 680.

Norris, J. (1986). Population studies. II-Kinematics as a function of abundance and galactocentric position for (Fe/H) of-0.6 or less. The Astrophysical Journal Supplement Series, 61,667-698.

O'Neill, J. K., & Dubinski, J. (2003). Detailed comparison of the structures and kinematics of simulated and observed barred galaxies. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 346(1), 251-264.

Ortolani, S., Renzini, A., Gilmozzi, R., Marconi, G., Barbuy, B., Bica, E., & Rich, R. M. (1995). Near-coeval formation of the Galactic bulge and halo inferred from globular cluster ages. Nature, 377(6551), 701-704.

Paltoglou, G., & Norris, J. E. (1989). The giant branch of Omega Centauri. III-C, N, O and heavy-element abundances for 15 red giants. Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 336, Jan. 1, 1989, p. 185-206., 336, 185-206.

Pancino, E., Seleznev, A., Ferraro, F. R., Bellazzini, M., & Piotto, G. (2003). The multiple stellar population in Centauri: spatial distribution and structural properties. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 345(2), 683-690.

Persson, S. E., Frogel, J. A., Cohen, J. G., Aaronson, M., & Matthews, K. (1980). The spread in CO absorption and effective temperature among the giants in omega Centauri. Astrophysical Journal, Part 1, vol. 235, Jan. 15, 1980, p. 452-469., 235, 452-469.

Parsons, L. (1880). VI. On some recent improvements made the mountings of the telescopes at Birr Castle. Philosophical Transactions of the Royal Society of London, 171, 153–160.

Perruchot, S., Bouchy, F., Chazelas, B., Díaz, R. F., Hébrard, G., Arnaud, K., & Tézier, D. (2011, September). Higher-precision radial velocity measurements with the SOPHIE spectrograph using octagonal-section fibers. In Techniques and instrumentation for detection of exoplanets V (Vol. 8151, pp. 428-439). SPIE.

Pfeffer, J., Kruijssen, J. D., Bastian, N., Crain, R. A., & Trujillo-Gomez, S. (2023). Globular cluster metallicity distributions in the E-MOSAICS simulations. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 519(4), 5384-5401.

Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. (2004). A large stellar evolution database for population synthesis studies. I. Scaled solar models and isochrones. The Astrophysical Journal, 612(1), 168.

Pont, F., Eyer, L. (2004). Isochrone ages for field dwarfs: method and application to the age–metallicity relation. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 351(2), 487-504.

Pop, A. R., Pillepich, A., Amorisco, N. C., & Hernquist, L. (2018). Formation and incidence of shell galaxies in the Illustris simulation. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 480(2), 1715-1739.

Portail, M., Wegg, C., Gerhard, O., & Ness, M. (2017). Chemodynamical modelling of the galactic bulge and bar. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 470(1), 1233-1252.

Purcell, C. W., Bullock, J. S., & Zentner, A. R. (2007). Shredded galaxies as the source of diffuse intrahalo light on varying scales. The Astrophysical Journal, 666(1), 20.

Prochaska, J. X., Naumov, S. O., Carney, B. W., McWilliam, A., & Wolfe, A. M. (2000). The Galactic thick disk stellar abundances. The Astronomical Journal, 120(5), 2513.

Prusti, T., De Bruijne, J. H. J., Brown, A. G., Vallenari, A., Babusiaux, C., Bailer-Jones, C. A. L., & y Navascués, D. B. (2016). The gaia mission. Astronomy & astrophysics, 595, A1.

Queiroz, A. B. D. A., Anders, F., Chiappini, C., Khalatyan, A., Santiago, B. X., Steinmetz, M., & Zamora, O. (2020). From the bulge to the outer disc: StarHorse stellar parameters, distances, and extinctions for stars in APOGEE DR16 and other spectroscopic surveys. Astronomy & Astrophysics, 638, A76.

Queiroz, A. B. D. A., Chiappini, C., Perez-Villegas, A., Khalatyan, A., Anders, F., Barbuy, B., & Zasowski, G. (2021). The Milky Way bar and bulge revealed by APOGEE and Gaia EDR3. Astronomy & Astrophysics, 656, A156.

Raha, N., Sellwood, J. A., James, R. A., & Kahn, F. D. (1991). A dynamical instability of bars in disk galaxies. nature, 352(6334), 411-412.

