T.C.
İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

**DOKTORA TEZİ**

# GÜNEŞ CİVARININ KİMYASAL EVRİMİNİN ARAŞTIRILMASI

**Olcay PLEVNE**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı**

**DANIŞMAN**
**Prof. Dr. Tansel AK**

**Haziran, 2022**

**İSTANBUL**

Bu çalışma 21.06.2022 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı Astronomi ve Uzay Bilimleri Programında Doktora Tezi olarak kabul edilmiştir.

**Tez Jürisi**

Prof. Dr. Tansel AK (Danışman)
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Selçuk BİLİR
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Ömür ÇAKIRLI
Ege Üniversitesi
Fen Fakültesi

Prof. Dr. Faruk SOYDUGAN
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Fen Edebiyat Fakültesi

Prof. Dr. A. Talat SAYGAÇ
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

- **İntihal Programı Beyanı**

| |
|---|
| 20.04.2016 tarihli resmi gazetede yayımlanan Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliğinin 9/2 ve 22/2 maddeleri gereğince; Bu Lisansüstü teze, İstanbul Üniversitesi'nin abonesi olduğu intihal yazılım programı kullanılarak Fen Bilimleri Enstitüsü'nün belirlemiş olduğu ölçütlere uygun rapor alınmıştır. |

- **Proje Destekleri**


| |
|---|
| Bu tez 118F350 numaralı proje ile TÜBİTAK tarafından desteklenmiştir. |


- **Tezden Üretilmiş Yayınların Künye Bilgileri**

| |
|---|
| [Plevne, O., Önal Taş, Ö., Bilir, S., Seabroke, G. M., 2020, Multiwavelength Absolute Magnitudes and Colors of Red Clump Stars in the Gaia Era, *The Astrophysical Journal*, 893(2), 108.] |

# ÖNSÖZ

Tez çalışmam boyunca bilgilerini ve tecrübelerini paylaşan ve tezimi sabırla okuyarak son haline gelmesini sağlayan danışmanım Prof. Dr. Tansel AK'a,

Çalışma süreci boyunca ikinci bir danışman gibi tezimle ilgilenen Prof. Dr. Selçuk BİLİR'e,

Beni her konuda destekleyen saygıdeğer hocam Dr. Başar COŞKUNOĞLU'na ve ailesine,

Doktora çalışmamda 2211-C Öncelikli Alanlara Doktora Programı ile beni destekleyen Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumuna (TÜBİTAK),

Doktora çalışmamda gerekli işlem gücünü sağlayan TÜBİTAK ULAKBİM Yüksek Başarımlı ve Grid Hesaplama Merkezi (TRUBA)'ne,

Üniversite hayatımın büyük kısmında ve halen benimle olan arkadaşım Ersin ALAN'a,

Bu tez çalışmasının bir makaleye dönüşmesinde emeği geçen tüm hocalarım ve galaktik yapı grubuna,

Her zaman yanımda olan ve beni destekleyen aileme ve arkadaşlarıma,

Son olarak, bütün özverisi ve içtenliğiyle beni hep destekleyen ve yanımda olan biricik eşim Nur ÇETİNER PLEVNE'ye,

İçtenlikle teşekkür ederim.

Haziran, 2022 Olcay PLEVNE

# İÇİNDEKİLER

**Sayfa No**

**ÖNSÖZ** ..... **iv**
**İÇİNDEKİLER** ..... **vii**
**ŞEKİL LİSTESİ** ..... **xi**
**TABLO LİSTESİ** ..... **xii**
**SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ** ..... **xiii**
**ÖZET** ..... **xiv**
**SUMMARY** ..... **1**
**1. GİRİŞ** ..... **1**
**2. GENEL KISIMLAR** ..... **6**
2.1. SAMANYOLU'NUN BİLEŞENLERİ ..... 6
2.1.1. Şişkin Bölge ..... 6
2.1.2. İnce Disk ..... 7
2.1.3. Kalın Disk ..... 8
2.1.4. Halo ..... 8
2.2. SAMANYOLU'NUN KİMYASAL EVRİMİ ..... 8
2.2.1. Galaksi İçindeki Kimyasal Evrim Süreçleri ..... 8
2.2.2. Basit Evrim Modeli (Kapalı Kutu) ..... 13
2.2.3. G Cüce Problemi ..... 22
2.2.4. Bolluk Oranlarının Evrimi ..... 23
2.2.5. Süpernova Tip Ia Tarafından Zenginleşmenin Modellenmesi ..... 23
2.2.6. Geciken Kapalı Kutu Modeli ..... 27
2.2.7. Geciken Sızdıran Kutu Modeli ..... 33
2.2.8. Geciken Yığılan Kutu Modeli ..... 36
2.2.9. İkili Çökme Modeli ..... 40
2.3. GÖKYÜZÜ TARAMALARI ..... 43
2.3.1. APOGEE ..... 45
2.3.2. GALAH ..... 45

2.3.3. GAIA ..... 47
**3. MALZEME YÖNTEM ..... 48**
3.1. MAKİNE ÖĞRENMESİ YÖNTEMİYLE IŞIMA GÜCÜ SINIFININ BELİRLENMESİ ..... 48
3.2. GAUSS KARIŞIM MODELİ YARDIMIYLA KİMYASAL DÜZLEMDE POPÜLASYON AYRIMI ..... 51
3.2.1. Kırmızı Yığın Yıldızların Seçimi ..... 52
3.2.2. Kimyasal Düzleme Gauss Karışım Modelinin Uygulanması ..... 54
3.3. UZAY HIZI BİLEŞENLERİNİN HESAPLANMASI ..... 55
3.3.1. Kinematik Popülasyon Ayrımı ..... 58
3.4. GALAKTİK YÖRÜNGE PARAMETRELERİNİN HESAPLANMASI ..... 59
3.5. BAYES YÖNTEM İLE YILDIZ YAŞLARININ HESAPLANMASI ..... 63
3.6. GECİKEN İKİLİ ÇÖKME KİMYASAL EVRİM MODELİ ..... 65
**4. BULGULAR ..... 70**
4.1. VERİ TEMİZLİĞİ VE SEÇİMİ ..... 70
4.1.1. APOGEE DR16 ..... 70
4.1.2. GALAH DR3 ..... 74
4.1.3. Ana Kataloğun Oluşturulması ..... 78
4.2. ANA KATALOĞUN IŞINIM GÜCÜ SINIFLARININ BELİRLENMESİ ..... 81
4.3. GAUSS KARIŞIM YÖNTEMİYLE KİMYASAL VE KİNEMATİK POPÜLASYON AYRIMI ..... 82
4.4. RADYAL DOĞRULTUDA BOLLUK GRADYENTLERİ ..... 85
4.4.1. Radyal Göç Etkisi ..... 85
4.4.2. Işınım Gücünden Bağımsız Radyal Element Bolluğu Gradyentleri ..... 86
4.4.3. Işıma Gücüne Bağlı Radyal Element Bolluğu Gradyentleri ..... 89
4.5. GECİKEN İKİLİ ÇÖKME KİMYASAL EVRİM MODELİNİN GÜNEŞ CİVARINA UYGULANMASI ..... 91
4.5.1. Modelin Veriye Fit Edilmesi ..... 95
4.5.2. Güneş Civarının Model Parametrelerinin Belirlenmesi ..... 98
*4.5.2.1. 5-7 kpc Aralığı* ..... 99
*4.5.2.2. 7-9 kpc Aralığı* ..... 101
*4.5.2.3. 9-11 kpc Aralığı* ..... 103

4.5.3. Güneş Civarı İçin Elde Edilen Parametreler ile Modelin Galaksi Diski İçin Öngörüleri .....105

*4.5.3.1. Modelin Beş Farklı Element için Bolluk Öngörüsü* .....107

*4.5.3.2. Modelin Popülasyonlar için Gradyent Öngörüsü* .....109

**5. TARTIŞMA VE SONUÇ .....111**

5.1. GALAKTİK DİSK POPÜLASYONLARINA AİT SONUÇLAR .....111

5.1.1. Popülasyonların Özellikleri .....111

5.1.2. Popülasyonlara Ait Radyal Element Bolluğu Gradyentleri .....113

5.2. IŞIMA GÜCÜNE BAĞLILIK .....114

5.2.1. Radyal Element Bolluğu Gradyentlerinin Işıma Gücüne Bağlılığı .....114

5.2.2. Geciken İkili Çökme Model Parametrelerinin Işıma Gücüne Bağlılığı .....116

5.3. GECİKEN İKİLİ ÇÖKME MODELİYLE ELDE EDİLEN SONUÇLARA GÖRE GÜNEŞ CİVARININ KİMYASAL EVRİM SÜRECİ .....120

5.4. TEZİN LİTERATÜRE KATKISI VE DEVAM ÇALIŞMASI .....124

**KAYNAKLAR .....125**

**ÖZGEÇMİŞ .....139**

# ŞEKİL LİSTESİ

**Sayfa No**

**Şekil 1.1** Herschel (1847) tarafından yapılan Samanyolu haritası. ..... 2

**Şekil 2.1** Avrupa Uzay Ajansı (ESA) tarafından üretilen bu görsel, Samanyollu'nun bileşenlerini gösterir ve son gözlemlerden elde ettiğimiz sonuçlara dayanarak çizilmiş Galaksimizin temsili görüntüsüdür. ..... 7

**Şekil 2.2** Periyodik tablo üzerinde elementlerin astronomik kökenlerinin gösterimi. ..... 11

**Şekil 2.3** Kapalı Kutu Modelinin $p = 0.006$ değeri için öngördüğü $[M/H]$ dağılım grafiği. ..... 17

**Şekil 2.4** Kapalı Kutu Modelinin farklı $p$ değerleri için öngördüğü $[M/H]$ dağılım grafiği. ..... 18

**Şekil 2.5** Kapalı Kutu Modelininfarklı SFE yaklaşımları altında öngördüğü $M_g$, $\dot{M}_*$ ve $Z$ değerlerinin zamana bağlı değişimleri. ..... 21

**Şekil 2.6** Maoz ve Mannucci (2012)'nin çalışmasında gözlenen gecikme zamanı dağılımı. ..... 25

**Şekil 2.7** Süpernova türlerine göre $Z_{Fe}$ değerinin zamana bağlı değişimi. ..... 31

**Şekil 2.8** DTD için ikili üstel yaklaşım kullanıldığında Geciken Kapalı Kutu Modelinin öngördüğü gözlemsel [Fe/H]-[O/Fe] dağılımı. ..... 33

**Şekil 2.9** Geciken Sızdıran Kutu Modelinin öngördüğü gözlemsel [Fe/H]-[O/Fe] dağılımı. ..... 37

**Şekil 2.10** Geciken Yığılan Kutu Modelinin Güneş civarı için öngördüğü gözlemsel [Fe/H]-[O/Fe] dağılımı. ..... 40

**Şekil 2.11** APOGEE taraması tarafından kızılötesi bölgede oluşturulan Samanyolu görüntüsü. .. 45

**Şekil 2.12** HERMES'in içinde dalgaboylarına ayrılan ışığın aldığı yolun temsili gösterimi. ..... 46

**Şekil 3.1** *KNeighborsClassifier* ile üretilen ışıma gücü tahmin modeline ait karmaşıklık matrisi. 50

**Şekil 3.2** Plevne ve diğ. (2020) tarafından GALAH ve APOGEE gökyüzü taramaları kullanılarak oluşturulan HR diyagramı. Kesikli elips KY yıldızlarının bulunduğu bölgeyi göstermektedir. ..... 53

**Şekil 3.3** Plevne ve diğ. (2020)'nin çalışmasında Gauss Karışım Modeli ile oluşturulan popülasyon ayrım modeli. Solda, çalışmada seçilen KY yıldızlarının kimyasal düzlemde yoğunluğa göre dağılımı, sağda GMM ile oluşturulan iki ayrı küme modelinin $1\sigma$ için olasılık dağılımı. ..... 55

**Şekil 3.4** MWPotantial2014 potansiyelinin şişkin bölge, disk, halo ve tüm Galaksi için ürettiği dönme eğrisi (Bovy, 2015). $X$ ekseni Güneş'in Galaksi merkezinden uzaklığına göre normalize edilmiş uzaklığı, $Y$ ekseni de Güneş'in Galaktik dairesel hızına göre normalize edilmiş Galaksi merkezinden uzaklığa bağlı dairesel hızı gösterir. ..... 61

**Şekil 3.5** Spitoni ve diğ. (2021)'nin çalışmasında 6-10 kpc aralığı için APOGEE DR16 veri seti fit edilen kimyasal evrim modeli. Gri noktalar gözlemsel veriyi temsil ederken, veri üzerinde gösterilen renk değişimli çizgi Geciken İkili Çökme Modelinden elde edilen veriye en uygun fiti temsil etmektedir. Çizginin renk değişimi modelde üretilen yıldızların kümülatif toplamının zamansal olarak değişiminin bir fonksiyonudur. Görseldeki bir diğer grafik ise zamana bağlı olarak yüzey yıldız kütle yoğunluğunun ($\Delta M_*$) değişimini göstermektedir. Dikey kesikli çizgiler içi boş beyaz daireler ile gösterilen zamanları göstermektedir. Grafikte 0 Gyr günümüzü temsil etmektedir. ..... 68

**Şekil 3.6** **Şekil 3.5** ile gösterilen modele ait Monte Carlo fitinin köşe grafiği. Her bir grafik serbest parametre karşılaştırılmasından oluşmuştur. Renklendirme serbest parametrelerin sayı yoğunluğu değerlerine göre yapılmış olup, histogramlar üstündeki kesikli çizgiler, serbest parametreye ait en iyi fit sonucunun değeriyle birlikte %16 ve %84'lük hata değerlerini göstermektedir. ..... 69

**Şekil 4.1** APOGEE DR16 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 467,160 kaynağın HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş; sağ: $[Fe/H]$ bolluğuna göre renklendirilmiş). ..... 71

**Şekil 4.2** APOGEE DR16 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 467,160 kaynağın rölatif paralaks hatası histogramı. ..... 72

**Şekil 4.3** APOGEE DR16 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 467,160 kaynağın kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı. ..... 73

**Şekil 4.4** APOGEE DR16 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 467,160 kaynağın Sinyal/Gürültü oranı histogramı. ..... 73

**Şekil 4.5** Kalite kriterlerini sağlayan APOGEE DR16 ile gözlenmiş 87,737 yıldızın HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş; sağ: $[Fe/H]$ bolluğuna göre renklendirilmiş). ..... 74

**Şekil 4.6** Kalite kriterlerini sağlayan APOGEE DR16 ile gözlenmiş 87,737 yıldızın kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş $[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$dağılımı. ..... 75

**Şekil 4.7** GALAH DR3 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 588,464 kaynağın HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş; sağ: $[Fe/H]$ bolluğuna göre renklendirilmiş). ..... 76

**Şekil 4.8** GALAH DR3 için verilen kalite kriterlerine göre seçilmiş 212,948 yıldızın HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş; sağ: $[Fe/H]$ bolluğuna göre renklendirilmiş). ..... 77

**Şekil 4.9** 254,678 yıldızdan oluşan ana kataloğun göksel ekvatoral ve galaktik koordinat sistemlerindeki dağılımı (kırmızı: GALAH yıldızları, mavi: APOGEE yıldızları). ..... 78

**Şekil 4.10** 254,678 yıldızdan oluşan ana kataloğun HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş, sağ: $[Fe/H]$ bolluk değerine göre renklendirilmiş). ..... 79

**Şekil 4.11** 254,678 yıldızdan oluşan ana kataloğun kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı. ..... 80

**Şekil 4.12** 254,678 yıldızdan oluşan ana kataloğun kartezyen koordinatlarda sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı. ..... 81

**Şekil 4.13** Ana kataloğun ışıma gücü sınıfına göre renklendirilmiş HR diyagramı. ..... 82

**Şekil 4.14** Plevne ve diğ. (2020) ile Bensby ve diğ. (2003) yöntemleri kullanılarak yapılan popülasyon ayrımının karmaşıklık matrisi. ..... 83

**Şekil 4.15** Yeni oluşturulan dört boyutlu ayrım yöntemini kinematik yöntem (Bensby ve diğ., 2003) (sol) ve kimyasal yöntemle (Plevne ve diğ., 2020) (sağda) karşılaştıran karmaşıklık matrisleri. ..... 84

**Şekil 4.16** Kimyasal ve kinematik uzaya duyarlı popülasyon ayrımına göre renklendirilmiş kimyasal düzlem (üst sıra) ve Toomre diyagramları (alt sıra). Kimyasal düzlem grafiklerinde görülen gri kesikli çizgi Plevne ve diğ. (2020)'nin çalışmasın da kullanılan ayrım çizgisi olup, $[Fe/H] = -1\,(dex)$ değerinden yukarı çıkan gri düz çizgi ise halo popülasyonunu ayırmak için kullanılmıştır. ..... 85

**Şekil 4.17** Beş farklı element için $R_m$ doğrultusunda hesaplanan gradyent değerleri. Sol sütun ince disk, sağ sütun ise kalın disk yıldızlarından elde edilmiştir. Gri noktalar 0.5 kpc adımla gruplanan verinin medyan değerini gösterirken hata barı gruplanan verinin standart sapmasını gösterir. Kırmızı kesikli çizgi en küçük kareler yöntemiyle fit edilen doğruyu temsil etmektedir. ..... 88

**Şekil 4.18** Anakol yıldızlarından beş farklı element için $R_m$ doğrultusunda hesaplanan gradyent değerleri. Sol sütun ince disk, sağ sütun ise kalın disk yıldızlarından elde edilmiştir. Gri noktalar 0.5 kpc adımla gruplanan verinin medyan değerini gösterirken hata barı gruplanan verinin standart sapmasını gösterir. Kırmızı kesikli çizgi en küçük kareler yöntemiyle fit edilen doğruyu temsil etmektedir. ..... 90

**Şekil 4.19** Altdev yıldızlarından beş farklı element için $R_m$ doğrultusunda hesaplanan gradyent değerleri. Sol sütun ince disk, sağ sütun ise kalın disk yıldızlarından elde edilmiştir. Gri noktalar 0.5 kpc adımla gruplanan verinin medyan değerini gösterirken hata barı gruplanan verinin standart sapmasını gösterir. Kırmızı kesikli çizgi en küçük kareler yöntemiyle fit edilen doğruyu temsil etmektedir. ..... 92

**Şekil 4.20** Dev yıldızlarından beş farklı element için $R_m$ doğrultusunda hesaplanan gradyent değerleri. Sol sütun ince disk, sağ sütun ise kalın disk yıldızlarından elde edilmiştir. Gri noktalar 0.5 kpc adımla gruplanan verinin medyan değerini gösterirken hata barı gruplanan verinin standart sapmasını gösterir. Kırmızı kesikli çizgi en küçük kareler yöntemiyle fit edilen doğruyu temsil etmektedir. ..... 93

**Şekil 4.21** Spitoni ve diğ. (2020) çalışmasında verilen Şekil 1. Görsel üstündeki veri Silva Aguirre ve diğ. (2018) çalışmasından alınmış olup, koyu mavi çizgi $\tau_1 = 0.1\mathrm{Gyr}, \tau_2 = 8\mathrm{Gyr}, \sigma_2 = 64 M_{\odot}\mathrm{pc}^{-2}, \sigma_2/\sigma_1 = 4$, ve $\nu_{1,2} = 1.3\mathrm{Gyr}^{-1}$ parametreleri kullanılarak oluşturulmuş Geciken ikili Çökme Modelini temsil etmektedir. Sarı yıldız ile işaretli noktalar aynı $[Fe/H]$ bolluk değeri için modelin tahmin ettiği farklı $[\alpha/Fe]$ bolluklarına karşılık gelmektedir. ..... 96

**Şekil 4.22** $5 \leq R_{GC}(\text{kpc}) \leq 7$ aralığına ait köşe grafik. Tek boyutlu histogramlar parametrelerin ardıl dağılımlarını, iki boyutlu historamlar ise parametre çiftlerine ait sayı yoğunluğu dağılımını göstermektedir. Turkuaz çizgi parametreye ait ardıl dağılımın medyan değerini temsil etmektedir. Sağ üstte yer alan $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemi bu aralık içerisinde bulunan veri beyaz nokta ve gri hata barları, veriye ait sayı yoğunluğunu ifade eden kontür çizgileri 0.75, 1.5, 2 $\log N$ değerleri için sırasıyla turuncu, siyah ve kırmızı ile gösterilmiştir. En iyi paremetrelere ait model çıktısı yeşilden sarıya zamanın bir fonksiyonu olarak renklendirilmiştir. Bu renklendirmede 14 Gyr günümüzü temsil etmektedir. .....100

**Şekil 4.23** $7 \leq R_{GC}(\text{kpc}) \leq 9$ aralığına ait köşe grafik. Tek boyutlu histogramlar parametrelerin ardıl dağılımlarını, iki boyutlu historamlar ise parametre çiftlerine ait sayı yoğunluğu dağılımını göstermektedir. Turkuaz çizgi parametreye ait ardıl dağılımın medyan değerini temsil etmektedir. Sağ üstte yer alan $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemi bu aralık içerisinde bulunan veri beyaz nokta ve gri hata barları, veriye ait sayı yoğunluğunu ifade eden kontür çizgileri 0.75, 1.5, 2 $\log N$ değerleri için sırasıyla turuncu, siyah ve kırmızı ile gösterilmiştir. En iyi paremetrelere ait model çıktısı yeşilden sarıya zamanın bir fonksiyonu olarak renklendirilmiştir. Bu renklendirmede 14 Gyr günümüzü temsil etmektedir. .....102

**Şekil 4.24** $9 \leq R_{GC}(\text{kpc}) \leq 11$ aralığına ait köşe grafik. Tek boyutlu histogramlar parametrelerin ardıl dağılımlarını, iki boyutlu historamlar ise parametre çiftlerine ait sayı yoğunluğu dağılımını göstermektedir. Turkuaz çizgi parametreye ait ardıl dağılımın medyan değerini temsil etmektedir. Sağ üstte yer alan $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemi bu aralık içerisinde bulunan veri beyaz nokta ve gri hata barları, veriye ait sayı yoğunluğunu ifade eden kontür çizgileri 0.75, 1.5, 2 $\log N$ değerleri için sırasıyla turuncu, siyah ve kırmızı ile gösterilmiştir. En iyi paremetrelere ait model çıktısı yeşilden sarıya zamanın bir fonksiyonu olarak renklendirilmiştir. Bu renklendirmede 14 Gyr günümüzü temsil etmektedir. .....104

**Şekil 4.25** Zamana bağlı yıldız oluşum oranı (SFR, sol panel), süpernova Tip Ia sayısı ($R_{Ia}$, orta panel) ve süpernova Tip II sayısı ($R_{II}$, sağ panel) parametrelerine ait grafikler. .....106

**Şekil 4.26** Üç ayrı bölgede elde edilen en iyi girdi parametreleri ile oluşturulan beş ayrı element için kimyasal düzlemleri. Sol sütun 5-7 kpc, orta sütun 7-9 kpc ve sağ sütun 9-11 kpc bölgelerini göstermektedir. Bölgelere ait veriler sayı yoğunluğuna göre renklendirilerek çizilmiştir. Beyaz çizgi, bölgeye ait modelin öngördüğü ve o elemente ait olan kimyasal evrim yolunu temsil etmektedir. .....108

**Şekil 5.1** Zamana bağlı yıldız oluşum oranı(SFR) grafiği. .....121

# TABLO LİSTESİ

**Sayfa No**

**Tablo 3.1** MWPotential2014 potansiyelinin hesaba kattığı Galaktik parametreler (Bovy, 2015). 62

**Tablo 4.1** Beş farklı element için Güneş civarında (8 kpc) modelin öngördüğü bolluk değerleri ve elementlerin Güneş'in bolluk değerleri ile karşılaştırılması. .....107

**Tablo 4.2** Üç ayrı bölgede elde edilen modellerin kalın diskin oluşumunun sonunda ve ince diskin en yüksek yıldız oluşum oranı anı için modellerin beş farklı elemente dair önerdiği bolluk değerlerinden elde edilen gradyentler ve bu elementlerin ana katalog verisinden elde edilen gradyent değerlerini gösteren tablo. .....110

**Tablo 5.1** Popülasyonlara ait kinematik, dinamik, kimyasal özelliklerin ve yaşlarının medyan değerleri ve popülasyona ait yıldız sayıları. .....112

**Tablo 5.2** İnce disk ve kalın disk popülasyonlarının beş farklı element için elde edilmiş $R_m$ doğrultusundaki gradyent değerleri. .....113

**Tablo 5.3** Popülasyonların beş farklı element için ışıma gücüne bağlı olarak hesaplanan gradyent değerileri. .....115

**Tablo 5.4** Güneş civarı ($7 \leq R_{GC}\,(\mathrm{kpc}) \leq 9$) için ışıma gücüne bağlı olarak elde edilen geciken ikili çökme model parametreleri. .....117

**Tablo 5.5** Güneş civarı ($7 \leq R_{GC}\,(\mathrm{kpc}) \leq 9$) için ışıma gücüne bağlı olarak elde edilen modellerin $t = 9.5\,\mathrm{Gyr}$ anı yani Güneş ve benzeri yıldızların doğduğu zaman dilimi için öngördüğü bolluk değerleri tablosu. .....118

**Tablo 5.6** Güneş civarı ($7 \leq R_{GC}\,(\mathrm{kpc}) \leq 9$) için ışıma gücüne bağlı olarak elde edilen modellerin $t = 14\,\mathrm{Gyr}$ anı yani günümüz için öngördüğü gözlemsel parametrelere ait değerler. .....119

**Tablo 5.7** Üç Galaktik yarıçap bölgesi için elde edilen model girdi parametreleri tablosu. .....121

**Tablo 5.8** Üç ayrı bölge için elde edilen modellerin ince ve kalın disk için önerdiği gradyentlerle birlikte ana katalog verisinden elde edilen gradyent değerlerinin karşılaştırılması. .....122

# SİMGE VE KISALTMA LİSTESİ

**Simgeler** **Açıklama**

$\mathbf{T_{eff}}$ : Etkin sıcaklık
$\mathbf{\log\, g}$ : Logaritmik yüzey çekim ivmesi
$[\mathbf{Fe/H}]$ : Demir bolluğu
$\alpha$ : Sağ açıklık
$\delta$ : Dik açıklık
$\mathbf{l}$ : Galaktik boylam
$\mathbf{b}$ : Galaktik enlem
$\mu$ : Öz hareket
$\mu_\alpha$ : Öz hareketin $\alpha$ bileşeni
$\mu_\delta$ : Öz hareket $\delta$ bileşeni
$\pi, \varpi$ : Trigonometrik paralaks
$\mathbf{U}$ : Galaksi merkezi doğrultusundaki uzay hızı bileşeni
$\mathbf{V}$ : Galaksi dönme doğrultusundaki uzay hızı bileşeni
$\mathbf{W}$ : Galaksi düzlemine dik doğrultudaki uzay hızı bileşeni
$\gamma$ : Radyal hız
$\mathbf{R_{GC}}$ : Galaksi merkezinden itibaren uzaklık
$\mathbf{R_a}$ : Galaktik yörüngenin apogalaktik uzaklığı
$\mathbf{R_p}$ : Galaktik yörüngenin perigalaktik uzaklığı
$\mathbf{R_m}$ : Galaktik yörüngenin ortalama yarıçapı
$\mathbf{e_p}$ : Galaktik yörüngenin düzlemdeki dışmerkezliliği
$\mathbf{Z_{max}}$ : Galaktik yörüngenin diskten en yüksek noktası
$\tau$ : Yıldız yaşı

**Kısaltmalar** **Açıklama**

***PDF*** : Olasılık Yoğunluğu Fonksiyonu (Probability Density Function)
***IMF*** : Başlangıç Kütle Fonksiyonu (Initial Mass Function)
***SFR*** : Yıldız Oluşum Oranı (Star Formation Rate)

# ÖZET

## DOKTORA TEZİ

### GÜNEŞ CİVARININ KİMYASAL EVRİMİNİN ARAŞTIRILMASI

**Olcay PLEVNE**

**İstanbul Üniversitesi**

**Fen Bilimleri Enstitüsü**

**Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı**

**Danışman: Prof. Dr. Tansel AK**

Tez çalışmasında Güneş civarının kimyasal evrimi araştırılmıştır. GALAH, APOGEE ve GAIA gökyüzü taramaları yardımıyla tayfsal, astrometrik ve kimyasal bolluk bilgileri olan hem güney hem kuzey yarıküreyi dikkate alan bir veri seti oluşturulmuştur. Oluşturulan bu veri seti Güneş merkezli olup Güneş ve çevresini iyi şekilde ifade etmiştir. Oluşturulan veri seti makine öğrenmesi yöntemleri yardımıyla ışınım gücü sınıflarına ve galaktik popülasyonlarına ayrılmıştır. Popülasyon ayrımı yapılırken yıldızların kimyasal bollukları ve uzay hızları kullanılarak popülasyonlar hem kimyasal hem de kinematik düzlemde birbirinden başarılı bir şekilde ayrılmıştır. GAIA'dan gelen hassas astrometrik veriler ve *galpy* kütüphanesi yardımıyla dinamik yörünge parametreleri Galaksi'nin kütle çekim potansiyeli altında hesaplanmıştır. Işınım gücüne ve popülasyonlarına ayrılan yıldızlardan beş farklı element (Mg, Si, Ca, Ti, Fe) için ortalama yörünge yarıçapı ($R_m$) doğrultusunda gradyent hesaplanmıştır. Hesaplanan gradyentler literatürle uyumludur. Güneş civarı üç farklı $R_{GC}$ aralığına bölünerek, her bir aralık için Geciken İkili Çökme Modeli Markov Chain Monte Carlo simülasyonu yardımıyla $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemine uygulanarak, her bir bölgenin Geciken İkili Çökme Modeli girdi parametreleri elde edilmiştir. Elde edilen girdi parametreleri yardımıyla üç ayrı yarıçap bölgesinde beş ayrı element için evrim modeli oluşturulmuştur. Oluşturulan modeller yardımıyla üç ayrı bölgenin zamana bağlı element bolluğu değişimi tahmin edilmiş ve tahminlerden yola çıkılarak, Galaksi'nin günümüzdeki gözlemsel özellikleri modele göre elde edilmiştir ve bu parametreler veriden gelen değerlerle ve literatürle karşılaştırılmış ve uyumlu bulunmuştur. Üç ayrı bölge için elde edilen model öngörüleri sayesinde Güneş civarının geçmişe dönük gözlenemeyen özellikleri öngörüşmüş ve bu tahminler yardımıyla Güneş civarının kimyasal evrim süreci tez çalışmasında ortaya çıkarılmıştır.

Haziran 2022, 140 sayfa.

**Anahtar kelimeler:** Samanyolu, Kimyasal Evrim, Yıldız Popülasyonları

# SUMMARY

## Ph.D. THESIS

### INVESTIGATION OF CHEMICAL EVOLUTION OF THE SOLAR NEIGHBOURHOOD

**Olcay PLEVNE**

**İstanbul University**

**Institute of Graduate Studies in Sciences**

**Department of Astronomy and Space Sciences**

**Supervisor: Prof. Dr. Tansel AK**

In the thesis study, the chemical evolution of the solar neighbourhood was investigated. With the help of GALAH, APOGEE and GAIA sky surveys, a data set that considers both the southern and northern hemispheres with spectral, astrometric and chemical abundance information was created. This created data set is heliocentric and well expressed the Solar Neighbourhood. The created thesis catalogue is classified according to luminosity classes and galactic populations with the help of machine learning methods. Populations were successfully separated from each other in both chemical and kinematic planes by using the chemical abundances and space velocities of the stars. With the help of precise astrometric data from GAIA and the *galpy* library, dynamic orbital parameters were calculated under the gravitational potential of the Galaxy. The gradients were calculated in the direction of the mean orbital radius ($R_m$) for five different elements (Mg, Si, Ca, Ti, Fe) from the stars seperated into their luminosity class and Galactic populations. The calculated gradients are in agreement with the literature. By dividing the solar neighbourhoodinto three different $R_{GC}$ intervals, the Delayed Two-Infall Model for each interval was applied to the $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ plane with the help of Markov Chain Monte Carlo simulation, and the Delayed Two-Infall Model of each region was determined. Model input parameters were obtained. With the help of the obtained input parameters, an evolution model was created for five different elements through three different radius regions. With the help of the models created, the variation of elemental abundance of three different regions over time was estimated and based on the predictions, the current observational features of the Galaxy were obtained according to the model, and these parameters were compared with the values from the data and the literature, and found to be compatible. Thanks to the model predictions obtained for three different regions, the unobservable features of the solar neighbourhood were predicted and the chemical evolution process of the solar neighbourhood was revealed in the thesis study with the help of these predictions.

June 2022, 140 pages.

**Keywords:** Milkyway, Chemical Evolution, Stellar Populations

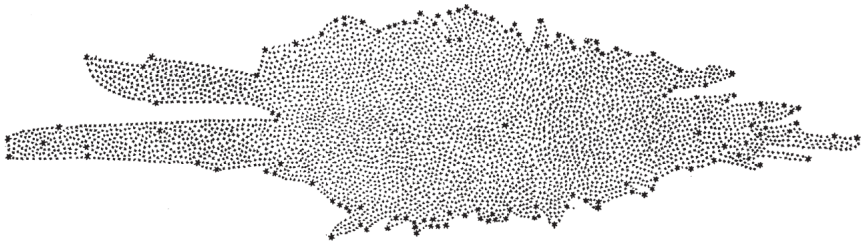
# 1. GİRİŞ

İnsanlık tarihine göz attığımızda, astronomiyi açıkça görmekteyiz. İlk yazılı kaynaklardan beri insanlığın astronomi bilimine ilgisi açıktır. Özellikle Antik Yunan dönemine baktığımızda filozofların evreni anlama çabalarının ne kadar derin olduğunu görebilmekteyiz. Fakat teknolojinin yetersiz olduğu ve sadece çıplak gözle gözleme dayanan ve akıl yürüterek anlamlandırılan gözlem bulguları, insanlığın çok uzun süreler evreni Güneş Sistemi'nden ibaret olarak algılamasına diğer yıldızların uzaklıkları ve birbirinden farklılıkları konusunda çok fazla bilgi edinememesine sebep olmuştur. Bu durum, 17.yy. başlarında Galileo'nun teleskobu icat etmesiyle bu olgu tamamen değişmiştir. Galileo yaptığı teleskoplu gözlemlerle fark etmiştir ki çıplak insan gözüyle algılanabilenden çok daha fazla sayıda yıldız gökyüzünün en ufak alanında bile karşımıza çıkmaktadır ve yıldızlardan farklı olarak farklı noktalarda bulutumsu nesneler de görünmektedirler. Galileo'nun yaptığı bu gözlemler teknolojinin astronomiye ilk katkısı olarak düşünülebilir.

Galileo ile başlayan teleskop kullanımı zamanla artmış ve teleskoplar gelişmiştir. Bununla beraber astronomi tekrar ilgi görmeye ve kendine düşünürler arasında tekrar popüler bir yer bulmaya başlamıştır. Birçok bilim insanı gökyüzünü gözlemeye ve buldukları farklı nesneleri kataloglamaya başlamıştır. Bunu yapanlardan ilki Giovanni Batista Hodierna (1597-1660) adlı bilim insanıdır. Kataloğunda yıldızlar, açık kümeler ve bulutsular bulunmaktadır. Hodierna'nın devamında 18.yy.'da Charles Messier kendi adını taşıyan ve içinde 30 açık kümenin bulunduğu Messier kataloğunu yayınlayarak, günümüzde bile halen tanınan bir çalışmayı yapan ilk kişi olmuştur. Bu katalog çalışmaları görünen evreni keşfederken Galileo ile aşılan Güneş Sistemi sınırlarını bilinmeyen bir noktaya taşımış olup, gözlenen cisimlerin kendi galaksimiz olan Samanyolu'na ait olup olmadığı sorusunu doğurmaya başlamıştır. Fakat teknolojinin yetersizliği ve gözlenen nesnelerin doğası hakkındaki bilgi eksikliğiyle birlikte bu cisimlerin uzaklıkları ölçülememiştir. 18.yy. ortalarında Kant gözlenen bulutsuların başka galaksiler olabileceğini ve gözlediğimiz evrenin aslında tahminimizden daha büyük olabileceği görüşünü ilk kez öne atan düşünür olmuştur.

Samanyolu'nun yapısını anlamaya ilişkin ilk çalışmalar 19. yüzyılın ortalarında Herschel (1847) tarafından yapılmıştır. Herschel günümüzde kullanılan gökyüzü tarama tekniklerinin

ilkini ortaya koyarak kişisel bir çabayla bütün gökyüzünü gözlemiş ve ilk defa güney gökyüzünün ayrıntılı haritasını çıkaran kişi olmuştur. Yaptığı gözlemlerde basitçe sönük yıldızların daha uzak, parlak yıldızların ise daha yakın olduklarını varsayarak ilk Samanyolu haritasını oluşturmuştur (**Şekil 1.1**).



**Şekil 1.1**: Herschel (1847) tarafından yapılan Samanyolu haritası.

İlk çağlarda başlayan evrenimizin oluşumunu anlama ve gözlemleri bu düşüncelerle açıklama çabaları Galileo'nun daha geniş ve bilinmeyen bir evrene açılan keşfiyle yön değiştirerek 20.yy.'a kadar tekrar bir keşif ve gözlem çabasına dönüşmüştür. Zaman içerisinde gelişen teknoloji ve biriken gözlemler 20.yy.'a gelindiğinde tekrar oluşumu ve gözlemleri açıklama çalışmalarının sıklaşmasına sağlamıştır. Bu anlama ve açıklama çalışmalarını tekrardan gündeme oturtan ve hız veren bulgu ise Edwin Hubble'ın 1920 yılında Mount Wilson Gözlemevinden zamanının en büyük teleskoplarından biriyle yaptığı gözlemlerdir. Hubble gözlediği diğer galaksilerin radyal hızlarını ölçmüş ve Cepheid yıldızları sayesinde ölçtüğü uzaklıklar yardımıyla, galaksilerin uzaklıkları arttıkça daha hızlı uzaklaştıkları sonucunu elde etmiştir. Bu gözlem o dönemde kabul gören Durağan Evren fikri yerine günümüzde kabul gören ve birçok gözlemsel bulguyu açıklayan Büyük Patlama Teorisinin ortaya çıkmasını sağlamıştır.

Gelişen teknolojiyle birlikte tayf gözlemlerinin başlaması ve yıldızların sahip olduğu bolluk değerlerinin ölçülmesiyle birlikte açıklanması gereken çok daha fazla gözlemsel bulgu elde edilmeye başlanmıştır. Fred Hoyle, çevremizdeki elementlerin yıldızların içerisindeki nükleosentez reaksiyonlarıyla, yıldızların merkezlerinde üretildiğini savunmasıyla (Hoyle, 1946, 1954) evrenin ve Galaksinin oluşumu ve evrimi sorusuna artık kimyasal evrim ve elementleri oluşturan yıldızların geçmişinin de nasıl olduğu sorusu eklenmiştir. Bu sorunun devamında, günümüzde, modern astrofiziğin cevap aranan güncel sorularının başında, "Galaksimizin nasıl oluştuğu ve evrimleştiği" sorusu gelmektedir. Günümüzde bu soruya cevap arayan araştırmalara "Galaktik Arkeoloji" adı verilmektedir. Bu çalışmalar Galaksimizin günümüzdeki gözlemsel özelliklerinin ortaya konmasını ve bu özelliklerin

geçmişte hangi süreçlerle ortaya çıktığının anlaşılmasını amaçlamaktadır. Bu çalışmaların ilk örneği Eggen, Lyden-Bell ve Sandage tarafından yayınlamıştır (Eggen ve diğ., 1962). Araştırmacıların soyadlarının baş harfleriyle anılan ELS modeli, bu çalışmalarında ortaya çıkmıştır. ELS modeli yıldızların konumlarıyla, demir bollukları ([Fe/H]) arasında bir bağlantı kurarak, Galaktik düzlem boyunca Galaksi merkezinden disk sınırına doğru gidildikçe ve aynı zamanda Galaktik düzlemden uzaklaştıkça gözlenen [Fe/H] azalmasının, Galaksinin [Fe/H] bakımından fakir bir ilkel galaktik bulutun dıştan içe görece hızlı sayılabilecek bir zaman aralığında çökmesiyle oluştuğunu ve bu çökmenin devamında gazın açısal momentum sebebiyle disk düzleminde toplanarak diski oluşturduğunu öne sürer. ELS modeli disk yıldızları için gözlemsel bulguların birçoğunu açıklasa da Galaksinin halo yıldızlarında gözlenen eş metal bolluğunu ve dar yaş aralığını açıklayamamaktadır. Bu gözlemsel özellikleri açıklamak için Searle ve Zinn (1978) (SZ) Galaksinin tek bir ilkel galaktik bulut yerine birden fazla küçük bulutun bir araya gelerek oluştuğunu önermiştir. Küçük bulutlardan öncelikle merkezde bulunan şişkin bölgenin ve halo küresel kümelerinin oluştuğunu, arta kalan gazın diske yığılmasıyla diskin oluştuğunu öne sürmüştür. Bahsedilen bu iki çalışma Galaktik Arkeoloji çalışmalarının ilk örnekleridir.

Zamanla ilerleyen teknoloji ve gözlenen yıldızların sayısındaki artış Galaksi diskinde başka gözlemsel özellikleri ortaya çıkarmıştır. Yıldızların gözlenen sayı yoğunlukları incelendiğinde Galaksi diskinin tek bir yapı olmadığı, iki ayrı bileşenden meydana geldiği ve bu ikincil bileşenin diğer galaksilerde gözlenen kalın disk olduğu keşfedilmiştir (Gilmore ve Reid, 1983; Gilmore ve Wyse, 1985). Diskin iki bileşenli yapısı ELS ve SZ modellerinin önerdiği tek bir çökme olayıyla açıklanamamaktadır. Ortaya çıkan bu yeni gözlemsel bulgular yeni bir açıklama ve model gerektirmiştir. İkili çökme modeli (Chiappini ve diğ., 1997) bu gözlemsel bulguları açıklamak için iki farklı çökme zamanı öne sürer. Bu modele göre Galaksi metalce fakir bir ilkel galaktik buluttan oluşmuştur. Bu bulut öncelikle görece kısa bir zaman ölçeğinde (1̃ Gyr) çökerek şişkin bölgeyle birlikte haloyu oluşturur ve kalın disk bileşenin büyük bir bölümü bu zaman aralığında meydana gelir. Bu sürecin devamında diskte görece daha uzun bir çökme dönemi başlar (8̃ Gyr) ve diskteki gaz içten dışa doğru çökerek ince diski ve kalın diskin kalanını oluşturur. Bu model ince disk ve kalın disk bileşenin farklı zamanlarda oluştuğunu ve bu sebeple kimyasal özellikleri bakımından birbirinden ayrılabileceğini öne sürer.

Samanyolu'nun yapısını anlama serüveni Herschel (1847)'in çalışmasıyla başlamış olsa da

teknolojinin yavaş gelişmesi ve bu tarz çalışmaların zahmetli ve de uzaklık ölçümlerinin çok duyarlı olmaması sebebiyle 20. yüzyılın ortalarına kadar, bu alanda fazla çalışma yapılmamıştır. Gelişen CCD teknolojisiyle birlikte farklı dalga boyuna ve gözlem stratejisine sahip fotometrik gökyüzü taramaları (SDSS, WISE, 2MASS, CADIS, BATC, UKIDSS/VISTA) başlamıştır. Bu fotometrik taramaların yanı sıra ESA (European Space Agency, Avrupa Uzay Ajansı) tarafından uzaya 1989 yılında fırlatılan *Hipparcos* uydusu, V bandında 8 kadir parlaklığından daha parlak olan yaklaşık 120,000 cismin paralaks ve öz hareket değerlerini 3.5 yıl gözleyerek, o zamana kadar yapılmış en hassas ölçümlerle Güneş civarındaki yıldızların konum ve hareket bilgilerini toplamıştır. Bu uydu verileri Herschel'in başlattığı Samanyolu haritasının ilk duyarlı örneğinin oluşmasını sağlamıştır.

Teknoloji zaman içerisinde ilerledikçe ve yapılan çalışmalar Samanyolu'na ait yeni bilgileri açığa çıkardıkça, fotometrik ve uzay tabanlı gökyüzü taramalarına ek olarak 21.yy.'a gelindiğinde farklı dalga boyu aralıklarında tayfsal gökyüzü taramaları (RAVE, APOGEE, GAIA-ESO, LAMOST, GALAH) başlatılmıştır. Tayfsal taramalar fotometrik gözlemler kadar çok sayıda yıldıza ait veri sunamasa da yaptıkları ölçümler sayesinde sayıları gün geçtikçe artan nesnenin, radyal hızı, efektif sıcaklığını, yüzey çekim ivmesini ve farklı elementlere ait bolluk bilgilerini elde etmektedirler. Gün geçtikçe artan gözlem sayısı Galaksimiz hakkında yeni özelliklerin ortaya çıkmasını ve Samanyolu'nun oluşumu ve evrimine dair soruların daha net cevaplanmasını sağlamaktadır.

*Hipparcos* uydusunun başarısından sonra ESA 2013 yılında *Gaia* uydusunu fırlattı. Bu uydu gökyüzündeki her bir alanı en az 70 kez gözlemleyerek G bandında 20 kadir parlaklığa kadar olan yıldızların, konum, radyal hız, öz hareket, paralaks, fotometrik parlaklık ($G$, $G_{BP}$, $G_{RP}$) bilgilerinin yanı sıra yıldızların efektif sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, farklı elementlere ait bolluk bilgisi gibi gözlemsel parametrelerini de ölçemeyi planlamaktadır. Görevi halen devam etmekte olan uydu şu ana kadar yayınladığı iki ana ve bir de öncül veri sürümüyle 1 milyardan fazla nesneye ait bilgileri elde etmeyi başarmıştır. 2022 yılında yayınlamayı planladıkları üçüncü ana sürümlerinde ise 28 milyondan fazla yıldızın tayfsal parametrelerini paylaşacaklarını duyurmuşlardır. *Gaia* uydusunun sağladığı ve sağlayacağını açıkladığı veriler şu ana kadar yapılmış bütün gökyüzü taramalarından daha fazla bilginin ışığında Samanyolu'nu anlama çabalarımızın hızlanacağını ve birçok yeni bilgiyle birlikte modellerin de şu ana kadar hiç karşılaşılmamış bir bilgiyle sınanacağını göstermektedir.

İkili çökme modelinin öngörüsü olan popülasyonlar arası element bolluğu farkı, tayfsal gökyüzü taramaları sayesinde $[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$ düzleminde iki modlu bir yapının gözlenmesiyle (Freeman ve Bland-Hawthorn, 2002) 21.yy.'ın başında ilk sınavını vermiş ve öngördüğü farklılık gözlemlerle desteklenmiştir. İlerleyen yıllarda araştırmacılar göstermiştir ki bu düzlemde gözlenen iki modlu yapı Galaksi diski boyunca farklı yarıçaplarda da kendini göstermektedir (Haywood, 2008; Hayden ve diğ., 2015; Haywood ve diğ., 2019). Bu yapı ikili çökme modeliyle öngörülse de modelin orijinal versiyonuyla gözlemlerle tam olarak uyumlu sonuçlar vermemiştir. Zaman içerisinde ikili çökme modeline iki çökme dönemi arasında bir gecikme zamanı eklenmesiyle model yenilenmiş ve elde edilen gecikmeli iki çökme modeli $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzleminde gözlenen iki modlu dağılıma uyumlu tahminler sunmuştur (Spitoni ve diğ., 2009, 2019, 2020, 2021). İkili çökme modeli yıllar içerisinde revize edilse de Galaksimizin oluşumunu ve evrimini açıklayan en iyi modellerden biri olarak halen güncelliğini korumaktadır.

Bu tez çalışmasında Güneş civarının kimyasal evriminin anlaşılması ve bu bölgedeki popülasyonların gözlemsel özelliklerin araştırılması amaçlanmıştır. Tezin temel sorusu ikili çökme modelinin güncel hali olan gecikmeli ikili çökme modeli altında Güneş civarının gözlemsel özelliklerinin hangi parametrelerle sağlandığını araştırılırken elde edilen parametreler sonucunda modelin ön gördüğü element bolluğu dağılımı, radyal bolluk gradyentleri ve yaş-bolluk ilişkileri gibi tahminlerin gözlemlerle uyumunun araştırılmasıyla modelin sınanması amaçlanmıştır. Bu sınamanın yapılabilmesi için yüksek çözünürlüklü tayfsal gökyüzü taraması olan APOGEE ve GALAH taramalarından elde edilen verilerin yanı sıra *Gaia* uydusundan elde edilen veriler de kullanılmıştır.

Tez çalışmasında makine öğrenmesi yöntemlerinden faydalanılarak tayfsal özelliklerden yola çıkılmış ve ışınım gücü tahmin modeli oluşturulmuştur. Bununla birlikte literatüre makine öğrenmesiyle yeni bir popülasyon ayrım yöntemi kazandırılmış ve bu modelin kinematik eksikleri çalışma içerisinde fark edildikten sonra geliştirilerek tez çalışmasında güncellenmiştir. Tez çalışması bir kimyasal evrim modellinin direkt uygulanması bakımından bir ilki teşkil etmektedir. Bu tarz çalışmalara kaynak olması amacıyla tezin 2. kısmında kimyasal evrim modellerinin gelişimi ve temeline ait bilgilere geniş yer verilmiş ve literatür mümkün olduğunca geniş tutulmuştur. Tezin 3. kısmında tez çalışması boyunca kullanılan ve geliştirilen yöntemler detaylıca anlatılmış, 4. kısımda ise bu yöntemlerden elde edilen bulgular paylaşılmıştır. Tezin son kısmında çalışmanın sonuçları anlatılmaktadır.

# 2. GENEL KISIMLAR

Samanyolu galaksisi içersinde bulunduğumuz konum nedeniyle şeklini ve yapısını anlamak güçtür. Aynı zamanda içinden yaptığımız gözlemler yanlı olup genelini tam ifade edemeyeceği için zaman içerisinde farklı teknikler geliştirilmiş, teknolojinin ve tekniklerin gelişmesiyle diğer galaksiler gözlemlenerek günümüzde, yanlılığı azaltacak daha kesin bilgilere ulaşmış durumdayız. Fakat Samanyolu'nun anlamamız ve araştırmamız gereken bir çok özelliği vardır.

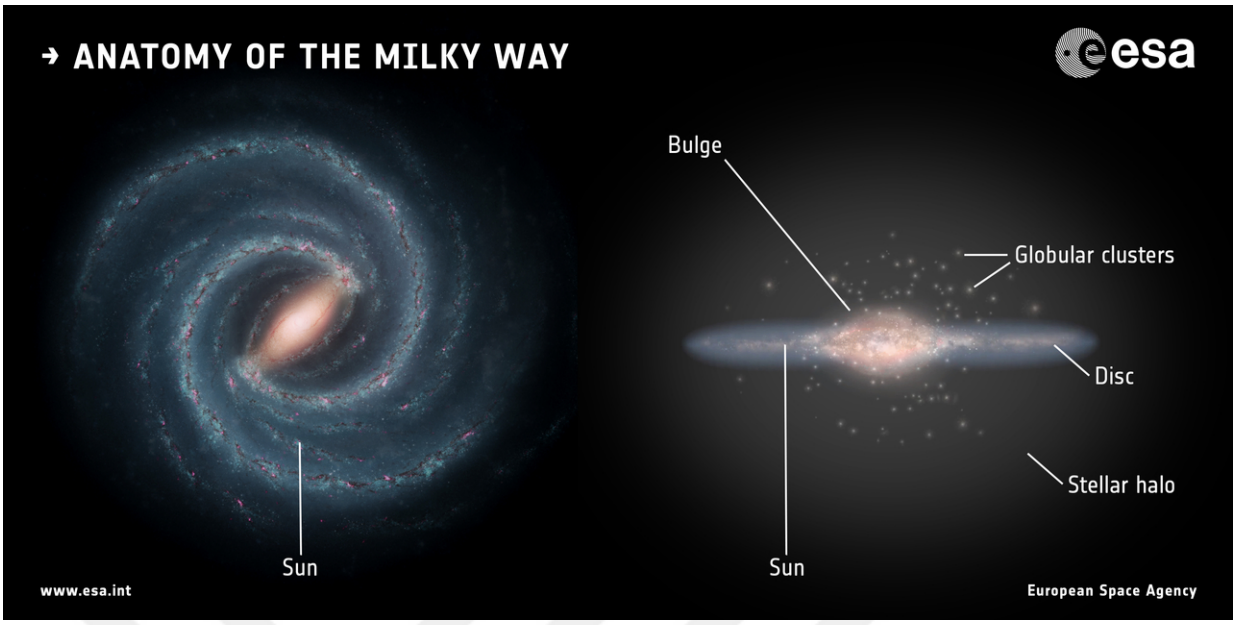
## 2.1. SAMANYOLU'NUN BİLEŞENLERİ

İçinde bulunduğumuz Samanyolu galaksisi Hubble sınıflamasına göre: SBb tipi sarmal (spiral) bir galaksidir (Binney ve Merrifield, 1998). Galaksimizin çapı yaklaşık 30 kpc'dir (López-Corredoira ve diğ., 2018). Araştırmacılar Samanyolu'ndan bahsettiklerinde temelde üç ana bileşenden oluştuğunu belirtirler. Bu ana bileşenler, merkezi şişkin bölge, disk ve halodur. Disk ince ve kalın disk olmak üzere iki alt bileşenden oluşmaktadır. Galaksimizin ana bileşenlerinin birbirlerine göre konumu **Şekil 2.1**'de verilmiştir. Galaksimizi oluşturan ana bölgelerin ve alt bileşenlerin kendine has özellikleri mevcuttur.

### 2.1.1. Şişkin Bölge

Galaksimizin merkezinden başlayan ve yaklaşık 2 kpc yarıçapa sahip, küresel bir bölgedir. Bu bölge gaz ve toz bakımından zengin olup, yıldız oluşum bölgesi, süpernova kalıntısı, karanlık bulutsular, açık ve küresel kümelere ev sahipliği yapar. Bu kadar çok bileşenin bir arada bulunması sebebiyle, bu bölgedeki yıldızların yaş ve metal bolluğu aralığı çok geniştir. Her ne kadar geniş yaş ve metal bolluğu aralığında yıldızlar bulunsa da bölgenin genelinde yaşlı yıldızlar baskın olup, ortalama metal bolluğu Güneş bolluğuna yakındır (Feltzing ve Gilmore, 2000; Wyse, 2001; Fulbright ve diğ., 2006).

Galaksimizin merkezinde şişkin bölgeyle birlikte bir bar yapı bulunmaktadır. Bu bar yapı **Şekil 2.1**'de kolayca görülmektedir. Bu bar yapının varlığı ilk olarak de Vaucouleurs (1964)




**Şekil 2.1**: Avrupa Uzay Ajansı (ESA) tarafından üretilen bu görsel, Samanyollu'nun bileşenlerini gösterir ve son gözlemlerden elde ettiğimiz sonuçlara dayanarak çizilmiş Galaksimizin temsili görüntüsüdür.

tarafından önerilmiş olup, ilerleyen zamanlarda farklı gözlemler yardımıyla doğrulanmıştır. Bu bar yapının Güneş-Galaksi Merkezi doğrultusuyla yaklaşık 43 derecelik bir açı yaptığı ve merkezden itibaren 3.5 kpc uzaklığa ulaştığı bilinmektedir (Binney ve diğ., 1991; Blitz ve Spergel, 1991; Nakada ve diğ., 1991; Cox, 2000; López-Corredoira ve diğ., 2007).

### 2.1.2. İnce Disk

Güneş sistemimize ev sahipliği yapan ince disk, bol miktarda gaz ve tozu, spiral kolları, yıldız oluşum bölgelerini, açık yıldız kümelerini de içerisinde barındırır. İnce diskin metal bolluğu $-0.5 < [Fe/H](\text{dex}) < 0.5$ aralığında bulunurken (Bensby ve diğ., 2003), bu yıldızlar alfa elementlerince fakirdirler ($[\alpha/Fe] < 0.2(\text{dex})$) (Karaali ve diğ., 2019; Plevne ve diğ., 2020). İnce disk hakkındaki çalışmalar bu bileşenin uzunluk ve yükseklik ölçeği değerlerinin, sırasıyla, $2000 < h(\text{pc}) \leq 2400$ ve $200 < H(\text{pc}) \leq 400$ aralığında olduğunu göstermektedir (Karaali ve diğ., 2004; Bilir ve diğ., 2008; Jurić ve diğ., 2008).

#### Güneş Civarı

Galaksi çalışmalarında Güneş Civarı/Komşuluğu (Solar Neighbourhood) diye tanımlanan ve bizim Galaksiye bakış açımızı etkileyen özel bir bölge tanımlıdır. Bu bölge Güneş'ten

itibaren yaklaşık 2 kpc'lik bir yarıçapla sınırlandırılır. Galaksi diskinin özelliklerini ve özellikle ince diskin özelliklerini anlamaya çalışırken bu bölge çok iyi bir test bölgesidir. Çünkü yaptığımız gözlemlerden en hassas veriyi elde ettiğimiz bölge burasıdır.

### 2.1.3. Kalın Disk

Galaksi diskinin iki bileşenden oluştuğu ve bu bileşenlerden bir tanesinin başka galaksilerde görüldüğü gibi kalın disk adı verilen bir yapı olduğu ilk defa Gilmore ve Reid (1983) tarafından ortaya konmuştur. Kalın disk yıldızları, ince disk yıldızlarına göre metalce fakir ($-1.2 < [Fe/H](\mathrm{dex}) < 0$) olmasına rağmen $[\alpha/Fe]$ bolluğu bakımından zengindir. Bu farklılık iki yapının birbirinden farklı oluşum ve evrim süreçlerinden geçerek meydana geldiğinin kanıtıdır (Wyse ve Gilmore, 1995; Freeman ve Bland-Hawthorn, 2002).

Kalın disk galaktik düzlemden 5 kpc dik uzaklığa ulaşırken, bu bileşene ait yıldızların ortalama yaşı 10 Gyıl mertebesindedir. Bununla birlikte kalın diskin uzunluk ölçeği $2.8 < h(\mathrm{kpc}) < 4.7$ ve yükseklik ölçeği $0.58 < H(\mathrm{kpc}) < 1.90$ aralığındadır (Yoshii, 2013).

### 2.1.4. Halo

Galaksimizin en dış, en yaşlı ve metalce en fakir bileşenidir. Küresel kümeleri de içinde barındıran bu bileşen 13 Gyıl mertebesinde ortalama yaşlara sahip yıldızlardan oluşurken, bu yıldızların metal bolluğu değerleri -1 dex'ten daha fakirdir (Bland-Hawthorn ve Gerhard, 2016). Yapılan çalışmalar bu bileşenin iki farklı yapıdan meydana geldiğini ortaya koymuş, bu yapılara iç ve dış halo isimleri verilmiştir. İç halo basık üç boyutlu bir yapıda iken dış halo küresel bir yapıdadır. İç halo, küresel kümeler ve metalce fakir yıldızlardan meydana gelirken, dış halo karanlık maddeden oluşmaktadır ve merkezden 200 kpc mesafeye kadar uzanmaktadır (Bland-Hawthorn ve Gerhard, 2016).

## 2.2. SAMANYOLU'NUN KİMYASAL EVRİMİ

### 2.2.1. Galaksi İçindeki Kimyasal Evrim Süreçleri

Evrendeki elementlerin oluşumu Büyük Patlama'dan sonra geçen zamanlarda başlayarak günümüze kadar gelmiştir ve halen devam etmektedir. H, He ve Li elementleri evrende ilkel nükleosentez denilen süreçle oluşan ilk elementlerdir. Bu elementlerden oluşan ilkel

gazdan ilk büyük kütleli yıldızlar evren yaklaşık 400,000 yaşındayken oluşmuştur. Bu yıldızlar çok büyük kütleli oldukları için çok kısa sürede evrimleşmiş ve süpernova patlamalarıyla ölmüşlerdir. Bu patlama, yıldızın çevresini merkezinde yaşamı boyunca çekirdek tepkimeleriyle ürettiği daha ağır elementlerle zenginleştirmiştir. Bu az zenginleşmiş ortam ise galaksileri oluşturan protogalaktik bulutları oluşturmuştur. Protogalaktik bulutlar çökerek günümüzdeki galaksileri meydana getirmişlerdir. Galaksimiz Samanyolu'da onlardan biridir.

Yıldızların ortamı zenginleştirme süreçleri Galaksi içinde de devam etmektedir. Yıldızlar oluştukları ortamın kimyasal karakterini yaşamlarının büyük kısmında özellikle atmosferlerinde korurlar. Fakat yıldızın merkezinde, çekirdek bölgesinde bu durum söz konusu değildir. Yıldızın merkezinde meydana gelen çekirdek tepkimeleri (nükleosentez) sonucunda yıldızlar hem hayatlarını sürdürür hem de oluştukları materyalin kimyasal bolluğunu zenginleştirirler. Bu zenginleşme zamanla sadece yıldızın merkezde değil, çeşitli katmanlarında farklı süreçlerle de desteklenir. Yıldız yaşamının sonuna geldiğinde ise ölüm türüne göre daha farklı süreçler devreye girer ve son bir zenginleşme işlemiyle ürettiği materyali çevresine saçar. Bu saçılma sonucu atılan materyal bulunduğu bölgedeki yıldızlararası ortama karışarak, bölgenin kimyasal bolluğunu zenginleştirir. Söz konusu zenginleşme sonucunda Galaksi de kimyasal olarak zenginleşir. Zenginleşen yıldızlararası ortamdan oluşan yıldızlar bu zenginleşmeye aynı şekilde katkıda bulunarak süreci devam ettirir. Bahsedilen süreç Samanyolu ilk oluştuğundan beri süregelmektedir.

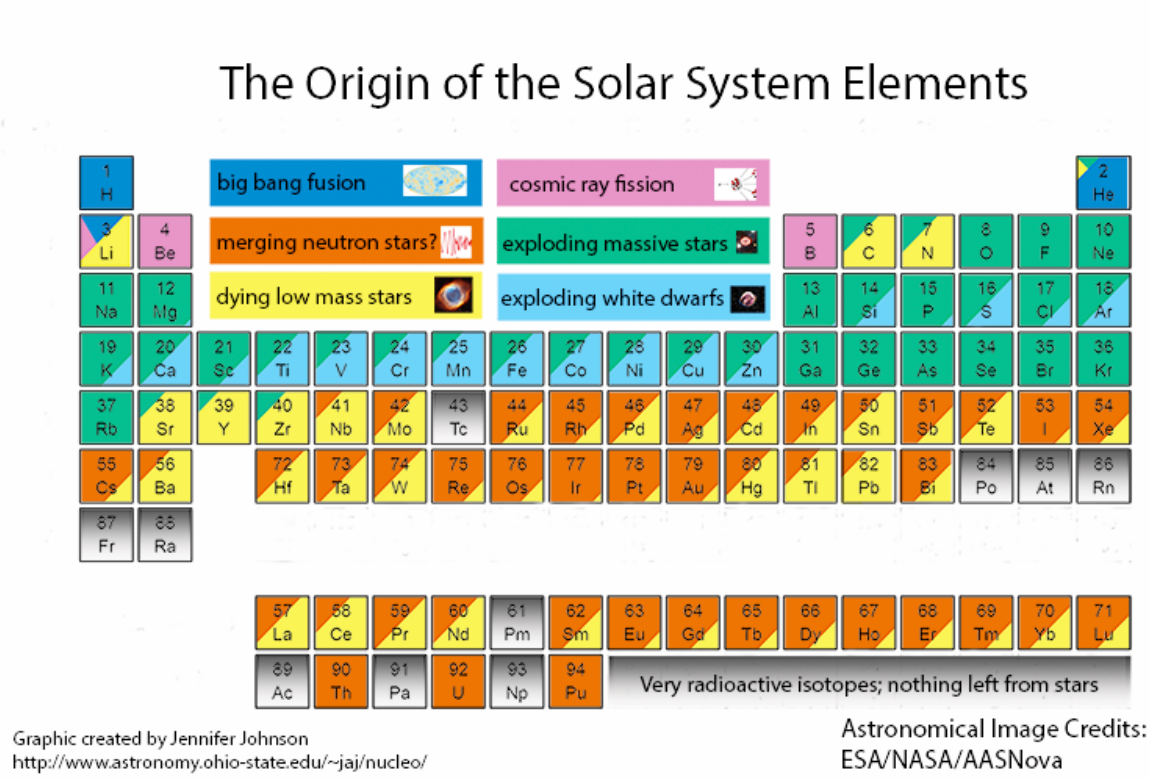
Yukarıda bahsedilen yıldızların zenginleşmeye katkı sağlayan merkezlerindeki nükleosentez dışındaki süreçleri aşağıdaki gibi tanımlanmaktadır:

- **Süpernova Tip II:** Büyük kütleli ($M \gtrsim 8M_{\odot}$) yıldızların, merkezlerinde nükleosentez yapamadıkları noktaya geldiklerinde, çekirdeklerinin kendi üzerine çökmesiyle oluşan şok dalgasıyla yaşamlarının son bulması olayıdır. Çekirdeğinin kendi içine çökmesiyle oluşan şok dalgası, merkezden yıldızın yüzeyine kadar ulaşır ve bu süreçte merkezinde ürettiği H'den Si'ye kadar olan bütün elementler yıldızın yüzeyine kadar yüksek hızlarda yayılır; bu yayılma sonucunda atmosferdeki diğer atomlarla çarpışarak C'den Sc'ye ve hatta Ti'den Zn'ye kadar bir çok elementin üretilmesi sağlanır. Bu yıkıcı olay evrende üretilen ağır elementlerin yaklaşık %90'ının kaynağı olarak görülmektedir.
- **Süpernova Tip Ia:** Küçük kütleli ($M \lesssim 8M_{\odot}$) yıldızlar yaşamlarını beyaz cüce

olarak sonlandırırlar. Beyaz cücenin bir yoldaş yıldızı varsa ve yoldaş yıldızından madde aktaramı sonucunda kütlesi kritik bir eşiği aşarsa (Chendrasakar Limiti) beyaz cüce bu kütleyi kaldıramaz ve patlar. Bu patlama türüne Süpernova Tip Ia denir. Bu süpernova aynı zamanda iki beyaz cücenin çarpışarak kaynaşması sonucu da oluşmaktadır. Patlama veya kaynaşma, aynı süpernova Tip II'de olduğu gibi ortamdaki elementleri birbirleriyle tepkimeye sokarak daha ağır elementleri oluşturur. Tip Ia, Tip II süpernovasından farklı olarak ortamı Fe bakımından daha çok zenginleştirmektedir. Diğer elementler bakımından Tip II kadar zenginleşmede etkili değildir. Tip Ia ve Tip II süpernovaları evrendeki O'dan Zn'ye kadar olan zenginleşmiş elementlerin yaklaşık %99'nun üretiminden sorumludurlar.

- **s-süreci (s process:** Zn'den daha ağır elementler süpernova patlamalarında üretilememektedir. Bu elementler çok sayıda nötron yakalama ve beta bozunması yardımıyla oluşmaktadır. Bu süreç nötron yakalama işleminin süresiyle alakalı olarak ikiye ayrılmaktadır. Beta bozunmasından daha kısa sürede element nötronca zenginleşiyorsa hızlı (r-rapid) nötron yakalama, eğer süreç daha uzun sürüyorsa yavaş (s-slow) nötron yakalama ismi verilir. Yavaş nötron yakalama yani s-süreci küçük kütleli yıldızlarda görülür ve bu yıldızlar evrimleri sonucu Asimptotik Dev Koluna (Asymptotic Giant Branch - AGB) geldiklerinde atmosferlerinde bu süreç gerçekleşir. Atmosferindeki materyal s-süreci yardımıyla zenginleşir ve yıldız rüzgarlarıyla yıldızlararası ortamı, yıldız bir beyaz cüceyle gezegenimsi bulutsu olana kadar zenginleştirir. Yavaş nötron yakalama evrendeki Zn'den daha zengin elementlerin yarısının oluşmasından sorumluyken, aynı zamanda C ve N bolluğuna da önemli katkıda bulunmaktadır.

- **r-süreci (r process):** Bu mekanizma aynı s-sürecinde olduğu gibi Zn'den daha ağır elementleri üretmekten sorumludur. Farklı olarak beta bozunmasından daha kısa zaman ölçeğinde elementin nötron yakalamasıyla gerçekleşir. Bunu yapabilmesi için bulunduğu ortamın nötronca zengin olması gerektiğinden, bu sürecin tam olarak hangi ortamlarda ve durumlarda gerçekleştiği ve elementleri zenginleştirdiği gizemini korumaktadır. Nötron yıldızı birleşmelerinin bu sürecin oluşmasını sağladığı uzun süre tartışma konusu olup, gözlenen ilk nötron yıldızı birleşmesi bilinen adıyla GW170817 incelendiğinde, r-süreci sonucu oluşan elementlerin, özellikle Au ve Pt, olayın gerçekleşmesi sonucu saçılan gaz ve tozda gözlenmesiyle doğrulanmıştır




**Şekil 2.2**: Periyodik tablo üzerinde elementlerin astronomik kökenlerinin gösterimi.

(Drout ve diğ., 2017; Kasen ve diğ., 2017). Fakat r-sürecinin gerçekleşebildiği diğer durumlar halen araştırılmaktadır, çünkü nötron yıldızı birleşmeleri yıldız oluşumu gerçekleştikten milyar yıllar sonra gerçekleşebilirken, r-süreciyle üretilen elementler yıldız oluşumu gerçekleştikten çok kısa süre sonra yıldız oluşum bölgesinde gözlenebilmektedir. Hızlı nötron yakalama aynı yavaş nötron yakalama gibi Zn'den daha zengin elementlerin yarısının oluşumundan sorumludur. Yani günümüzde Zn'den daha ağır elementlerin tamamı hızlı ve yavaş nötron yakalama süreçleri tarafından oluşturulmuştur.

Yukarıda saydığımız süreçlere ilkel nükleosentez ve kozmik ışın tepkimelerini de eklediğimizde periyodik tablodaki elementlerin kökenlerinin hangi süreçlerden geldiğinin göreceli gösterimi **Şekil 2.2** gibi olacaktır.

Yukarıda anlatılan farklı zenginleşme mekanizmalarının her birinin kendine has zaman ölçekleri vardır. Bu mekanizmalar yıldız oluşumundan sonra kendi zaman ölçeklerine göre gerçekleşerek yıldızlararası ortamı zenginleştirirler. Süpernova Tip II, kütleli yıldızların ölümü sonucunda meydana gelir, bu yıldızlar kütlelerine bağlı olarak 5-40 Myr ($8 \lesssim$

$M/M_{\odot} \lesssim 50$) kadar ömürleri vardır. Bu süre galaksi evrimi göz önüne alındığında çok kısadır. Süpernova Tip Ia, küçük kütleli ($M \lesssim 8M_{\odot}$) bir yıldız beyaz cüce olduktan ve beyaz cüce kararsızlaşıp patlayana kadar geçen bir zaman ölçeğinde gerçekleşir. Küçük kütleli bir yıldızın ortalama ömrü 10 Gyr mertebelerindeyken, beyaz cücenin kararsızlaşması Gyr mertebesinde gerçekleşir. Kısaca süpernova Tip Ia için zaman ölçeği yıldız oluşumundan sonra Gyr mertebesindedir. s-süreci ise küçük kütleli yıldızların ömürlerinin sonunda Myr mertebesinde bir zaman ölçeğine sahiptir. Bu mekanizma yıldız evrimleşip atmosferini genişlettiğinde ve gezegenimsi bulutsu olarak yaşamının sonuna doğru yaklaştıkça aktif olur. Gerçekleştiği aralık kısa olmasına rağmen gerçekleşmesi için yıldızın ömrünün sonuna gelmesi gerekmektedir. r-süreci ise iki nötron yıldızının çarpışmasıyla oluştuğu için yine çok uzun sürelere aynı süpernova Tip Ia gibi Gyr mertebelerinde zaman ölçeğine sahiptir. Fakat dönen büyük kütleli yıldızların çarpışmasının da r-sürecini tetikleyebileceği ve bu tarz bir r-sürecinin zaman ölçeğinin süpernova Tip II gibi Myr olacağı Siegel ve diğ. (2019) tarafından ortaya konmuştur.

Farklı zenginleşme süreçlerinden geçerek yıldızın içinde üretilen ve yıldızlararası ortama dönen materyale artık (yield) denir. Spesifik bir elemente ait artık, yıldızın toplam kütlesi içindeki miktarıyla ölçülmektedir. Böylece her bir elemente ait artık Güneş kütlesi cinsinden ifade edilebilmektedir. Yıldızdan arta kalan artık, yıldızın kütlesine, element bolluğuna, dönmesine, varsa yoldaşından aktarılan kütlesine gibi bir çok parametreye bağlıdır. Bu yüzden artık miktarı, yıldız modelleriyle bilinen bütün nükleosentez mekanizmaları yardımıyla hesaplanır. Örneğin 35 $M_{\odot}$ bir yıldız, süpernova Tip II ile hayatını sonlandırdığında yıldızlararası ortama yaklaşık 5 $M_{\odot}$ oksijen ve 1 $M_{\odot}$ karbonu artık olarak bırakmaktadır (Chieffi ve Limongi, 2004).

Galaktik kimyasal evrimi incelerken, tekil yıldızların ürettiği artıkları değil belli bir yıldız oluşum anında belli bir süre içerisinde neredeyse eş zamanlı şekilde oluşmuş yıldız popülasyonlarının ortama bıraktığı artıkları dikkate alırız. Popülasyon artıkları hesaplanırken, tekil yıldızların artık miktarlarının integrali popülasyona ait yıldızların kütle dağılımı, başlangıç kütle fonksiyonu (Initial Mass Function - IMF), üzerinden hesaplanır. Örneğin, bütün bir yıldız popülasyonu üzerinden oksijen artığı hesaplandığından yaklaşık 0.016 $M_{\odot}$elde edilir. Bu değer tek bir yüksek kütleli yıldızın süpernova Tip II ile ürettiğinden çok azdır. Bunun sebebi, bütün bir popülasyon ele alındığında süpernova olarak patlamayan bir çok küçük kütleli yıldızın dikkate alınması ve bu sebeple küçük kütleli yıldızların oksijen

üretimine katkı sağlamamış olmalarıdır.

Popülasyona bağlı artık yıldızların oluştuğu ortamın bolluk değeriyle doğrudan ilişkilidir. IMF zamandan bağımsız varsayıldığında, Güneş bolluğunda oluşmuş bir yıldız popülasyonuna ait toplam artık değeri yaklaşık 0.035 $M_{\odot}$ olarak hesaplanmaktadır. Bu değere %90 katkı süpernova Tip II olaylarından, %8 katkı süpernova Tip Ia olaylarından ve %1.5'luk katkı AGB yıldızlarının rüzgarlarından gelmektedir. Metalce Güneş'ten 10 kat daha fakir bir yıldız popülasyonu için toplam artık yaklaşık 0.02 $M_{\odot}$ olurken, 100 kat daha fakir bir popülasyon için bu değer 0.01 $M_{\odot}$ değerine kadar düşmektedir.

### 2.2.2. Basit Evrim Modeli (Kapalı Kutu)

Basit Evrim Modeli veya diğer adıyla Kapalı Kutu modeli, Galaksi'nin tek bir buluttan oluştuğunu ve bu bulutun barındırdığı gazın zamanla belli bir verimlilikle yıldızlara dönüştüğünü, yıldızlar öldüğünde ise ürettikleri metallerin bulutu zenginleştirdiğini ve zenginleşen buluttan yine yıldızların oluştuğu varsayımını yapar. Bu modelde her hangi bir gaz giriş çıkışı olmadığı için kapalı kutu modeli denmiştir (van den Bergh, 1958; Salpeter, 1959; Schmidt, 1959; Talbot ve Arnett, 1971).

Kapalı Kutu modeli kurulabilecek en basit kimyasal evrim modellerinden biridir. Bu sebeple kompleks modellerle karşılaştırılmak için halen kullanılmaktadır. Fakir bulutun içerisindeki metalce zenginleşen gazı modellemek için üç temel parametreden yararlanır. Bunlar; toplam gaz kütlesi ($M_g$), yıldız kütlesi ($M_*$) ve metalce zengin gaz kütlesi ($M_Z$). Toplam gaz kütlesi, metalce zengin gazın kütlesini de barındırdığı için bu modelde metal bolluğu aşağıdaki Denklem 2.1 ile hesaplanmaktadır:

$$Z = \frac{M_Z}{M_g}. \tag{2.1}$$

Modelin temel varsayımı olan Ani Karışım Varsayımı (Instantaneous Recycling Approximation - IRA) burada devreye girmektedir. Yukarıdaki denklem için herhangi bir zaman aralığında; (i) gazın bir kısmı yıldıza dönüşmektedir, (ii) ölen yıldızlar sonucu yıldızın gazı yıldızlar arası ortama dönerek zenginleşmiş materyal katkısı yapmaktadır, (iii) bir kısım

gaz da hiç ölmeyecek yıldızların içerisinde hapis olarak tüm zaman boyunca kalmaktadır. Bu yapı çok karmaşık ve modellemesi zor olduğu için IRA burada gazın bahsedilen döngüsünün eş zamanlı ve çok ani olduğunu varsayarak modelin basitliğinin korunmasını ve çalışmasının kolaylaşmasını sağlar. Bu varsayım altında gaz kütlesinin yıldıza dönüşmesi aşağıdaki Denklem 2.2 ile tanımlanmıştır:

$$\dot{M}_g = -\dot{M}_*. \tag{2.2}$$

Gazın içeriğinin metalce zenginleşme süreci toplam gaz kütlesinin değişiminden biraz daha karışıktır. Çünkü metalce zengin gazın yıldıza dönüşmesiyle kütlesi azalırken ($\dot{M}_{Z,*-} = Z\dot{M}_g = -Z\dot{M}_*$), yıldızın zenginleştirdiği metalin gaza yani yıldızlar arası ortama katılmasıyla artar ($\dot{M}_{Z,*+} = p\dot{M}_*$). Burada tanımlanması gereken bir parametre daha vardır o da yıldız popülasyonları tarafından gazın ne kadar zenginleşeceğidir ($p$). Bu parametre yıldızların gazı zenginleştirme verimliliği olarak tanımlanabilir (the yield of metals). Zenginleşme verimliliği, Bölüm 2.2.'de anlatıldığı üzere $p \approx 0.035$ değeriyle ifade edilmektedir. Bu bilgilerle birlikte Basit Evrim Modeli metalce zenginleşen gazın zamanla değişimini aşağıda Denklem 2.3 ile tanımlar:

$$\begin{aligned} \dot{M}_Z &= \dot{M}_{Z,*-} + \dot{M}_{Z,*+} \\ &= (p - Z)\dot{M}_*. \end{aligned} \tag{2.3}$$

Denklem 2.2 ve Denklem 2.3 birlikte kullanıldığında Denklem 2.4 elde edilir:

$$\dot{M}_Z = -(p - Z)\dot{M}_g. \tag{2.4}$$

Denklem 2.3, $Z$ cinsinden tekrar yazıldığında Denklem 2.5 elde edilir:

$$\dot{Z} = -p\frac{\dot{M}_g}{M_g}. \tag{2.5}$$

Denklem 2.5, $\dot{Z} = \dot{M}_Z/M_g - Z\dot{M}_g/M_g$ ilişkisi kullanılarak tekrar düzenlendiğinde;

$$Z(t) = -p\ln\left[\frac{M_g(t)}{M_g(0)}\right] \tag{2.6}$$

elde edilir. Bu denklem Basit Evrim Modelinin başlangıçtan günümüze gazın metalce zenginleşme sürecini tanımlayan temel denklemidir. Denklem 2.6 incelendiğinde gazın yıldızlara dönüşerek azaldığı süreç boyunca metal bolluğunun arttışını çok basit bir şekilde gösterdiğini görebiliriz.

Modelimizi daha ileriye götürmek ve daha başarılı bir $Z(t)$ ve $M_g(t)$ tanımlayabilmek için dördüncü bir bileşen daha tanımlamamız gerekmektedir. Bu dördüncü bileşen her bir zaman adımında ne kadar gazın yıldıza dönüştüğünü belirten yıldız oluşum oranıdır (SFR - Star Formation Rate). SFR'yi modelimizde şu ana kadar tanımlamadık, fakat $p$ yani yıldız popülasyonu tarafından gazın zenginleştirilme oranını tanımladık. Bu değerin günümüzdeki karşılığını modelden elde edebiliriz. Günümüzde Samanyolu'nun gazını yıldıza dönüştürme oranı yaklaşık %10 (Zhang ve diğ., 2009) olup modelde $M_g(\mathrm{t} = \mathrm{now})/M_g(0)$ değerinin yaklaşık 0.1 olduğunu ifade eder. Bununla birlikte günümüzde yıldızlar arası ortam Güneş bolluğundadır (Nieva ve Przybilla, 2012) ve bu değer $Z_\odot \approx 0.014$ olarak tespit edilmiştir (Asplund ve diğ., 2009). Bildiğimiz bu iki değeri Denklem 2.6'ya koyduğumuzda $p$ değerini yaklaşık 0.006 olarak bulunur. Bu değer Bölüm 2.2.'de anlatılan bilgilerden elde edilmiş 0.035 değerinden çok farklıdır. Bu farklılığın sebebi ise Kapalı Kutu Modelinin herhangi bir gaz çıkışını hesaba dahil edilmemesindin kaynaklanmaktadır.

Kapalı Kutu Modeli için metal bolluğu dağılımını, yıldız oluşum etkinliğini hesaplamadan öngörmemiz mümkündür. Modele göre yıldızlar arası ortamın bolluğu zamanla düzgün bir şekilde artmaktadır. Modele göre belli bir metal bolluğu ($Z'$) değerine sahip yıldızlar,

yıldızlar arası ortam o metal bolluğu değerindeyken doğmuş ($Z(t) = Z'$) yıldızlar olarak ele alınmaktadır. Bu bilgileri kullanarak kümülatif metal bolluğu değeri için oluşan yıldız sayısı model tarafından basitçe başlangıç gaz kütlesinden, günümüz gaz kütlesinin farkı ($M_g(0) - M_g(t)$) olarak tanımlandığına göre, metal bolluğu dağılımını öngörebilmek için aşağıdaki ifadeyi yazabiliriz:

$$\begin{aligned} N\left(< Z'\right) &\propto M_*(t) \\ &= M_g(0) - M_g(t) \\ &= M_g(0)\left[1 - \exp\left(-Z'/p\right)\right]. \end{aligned} \tag{2.7}$$

Yukarıda bulunan Denklem 2.7, Denklem 2.6'da kullanıldığında Kapalı Kutu Modeline göre metal bolluğu dağılımı

$$\begin{aligned} \frac{\mathrm{d}N}{\mathrm{d}Z} &= M_g(0)\frac{\mathrm{d}}{\mathrm{d}Z}[1 - \exp(-Z/p)] \\ &\propto \exp(-Z/p), \end{aligned} \tag{2.8}$$

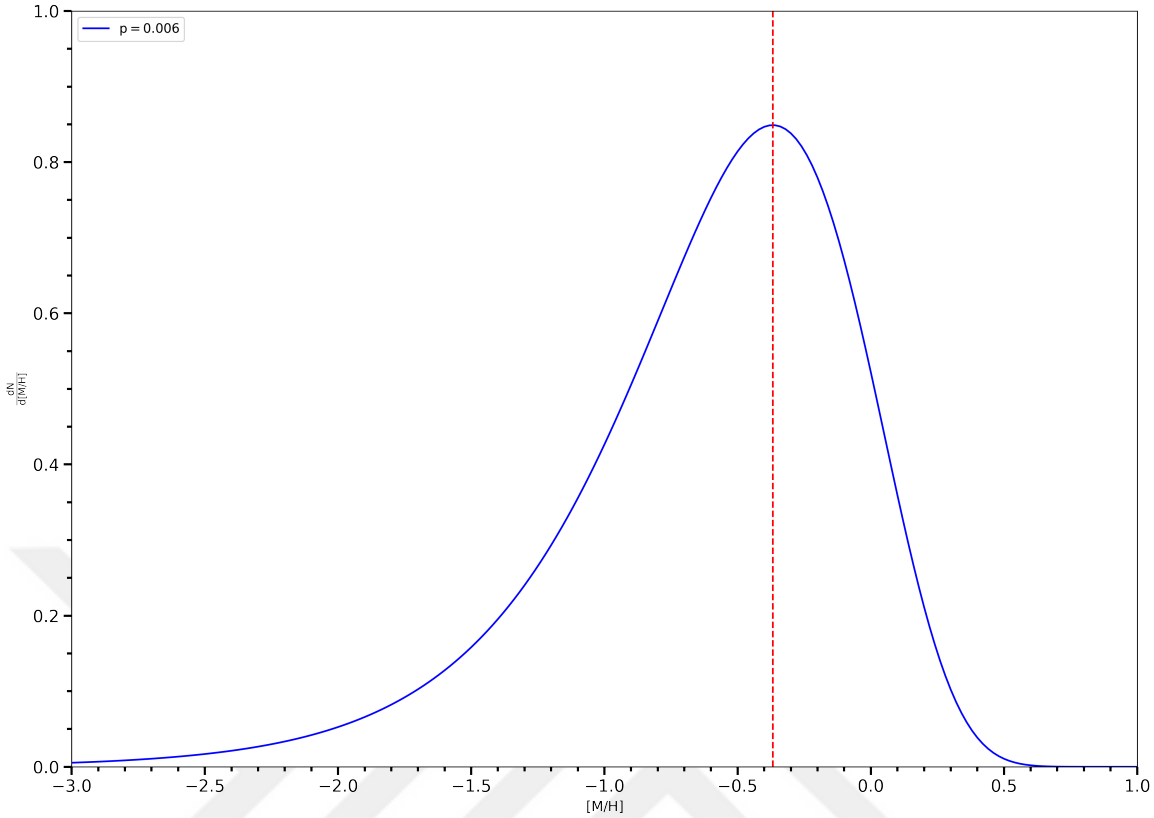
şeklinde matematiksel olarak ifade edilebilir. Gözlemsel olarak yıldızların metal bolluğu dağılımları $\log_{10}(Z/Z_\odot)$ ile ifade edilmektedir. Bu ifade aynı zamanda $[M/H]$ olarak da gösterilmektedir. Bu gösterime göre Denklem 2.8 yeniden düzenlenirse;

$$\frac{\mathrm{d}N}{\mathrm{d[M/H]}} \propto Z\exp(-Z/p), \tag{2.9}$$

elde edilir. Bu denklem $[M/H]$ adımlarının dağılımını göstermektedir.

Modelin öngördüğü metal bolluğu dağılımını anlayabilmek amacıyla $t \to \infty$ koşuluyla Denklem 2.9 $p = 0.006$ değeri için çözülürse, Kapalı Kutu Modelinin günümüz için öngördüğü metal bolluğu dağılımı **Şekil 2.3**'te gösterilmiştir.

Kapalı Kutu Modeli tarafından önerilen metal bolluğu dağılımna baktığımızda, tepe noktası

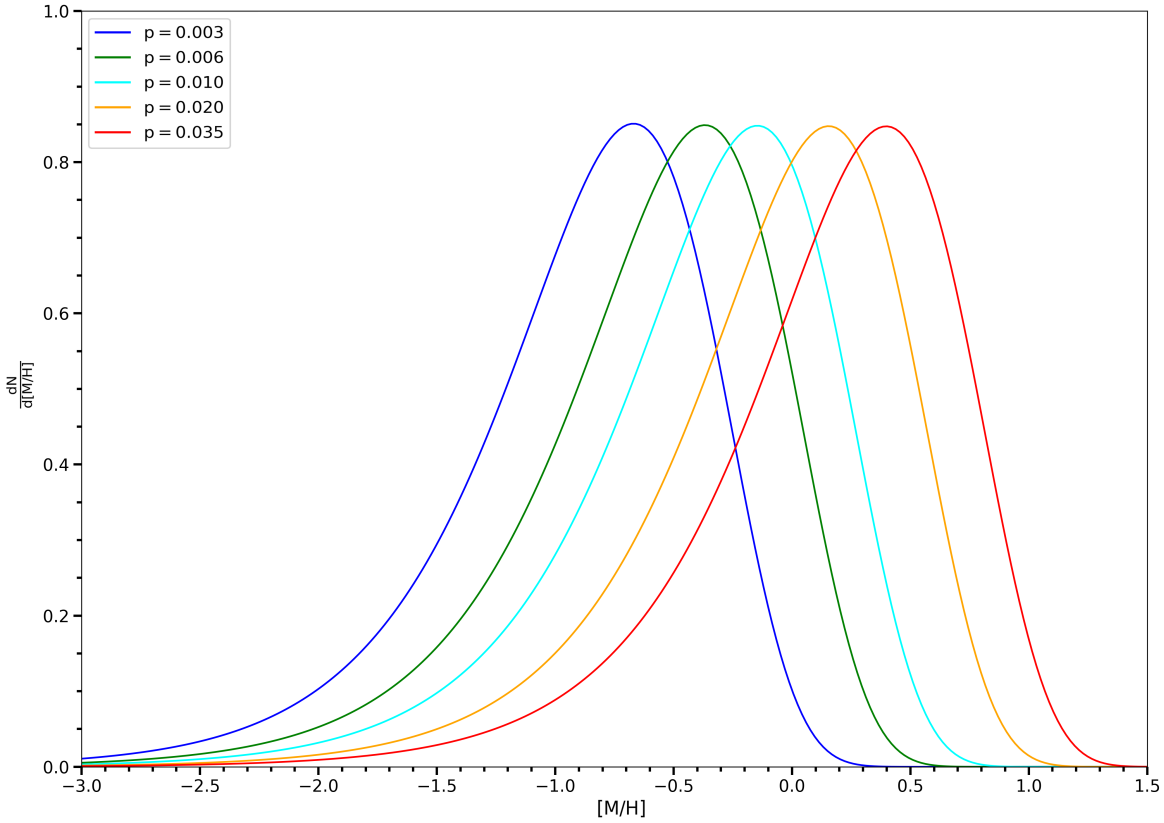



**Şekil 2.3**: Kapalı Kutu Modelinin $p = 0.006$ değeri için öngördüğü $[M/H]$ dağılım grafiği.

değerinin $[M/H] = \log_{10}(p/Z_{\odot}) \approx -0.386$ olduğunu görmekteyiz. Bu dağılımı farklı $p$ değerleri için elde ettiğimizde şeklinin aynı kaldığını ve sadece tepe noktasının değiştiğini **Şekil 2.4**'te görebiliriz. Yıldızların evrim süreçlerinden elde ettiğimiz $p = 0.035$ değerini modele verdiğimizde ise dağılımın tepe noktası $[M/H] \approx 0.76$ olarak bulunmaktadır. Bu değer günümüz yıldızlar arası ortam bolluk değerinin yaklaşık 5.75 katıdır. Bunun sebebi bahsettiğimiz üzere Kapalı Kutu Modelinin basit bir yaklaşım olması ve Galaksi'de zamanla gerçekleşmiş olan, yıldız oluşumunu ve zenginleşmeyi etkileyen diğer faktörleri dikkate almamasıdır.

Yavaş yükselen ve daha sonra hızlı bir azalma ile biten bu metal bolluğu dağılımlarının sebebi, modelin bol miktarda metalce fakir yıldız oluşturmasının ardından zenginleşmelerin büyük gaz kütlelerine dağılması sonucu yavaşça bir yükseliş göstermesidir. Maksimum yüksekliğe ulaştığında ise yıldız oluşturacak gaz miktarı çok azaldığından yıldız oluşumu yavaşlar ve tepe metal bolluğu değerinden daha zengin yıldız oluşumu zamanla azalarak bu dağılımı oluşturur.

Kapalı Kutu Modeli yardımıyla kimyasal evrimi tam anlamıyla ifade etmek için yıldız




**Şekil 2.4**: Kapalı Kutu Modelinin farklı $p$ değerleri için öngördüğü $[M/H]$ dağılım grafiği.

oluşum etkinliğini (SFE - Star Formation Efficiency) modele eklememiz gerekmektedir. Bu modele göre yıldız oluşum etkinliği zamana bağlı değildir. SFE, yıldız oluşumunun var olan gazı ne kadar hızla tüketebileceğinin bir göstergesidir ve aşağıdaki denklem ile tanımlanır:

$$\tau_* = \frac{M_g}{\dot{M}_*}. \tag{2.10}$$

Yukarıdaki Denklem 2.11 sadece $M_g$ cinsinden yazılırsa;

$$\begin{aligned} \tau_* &= -\frac{M_g}{\dot{M}_g} \\ M_g(t) &= M_g(0)\exp\left(-t/\tau_*\right), \end{aligned} \tag{2.11}$$

şeklinde ifade edilebilir. Görüldüğü üzere başlangıçtaki gaz üstel olarak azalıp yıldızlara dönüşmektedir. Aynı şekilde yıldız oluşum oranı (Star Formation Rate - SFR) da benzer

şekilde aşağıdaki gibi ifade edilebilir:

$$\dot{M}_* = \frac{M_g(0)}{\tau_*} \exp\left(-t/\tau_*\right). \tag{2.12}$$

Denklem 2.6, Denklem 2.12 cinsinden ifade edilirse,

$$\begin{aligned} Z(t) &= -p \ln\left[\frac{M_g(t)}{M_g(o)}\right] \\ &= p\frac{t}{\tau_*}, \end{aligned} \tag{2.13}$$

elde edilir. Görüldüğü üzere SFR'ye bağlı bolluk denkleminde, $Z$ lineer bir şekilde $Z = p$ noktasına kadar artış göstermektedir. Bolluk değerinin maksimum olduğu değer için $t = \tau_*$ eşitliğinin gerçekleşmesi gerektiğinden bu eşitlik yardımıyla yıldızlar arası ortamın $Z_\odot$ değerine gelmesi için gereken zaman bulunmak istenirse Denklem 2.13, $t = \tau_* Z_\odot / p$ halini alır ve bu eşitlikte $p = 0.006$ ve $Z_\odot = 0.014$ değerleri yerine konulursa $t \approx 2.33\tau_*$ elde edilir. Güneş'in yaşından yola çıktığımızda, Galaksi'de yıldızlar arası ortamın Güneş bolluğuna gelmesi için geçen sürenin yaklaşık 10 Gyr mertebesinde olduğunu bildiğimizden, $t \approx 10$ Gyr değeri yerine konulduğunda SFE ($\tau_*$) değeri yaklaşık 4.3 Gyr olarak elde edilir.

Denklem 2.10 ile verilen sabit SFE için $dN/dZ$ ifadesini elde etmek istersek aşağıdaki gibi olacaktır:

$$\begin{aligned} \frac{\mathrm{d}N}{\mathrm{d}Z} &= \left(\frac{\mathrm{d}N}{\mathrm{d}t}\right)\left(\frac{\mathrm{d}Z}{\mathrm{d}t}\right)^{-1} \\ &\propto \dot{M}_* \left(\frac{\mathrm{d}Z}{\mathrm{d}t}\right)^{-1} \\ &= \frac{M_g(0)}{\tau_*} \exp\left(-t/\tau_*\right) \left(\frac{p}{\tau_*}\right)^{-1} \\ &= \exp\left(-t/\tau_*\right) \\ &= \exp(-Z/p). \end{aligned} \tag{2.14}$$

Görüldüğü üzere SFE'nin dahil edilmediği ilk yaklaşımla elde edilen Denklem 2.6 ile aynı sonucu elde ettik. Kapalı Kutu Modelini sabit SFE ile çözmek modelin metal bolluğu dağılımı öngörüsünde bir değişikliğe sebep olmamıştır. Buna çözüm olarak aşağıdaki gibi alternatif bir SFE önerilebilir:

$$\tau_*^{\sim} = \frac{M_g^2}{M_g(0)\dot{M}_*}. \tag{2.15}$$

Bu alternatif SFE ilk önerideki gibi sabit olmasına rağmen, doğrusal olmadığı için yıldız oluşum hızını daha farklı etkileyecektir. Denklem 2.15, Denklem 2.12'deki yerine yazılırsa,

$$\begin{aligned} \frac{\dot{M}_g}{M_g^2} &= -\frac{1}{\tau_*^{\sim} M_g(0)} \\ \frac{1}{M_g} &= \frac{t+\tau_*^{\sim}}{\tau_*^{\sim} M_g(0)} \\ M_g(t) &= \frac{M_g(0)}{t/\tau_*^{\sim}+1}, \end{aligned} \tag{2.16}$$

elde edilir. Bu denklemde gördüğümüz üzere bir önceki yaklaşımdan farklı olarak gaz miktarı üstel değil $1/t$ ile orantılı şekilde azalmaktadır. Bu yaklaşım sayesinde modelin SFE değeri zamanla azalacaktır. Bu yaklaşım altında SFR ise,

$$\dot{M}_* = \frac{M_g(0)}{\tau_*^{\sim}\left(t/\tau_*^{\sim}+1\right)^2}, \tag{2.17}$$

şeklinde elde edilirken bolluk değerinin zamanla değişimi ise,

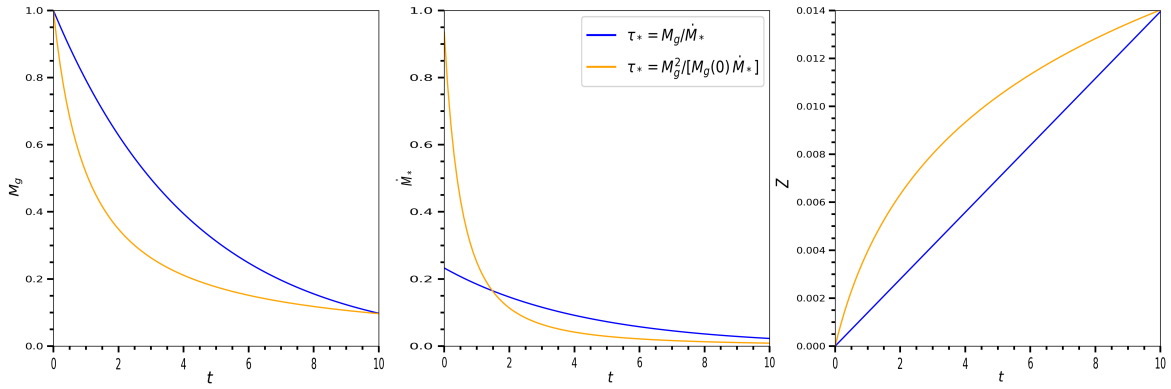
$$Z(t) = p \ln\left[t/\tilde{\tau_*}+1\right], \tag{2.18}$$

şeklinde ifade edilir. Denklem 2.18 yine $p = 0.006$ ve $Z_\odot = 0.014$ değerleri için

çözüldüğünde alternatif SFE değerimiz $\tilde{\tau}_* \approx 1.07$ Gyr olarak bulunur. Yeni alternatif SFE yaklaşımı altında modelin öngördüğü bolluk dağılımını bulabilmek için model $dN/dZ$ için tekrar çözülürse;

$$\begin{aligned}
\frac{\mathrm{d}N}{\mathrm{d}Z} &= \left(\frac{\mathrm{d}N}{\mathrm{d}t}\right)\left(\frac{\mathrm{d}Z}{\mathrm{d}t}\right)^{-1} \\
&\propto \dot{M}_* \left(\frac{\mathrm{d}Z}{\mathrm{d}t}\right)^{-1} \\
&\propto \frac{M_g(0)}{\tau_*^{\sim}(t/\tau_*^{\sim}+1)^2}\left(\frac{p}{t/\tau_*^{\sim}+1}\right)^{-1} \\
&\propto \frac{1}{(t/\tau_*^{\sim}+1)} \\
&= \exp(-Z/p),
\end{aligned} \tag{2.19}$$

elde edilir. Görüldüğü üzere iki farklı yaklaşıma rağmen modelin öngördüğü bolluk dağılımı denkleminde bir değişiklik olmamıştır.




**Şekil 2.5**: Kapalı Kutu Modelininfarklı SFE yaklaşımları altında öngördüğü $M_g$, $\dot{M}_*$ ve $Z$ değerlerinin zamana bağlı değişimleri.

Son dağılımda bir farklılık görülmese de yaptığımız iki farklı yaklaşımın modelin zamanla davranışını nasıl etkilediğini **Şekil 2.5**'te görmekteyiz. Görüldüğü üzere SFE yaklaşımını değiştirmek gazın daha hızlı bir şekilde yıldıza dönüşmesini ve ortamı daha hızlı zenginleştirmesini sağlamıştır. Fakat bu değişimin metal bolluğu dağılımı öngörüsüne bir etkisi olmamıştır. Bu bilgiler göz önünde bulundurulduğunda, Kapalı Kutu Modeli hızlı ve basit bir yaklaşım olsa da kaba tahminler yaptığı için sadece bir öngörü aracı olarak kullanılabilmektedir.

### 2.2.3. G Cüce Problemi

Kapalı Kutu Modele önerildikten sonra yapılan ilk çalışmalar, modelin ön gördüğü metal bolluğu dağılımının Güneş civarındaki yıldızların metal bolluğu dağılımıyla kıyaslanması üzerine yapılmıştır. Modelin önerildiği yıllarda, 1960'lı yılların başlarında, tayfsal gözlemler az ve sınırlı bir örneği kapsadığı için kıyaslamayı yansız yapmak pek olası olmamıştır. Fakat Wallerstein (1962) yaptığı çalışmayla, $UBV$ fotometrisi üzerinde aynı $B-V$ rengine sahip yıldızların $U-B$ renkleri arasındaki farkın, morötesi artık, yıldızların metal bolluğu farkından kaynaklandığını göstermiştir. Hyades açık kümesi bu yöntemin sıfır noktası olup: kümenin anakolu yıldızların morötesi artıklarının ölçülmesinde kullanılır. Morötesi artık-metal bolluğu ilişkisinin asıl sebebi ise, metalce zengin yıldızların bol miktarda metal çizgisi olduğundan, morötesi bölgede akılarının fakir yıldızların akılarından daha az olmaksızdır (Schwarzschild ve diğ., 1955). Morötesi artık yönteminin fotometrik bir yöntem olması sayesinde, çok sayıda yıldızın metal bolluğu elde edilebilmiş ve model ile karşılaştırılacak yansız bir metal bolluğu örneği elde edilebilmiştir. Maalesef morötesi artık değeri, yıldızların sadece metal bolluğu ile ilgili bilgi sağlamaktadır. Başka element bollukları hakkında bilgi vermemektedir.

Morötesi artık kullanılarak yıldızların metal bolluğu dağılımlarını Kapalı Kutu Modelinin öngörüsüyle karşılaştıran ilk çalışmalar van den Bergh (1962) ve Schmidt (1963) tarafından yapılmıştır. Bu ilk çalışmalar göstermiştir ki Kapalı Kutu Modeli çok fazla sayıda metalce fakir yıldızın varlığını öngörmektedir ve bu öngörü gözlemlerle doğrulanamamaktadır. Bu uyumsuzluk sonraki yıllarda yapılan çalışmalarda da görülmüştür (Pagel ve Patchett, 1975; Hayden ve diğ., 2015; Buder ve diğ., 2019). Model ile gözlem arasındaki bu uyumsuzluk **G cüce problemi** olarak bilinmektedir.