Rich, R. M., Trapp, A., Morris, M. R., Sjouwerman, L., Claussen, M., Stroh, M., & Pihlstrom, Y. (2019). From BRAVA to BAaDE: A New Kinematic Survey of the Bulge AGB. arXiv preprint arXiv:1904.04373.

Robertson, B., Bullock, J. S., Font, A. S., Johnston, K. V., & Hernquist, L. (2005). cold dark matter, stellar feedback, and the galactic halo abundance pattern. The Astrophysical Journal, 632(2), 872.

Robin, A. C., Bienayme, O., Fernández-Trincado, J. G., & Reylé, C. (2017). Kinematics of the local disk from the RAVE survey and the Gaia first data release. Astronomy & Astrophysics, 605, A1.

Rojas-Arriagada, A., Recio-Blanco, A., De Laverny, P., Mikolaitis, Š., Matteucci, F., Spitoni, E., & Zaggia, S. (2017). The Gaia-ESO Survey: Exploring the complex nature and origins of the Galactic bulge populations. Astronomy & Astrophysics, 601, A140.

Rojas-Arriagada, A., Zoccali, M., Schultheis, M., Recio-Blanco, A., Zasowski, G., Minniti, D., & Cohen, R. E. (2019). The bimodal [Mg/Fe] versus [Fe/H] bulge sequence as revealed by APOGEE DR14. Astronomy & Astrophysics, 626, A16.

Rojas-Arriagada, A., Zasowski, G., Schultheis, M., Zoccali, M., Hasselquist, S., Chiappini, C., & Queiroz, A. B. (2020). How many components? Quantifying the complexity

of the metallicity distribution in the Milky Way bulge with APOGEE. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 499(1), 1037-1057.

Ruiz-Lara, T., Matsuno, T., Lövdal, S. S., Helmi, A., Dodd, E., & Koppelman, H. H. (2022). Substructure in the stellar halo near the Sun-II. Characterisation of independent structures. Astronomy & Astrophysics, 665, A58.

Santos-Peral, P., Sánchez-Blázquez, P., Vazdekis, A., & Palicio, P. A. (2023). Chemical characterisation of the X-shooter Spectral Library (XSL):[Mg/Fe] and [Ca/Fe] abundances. Astronomy & Astrophysics, 672, A166.

Sánchez-Janssen, R., Côté, P., Ferrarese, L., Peng, E. W., Roediger, J., Blakeslee, J. P., & Toloba, E. (2019). The Next Generation Virgo Cluster Survey. XXIII. Fundamentals of nuclear star clusters over seven decades in galaxy mass. The Astrophysical Journal, 878(1), 18.

Searle, L., & Zinn, R. (1978). Compositions of halo clusters and the formation of the galactic halo. Astrophysical Journal, 225, 357–379.

Schiavon S. R., Frinchaboy R. P., Prieto P. M., Barkhouser C. A., Bizyaev R., & Zamora D., O. (2017). The apache point observatory galactic evolution experiment (APOGEE). The Astronomical Journal, 154(3), 94.

Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. (2011). Measuring reddening with Sloan Digital Sky Survey stellar spectra and recalibrating SFD. The Astrophysical Journal, 737(2), 103.

Schlaufman, K. C., & Casey, A. R. (2014). The best and brightest metal-poor stars. The Astrophysical Journal, 797(1), 13.

Schuster, W. J., Moitinho, A., Márquez, A., Parrao, L., & Covarrubias, E. (2006). uvby-photometry of high-velocity and metal-poor stars-XI. Ages of halo and old disk stars. Astronomy & Astrophysics, 445(3), 939-958.

Shen, J., Rich, R. M., Kormendy, J., Howard, C. D., De Propris, R., & Kunder, A. (2010). Our milky way as a pure-disk galaxy—a challenge for galaxy formation. The Astrophysical Journal Letters, 720(1), L72.

Shen, X., Vogelsberger, M., Boylan-Kolchin, M., Tacchella, S., & Naidu, R. P. (2024). Early galaxies and early dark energy: a unified solution to the hubble tension and puzzles of massive bright galaxies revealed by JWST. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 533(4), 3923-3936

Sheth, K., Regan, M., Hinz, J. L., De Paz, A. G., Menéndez-Delmestre, K., Muñoz-Mateos, J. C., & Aravena, M. (2010). The Spitzer Survey of Stellar Structure in Galaxies (). Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 122(898), 1397.