G cüce problemi, astrofizikteki en klasik problemlerden biri olarak karşımıza çıkmaktadır. Zaman içerisinde farklı çözümlere ulaşılmış olsa da kimyasal evrimi açıklayan tamamlanmış bir galaksi oluşum teorimiz olmadığı için halen literatürde tartışılmaktadır.

### 2.2.4. Bolluk Oranlarının Evrimi

Kapalı Kutu gibi klasik evrim modelleri, yıldızların ani bir şekilde ortamı zenginleştirdiğini varsaydığı için bütün elementler zamanla aynı şekilde zenginleşirler, farklılaşan tek şey her elementin farklı bir artık miktarıyla zenginleşmesidir. Örneğin bir yıldız popülasyonu tarafından ortam oksijen bakımından demire göre daha fazla zenginleştirilecektir. Bu varsayım altında çalışan modeller için herhangi bir element cinsinden zenginleşme $Z_X(t) = p_X f(t)$ formülüyle ifade edilecektir. Burada $p_X$ ilgilenilen elemente ait artık miktarı, $f(t)$ ise $p_X$'ten bağımsız bir zaman fonksiyonudur. Buna göre klasik modelle oksijenin demire göre bolluk oranı aşağıdaki gibi hesaplanacaktır:

$$Z_{\mathrm{O}}/Z_{\mathrm{Fe}} = \frac{p_{\mathrm{O}} f(t)}{p_{\mathrm{Fe}} f(t)} = \frac{p_{\mathrm{O}}}{p_{\mathrm{Fe}}}. \tag{2.20}$$

Bu durumda farklı elementlerin oranları modelin ele aldığı zaman aralığı boyunca sabit ve kullanılan artıkların oranlarına eşit olacaktır. Bununla birlikte Güneş'e ait bolluk değerleri ve bu bollukların oranları yine modeldekilerle eşit olacağı için, göreceli değerlere ulaşmak adına Güneş referans alındığında model bütün bolluk oranlarını bu sebeple sıfır olarak öngörecektir.

Gerçekte durum bundan çok farklıdır. Bölüm 2.2.1.'de anlatıldığı üzere farklı elementler farklı üretim süreçleriyle farklı zaman ölçeklerinde üretilmektedir. Dahası yıldızlar arası ortamı farklı elementlerce zenginleştiren fiziksel süreçler yıldızın metal bolluğu, kütlesi vb. bir çok özelliğine de bağlıdır. Bu sebeple göreceli bolluk değerleri zaman bağımsız şekilde eşit oranda üretilmemektedir. Güneş civarındaki yıldızlara ait bolluk oranları incelendiğinde $[Mg/Fe]$ oranı -0.1 ile +0.4 dex değerleri arasında dağılırken, $[O/Fe]$, $[Si/Fe]$ gibi bolluk oranlarının -1 ile +1 dex aralığında dağıldığı gözlenmiştir (Adibekyan ve diğ., 2012).

### 2.2.5. Süpernova Tip Ia Tarafından Zenginleşmenin Modellenmesi

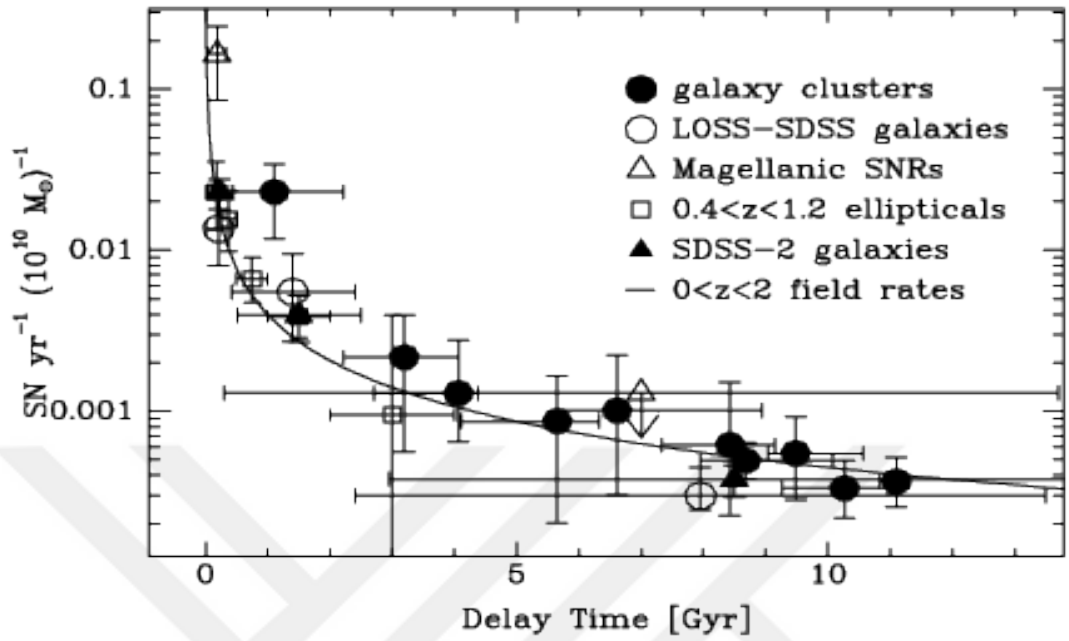
Süpernova patlamasının detayları tam anlaşılamamış olsa da Tip II süpernovaların büyük kütleli yıldızların çekirdek çökmesi sonucu gerçekleştiğini çok uzun süredir biliyoruz

(Hirata ve diğ., 1987; Smartt, 2009; Janka, 2012). Fakat Tip Ia süpernovalarının karbon-oksijen beyaz cücesinin termonükleer patlamasından kaynaklandığını biliyoruz ama bu patlamaya sebep olacak ata sistem konusunda halen belirsizlikler bulunmaktadır. Buradaki temel problem ortalama bir karbon-oksijen beyaz cücesinin kütlesinin 0.5 ile 1 $M_{\odot}$ arasında olması ve beyaz cücelerin termonükleer patlama geçirmesi için yaklaşık 1.4 $M_{\odot}$ Chendrasekhar kütlesine ulaşması gerektiğidir (Chandrasekhar, 1931). Bu durumda patlama için karbon-oksijen beyaz cücesinin kütle kazanması ve bu limite kadar yükselmesi gerekmektedir. Bunu başarabilecek ata sistemler için kabul edilen en olası iki durum şu şekildedir:

- **Tek dejenere sistemler:** Kırmızı dev ve bir beyaz cüceden oluşan sistemlerdir. Bu sistemde kırmızı dev Roche lobunu doldurduğunda beyaz cüce ondan kütle transfer eder ve Chendrasekhar limitine ulaşarak süpernova Tip Ia patlaması geçirir.
- **Çift dejenere sistemler:** Bu sistemde iki veya daha fazla beyaz cüce kütle çekim dalgalarıyla zamanla açısal momentumunu kaybeder ve en sonunda birbiriyle çarpışarak bir süpervonava Tip Ia patlaması meydana getirirler (Iben ve Tutukov, 1984; Webbink, 1984; Kushnir ve diğ., 2013).

Bir çok Tip Ia süpernovasının ışık eğrisinde ve patlama öncesi görüntülerinde kırmızı dev bileşenden gelen bir katkıya rastlanmaması (Kelly ve diğ., 2014; Margutti ve diğ., 2014; Lundqvist ve diğ., 2015) ve yıldız oluşumu sonrasında süpernovalar için geçen süre olan gecikme zamanı dağılımı incelendiğinde, süpernova Tip Ia patlamaları için en olası senaryonun çift dejenere sistem senaryosu olduğu sonucuna varılabilmektedir (Maoz ve diğ., 2014). Bunun yanısıra ata sisteminin ne olduğuna bakılmaksızın bir süpernova Tip Ia olayının gerçekleşmesi için yıldız oluşumundan itibaren Gyr mertebesinde bir zaman geçmesi gerekmektedir. Bu sebeple basit modelde kullanılan ani karışım varsayımı gerçekleşme zaman ölçeği kısa olan Tip II'ler için iyi bir varsayım olsa da Tip Ia ile üretilen elementler için kötü bir varsayımdır.

Süpernova Tip Ia sonucunda zenginleşme süreci beyaz cüce kaynaklı olduğu için, patlama sonucu ortaya çıkacak elementlerin artık değerleri bütün Tip Ia senaryolarında aynıdır. Bu sebeple kimyasal evrim modelleri için Tip Ia patlamaların yıldız oluşumundan ne kadar sonra ve hangi sıklıkla olduğunu modellemek, hangi senaryonun geçerli olduğunu kabul




**Şekil 2.6**: Maoz ve Mannucci (2012)'nin çalışmasında gözlenen gecikme zamanı dağılımı.

etmekten daha önemlidir. Yıldız oluşumu sonrası geçen süre boyunca süpernova Tip Ia sıklığı Gecikme Zamanı Dağılımı (Delay Time Distibution - DTD) olarak bilinmektedir. DTD zamanın bir fonksiyonu olarak yıldız oluşumundan itibaren gerçekleşen Tip Ia oranını belirtmektedir. DTD'nin en önemli avantajı ise gözlemsel olarak diğer galaksiler gözlenerek elde edilebilmesidir. Gözlemsel olarak Maoz ve Mannucci (2012) tarafından gözlenen DTD **Şekil 2.6**'da gösterilmiştir. Şekil'den görüldüğü üzere yıldız oluşumundan 5 Gyr sonrasında süpernova patlamaları seyrekleşirken, özellikle 1 Gyr'dan az zaman ölçeklerinde en yüksek sayısına ulaşmaktadır. Şekil'de görülen siyah çizgi ise veriye $t^{-1}$ ile orantılı şekilde oturtulan fit çizgisidir ve bu çizgi veriyi çok iyi şekilde ifade etmektedir.

Teorik açıdan bakıldığında her iki senaryo için de gecikme zamanının geniş bir dağılım göstermesi beklenmektedir. Tek dejenere senaryo için bir beyaz cücenin kütle aktarımı sonucunda patlaması gerekmektedir. Yoldaş kırmızı dev bileşenden ortalama kütle aktarımı $\dot{M} \approx 10^{-7} M_{\odot} \mathrm{yr}^{-1}$ (Nomoto, 1982) değerinde ve zaman içinde sabit olduğu durumda, Tip Ia için gecikme zamanı bir kaç Myr'den bir kaç Gyr'ye uzanan ve eksponansiyel olarak azalan bir dağılım gösterecektir (Greggio, 2005; Bours ve diğ., 2013).

Çift dejenere senaryo için ise öncelikle iki beyaz cüceden oluşan bir sistemin oluşması ve bu

beyaz cücelerin belli bir zaman sonra biriyle çarpışarak Tip Ia patlamasını gerçekleştirmeleri gerekmektedir. Çift beyaz cüceden oluşan bir sistem için öncelikle bir çift yıldız sistemindeki bileşenlerin ikisinin de kütlelerinin Tip II patlaması gerçekleştiremeyecek kadar küçük olması ve sistem evrildiğinde ortak zarf evresine girerek zarflarını dağıtmaları gerekmektedir. Bu senaryo için gecikme zamanının teorik beklentisini elde etmek için bu kompleks çift yıldız evriminin bütün adımlarının dikkate alınması gerekir. Genel olarak iki beyaz cücenin çarpışması çift sistemin ayrıklığına bağlı olduğundan, gecikme zamanı çok dik bir şekilde azalarak $t^{-1}$ karakteristliğinde olmaktadır (Maoz ve diğ., 2014). Beyaz cücelerin oluşma zamanları ata kütlelerine bağlıdır. Bununla birlikte iki beyaz cücenin oluştuktan sonra çarpışmaları için, geçen süre oluşmaları için geçen süreden görece çok daha kısa olacağından sistemin oluşması için gereken süre gecikme zamanı olarak bu senaryoda kabul edilebilir. Bu sebeple gecikme zamanı bir minimum zaman değerinden başlayarak ilerler. Minimum değer ise Tip II oluşturmadan beyaz cüce olacak en yüksek kütle olan 8 $M_\odot$'lik bir yıldızın ömrü olan yaklaşık 40 Myr'dir. Bununla beraber daha küçük kütleler incelendiğinde yıldızların ömürleri 2 $M_\odot$ için 1 Gyr, 3 $M_\odot$ için 350 Myr olmaktadır (Reid ve diğ., 2002). Bu durumda beyaz cücelerin doğum oranları ile gecikme zamanı dağılımı arasında doğrudan bir ilişki vardır. Öyleyse, beyaz cüce oluşum oranı başlangıç kütle fonksiyonuna ($\mathrm{d}N/\mathrm{d}m \propto m^{-2.35}$) ve anakol evrimleşme zamanına ($t \propto m^{-2.5}$) doğrudan bağlıdır. Bu iki fonksiyon beraber kullanıldığında beyaz cüce oluşum oranı $\mathrm{d}N/\mathrm{d}t \propto t^{-0.46} \approx t^{-1/2}$ elde edilir (Pritchet ve diğ., 2008). Bu senaryoyu gerçekleştirebilecek bütün kütleler dikkate alındığında çift dejenere sistemler için teorik gecikme zamanı dağılımı 40 Myr'den başlayarak 1 Gyr değerine kadar $t^{-1/2}$ ile azalırken 1 Gyr değerinden sonra $t^{-1}$ ile daha dik bir şekilde azalması beklenmektedir (Maoz ve diğ., 2014).

Gecikme zamanı dağılımı sayesinde modelimizde Tip Ia kaynaklı elementlerin zenginleşmesini tahmin edebiliriz. Örneğin tek bir Tip Ia süpernovasında üretilen demir miktarı $m_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}} \approx 0.77 M_\odot$'dir (Iwamoto ve diğ., 1999). Çok basit şekilde Tip Ia ile üretilen demir miktarını elde etmek için DTD'nin altında kalan alan ile bu miktarı çarptığımızda istenilen zaman boyunca Tip Ia kaynaklı demir zenginleşmesini hesaplayabiliriz. 14 Gyr için Tip Ia kaynaklı toplam demir artığı $p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}} \approx 0.001$ olacaktır. Bu değer Tip II süpernovalarında üretilen toplam demir artığıyla aynıdır ($p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{II}} \approx 0.0011$, Chieffi ve Limongi (2004)). Uzun vadede iki süpernova türü de aynı miktarda artık ile demir oluşumuna katkı sağlamaktadır, fakat Tip II kaynaklı zenginleşme yıldız oluşumundan itibaren 40 Myr'lik

sürede gerçekleşirken, Tip Ia için 40 Myr'den başlayarak çok daha uzun zaman aralığında gerçekleşmektedir. Bu sebeple Tip Ia süpernovaları galaksilerdeki demir oluşumuna daha uzun soluklu bir katkı yapmaktadırlar.

### 2.2.6. Geciken Kapalı Kutu Modeli

Bölüm 2.2.2.'de anlatılan Kapalı Kutu Modelinin temel varsayımı yıldızların oluştuktan sonra hemen ölmesi ve ortamını zenginleştirmesiydi. Bununla birlikte Bölüm 2.2.5.'te anlatıldığı üzere bu varsayım Tip II süpernovaları için Galaksi'nin zaman ölçeği göze alındığında mantıklı olsa da, Tip Ia süpernovaları için yanlış bir varsayımdır. Bu sebeple iyi bir kimyasal evrim modelinin DTD'yi kullanması gerekmektedir. Bu bölümde anlatılacak Geciken Kapalı Kutu Modeli, Kapalı Kutu Modelinin DTD eklenerek geliştirilmiş versiyonudur.

Model iki süpernova türünün katkısını da barındırdığı için Tip II süpernovaları tarafından üretilen demir artığı $p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{II}}$, Tip Ia süpernovaları tarafından üretilecek demir artığı ise $p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}$ şeklinde hesaplanacaktır. Bu iki süpernova türünün katkısını ayırdığımız için iki türden gelen demir katkısı da model ile takip edilebilecektir. Tip II süpernovaları IRA varsayımı altında devam ettiği için onlar tarafından üretilecek demir, $Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{II}}$, Denklem 2.6 ile ifade edilecektir.

Tip Ia süpernovaları tarafından üretilecek demiri, $Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}$, modelleyebilmek için geçmişteki tüm yıldız oluşumu üstünden Denklem 2.4 yeniden düzenlenmelidir. Bunu yapabilmek için yıldız oluşumundan itibaren $\Delta t$ kadar zaman geçtikten sonra oluşacak Tip Ia süpernovalarının üreteceği demiri, $m_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}\Psi(\Delta t)$ ($m_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}$: Tip Ia süpernovası tarafından üretilen demir kütlesi, $\Psi(\Delta t)$: DTD fonksiyonu), yıldızlar arası ortama eklemeliyiz. Bu durumda geçmişten bir $t$ zamanına kadar olan süreçte Tip Ia süpernovaları tarafından ortama eklenecek demir kütlesi aşağıdaki şekilde olacaktır:

$$\dot{M}_{Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}},*+} = m_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}} \int_0^t \mathrm{d}t' \dot{M}_* \left(t'\right) \Psi \left(t - t'\right). \tag{2.21}$$

Bu denklemi süpernova Tip Ia'lar tarafından üretilecek toplam artık $p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}$ cinsinden yazabilmek için öncelikle toplam artığı $p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}} = m_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}} \int_0^{14\mathrm{Gyr}} \mathrm{d}\Delta t \Psi(\Delta t)$ şeklinde tanımlamalıyız.

DYD fonksiyonunu üstel olarak dikkate aldığımızda integralimizi 14 Gyr'ın ötesine götürebilme imkanımız olmaktadır. Bununla birlikte Denklem 2.21 tekrar düzenlendiğinde;

$$\dot{M}_{Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}},*+} = p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}} \left\langle \dot{M}_* \right\rangle (t), \tag{2.22}$$

olacaktır. Burada $\left\langle \dot{M}_* \right\rangle (t)$ DTD üzerinden ortalama alınmış yıldız oluşum oranıdır ve aşağıdaki şekilde hesaplanmaktadır:

$$\left\langle \dot{M}_* \right\rangle (t) = \frac{\int_0^t \mathrm{d}t' \dot{M}_* (t') \Psi (t - t')}{\int_0^\infty \mathrm{d}t' \Psi (t')}. \tag{2.23}$$

Tam anlamıyla Tip Ia süpernovaları tarafından üretilen demir kütlesinin zamanla evrimini anlayabilmek için yıldız oluşumu tarafından ortamdan eksiltilen miktarın da denkleme eklenmesi gerekmektedir. Bu ekleme yapıldığında $\dot{M}_{Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}}$ aşağıdaki gibi hesaplanacaktır:

$$\dot{M}_{Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}} = p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}} \left\langle \dot{M}_* \right\rangle (t) - Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}} \dot{M}_*. \tag{2.24}$$

Yukarıdaki denklemi bilmek için yıldız oluşum geçmişini bilmemiz gerekmektedir. Bölüm 2.2.2.'de bahsedildiği üzere Kapalı Kutu Modeli ne kadar gazın yıldıza dönüştüğünü modelleyebilmektedir. Bu sebeple yıldız oluşum geçmişini daha iyi modelleyebilmek ve $Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}$ değerini analitik olarak bulabilmek için daha önce de tanımladığımız yıldız oluşum etkinliği zaman ölçeğini, $\tau_*$, kullanmak bu durum için de uygun olacaktıdır. Yıldız oluşum etkinliğini Bölüm 2.2.2.'de aşağıdaki gibi tanımlanmıştır:

$$\tau_* = \frac{M_g}{\dot{M}_*}. \tag{2.25}$$

Aynı şekilde gazın değişimi,

$$M_g(t) = M_g(0)\exp\left(-t/\tau_*\right), \tag{2.26}$$

şeklinde tanımlanmış olup, bu ikisi ile birlikte hatırlanacağı üzere yıldız oluşum geçmişi

$$\dot{M}_*(t) = \frac{M_g(0)}{\tau_*}\exp\left(-t/\tau_*\right), \tag{2.27}$$

denklemi ile Bölüm 2.2.2.'de tanımlanmıştır. Daha önce de bahsettiğimiz üzere gecikme zamanı dağılımını yani DTD'yi üstel olarak tanımladığımızda;

$$\Psi(\Delta t) \propto \exp\left(-\left[\Delta t - \Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}\right]/\tau_{\rm Ia}\right), \quad \Delta t > \Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}, \tag{2.28}$$

şeklinde olacaktır. Burada $\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min} = 50$ Myr olup, yıldız oluşumundan sonra süpernova Tip Ia oluşacak en kısa zaman aralığını ifade etmektedir. Bunları da dikkate aldığımızda DTD varsayımı altında ortalama yıldız oluşum tarihi aşağıdaki şekilde çözümlenecektir:

$$\begin{aligned}
\left\langle \dot{M}_* \right\rangle (t) =& \frac{M_g(0)}{\tau_*\tau_{\rm Ia}} \int_0^{t-\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}} {\rm d}t' \exp\left(-t'/\tau_*\right) \exp\left(-\left[t - t' - \Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}\right]/\tau_{\rm Ia}\right) \\
=& \frac{M_g(0)}{\tau_*\tau_{\rm Ia}} e^{-\frac{t-\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}}{\tau_{\rm Ia}}} \int_0^{t-\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}} {\rm d}t' e^{t'/\tau^{\sim}} \\
=& \frac{M_g(0)}{\tau_*} \frac{\tau^{\sim}}{\tau_{\rm Ia}} e^{-\frac{t-\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}}{\tau_{\rm Ia}}} \left(e^{\frac{t-\Delta^{\rm Ia}_{min}}{\tau^{\sim}}} - 1\right) \\
=& \dot{M}_*(t) \frac{\tau^{\sim}}{\tau_{\rm Ia}} e^{\Delta^{\rm Ia}_{\rm min}/\tau_*} \left[1 - \exp\left(-\frac{t - \Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}}{\tau^{\sim}}\right)\right].
\end{aligned} \tag{2.29}$$

Yukarıdaki denklemde $\tau^{\sim}$, $\tilde{\tau^{-1}} = \tau_{\rm Ia}^{-1} - \tau_*^{-1}$ eşitliği ile tanımlanmıştır. Yukarıdaki ifade

Denklem 2.24'te yazıldığında ifadenin çözümlenmiş hali aşağıdaki gibi olacaktır:

$$\dot{M}_{Z_{\rm Fe}^{\rm Ia}} = \left\{ p_{\rm Fe}^{\rm Ia} \frac{\tau^{\sim}}{\tau_{\rm Ia}} e^{\Delta t_{\rm min}^{\rm Ia}/\tau_*} \left[ 1 - \exp\left( -\frac{t - \Delta t_{\rm min}^{\rm Ia}}{\tau^{\sim}} \right) \right] - Z_{\rm Fe}^{\rm Ia} \right\} \dot{M}_* \,. \tag{2.30}$$

Bu ifade ile birlikte $\dot{Z}_{\rm Fe}^{\rm Ia}$ ifadesi aşağıdaki gibi olacaktır:

$$\dot{Z}_{\rm Fe}^{\rm Ia} = -p_{\rm Fe}^{\rm Ia} \frac{\tau^{\sim}}{\tau_{\rm Ia}} e^{\Delta t_{\rm min}^{\rm Ia}/\tau_*} \left[ 1 - \exp\left( -\frac{t - \Delta t_{\rm min}^{\rm Ia}}{\tau^{\rm Ia}} \right) \right] \frac{\dot{M}_g}{M_g}. \tag{2.31}$$

Yukarıdaki ifadede $t' = 0$'dan $t' = t$ anına kadar $\dot{M}_g/M_g = -1/\tau_*$ ve $t = \Delta t_{\rm min}^{\rm Ia}$ anına kadar $Z_{\rm Fe}^{\rm Ia} = 0$ varsayımı altında iki tarafın da integralini alırsak, $t > \Delta t_{\rm min}^{\rm Ia}$ için,

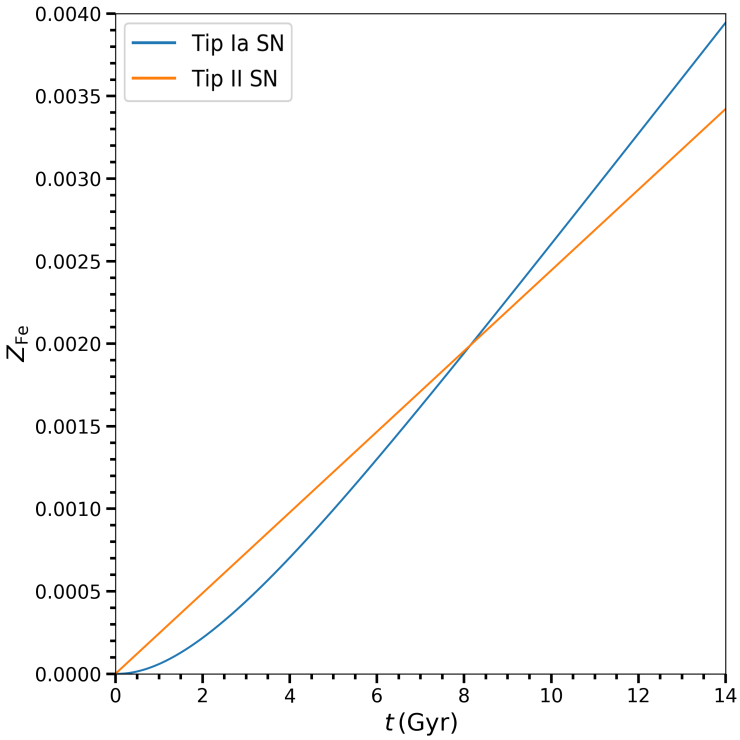
$$Z_{\rm Fe}^{\rm Ia} = p_{\rm Fe}^{\rm Ia} \frac{\tau^{\sim}}{\tau_{\rm Ia}\,\tau_*} e^{\Delta t_{\rm min}^{\rm Ia}/\tau_*} \left\{ t - \Delta t_{\rm min}^{\rm Ia} - \tau^{\sim} \left[ 1 - \exp\left( -\frac{t - \Delta t_{\rm min}^{\rm Ia}}{\tau^{\sim}} \right) \right] \right\}, \tag{2.32}$$

elde ederiz.

Güneş civarındaki bolluk dağılımına bu modelli uygulayabilmek için $\tau_*$ ve $\tau_{Ia}$ değerlerini tanımlamamız gerekmektedir. DTD'yi tekli bir üstel ifade ile temsil etmek için $\tau_{Ia} = 1.5$ Gyr kullanmak yeterli olacaktır. Kapalı Kutu Modeli için günümüzdeki gaz ve yıldız kütlesi oranı $M_g(t)/M_g(0) = e^{-t/\tau_*}$ ile ifade edilmektedir. Bu değerin günümüz için 0.1 olduğu bilindiğinden, bu durumda Kapalı Kutu Modeli için $\tau_* \approx 4.5$ Gyr olacaktır. Tip Ia ve Tip II süpernovaları tarafından üretilen demir miktarının zamanla nasıl değiştiğini karşılaştırmak için $p = p_{\rm Fe}^{\rm II} \approx 0.0011$ olmak üzere $Z_{\rm Fe}^{\rm II}$ Denklem 2.13 ile hesaplanacaktır.

Süpernova tiplerinin Geciken Kapalı Kutu Modeline göre zamanla ürettiği demir miktarı **Şekil 2.7**'de gösterilmiştir. Görüldüğü üzere Tip Ia süpernovaları belli bir süre Tip II süpernovalarına göre az miktarda demir üretirken, durum eşitlendikten sonra çok daha fazla katkı sağlamaktadır.

Geciken Kapalı Kutu Modelinin tahminlerini iyice sınamak ve değerlendirmek için oksijenin




**Şekil 2.7**: Süpernova türlerine göre $Z_{Fe}$ değerinin zamana bağlı değişimi.

ve demirin göreceli bolluklarını değerlendirmemiz gerekmektedir. Bunun için öncelikle oksijenin zamanla üretimini aynı demir için olduğu gibi hesaplamamız gerekmektedir. $Z_O$ değerini hesaplarken artık olarak $p_{\mathrm{O}}^{\mathrm{II}} \approx 0.016$ (Chieffi ve Limongi, 2004) değerini ve oksijenin sadece Tip II süpernovası tarafından üretildiği varsayımını kullanacağız. $Z_{Fe}$ değerini hesaplarken her iki süpernovadan gelen katkıyı toplayacağız ($Z_{\mathrm{Fe}} = Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{II}} + Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}$). DTD için ise Bölüm 2.2.5.'te anlatılan Maoz ve diğ. (2014) tarafından önerilmiş ikili üstel yaklaşımı kullanacağız. Bu durumda demir bolluğu $Z_{\mathrm{Fe}} = Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{II}} + Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia},1} + Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia},2}$ formülü ile hesaplanacak olup, $Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia},i}$ hangi üstel ifadeden geldiğini belirtmektedir. Gözlemsel bakımdan bolluk ve bolluk oranı değerleri Güneş bolluğuna göre normalize edilerek logaritmik olarak ifade edilmektedir. Bu sayede bolluk değerleri hem Güneş'i referans noktası kabul eder hem de elementin toplam kütlesi yerine yıldız içindeki atom sayısıyla ağırlıklanarak ifade edilmiş olur. Örneğin gözlemsel demir bolluğu değeri $[\mathrm{Fe/H}]$ aşağıdaki şekilde hesaplanırken:

$$[\mathrm{Fe/H}] = \log_{10}\left(\frac{N_{\mathrm{Fe}}/N_{\mathrm{H}}}{N_{\mathrm{Fe},\odot}/N_{\mathrm{H},\odot}}\right), \tag{2.33}$$

gözlemsel oksijenin demire oranı $[\mathrm{O/Fe}]$,

$$[\mathrm{O/Fe}] = \log_{10}\left(\frac{N_{\mathrm{O}}/N_{\mathrm{Fe}}}{N_{\mathrm{O},\odot}/N_{\mathrm{Fe},\odot}}\right) = [\mathrm{O/H}] - [\mathrm{Fe/H}]\,, \tag{2.34}$$

şeklinde hesaplanır.

Güneş'teki herhangi bir elementin logaritmik bolluk değerini hidrojene göre ölçeklendirerek logaritmik olarak hesaplayabiliriz. Hidrojenin Güneş'teki atom sayısı $10^{12}$ olup herhangi bir elemente ait atom sayısı $x = 12 + \log_{10}(\mathrm{X/H})$ şeklinde hesaplanırken, bunu kütle dağılımına göre logaritmik halde ifade ettiğimizde aşağıdaki şekilde olacaktır:

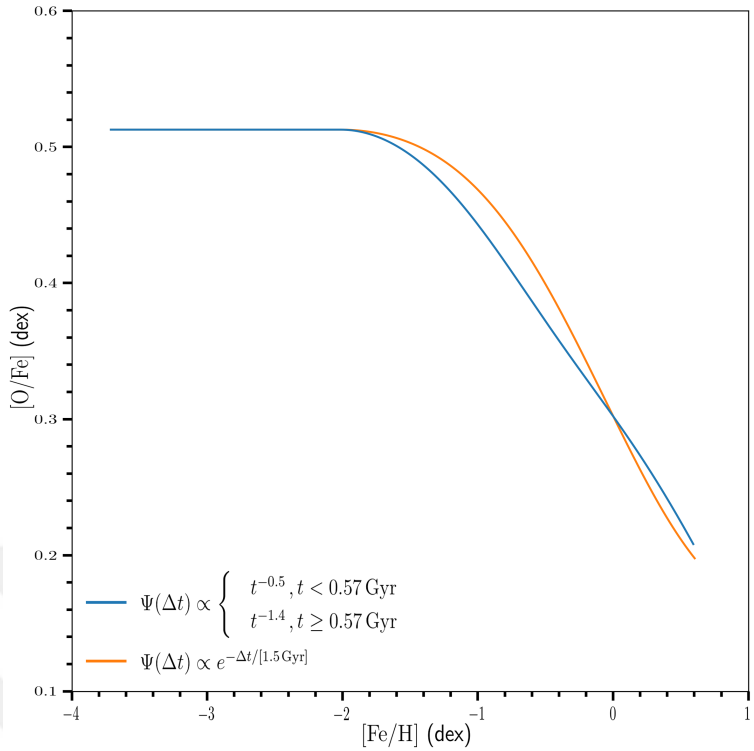
$$\log_{10} Z_{\mathrm{X},\odot} = x_i - 12 + \log_{10}\mu + \log_{10} 0.71\,. \tag{2.35}$$

Denklem 2.35 ile verilen $\mu$ X elementine ait atomik ağırlık değerini ifade ederken, 0.71 değeri hidrojenin Güneş için kütlesel oranıdır. Demirin atomik ağırlığı 55.85 ve Güneş için bolluğu $x_{Fe} = 7.5$ iken, oksijenin atom ağırlığı 16, Güneş için bolluk değeri $x_O = 8.69$ (Asplund ve diğ., 2009) olduğuna göre, bu iki elementin logaritmik Güneş bolluğu aşağıdaki gibi olacaktır:

$$\begin{aligned} \log_{10} Z_{\mathrm{Fe},\odot} &= -2.90\,, \\ \log_{10} Z_{\mathrm{O},\odot} &= -2.25\,. \end{aligned} \tag{2.36}$$

Güneş'e ait logaritmik oksijen ve demir bolluğu değerlerini elde ettikten sonra gözlemsel değerlere $[\mathrm{X/H}] = \log_{10} Z_{\mathrm{X}} - \log_{10} Z_{\mathrm{X},\odot}$ denklemini kullanarak kolaylıkla geçebiliriz.

**Şekil 2.8** incelendiğinde görülmektedir ki düşük $[\mathrm{Fe/H}]$ değerleri için $[\mathrm{O/Fe}]$ bolluğu değeri sabittir ve adeta bir plato oluşturmuştur. Bunun sebebi erken dönemlerde demirin sadece Tip II süpernovalarıyla üretilmesinden kaynaklanmasıdır. Aynı şekilde, model göre oksijen sadece Tip II süpernovalarıyla üretildiği için göreceli bolluk oranı, Tip II süpernovalarında




**Şekil 2.8**: DTD için ikili üstel yaklaşım kullanıldığında Geciken Kapalı Kutu Modelinin öngördüğü gözlemsel [Fe/H]-[O/Fe] dağılımı.

üretilen oksijen ve demirin artık oranına eşit olarak Tip Ia süpernovaları sayıca artana kadar sabit kalmaya devam etmiştir. Tip Ia süpernovaları demir oluşumuna katkı sağlamaya başladıktan sonra plato kırılmış ve demir oksijene baskın hale gelmiştir. Grafik iki farklı DTD modeli için incelendiğinde ikili üstel modelin tekli modele göre daha hızlı zenginleşme sağladığı dikkat çekmektedir.

### 2.2.7. Geciken Sızdıran Kutu Modeli

Galaksiler Kapalı Kutu Modelinin varsaydığı gibi kapalı sistemler değildirler. Büyük kütleli yıldızlar Tip II süpernovalarıyla çevrelerindeki bulutu galaksiden dışarı atabilmektedirler. Aynı şekilde galaksiler de çevrelerindeki intergalaktik gazdan beslenerek kendi yıldız oluşumlarına yakıt oluşturabilmektedirler (Heckman ve diğ., 1990; Shapley ve diğ., 2003; Weiner ve diğ., 2009).

Kapalı Kutu Modeline gaz kaybını ve gecikme zamanı dağılımını eklediğimizde Geciken Sızdıran Kutu Modelini elde etmekteyiz. Bu model sistemden dışarı atılan gazın oranını $\eta$ ile gösterirken, bu parametreye dışa atım etkinliği ya da kütle kaybı kesiri denilmektedir ve

aşağıdaki formülle tanımlanmaktadır:

$$\dot{M}_{\text{outflow}} = \eta \dot{M}_{*} . \tag{2.37}$$

Aynı zamanda büyük kütleli yıldızlar yıldız rüzgarlarıyla kütle kaybederek, doğdukları bolluktaki gazı çevrelerine yaşamları boyunca geri bırakırlar. Buna geri dönüşüm kesiri denir ve $r$ ile gösterilir. Yıldız rüzgarlarıyla ortama geri dönen gazın kütlesi aşağıdaki formülle hesaplanır:

$$\dot{M}_{\text{recycle}} = -r \dot{M}_{*} . \tag{2.38}$$

Geri dönüşen gazı ve dışarı atılan gazı hesaba kattığımızda Kapalı Kutu Modeli için sabit $\eta$ varsayımı altında yıldız oluşum denklemi aşağıdaki gibi olacaktır:

$$\begin{aligned} \dot{M}_{g} &= -\dot{M}_{*} - \dot{M}_{\text{outflow}} + \dot{M}_{\text{recycle}} \\ &= -(1 + \eta - r)\dot{M}_{*} . \end{aligned} \tag{2.39}$$

Elementçe zenginleşen gazın kütlesinin değişimi yukarıdaki şartlarda aşağıdaki gibi yeniden yazılabilecektir:

$$\begin{aligned} \dot{M}_{Z} &= (p - Z)\dot{M}_{*} - Z\dot{M}_{\text{outflow}} + Z\dot{M}_{\text{recycle}} \\ &= (p - Z - \eta Z + rZ)\dot{M}_{*} \end{aligned} \tag{2.40}$$

Gazın zenginleşmesini yıldız oluşumu cinsinden ifade edersek;

$$\dot{M}_Z = -\frac{(p - Z - \eta Z + rZ)}{(1 + \eta + r)}\dot{M}_g\,, \tag{2.41}$$

ve bu denklemi Z cinsinden tekrar düzenlediğimizde,

$$\dot{Z} = -p'\frac{\dot{M}_g}{M_g}\,, \tag{2.42}$$

denklemini elde ederiz. Burada $p'$ efektif artık olup, $p' = p/(1 + \eta - r)$ şeklinde hesaplanmaktadır. Bu ifadede geri dönüşüm kesri ihmal edilebilir değildir, çünkü yapılan çalışmalar göstermiştir ki büyük kütleli yıldızlar yıldız rüzgarlarıyla yaşamları boyunca kütlelerinin % 40'ını ortama geri bırakmaktadırlar (Weinberg ve diğ., 2017). Şu ana kadar Kapalı Kutu Modeline gecikme zamanı dağılımını eklemediğimiz için, modelin bu hali Sızdıran Kutu Modeli olarak bilinen ve IRA varsayımını kullanan başka bir modeldir.

Sızdıran Kutu Modeline sabit yıldız oluşum etkinliğini, $\tau_* = M_g/\dot{M}_*$ eklediğimizde, gaz kütlesinin değişimi aşağıdaki gibi olacaktır:

$$\dot{M}_g = -(1 + \eta - r)\frac{M_g}{\tau_*}\,, \tag{2.43}$$

bu denklem çözüldüğünde gazın zamana bağlı değişimi;

$$M_g(t) = M_g(0)e^{-t/\tau_{\rm dep}}\,, \tag{2.44}$$

şeklinde ifade edilebilir. Burada $\tau_{dep}$ tükenme zaman ölçeği (depletion timescale) olup, $\tau_{\rm dep} = \tau_*/(1 + \eta - r)$ denklemi ile tanımlanmaktadır. Bu denklemi yıldız oluşum oranı

cinsinden yazacak olursak aşağıdaki ifadeyi elde ederiz:

$$\dot{M}_*(t) = \frac{M_g(0)}{\tau_*} e^{-t/\tau_{\rm dep}} \,. \tag{2.45}$$

Yukarıdaki yıldız oluşum oranı DTD varsayımı altında ortalama yıldız oluşum oranı şeklinde tanımlanabilir. Bu yapıldığında Denklem 2.29'da $\tau^{\sim}$, $\tilde{\tau^{-1}} = \tau_{\rm Ia}^{-1} - \tau_{dep}^{-1}$ eşitliği geçerli olacaktır. Bunlarla birlikte Tip Ia süpernovaları tarafından üretilen demir kütlesini aşağıdaki denklem ile ifade edebiliriz:

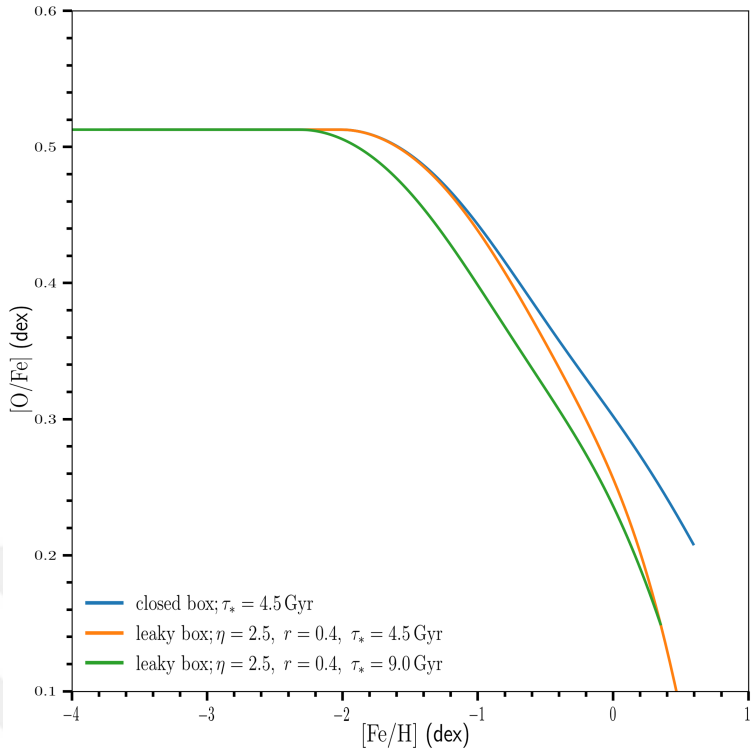
$$\dot{M}_{Z_{\rm Fe}^{\rm Ia}} = p_{\rm Fe}^{\rm Ia} \langle \dot{M}_* \rangle (t) - (1 + \eta - r) Z_{\rm Fe}^{\rm Ia} \dot{M}_* \,. \tag{2.46}$$

Yukarıda tanımlananlarla birlikte Tip II süpernovaları tarafından üretilecek elementler Bölüm 2.2.6.'da verilen denklemlerle tanımlanırken, değişen tek durum artık yerine efektif artığın kullanılması olacaktır. Bu model için yukarıda anlatılan denklemler ele alındığında modelin farklı parametre değerleri için öngöreceği [Fe/H]-[O/Fe] dağılımı **Şekil 2.9**'da gösterildiği şekilde olacaktır.

**Şekil 2.9**'da görüldüğü üzere Geciken Sızdıran Kutu Modeli özünde Kapalı Kutu Modelinden daha düşük bir [Fe/H] bolluğu beklemektedir. Bunun sebebi efektif artığın her zaman artık değerinden küçük olmasıdır. Aynı zamanda şekilden anlaşıldığı üzere yıldız oluşum etkinliği oksijen üzerinde demirden daha etkilidir.

### 2.2.8. Geciken Yığılan Kutu Modeli

Galaksiler sistemlerinden gazı dışarı atmalarının yanı sıra çevrelerindeki intergalaktik ortamdan ilkel gazı sistemlerine katmaktadırlar. Bu tarz bir gaz akışını tespit etmek zor olsa da, yüksek hızlı gaz bulutlarının Galaksimize doğru düştüğü gözlemlenebilmiştir (Oort, 1970). Kozmolojik simülasyonlar bir çok galaksinin bu tarz bir gaz akışı yaptığını ve bu gaz yığılmasının yıldız oluşumunun en temel parçası olduğunu göstermiştir (Dekel ve diğ., 2009). Galaktik kimyasal evrim modelleri bu tarz gaz yığılmasını uzun süredir dikkate




**Şekil 2.9**: Geciken Sızdıran Kutu Modelinin öngördüğü gözlemsel [Fe/H]-[O/Fe] dağılımı.

almaktadır (Larson, 1972; Tinsley, 1974).

Modelimize yığılan bir gaz akıntısını eklemek için zaman içerisinde sabit miktarda gazın sisteme girdiğini varsayalım. Bu durumda gazın zamanla değişimi sıfır olacaktır ($\dot{M}_g = 0$). Bu sayede yıldızı oluşturan gaz ve sistemden atılan gaz dengelenerek tüm zaman boyunca toplam gaz kütlesi aynı olacaktır ($M_g(t) = M_g(0)$). Bununla birlikte, yıldız oluşum etkinliğinin sabit olduğu durumda yıldız oluşum oranı da sabit olacak ve aşağıdaki ifade ile hesaplanacaktır:

$$\dot{M}_* = \frac{M_g}{\tau_*}\,. \tag{2.47}$$

Sabit yıldız oluşum oranı söz konusu olduğunda tekil üstel DTD için ortalama yıldız oluşum

oranı aşağıdaki şekilde ifade edilebilir:

$$\begin{aligned}\left\langle \dot{M}_* \right\rangle (t) &= \frac{M_g}{\tau_* \tau_{\rm Ia}} \int_0^{t-\Delta^{\rm Ia}_{\rm min}} {\rm d}t' \exp\left(-\left[t-t'-\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}\right]/\tau_{\rm Ia}\right) \\ &= \frac{M_g}{\tau_*}\left[1-\exp\left(-\frac{t-\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}}{\tau_{\rm Ia}}\right)\right]\end{aligned} \tag{2.48}$$

Tip Ia süpernovaları tarafından üretilen demir kütlesi denklemine yukarıdaki ortalama yıldız oluşum oranı ile birlikte sistemden çıkan gazı ve yıldız rüzgarlarının etkisiyle geri dönüşen gazı eklediğimizde aşağıdaki denklemi elde ederiz:

$$\dot{M}_{Z^{\rm Ia}_{\rm Fe}} = \left\{ p^{\rm Ia}_{\rm Fe}\left[1-\exp\left(-\frac{t-\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}}{\tau_{\rm Ia}}\right)\right] - (1+\eta-r)\, Z^{\rm Ia}_{\rm Fe} \right\} \frac{M_g}{\tau_*}\,. \tag{2.49}$$

Sistemdeki gaz kütlesi sabit, $\dot{M}_g = 0$, olduğu için yukarıdaki ifadeyi yeniden düzenlediğimizde aşağıdaki gibi olacaktır:

$$\tau_* \dot{Z}^{\rm Ia}_{\rm Fe} + (1+\eta-r)\, Z^{\rm Ia}_{\rm Fe} = p^{\rm Ia}_{\rm Fe}\left[1-\exp\left(-\frac{t-\Delta t^{\rm Ia}_{\rm min}}{\tau_{\rm Ia}}\right)\right]. \tag{2.50}$$

Denklem 2.50 integrasyon çarpanı yöntemiyle rahatlıkla çözülebilir. Bu yöntemi kullanmak için öncelikle aşağıdaki integrasyon çarpanını belirlemeliyiz:

$$\gamma(t) = \int_0^t {\rm d}t' \, \frac{1+\eta-r}{\tau_*} = \frac{t}{\tau_{\rm dep}}\,, \tag{2.51}$$

Bu integrasyon çarpanı ile birlikte Denklem 2.50 yeniden düzenlenirse,

$$\frac{\mathrm{d}\left(e^{\gamma(t)}\, Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}\right)}{\mathrm{d}t} = e^{\gamma(t)}\, \frac{p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}}{\tau_*}\, \left[1 - \exp\left(-\frac{t-\Delta t_{\mathrm{min}}^{\mathrm{Ia}}}{\tau_{\mathrm{Ia}}}\right)\right], \tag{2.52}$$

elde edilir ve bu ifadenin integrasyonu sonucunda;

$$\begin{aligned} Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}(t) &= e^{-t/\tau_{\mathrm{dep}}} \int_{\Delta t_{\mathrm{min}}^{\mathrm{Ia}}}^{t} \mathrm{d}t'\, e^{t'/\tau_{\mathrm{dep}}}\, \frac{p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}}{\tau_*}\, \left[1 - \exp\left(-\frac{t'-\Delta t_{\mathrm{min}}^{\mathrm{Ia}}}{\tau_{\mathrm{Ia}}}\right)\right] \\ &= \frac{p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{Ia}}}{1+\eta-r}\, \left[1 - \exp\left(-\frac{t-\Delta t_{\mathrm{min}}^{\mathrm{Ia}}}{\tau_{\mathrm{dep}}}\right)\right. \\ &\qquad \left. + \frac{\tilde{\tau}}{\tau_{\mathrm{dep}}} \left\{\exp\left(-\frac{t-\Delta t_{\mathrm{min}}^{\mathrm{Ia}}}{\tau_{\mathrm{Ia}}}\right) + \exp\left(-\frac{t-\Delta t_{\mathrm{min}}^{\mathrm{Ia}}}{\tau_{\mathrm{dep}}}\right)\right\}\right], \end{aligned} \tag{2.53}$$

ifadesi elde edilir. Burada $\tau^{\sim}$, $\tilde{\tau^{-1}} = \tau_{\mathrm{Ia}}^{-1} - \tau_{dep}^{-1}$ olup $t > \Delta t_{\mathrm{min}}^{\mathrm{Ia}}$ şartı geçerlidir.

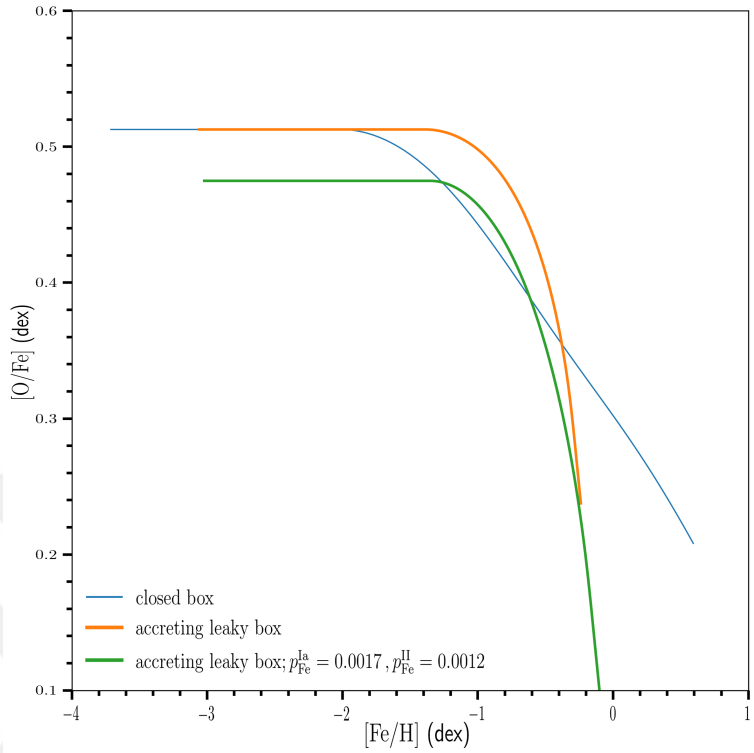
Tip Ia süpernovaları için demir üretiminini Denklem 2.53 üstünden limit alarak basitçe elde edebiliriz. Tip II süpernovası için limit $\tau_{\mathrm{Ia}} \to 0$ ve $\Delta t_{\mathrm{min}}^{\mathrm{Ia}} \to 0$ olduğu durumda $\tilde{\tau} \to \tau_{\mathrm{Ia}} \to 0$ olacağı için demir üretim denklemi aşağıdaki şekilde yazılabilir:

$$Z_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{II}}(t) = \frac{p_{\mathrm{Fe}}^{\mathrm{II}}}{1+\eta-r}\, \left[1 - e^{-t/\tau_{\mathrm{dep}}}\right]. \tag{2.54}$$

Bu modelden Güneş civarındaki bolluk dağılımını elde etmek için $\tau_*$ ve $\eta$ parametrelerini belirlememiz gerekmektedir. Bilindiği üzere geri dönüşüm kesri $r = 0.4$'tür. Gözlemsel olarak biliyoruz ki $M/M_g = 10 \approx M_*/M_g = t/\tau_*$ eşitliği Güneş 4.5 Gyr yaşında olduğu için Galaksi yaklaşık 10 Gyr yaşındayken sağlanmaktaydı. Bu sebeple Güneş civarı için $t = 10$ Gyr olup $\tau_* = 1$ Gyr değeri kabul edilmelidir.