Sitnova, T. M., Yakovleva, S. A., Belyaev, A. K., & Mashonkina, L. I. (2022). Non-LTE abundances of zinc in different spectral type stars and the Galactic [Zn/Fe] trend based on quantum-mechanical data on inelastic processes in zinc-hydrogen collisions. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 515(1), 1510-1523.

Skúladóttir, Á., Ernandes, H., Feuillet, D. K., Mori, A., Feltzing, S., Lucchesi, R. E., & Di Matteo, P. (2025). Evidence of Gaia Enceladus experiencing at least two passages around the Milky Way. arXiv preprint arXiv:2506.00409.

Snaith, O., Haywood, M., Di Matteo, P., Lehnert, M. D., Combes, F., Katz, D., & Gómez, A. (2015). Reconstructing the star formation history of the Milky Way disc (s) from chemical abundances. Astronomy & Astrophysics, 578, A87.

Sneden, C. A. (1973). PhD thesis, Univ. Texas at Austin (Doctoral dissertation).

Soubiran, C., Bienaymé, O., & Siebert, A. (2003). Vertical distribution of Galactic disk stars-I. Kinematics and metallicity. Astronomy & Astrophysics, 398(1), 141-151.

Steinmetz, M., Guiglion, G., McMillan, P. J., Matijevic, G., Enke, H., Kordopatis, G., & Sysoliatina, K. (2020). The American Astronomical Society, find out more The Institute of Physics, find out more The Sixth Data Release of the Radial Velocity Experiment (Rave). II. Stellar Atmospheric Parameters, Chemical Abundances, and Distances. The Astronomical Journal, 160(2).

Strom, S. E., & Kurucz, R. (1966). Statistical Procedure for Computing Line-Blanketed Model Stellar Atmospheres. The Astronomical Journal, 71, 181.

Sparke, L. S., & Gallagher, J. S. (2001). Book Review: Galaxies in the universe/Cambridge University Press, 2000. The Observatory, vol. 121, no. 1162, p. 183 (2001), 121, 183.

Sparke, L. S., Gallagher, J. S., 2007, Galaxies in the Universe: An Introduction, Cambridge University Press, Cambridge, ISBN: 978113946238990

Suntzeff, N. B., & Kraft, R. P. (1996). The Abundance Spread Among Giants and Subgiants in the Globular Cluster Omega Centauri. arXiv preprint astro-ph/9601013.

ŞAHİN, T. (2017). LIME: Semiautomated line measurement and identification from stellar spectra. Turkish Journal of Physics, 41(4), 367-376.

Şahin, T., & Bilir, S. (2020). On the Origin of Metal-poor Stars in the Solar Neighborhood. The Astrophysical Journal, 899(1), 41.

Şahin, T., Güney, F., Şentürk, S. A., Çınar, N., & Marışmak, M. (2024). An Updated Line List for Spectroscopic Investigation of G Stars-II: Refined Solar Abundances via Extended Wavelength Coverage to 10,000 Å. Physics and Astronomy Reports, 2(2), 65-82.

Tacchella, S., Lang, P., Carollo, C. M., Schreiber, N. F., Renzini, A., Shapley, A. E., & Pozzetti, L. (2015). THE SINS/zC-SINF survey of z 2 galaxy kinematics: Rest-frame morphology, structure, and colors from near-infrared hubble space telescope imaging. The Astrophysical Journal, 802(2), 101.

Tadaki, K. I., Genzel, R., Kodama, T., Wuyts, S., Wisnioski, E., Schreiber, N. M. F., & Wilman, D. J. (2017). Bulge-forming galaxies with an extended rotating disk at z 2. The Astrophysical Journal, 834(2), 135.

Takeda, Y., & Tajitsu, A. (2014). Spectroscopic study on the beryllium abundances of red giant stars. Publications of the Astronomical Society of Japan, 66(5), 91.

Ted Mackereth, J., Bovy, J., Schiavon, R. P., Zasowski, G., Cunha, K., Frinchaboy, P. M., & Shetrone, M. D. (2017). The age–metallicity structure of the Milky Way

disc using APOGEE. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 471(3), 3057-3078.

Tinsley, B. M. (1979). Stellar lifetimes and abundance ratios in chemical evolution. Astrophysical Journal, Part 1, vol. 229, May 1, 1979, p. 1046-1056. Research supported by the Alfred P. Sloan Foundation, 229, 1046-1056.

Trager, S. C., King, I. R., & Djorgovski, S. (1995). Catalogue of galactic globular-cluster surface-brightness profiles. The Astronomical Journal (ISSN 0004-6256), vol. 109, no. 1669, p. 218-241, 109, 218-241.

Tsujimoto, T., & Bekki, K. (2012). Two-component galactic bulge probed with renewed galactic chemical evolution model. The Astrophysical Journal, 747(2), 125.

Urquhart, J. S., Busfield, A. L., Hoare, M. G., Lumsden, S. L., Oudmaijer, R. D., Moore, T. J., & Marechal, L. J. L. (2007). The RMS survey – 13CO observations of candidate massive YSOs in the southern Galactic plane. Astronomy & Astrophysics, 474(3), 891–901

Uttenthaler, S., Schultheis, M., Nataf, D. M., Robin, A. C., Lebzelter, T., & Chen, B. (2012). Constraining the structure and formation of the Galactic bulge from a field in its outskirts-FLAMES-GIRAFFE spectra of about 400 red giants around (l, b)=(0°,–10°). Astronomy & Astrophysics, 546, A57.

Vallenari, A., Brown, A. G., Prusti, T., De Bruijne, J. H., Arenou, F., Babusiaux, C., & Bianchi, L. (2023). Gaia data release 3-summary of the content and survey properties. Astronomy & Astrophysics, 674, A1.

Van den Bosch, R. C. E., Verolme, E. K., & de Zeeuw, P. T. (2006). The dynamical distance and intrinsic structure of the globular cluster ω Centauri. Astronomy & Astrophysics, 445(2), 513-543.

Vasiliev, E., & Baumgardt, H. (2021). Gaia EDR3 view on galactic globular clusters. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 505(4), 5978-6002.

Venn, K. A., Irwin, M., Shetrone, M. D., Tout, C. A., Hill, V., & Tolstoy, E. (2004). Stellar chemical signatures and hierarchical galaxy formation. The Astronomical Journal, 128(3), 1177.

Villanova, S., Piotto, G., King, I. R., Anderson, J., Bedin, L. R., Gratton, R. G., & Renzini, A. (2007). The multiplicity of the subgiant branch of Centauri: evidence for prolonged star formation. The Astrophysical Journal, 663(1), 296.

Vincenzo, F., Miglio, A., Kobayashi, C., Mackereth, J. T., & Montalban, J. (2019). He abundances in disc galaxies-I. Predictions from cosmological chemodynamical simulations. Astronomy & Astrophysics, 630, A125.

White, R. E., & Shawl, S. J. (1988, January). Axial ratios and orientations for 100 galactic globular star clusters. In Symposium-International Astronomical Union (Vol. 126, pp. 491-492). Cambridge University Press.

Wolf, B., Appenzeller, I., & Cassatella, A. (1980). IUE and ground based observations of the LMC star S Doradus. Astronomy and Astrophysics, 88(1–2), 15–22.

Yuan, T., Elagali, A., Labbé, I., Kacprzak, G. G., Lagos, C. D. P., Alcorn, L. Y., & Sweet, S. M. (2020). A giant galaxy in the young Universe with a massive ring. Nature Astronomy, 4(10), 957-964.

Zhao, H. (1996). A steady-state dynamical model for the COBE-detected Galactic bar. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 283(1), 149-166.

Zhao, G., Qiu, H. M., & Mao, S. (2001). High-Resolution Spectroscopic Observations of Hipparcos Red Clump Giants: Metallicity and Mass Determinations. The Astrophysical Journal, 551(1), L85.

Zhao, G., Zhao, Y. H., Chu, Y. Q., Jing, Y. P., & Deng, L. C. (2012). LAMOST spectral survey—An overview. Research in Astronomy and Astrophysics, 12(7), 723.