Güneş civarı için oksijen bolluğu daha önce de belirtildiği üzere $Z_{\mathrm{O},\odot} = 0.0056$'dır. Denklem 2.54, $\tau_* = 1$ ve $p_{\mathrm{O}}^{\mathrm{II}} = 0.016$ değerleri kabul edilerek $Z_{\mathrm{O},\odot}$ için çözüldüğünde üstel terim neredeyse sıfır olacağı için $\eta \approx p_{\mathrm{O}}^{\mathrm{II}}/Z_{\mathrm{O},\odot} - 1 + r \approx 2.25$ olarak bulunur. Bu bilgiler ve farklı

artık değerleri için modelin öngördüğü [Fe/H]-[O/Fe] dağılımı **Şekil 2.10**'da gösterilmiştir.




**Şekil 2.10**: Geciken Yığılan Kutu Modelinin Güneş civarı için öngördüğü gözlemsel [Fe/H]-[O/Fe] dağılımı.

Görüldüğü üzere Kapalı Kutu Modelinden çok farklı bir model elde ettik. Bununla birlikte farklı artık değerleri de modelin gidişatını ve başlangıç değerini önemli ölçüde etkilemektedir.

### 2.2.9. İkili Çökme Modeli

İkili çökme (two-infall) modeli ilk olarak Chiappini ve diğ. (1997) tarafından önerilmiştir. Bu model yukarıda anlatılanlardan farklı olarak Galaksi için tek bir oluşum dönemi önermez. İki farklı zaman ölçeğinde farklı hızlarda iki farklı çökme dönemi önerir. Aynı zamanda bu ikili çökme dönemiyle birlikte G cüce problemine kendi içerinde bir çözüm bulmuş olur. İkili Çökme Modelini diğer modellerden ayıran başka bir fark ise yıldız oluşumunun devam etmesi için belli bir limit gaz miktarının ortamda olması gerektiğini savunmasıdır. Bu limit değer aynı zamanda iki oluşum döneminin modellenmesini sağlayan temel kabuldür. Bu çökme dönemlerinin ilki diğerine göre kısa bir zaman ölçeğinde Galaksimizin halosunun, şişkin bölgesinin ve kalın diskin oluştuğunu söyler. Bu oluşum dönemi bittiğinde ise ikinci çökme döneminde ince diskin ilkine göre daha uzun bir zaman ölçeğinde

oluştuğu varsayımında bulunur. Bununla birlikte bulutun içten dışa doğru çöktüğünü ve bu sebeple Galaksimizin iç tarafının dış kenarına göre metalce daha zengin olması gerektiğini savunarak, disk boyunca bir metal bolluğu elementi gradyentini öngörür.

Modelin temel denklemi Geciken Yığılan Kutu Modeli ile benzerlik göstermektedir. Fark olarak iki çökmeli yığılma denklemini ikili eksponansiyel bir fonksiyonla tanımlayarak, iki çökme zamanı tanımlamaktadır. İkili Çökme Modelinin galaksi merkezinden olan uzaklığa($r$) ve zamana($t$) bağlı $i$ elementinin değişimini tanımlayan temel denklemi aşağıdaki gibidir:

$$\begin{aligned}\dot{G}_i(t) = &-\psi(r,t)Z_i(r,t) + \int_{M_{\rm L}}^{M_{{\rm B}m}} \psi\left(t-\tau_m\right) Q_{mi}\left(t-\tau_m\right) \phi(m)\mathrm{d}m \\ &+ A_{Ia} \int_{M_{{\rm B}m}}^{M_{\rm BM}} \phi\left(M_{\rm B}\right) \left[\int_{\mu_m}^{0.5} f(\mu)\psi\left(t-\tau_{m_2}\right) Q_{m_i}^{\rm SNIa}\left(t-\tau_{m_2}\right)\mathrm{d}\mu\right] \mathrm{d}M_{\rm B} \\ &+ \left(1-A_{Ia}\right) \int_{M_{{\rm B}m}}^{M_{\rm BM}} \psi\left(t-\tau_m\right) Q_{mi}\left(t-\tau_m\right) \phi(m)\mathrm{d}m \\ &+ \int_{M_{\rm BM}}^{M_U} \psi\left(t-\tau_m\right) Q_{mi}\left(t-\tau_m\right) \phi(m)\mathrm{d}m \\ &+ Z_{A_i} A(r,t).\end{aligned} \tag{2.55}$$

Yukarıda Denklem 2.55'da verilen denklemde $\dot{M}_{Z_i} = \dot{G}_i(t)$ olarak ifade edilmiştir. Aynı denklem içerisinde yıldız oluşum oranı (SFR, $\psi(r,t)$) Schmidt-Kennicutt (Schmidt, 1959; Kennicutt, 1989, 1998) yasası olarak bilinen aşağıdaki denklem ile tanımlanmıştır:

$$\psi(t) = \nu\sigma_{\rm g}(t)^k. \tag{2.56}$$

Yukarıdaki Denklem 2.56'da verilen $\nu$ yıldız oluşum etkinliğini (SFE), $\sigma_{\rm g}$ gazın yüzey yoğunluğunu ifade ederken, $k = 1.4 \pm 0.15$ olarak tanımlanmaktadır. Bu denklem literatürde iyi bilinen ve kabul gören bir yıldız oluşum oranı denklemidir.

Denklem 2.55'te verilen ikinci terim, yaşamlarını beyaz cüce olarak sonlandıran yıldızların ölümleri sonrası yıldızlar arası ortamı zenginleştirmesini ($R_{WD}$) tanımlar. Üçüncü terim Tip

Ia süpernovası geçiren çift sistemlerin katkısını ($R_{Ia}$), dördüncü terim Tip Ia geçirmeyen çift sistemlerin katkısını ($R_B$) tanımlar. Beşinci terim ise Tip II süpernovası geçiren yüksek kütleli tek yıldızların yıldızlar arası ortamı zenginleştirmesini($R_{II}$) tanımlar.

$R_{WD}$ ile verilen küçük kütleli yıldızların katkısını tanımlayan integralde $M_L$ kimyasal evrime katkı yapabilen en küçük kütleli yıldızı tanımlar ve değeri 0.8 $M_\odot$'dir. $M_{Bm}$ ise yaşamını beyaz cüce olarak sonlandıracak ve Tip II süpernovası geçirmeyecek en yüksek kütleyi tanımlar ve değeri 8 $M_\odot$'dir. $\phi(m)$, Denklem 2.55'te Başlangıç Kütle Fonksiyonunu (IMF) ifade etmektedir. IMF için, Chiappini ve diğ. (1997)'nin çalışmasında Scalo (1986) tarafından verilen zamandan bağımsız fonksiyon tercih edilmiştir.

Denklem 2.55'te tanımlanan $Q_{m_i}$, oluşum matrisi olarak isimlendirilmektedir (Talbot ve Arnett, 1973). Bu terim yıldızların kütlesine göre öldüklerinde *i* elementince ortamı ne kadar zenginleştireceğini, artık miktarını, tanımlar. $\tau_m$ yıldızların kütlelerine bağlı olarak yaşam sürelerini tanımlar ve Chiappini ve diğ. (1997)'nin çalışmalarında Maeder ve Meynet (1989) tarafından verilen $\tau_m$ denklem takımı kullanılmıştır.

$R_{Ia}$ terimine ait denklemdeki $A_{Ia}$ Tip Ia süpernovası geçirme katsayısını tanımlar ve değeri 0.05'tir. Burada $M_2$ ikincil kütleyi, $M_B$ sistemin toplam kütlesini tanımlarken, sistemin kütle oranı $\mu = M_2/M_\mathrm{B}, \mu_\mathrm{m} = \max\left[M_2(t)/M_\mathrm{B}, (M_\mathrm{B} - 0.5M_\mathrm{BM})/M_\mathrm{B}\right]$ ile ifade edilir. Burada çift sistemin sahip olabileceği en küçük kütle $M_\mathrm{Bm} = 3M_\odot$, en yüksek kütle $M_\mathrm{BM} = 16M_\odot$ olarak kabul edilir. Son olarak $f(\mu)$ terimi çift yıldızın kütle oranının dağılım fonksiyonudur ve $\gamma = 2$ olmak üzere aşağıdaki denklem ile ifade edilir:

$$f(\mu) = 2^{1+\gamma}(1+\gamma)\mu^\gamma. \tag{2.57}$$

Denklem 2.55'te verilen son terim modelin temel varsayımı olan ikili çökmeyi ifade eden yığılma terimidir ve aşağıdaki denklem ile tanımlanmıştır:

$$A(r,t) = a(r)\mathrm{e}^{-t/\tau_\mathrm{H}(r)} + b(r)\mathrm{e}^{-(t-t_\mathrm{max})/\tau_\mathrm{D}(r)}. \tag{2.58}$$

Yukarıdaki Denklem 2.58'de çöken gazın bolluğu($Z_{A_i}$) ilkel olarak kabul edilmiştir. Denklem 2.58'de $t_{max} = 1$ Gyr olarak kabul edilip ince diskin maksimum çökme zamanını tanımlarken, $\tau_H = 2$ Gyr olup halo ve kalın diskin oluşum zaman ölçeğini ifade eder. Yine aynı denklemde $\tau_D(r)$ terimi modelin başka bir varsayımı olan içten dışa varsayımını farklı Galaktik yarıçaplar için farklı zaman ölçeği (Matteucci ve Francois, 1989) kullanarak, aşağıdaki denklem yardımıyla tanımlar ve kullanır:

$$\tau_{\mathrm{D}} = 1.033r(\mathrm{kpc}) - 1.267\mathrm{Gyr}. \tag{2.59}$$

Denklem 2.58'de verilen $a(r)$ ve $b(r)$ değerleri sırasıyla halo-kalın disk ve ince diskin yüzey yoğunluk değerlerini ifade eder. Bu iki değer model için Galaksi diskinin gözlemsel kütle yoğunluk değişimine uygun olacak şekilde seçilir. $b(r)$ terimi $t \geq t_{max}$ şartı sağlanmadığı müddetçe sıfır kabul edilir. Modelde Galaksinin yüzey yoğunluk değişimi aşağıdaki denklem ile tanımlanır:

$$\sigma(r) = \sigma_{\mathrm{D}} \mathrm{e}^{-r/r_{\mathrm{D}}}. \tag{2.60}$$

Denklem 2.60 ile verilen Galaksinin merkezden itibaren radyal doğrultuda yüzey yoğunluğu değişimi üstel bir ifadeyle azalmaktadır. Bu ifadede $\sigma_{\mathrm{D}}$ merkezi şişkin bölgenin yüzey yoğunluğunu temsil eder ve modelde değeri 531 $M_{\odot}\, pc^{-2}$ olarak kabul edilmiştir. Bununla birlikte aynı denklemde verilen $r_{\mathrm{D}}$ uzunluk ölçeğini temsil eder ve değeri 3.5 kpc olarak kabul edilmiştir.

## 2.3. GÖKYÜZÜ TARAMALARI

Gökyüzü tarama programları evreni anlamak ve hakkındaki soruları yanıtlamak adına sistematik bir şekilde teleskop ve farklı çeşit gözlem aletleri kullanarak gözlem yapan ve veri toplayan organizasyonlardır. Günümüzde farklı dalgaboyu aralıklarında farklı gözlem aleti ve stratejilerle gözlem yapan tarama programları olsa da ilk örnekleri 18.yy. ortalarına

dayanmaktadır. Charles Messier tarafından hazırlanan *Messier Katalogu* ilk gökyüzü tarama programı olarak verilebilir. Messier'in başlattığı bu kataloglama ve gökyüzünü tanıma projesi devamında Herschel ailesi tarafından devam ettirilmiştir. Herschel ailesi Messier'den farklı olarak yıldız alanlarındaki yıldızları sayarak ilk istatiksel çalışmaları da başlattılar. Bu iki çalışmanın devamında ise günümüzde de halen kullanılan ve ilk modern kataloglar olarak adlandırabileceğimiz iki çalışma New General Catalogue (NGC, Dreyer, 1888) ve Index Catalogue (IC, Dreyer, 1895) John Dreyer tarafından yayınlanmıştır. Teknolojinin gelişmesi ile birlikte farklı gözlemevleri farklı bilimsel soruları yanıtlamak için gözlem stratejileri geliştirerek kendi gökyüzü tarama programlarını yapmaya başlamışlardır. Fakat günümüzdeki taramaların yöntemini belirleyen ilk strateji 20.yy. ortalarında Zwicky ve Baade tarafından Palomar gözlemevine kurulan geniş açılı panoramik gözlem aletleri tarafından gerçekleştirilmiştir (Baade ve Zwicky, 1934). 19.yy. sonlarına doğru teknolojinin gelişmesi ve dijitalleşerek daha kullanışlı ve ulaşılabilir hale gelmesiyle, şu ana kadar yapılmış en büyük çaplı gökyüzü taraması olan Sloan Dijital Gökyüzü Taraması (Sloan Digital Sky Survey, SDSS) ortaya çıkmıştır. Bu tarama bütün gökyüzünü 13.8 kadirden daha parlak nesneler için tarayarak ve gözleyerek elde etttiği veriyle gökyüzü taramalarının önemini ve gerekliliğini tek başına ortaya koymuştur. Günümüzde bu tarama farklı alt kollarda farklı amaçlarla halen devam etmekte ve önemini korumaktadır.

20.yy.'ın sonlarından itibaren günümüze, 21.yy.'a gelindiğinde ise artık taramalar yer tabanlı olmaktan çıkıp uzay tabanlı gökyüzü taramalarına doğru evrilmektedir. İlk örnekleri X-ışın uyduları olarak görülse de en etkili uzay gözlemlerini yapan optik bölgede çalışan Hubble Uzay Teleskobu olmuştur. Hubble ile beraber uzay gözlemevlerinin/teleskoplarının önemi daha iyi anlaşılmış ve yer tabanlı gökyüzü projelerinin yanı sıra Hipparcos, Kepler, TESS, Gaia gibi uzay tabanlı gözlem projeleri sayıca artmaya başlamıştır. SDSS'den sonraki en büyük veri Gaia uydusu tarafından elde edilmiştir. Bu uydunun amacı G bandında 20 kadire kadar olan bütün nesnelerin konum, paralaks, öz hareket gibi astrometrik bilgilerini ölçmektir. Son olarak yayınlanan veri sürümünde 6.1 milyar nesnenin bu bilgilerini elde etmesiyle, uzay tabanlı taramaların önemini tek başına ortaya koymuştur. Görevine devam eden Gaia uydusu gözlemler sonucu Galaksimizde ve çevresinde yakın uzaydaki nesnelerin konum, paralaks, öz hareket bilgilerinin yanı sıra düşük çözünürlüklü tayf çekeriyle bu nesnelere ait kimyasal özellikleri de tespit ederek Galaksimizin oluşumu ve evrimine dair sorulara cevap arayacaktır.

Bu tez çalışmasında kullanılan gökyüzü taramaları hakkındaki bilgiler detaylı bir şekilde aşağıda anlatılmaktadır.

### 2.3.1. APOGEE

APOGEE (Apache Point Observatory Galaxy Evolution Experiment) gökyüzü taraması 1 m çapındaki NMSU (New Mexico State University) Teleskobu, 2.5 m çapındaki du Pont Teleskobu ve 2.5 m çapındaki APO (Apache Point Observatory) Teleskobu'nu kullanarak, Galasimizdeki 13.8 kadirden daha parlak nesnelerin yüksek çözünürlüklü ($R \sim 22,500$) tayfsal gözlemlerini yaparak, Samanyolu'nun kimyasal özelliklerini ortaya çıkarmayı hedeflemektedir. İki yarıkürede 3 farklı teleskobu kullanan bu gökyüzü taraması, gözleme başladığı 2008 yılından günümüze kadar çeşitli zaman aralıklarında 16 farklı veri salımı yayınlamıştır.

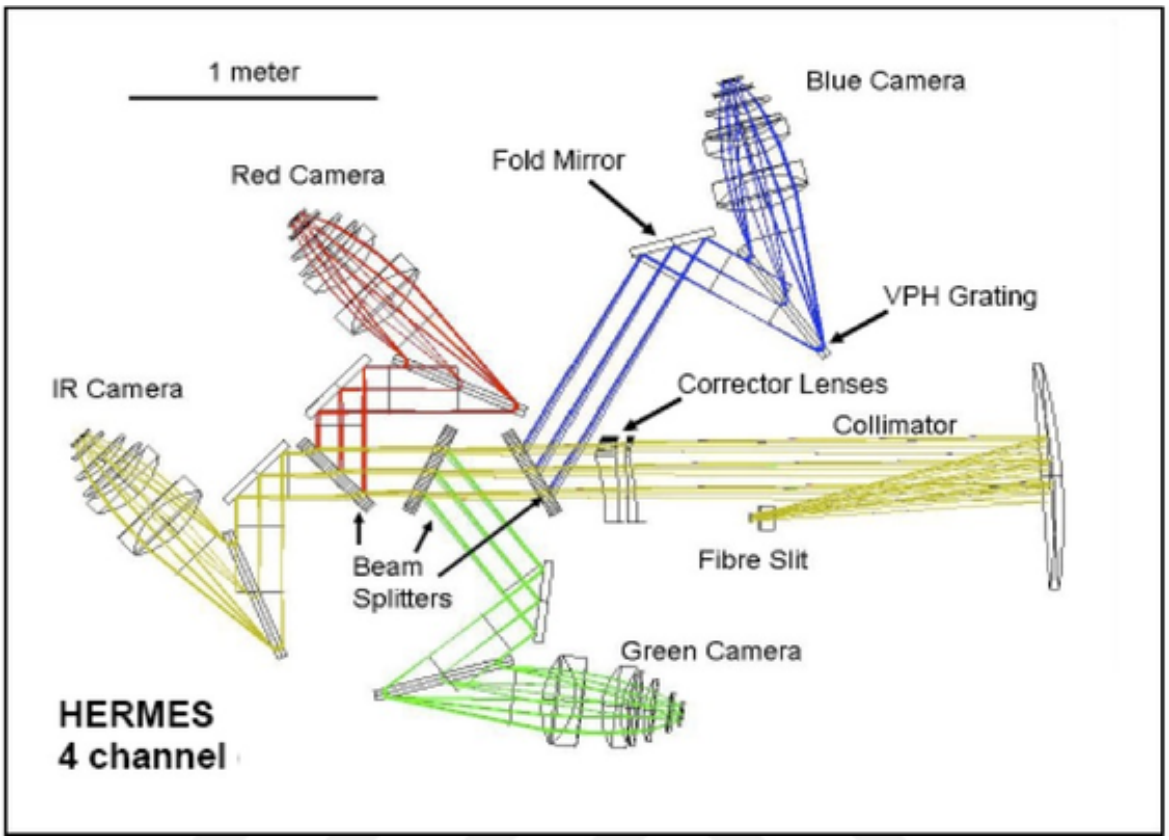


**Şekil 2.11**: APOGEE taraması tarafından kızılötesi bölgede oluşturulan Samanyolu görüntüsü.

APOGEE gökyüzü taramasında yıldızların tayfları kızılöte dalgaboyunda alınarak, yıldızların atmosfer model parametreleri ($T_{eff}, \log g, [Fe/H]$) radyal hızları ve 20 farklı elemente (C, CI, N, O, Na, Mg, Al, Si, P, S, K, Ca, Ti, TiII, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni) ait bollukları ölçülmektedir. Bu bilgilerle birlikte taramanın temel amacı Galaksimizin kimyasal haritasını çıkarmak ve kimyasal oluşum modellerinin sınanmasını sağlayacak kalitede ve doğrulukta gözlemsel veriler elde etmektir.

### 2.3.2. GALAH

GALAH (Galactic Archaeology with HERMES), Galaksimizin oluşumuna ve kimyasal evrimine dair soruları cevaplamayı amaçlayan; Anglo Avustralya Gözlemevi'nde kurulmuş




**Şekil 2.12**: HERMES'in içinde dalgaboylarına ayrılan ışığın aldığı yolun temsili gösterimi.

yaklaşık 4 m'lik teleskoba bağlı olan HERMES, High Efficiency and Resolution Multi-Element Spectrograph – Yüksek Verimli ve Çözünürlüklü Çoklu-Nesne tayfçekeri, ile 470-790 nm dalgaboyu aralığında dört ayrı bantta, aynı anda 28,000 ile 50,000 arasında çözünürlükle gözlem yapan bir gökyüzü taramasıdır.

HERMES ile birlilkte kullanılan 2dF (two degree Field, iki derece alan) yerleştiricisi, bir gökyüzü alanında 0.3 yaysaniyesi hassasiyetle birbirinden en az 30 yaysaniyesi uzaklıkta bulunan 392 ayrı nesnenin aynı anda 2.1 yaysaniyesi alan içerisinden fiber yardımıyla gözlemini yapabilmektedir. Her bir nesneye ait bu fiber tayf HERMES içerisinde 4700-7900 Å aralığında dört farklı dalgaboyuna; mavi: 4715-4900 Å, yeşil: 5649-5873 Å, kırmızı: 6478-6737 Å ve kızılötesi: 7585-7887 Å aralıklarına ayrılmaktadır. Gözlenen nesneye ait ışığın HERMES içinde aldığı yol ve dalgaboylarına göre ayrılışı **Şekil 2.12**[1] 'de gösterilmiştir.

GALAH, güney gökyüzünde $8 < V < 16$ parlaklık aralığında bulunan yıldızların tayfını alarak

[1] www.galah-survey.org

atmosfer model parametreleri ($T_{eff}, \log g, [Fe/H], v_{mic}$), radyal hız ($\gamma$) ve 30 (Li, C, O, Na, Mg, Al, Si, K, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn, Rb, Sr, Y, Zr, Mo, Ru, Ba, La, Ce, Nd, Sm, Eu) farklı elemente ait bolluk bilgisini elde etmeyi amaçlamaktadır (De Silva ve diğ., 2015). Şu ana kadar üç veri sürümü yayınlanmış olup en güncel sürüm GALAH DR3'tür (Buder ve diğ., 2021). Gözlem taraması halen devam etmekte olup toplamda 1 milyon yıldızı gözlemeyi hedeflemektedir.

### 2.3.3. GAIA

Gaia (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics), Avrupa Uzay Ajansı, ESA, tarafından 19 Aralık 2013 tarihinde fırlatılan bir uzay teleskobudur. Uydunun temel amacı G bandında 20 kadire kadar, gökyüzündeki tüm yıldızları gözleyerek onlara ait astrometrik (konum, öz hareket, trigonometrik paralaks) parametreleri belirlemek, parlaklıklarını üç farklı bandda ölçmek (G, $G_{BP}, G_{RP}$), zamanla parlaklık değişimlerini ölçmek ve orta çözünürlükte ($R \sim 11,500$) tayf alarak, gözlediği yıldızların radyal hız ve atmosfer model parametrelerini belirlemeyi hedeflemektedir.

Gaia fırlatıldığı günden itibaren bugüne kadar 6.1 milyar nesneyi gözlemlemiş ve bu nesnelerin konum, öz hareket, paralaks, radyal hız ve fotometri bilgilerini elde etmiştir. Gözlediği her yıldız için bu bilgilerin tamamını elde edememiş olup, yıldızlara ait bilgiler yıldızın G kadirindeki parlaklığının bir fonksiyonu olarak karşımıza çıkmaktadır. Astrometrik veriler $G = 20$ kadir sönük yıldızlara kadar elde edilebilir olsa da, tayfsal veriler tayfçekerin çözünürlüğü sebebiyle 16 kadirden daha parlak yıldızlar için ölçülebilecektir.

# 3. MALZEME YÖNTEM

## 3.1. MAKİNE ÖĞRENMESİ YÖNTEMİYLE IŞIMA GÜCÜ SINIFININ BELİRLENMESİ

Bu çalışmada içten dışa oluşum senaryolarının gözlemsel öngörüsü olan element bolluğu gradyentlerinin incelenmesi için, kullanılan yıldızların ışıma gücü sınıflarının belirlenmesine ihtiyaç duyulmuştur. Yıldızların ışıma gücü sınıflarının belirlenmesi için teorik yıldız eş-yaş eğrilerinden faydalanarak, yıldızların gözlemsel değerleri ile ışıma gücü sınıfları arasında ilişki kurmak amacıyla, bir denetimli öğrenme algoritması olan k-en yakın komşuluk sınıflayıcı (k-nearest neighbors classifier) algoritması kullanılmıştır. Bu algoritmanın kullanımını sağlayan fonksiyon *python* dilinde Pedregosa ve diğ. (2011) tarafından yazılmış bir makine öğrenmesi kütüphanesi olan *scikit-learn* içinden kullanılmıştır.

Bu algoritma özünde verilen bir parametre uzayında tanımlanmış kümelerin birbirinden ayrımının yapılmasını seçilen k tane örnek üzerinden kümeleri öğrenerek, bu kümelerin birbirinden ayrılmalarını sağlayan sınırların belirlenmesini sağlamaktadır. Bu sayede uzaya yeni bir girdi olduğunda ait olduğu küme hızlıca belirlenebilmektedir. Bu yöntemin seçilmesinin sebebi ışıma gücü sınıflarının HR diyagramında kümelenerek kendilerini göstermesi sebebiyle, işlemin doğasına uygunluğu bakımından tercih edilmiştir.

HR diyagramı esas olarak yıldızların etkin sıcaklıkları, yüzey çekim ivmeleri ve metal bolluğu cinsinden üç boyutlu bir dağılım olarak ifade edilir. Bu dağılım üstünde ışıma gücü sınıfları işaretlendiğinde bu üç parametrenin yanı sıra yıldızın kütlesi çok önemli bir özellik olarak karşımıza çıkmaktadır. Çünkü yıldızın ışıma gücünü yani evrim durumunu belirleyen en önemli faktör kütledir. Bu sebeple komşuluk algoritmasıyla kurulacak modelin girdi uzayında kütle parametresi olmak zorundadır. Buradaki sorun kütle parametresinin tekil alan yıldızları söz konusu olduğunda belirlenmesi en zor paremetrelerden biri olmasıdır. Tez çalışmasındaki bu zorluk Bölüm 2.3.'te anlatılan gökyüzü taramalarının yıldızların astrofizik parametrelerini duyarlı bir şekilde tayin edilmesiyle aşılmıştır.

Çalışmada kullanılan yıldızların kütlelerinin belirlenebilmesi için ışıma güçlerine, logaritmik

yüzey çekim ivmelerine ve etkin sıcaklıklarına ihtiyaç duyulmuştur. Bu parametrelerin kütle ile bağlantısı aşağıdaki temel astrofizik denklemleri sayesinde gerçekleştirilmiştir. Biliyoruz ki bir yıldızın ışıma gücü aşağıdaki denklem ile ifade edilir:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4, \tag{3.1}$$

bununla beraber yüzey çekim ivmesi;

$$g = \frac{GM}{R^2} \tag{3.2}$$

şeklinde ifade edilir. Denklem 3.2'de verilen ifade $R^2$ için tekrar düzenlenip, Denklem 3.1'de yerine yazıldığında aşağıdaki eşitlik elde edilir:

$$L = \frac{4\pi G \sigma M T_{eff}^4}{g}. \tag{3.3}$$

Denklem 3.3'te elde edilen ifade kütle-ışıma gücü ilişkisi olarak bilinmektedir. Bu ifade yüzey çekim ivmesi ışıma gücünün yanına alınarak düzenlendikten sonra logaritması alındığında aşağıdaki forma dönüşür:

$$\log(gL) = \log(4\pi G \sigma M T_{eff}^4). \tag{3.4}$$

Denklem 3.4 logaritma sayesinde üstel ifadelerden kurtularak iki tarafta toplam şekilde

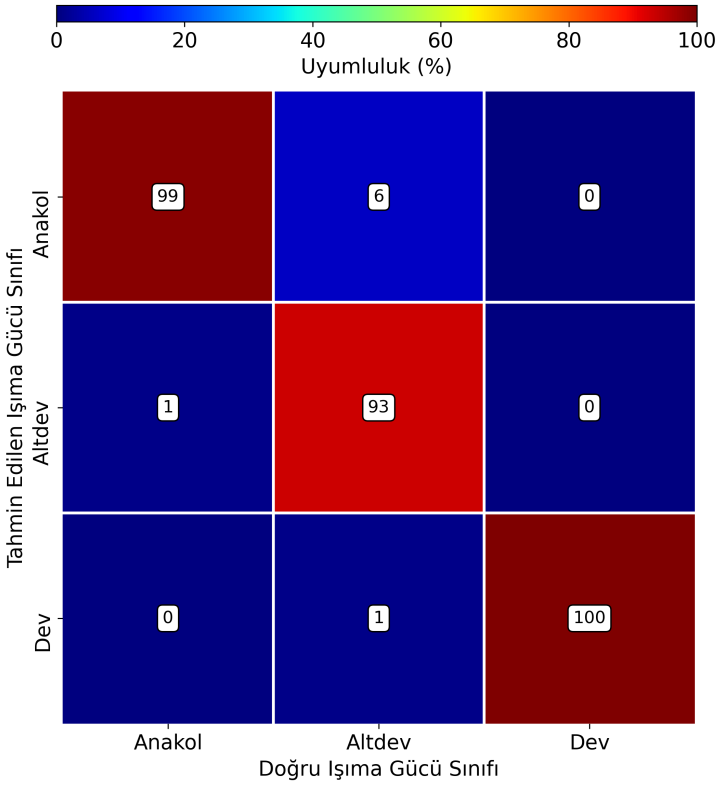
yazıldığında aşağıdaki denklem elde edilir:

$$\log g + \log L = \log(4\pi G\sigma) + \log M + 4\log T_{eff}. \tag{3.5}$$

Denklem 3.5 kütle yalnız bırakılacak şekilde tekrar düzenlendiğinde aşağıdaki gibi olur:

$$\log M = \log g + \log L - 4\log T_{eff} - \log(4\pi G\sigma). \tag{3.6}$$

Denklem 3.6 tekil yıldızların gözlemsel parametreleri yardımıyla kütlelerinin tayin edilmesini sağlamaktadır.




**Şekil 3.1**: *KNeighborsClassifier* ile üretilen ışıma gücü tahmin modeline ait karmaşıklık matrisi.

Yukarıda bahsedilen makine öğrenmesi algoritmasıyla ışıma gücü sınıfını belirlemek için,

modelin kurulmasını sağlayacak ve algoritmanın öğreneceği bir eğitim setine ihtiyaç vardır. Bu eğitim seti teorik eş-yaş eğrilerinden elde edilmiştir. Eğitim setinde PARSEC (Bressan ve diğ., 2012) eş-yaş eğrileri kullanılmıştır. PARSEC kütüphanesinden $-2.4 \leq [Fe/H] \leq 0.5$ dex ve $0 < \tau \leq 13$ Gyr aralığında, sırasıyla 0.01 dex ve 0.1 Gyr adımlarla eş-yaş eğrileri elde edilmiştir. Oluşturulan eğitim setinden $T_{eff}$, $\log g$, $[Fe/H]$ ve *kütle* bilgisi kullanılarak girdi uzayı oluşturulmuş ve eş-yaş eğrisinde ışıma gücü sınıfını temsil eden "Aşama (stage/label)" bilgisi yardımıyla girdi uzayı kümelenmiştir. *scikit-learn* kütüphanesinde bulunan *KNeighborsClassifier* algoritması çalıştırılmıştır. Algoritma için farklı denemeler sonucunda en iyi *k* değerinin 40 olduğu bulunmuştur. Yani algoritma uzayda en az 40 nokta ile ışıma gücü sınıflarını birbirinden ayırmaktadır. Bu adımlar sonucunda elde edilen model, eğitim seti yardımıyla kendi içinde test edildiğinde elde edilen ve yıldızların teorik modeller üstünden tahmin edilen ışıma güçlerinin kendi içinde doğruluğunu gösteren karmaşıklık matrisi elde edilmiş ve **Şekil 3.1**'de gösterilmiştir.

**Şekil 3.1**'de gösterilen modele ait karmaşıklık matrisi, yatay eksende seçilen noktanın modelden gelen gerçek ışıma gücünü gösterirken, dikey eksende eğitim seti üzerinden tahmin edilen ışıma gücü sınıfını göstermektedir. Şekil üstündeki değerler o tahminin gerçek değeriyle yüzdesel tutarlılığını göstermektedir. Renklendirme de yüzdelik değere göre yapılmıştır. **Şekil 3.1** göstermektedir ki yıldızların ışıma gücü sınıflandırılması için eğitilen algoritma %99 doğrulukla anakol yıldızlarını, %93 doğrulukla altdev yıldızlarını ve %100 doğrulukla dev yıldızları sınıflayabilmektedir. Altdev sınıflamasının diğer ışıma güçlerine oranla doğruluğunun düşük olmasının sebebi, geçiş aşaması olduğundan eş yaş eğrilerinin üst üste binmesiyle sınıflandırma bölgesinin kesinliğini kaybetmesidir. Bu sebeple altdev yıldızları %6 olasılıkla anakol olarak sınıflandırılırken, %1 olasılıkla dev yıldız olarak sınıflandırılmaktadır. Bu sonuçlar açıkça göstermektedir ki eğittiğimiz model ışıma gücü sınıfını yüksek doğrulukla tahmin edebilmektedir.

## 3.2. GAUSS KARIŞIM MODELİ YARDIMIYLA KİMYASAL DÜZLEMDE POPÜLASYON AYRIMI

Galaksi diskinde yapılan çalışmalar göstermiştir ki disk bileşeni iki farklı yapıya ayrılabildiği yıldızların uzay dağılımlarıyla (Gilmore ve Reid, 1983; Gilmore ve Wyse, 1985) ve kimyasal uzayda ($[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$ düzlemi) (Freeman ve Bland-Hawthorn, 2002) gösterilmiştir. Bununla birlikte bu iki farklı yapıya ince disk (bkz. Bölüm 2.1.2.) ve kalın disk (bkz.

Bölüm 2.1.3.) ismi verilmiştir. Devam eden çalışmalar bu iki farklı yapının uzay dağılımları, kinematik ve kimyasal özellikleri bakımından incelendiğinde kesin olarak ayrılamadıklarını ve içiçe geçtiklerini ortaya çıkarmıştır (Fuhrmann, 1998, 2008; Bensby ve diğ., 2003, 2007; Haywood ve diğ., 2019; Karaali ve diğ., 2019). Bu içiçe geçme sebebiyle tez çalışmasında literatürdeki ayrım yöntemleri kullanmak yerine, kırmızı yığın yıldızları ve denetimsiz makine öğrenmesi kullanılarak yeni bir yöntem geliştirilmiş ve *The Astrophysical Journal* adlı dergide yayımlanmıştır. Yöntemin geliştirilme aşamaları aşağıda anlatılmaktadır.

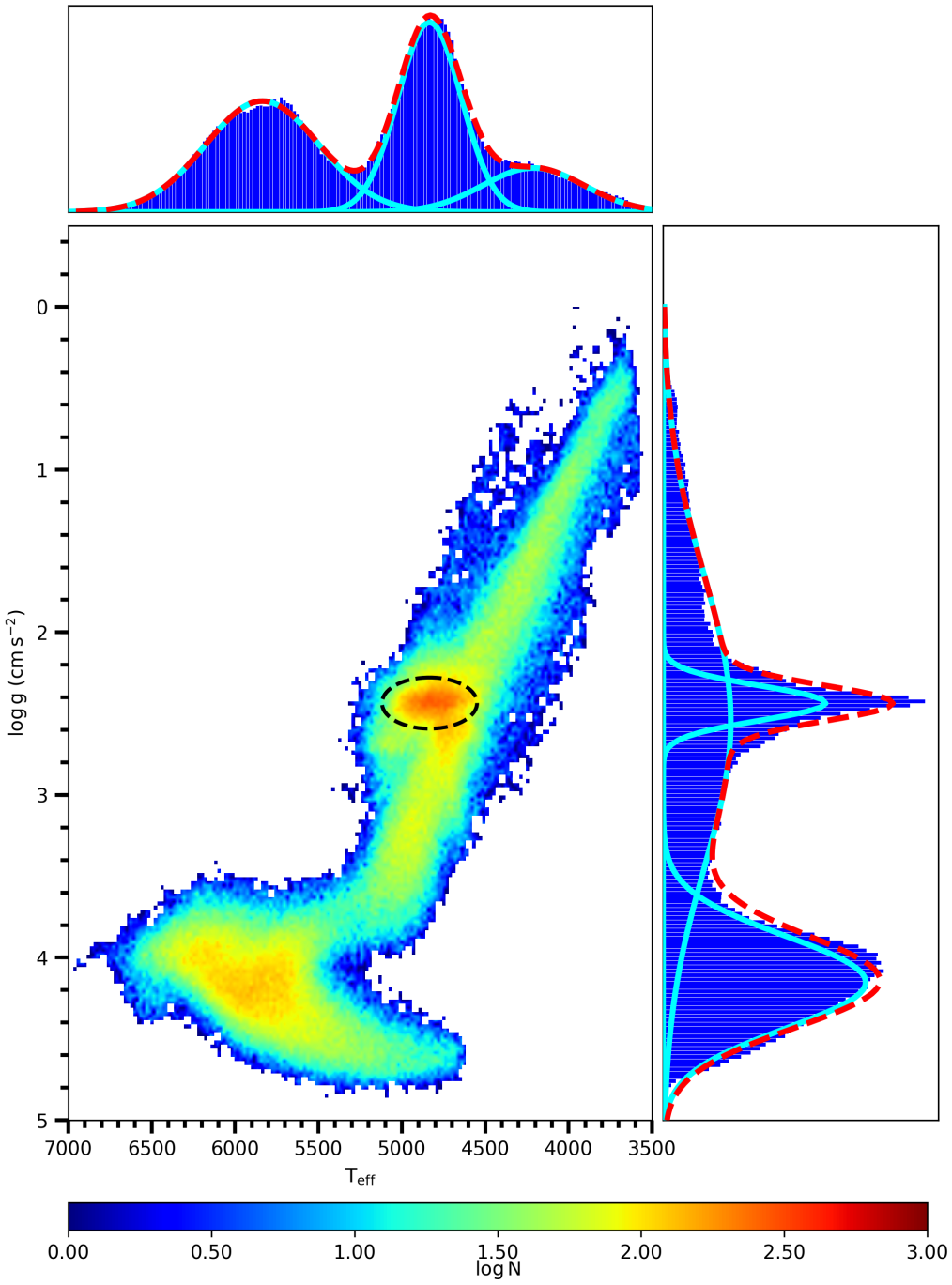
### 3.2.1. Kırmızı Yığın Yıldızların Seçimi

Bu yöntem için kırmızı yığın yıldızlarının tercih edilmesinin sebebi disk boyunca parlaklıkları sebebiyle gözlenebilmelerinin yanı sıra, tayflarındaki yüksek sinyal/gürültü değerleriyle Bölüm 2.3.'te anlatılan gökyüzü taramalarında bollukları ölçülen elementlerin doğruluğunun yüksek olmasıdır. Bununla birlikte yaşlarının dar ve belirli bir aralıkta olması popülasyon ayrımındaki yaş belirsizliğini de ortadan kaldırmaktadır.

Kırmızı yığın yıldızlar HR diyagramı üstünde dev kolunda bulunurlar. Merkezlerinde Helyum reaksiyonları olan bu yıldızlar, anakol aşamasından sonra evrimlerinin ikinci kararlı aşamasındadır. Dev kolu üstünde belli bir bölgede toplandıkları için Kırmızı Yığın (KY) isimiyle anılmaktadırlar. Belli bir bölgece toplanmaları sebebiyle dar bir mutlak parlaklık aralığındadırlar. Bu dar parlaklık aralığı yıldızların uzaklıklarının daha duyarlı tayin edilmesine imkan sağlamaktadır.

KY yıldızları HR diyagramında belli bir bölgede toplansalar da bu bölgenin sınırlarını belirlemek gerekmektedir. Bölgenin sınırlarını belirlemek için Plevne ve diğ. (2020)'nin çalışmasında GALAH ve APOGEE taramalarında gözlenen yıldızların biraraya getirildiği HR diyagramı üstünde, yıldızların sayı yoğunluğu dağılımı üstünden eş zamanlı olarak hem $T_{eff}$ hem de $\log g$ değerlerine üç farklı Gauss dağılımı fit edilmiştir. Üç farklı dağılım seçilmesinin sebebi HR diyagramı üstünde anakol, dev ve kırmızı yığın yıldızlarının dağılımlarını belirlemektir. Çalışmada oluşturulan HR diyagramı ve dağılımları modelleyen Gauss fitleriyle birlikte, KY yıldızlarının bulunduğu HR diyagramını gösteren elips **Şekil 3.2**'de çizilmiştir.

**Şekil 3.2**'de gösterilen turkuaz çizgiler anakol, evrimleşmiş yıldızlar ve KY yıldızlarını temsil eden Gauss dağılımlarını göstermektedir. Kırmızı kesikli çizgi bu üç dağılımın



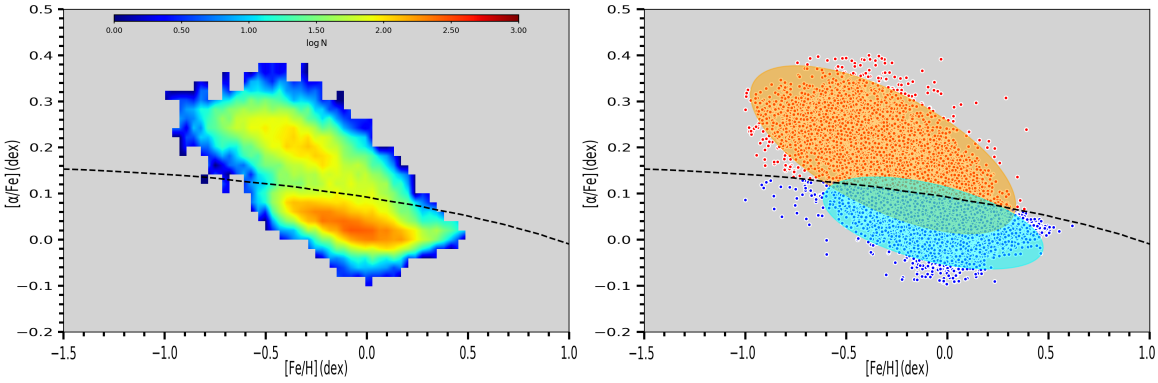

**Şekil 3.2**: Plevne ve diğ. (2020) tarafından GALAH ve APOGEE gökyüzü taramaları kullanılarak oluşturulan HR diyagramı. Kesikli elips KY yıldızlarının bulunduğu bölgeyi göstermektedir.

toplamını temsil ederken diyagram üzerinde çizilmiş kesikli elips KY yıldızlarını göstermektedir. Bu elips bölge KY yıldızlarını temsil eden Gauss fitlerinin $T_{eff}$ ve $\log g$ için merkezi değerleri ($T_{eff} = 4834$, $\log g = 2.435$) ve standart sapmalarının iki katı ($\sigma T_{eff} = 190$, $\sigma_{\log g} = 0.105$) kullanılarak oluşturulmuştur. Merkezi değerler elipsin merkezini, standart sapma değerleri ise her bir parametre üzerindeki genişliğini, yani yarı büyük eksen ve yarı küçük eksen uzunluğunu belirlemiştir. Bu elips içinde kalan 47,537 yıldız KY yıldızı olarak çalışmada tespit edilmiştir.

### 3.2.2. Kimyasal Düzleme Gauss Karışım Modelinin Uygulanması

Kimyasal düzlemde gözlenen yıldızları popülasyonlarına ayırma işlemi makine öğrenmesi bakış açısından bir kümeleme/sınıflama problemidir. Kimyasal düzlemde belirgin şekilde iki gruba yoğunlaşan ve sınırları tam belli olmayan popülasyonları birbirinden ayırt etmek için yoğunluk tabanlı bir olasılık dağılımı algoritması olan Gauss Karışım Modeli (GMM, Gaussian Mixture Model) Plevne ve diğ. (2020) tarafından kullanılmıştır. Bu algoritma öncelikle verilen uzayda istenilen küme sayısı kadar çok boyutlu (uzayın parametre sayısı kadar) Gauss yüzeyini, verinin uzay dağılımına göre fit ederek kümelerin merkezlerini ve saçılmalarını belirler. Bunu yaptıktan sonra uzaydaki her bir veri noktasının Gauss yüzeylerine üye olma olasılığını hesaplar ve bu sayede verileri istenilen küme sayısına göre gruplar.

Plevne ve diğ. (2020)'nin çalışmasında seçilen KY yıldızları $[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$ düzlemine GMM uygulanarak iki ayrı popülasyona ayrılmıştır. Bu işlem *scikit-learn* kütüphanesi içerisinde bulunan *GaussianMixture* algoritması kullanılarak yapılmıştır. Bu algoritma kullanılarak oluşturulan popülasyon ayrım modeline verilen parametreler şu şekildedir; sınıf sayısını belirten *n_components* parametresi 2 olarak girilmiş, her bir sınıfı tanımlayan Gauss yüzeylerinin kovaryans matrislerini tanımlayan *covariance_type* parametresi, her bir düzlemin kendine has özelliklerinin olması ve düzlemlerin kesiştiğinin bilinmesi sebebiyle "Full" olarak seçilmiştir. Bu parametrelerle KY yıldızlarının kimyasal düzlemdeki dağılımları üzerinde oluşturulan popülasyon ayrım modelinin elde ettiği iki ayrı kümenin Gauss yüzeylerinin $1\sigma$ olasılık dağılımları (sağda) ve bu yüzeylerin kimyasal düzlemde belirledikleri olasılık dağılımının eşitlendiği ayrım çizgisi (hem sağda hem solda kesikli siyah çizgi) **Şekil 3.3**'te gösterilmiştir.




**Şekil 3.3**: Plevne ve diğ. (2020)'nin çalışmasında Gauss Karışım Modeli ile oluşturulan popülasyon ayrım modeli. Solda, çalışmada seçilen KY yıldızlarının kimyasal düzlemde yoğunluğa göre dağılımı, sağda GMM ile oluşturulan iki ayrı küme modelinin $1\sigma$ için olasılık dağılımı.

**Şekil 3.3**'te gösterilen kesikli çizgi, kimyasal düzlemde popülasyonlar için bir ayrım sınırı olarak çalışmaktadır. Bu çizginin altında kalan bölge ince diski, üstünde kalan bölge kalın diski temsil etmektedir. Söz konusu iki bölge literatürde sırasıyla düşük alfa ve yüksek alfa olarak da bilinmektedir. Plevne ve diğ. (2020)'nin çalışmasında bu çizgiyle popülasyonlarına ayrılan KY yıldızlarının bir çok farklı dalgaboyundaki mutlak parlaklıklarının dağılımı incelenmiş ve bu inceleme sonucunda KY yıldızlarının merkezi mutlak parlaklık değerlerinin popülasyonlarına göre dalgaboyundan bağımsız olarak önemli ölçüde farklılık gösterdiği ortaya konulmuştur.

## 3.3. UZAY HIZI BİLEŞENLERİNİN HESAPLANMASI

Bu çalışmada kullanılan yıldızların uzay hızları Johnson ve Soderblom (1987) tarafından oluşturulan algoritma izlenerek hesaplanmıştır. Bu algoritmaya göre, yıldızların ekvatoral koordinatları, öz hareketleri, uzaklıkları veya paralaksları ve radyal hızları bilindiğinde, $U$, $V$ ve $W$ uzay hızı bileşenleri ile bu bileşenlerin hataları hesaplanabilir. Uzay hızı bileşenlerinin yönlerinin belirlenmesinde sağ el koordinat sistemi seçilmiştir. Sağ el koordinat sistemine göre tayin edilen $U$, $V$ ve $W$ hız bileşenleri vektörel yönleri sırasıyla, Galaksi merkezi, Galaksinin dönme ve Kuzey Galaktik Kutup (KGK) doğrultusundadır. Uzay hızları Blaauw ve diğ. (1960) tarafından tanımlanan Galaktik koordinat sistemi temel alınarak hesaplanmıştır. Galaktik koordinat sistemi üç temel açı ile ifade edilir: Bu açılardan ikisi Kuzey Galaktik Kutup (KGK) noktasının ekvatoral koordinatlarıdır. KGK

noktasının ekvatoral koordinatları Uluslararası Gök Referans Sistemi'ne göre $\alpha_{KGK} = 192^\circ.85948$, $\delta_{KGK} = 27^\circ.12825$ (J2000) olarak belirlenmiş olup, aşağıda verilen $T$ matrisinin hesaplanmasında kullanılmıştır:

$$T = \begin{bmatrix} -0.0548755604 & -0.8734370902 & -0.4838350155 \\ +0.4941094279 & -0.4448296300 & +0.7469822445 \\ -0.8676661490 & -0.1980763734 & +0.4559837762 \end{bmatrix}. \tag{3.7}$$

$T$ koordinat dönüşüm matrisi aşağıdaki denklemde verilen dönüşümün yapılmasında kullanılmaktadır:

$$\begin{bmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin b \end{bmatrix} = T \begin{bmatrix} \cos \delta \cos \alpha \\ \cos \delta \sin \alpha \\ \sin \delta \end{bmatrix}. \tag{3.8}$$

Yıldızların uzay hızları aşağıdaki eşitlik ile hesaplanır:

$$\begin{bmatrix} U \\ V \\ W \end{bmatrix} = B \begin{bmatrix} \gamma \\ k\mu_\alpha/\pi \\ k\mu_\delta/\pi \end{bmatrix}. \tag{3.9}$$

Burada $B$ matrisi $B = T \times A$ ve $k = 4.74057$'dir. Söz konusu eşitlikteki A çarpanı, uzay hızı hesaplanacak cismin bilgilerinden yararlanarak

$$A \equiv \begin{bmatrix} \cos \alpha \cos \delta & -\sin \alpha & -\cos \alpha \cos \delta \\ \sin \alpha \cos \delta & \cos \alpha & -\sin \alpha \sin \delta \\ \sin \delta & 0 & \cos \delta \end{bmatrix} \tag{3.10}$$

şeklinde hesaplanır.

Uzay hızı hatalarının hesabı için aşağıdaki denklemden yararlanılır:

$$\begin{bmatrix}\sigma_u^2\\ \sigma_v^2\\ \sigma_w^2\end{bmatrix} = C\begin{bmatrix}\sigma_\gamma^2\\ (k/\pi)^2[\sigma_{\mu_\alpha}^2+(\mu_\alpha\sigma_\pi/\pi)^2]\\ (k/\pi)^2[\sigma_{\mu_\delta}^2+(\mu_\delta\sigma_\pi/\pi)^2]\end{bmatrix} + 2\mu_\alpha\mu_\delta k^2\sigma_\pi^2/\pi^4\begin{bmatrix}b_{12}b_{13}\\ b_{22}b_{23}\\ b_{32}b_{33}\end{bmatrix}. \tag{3.11}$$

Denklem 3.11 'de verilen $C$ matrisi ve yukarıdaki $B$ matrisinin elemanlarının karelerinden oluşan $3\times 3$'lük bir matristir ve matematiksel olarak $C_{ij}=B_{ij}^2$ ifadesiyle gösterilebilir.

Yıldızlar Galaksi Merkezi etrafındaki yörüngelerde hareket eder. Bu hareket, Galaksi Merkezinden uzaklaştıkça yavaşlar, yavaşlama nedeniyle ortaya çıkan diferansiyel dönmenin etkileri yıldızların uzay hızlarında gözlenir. Bu sebeple yıldızların $U$ ve $V$ hızına bir diferansiyel düzeltme yapılması gerekir. Diferansiyel dönme Galaktik Disk düzleminde etkili olduğu için, $W$ uzay hızı bileşenine diferansiyel dönme düzeltmesi uygulanmaz. Çalışmamızda diferansiyel dönme düzeltmeleri Mihalas ve Binney (1981) tarafından verilen bağıntılar yardımıyla hesaplanmıştır (Denklem 3.12, 3.13).

$U$ ve $V$ uzay hızı bileşenleri için diferansiyel dönme düzeltmeleri, sırasıyla

$$dU = \gamma\cos l - v_t\sin l \tag{3.12}$$

$$dV = \gamma\sin l - v_t\cos l \tag{3.13}$$

ile verilir.

Burada $v_t$ Galaktik teğetsel hız olup, $\gamma$ Galaktik radyal hızdır. $v_t$ ve $\gamma$ aşağıdaki şekilde

tanımlanır:

$$\gamma = Ad \sin 2l \tag{3.14}$$

$$v_t = d(A \cos 2l + B) \tag{3.15}$$

Burada $A$ ve $B$ değerleri Oort sabitleri olup, değerleri $A = 14.8$ km s$^{-1}$kpc$^{-1}$ ve $B = -12.4$ km s$^{-1}$kpc$^{-1}$ (Mihalas ve Binney, 1981) olarak kullanılmıştır.

Bu çalışmada yıldızların uzay hızlarına yapılan son düzeltme Yerel Durağanlık Standardı (LSR) düzeltmesidir. Bu düzeltme, yıldızları hesaplanan uzay hız bileşenlerinden Güneş'in kendi uzay hız bileşenlerini arındırmak için yapılır. Tez çalışmasında LSR düzeltmesi için Coşkunoğlu ve diğ. (2011) tarafından verilen $U_\odot = 8.50 \pm 0.29$, $V_\odot = 13.38 \pm 0.43$, $W_\odot = 6.49 \pm 0.26$ km s$^{-1}$ değerleri kullanılmıştır.

### 3.3.1. Kinematik Popülasyon Ayrımı

Galaksimizin yıldızları oluşumları gereği farklı bileşenlere aittirler. Yörüngeleri sebebiyle bu bileşenlerin gözlemlerle belirlenen fiziksel/uzaysal sınırları kesin değildir ve iç içe geçmiş bir haldedirler. Bu sebeple özellikle Güneş civarında yapılan gözlemlerde gözlenen yıldızlar Galaksinin ince disk, kalın disk ve halo bileşenlerine ait olabilir. Yıldızların hangi bileşene ait olduğunu belirlemek için Bensby ve diğ. (2003), yıldızların uzay hızlarından ($UVW$) yararlanılan olasılık dağılımına bağlı bir yöntem geliştirmiştir. Bu yöntem literatürde kinematik popülasyon ayrımı olarak bilinir. Yöntemde ince disk, kalın disk ve halo popülasyonları için uzay hız bileşenlerinin, $(UVW)_{LSR}$, Gauss dağılımları gösterdiği varsayılır ve Galaktik bileşenin olasılık dağılımı aşağıdaki denklem yardımıyla

hesaplanır:

$$P_i(U,V,W) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \times \sigma_{i,U} \times \sigma_{i,V} \times \sigma_{i,W}} \times \exp\left( -\frac{U_{LSR}^2}{2\sigma_{i,U}^2} - \frac{(V_{LSR} - v_{i,a})^2}{2\sigma_{i,V}^2} - \frac{W_{LSR}^2}{2\sigma_{i,W}^2} \right). \tag{3.16}$$

Denklem 3.16'da verilen $\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W$ ifadeleri uzay hız bileşenlerinin dispersiyonları olup sırasıyla; ince disk ($i = D$) için 35, 20 ve 16 km s$^{-1}$, kalın disk ($i = TD$) için 67, 38 ve 35 km s$^{-1}$, halo ($i = H$) için 160, 90, 90 km s$^{-1}$ değerindedir. Yine aynı denklemde $v_a$ asimetrik sürüklenme olup ince disk, kalın disk ve halo için sırasıyla -15, -46 ve -220 km s$^{-1}$'dir (Bensby ve diğ., 2003).

Yıldızın ait olduğu Galaktik popülasyonu bulmak için Denklem 3.16'da hesaplanan olasılık değerinin Galaktik popülasyonların göreceli olasılık değerleriyle çarpılması ve her bir yıldız için her bir popülasyona ait olma olasılığının göreceli olarak hesaplanması gerekmektedir. Bunun için aşağıdaki denklem takımından yararlanılır:

$$\frac{TD}{D} = \frac{X_{TD}}{X_D} \times \frac{P_{TD}}{P_D}, \quad \frac{TD}{H} = \frac{X_{TD}}{X_H} \times \frac{P_{TD}}{P_H}. \tag{3.17}$$

Yukarıdaki 3.17 denkleminde verilen $X$ her bir popülasyonun Güneş civarında görülme olasılığıdır ve sırasıyla ince disk, kalın disk ve halo için $X_D = 0.9385$, $X_{TD} = 0.005$ ve $X_H = 0.0015$ değerini alır (Robin ve diğ., 1996; Buser ve diğ., 1999). Burada $TD/H > 1$ değerine sahip iken $TD/D$ değeri 1'den küçükse ince disk, büyük ise yıldız kalın disk yıldızı olarak kabul edilir $TD/H \leq 1$ durumunda ise yıldız halo yıldızı olarak kabul edilir (Bensby ve diğ., 2003).

## 3.4. GALAKTİK YÖRÜNGE PARAMETRELERİNİN HESAPLANMASI

Yıldızlar yaşantıları boyunca Galaksi merkezi etrafındaki yörüngelerinde bir çok kez tur atarlar. Bu sebeple şu anda gözlenen konumları doğdukları konumdan farklıdır.

Çalışmamızın amacı Galaksinin kimyasal evrimini incelemek olduğu için, yıldızların kinematik parametrelerinin yanı sıra yörünge parametrelerine de ihtiyaç vardır.

Yıldızların Galaktik yörünge parametrelerinin hesaplanmasında Bovy (2015) tarafından geliştirilen *Galpy Python* kütüphanesinin fonksiyonları kullanılmıştır. Galpy python kütüphanesinin bu çalışmada kullanılmasının sebebi, içinde barındırdığı Galaktik potansiyel modeli olan *MWPotantial2014*'tür. MWPotantial2014, Galaksimizin sahip olduğu kütle çekim potansiyelini şişkin bölge, disk ve halo için üç farklı potansiyelin toplamı olarak ifade eder. Bu potansiyellerden şişkin bölge, galpy kütüphanesinde *PowerSphericalPotentialwCutoff* olarak adlandırılan küresel kesikli bir üstel fonksiyon ile ifade edilir. Bu potansiyelin matematiksel formu aşağıdaki gibidir:

$$\rho(r) = f_b \left(\frac{r_1}{r}\right)^{\alpha} \exp\left(-(r/r_c)^2\right). \tag{3.18}$$

Denklem 3.18 ile verilen $f_b$ şişkin bölgenin MWPotantial2014'teki ağırlığını, $\alpha$ potansiyelin kabul ettiği kuvvet değerini, $r_c$ ise potansiyelin azalmaya başladığı yarıçapı temsil etmektedir. Galaksi Diski için kabul edilen potansiyel Miyamoto ve Nagai (1975) potansiyelidir ve de matematilsel formu aşağıdaki gibidir:

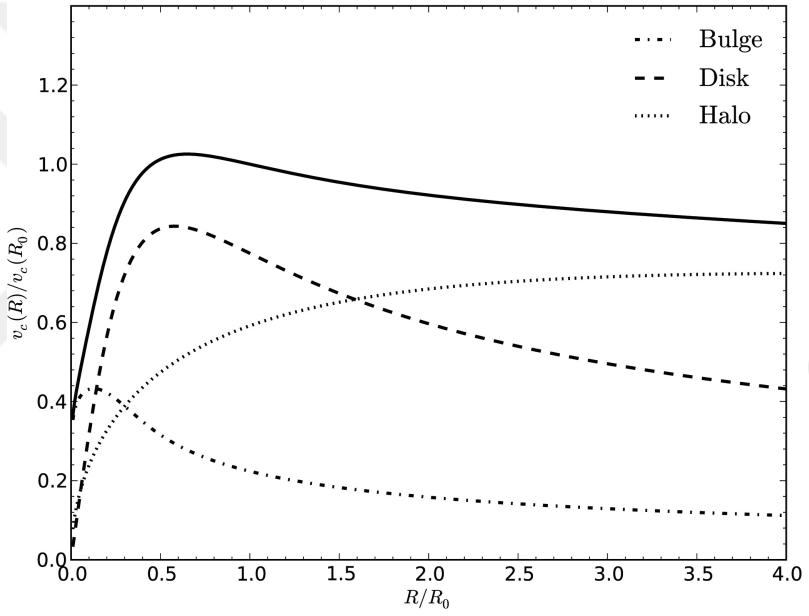
$$\Phi(R,z) = -\frac{f_d}{\sqrt{R^2 + (a + \sqrt{z^2 + b^2})^2}}. \tag{3.19}$$

Denklem 3.19 ile verilen $f_b$ disk bileşeninin MWPotantial2014'teki ağırlığını, $a$ diskin uzunluk ölçeğini, $b$ ise diskin yükseklik ölçeğini temsil etmektedir. Son olarak Halo bileşeni Navarro ve diğ. (1996) tarafından önerilen soğuk karanlık madde potansiyeli olarak da bilenen ve aşağıda matematiksel formu bulunan potansiyeli kullanmaktadır:

$$\rho(r) = \frac{f_h}{4\pi a^3} \frac{1}{(r/a)(1 + r/a)^2}. \tag{3.20}$$

Denklem 3.20'de verilen $f_h$ Halo bileşeninin MWPotantial2014'teki ağırlığını $a$ parametresi ise Halo için kabul edilen ölçek yarıçapını temsil etmektedir. Yukarıda verilen potansiyallerde bulunan parametreler için kabul edilen değerler **Tablo 3.1**'de ilk kısımda verilmiştir.

MWPotantial2014, Şekil **Şekil 3.4**'de gösterildiği gibi bir dönme eğrisi tasvir ettiğinden, Galaksimizin güncel gözlemsel özelliklerine en iyi uyan potansiyeldir. Bu sebeple bu çalışmada yıldızların Galaktik yörünge parametreleri, MWPotantial2014 potansiyeli altında hareket ettikleri varsayımı ile galpy fonksiyonları kullanılarak python dilinde yazılmış programlarla hesaplanmıştır.




**Şekil 3.4**: MWPotantial2014 potansiyelinin şişkin bölge, disk, halo ve tüm Galaksi için ürettiği dönme eğrisi (Bovy, 2015). *X* ekseni Güneş'in Galaksi merkezinden uzaklığına göre normalize edilmiş uzaklığı, *Y* ekseni de Güneş'in Galaktik dairesel hızına göre normalize edilmiş Galaksi merkezinden uzaklığa bağlı dairesel hızı gösterir.

Yörünge parametrelerinin doğru hesaplanabilmesi için yıldızın hareket ettiği potansiyel etrafında kapalı bir yörünge elde edilene kadar yörüngenin integrasyonu gereklidir. Bu tez çalışmasında integrasyon zamanı 5 Gyr olarak seçilmiş olup, tüm yörünge parametre hesapları bu zaman ölçeğinde 5000 adımda integre edilerek hesaplanmıştır. Yörünge integrasyonu sonucunda yıldızın yörüngesini betimleyen $Z_{max}$, $R_a$, $R_p$, $e_p$ temel Galaktik yörünge parametreleri elde edilmiştir. $Z_{max}$ yıldızın yörünge hareketi boyunca Galaktik düzlemden en fazla uzaklaştığı dik uzaklık, $e_p$ yıldızın yörüngesinin disk bileşeninin dış

merkezliği, $R_a$ ve $R_p$ sırasıyla, yıldızın Galaktik yörüngesinin disk bileşenin enberi ve enöte noktalarının Galaktik Merkeze uzaklığı olarak tanımlanmış olup, Galaktik merkeze ortalama uzaklığı temsil eden $R_m$ ise aşağıdaki formül yardımıyla hesaplanmıştır:

$$R_m = \frac{R_a + R_p}{2}. \tag{3.21}$$

**Tablo 3.1**: MWPotential2014 potansiyelinin hesaba kattığı Galaktik parametreler (Bovy, 2015).

| Parametre | MWPotential2014 | Değer aralığı |
|---|---|---|
| $R_0(kpc)$ | 8 | ... |
| $v_c(R_0)(km\ s^{-1})$ | 220 | ... |
| $f_b$ | 0.05 | ... |
| $f_d$ | 0.60 | ... |
| $f_h$ | 0.35 | ... |
| Şişkin bölge kuvvet yasası katsayısı ($\alpha$) | $-1.8$ | ... |
| Şişkin bölge kesilme yarıçapı ($r_c$) (kpc) | 1.9 | ... |
| $a(kpc)$ | 3.0 | ... |
| $b(pc)$ | 280 | ... |
| Halo $r_s(kpc)$ | 16 | ... |
| | | |
| $\sigma_b(km\ s^{-1})$ | 109 | $117 \pm 15$ |
| $F_Z(R_0, 1.1\ kpc)(2\ \pi GM_\odot\ pc^{-2})$ | 72 | $67 \pm 6$ |
| $\Sigma_{\rm vis}(R_0)(M_\odot pc^{-2})$ | 53 | $55 \pm 5$ |
| $F_Z$ yükseklik ölçeği (kpc) | 3.2 | $2.7 \pm 0.1$ |
| $\rho(R_0, z=0)(M_\odot pc^{-3})$ | 0.10 | $0.10 \pm 0.01$ |
| $(\ln v_c / \ln R)\vert_{R_0}$ | $-0.10$ | $-0.2$ ile 0 |
| $M(r < 60\ kpc)(10^{11} M_\odot)$ | 4.1 | $4.0 \pm 0.7$ |
| | | |
| $M_b(10^{10} M_\odot)$ | 0.5 | ... |
| $M_d(10^{10} M_\odot)$ | 6.8 | ... |
| $R_d(\ kpc)$ | 2.6 | ... |
| $\rho_{\rm DM}(R_0)(M_\odot\ pc^{-3})$ | 0.008 | ... |
| $M_{\rm vir}(10^{12} M_\odot)$ | 0.8 | ... |
| $r_{\rm vir}(kpc)$ | 245 | ... |
| $v_{\rm esc}(R_0)(km\ s^{-1})$ | 513 | ... |

Yıldızların Galaktik yörünge parametrelerinin elde edilmesi sayesinde, Galaksinin kimyasal evrimi yıldızların konumlarına ve yaşlarına bağlı olarak takip edilebilecektir. Bu

parametreler yardımıyla Galaksi diskinin zaman içerisinde element bolluğu dağılımının zamanla değişimi incelenebilecektir.

**Tablo 3.1**'de dinamik parametrelerin hesabı için kullanılan MWPotential2014 potansiyelinin içinde bulundurduğu parametre değerleri listelenmiştir ve tablo doğrudan Bovy (2015)'nin çalışmasından alınmıştır. **Tablo 3.1**'de ile verilen ilk kısımdaki parametreler; $R_0$: Güneş'in Galaksi merkezinden uzaklığı, $v_c(R_0)$: Güneş civarı için dairesel hız, $f_b$: şişkin bölgenin potansiyele katkısı, $f_d$: diskin potansiyele katkısı, $f_h$: halonun potansiyele katkısı, $a$: disk için uzunluk ölçeği, $b$: disk için yükseklik ölçeği, Halo $r_s$: halo için ölçek yarıçap, ikinci kısımdaki parametreler MWPotential2014'ün model fitleri için kabul ettiği sabitler, üçüncü kısım ise MWPotential2014'ün dönme eğrisini fit ettikten sonra elde ettiği çıktı parametreleri olup; $M_b$: şişkin bölgenin kütlesi, $M_d$: diskin kütlesi, $R_d$: diskin ölçek yarıçapı, $\rho_{\rm DM}(R_0)$: Güneş yarıçapında karanlık madde yoğunluğu, $M_{vir}$: galaksinin virial kütlesi, $v_{\rm esc}(R_0)$: Güneş yarıçapı için kaçış hızıdır.

## 3.5. BAYES YÖNTEM İLE YILDIZ YAŞLARININ HESAPLANMASI

Bu tez çalışmasının ihtiyaç duyduğu önemli parametrelerden biri de yıldızların yaş bilgisidir. Yaş bilgisinin elde edilmesinde bu tez çalışmasında Pont ve Eyer (2004) ve Jørgensen ve Lindegren (2005) tarafından geliştirilen Bayes Yaş Tayin Yöntemi kullanılmıştır. Bayes Yaş Tayin Yöntemi, teorik yıldız evrimi modellerinin yaş ($\tau$), metal bolluğu ($\zeta$) ve kütle ($m$) bilgisini etkin sıcaklık ($T_{eff}$), logaritmik yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve gözlemsel metal bolluğu ($[M/H]$) cinsinden ifade edebilmesine dayanır. Bu yöntem, teorik modellerdeki gözlenebilir parametreleri gözlemsel değerlerle karşılaştırarak ve Galaksinin geçirdiği oluşum süreçlerini de öncül bilgi olarak kabul edip, yıldıza ait yaşı Bayes istatistik yardımıyla hesaplar. Yöntemin temel denklemi aşağıdaki gibidir:

$$f(\tau,\zeta,m) \propto f_0(\tau,\zeta,m) \times L(\tau,\zeta,m), \tag{3.22}$$

Burada $f_0$ başlangıç olasılık yoğunluğu olup, Bayes istatistikte öncül dağılım (prior distribution) olarak da bilinir. Öncül dağılım $f_0(\tau,\zeta,m) = \psi(\tau)\varphi(\zeta)\xi(m)$ şeklinde

tanımlanır, burada $\psi(\tau)$ yıldız oluşum oranını, $\varphi(\zeta)$ metal bolluğu dağılımını ve $\xi(m)$ başlangıç kütle fonksiyonunu temsil eder. Bu öncül dağılım fonksiyonunu oluşturan, Galaksinin en temel fonksiyonları olan bu dağılım fonksiyonları özünde birbirlerini temsil eden kütle, zaman ve bolluk değeri bakımından birbirinden etkilenmektedir. Fakat bu etkilerin nasıl olduğu konusunda matematiksel modeller bulunmamaktadır. Bu sebeple fonksiyonların birbirinden bağımsız olduğu varsayılarak $f_0$ fonksiyonu hesaplanılmıştır. Aynı şekilde Denklem 3.22 oluşturulurken $\psi(\tau)$ ve $\varphi(\zeta)$ sabit kabul edilip, Kroupa ve diğ. (1993) tarafından önerilen $\xi(m) \propto m^{-2.7}$ kuvvet yasası kullanılmıştır.

Denklem 3.22 $L$ gözlemsel ve teorik değerleri birbiriyle karşılaştıracak olabilirlik fonksiyonu olup, hataların Gausyen ve birbirinden bağımsız olduğu varsayımı altında, şu şekilde yazılır:

$$L(\tau,\zeta,m) = \left(\prod_{i=1}^{n} \frac{1}{(2\pi)^{1/2}\sigma_i}\right) \times \exp\left(-\frac{\chi^2}{2}\right), \tag{3.23}$$

burada

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^{n} \left(\frac{q_i^{\text{gözlemsel}} - q_i^{\text{model}}(\tau,\zeta,m)}{\sigma_i^{\text{gözlemsel}}}\right)^2 \tag{3.24}$$

şeklinde tanımlanır.

Denklem 3.24'te verilen $q$ fonksiyonu gözlemsel ve model parametrelerini ifade eden bir fonksiyondur. Bu fonksiyon $T_{eff}$, $\log g$, $[M/H]$ vb. parametreleri barındırır. Bahsi geçen parametreler duruma göre çoğaltılabilir ve değiştirilebilir. Parametre sayısının artışı ya da duyarlı gözlemsel parametrelerin seçilmesi yöntemin doğruluğuna katkı sağlar. Denklem 3.23'te $n$ veri sayısını, $\sigma_i$ her bir parametrenin hata değerini göstermektedir.

Denklem 3.22, $\iiint f(\tau,\zeta,m)\mathrm{d}\tau\mathrm{d}\zeta\mathrm{d}m = 1$ şartı sağlanarak yukarıda bahsedilen kütlenin, yaşın ve bolluk değerinin Galaktik fonksiyonları etkilemediği varsayımı altında, teorik evrim modelleri üzerinden $\mathrm{d}\zeta$ ve $\mathrm{d}m$ adımlarıyla kütle ve metal bolluğu üzerinden integre edildiğinde, yaşa ait ardıl olasılık yoğunluk fonksiyonu (posterior probability density

distribution) aşağıdaki gibi olur:

$$f(\tau) \propto \psi(\tau) G(\tau) \tag{3.25}$$

burada $G(\tau)$ yıldıza ait gözlemsel paremetreler üzerinden hesaplanan olasılık yoğunluğu fonksiyonu olup, Bayes Yaş Tayin Yönteminin sonuç fonksiyonudur ve aşağıdaki şekilde ifade edilir:

$$G(\tau) \propto \iint L(\tau, \zeta, m) \xi(m) \mathrm{d}m \, \mathrm{d}\zeta. \tag{3.26}$$

Denklem 3.26'da verilen $G(\tau)$ fonksiyonu 1 değerine normalize edilerek, yıldızın yaş olasılık dağılımı elde edilir. Dağılımın maksimum değerinin denk geldiği yaş, yıldız için gözlemsel ve teorik değerlerden hesaplanan en olası yaş olarak elde edilir. Dağılımın genişliğinden yaş değerinin hatası hesaplanır.

Bu tez çalışmasında Bayes Yaş Tayin Yöntemi için PARSEC (Bressan ve diğ., 2012) eş-yaş eğrileri kullanılmıştır. PARSEC kütüphanesinden $-2.4 \leq [Fe/H] \leq 0.5$ dex ve $0 < \tau \leq 13$ Gyr aralığında sırasıyla 0.01 dex ve 0.1 Gyr adımlarla eş-yaş eğrileri elde edilmiştir. Oluşturulan bu hassas adımlı model seti çalışmada yıldız yaşlarının tayini için önemlidir. Modelin bu kadar hassas adımlarla elde edilmesi tayin edilen yaşta duyarlılığı arttırmaktadır.

## 3.6. GECİKEN İKİLİ ÇÖKME KİMYASAL EVRİM MODELİ

Tez çalışmasında Bölüm 2.2.'de anlatılan modeller arasından günümüzde diskin gözlemler yapısını en iyi şekilde tahmin eden İkili Çökme Modelinin (Bkz. Bölüm 2.2.9.) genişletilmiş versiyonunu (Spitoni ve diğ., 2009, 2019, 2020, 2021), Güneş civarının kimyasal evrimini anlamak ve Galaksinin oluşumundan günümüze geçen süreç boyunca evrimine etki eden parametreleri tahmin etmek için kullanacağız.

Geciken İkili Çökme Modeli, kimyasal düzlemde gözlenen iki yoğunluklu yapının ikili

çökme modeli varsayımlarıyla açıklanabilmesini ve modellenmesini amaçlamaktadır. Bölüm 2.2.9.'da anlatılan İkili Çökme Modeli ile aynı prensipleri kullansa da ince ve kalın disk için çökme zaman ölçeklerini sabit almadan ve ince diskin içten dışa oluşumunu ifade eden (Denklem 2.59) fonksiyonu kullanmak yerine bu değerin her bir yarıçap için ayrı olması varsayımı altında model denklemlerini çözmektedir. Bunlara ek olarak Denklem 2.58'de verilen çökme terimi içerisinde bulunan ve sırasıyla ince disk ve kalın diskin yüzey yoğunluğunu ifade eden $a(r), b(r)$ terimlerini yüzey yoğunluk fonksiyonun günümüzdeki değeri üzerinden sabit olarak belirlemek yerine, bu iki değerin oranı ile model denklemlerini çözmektedir. Bu farklılıklar modele işlendiğinde İkili Çökme Modelinin genişletilmiş versiyonuna ait denklemler Spitoni ve diğ. (2021) tarafından aşağıdaki gibi verilmiştir:

$$\begin{aligned}\mathscr{I}_i(t,R) = &\mathscr{X}_{1,i}(R)\mathscr{N}_1(R)e^{-t/\tau_1(R)} \\ &+ \theta\left(t - t_{\max,R}\right)\mathscr{X}_{2,i}(R)\mathscr{N}_2(R)e^{-\left(t-t_{\max,R}\right)/\tau_2(R)},\end{aligned} \tag{3.27}$$

Yukarıda Denklem 3.27 ile verilen ifade modelin genişletilmiş versiyonunun çökme terimidir. Bu ifade içerisinde 1 ve 2 indisi sırasıyla ince disk ve kalın diski ifade ederken $\tau$ çökme zaman ölçeğini, $t_{max}$ modelin öngördüğü ilk çökme döneminin devam ettiği en uzun süreyi ifade ederken $\theta$ bir basamak fonksiyonu olup $t - t_{\max,R}$ ifadesi pozitif değer almadıkça sıfır değerini almaktadır. $\mathscr{N}_{1,2}$ terimleri Denklem 2.58'de verilen $a(r), b(r)$ ifadeleri olup genişletilmiş model içerisinde aşağıdaki denklemler yardımıyla hesaplanmaktadır:

$$\mathscr{N}_1(R) = \frac{\sigma_1(R)}{\tau_1(R)\left(1 - e^{-t_G/\tau_1(R)}\right)}, \tag{3.28}$$

$$\mathscr{N}_2(R) = \frac{\sigma_2(R)}{\tau_2(R)\left(1 - e^{-\left(t_G - t_{\max,R}\right)/\tau_2(R)}\right)}. \tag{3.29}$$

Yukarıdaki Denklem 3.28 ve 3.29 ile verilen $\sigma_{1,2}(R)$ ifadesi ince ve kalın diskin günümüzde gözlenen yüzey yoğunluğunu ifade etmektedir. Güneş civari için bu ifade toplam yüzey

yoğunluğu cinsinden $\sigma_{\text{tot}\,\odot} = \sigma_{1,\odot} + \sigma_{2,\odot}$ şeklinde ifade edilebilir. Denklem 2.60 ifadesi Güneş civarındaki yoğunluk cinsinden tekrar düzenlendiğinde aşağıdaki ifade elde edilir:

$$\sigma_{tot}(R) = \sigma_{tot,\odot} e^{-(R-R_\odot)/R_d}. \tag{3.30}$$

Burada $R_d$ yine uzunluk ölçeği olup 3.5 kpc olarak kabul edilmiştir. Toplam yüzey yoğunluğu ($\sigma_{\text{tot}\odot}$) $\sigma_2/\sigma_1$ şeklinde iki bileşenin yüzey yoğunluğu oranı cinsinden yeniden düzenlendiğinde aşağıdaki ifadeler elde edilir:

$$\sigma_2(R) = \frac{\sigma_{tot}(R)}{1 + \left( \frac{\sigma_2}{\sigma_1}\Big|_R \right)^{-1}}, \tag{3.31}$$

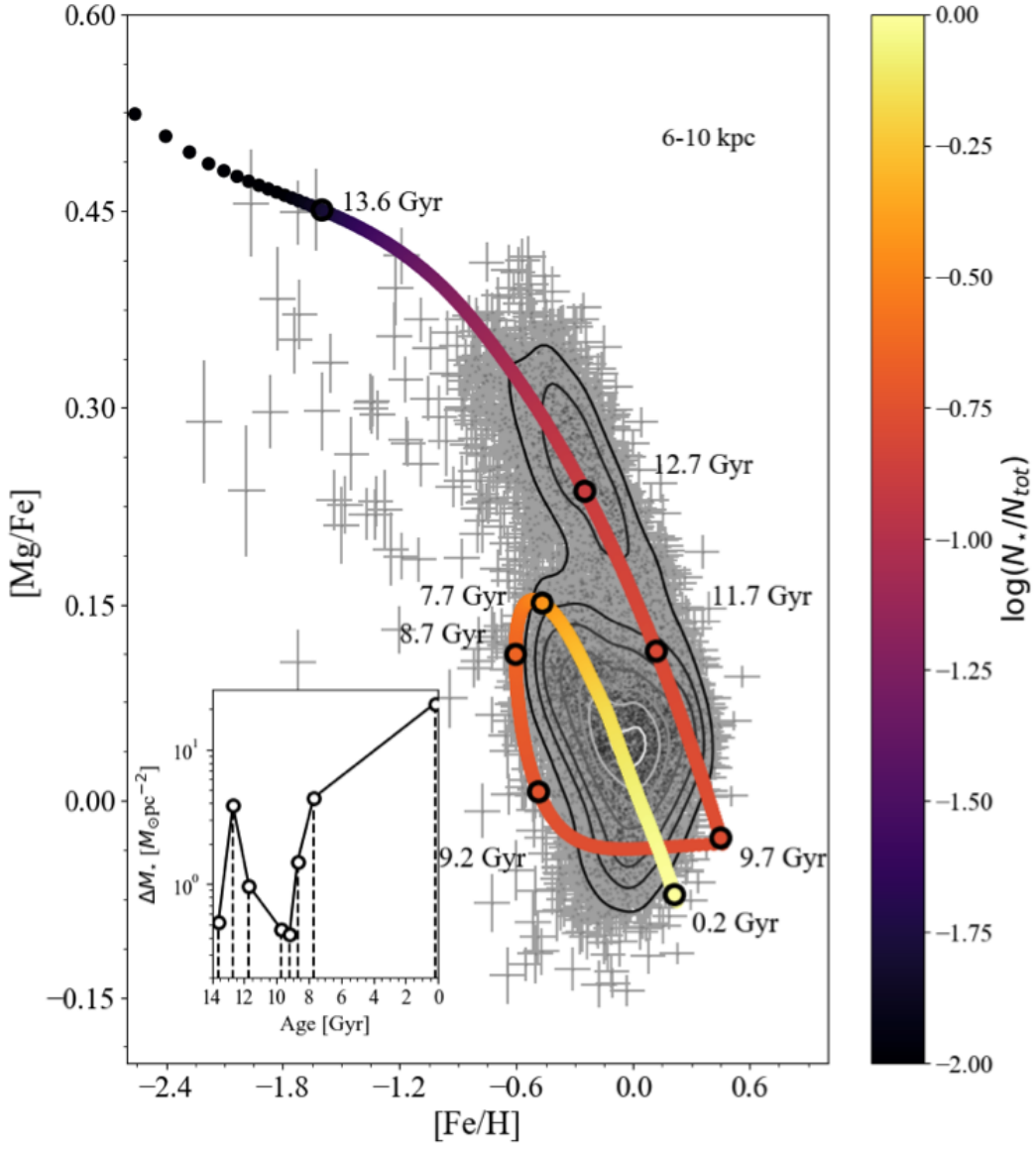
ve

$$\sigma_1(R) = \sigma_{tot}(R) - \sigma_2(R). \tag{3.32}$$

Genişletilmiş İkili Çökme Modeli içerisinde yıldız oluşum oranı (SFR) için Denklem 2.56 (Kennicutt, 1998) ile verilen ifade kullanılmakta olup, yıldız oluşum etkinliği (SFE) değerleri $\nu_1 = 2\,Gyr$ ve $\nu_2 = 1\,Gyr$ olarak kabul edilmiştir.

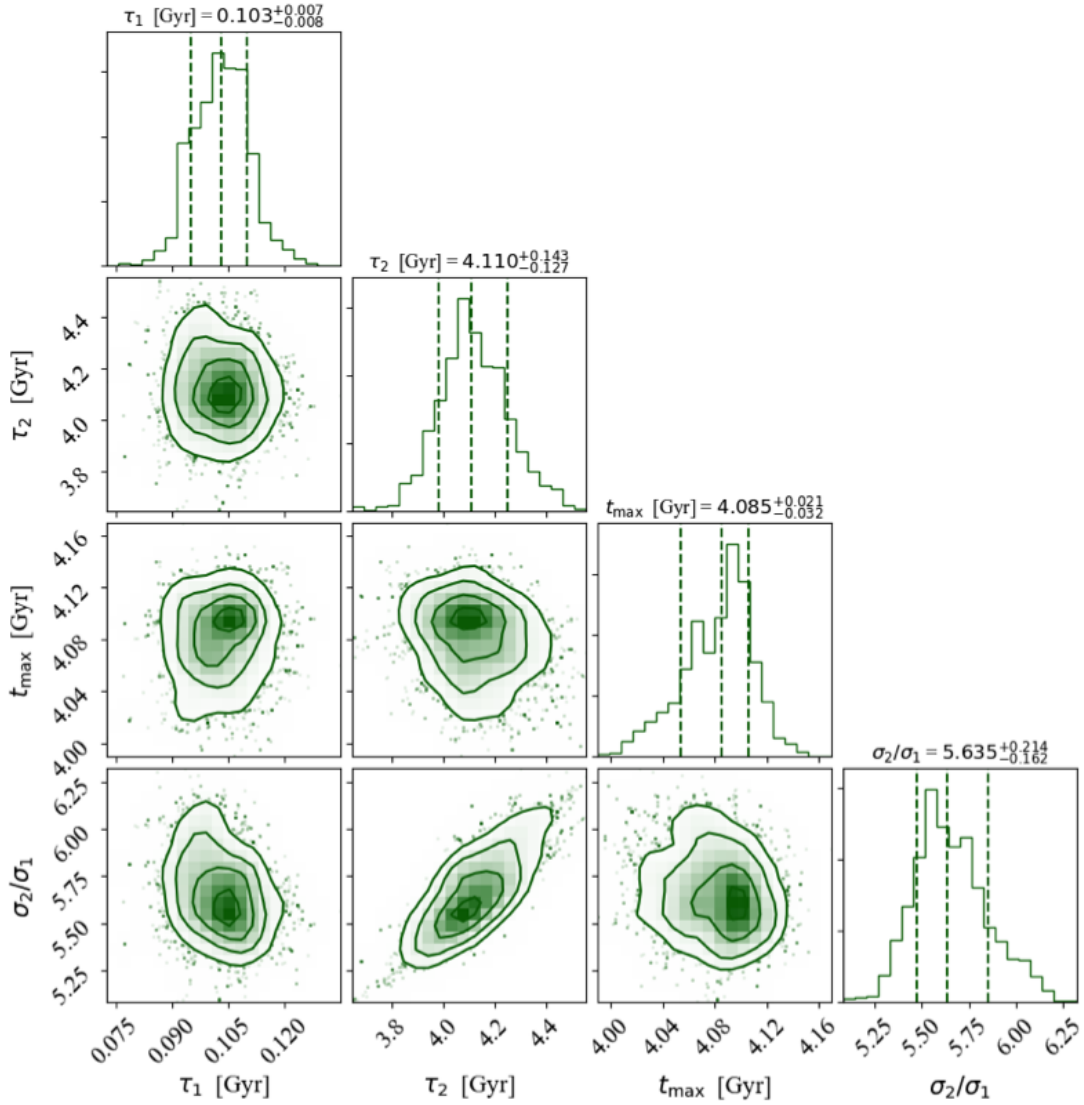
Yukarıda verilen denklemler Bölüm 2.2.9.'da verilen Denklem 2.55'te yerleştirildiğinde İkili Çökme Modelinin genişletilmiş versiyonu elde edilmektedir. Spitoni ve diğ. (2021) tarafından APOGEE DR16 (Ahumada ve diğ., 2020) veri setine Güneç civarı için $R = 8$kpc kabul edilerek 6-10 kpc aralığı için Monte Carlo yöntemiyle $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemine fit edildiğinde modelin elde ettiği kimyasal evrim yolu **Şekil 3.5**'te gösterilmiştir.

Spitoni ve diğ. (2021)'nin çalışmasında 6-10 kpc aralığı için APOGEE DR16 veri seti için Monte Carlo yöntemiyle fit edilen kimyasal evrim modelinin parametrelerine ait köşe grafiği **Şekil 3.6**'da gösterilmiştir. Tespit edilen gözlemsel değerler Spitoni ve diğ. (2021) tarafından




**Şekil 3.5**: Spitoni ve diğ. (2021)'nin çalışmasında 6-10 kpc aralığı için APOGEE DR16 veri seti fit edilen kimyasal evrim modeli. Gri noktalar gözlemsel veriyi temsil ederken, veri üzerinde gösterilen renk değişimli çizgi Geciken İkili Çökme Modelinden elde edilen veriye en uygun fiti temsil etmektedir. Çizginin renk değişimi modelde üretilen yıldızların kümülatif toplamının zamansal olarak değişiminin bir fonksiyonudur. Görseldeki bir diğer grafik ise zamana bağlı olarak yüzey yıldız kütle yoğunluğunun ($\Delta M_*$) değişimini göstermektedir. Dikey kesikli çizgiler içi boş beyaz daireler ile gösterilen zamanları göstermektedir. Grafikte 0 Gyr günümüzü temsil etmektedir.

detaylıca anlatıldığı üzere literatürde bulunan gözlemsel değerlerle uyumludur. Bu sebeple Galaksimizin kimyasal evriminin gözlemsel bulgularını açıklayan en güncel ve literatürde kabul gören İkili Çökme Modelinin bu genişletilmiş versiyonu bu tez çalışmasında Güneş civarının kimyasal evriminin anlaşılması için tercih edilmiştir.




**Şekil 3.6**: **Şekil 3.5** ile gösterilen modele ait Monte Carlo fitinin köşe grafiği. Her bir grafik serbest parametre karşılaştırılmasından oluşmuştur. Renklendirme serbest parametrelerin sayı yoğunluğu değerlerine göre yapılmış olup, histogramlar üstündeki kesikli çizgiler, serbest parametreye ait en iyi fit sonucunun değeriyle birlikte %16 ve %84'lük hata değerlerini göstermektedir.

# 4. BULGULAR

## 4.1. VERİ TEMİZLİĞİ VE SEÇİMİ

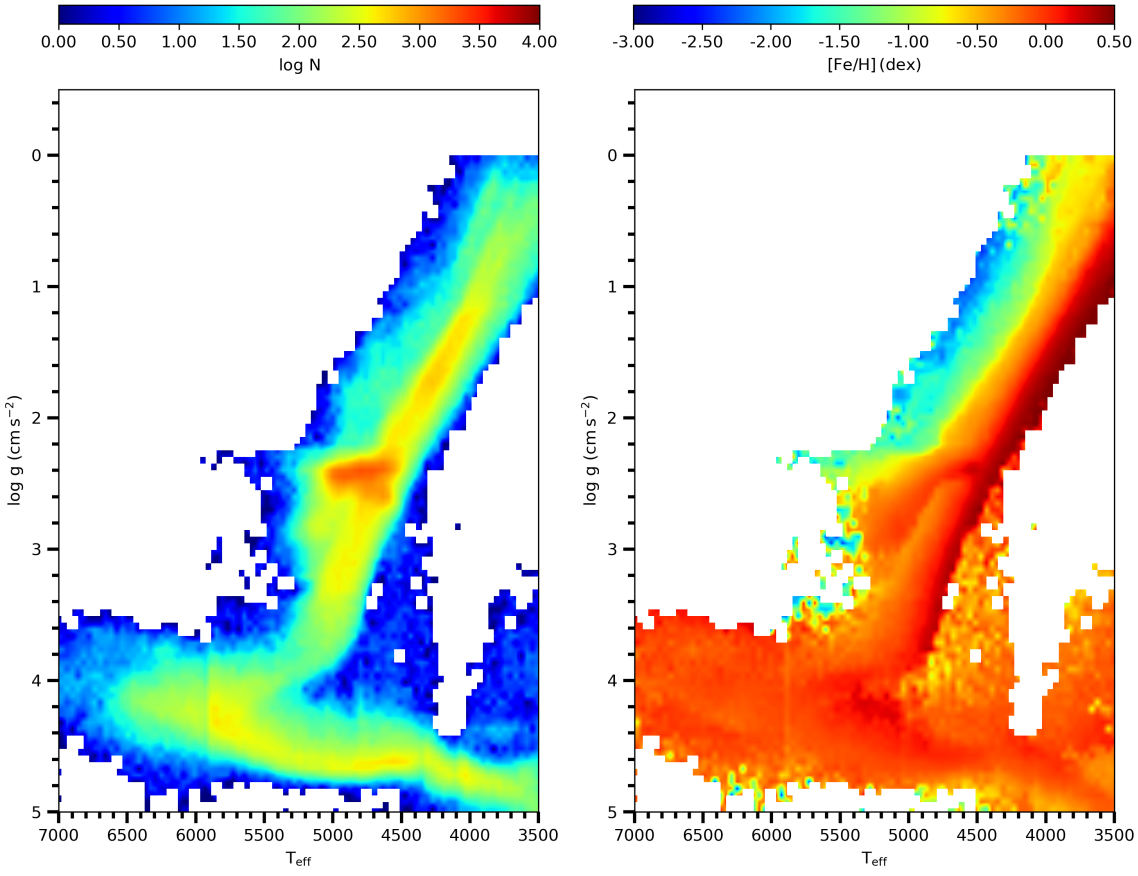
Tez çalışması boyunca **Bölüm 2.3.**'te anlatılan üç farklı gökyüzü taramasının gözlem verileri kullanılmıştır. Her bir taramanın kendine özgü veri kalitesi kriterleri mevcut olup, tez çalışmasında mümkün olan en duyarlı veriyle çalışılması amaçlanmıştır. Bu sebeple her bir gökyüzü taramasının kendine has kriterleri dikkate alınıp, kullanılan veri sürümüne uygulanmış ve yayınlanan en hassas ve az hatalı veriler seçilerek gerekli hesaplamalar yapılmıştır.

### 4.1.1. APOGEE DR16

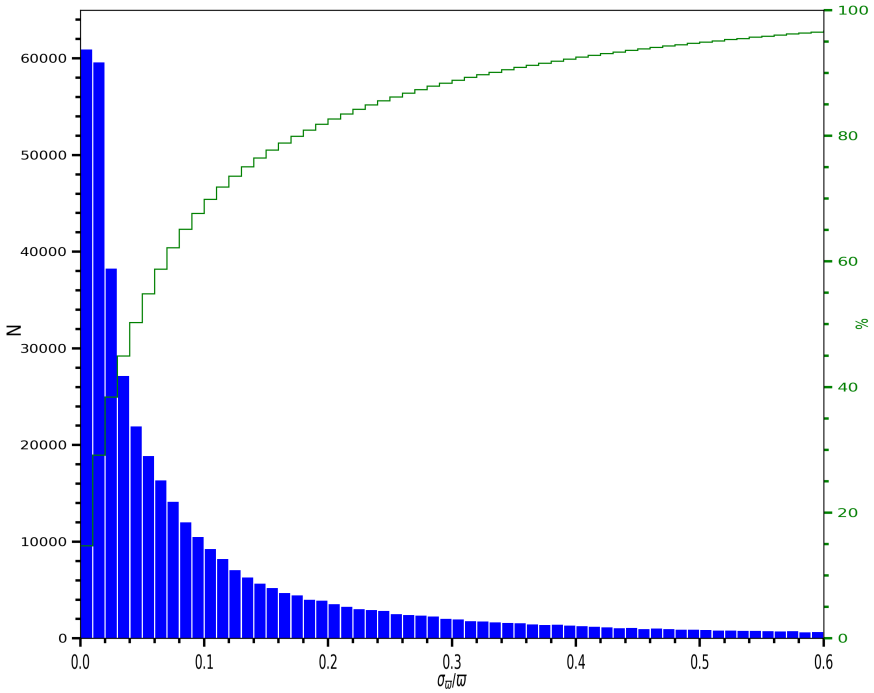
Tez çalışmasının ana tayfsal kataloglarından bir tanesi olarak SDSS-IV (Blanton ve diğ., 2017) taramasının APOGEE (Majewski ve diğ., 2017) programının 16. veri sürümü olan DR16 (Ahumada ve diğ., 2020) kullanılmıştır. Bu katalogda tayf gözlemi yapılmış 473,307 kaynak mevcuttur. Bu kaynakların paralaks ve öz hareket bilgileri çalışma için gerekli olduğundan, 473,307 kaynak Gaia eDR3 kataloğundaki yaklaşık 1.8 milyar kaynak ile 5" komşuluğunda ekvatoral koordinatlar üzerinden eşleştirilerek 467,160 kaynağın paralaks ve öz hareket bilgileri elde edilmiştir. Bu 467,160 kaynağın Hertzsprung–Russell (HR) diyagramı üzerinde hem sayı yoğunluğuna (solda) hem de $[Fe/H]$ bolluğuna (sağda) göre renklendirilmiş hali **Şekil 4.1**'de gösterilmiştir.

Eşleştirme sonucunda bulunan 467,160 kaynağa ait rölatif paralaks hatası histogramı **Şekil 4.2**'de gösterilirken, bu kaynakların kimyasal düzlemde($[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$) sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı **Şekil 4.3**'te gösterilmiştir. Bu iki grafikle birlikte **Şekil 4.1** incelendiğinde grafiklerde saçılmaların gözlendiğini ve yüksek göreceli hata değerlerine ait ölçümlerin olduğu çok belirgindir. Bu saçılmalar ve paralaks ölçümlerindeki yüksek göreceli hata değeri, kalite kriterlerinin çalışmadan önce veriye uygulanarak hassas ölçümlerin seçilmesi gerektiğini açıkça göstermektedir.

APOGEE tayfsal bir gökyüzü taraması olduğu için tayf kaynakların ölçümlerinin yapıldığı



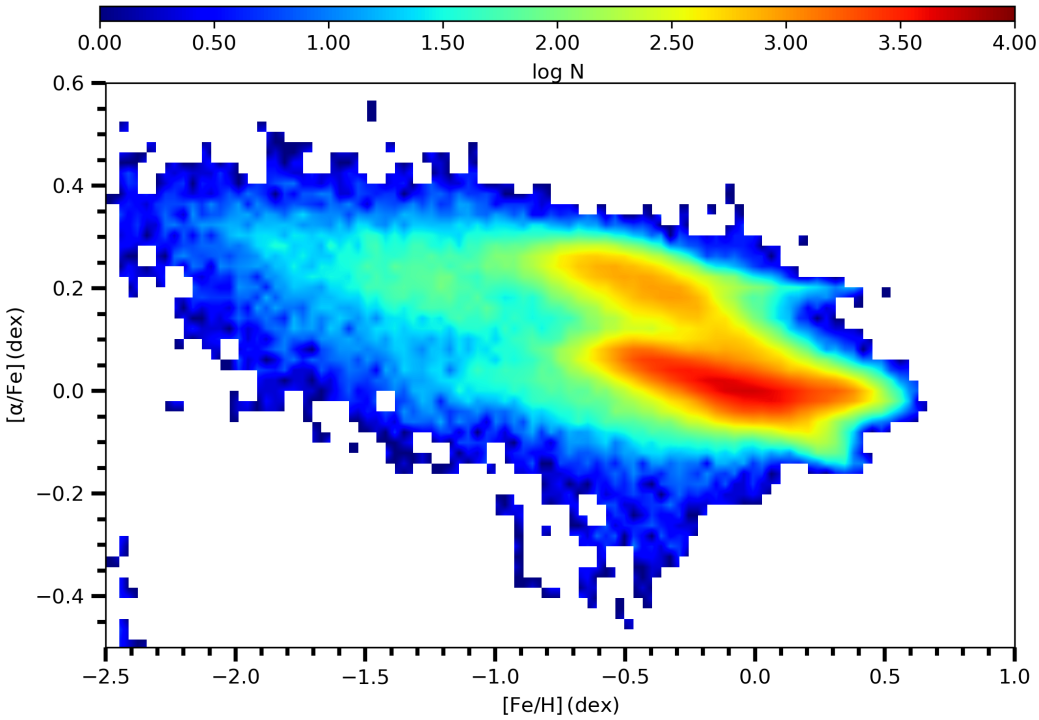

**Şekil 4.1**: APOGEE DR16 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 467,160 kaynağın HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş; sağ: $[Fe/H]$ bolluğuna göre renklendirilmiş).



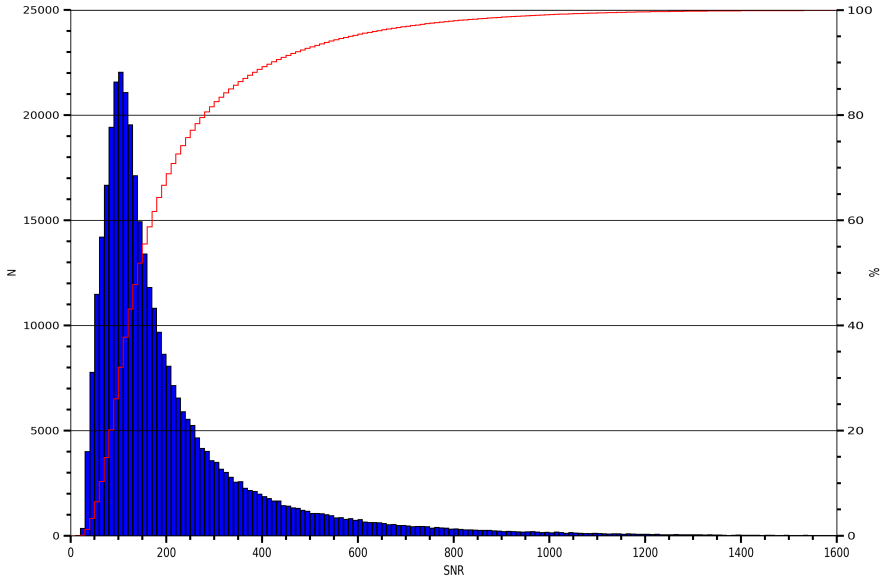

**Şekil 4.2**: APOGEE DR16 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 467,160 kaynağın rölatif paralaks hatası histogramı.

gözlemlerin Sinyal/Gürültü oranlarının da (SNR:Signal to Noise Ratio) dikkate alınması gerekmektedir, fakat APOGEE taraması için araştırmacılar SNR değeri için bir minimum değer önermemiştir ve bu sebeple SNR için seçilecek minimum değer **Şekil 4.4**'te gösterilen SNR histogramı üzerinden elde edilmiştir. Tayf kalitesi için DR16 sürümünde gözlemlenmiş ve Gaia ile eşleşmesi sağlanmış 467,160 kaynağın SNR histogramının mod değerinin sol bacağı olan **100** değeri kaliteli tayfların seçilmesi için minumum değer olarak bu çalışmada seçilmiştir.

Sinyal/Gürültü oranını minimum 100 olarak belirlemenin yanı sıra APOGEE taramasında önerilen diğer kriterlerin de veriye uygulanması gerekmiştir. Bunları şu şekilde sıralayabiliriz; tayfı alınan cismin yıldız olma kriterini sağlaması için *starflag=0* kabul edilmiştir, indirgenen tayfın model atmosferle uyumunu ve elde edilen bolluk değerleri için geçirilen fitin doğruluğunun yüksek olduğunu gösteren *ascapflag=0* ve *fe_h_flag=0* kabul edilmiştir. Bunlarla birlikte, hassas paralaks ve öz hareket ölçümlerinin kullanılması için rölatif paralaks hatasının maksimum değeri %10 olarak kabul edilmiştir. Bu kriterler APOGEE DR16 kataloğuna uygulandığında 87,737 yıldız çalışmada kullanılmak için seçilmiştir.