Zoccali, M., Vasquez, S., Gonzalez, O. A., Valenti, E., Rojas-Arriagada, A., Minniti, J., & Renzini, A. (2017). The GIRAFFE Inner Bulge Survey (GIBS)-III. Metallicity distributions and kinematics of 26 Galactic bulge fields. Astronomy & Astrophysics, 599, A12.

Zwart, S. P., McMillan, S., Harfst, S., Groen, D., Fujii, M., Nualláin, B. Ó., & Zemp, M. (2009). A multiphysics and multiscale software environment for modeling astrophysical systems. New Astronomy, 14(4), 369-378.

6. EKLER

6.1. Ek 1

Çizelge E1. BD +074841 yıldızının literatürden derlenen model atmosfer parametreleri.

BD +074841			
$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	Referanslar
(K)	(cgs)	(dex)	
6050	4.23	-1.54	Tez Çalışması (2025)
6112	4.23	-1.41	Nissen vd. (2024)
6091	4.18	-1.47	Pal vd. (2023)
6109	4.18	-1.40	Soubiran vd. (2022)
6095	4.15	-1.42	Arentsen vd. (2019)
6018	3.60	–	Soubiran vd. (2019)
6048	4.25	-1.35	Amarsi vd. (2019)
6130	4.15	-1.46	Sitnova vd. (2015)
6175	4.21	-1.41	Nissen vd. (2014)
6091	4.18	-1.47	Koleva vd. (2012)
6018	3.60	-1.56	Boesgaard vd. (2011)
6040	4.21	-1.39	Nissen vd. (2011)
6133	–	–	Casagrande vd. (2010)
6040	4.21	-1.39	Nissen vd. (2010)
6078	–	–	G.Hernandez vd. (2009)
6286	–	–	Masana vd. (2006)
6056	–	–	Ramirez vd. (2005)
5976	–	–	Alonso vd.(1996)
5929	4.00	-1.20	Ryann vd. (1998)

6.2. Ek 2

Çizelge E2. BD -011792 yıldızının literatürden derlenen model atmosfer parametreleri.

BD -01 1792			
$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	Referanslar
(K)	(cgs)	(dex)	
5100	3.57	-0.86	Tez Çalışması (2025)
5043	2.85	-0.93	Soubiran vd. (2022)
5053	3.01	-0.51	Giribaldi vd. (2021)
4979	3.22	-0.83	Bude vd. (2021)
3800	4.77	–	Steinmetz vd.(2020)
5165	3.37	–	Steinmetz vd. (2020)
4822	3.41	–	Steinmetz vd. (2020)
5109	3.31	–	Steinmetz vd. (2020)
5070	3.33	-0.89	Arentsen vd. (2019)
5074	3.34	-0.88	Arentsen vd. (2019)
5165	3.37	–	Kordopatis vd. (2013)
5131	3.38	-0.81	Prugniel vd. (2011)
5058	–	–	Casagrande vd. (2011)
5160	–	–	G.Hernandez vd. (2009)
5034	2.97	-0.97	Soubiran vd. (2008)
4948	3.05	-1.05	Cenarro vd. (2007)
5183	–	–	Kovtyukh vd. (2006)
5078	–	–	Ramirez vd. (2005)
5023	–	–	Ramirez vd. (2005)
4850	2.70	-1.26	Fulbright vd. (2000)
4990	3.27	-0.84	Thevenin vd. (1999)
5036	2.92	-0.82	Clementini vd. (1999)
5082	–	–	Alonso vd. (1996)
5000	–	-0.94	Pilachowski vd. (1993)
4990	3.00	-1.02	Peterson vd. (1981)

6.3. Ek 3

Çizelge E3. HD 3546 yıldızının literatürden derlenen model atmosfer parametreleri.