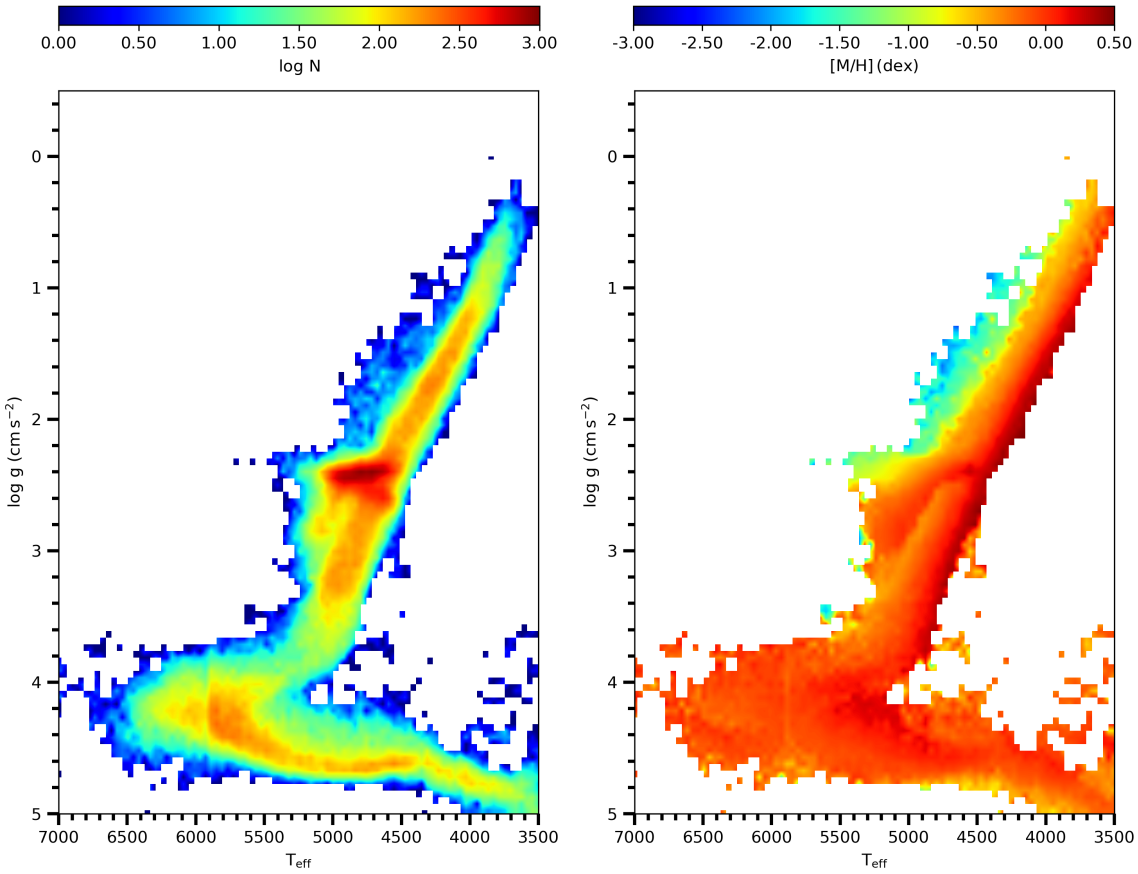



**Şekil 4.3**: APOGEE DR16 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 467,160 kaynağın kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı.




**Şekil 4.4**: APOGEE DR16 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 467,160 kaynağın Sinyal/Gürültü oranı histogramı.

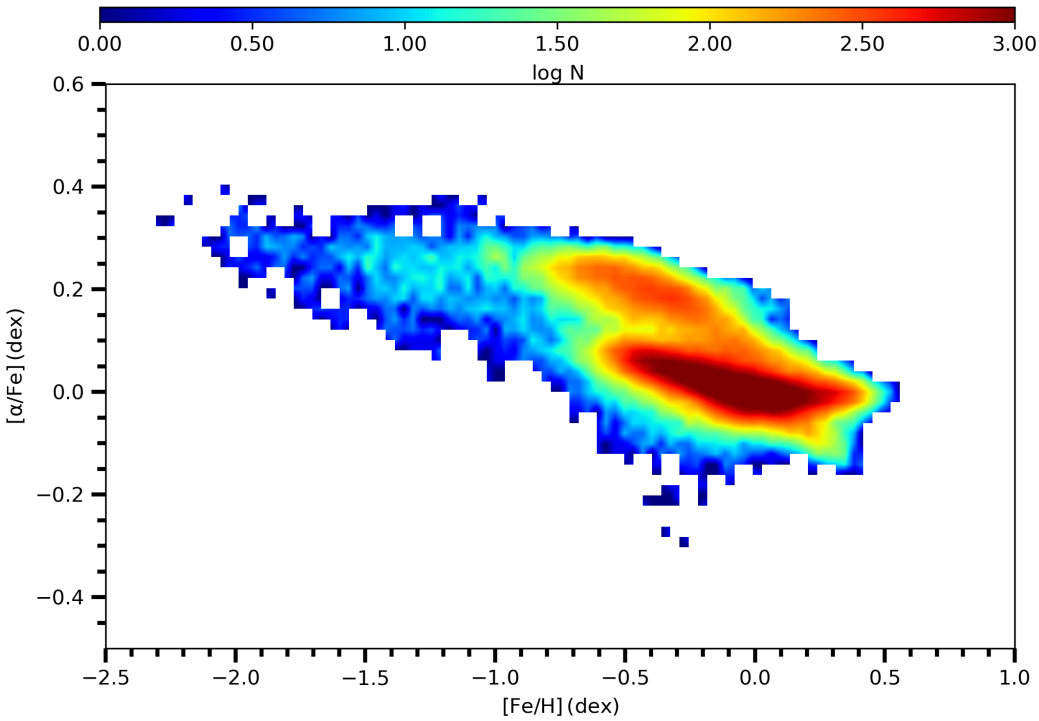
APOGEE DR16 kataloğundan seçilen ve belirlenen kalite değerlerini sağlayan 87,737 yıldızın HR diyagramı ve kimyasal düzlemdeki dağılmı sırasıyla **Şekil 4.5** ve **Şekil 4.6**'da gösterilmiştir. Bu iki grafik **Şekil 4.1** ve **Şekil 4.3** ile karşılaştırıldığında açıkça görülmektedir ki kalite kriterleri veriyi olabildiğince temizlemiştir.




**Şekil 4.5**: Kalite kriterlerini sağlayan APOGEE DR16 ile gözlenmiş 87,737 yıldızın HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş; sağ: $[Fe/H]$ bolluğuna göre renklendirilmiş).

### 4.1.2. GALAH DR3

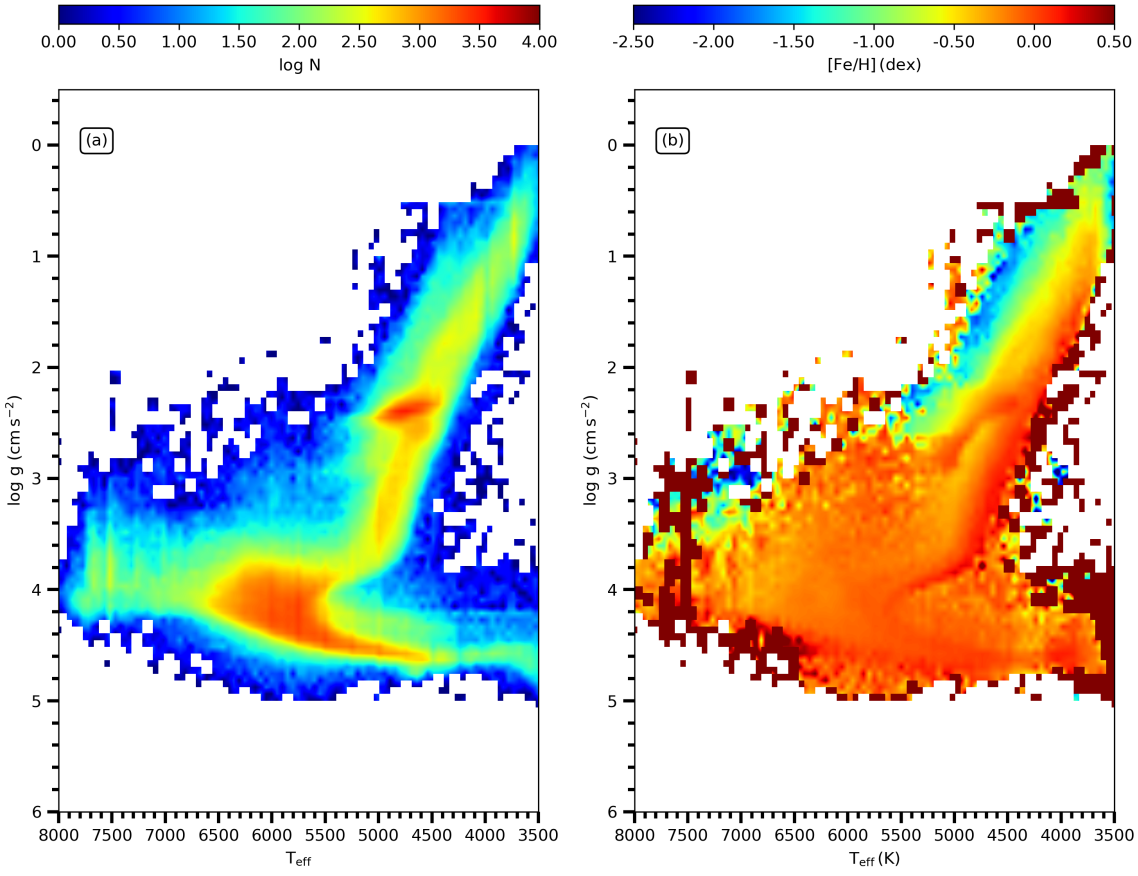
Tez çalışmasında kullanılan diğer tayfsal katalog GALAH (De Silva ve diğ., 2015) taramasının üçüncü ve en güncel veri sürümü olan DR3'tür (Buder ve diğ., 2021). Bu katalogta tayf gözlemi yapılmış 588,571 kaynak mevcuttur. Bu kaynakların paralaks ve öz hareket bilgileri çalışma için gerekli olduğundan, 588,571 kaynak Gaia eDR3 kataloğundaki yaklaşık 1.8 milyar kaynak ile 5" komşuluğunda ekvatoral koordinatlar üzerinden eşleştirildiğinde 588,464 kaynağın paralaks ve öz hareket bilgileri elde



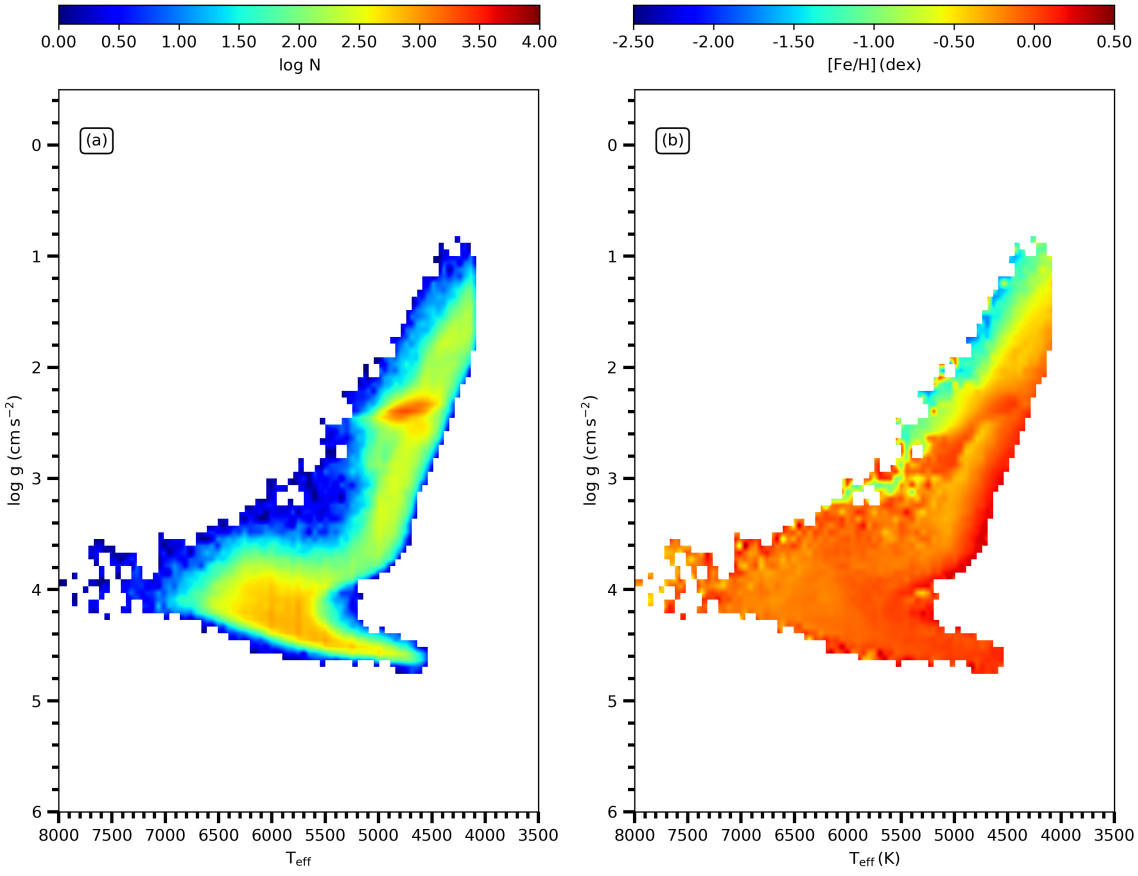

**Şekil 4.6**: Kalite kriterlerini sağlayan APOGEE DR16 ile gözlenmiş 87,737 yıldızın kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş $[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$dağılımı.

edilmiştir. Bu 588,464 kaynağın Hertzsprung–Russell (HR) diyagramı üzerinde hem sayı yoğunluğuna (solda) hem de $[Fe/H]$ bolluğuna (sağda) göre renklendirilmiş hali **Şekil 4.7**'de gösterilmiştir.

GALAH araştırma ekibi DR3 sürümünü kullanacak araştırmacılar için belirli kalite kriterleri önermişlerdir. Bu tez çalışmasında önerilen bütün kriterlere uyularak GALAH DR3 sürümünde araştırmacıların dikkat etmeleri gereken bütün hataları ve düşük duyarlılığa sahip verileri eleyerek sürüm içinden kaliteli veri aynı APOGEE taramasında olduğu gibi seçilmiştir. Araştırmacıların önerdiği kalite kriterleri sırasıyla şu şekildedir; Sinyal/Gürültü oranı için yeşil renk bölgesinde alınan tayfin Sinyal/Gürültü oranı değerinin minimum 40 alınmış, bununla birlikte tayf indirgenirken ve element bollukları ölçülürken kullanılan yazılım hattının sonuçları doğru ve duyarlı çıkardığını gösteren üç ayrı değer olan *flag_sp, flag_alpha_fe, fe_h_flag* değerleri sıfıra eşit kabul edilmiştir. Bunlarla birlikte Gaia uydusundan gelen verilerin APOGEE ile aynı hassasiyette olması verinin homojenliği açısından önemli olduğundan, rölatif paralaks hatası maksimum %10 olan yıldızlar seçilmiştir. Bu seçim sonucunda elde edilen katalogda 166,941 yıldız mevcuttur. Son seçilen veriye ait HR diyagramı **Şekil 4.8**'de gösterilmiştir.




**Şekil 4.7**: GALAH DR3 ile gözlenmiş ve 5" komşuluğunda Gaia eDR3 ile eşleştirilmiş 588,464 kaynağın HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş; sağ: $[Fe/H]$ bolluğuna göre renklendirilmiş).

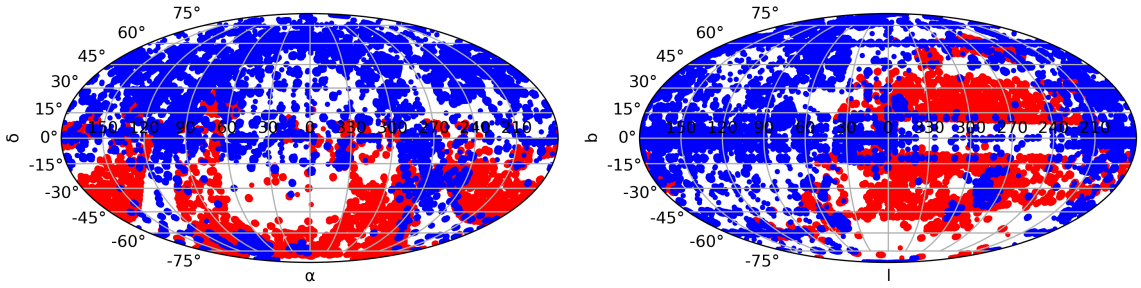



**Şekil 4.8**: GALAH DR3 için verilen kalite kriterlerine göre seçilmiş 212,948 yıldızın HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş; sağ: $[Fe/H]$ bolluğuna göre renklendirilmiş).

Kriterler uygulandıktan sonra görülmektedir ki HR diyagramındaki saçılmış ve dağınık görüntü ortadan kalkmış, saçılan nesne sayısının azaldığı bir diyagram ortaya çıkmıştır.

### 4.1.3. Ana Kataloğun Oluşturulması

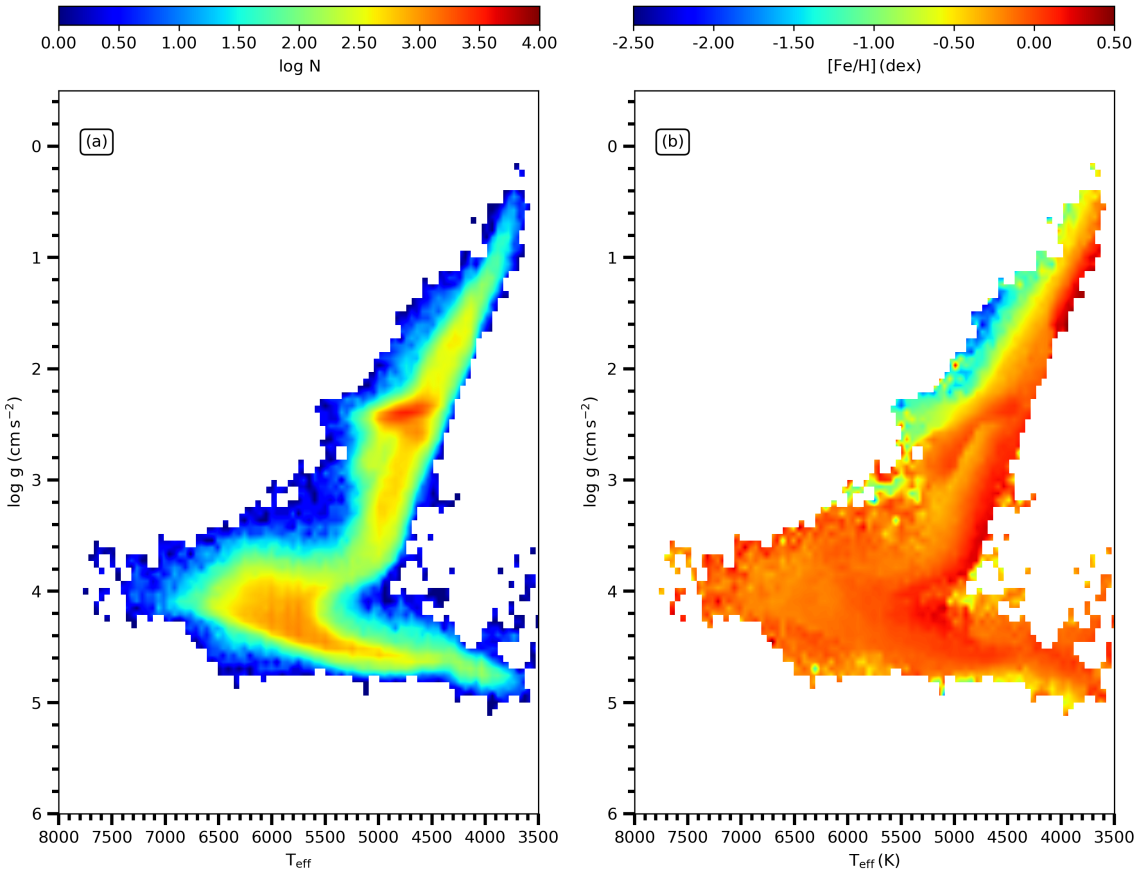
APOGEE, GALAH ve Gaia gökyüzü tarama programlarından **Bölüm 4.1.1.** ve **Bölüm 4.1.2.**'de anlatıldığı şekilde kalite kriterleri uygularak seçilen veriler birleştirilerek, tez çalışmasın da kullanılacak ana katalog oluşturulmuştur. Bu katalogta 254,678 yıldıza ait yüksek çözünürlüklü tayf gözlemlerinden elde edilmiş atmosfer model parametreleri, seçilen beş farklı elemente (Mg, Ca, Ti, Si, Fe) ait bolluk, radyal hız, paralaks ve öz hareket bilgileri bulunmaktadır. Oluşturulan ana kataloğun gökyüzü dağılımı **Şekil 4.9**'da gösterilmiştir.




**Şekil 4.9**: 254,678 yıldızdan oluşan ana kataloğun göksel ekvatoral ve galaktik koordinat sistemlerindeki dağılımı (kırmızı: GALAH yıldızları, mavi: APOGEE yıldızları).

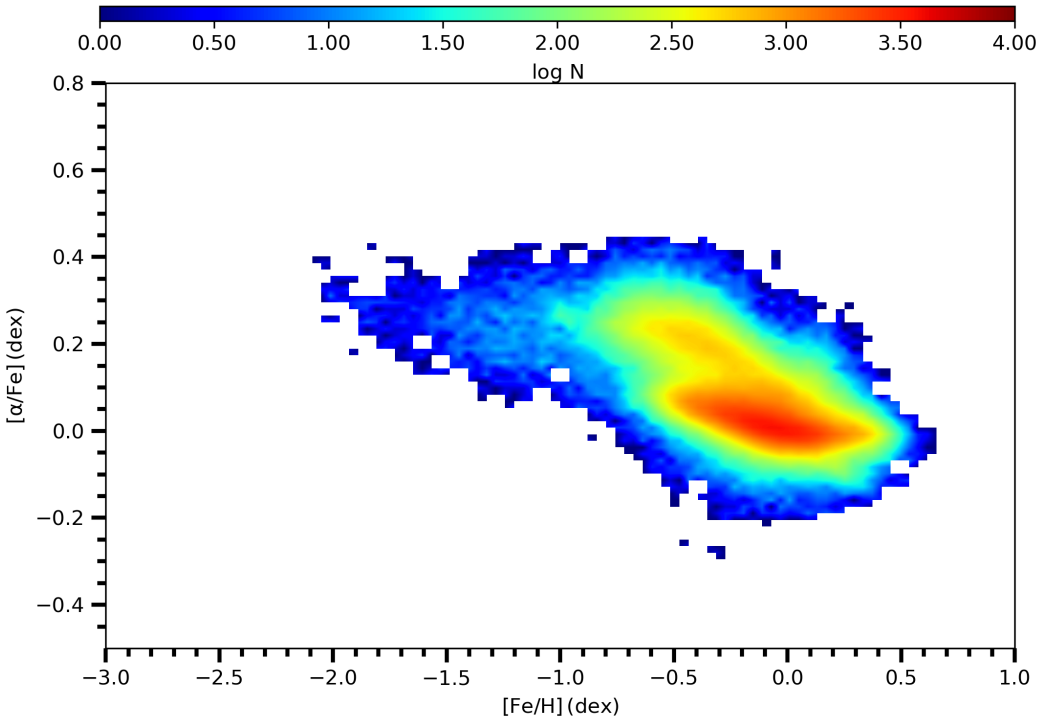
**Şekil 4.9**'da görülmektedir ki kuzey yarıkürüde gözlem yapan APOGEE ile güney yarıkürede gözlem yapan GALAH taramalarının birleştirilmesi sonucunda neredeyse bütün gökyüzünü kapsayan bir ana katalog elde edilmiştir. İki gökyüzü taramasının kendi gözlem stratejilerinden kaynaklanan boşluklar oluşsa da genelde gökyüzüne homojen bir şekilde dağıldığı görülmektedir.

Birleştirme sonucu gökyüzünde yansız bir dağılım gösteren ana kataloğa ait yıldızların HR diyagramı **Şekil 4.10**'da gösterilmiştir. Ana kataloğu oluşturan gökyüzü taramalarının gözlem dalgaboyu aralıkları ve parlaklık aralıkları birbirinden farklı olsa da HR diyagramından görüldüğü üzere bütün ışıma gücü sınıfları; anakol, altdev bölgesi, kırmızı dev kolu ve hatta kırmızı yığın yıldızları rahatlıkla seçilebilmektedir




**Şekil 4.10**: 254,678 yıldızdan oluşan ana kataloğun HR diyagramı (sol: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş, sağ: $[Fe/H]$ bolluk değerine göre renklendirilmiş).

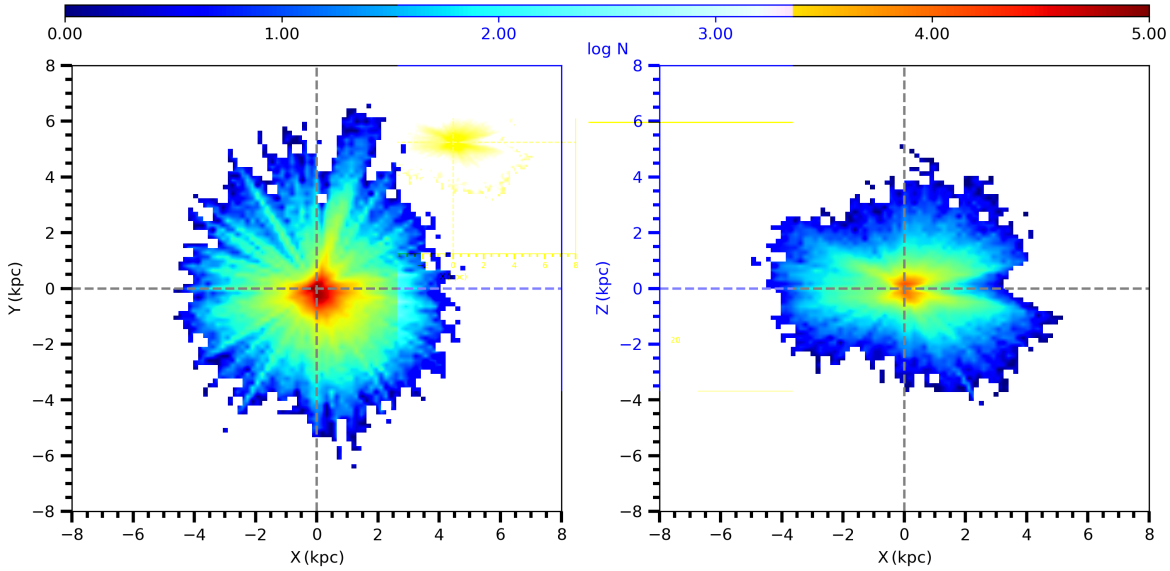
Ana kataloğun kimyasal düzlem üzerindeki dağılımı **Şekil 4.11**'de gösterilmiştir. Şekil incelendiğinde görülmektedir ki ince disk ve kalın disk bileşenlerini temsil eden iki ana yoğunluk bölgesinin dışında, metalce fakir, $[Fe/H] < 1$ dex, bölgeye doğru uzanan kuyruğumsu bir yapı dikkat çekmektedir. Burada görülen yapı çoğunlukla Galaksimizin halo bileşenine ait yıldızlardan oluşmaktadır. **Şekil 4.11** incelendiğinde görülmektedir ki Galaksimizin üç ana bileşenine ait yıldızlar kataloğumuzda bulunmaktadır. Halo yıldızları sayıca az olsalar bile tezin temel amacı olan Galaksimizin kimyasal evrimini anlamak için verinin içinde bulunmaları önem arz etmektedir.




**Şekil 4.11**: 254,678 yıldızdan oluşan ana kataloğun kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı.

Ana kataloğun Güneş merkezli kartezyen koordinatlarda dağılımı **Şekil 4.12**'de gösterilmiştir. Şekil incelendiğinde Güneş merkez olmak üzere kataloğun 4 kpc'yi aşan bir yarıçapa dağıldığı gözlenmektedir. Ana kataloğun gökyüzü düzleminde homojen dağılmasının yanı sıra üç boyutlu uzayda da neredeyse yöne bağlı bir yanlılık olmadan dağıldığı **Şekil 4.12**'de rahatlıkla gözlenmektedir. Bu koordinat boyutlarında dağılımların medyan değerleri X, Y, Z doğrultuları için sırasıyla 0.12 kpc, -0.19 kpc, 0.06 kpc olarak hesaplanmıştır. Bu değerler göstermektedir ki ana katalog Güneş merkezli bir dağılımla Galaksimizin Güneş komşuluğu bölgesini iyi bir şekilde temsil etmekte, hatta literatürde

kabul edilen 2 kpc yarıçapını da aşarak Güneş civarının ötesine kadar uzanabilmektedir.

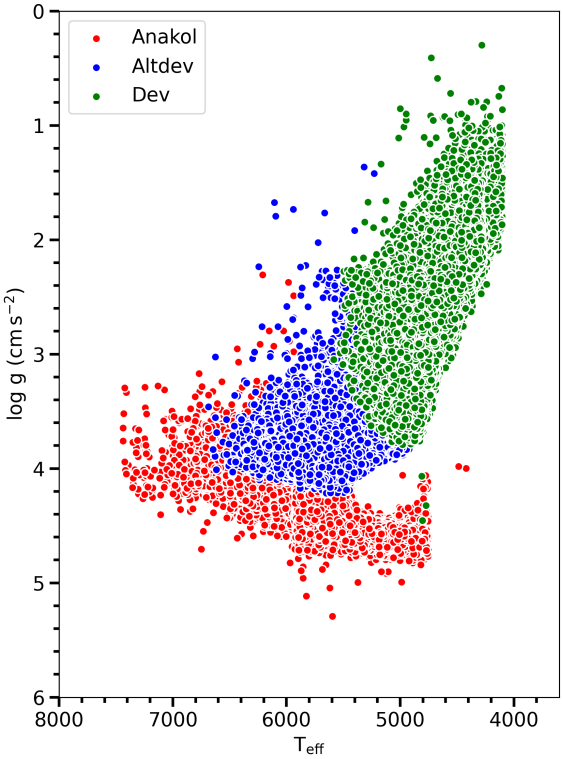



**Şekil 4.12**: 254,678 yıldızdan oluşan ana kataloğun kartezyen koordinatlarda sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı.

## 4.2. ANA KATALOĞUN IŞINIM GÜCÜ SINIFLARININ BELİRLENMESİ

Tez çalışmasında kullanılacak veriyi barındıran ve **Bölüm 4.1.3.**'te seçimi anlatılan ana kataloğun içindeki yıldızların ışıma gücü sınıflarının belirlenmesi, tez çalışmasında elde edilecek bulguların (bolluk gradyenti, kimyasal evrim modeli parametreleri, yaş metal bolluğu ilişkileri, popülasyonların özellikleri vb.) literatür ile karşılaştırılarak elde edilen sonuçların başka çalışmalarla uyumunun incelenmesi için önemlidir. Bu sebeple teorik yaş eğrilerinden ve makine öğrenmesi yönteminden faydalanılarak **Bölüm 3.1.**'de anlatıldığı şekilde ana kataloğumuzda bulunan yıldızlar ışıma gücü sınıflarına ayrılmıştır. Bu ayrıma göre renklendirilmiş HR diyagramı **Şekil 4.13**'te gösterilmiştir.

**Şekil 4.13** incelendiğinde, tez çalışmasında geliştirilen ve **Bölüm 3.1.**'de anlatılan, makine öğrenmesine dayanan ışıma gücü tahmin modelinin veriyi büyük çoğunlukla beklenen şekilde ayırdığı görülmektedir. Yapılan ayrıma göre ana kataloğunda 98,142 anakol, 21,440 altdev ve 135,096 dev yıldız bulunmaktadır.

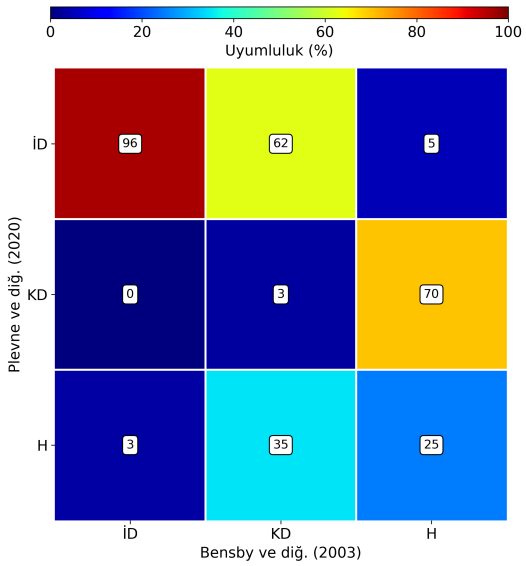



**Şekil 4.13**: Ana kataloğun ışıma gücü sınıfına göre renklendirilmiş HR diyagramı.

## 4.3. GAUSS KARIŞIM YÖNTEMİYLE KİMYASAL VE KİNEMATİK POPÜLASYON AYRIMI

Tez çalışmasının temel amaçlarından biri Galaksi diskindeki yıldız popülasyonlarının özelliklerini anlamak olduğu için, çalışmanın başlarında literatüre alternatif olarak kimyasal bakımdan yeni bir ayrım yöntemi geliştirilmiş ve **Bölüm 3.2.**'de detaylıca anlatılmıştır. Fakat, çalışma süreci devam ederken bu kimyasal ayrımın kinematik bakımdan zayıf olduğu, **Bölüm 3.3.1.**'de anlatılan kinematik ayrım yönteminden elde edilen sonuçlarla uyumsuz olduğu anlaşılmıştır. Bu uyumsuzluk **Şekil 4.14**'te karmaşıklık matrisi formatında gösterilmiştir.

**Şekil 4.14** incelendiğinde kinematik ayrım yöntemi (Bensby ve diğ., 2003) ile kimyasal ayrım yönteminin (Plevne ve diğ., 2020) en fazla ince disk (İD) yıldızları konusunda birbirinin kriterlerini karşıladığı, onun dışında kalın disk (KD) ve halo (H) popülasyonlarına ait kriterleri karşılamadığı görülmektedir. Kalın disk yıldızları için iki yöntem sadece %3'lük bir uyumluluğa sahip iken halo yıldızları için %25'lik bir uyumluluğa sahiptirler. İki yöntem karşılaştırıldığında kinematik yöntem ile kimyasal yöntemin en uyumsuz olduğu

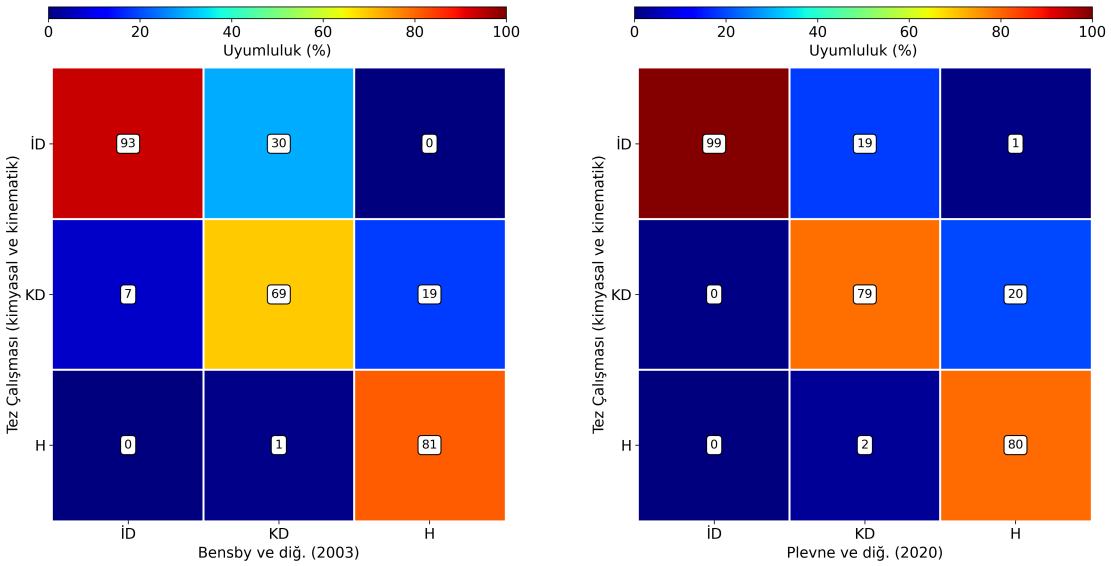



**Şekil 4.14**: Plevne ve diğ. (2020) ile Bensby ve diğ. (2003) yöntemleri kullanılarak yapılan popülasyon ayrımının karmaşıklık matrisi.

popülasyonun kalın disk olduğu anlaşılmaktadır. Kinematik yöntem ile kalın disk olarak belirlenen yıldızlar kimyasal yöntem ile incelendiğinde, %62'si ince disk, %35'i halo ve sadece %3'lük kesiminin kalın disk olarak tespit edilmektedir. Bu sonuçlar incelendiğinde tez çalışmasında ikinci bir popülasyon ayrım yöntemi üretilmesi gerekliliği ortaya çıkmıştır.

Gauss karışım modeli kullanılarak elde edilen kimyasal ayrım yönteminin kinematik özellikleri kapsamasının sağlanması için, iki boyutlu kimyasal uzaya ek olarak Toomre diyagramı olarak bilinen $V_{LSR} \times \sqrt{U_{LSR}^2 + W_{LSR}^2}$ düzleminin modele eklenmesi yoluyla hem kimyasal hem de kinematik bir düzlem üzerinde 4 boyutlu bir faz uzayında Gauss Karışım Modeli çalıştırılmış, üç ayrı popülasyon için (ince disk, kalın disk, halo) dört boyutlu Gauss yüzeyleri oluşturulmuştur. Oluşturulan yeni modelin doğruluğunu test etmek için bu model kimyasal (Plevne ve diğ., 2020) ve kinematik (Bensby ve diğ., 2003) yöntemlerle karşılaştırılmış ve söz konusu karşılaştırma sonucunda **Şekil 4.15**'te gösterilen karmaşıklık matrisleri oluşturulmuştur.

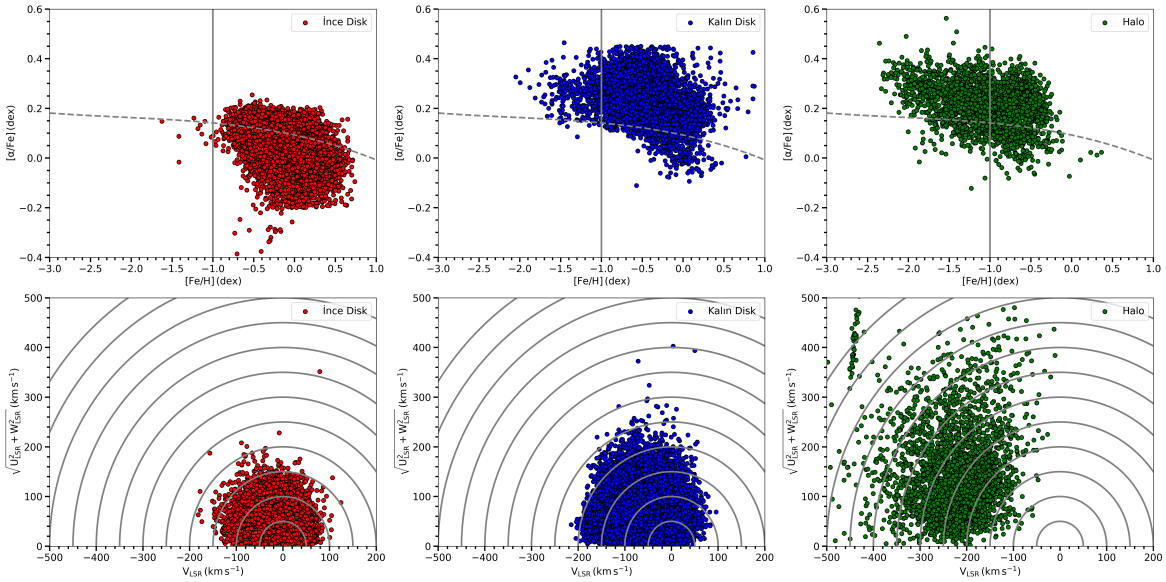
**Şekil 4.15** incelendiğinde yeni geliştirilen ayrım modelinin hem kimyasal hem de kinematik yöntemle uyumlu olduğu görülmektedir. Popülasyonların iç içe geçen yapıları düşünüldüğünde, iki ayrı özelliği de ele alan bir modelin tek özellik bakımından ayrım yapan diğer modellerle karşılaştırılması halinde yer yer %30 oranına çıkan uyuşmazlıkların olmasının ve bu uyuşmazlıkların **Şekil 4.14**'te gösterilen ve kinematik ve kimyasal




**Şekil 4.15**: Yeni oluşturulan dört boyutlu ayrım yöntemini kinematik yöntem (Bensby ve diğ., 2003) (sol) ve kimyasal yöntemle (Plevne ve diğ., 2020) (sağda) karşılaştıran karmaşıklık matrisleri.

modellerin uyuşmadığı noktalara denk gelmesinin, bu iki tek özelleği dikkate alan modelin birbirini tamamlamayan bakış açılarından kaynaklandığı anlaşılmaktadır. Yeni geliştirilen model bu iki modelle tek tek kıyaslandığında büyük oranda uyumlu olup, popülasyon ayrımı yaparken kinematik ve kimyasal özellikleri beraber dikkate alarak popülasyonların gerçek doğalarına yaklaşan bir ayrım oluşturduğu anlaşılmaktadır. Fakat modelin başarısını kavramak için başka modellerle karşılaştırmanın yanı sıra hem kimyasal hem de kinematik düzlemlerde ayrımın nasıl olduğunun incelenmesi gerekmektedir. Ana kataloğun yeni oluşturulan popülasyon ayrımına göre renklendirilmiş kimyasal düzlem ve Toomre diyagramları Şekil **Şekil 4.16**'da gösterilmiştir.

**Şekil 4.16**'da gösterilen grafikler incelendiğinde özellikle ince disk ve kalın disk popülasyonlarının hem kinematik hem de kimyasal uzayda içiçe geçtiği açıkça görülmektedir. Özellikle kimyasal düzlem üzerindeki ayrım çizgileri temel alındığında yeni ayrımın öncekine göre popülasyonları daha iyi ayırdığını ve içe içe geçen kısımları kapsayabildiğini görmekteyiz. Ayrıca üç popülasyon içinde Toomre diyagramları (**Şekil 4.16**'da gösterilen alt sıra) incelendiğinden, popülasyonların merkezi değerlerinin ve kinematik uzayda yayılımlarının artması bu uzayda ayrımın başarılı olduğunu işaret etmektedir.




**Şekil 4.16**: Kimyasal ve kinematik uzaya duyarlı popülasyon ayrımına göre renklendirilmiş kimyasal düzlem (üst sıra) ve Toomre diyagramları (alt sıra). Kimyasal düzlem grafiklerinde görülen gri kesikli çizgi Plevne ve diğ. (2020)'nin çalışmasın da kullanılan ayrım çizgisi olup, $[Fe/H] = -1\,(dex)$ değerinden yukarı çıkan gri düz çizgi ise halo popülasyonunu ayırmak için kullanılmıştır.

## 4.4. RADYAL DOĞRULTUDA BOLLUK GRADYENTLERİ

Galaksimizin oluşumunu ve kimyasal evrimini açıklamaya çalışan araştırmacılar genellikle Galaksi diski boyunca ve Galaksi düzleminden dik doğrultuda element bolluklarının değişimini araştırarak, bugün gördükleri doğrultu boyunca değişimin geçmişte nasıl olaylarla oluşmuş olabileceğini açıklamaya çalışırlar. Bu sebeple Güneş civarının kimyasal evrimini araştıran bu tez çalışmasında gözlemsel veriden radyal doğrultuda demir ve dört farklı alfa element (Mg, Ca, Ti, Si) bolluğunun değişimi incelenmiştir. Bu inceleme yapılırken **Bölüm 4.1.3.**'te anlatıldığı şekilde seçilen tez kataloğundaki yıldızların Galaksi merkezinden uzaklığını ($R_{GC}$) kullanmak yerine, **Bölüm 3.4.**'te anlatıldığı şekilde elde edilmiş olan yörünge parametreleri ile beraber hesaplanan ortalama yörünge yarıçapı ($R_m$) kullanılarak gradyentler elde edilmiştir.

### 4.4.1. Radyal Göç Etkisi

Galaksi diskindeki bolluk gradyent ölçümü diskin geçmişini anlamak için güzel bir araçtır, fakat yıldızların yörünge hareketleri sebebiyle farklı zamanlarda Galaksideki farklı kütle çekimsel pertürbasyon kaynaklarıyla -çubuk yapı, spiral kollar, rezonans bölgeleri,

büyük molekül bulutları, açık veya küresel küme- karşılaşmaları sebebiyle yörüngelerinin açısal momentumu değişebilmektedir. Bu değişim yıldızın doğduğu yörüngesinden zamanla ayrılması ve geçmişini temsil etmeyen bir yörüngeye sahip olmasıyla sonuçlanır (Binney ve Tremaine, 2008; Schönrich ve Binney, 2009; Kubryk ve diğ., 2013). Radyal doğrultuda yörüngenin değişmesi ve yıldızın doğduğu yarıçaptan farklı bir yörüngede dönemsi literatürde radyal göç olarak adlandırılmaktadır (Schönrich ve Binney, 2009). Yapılan simülasyonlar göstermiştir ki Güneş civarı bölgesi bu radyal göç etkisinden en çok etkilenen bölgedir (Schönrich ve Binney, 2009; Kubryk ve diğ., 2015a,b; Minchev ve diğ., 2016, 2018). Tez çalışmasının odaklandığı bölge Güneş civarı olduğu için ölçülecek gradyentlerin bu etkiden arındırılması elde edilen sonuçların duyarlılığı için önemlidir.

Radyal göç etkisini ölçmek ve pertürbasyon kaynaklarından etkilenen yıldızları tespit etmek için, Kubryk ve diğ. (2015a) tarafından yapılan hidrodinamik simülasyon çalışmasında önerilen $|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2\,(\mathrm{kpc})$ kriteri kullanılmıştır. Bu kriterde yer alan $R_{Guiding}$ yani rehber yarıçap **Bölüm 3.4.**'te anlatılan yörünge integrasyonu yöntemiyle hesaplanmış olup, yıldızın sahip olduğu yörünge açısal momentumuyla çember yörüngede döndüğü yarsayılarak hesaplanan çembersel yörünge yarıçapıdır. $R_{GC}$ ise yıldızın günümüzde Galaksi Merkezinden uzaklığını temsil etmektedir. Kubryk ve diğ. (2015a) tarafından verilen kriter, yıldızların doğdukları zaman çember yörüngede hareket ettikleri varsayımını kullanmaktadır. Buna göre yıldızın çember yörünge yarıçapı olarak verilen $R_{Guiding}$ değeri ile günümüzdeki konumu arasında iki kpc'den daha fazla bir uzaklık varsa, bu yıldızın yörüngesinin etkilendiği ve radyal olarak doğduğu bölgeden ayrıldığı kabul edilmektedir. Bu başlık altında yapılan hesaplamalardan elde edilen bütün gradyentler bu şartı sağlayan, yani radyal göç etkisine maruz kalmamış yıldızlardan hesaplanmıştır.

### 4.4.2. Işınım Gücünden Bağımsız Radyal Element Bolluğu Gradyentleri

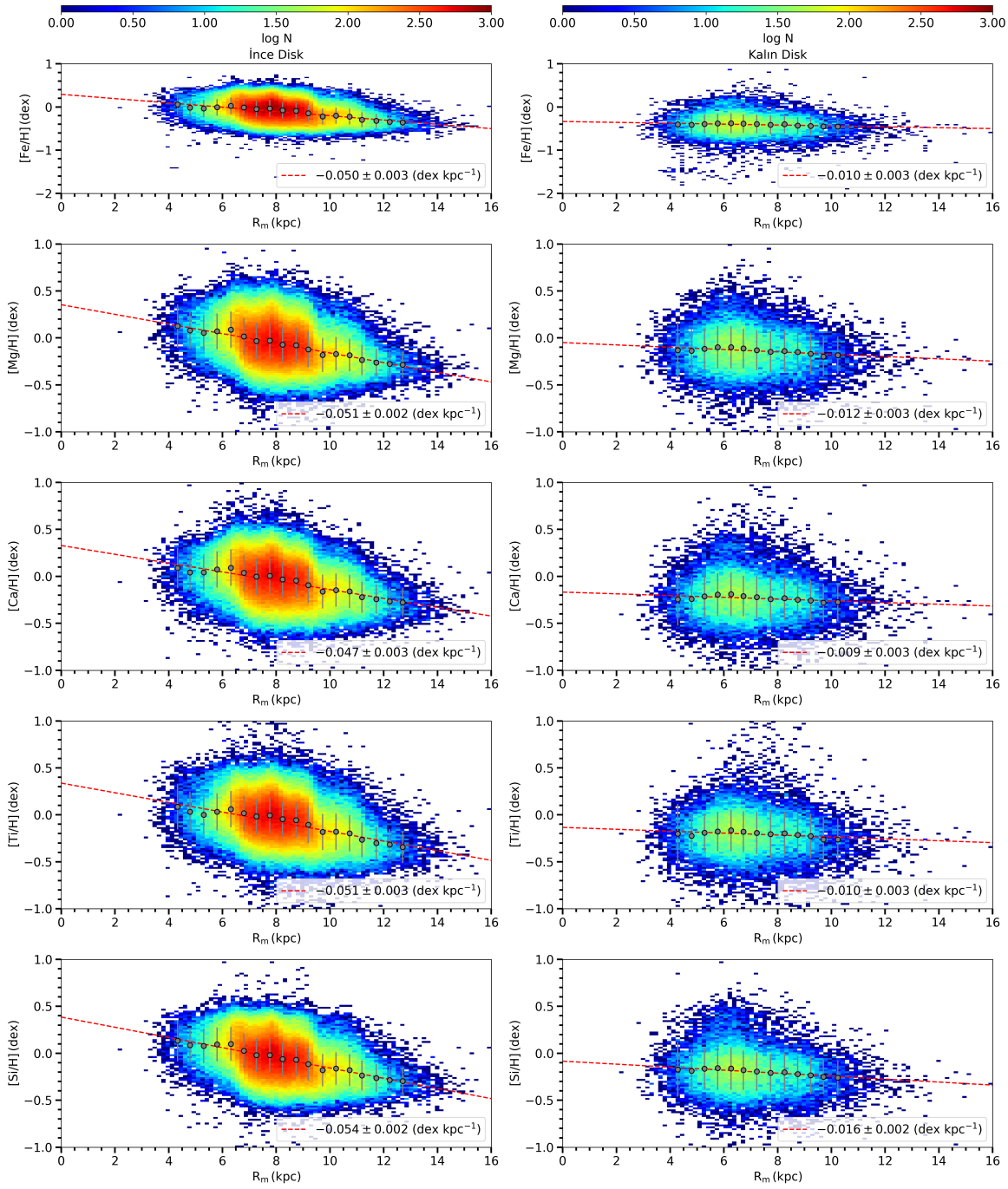
Radyal doğrultuda element bolluğu gradyenti ölçülürken tez çalışmasındaki veri iki farklı şekilde ele alınmıştır. Bu amaçla verinin tamamından beş farklı element için gradyent hesaplanmış, devamında veri ışıma gücüne göre ayrılarak (Bkz. **Bölüm 3.1.**) gradyent değerleri elde edilmiştir. Bu ayrımın yapılmasının sebebi literatürde alan yıldızlarından gradyent hesabı yapıldığında, bu değerin genellikle tek bir ışıma gücü sınıfından yıldızları tercih edilerek hesaplanmasıdır. Literatürde en çok tercih edilen ışıma gücü sınıfı ise dev yıldızlar olarak karşımıza çıkmaktadır. Dev yıldızlar doğaları gereği parlak oldukları için

daha uzak mesafelerden ölçümleri yapılabilmektedir ve aynı zamanda bu uzaklık gradyentin ölçüldüğü yarıçap aralığını arttırdığı için diski daha iyi temsil eden gradyentler elde edilmektedir.