HD 3546			
$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	Referanslar
(K)	(cgs)	(dex)	
5015	2.68	-0.63	Tez Çalışması (2025)
5109	2.83	-0.50	Brady vd. (2024)
4942	2.46	-0.62	Soubiran vd. (2022)
5057	2.68	-0.61	Boeche vd. (2016)
5052	2.66	-0.64	Boeche vd. (2016)
4870	2.05	-0.66	Luck vd. (2015)
5982	2.88	-0.53	Jofre vd. (2015)
5109	2.83	-0.50	da Silva vd. (2015)
4882	2.09	-0.67	Takeda vd. (2014)
4882	2.09	-0.67	Liu vd. (2014)
4977	2.44	-0.54	Matrozis vd. (2013)
5020	2.60	-0.53	Afşar vd. (2012)
5070	2.78	-0.54	da Silva vd. (2011)
4945	2.36	-0.66	Prugniel vd. (2011)
4795	2.30	-0.72	G.Hernandez vd. (2009)
4930	3.16	-0.64	Frasca vd. (2009)
4878	2.38	-0.69	Soubiran vd. (2008)
5058	2.80	-0.64	Massarotti vd. (2008)
4975	2.60	-0.61	Hekker vd. (2007)
5102	2.80	-0.56	Luck vd. (2007)
4942	2.73	-0.66	Cenarro vd. (2007)
4935	–	-0.72	Ramirez vd. (2005)
4950	2.10	-0.63	Mishenina vd. (2003)
4950	2.10	-0.63	Mishenina vd. (2001)
4475	1.93	-0.92	Zhao vd. (2001)
4914	–	–	Alonso vd. (1999)
4930	3.16	-0.64	McWilliam vd. (1990)
4755	2.00	-0.70	Alonso vd. (1986)

6.4. Ek 4

Çizelge E4. HD 148897 yıldızının literatürden derlenen model atmosfer parametreleri.

HD 148897			
$T_{\rm eff}$	$\log g$	[Fe/H]	Referanslar
(K)	(cgs)	(dex)	
4310	1.47	-1.20	Tez Çalışması (2025)
4148	0.75	-1.19	Kunder vd. (2017)
4250	1.00	-1.00	Steinmetz vd. (2020)
4298	1.33	-1.09	Johnsson vd. (2020)
4337	1.20	-1.13	Abdurro'uf vd. (2022)
4265	1.47	-1.10	Ting vd. (2019)
4293	1.01	-1.11	Prugniel vd. (2011)
4100	0.09	-1.16	Frasca vd. (2015)
4329	1.30	-1.11	Smiljanic vd. (2016)
4298	1.33	-1.09	Tsantaki vd. (2022)
4411	1.16	-1.07	Hourihane vd. (2023)
4200	1.50	-1.00	Verberne vd. (2024)
4319	1.05	-1.21	Matsuno vd. (2024)
4284	1.15	-0.50	S. Blazquez vd. (2006)
4332	1.15	-0.50	Milone vd. (2011)
4278	0.99	-1.20	Coelho vd. (2020)
4245	0.91	-1.10	Garcia Perez vd. (2021)

ÖZGEÇMİŞ

Nur ÇINAR

ÖĞRENİM BİLGİLERİ

Yüksek Lisans 2023 - 2025	Akdeniz Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı, Antalya
Lisans 2019 - 2023	Akdeniz Üniversitesi Fen Fakültesi, Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Bölümü, Antalya

Uluslararası Hakemli Dergilerde Yayınlanan Makaleler

1. Şahin T., Marışmak M., **Çınar N.**, Bilir S. (2023). Line List for Spectroscopic Investigation of G Stars - I: Redetermination of the Abundances in the Solar Photosphere. *Physics and Astronomy Reports*.

2. Şahin T., Güney F., Şentürk S.A., **Çınar N.**, Marışmak M. (2024). An Updated Line List for Spectroscopic Investigation of G Stars - II: Refined Solar Abundances via Extended Wavelength Coverage to 10 000 Å. *Physics and Astronomy Reports*.

Ulusal Bilimsel Toplantılarda Sunulan ve Bildiri Kitaplarında Basılan Bildiriler

1. **Çınar N. (2022)**. Güneş'in Y, J ve H-Band Spektroskopisi: α Element Bolluklarının Tespiti. 22. Ulusal Astronomi Kongresi. (Kısa Bildiri)

2. **Çınar N.**, Marışmak M., Şentürk S.A., Güney F., Şahin T. (2024). F-G-K Tayf Türü Yıldızların Optik ve Kırmızıöte Bölge Tayfsal Analizleri için Kullanışlı bir Çizgi Listesi. 23. Ulusal Astronomi Kongresi. (Poster)

3. **Çınar N.**, Şahin T. (2025). Metal-Poor HPM Star BD+07 4841's Ties to ω Centauri. Annual Meeting of the European Astronomical Society (EAS 2025). (e-Poster)