Tez çalışmasında gradyent ölçümü için beş farklı element seçilmiştir. Bu elementler Mg, Ca, Ti, Si ve Fe olup, ortalama yörünge çapı ($R_m$) boyunca değişimleri ölçülmüştür. Söz konusu ölçüm yapılırken $R_m$ boyunca 0.5 kpc'lik aralıklarla en az 200 noktadan oluşan veri gruplanmış ve bu aralık içine düşen uzay bölgesinde elementlerin dağılımının medyan ve standart sapma değerleri ölçülerek veri gruplanmıştır. Bu gruplanan veri üzerine en küçük kareler yöntemi kullanılarak bir doğru fit edilmiş ve bu doğrunun eğimi gradyent olarak belirlenmiştir. Bahsedilen işlem ince ve kalın disk popülasyonları için ayrı ayrı uygulanmış olup bütün veriden hesaplanan gradyent değerleri **Şekil 4.17**'de gösterilmiştir.

**Şekil 4.17** incelendiğinde ince disk yıldızlarında her bir element için belirgin bir gradyent değeri görülürken, kalın disk yıldızları için daha az belirgin bir gradyent değeri görülmektedir. Her bir element için gradyent değerleri incelendiğinde her iki bileşen için de en belirgin gradyentin silisyum elementi için ölçüldüğünü ve bu değerin ince disk için $-0.054 \pm 0.002$ dex kpc$^{-1}$, kalın disk için $-0.016 \pm 0.002$ dex kpc$^{-1}$ olduğu bulunmuştur. Yine aynı şekilde elementler arasındaki en düşük gradyent her iki bileşende de kalsiyum için ölçülmüştür. İnce disk için kalsiyum gradyenti $-0.047 \pm 0.003$ dex kpc$^{-1}$ olup kalın disk için $-0.009 \pm 0.003$ dex kpc$^{-1}$ değerindedir.

**Şekil 4.17** incelendiğinde demir bolluğu için ince disk bileşenin $-0.050 \pm 0.003$ dex kpc$^{-1}$, kalın disk bileşeninin $-0.010 \pm 0.003$ dex kpc$^{-1}$ değerinde gradyent gösterdiği görülmektedir. Özellikle kalın disk için literatürde bir gradyent önerilmemesi ve ölçülmemesi göz önüne alındığında bu değer tez çalışması için oldukça önem arz etmektedir, çünkü yapılan kaliteli veri seçimi ve de kinematik ve kimyasal özellikleri dikkate alan bir popülasyon ayrım yöntemiyle seçilen kalın disk yıldızları **Tablo 5.1**'de gösterildiği üzere ait olduğu bileşenin özelliklerini temsil etmektedir. Bunun yanı sıra yukarıda anlatıldığı üzere radyal göç etkisinden kurtulmak ve diskte doğduğu yerdeki konumlarından çok fazla ayrılmamış yıldızlardan gradyent ölçebilmek adına koyulan $|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ (kpc) kriteri göz önüne alındığından, gradyent ölçülen verinin kalın diski büyük oranda temsil ettiği açıktır. Bu sebeple ölçülen değer literatürde yapılan çalışmalardan daha hassas olup veri seçiminin özenli yapılmış olması sebebiyle güvenilirdir. Bu gradyent değerini modeli




**Şekil 4.17**: Beş farklı element için $R_m$ doğrultusunda hesaplanan gradyent değerleri. Sol sütun ince disk, sağ sütun ise kalın disk yıldızlarından elde edilmiştir. Gri noktalar 0.5 kpc adımla gruplanan verinin medyan değerini gösterirken hata barı gruplanan verinin standart sapmasını gösterir. Kırmızı kesikli çizgi en küçük kareler yöntemiyle fit edilen doğruyu temsil etmektedir.

dikkati alaran incelediğimizde, klasik İkili Çökme Modeline göre kalın disk halo ile birlikte ince diskten göreceli olarak daha hızlı bir çökme dönemi geçirdiği için bu bileşende bir gradyent değeri beklentisi yoktur. Fakat bu durum tez çalışmasında kullanılan Geciken İkili Çökme Modeli için farklıdır; bu model klasik modelden farklı olarak iki bileşen arasında bir çökme zaman farkı tanımlar ve bu zaman farkının yarıçap boyunca farklılık göstermesi sayesinde kalın diskin bir gradyent değeri gösterebileceğini önerir.

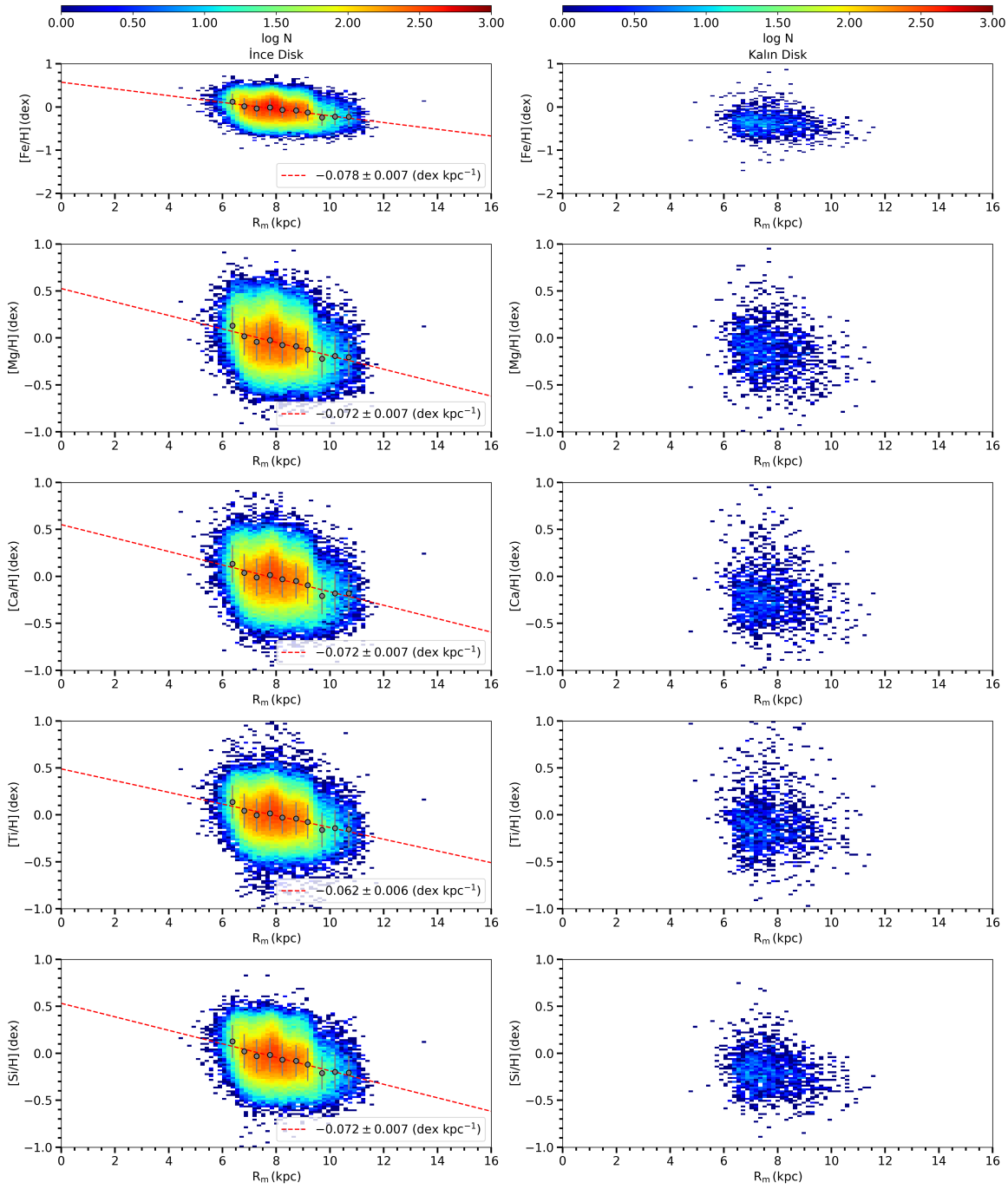
İnce ve kalın disk için gradyent değeri ölçülen beş elementin değerlerine bakıldığında her bir elemente disk için gradyent değerinin yaklaşık $-0.050$ dex kpc$^{-1}$, kalın disk için ise $-0.010$ dex kpc$^{-1}$ olduğu görülmektedir. Bu değerler iki bileşen için de ölçülen demir bolluğu gradyentlerine denk gelmekte olup, gradyent değerlerinin bileşenler için element bazında çok fazla değişmediğini göstermektedir.

### 4.4.3. Işıma Gücüne Bağlı Radyal Element Bolluğu Gradyentleri

Bu tez çalışmasında hesaplanan gradyentin ışıma gücüne bağlılığını ölçmek, diskin doğasını anlamak ve hesaplanan değerlerin literatürle karşılaştırmasın yapmak adına önemlidir. Bu amaçla **Bölüm 3.1.**'de anlatıldığı şekilde ışıma gücü sınıfları belirlenen kataloğumuzdan beş farklı element için gradyentler yine $R_m$ doğrultusunda hesaplanmıştır. Anakol yıldızlarından hesaplanan gradyent değerleri **Şekil 4.18**'de gösterilmiştir.

**Şekil 4.18** incelendiğinde kalın disk üyesi olan anakol yıldızlarından bir gradyent ölçülemediği görülmektedir. Bunun sebebi yeterince veri olmaması sebebiyle verilerin 0.5 kpc adımlarla en az 200 noktadan oluşacak şekilde gruplanamamasıdır. **Şekil 4.18** ince disk için (sol sütun) incelendiğinde en yüksek gradyentin $[Fe/H]$ bolluğunda, en düşük gradyentin ise $[Ti/H]$ bolluğunda olduğu görülmektedir. Bunun yanı sıra geri kalan üç element için gradyent değerlerinin aynı olduğu tespit edilmiştir. **Şekil 4.18** ile **Şekil 4.17** karşılaştırıldığında, ince disk anakol yıldızları için hesaplanan gradyent değerlerinin her bir element için bütün veriden hesaplanan değerlerden daha yüksek olduğu anlaşılmaktadır. Bütün veriden hesaplanan gradyentler yaklaşık $-0.050$ dex kpc$^{-1}$ mertebesindeyken anakol yıldızları için bu değer yaklaşık $-0.072$ dex kpc$^{-1}$ bulunmuştur.

**Şekil 4.19** incelendiğinde, **Şekil 4.18** gibi kalın disk bileşeni için bir gradyent değerinin aynı sebeplerden hesaplanamadığını görmekteyiz. Bununla birlikte ince disk için hesaplanan değerler (sol sütun) incelendiğinde en belirgin gradyent değerlerini $[Fe/H]$ ve $[Si/H]$




**Şekil 4.18**: Anakol yıldızlarından beş farklı element için $R_m$ doğrultusunda hesaplanan gradyent değerleri. Sol sütun ince disk, sağ sütun ise kalın disk yıldızlarından elde edilmiştir. Gri noktalar 0.5 kpc adımla gruplanan verinin medyan değerini gösterirken hata barı gruplanan verinin standart sapmasını gösterir. Kırmızı kesikli çizgi en küçük kareler yöntemiyle fit edilen doğruyu temsil etmektedir.

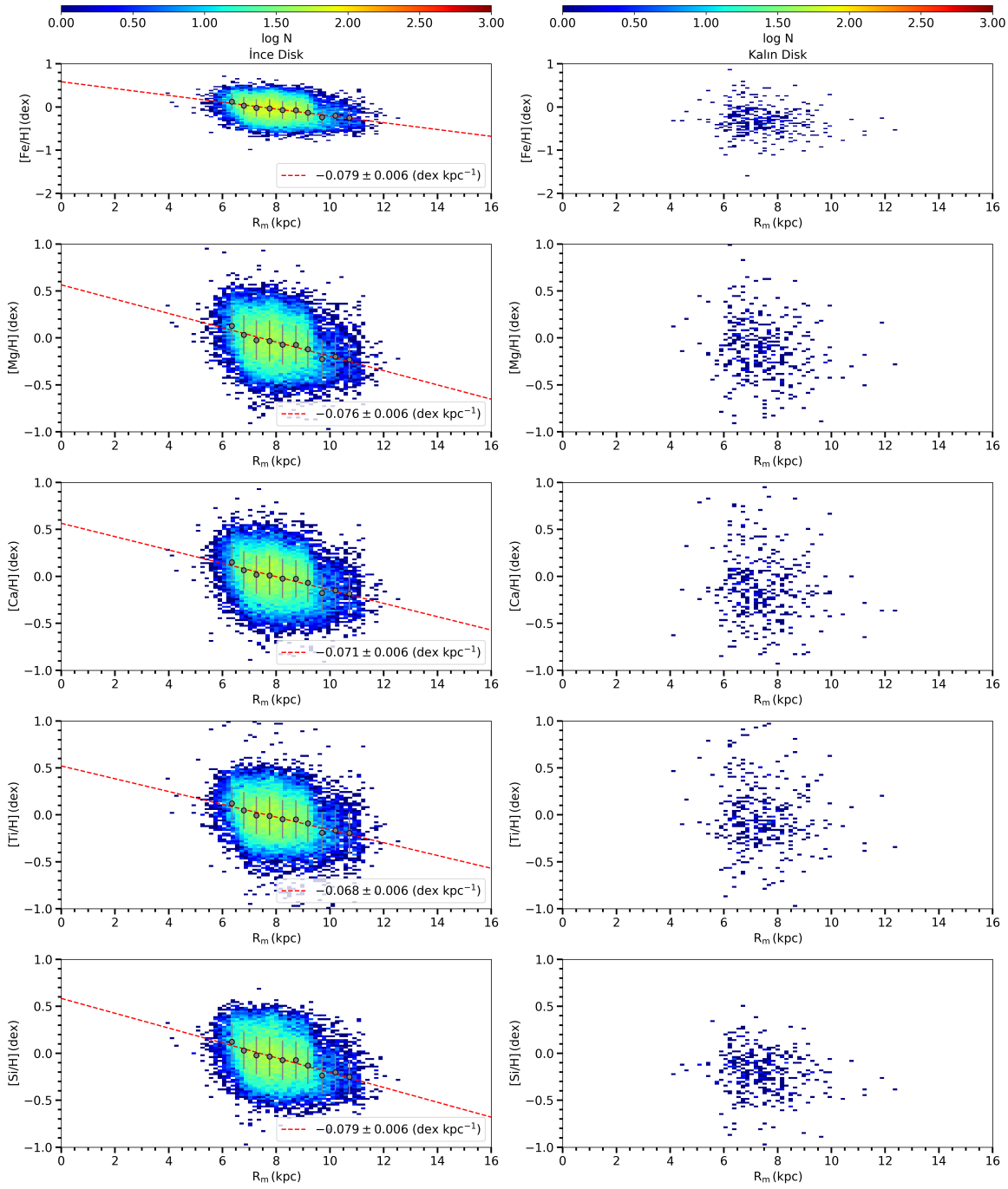
bolluklarından $-0.079$ dex kpc$^{-1}$ olarak görmekteyiz. Bununla birlikte en düşük gradyentin yine anakol yıldızları gibi $[Ti/H]$ bolluğunda hesaplandığını ve değerinin $-0.068$ dex kpc$^{-1}$ olduğunu görmekteyiz. $[Mg/H]$ için hesaplanan değer $-0.076$ dex kpc$^{-1}$ olup $[Mg/H]$ için $-0.071$ dex kpc$^{-1}$ olarak bulunmuştur. Altdev yıldızları yine anakol yıldızları gibi bütün veriden hesaplanan değerden daha belirgin gradyent değerleri verirken aynı zamanda anakol yıldızlarından da görece olarak daha yüksek gradyent değerleri göstermektedirler.

Dev yıldızlardan hesaplanan gradyent değerleri için **Şekil 4.20** incelendiğinde her iki popülasyondaki gradyent değerlerinin beş farklı element için hesaplandığını görmekteyiz. Anakol ve altdev yıldızları kalın disk için yeterli veriyi sağlayamazken dev yıldızlarda bu durum görünmemektedir. Her iki popülasyon için de en belirgin gradyentin $[Si/H]$ bolluğundan hesaplandığını ve bu değerin ince disk için $-0.054$ dex kpc$^{-1}$, kalın disk için $-0.015$ dex kpc$^{-1}$ olduğunu görmekteyiz. Bununla birlikte yine her iki popülasyon için en düşük değer $[Ca/H]$ bolluğundan hesaplanmış olup, ince disk için $-0.046$ dex kpc$^{-1}$, kalın disk için ise $-0.009$ dex kpc$^{-1}$ olarak hesaplanmıştır. Diğer elementler için de popülasyonlar bakımından belirgin sıralamanın değişmediği gözlenmiştir.

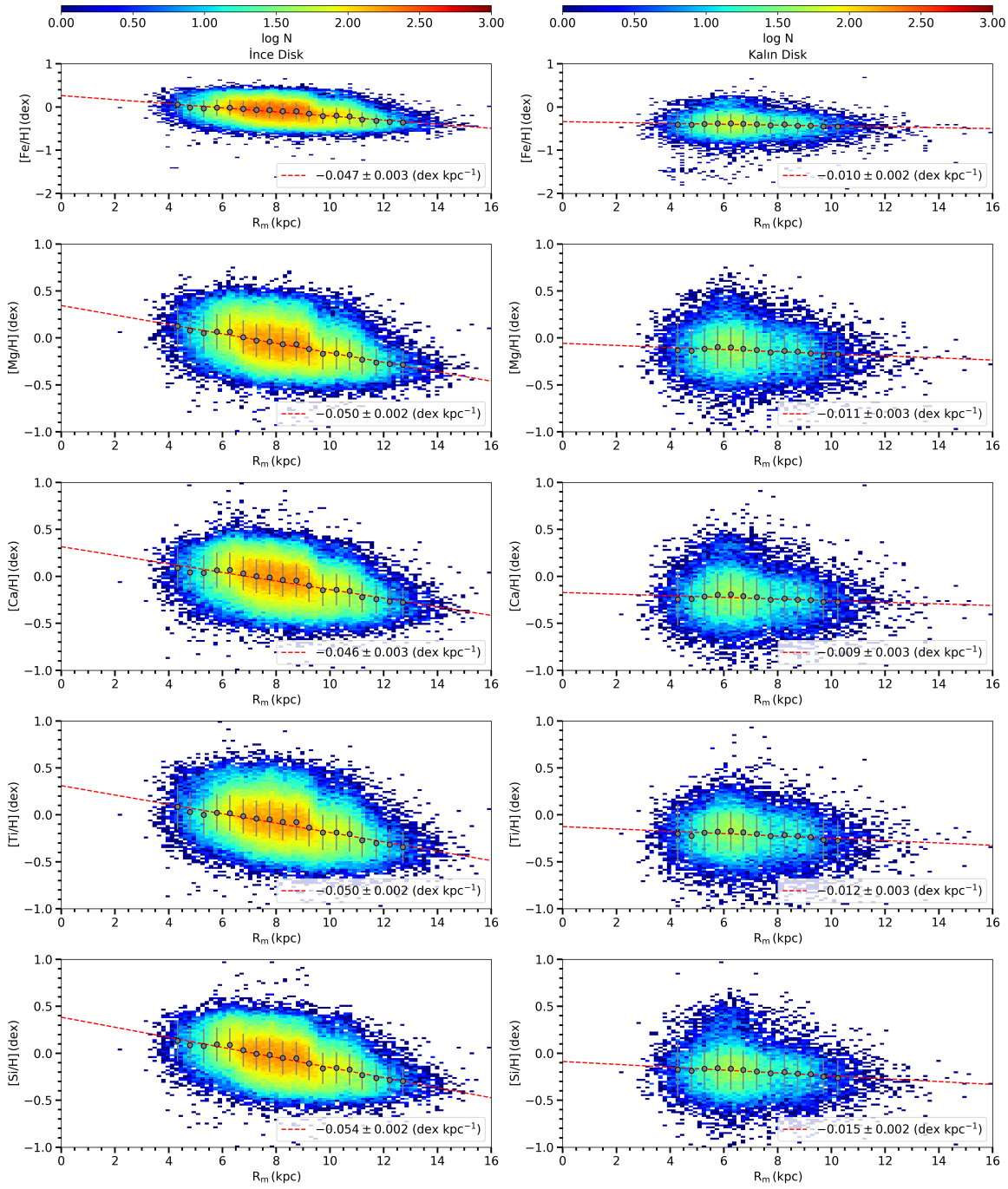
Işıma gücüne göre hesaplanan gradyent değerleri (**Şekil 4.18**, **Şekil 4.19**, **Şekil 4.20**) bütün veriden ayrım yapmadan hesaplanan değerler (**Şekil 4.17**) ile karşılaştırıldığında, dev yıldızlar için hesaplanan gradyentlerin bütün veriden hesaplanan gradyentlerle en çok uyum gösteren değerler olduğu görülmektedir. Bunun temel sebebi dev yıldızların $R_m$ boyunca daha uzak mesafelere ulaşmaları ve disk için daha geniş bir aralıkta bütün veriyi kapsayacak şekilde değerler sağlamalarından kaynaklanmaktadır. Bu durum anakol ve altdev yıldızları için mümkün olmayıp, bu yıldızlar $R_m$ boyunca neredeyse 6 kpc'lik bir alan kaplarken, dev yıldızlar 10 kpc'lik bir alana yayılarak daha uzun mesafelerde bolluk değişimi hesaplanmasını sağlamaktadırlar.

## 4.5. GECİKEN İKİLİ ÇÖKME KİMYASAL EVRİM MODELİNİN GÜNEŞ CİVARINA UYGULANMASI

Bölüm 3.6.'da anlatılan Gecikmeli İkili Çökme Modeli verilerimize uygulanırken başlangıç kütle fonksiyonu (Initial Mass Function - IMF) uzay ve zamanda sabit kabul edilmiş ve Scalo (1986) tarafından belirlenen fonksiyon kullanılmıştır. Scalo (1986) tarafından verilen




**Şekil 4.19**: Altdev yıldızlarından beş farklı element için $R_m$ doğrultusunda hesaplanan gradyent değerleri. Sol sütun ince disk, sağ sütun ise kalın disk yıldızlarından elde edilmiştir. Gri noktalar 0.5 kpc adımla gruplanan verinin medyan değerini gösterirken hata barı gruplanan verinin standart sapmasını gösterir. Kırmızı kesikli çizgi en küçük kareler yöntemiyle fit edilen doğruyu temsil etmektedir.




**Şekil 4.20**: Dev yıldızlarından beş farklı element için $R_m$ doğrultusunda hesaplanan gradyent değerleri. Sol sütun ince disk, sağ sütun ise kalın disk yıldızlarından elde edilmiştir. Gri noktalar 0.5 kpc adımla gruplanan verinin medyan değerini gösterirken hata barı gruplanan verinin standart sapmasını gösterir. Kırmızı kesikli çizgi en küçük kareler yöntemiyle fit edilen doğruyu temsil etmektedir.

IMF aşağıdaki gibidir:

$$
\begin{aligned}
&m \leqq 2M_{\odot}: \\
&\qquad \phi(m) = m^{-2.35}, \\
&m > 2M_{\odot}: \\
&\qquad \phi(m) = m^{-2.7}.
\end{aligned}
\tag{4.1}
$$

Modelde yıldızların yaşam sürelerini belirlemek için Maeder ve Meynet (1989) tarafından verilen anakolda kalma süresi denklem seti kullanılmıştır. Bu denklem seti oluşturulurken kullanılan IMF Scalo (1986) tarafından geliştirilen ve Denklem 4.1 ile verilen kütle fonksiyonu olduğu için sonuçların uyumlu olması adına tercih edilmiştir. Maeder ve Meynet (1989) tarafından verilen anakolda kalma zamanı denklem seti aşağıdaki gibidir:

$$
\begin{aligned}
1.3 \leqq M/M_{\odot} \leqq 3: \\
&\log t_{\mathrm{H}} = -3.70 \log(M/M_{\odot}) + 10.35(\pm 0.03\mathrm{dex}), \\
3 \leqq M/M_{\odot} \leqq 7: \\
&\log t_{\mathrm{H}} = -2.51 \log(M/M_{\odot}) + 9.77(\pm 0.03\mathrm{dex}), \\
7 \leqq M/M_{\odot} \leqq 15: \\
&\log t_{\mathrm{H}} = -1.78 \log(M/M_{\odot}) + 9.17(\pm 0.02\mathrm{dex}), \\
15 \leqq M/M_{\odot} \leqq 60: \\
&\log t_{\mathrm{H}} = -0.86 \log(M/M_{\odot}) + 8.06(\pm 0.02\mathrm{dex}).
\end{aligned}
\tag{4.2}
$$

Denklem 4.2 ile verilen denklem seti Kimyasal Evrim Modelinde kullanılırken kütle aralığının dışında kalan değerler için doğrusal ekstrapolasyon uygulanmıştır.

Kimyasal Evrim Modeli için gerekli olan en önemli parça yıldızların element üretim değerlerini veren modellerdir. Bu çalışmada modelde gerçekleşen element üretim mekanizmaları için François ve diğ. (2004) tarafından önerilen modeller ve bu modellerin katsayıları kullanılmıştır. Öncelikle yıldız kütle aralığı üç parçaya ayrılmıştır; *i)* $m \leq$

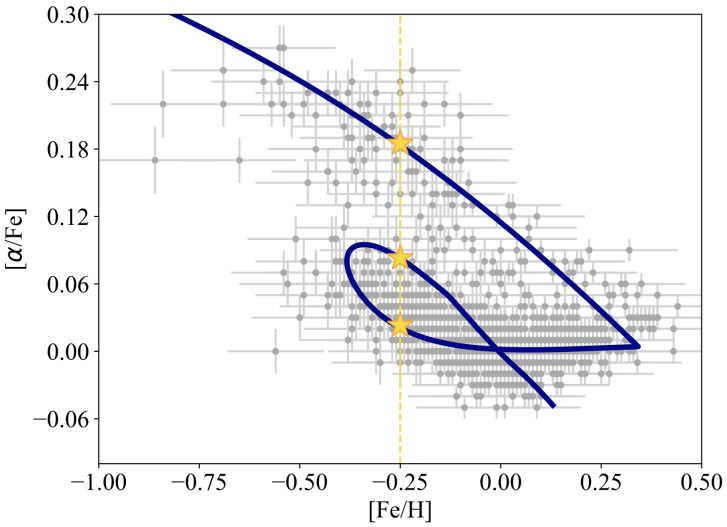
$0.8M_{\odot}$: çok düşük kütleli yıldızlar olarak sınıflanmışlardır. Bu yıldızlar modelde herhangi bir element üretim mekanizmasına dahil olmayıp sadece gaz kütlesini kendi içlerinde barındırmaktadırlar. *ii)* $0.8 < m(M_{\odot}) \leq 8$: düşük ve orta kütleli yıldızlar olarak tanımlanmışlardır. Bu yıldızlar modelde He, C, N ve bazı s-işlevi elementlerini üretmektedirler. *iii)* $m > 20M_{\odot}$: Büyük kütleli yıldızlar olarak tanımlanmışlardır. Bu yıldızlar bir çok $\alpha$ elementinin (O, Mg, Ne, Ca, Ti, Si) üretimiyle birlikte bir miktar Fe ve Fe sonrası elementin üretiminden sorumludurlar.

Bu tez çalışmasında düşük ve orta kütleli tek yıldızlar için van den Hoek ve Groenewegen (1997)'nin çalışmasında verilen model ortamın metal bolluğuna (Z) bağlı olarak kullanılmıştır. Büyük kütleli tekil yıldızlar için Tip II patlamalarıyla üretilen elementler için Woosley ve Weaver (1995)'in çalışmasıyla verilen model kullanılmıştır. Tip Ia patlamaları tarafından üretilen elementler için ise Iwamoto ve diğ. (1999) tarafından verilen W7 modeli bu tez çalışmasında tercih edilmiştir. Bahsedilen element üretim modelleri seti literatürde birçok çalışma tarafından kullanılmaktadır (Cescutti ve diğ., 2007; Spitoni ve diğ., 2009; Mott ve diğ., 2013; Vincenzo ve diğ., 2019; Palla ve diğ., 2020; Spitoni ve diğ., 2021).

### 4.5.1. Modelin Veriye Fit Edilmesi

**Bölüm 3.6.**'da anlatılan Gecikmeli İkili Çökme Modeli kimyasal düzlemde iki modlu yapıyı açıklamak için iyi bir model olsa da modelin tahminlerinin veriye oturtulması ve gözlemsel veriye uygun model parametrelerinin bulunması için kendi içinde büyük bir zorluk barındırmaktadır. Bu zorluğun temel sebebi **Şekil 4.21**'de görüldüğü üzere, modelin kurdele benzeri kıvrımlı bir yapı öngörüsü, kimyasal düzlem üzerinde aynı $[Fe/H]$ bolluk değeri için tahmin ettiği farklı $[\alpha/Fe]$ bolluk değerleri oluşturmaktadır. Bu durum farklı elementler için de geçerli olup her bir element modelin veriye oturtulmasını zorlaştırmaktadır. Bu sebeple literatürde model veriye uygulanırken tek bir element için veriye oturtulup, elde edilen girdi parametreleri üzerinden diğer element tahminleri yapılmaktadır. Bu tez çalışmasında modelin veriye fit edilmesi için Mg ve Fe element çifti seçilmiştir.

Modelin veriye oturtulması için tez çalışmasında bir Bayesçi Monte Carlo yöntemi olan Markov Chain Monte Carlo algoritması bir python kütüphanesi olan *emcee* (Foreman-Mackey ve diğ., 2013) yardımıyla kullanılmıştır. Bu algoritma özünde Bayes




**Şekil 4.21**: Spitoni ve diğ. (2020) çalışmasında verilen Şekil 1. Görsel üstündeki veri Silva Aguirre ve diğ. (2018) çalışmasından alınmış olup, koyu mavi çizgi $\tau_1 = 0.1\text{Gyr}, \tau_2 = 8\text{Gyr}, \sigma_2 = 64 M_{\odot}\text{pc}^{-2}, \sigma_2/\sigma_1 = 4$, ve $\nu_{1,2} = 1.3\text{Gyr}^{-1}$ parametreleri kullanılarak oluşturulmuş Geciken ikili Çökme Modelini temsil etmektedir. Sarı yıldız ile işaretli noktalar aynı $[Fe/H]$ bolluk değeri için modelin tahmin ettiği farklı $[\alpha/Fe]$ bolluklarına karşılık gelmektedir.

teoreminden yararlanmakta olan bir Monte Carlo simülasyonudur. Bu sebeple temel denklemi aşağıdaki gibi Bayes Teorisinin temel denklemidir:

$$P(\Theta \mid \mathbf{x}) = \frac{P(\Theta)}{P(\mathbf{x})} P(\mathbf{x} \mid \Theta). \tag{4.3}$$

Burada verilen $\Theta$ değişkeni model girdi parametrelerini ($\Theta = \{\tau_1, \tau_2, t_{\max}, \sigma_2/\sigma_1\}$) temsil ederken, $\mathbf{x}$ değişkeni gözlemsel parametreleri ($\mathbf{x} = \{[\alpha/\text{Fe}], [\text{Fe/H}]\}$) temsil etmektedir. Yine aynı denklemde bulunan $P(\mathbf{x} \mid \Theta)$ simgesi gözlemsel parametrelerin model ile gözlenme olasılığını temsil eden olabilirlik (likelihood) fonksiyonudur ($P(\mathbf{x} \mid \Theta) \equiv \mathscr{L}$). $P(\Theta)$ model parametrelerin olasılık dağılımı olup Bayes teorisinde öncül dağılım (Prior Distribution) olarak adlandırılırken, $P(\mathbf{x})$ gözlemsel değerlerin olasılık dağılımı oluğ Bayes teori içinde kanıt (evidence) olarak adlandırılır. $P(\mathbf{x})$ bir normalizasyon katsayısı olup olabilirlik fonksiyonunun integre edilmesiyle elde edilmektedir. Son olarak aynı denklemde verilen $P(\Theta \mid \mathbf{x})$ ifadesi asıl aradığımız dağılım olup, Bayes teoremde ardıl (Posterior Distribution) olarak tanımlanmaktadır. Ardıl dağılım gözlem değerlerine bağlı olarak model

parametrelerinin alabileceği değerlerin olasılık dağılımını temsil etmektedir.

Denklem 4.3'te $P(\mathbf{x} \mid \Theta) \equiv \mathscr{L}$ eşitliğiyle verilen olabilirlik fonksiyonu gözlemsel hataların Gaussyen dağıldığı varsayımı altında aşağıdaki denklemle hesaplanmaktadır:

$$\ln \mathscr{L} = -\sum_{n=1}^{\mathrm{N}} \ln\left((2\pi)^{\mathrm{d}/2} \prod_{j=1}^{\mathrm{d}} \sigma_{n,j}\right) - \frac{1}{2} \sum_{n=1}^{\mathrm{N}} \sum_{j=1}^{\mathrm{d}} \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j}}{\sigma_{n,j}}\right)^2. \tag{4.4}$$

Burada $N$ toplam yıldız sayısını temsil ederken, $d$ gözlemsel değerlerin boyutunu ifade etmekte olup model için bu değer $[Fe/H]$ ve $[\alpha/Fe]$ bolluklarını temsilen 2'dir. Yine denklemde verilen $x_{n,j}$ ve $\sigma_{n,j}$ verilerdeki $n$ numaralı yıldızın $j$ gözlemsel değerinin ölçümünü $(x)$ ve bu ölçümün hatasını $(\sigma)$ temsil etmekte olup, verilen $\mu_{n,j}$ ifadesi $n$ numaralı yıldıza ait modelin tahmin ettiği j gözlemsel değerini temsil etmektedir. Yukarıda bahsedilen ve **Şekil 4.21**'de gösterilen farklı değer sorunu burada modeli zorlamaktadır. Bu duruma çözüm için model içerisinden $x_{n,j}$ ve $\sigma_{n,j}$ gözlemsel değerine uzaysal anlamda en yakın $\mu_{n,j}$ değerinin seçilmesi gerekmektedir. Bu seçimin yapılması için aşağıda formülü verilen $S_n$ metriği kullanılarak, modelin bütün noktalarının gözlemsel noktaya olan uzaklığı hesaplanmakta ve bu noktaya en yakın model noktası seçilerek Denklem 4.4'te verilen olabilirlik fonksiyonuna girdi olarak her bir yıldız için elde edilmektedir:

$$S_n \equiv \min_i \left\{ \sqrt{\sum_{j=1}^{\mathrm{d}} \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j,i}}{\sigma_{n,j}}\right)^2} \right\} = \sqrt{\sum_{j=1}^{\mathrm{d}} \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j,i'}}{\sigma_{n,j}}\right)^2}. \tag{4.5}$$

Denklem 4.3'te verilen $P(\Theta \mid \mathbf{x})$ ardıl dağılımını hesaplamak için öncelikle model parametrelerinin girdi aralıklarını belirlememiz gerekmektedir. Girdi parametre aralıkları:

- kalın disk ve halonun çökme zaman ölçeği için $0 < \tau_1\,(Gyr) < 7$,
- ince diskin çökme zaman ölçeği için $0 < \tau_2\,(Gyr) < 14$,
- ince disk ile kalın diskin oluşumları arasındaki gecikme zamanı için $0 < \tau_{max}\,(Gyr) < 14$,

- ince disk yüzey yoğunluğunun kalın disk yüzey yoğunluğuna oranı için $0.1 < \sigma_2/\sigma_1 < 50$,

değer aralıkları seçilmiş ve her bir parametre için öncül dağılımlar bu aralıklarda girdi parametrelerinde bir yanlılık olmaması için uniform dağılım olarak tanımlanmıştır.

$P(\Theta \mid \mathbf{x})$ ifadesi ile verilen ardıl dağılım *emcee* kütüphanesi yardımıyla 100 yürüyücü (walker) ve 1000 adım (step) için hesaplanmıştır. Bu yöntemle 100 yürüyücü ve 1000 adımlı, 4 boyutlu parametre uzayında yapılacak hesaplama 4 milyon simülasyon noktası anlamına gelmekte olup, çok fazla işlem gücü ve hesaplama zamanı gerektirmektedir. Bu sebeple tez çalışmasında model parametreleri tahmini için yapılan bütün hesaplamalar **TÜBİTAK ULAKBİM Yüksek Başarımlı ve Grid Hesaplama Merkezi'nde (TRUBA)** 56 çekirdekli *Hamsi* sunucularında paralel kodlama yardımıyla hesaplanmıştır. Bu sunucular ile bu boyutta bir hesaplama yaklaşık 12 saat sürmektedir.

*emcee* kütüphanesi yardımıyla hesaplanan ardıl dağılım ($P(\Theta \mid \mathbf{x})$) içersinden gözleme en uygun model parametrelerinin belirlenmesi klasik yaklaşımlarla sonuçsuz kalmaktadır. Bunun sebeple Hogg ve diğ. (2010) tarafından çok boyutlu uzayda ardıl dağılım üstünden en iyi çözümün bulunması için geliştirilen parametre seçim yöntemi ardıl dağılıma uygulanarak model verileri gözlemsel verilere oturtulmuştur.

### 4.5.2. Güneş Civarının Model Parametrelerinin Belirlenmesi

Tez kataloğundaki verilerle Güneş civarının kimyasal evriminin araştırılması ve Galaksi diski hakkında model sonuçlarıyla yeni tahminler elde edilmesi için tez verisi 2 kpc genişliğinde üç ayrı $R_{GC}$ aralığına bölünmüş olup, bu aralıklar sırasıyla 5-7 kpc, 7-9 kpc ve 9-11 kpc'dir. Model bu aralıklara uygulanırken her bir aralık içinde kalan bölgeye radyal göç ($|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ kpc) kriteri uygulanarak modelden elde edilecek sonuçlara radyal göçün etki etmesinin önüne geçilmiştir.

**Bölüm 2.2.9. ve Bölüm 3.6.**'da detaylıca anlatılan klasik ve Geciken İkili Çökme Modelinin kimyasal evrim temel denklemi (Denklem 4.6) ve geciken çökme denklemi (Denklem 4.7)

aşağıda sırasıyla tekrar verilmiştir:

$$\begin{aligned}\dot{G}_i(t) = &-\psi(r,t)Z_i(r,t) + \int_{M_{\rm L}}^{M_{{\rm B}m}} \psi\left(t-\tau_m\right) Q_{mi}\left(t-\tau_m\right) \phi(m)\mathrm{d}m \\ &+ A_{Ia} \int_{M_{{\rm B}m}}^{M_{{\rm B}M}} \phi\left(M_{\rm B}\right) \left[\int_{\mu_m}^{0.5} f(\mu)\psi\left(t-\tau_{m_2}\right) Q_{m_i}^{\rm SNIa}\left(t-\tau_{m_2}\right)\mathrm{d}\mu\right] \mathrm{d}M_{\rm B} \\ &+ \left(1-A_{Ia}\right) \int_{M_{{\rm B}m}}^{M_{{\rm B}M}} \psi\left(t-\tau_m\right) Q_{mi}\left(t-\tau_m\right) \phi(m)\mathrm{d}m \\ &+ \int_{M_{{\rm B}M}}^{M_U} \psi\left(t-\tau_m\right) Q_{mi}\left(t-\tau_m\right) \phi(m)\mathrm{d}m \\ &+ Z_{A_i}\mathscr{I}_i(r,t),\end{aligned} \tag{4.6}$$

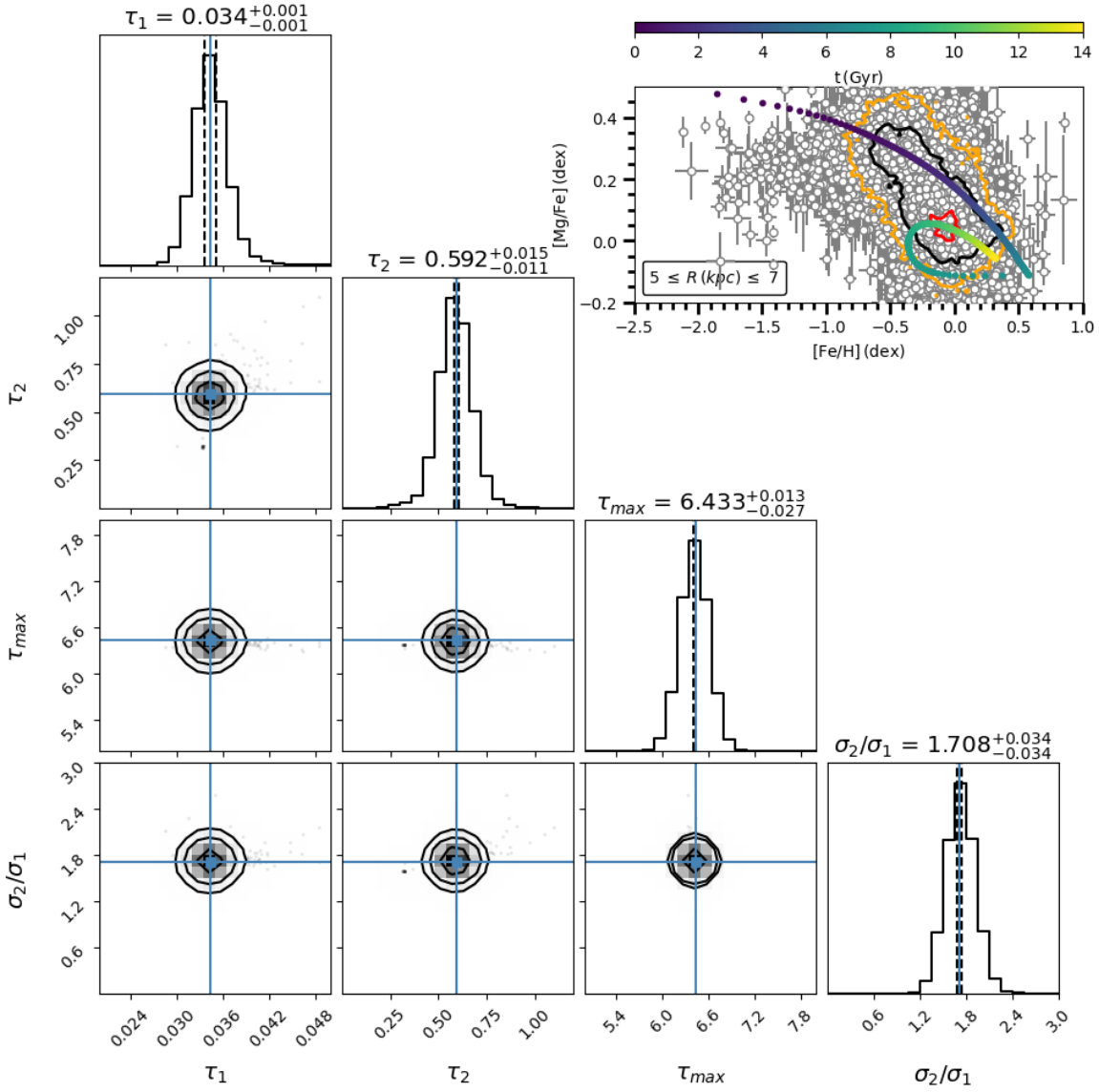
$$\begin{aligned}\mathscr{I}_i(r,t) = &\mathscr{X}_{1,i}(r)\mathscr{N}_1(r)e^{-t/\tau_1(r))} \\ &+ \theta\left(t-t_{{\rm max},r}\right)\mathscr{X}_{2,i}(r)\mathscr{N}_2(r)e^{-(t-t_{{\rm max},r})/\tau_2(r)},\end{aligned} \tag{4.7}$$

Geciken İkili Çökme Modelini veriye uygularken ve veriye en uygun model parametrelerini tahmin ederken Mg ve Fe element bollukları üzerinden yukarıda anlatılan model fit etme işlemleri yapılmış olup, bu işlem seçilen üç aralık için ayrı ayrı gerçekleştirilmiştir.

#### *4.5.2.1. 5-7 kpc Aralığı*

Güneş civarının iç bölgeleri model ile tahmin edilirken yıldız oluşum etkinliği (Star Formation Effiency-SFE) parametreleri olan $\nu_1$ ve $\nu_2$ değerleri modele sırasıyla 2.5 Gyr$^{-1}$ ve 1.5 Gyr$^{-1}$ olarak tanıtılmıştır. Bu değerler Güneş civarından (7-9 kpc) her iki çökme dönemi içinde 0.5 Gyr$^{-1}$ daha fazla olup literatürde ikili çökme modeli kullanılan çalışmalarda bu değerlerin söz konusu yarıçap bölgesini iyi temsil ettiği belirtilmektedir (Chiappini ve diğ., 1997; Silva Aguirre ve diğ., 2018; Spitoni ve diğ., 2019; Palla ve diğ., 2020; Spitoni ve diğ., 2021).

Tez kataloğunda $5 \leq R_{GC}(\mathrm{kpc}) \leq 7$ aralığında bulunan ve radyal göçe uğramama ($|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ (kpc)) şartını sağlayan 27037 yıldızın $[Fe/H]$ ve $[Mg/Fe]$ değerleri ve bu değerlere ait hatalar kullanılarak, Galaksinin bu bölgesi **Bölüm 4.5.1.**'de anlatıldığı şekilde TRUBA'ya ait süper bilgisayarların çalıştırılmasıyla Geciken İkili Çökme Modeli




**Şekil 4.22**: $5 \leq R_{GC}(\text{kpc}) \leq 7$ aralığına ait köşe grafik. Tek boyutlu histogramlar parametrelerin ardıl dağılımlarını, iki boyutlu historamlar ise parametre çiftlerine ait sayı yoğunluğu dağılımını göstermektedir. Turkuaz çizgi parametreye ait ardıl dağılımın medyan değerini temsil etmektedir. Sağ üstte yer alan $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemi bu aralık içerisinde bulunan veri beyaz nokta ve gri hata barları, veriye ait sayı yoğunluğunu ifade eden kontür çizgileri 0.75, 1.5, 2 $\log N$ değerleri için sırasıyla turuncu, siyah ve kırmızı ile gösterilmiştir. En iyi paremetrelere ait model çıktısı yeşilden sarıya zamanın bir fonksiyonu olarak renklendirilmiştir. Bu renklendirmede 14 Gyr günümüzü temsil etmektedir.

bu aralıktaki veriye oturtulmuştur. Model parametrelerine ait ardıl dağılımlar ve bu ardıl dağılımların ikili karşılaştırılmalarıyla elde edilen köşe grafik **Şekil 4.22**'de verilmiştir.

**Şekil 4.22**, **Bölüm 4.5.1.**'de anlatıldığı şekilde *emcee* kütüphanesi yardımıyla Markov Chain Monte Carlo (MCMC) yöntemiyle elde edilmiş ardıl dağılımları göstermektedir. İşlem sonucu 4 milyon simülasyon noktasından oluşan uzay içinden en iyi model parametreleri Hogg ve diğ. (2010) tarafından önerilen çok parametreleri uzayda çözüm bulma yöntemi ile seçilmiştir. Bu yöntem kullanılırken öncelikle veri yerel yoğunlaşmalardan ayrıştırılmış, sonrasında da ortak kesişim uzayında ardıl dağılımlara ait medyan değerleri merkezi değer ve $2\sigma$ hata değerleri dağılımların %16 ve %84 değeri olarak alınıp sol ve sağ hata elde edilmiştir. Tahmin edilen en olası parametre değeri ve bu parametreye ait $2\sigma$ hata değerleri **Şekil 4.22**'de her bir paremetrenin ardıl dağılım histogramının üstünde verilmiştir. Bu değerler $\tau_1 = 0.034^{+0.001}_{-0.001}$ Gyr, $\tau_2 = 0.592^{+0.015}_{-0.011}$ Gyr, $\tau_{max} = 6.433^{+0.013}_{-0.027}$ Gyr, $\sigma_2/\sigma_1 = 1.708^{+0.034}_{-0.034}$ olarak belirlenmiştir.

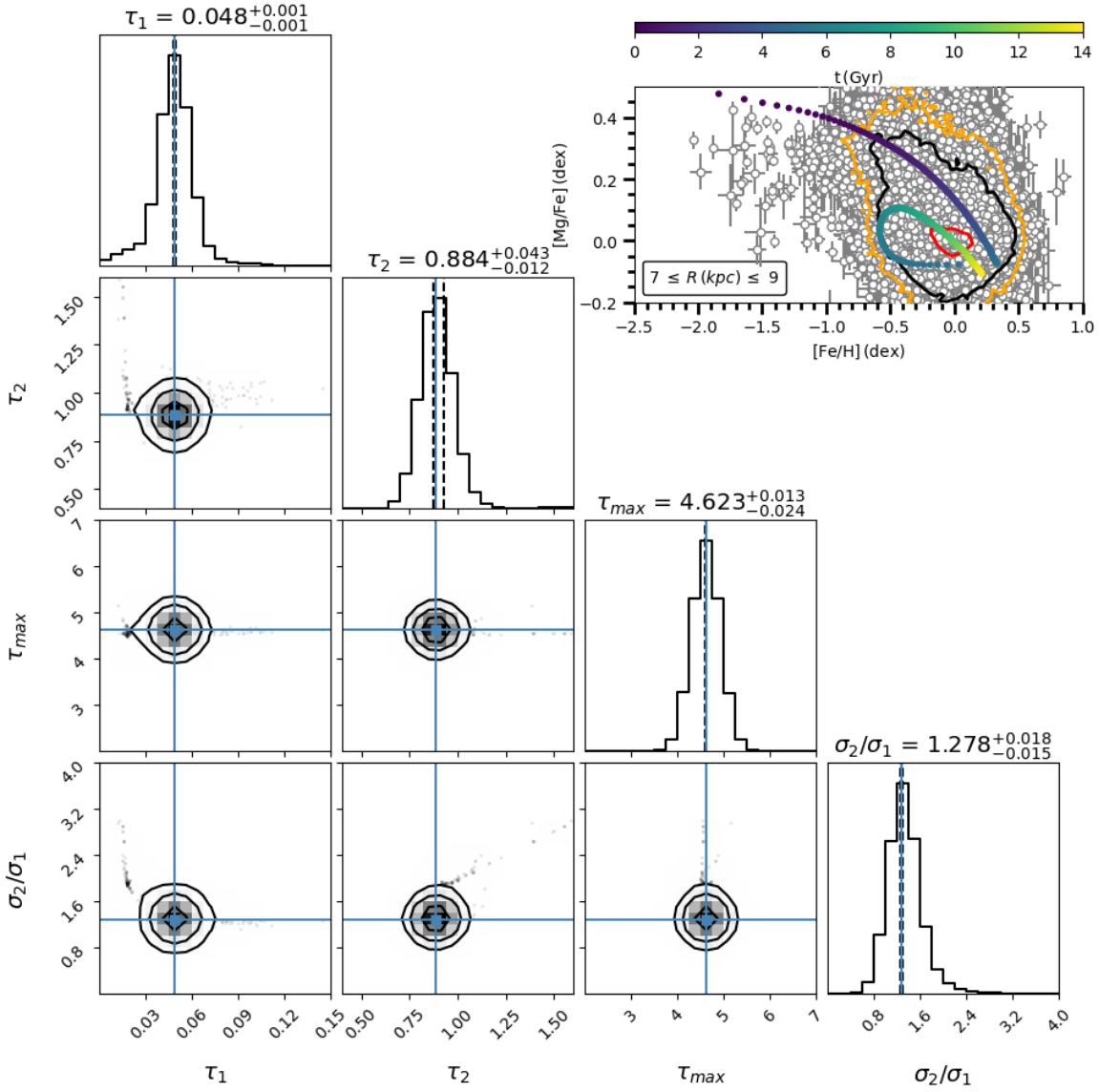
#### *4.5.2.2. 7-9 kpc Aralığı*

Güneş'in bulunduğu 8 kpc uzaklığını merkez alan bu aralık, tez çalışmasında Güneş civarı olarak kabul edilmiştir. Bu bölgeyi modellemek için yıldız oluşum etkinliği $\nu_1$ ve $\nu_2$ değerleri sırasıyla 2 $\mathrm{Gyr}^{-1}$ ve 1 $\mathrm{Gyr}^{-1}$ olarak kabul edilmiştir. Kabul edilen bu değerler **Bölüm 2.2.9.** ve **Bölüm 3.6.**'da anlatıldığı üzere İkili Çökme Modelinin Güneş civarını modellemek için kullandığı standart değerlerdir (Chiappini ve diğ., 1997; Minchev ve diğ., 2018; Spitoni ve diğ., 2021).

Tez kataloğunda $7 \leq R_{GC}(\mathrm{kpc}) \leq 9$ aralığında bulunan ve radyal göçe uğramama ($|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ (kpc)) şartını sağlayan 175,851 yıldızın $[Fe/H]$ ve $[Mg/Fe]$ değerleri ve bu değerlere ait hatalar kullanılarak Galaksinin bu bölgesi modellenmiştir. Model parametrelerine ait ardıl dağılımlar ve bu ardıl dağılımların ikili karşılaştırmalarıyla elde edilen köşe grafik aşağıda **Şekil 4.23**'te verilmiştir.

Güneş civarı için tahmin edilen en olası model parametre değerleri ve bu parametrelere ait $2\sigma$ hata değerleri **Şekil 4.23**'te her bir paremetrenin ardıl dağılım histogramının üstünde verilmiştir. Bu değerler $\tau_1 = 0.048^{+0.001}_{-0.001}$ Gyr, $\tau_2 = 0.884^{+0.043}_{-0.012}$ Gyr, $\tau_{max} = 4.623^{+0.013}_{-0.024}$ Gyr, $\sigma_2/\sigma_1 = 1.278^{+0.018}_{-0.015}$ olarak belirlenmiştir.

Veriye en uygun modelin verdiği bolluk sonuçları incelendiğinde modelin Güneş'in doğduğu



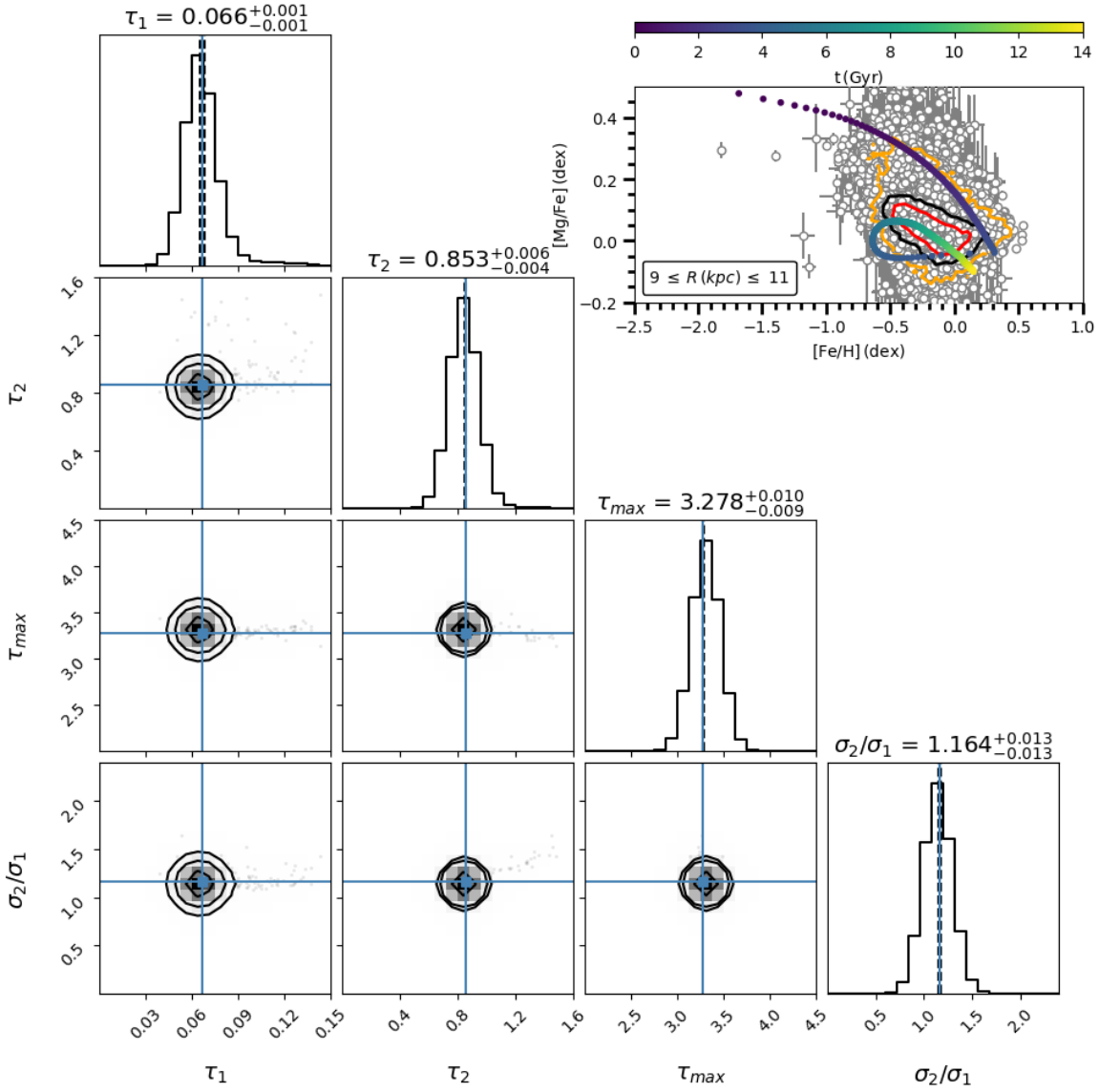

**Şekil 4.23**: $7 \leq R_{GC}(\text{kpc}) \leq 9$ aralığına ait köşe grafik. Tek boyutlu histogramlar parametrelerin ardıl dağılımlarını, iki boyutlu historamlar ise parametre çiftlerine ait sayı yoğunluğu dağılımını göstermektedir. Turkuaz çizgi parametreye ait ardıl dağılımın medyan değerini temsil etmektedir. Sağ üstte yer alan $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemi bu aralık içerisinde bulunan veri beyaz nokta ve gri hata barları, veriye ait sayı yoğunluğunu ifade eden kontür çizgileri 0.75, 1.5, 2 $\log N$ değerleri için sırasıyla turuncu, siyah ve kırmızı ile gösterilmiştir. En iyi paremetrelere ait model çıktısı yeşilden sarıya zamanın bir fonksiyonu olarak renklendirilmiştir. Bu renklendirmede 14 Gyr günümüzü temsil etmektedir.

dönemdeki, yani günümüzden 4.5 Gyr ($t = 9.5$Gyr) önceki ortam bolluğu değeri demir için $A(Fe) = 7.55$ dex, magnezyum için $A(Mg) = 7.65$ dex olarak hesaplanmıştır. Demir ve magnezyum için olup Güneş'e ait bolluk değerleri demir için $A(Fe) = 7.5 \pm 0.05$ dex, magnezyum için $A(Mg) = 7.6 \pm 0.05$ dex olarak Asplund ve diğ. (2009) tarafından ölçülmüştür. Her iki element için model değerleri gözlemler ile uyum içinde olup hata sınırları içinde kalmaktadır.

Modelin günümüzdeki Güneş civarı için tahmin ettiği yıldız kütlesi yüzey yoğunluğu ($\sigma_*$) 48.43 $M_\odot pc^{-2}$ olup, bu değer McKee ve diğ. (2015) tarafından $47.1 \pm 3.4$ $M_\odot pc^{-2}$ olarak tespit edilmiştir. Model tarafından tahmin edilen değer bu paremetre için de gözlemsel değerle hem merkezi değer hem de gözlemsel hata sınırları içinde uyumludur. Toplam yüzey kütle yoğunluğu ($\sigma_{tot}$) değeri model tarafından günümüz için 52.28 $M_\odot pc^{-2}$ olarak tahmin edilmiştir. Bu değer $61 \pm 10$ $M_\odot pc^{-2}$ olarak Hagen ve Helmi (2018) tarafından Güneş merkezli çok dar bir silindirik hacim ($7.8 \leq R_{GC}(\text{kpc}) \leq 8.8$) içinde Jeans denklemi ($|K_z| \approx 2\pi G\Sigma(R,z)$) dikey doğrultu için çözülerek, yıldızların uzay hızları üzerinden *Gaia* verileri kullanılarak hesaplanmıştır. Model tarafından günümüz için tahmin edilen toplam yüzey yoğunluğu değeri bu gözlemsel değerle hata sınırları içinde uyumludur. Hagen ve Helmi (2018)'nin çalışmasındaki veriler incelendiğinde bu çalışmada modelin girdi parametresi olan günümüzün popülasyonlar arası yüzey yoğunluğu oranı $\sigma_2/\sigma_1 = 1.28 \pm 0.13$ olarak hesaplanabilmektedir. Bu değer modelin Güneş civarına uyan en olası değeri 1.278 ile oldukça uyumludur. Gözlemsel değerlerle modelin tahminlerinin karşılaştırmaları göstermektedir ki yapılan MCMC sümülasyonuyla elde edilen en olası model parametreleri gözlemsel değerlerle uyumlu tahminler üretmektedir. Bu da yaptığımız modelin Güneş civarını güvenilir bir şekilde temsil ettiğini ve gözlemlere yakın sonuçlar ürettiğini göstermektedir.

#### *4.5.2.3. 9-11 kpc Aralığı*

Güneş civarının dış bölgeleri model ile tahmin edilirken yıldız oluşum etkinliği (Star Formation Effiency-SFE) parametreleri olan $\nu_1$ ve $\nu_2$ değerleri sırasıyla 1.5 $Gyr^{-1}$ ve 0.5 $Gyr^{-1}$ olarak modele tanımlanmıştır. Bu değerler Güneş civarından (9-11 *kpc*) her iki çökme dönemi içinde 0.5 $Gyr^{-1}$ daha az olup, literatürde İkili Çökme Modeli kullanılan çalışmalarda bu değerlerin söz konusu yarıçap bölgesini iyi temsil ettiği belirtilmektedir (Spitoni ve diğ., 2019; Palla ve diğ., 2020; Spitoni ve diğ., 2021).




**Şekil 4.24**: $9 \leq R_{GC}(\mathrm{kpc}) \leq 11$ aralığına ait köşe grafik. Tek boyutlu histogramlar parametrelerin ardıl dağılımlarını, iki boyutlu historamlar ise parametre çiftlerine ait sayı yoğunluğu dağılımını göstermektedir. Turkuaz çizgi parametreye ait ardıl dağılımın medyan değerini temsil etmektedir. Sağ üstte yer alan $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemi bu aralık içerisinde bulunan veri beyaz nokta ve gri hata barları, veriye ait sayı yoğunluğunu ifade eden kontür çizgileri 0.75, 1.5, 2 $\log N$ değerleri için sırasıyla turuncu, siyah ve kırmızı ile gösterilmiştir. En iyi paremetrelere ait model çıktısı yeşilden sarıya zamanın bir fonksiyonu olarak renklendirilmiştir. Bu renklendirmede 14 Gyr günümüzü temsil etmektedir.

Tez kataloğunda $9 \leq R_{GC}(\mathrm{kpc}) \leq 11$ aralığında bulunan ve radyal göçe uğramama ($|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ kpc) şartını sağlayan 22,339 yıldızın $[Fe/H]$ ve $[Mg/Fe]$ değerleri ve bu değerlere ait hatalar kullanılarak Galaksinin bu bölgesi modellenmiştir. Model parametrelerine ait ardıl dağılımlar ve bu ardıl dağılımların ikili karşılaştırmalarıyla elde edilen köşe grafik aşağıda **Şekil 4.24**'te verilmiştir.

Güneş civarının dışı için tahmin edilen en olası model parametre değerleri ve bu parametrelere ait $2\sigma$ hata değerleri **Şekil 4.24**'te her bir paremetrenin ardıl dağılım histogramının üstünde verilmiştir. Bu değerler $\tau_1 = 0.066^{+0.001}_{-0.001}$ Gyr, $\tau_2 = 0.853^{+0.006}_{-0.004}$ Gyr, $\tau_{max} = 3.278^{+0.010}_{-0.009}$ Gyr, $\sigma_2/\sigma_1 = 1.164^{+0.013}_{-0.013}$ olarak belirlenmiştir.

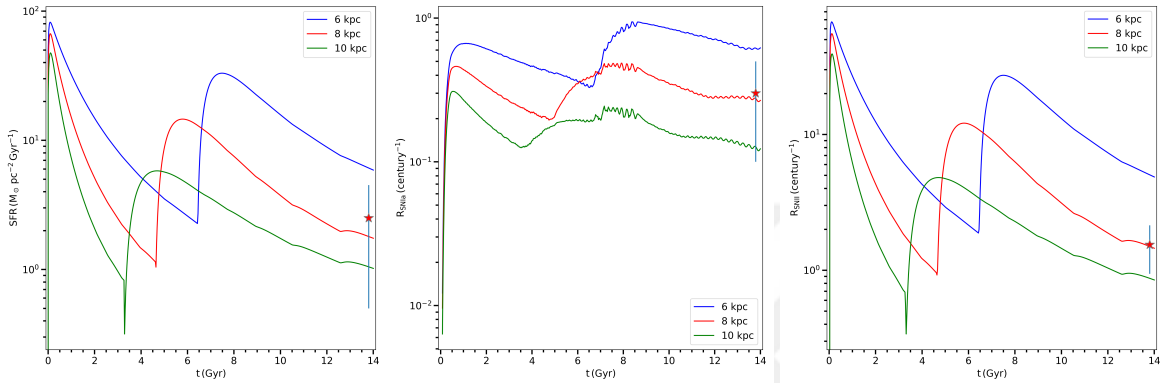
### 4.5.3. Güneş Civarı İçin Elde Edilen Parametreler ile Modelin Galaksi Diski İçin Öngörüleri

Yukarıda **Bölüm 4.5.2.**'de anlatılan ve üç ayrı bölge için elde edilen en iyi model parametreleri yardımıyla bu üç ayrı bölge için zamana bağlı element bolluğunun değişiminin yanı sıra, model zamana yıldız oluşum oranı (Star Formation Rate-SFR) değişimi, Süpernova Tip Ia ve Tip II patlama sayılarını da çıktı olarak vermektedir. Bu bilgiler modellerin bölgelerini ne kadar iyi temsil ettiklerini günümüz için önerdikleri değerler ile göstermektedir. Modelin Mg ve Fe elementine ait bolluklar üzerinden veriye oturtulması sayesinde elde edilen girdi parametreleri aslında bir başlangıç değer problemi olarak düşünülebilir.

Elde edilen girdi parametrelerinin gerçek değerleri hakkında gözlem yapmamız veya dolaylı bir şekilde bulmamız sadece popülasyonların kütle yoğunluk oranı olan $\sigma_2/\sigma_1$ için mümkündür. Fakat popülasyon oranı parametresi gözlemsel olarak Güneş komşuluğunun yani $7-9\,\mathrm{kpc}$ aralığının dışında gözlemsel olarak ölçülememektedir. Bu parametre dışındaki çökme zaman ölçekleri olan $\tau_1$ ve $\tau_2$ ile birlikte, kalın diskin maksimum oluşum etkinliği süresi olan $\tau_{max}$ parametrelerinin herhangi bir aralıkta gözlemsel olarak elde edilmesi mümkün değildir. Bu sebeple, veriye oturtularak elde edilen model parametrelerinin gerçek değerlere yakınlığı, modelin ya da modelin bu parametrelerle ürettiği Galaksi evrim senaryosundaki oluşumdan günümüze değişimi, bu yan parametrelerin günümüzdeki değerlere ait tahminlerinin gözlemlerle uyumuyla anlaşılmaktadır.

Modelin ürettiği ve yukarıda bahsedilen yan parametreler **Şekil 4.25**'te verilmiştir.

**Şekil 4.25**'te verilen üç ayrı panelde bulunan kırmızı yıldız ve gri hata barı ile gösterilen değer o parametrenin literatürden alınan gözlemsel değerini göstermektedir. Her bir paneldeki renklendirme modelin üç ayrı aralık için merkez aldığı değerleri 6, 8, 10 kpc bölgelerini göstermekte olup sırasıyla mavi, kırmızı, yeşil renklerle gösterilmiştir. **Şekil 4.25**'te günümüz 14 Gyr ile gösterilirken, 0 Gyr Galaksinin geçmişte oluştuğu ilk anı göstermektedir.




**Şekil 4.25**: Zamana bağlı yıldız oluşum oranı (SFR, sol panel), süpernova Tip Ia sayısı ($R_{Ia}$, orta panel) ve süpernova Tip II sayısı ($R_{II}$, sağ panel) parametrelerine ait grafikler.

**Şekil 4.25**'in sol panelinde verilen yıldız oluşumuna ait gözlemsel değer $2.5 \pm 2.0$ $M_{\odot}pc^{-2}Gyr^{-1}$ olup Prantzos ve diğ. (2018)'nin çalışmasından alınmıştır. Modelin tahminleri SFR için 8 ve 10 kpc modellerinde gözlemsel hata sınırlarının içinde kalıp, 6 kpc modeli gözlemsel hata sınırlarından daha yüksek bir yıldız oluşum oranı beklentisi olsa da göreceli olarak hata aralığına yakın sonuçlar önermektedir.

**Şekil 4.25**'in orta panelinde verilen her bir yüzyıldaki süpernova Tip Ia sayısı için şekilde verilen gözlemsel değer $0.30 \pm 0.20$ $(century^{-1})$ olup Cappellaro ve diğ. (1997)'nin çalışmasından alınmıştır. Orta panelde görüldüğü üzere 8 ve 10 kpc modelleri gözlemsel verinin hata barları içinde kalırken, 8 kpc modeli gözlemsel değere çok yakın öngörülerde bulunmaktadır. Bununla birlikte 6 kpc modeli gözlemsel değerlerden daha yüksek süpernova Tip Ia patlama sayıları öngörmektedir.

**Şekil 4.25**'in sağ panelinde verilen her bir yüzyıldaki süpernova Tip II sayısı için şekilde verilen gözlemsel değer $1.54 \pm 0.32$ $(\text{century}^{-1})$ olup Li ve diğ. (2011)'nin çalışmasından alınmıştır. Orta panel incelendiğinde anlaşılmaktadır ki 8 kpc modeli gözlemsel değere çok yakın sonuç verirken, 10 kpc modelleri gözlemsel hata sınırlarına çok yaklaşmaktadır. 6 kpc modeli ise gözlemsel değerin üstünde süpernova Tip II sayısı önermektedir.

**Şekil 4.25**'te verilen üç panel de incelendiğinde 8 ve 10 kpc modellerinin günümüz gözlemsel değerleriyle genel anlamda uyumlu olduğunu, 6 kpc modeline ait öngörülerin ise gözlemlerden yüksek olduğunu görmekteyiz. Bu durum 8 kpc için ele alındığında gözlemsel süpernova oranlarının günümüz değerlerine çok yakın değerler öngörürken, yıldız oluşum oranında hata sınırları içinde kalmaktadır. Bu üç model arasında bütün gözlemsel parametreler ile uyumlu olan tek model, Güneş'i merkez alan ve 7-9 kpc aralığındaki veriye oturtulan 8 kpc modeli olmaktadır. Diğer iki modelin gözlemle farklılık göstermesinin, modellerin temsil ettiği yarıçap aralığına düşen veri sayısının 7-9 kpc aralığının %10'u mertebesinde olmasından kaynaklandığı düşünülmektedir.

#### *4.5.3.1. Modelin Beş Farklı Element için Bolluk Öngörüsü*

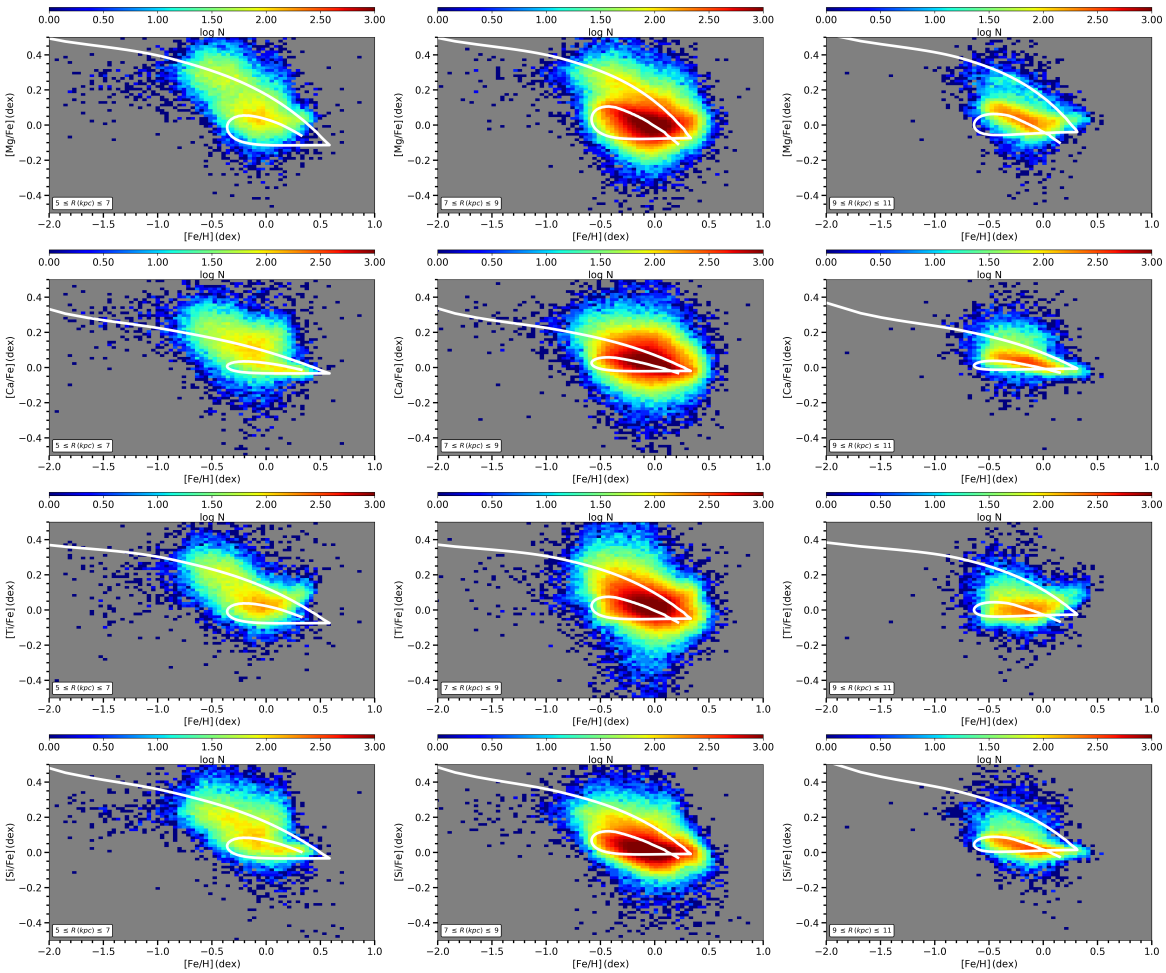
Tez çalışmasında elde edilen en iyi model girdi parametreleri kullanılarak Mg ve Fe elementlerinin dışında Ca, Ti ve Si elementleri için öngörüler, 6, 8 ve 10 kpc modelleri için oluşturulmuştur. Bu beş elementin oluşturduğu her bir kimyasal düzleme ait model tahminleri ait oldukları bölgenin verileri üstünde **Şekil 4.26**'da verilmiştir.

**Şekil 4.26** incelendiğinde Mg ve Fe için elde edilen en iyi modellerin Ca, Ti ve Si için de üç ayrı bölgeyi iyi bir şekilde temsil ettiği anlaşılmaktadır. Modeller verinin yoğun olduğu noktalardan geçerek her bir elementin kendine has evrim doğasını başarılı bir şekilde temsil etmektedirler. Bununla birlikte Güneş civarı (7-9 kpc) için belirlenen Güneş'e ait, yani modelin günümüzden 4.5 Gyr öncesi için öngördüğü element bolluk değerleri ve gözlemsel olarak tespit edilen Güneş bollukları **Tablo 4.1**'de verilmiştir.

**Tablo 4.1**: Beş farklı element için Güneş civarında (8 kpc) modelin öngördüğü bolluk değerleri ve elementlerin Güneş'in bolluk değerleri ile karşılaştırılması.

| | Model ($t = 9.5\ Gyr$) | Güneş (Asplund ve diğ., 2009) |
|---|---|---|
| | $(dex)$ | $(dex)$ |
| $A(Fe)$ | 7.55 | $7.50 \pm 0.05$ |
| $A(Mg)$ | 7.65 | $7.60 \pm 0.05$ |
| $A(Ca)$ | 6.35 | $6.35 \pm 0.04$ |
| $A(Ti)$ | 4.94 | $4.95 \pm 0.05$ |
| $A(Si)$ | 7.55 | $7.51 \pm 0.04$ |

**Tablo 4.1**'de verilen değerler incelendiğinde model verilerinin Güneş bolluklarıyla (Asplund ve diğ., 2009) oldukça uyumlu olduğu görülmektedir. Güneş'i temel alan 8 kpc modeli diğer iki modelden farklı olarak gözlemsel parametrelerin hata aralıkları içinde kalmanın dışında,




**Şekil 4.26**: Üç ayrı bölgede elde edilen en iyi girdi parametreleri ile oluşturulan beş ayrı element için kimyasal düzlemleri. Sol sütun 5-7 kpc, orta sütun 7-9 kpc ve sağ sütun 9-11 kpc bölgelerini göstermektedir. Bölgelere ait veriler sayı yoğunluğuna göre renklendirilerek çizilmiştir. Beyaz çizgi, bölgeye ait modelin öngördüğü ve o elemente ait olan kimyasal evrim yolunu temsil etmektedir.

gözlemsel değerlere oldukça yaklaşmakta olup bölgesini iyi bir şekilde temsil etmektedir.

#### *4.5.3.2. Modelin Popülasyonlar için Gradyent Öngörüsü*

Tez çalışmasında sadece Güneş civarının değil aynı zamanda iki farklı bölgenin de modellenmesinin sebebi, bu modelleri kullanarak disk popülasyonları için birer gradyent değeri elde edilmek istenmesidir. Modelin disk popülasyonlarına ait gradyent öngörüsünü elde etmek amacıyla ince disk ve kalın disk için birer zaman dilimi seçilmesi gerekmektedir. Fakat **Şekil 4.25**'in sol paneli dikkatle incelendiğinde anlaşılmaktadır ki her bölge için ince disk ve kalın disk oluşum zamanları ve bu popülasyonların baskın olduğu zaman dilimleri farklıdır. Bu sebeple tek bir zaman dilimi için üç ayrı modelin bolluk değerleri tahmini popülasyonların modelin öngördüğü evrimsel doğalarına aykırı olacaktır. Bu sebeple modelin doğasına uygun olarak kalın disk için $t = \tau_{max}$ anı ve ince disk için $t > \tau_{max}$ şartı altında maksimum yıldız oluşum oranının olduğu zaman dilimi seçilmiştir.

Bu zaman dilimlerinin seçilmesinin sebebi $\tau_{max}$ parametresinin tanım gereği kalın diskin oluşumunun bittiği anı göstermesidir. Kalın diskin oluşumu bittiği için günümüzde gözlenen kalın disk yıldızlarından elde edilen gradyent, oluşumun bittiği anda kalın diskin sahip olduğu gradyente en yakın gradyent olacağı düşünülerek seçilmiştir. En yüksek yıldız oluşumu döneminde meydana gelen yıldızlar şu an bile gözlendikleri için, ince diskin günümüzde ölçülen gradyent değerlerini temsil edeceği düşünülerek bu zaman aralığı ince disk için seçilmiştir.

Üç ayrı disk bölgesi için modellerin öngördüğü element bolluğu, popülasyonlara ait gradyentler ve popülasyonlar için gözlemsel veriden elde edilen gradyentler (Bkz. **Bölüm 4.4.**) **Tablo 4.2**'de verilmiştir.

**Tablo 4.2**'de her bir disk bölgesi için popülasyonları en iyi temsil edeceği düşünülerek seçilen zaman dilimlerinde bölge için elde edilen en iyi modelin beş farklı element için önerdiği bolluk değerleri, bu değerlerden elde edilen ve $5 - 11\,\mathrm{kpc}$ aralığında her iki popülasyon için hesaplanan gradyent değerleri ve bu elementlerin iki popülasyon için de tez çalışmasında seçilen ana katalogdan elde edilen değerleri verilmiştir. Bu değerler incelendiğinde modelin iki ayrı popülasyon ve beş element için önerdiği gradyent değerlerinin birbirleriyle hata sınırları içinde çok uyumlu oldukları görülmektedir. Özellikle $[Fe/H]$ bolluğu gradyenti her iki popülasyon için de gözlemsel değerle birebir uyumlu

**Tablo 4.2**: Üç ayrı bölgede elde edilen modellerin kalın diskin oluşumunun sonunda ve ince diskin en yüksek yıldız oluşum oranı anı için modellerin beş farklı elemente dair önerdiği bolluk değerlerinden elde edilen gradyentler ve bu elementlerin ana katalog verisinden elde edilen gradyent değerlerini gösteren tablo.

| | Model | | | | | | | | Gözlem | |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | İnce Disk $[X/H](R,t)$ (dex) | | | Kalın Disk $[X/H](R,t)$ (dex) | | | Gradyent (dex kpc$^{-1}$) | | Gradyent (dex kpc$^{-1}$) | |
| t (Gyr) | 7.5 | 5.75 | 4.5 | 6.43 | 4.62 | 3.28 | İnce Disk | Kalın Disk | İnce Disk | Kalın Disk |
| R (kpc) | [5, 7] | [7, 9] | [9, 11] | [5, 7] | [7, 9] | [9, 11] | | | | |
| [Fe/H] | -0.29 | -0.51 | -0.57 | 0.46 | 0.43 | 0.4 | -0.047±0.009 | -0.010±0.001 | -0.047±0.003 | -0.010±0.002 |
| [Mg/H] | -0.27 | -0.45 | -0.54 | 0.45 | 0.37 | 0.38 | -0.047±0.008 | -0.012±0.005 | -0.050±0.002 | -0.011±0.003 |
| [Ca/H] | -0.07 | -0.28 | -0.34 | 0.68 | 0.65 | 0.62 | -0.045±0.008 | -0.010±0.001 | -0.046±0.003 | -0.009±0.003 |
| [Ti/H] | -0.14 | -0.35 | -0.42 | 0.6 | 0.55 | 0.53 | -0.047±0.008 | -0.012±0.002 | -0.050±0.002 | -0.012±0.003 |
| [Si/H] | 0.08 | -0.13 | -0.2 | 0.83 | 0.78 | 0.76 | -0.047±0.008 | -0.012±0.002 | -0.054±0.002 | -0.015±0.002 |

olarak model tarafından öngörülmüştür. Modele herhangi bir şekilde bilgi anlamında dahil edilmeyen ve dolaylı olarak model sonuçlarından elde edilen gradyent öngörülerinin gözlemlerle beş farklı element için uyumlu olması, üç farklı yarıçap için elde edilen modellerin ve bu modellere ait girdi parametrelerinin bu bölgeleri çok iyi temsil ettiğini göstermektedir.

# 5. TARTIŞMA VE SONUÇ

## 5.1. GALAKTİK DİSK POPÜLASYONLARINA AİT SONUÇLAR

### 5.1.1. Popülasyonların Özellikleri

Tez çalışmasında Güneş civarının kimyasal evrimi araştırılırken en çok üzerinde durulan sorunlardan bir tanesi Galaktik disk popülasyonlarının ayrım yöntemleridir. Tezin ilk aşamalarında yeni bir ayrım yöntemi geliştirilmiş (Bkz. Bölüm 3.2.) ve literatüre kazandırılmıştır (Plevne ve diğ., 2020). Fakat bu yöntem popülasyonları sadece kimyasal olarak ayırmış olup, kinematik ve dinamik anlamda iyi bir ayrım sağlamamaktadır. Bu sebeple tez çalışmasında üretilen bu yöntemi daha da geliştirmek ve popülasyonları kinematik ve dinamik olarak da nitelikli bir şekilde ayırabilen bir yöntem geliştirilmeye çalışılmış ve geliştirilen bu yeni yöntem Bölüm 4.3.'te ayrıntılı şekilde anlatılmıştır. Bu yeni ayrım yöntemi tezin ana kataloğuna uygulandıktan sonra popülasyonlarına ayrılan yıldızların özelliklerinden popülasyonların genel özelliklerini elde etmek için kinematik, dinamik, kimyasal ve yaş değerlerinin medyan değerleri hesaplanmış olup **Tablo 5.1**'de gösterilmiştir.

**Tablo 5.1** incelendiğinde ince diskten halo yıldızlarına doğru gidildikçe literatürde beklenildiği gibi $[Fe/H]$ bolluğunun azaldığı, $[\alpha/Fe]$ bolluğunun ise arttığı görülmektedir (Majewski ve diğ., 2017; Hayden ve diğ., 2015; Minchev ve diğ., 2018; Plevne ve diğ., 2020). Bununla birlikte kinematik değerler incelendiğinde disk yıldızlarının benzer dikey hızlara ($W_{LSR}$) sahip olduğu fakat disk düzlemindeki hızlarda birbirinden farklılaştıkları, özellikle dönme yönündeki hız bileşeni ($V_{LSR}$) için farklılığın literatürde beklenildiği gibi arttığı görülmektedir (Bensby ve diğ., 2003, 2007; Schönrich ve Binney, 2009; Ivezić ve diğ., 2012).

Halo ve disk yıldızları incelendiğinde ise halo popülasyonunun disk yıldızlarından hem kimyasal hem kinematik hem de yaşları bakımından ayrıştığı açıkça görülmektedir. Yıldızların yörünge şekillerini belirleyen $e_p$ ve $Z_{max}$ parametrelerine bakıldığında ince disk yıldızlarının Galaksi düzleminde çembere yakın düşük basıklıklı ($e_p$) ve diskten çok

yükselmeyen düşük maksimum yükseklikli ($Z_{max}$) yörüngelerde hareket ettikleri görülürken, kalın disk ve halo yıldızları için daha basık ve daha yükseğe çıkan yörüngeler belirlenmiştir. Popülasyonlar için elde edilen bu dinamik özellikler, literatürde elde edilen değerlerle uyumludur (Ivezić ve diğ., 2012).

**Tablo 5.1**: Popülasyonlara ait kinematik, dinamik, kimyasal özelliklerin ve yaşlarının medyan değerleri ve popülasyona ait yıldız sayıları.

| **Popülasyon** | N | $U_{LSR}$ $(kms^{-1})$ | $V_{LSR}$ $(kms^{-1})$ | $W_{LSR}$ $(kms^{-1})$ | $e_p$ | $Z_{max}$ $(kpc)$ | $[Fe/H]$ $(dex)$ | $[\alpha/Fe]$ $(dex)$ | $\tau$ $(Gyr)$ |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| İnce Disk | 218,022 | -3.02 | -7.11 | -1.21 | 0.14 | 0.45 | -0.07 | 0.02 | 4.45 |
| Kalın Disk | 33,647 | -7.58 | -54.11 | -1.21 | 0.29 | 1.36 | -0.42 | 0.21 | 6.75 |
| Halo | 3,009 | 7.43 | -213.57 | -4.73 | 0.81 | 3.75 | -0.97 | 0.23 | 12.75 |

Popülasyonların $[\alpha/Fe]$ ve $[Fe/H]$ değerlerinin değişimi incelendiğinde kalın disk ve halo yıldızlarının $[\alpha/Fe]$ değerlerinin yakın olduğunu fakat $[Fe/H]$ bakımından birbirinden ayrıştığını görmekteyiz. $[\alpha/Fe]$ değerlerinin yakınlığı kimyasal evrim modellerinin öngördüğü (Hayden ve diğ., 2015; Minchev ve diğ., 2018; Sharma ve diğ., 2021) üzere halonun hızlı bir şekilde oluştuğunu ve süpernova Tip II patlamaları tarafından kısa bir zaman aralığında zenginleştirildiğini, süpernova Tip Ia patlamalarının başlamasıyla birlikte kalın disk bileşenin kendini ayrıştırdığını ve bu sebeple iki bileşenin $[\alpha/Fe]$ bakımından değil $[Fe/H]$ ve yaş ($\tau$) bakımından birbirinden ayrıştığını desteklemektedir.

Son olarak popülasyonların yaş ($\tau$) medyan değerleri incelendiğinde kimyasal evrim modellerinin öngördüğü (Chiappini ve diğ., 1997; Schönrich ve Binney, 2009; Minchev ve diğ., 2018) üzere ince diskin en genç halo yıldızlarının ise en yaşlı yıldızlar olduğu görülmektedir.

Tez çalışmasında geliştirilen bu yeni popülasyon ayrım yönteminin popülasyonları kinematik, dinamik, kimyasal özellikler ve yaş bakımından birbirinden ayırabildiği ve popülasyonlara ait özellikleri literatürle uyumlu bir şekilde belirleyebildiği açıkça görülmektedir. Bu bilgiler göz önüne alındığında geliştirilen bu yeni modelin oldukça başarılı olduğu ve literatüre kazandırılmaya hazır olduğu sonucuna ulaşılmaktadır.

### 5.1.2. Popülasyonlara Ait Radyal Element Bolluğu Gradyentleri

Galaktik disk popülasyonlarına ait element bolluğu gradyentleri, bu yapıların oluşumu ve evrimi hakkında bilgi sağlaması bakımından tez çalışması için oldukça önemlidir. Bununla birlikte popülasyonlar için elde edilen element bolluğu gradyentleri, tez çalışmasında geliştirilen yeni popülasyon ayrım yönteminin başarısının da başka bir yoldan sınanmasını sağlayacaktır. Fakat gradyent değerlerinin sınanması için literatürde farklı cisim ve ışıma gücü sınıfları kullanılarak elde edilmiş bir çok $[Fe/H]$ gradyenti olsa da diğer elementler için gradyent değerlerine çok az rastlanmaktadır. Bu sebeple gradyentlere ait literatür karşılaştırmaları sadece $[Fe/H]$ için yapılmıştır. **Bölüm 4.4.**'te anlatılan element bolluğu gradyentleri **Tablo 5.2**'de verilmiştir.

**Tablo 5.2**: İnce disk ve kalın disk popülasyonlarının beş farklı element için elde edilmiş $R_m$ doğrultusundaki gradyent değerleri.

| | İnce Disk | Kalın Disk |
|---|---|---|
| | $(\mathrm{dex\,kpc^{-1}})$ | $(\mathrm{dex\,kpc^{-1}})$ |
| $d[Fe/H]/dR_m$ | $-0.047 \pm 0.003$ | $-0.010 \pm 0.002$ |
| $d[Mg/H]/dR_m$ | $-0.050 \pm 0.002$ | $-0.011 \pm 0.003$ |
| $d[Ca/H]/dR_m$ | $-0.046 \pm 0.003$ | $-0.009 \pm 0.003$ |
| $d[Ti/H]/dR_m$ | $-0.050 \pm 0.002$ | $-0.012 \pm 0.003$ |
| $d[Si/H]/dR_m$ | $-0.054 \pm 0.002$ | $-0.015 \pm 0.002$ |

**Tablo 5.2** incelendiğinde ince ve kalın diske ait element bolluğu gradyentlerinin mertebelerinin popülasyonlar için yakın değerler aldığı görülmektedir. Bu değerler iki popülasyonun da $R_m$ doğrultusunda zamanla geçirdiği süreçlerin elementler bakımından ayırıcı olmadığı anlaşılmaktadır. Kalın disk değerlerini incelendiğimizde bütün elementlerin yaklaşık $-0.010\,\mathrm{dex\,kpc^{-1}}$ mertabesinde bir gradyent değerine sahip olduğunu görmekteyiz. Literatürde kalın diske ait bu değer gibi belirgin bir gradyent değeri bulunmamaktadır. Bu bileşene ait $[Fe/H]$ gradyenti elde etmiş çalışmalarda $+0.006 \pm 0.008\ \mathrm{dex\,kpc^{-1}}$ (Recio-Blanco ve diğ., 2014) ve $+0.008 \pm 0.007\ \mathrm{dex\,kpc^{-1}}$ (Mikolaitis ve diğ., 2014) gibi pozitif ve hata değeri ölçümle kıyaslanacak kadar düşük güvenilirlikli sonuçlar bulunmaktadır. Bu sebeple literatürde ölçülen değerlerden yola çıkan araştırmacılar bu bileşen için radyal doğrultuda bir gradyentin olmadığını belirtirler.

Tez çalışmasında yapılan detaylı popülasyon ayrımı ve hassas ölçümler sayesinde

literatürden farklı olarak ilk defa kalın disk bileşeninde beş farklı element için negatif ve hata mertebesi küçük, ince diske göre daha düşük bolluk gradyentleri elde edilmiş olup, bu değerlere bakıldığın da kalın diskinde içerden dışa oluşum senaryosunu desteklediğini fakat ince diskten farklı olarak bu içten dışa oluşum döneminin daha kısa sürdüğü sonucu çıkarılmaktadır. Bulunan bu gradyent değerleri bu bileşene bakış açımızı değiştirecek ve kökenine, evrimine ve oluşumuna ait yeni soruları doğuracaktır. Bu sebeple tez çalışmasının en önemli sonuçlarından bir tanesidir.

**Tablo 5.2**'de ince disk $d[Fe/H]/dR_m$ değeri $-0.047 \pm 0.003$ dex kpc$^{-1}$ olarak verilmiştir. Bu değer literatürdeki farklı çalışmalarla; $-0.059 \pm 0.006$ dex kpc$^{-1}$ (Boeche ve diğ., 2013), $-0.044 \pm 0.009$ dex kpc$^{-1}$ (Mikolaitis ve diğ., 2014), $-0.062 \pm 0.039$ dex kpc$^{-1}$ (Plevne ve diğ., 2015), $-0.048 \pm 0.002$ dex kpc$^{-1}$ (Liang ve diğ., 2019), uyumludur.

Yukarıda verilen literatür karşılaştırmaları ve **Tablo 5.2** incelendiğinde, tez çalışmasında geliştirilen popülasyon ayrım yönteminin popülasyonları çok iyi ayırdığını ve bu ayrım sonucunda elde edilen gradyentlerin hem literatürle uyumlu olduğunu hem de iyi bir ayrım sonunda literatürden farklı olarak ilk defa kalın disk için belirgin ve güvenilir gradyent değerlerinin elde edildiğini görmekteyiz. Bütün bu sonuçlar ele alındığında bu ayrım yönteminin oldukça başarılı bir şekilde popülasyonları ayırdığını ve bu popülasyonlara ait parametrelerin bu ayrım sayesinde hassas ve daha önceki çalışmalarla uyumlu sonuçlar sunduğunu görmekteyiz.

## 5.2. IŞIMA GÜCÜNE BAĞLILIK

Literatürdeki çalışmalar incelendiğinde Galaksi için yapılan bir çok çalışmanın tek bir ışıma gücü sınıfındaki yıldızlardan ya da tek tip cisimlerden örnekler seçilerek yapıldığı tezde görülmüştür. Bu sebeple ulaşılan sonuçların ışınım gücüne bağlılığını anlamak ve seçim etkisinin sonuçları nasıl değiştiğini araştırmak için tez çalışmasında elde edilen gradyent ve model parametre değerlerinin ışınım gücüne bağlılıkları da test edilmiştir.

### 5.2.1. Radyal Element Bolluğu Gradyentlerinin Işıma Gücüne Bağlılığı

Gradyent çalışmaları literatürde ışıma gücüne bağlı araştırmaların en başında gelmektedir. Bununla birlikte en çok kullanılan ışıma gücü sınıfı dev yıldızlar olurken en az kullanılan

ışıma gücü sınıfı altdevlerdir. Anakol yıldızları ise genellikle ince disk çalışmaları için tercih edilmektedir. Dev yıldızların çoğunlukla tercih edilmesinin temel sebebi; görece parlak olmaları nedeniyle gözlem taramalarında kolay gözlenebilirken, parlaklaklıklarının bir diğer avantajı olarak anakol ve altdev yıldızlarına göre daha uzak bölgelerde de rahatlıkla gözlenebilmeleridir. Bu sebeple dev yıldızlar, gradyent çalışmalarının dışında kimyasal evrim modelleri için de en çok tercih edilen ışıma gücü sınıfıdır.

Tez çalışmasında elde edilen popülasyona ve ışıma gücüne bağlı $R_m$ doğrultusundaki element bolluğu gradyentleri **Tablo 5.3**'te verilmiştir. **Tablo 5.3** incelendiğinde **Tablo 5.2**'ye benzer şekilde $R_m$ doğrultusundaki element bolluğu gradyentlerinin ışınım gücünden bağımsız olarak benzer değerler aldığı anlaşılmaktadır.

**Tablo 5.3**: Popülasyonların beş farklı element için ışıma gücüne bağlı olarak hesaplanan gradyent değerileri.

| Popülasyon | Işınım Gücü | $d[Fe/H]/dR_m$ | $d[Mg/H]/dR_m$ | $d[Ca/H]/dR_m$ | $d[Ti/H]/dR_m$ | $d[Si/H]/dR_m$ |
|---|---|---|---|---|---|---|
| | | $(\mathrm{dex\,kpc^{-1}})$ | $(\mathrm{dex\,kpc^{-1}})$ | $(\mathrm{dex\,kpc^{-1}})$ | $(\mathrm{dex\,kpc^{-1}})$ | $(\mathrm{dex\,kpc^{-1}})$ |
| İnce Disk | Anakol | -0.078±0.007 | -0.072±0.007 | -0.072±0.007 | -0.062±0.006 | -0.072±0.007 |
| | Altdev | -0.080±0.007 | -0.076±0.006 | -0.071±0.006 | -0.068±0.006 | -0.079±0.006 |
| | Dev | -0.047±0.003 | -0.050±0.002 | -0.046±0.003 | -0.050±0.002 | -0.054±0.002 |
| Kalın Disk | Anakol | | | | | |
| | Altdev | | | | | |
| | Dev | -0.010±0.002 | -0.011±0.003 | -0.009±0.003 | -0.012±0.003 | -0.015±0.002 |

**Tablo 5.3**'te görüldüğü üzere kalın disk bileşeni için gradyentlerin ışıma gücüne bağlılığı, anakol ve altdev yıldızlarının gradyent ölçümü için sayıca az olmaları sebebiyle belirlenememiş ve bu yüzden de kalın disk bileşenine ait gradyent değerlerinin ışınım gücüne bağlılığı incelenememiştir. Kalın diskteki dev yıldızlardan elde edilen gradyentler **Tablo 5.2**'de verilen kalın disk gradyentleri ile karşılaştırıldığında görülmektedir ki sayıca az olan anakol ve altdevler örnek içinde olduklarında da sonuçlara etki etmemiş ve aynı değerler elde edilmiştir.

İnce disk için **Tablo 5.3** incelendiğinde elementten bağımsız olarak gradyent değerlerinin ışıma gücüne göre değiştiği görülmektedir. İnce disk için en güçlü negatif gradyentler altdevden elde edilmiştir. Dev yıldızlardan elde edilen gradyentler incelendiğinde ve bu değerler **Tablo 5.3** ile karşılaştırıldığında görülmektedir ki dev yıldızlar, ışıma gücü ayırt etmeden elde edilen gradyentlerle aynı sonuçları vermektedir. Bunun nedenini bulmak için **Şekil 4.18**, **Şekil 4.19** ve **Şekil 4.20** incelendiğinde anlaşılmaktadır ki dev yıldızlar daha geniş bir $R_m$ aralığına yayılarak diğer ışıma gücü sınıflarından daha geniş bir aralığı teslim

etmektedirler. Bu sebeple dev yıldızlardan elde edilen gradyent disk boyunca daha uzun bir değişimi ölçerken, anakol ve altdev yıldızları dev yıldızlar kadar geniş bir aralığa yayılamayıp daha dar bir aralıkta gradyent ölçümüne sebep olmaktadırlar. Bu yayılmanın sebebi parlaklık limitli gökyüzü taramalarından alınan bilgiler sebebiyle farklı mutlak parlaklık değerlerine sahip bu cisimlerin, tarama limitleri içinde daha uzak bölgelerden gözlenememesidir. Bu durum dikkate alındığında dev yıldızlar diski daha iyi temsil eden sonuçlar verirken, anakol ve altdev yıldızlarının gözlemsel seçim etkisi sebebiyle sınırlı bilgi sundukları görülmektedir.

Sonuç olarak gözlemsel seçim etkisi ve ışıma gücü sınıflarının ortalama mutlak parlaklıkları dikkate alındığında, bütün ışıma gücü sınıfları için dev yıldızlar daha geniş bir aralıkta gözlendikleri için gradyent ölçümünde belirleyici olmaktadırlar. Anakol ve altdev yıldızlar, dev yıldız örneğine dahil olduğunda gradyent ölçüm aralığının orta bölgesinde yoğunlaşarak gradyent ölçümüne etki etmeseler bile, gözlemin örneklemini sayıca arttırdıkları için daha güvenilir sonuçlar elde edilmesini sağlamaktadırlar.

### 5.2.2. Geciken İkili Çökme Model Parametrelerinin Işıma Gücüne Bağlılığı

Tez çalışmasında elde edilen sonuçların ışıma gücüne bağlılığı sadece yukarıda anlatıldığı üzere gradyent sonuçları için değil model parametreleri için de incelenmiştir. Fakat model parametreleri için bu bağlılık incelenirken sadece Güneş civarı olan $7 \leq R_{GC}\,(kpc) \leq 9$ dikkate alınmıştır, çünkü diğer iki bölgenin örnek sayısı bu bölgenin $\%10$'u mertebesinde olduğu için ışıma gücüne göre ayrıldığında model veriye oturtulamamış veya çok duyarsız sonuçlar elde edilmiştir. Bu sebeple sadece bu aralık için model parametrelerinin ışıma gücüne bağlılığı test edilmiştir.

Güneş civarının farklı ışıma gücü sınıfları için **Bölüm 4.5.1.**'de anlatıldığı şekilde elde edilen model parametreleri **Tablo 5.4**'te verilmiştir.

**Tablo 5.4** incelendiğinde sonuçların her bir parametre için ışıma gücüne göre değiştiğini görmekteyiz. $\tau_1$ ve $\tau_2$ çökme zaman ölçekleri anakol örneğinden dev örneğine gittikçe sayısal anlamda azalırken bu durum $\tau_{max}$ ve $\sigma_2/\sigma_1$ parametreleri için tersidir.

**Tablo 5.4**'te verilen bütün parametreler incelendiğinde $\tau_1$ parametresi ışınım gücü sınıfları arasında en farklı değerlere sahip olanıdır. Anakol örneği için halo ve kalın diskin çökme

**Tablo 5.4**: Güneş civarı ($7 \leq R_{GC}\,(\mathrm{kpc}) \leq 9$) için ışıma gücüne bağlı olarak elde edilen geciken ikili çökme model parametreleri.

| Işıma Gücü | $\tau_1$ (Gyr) | $\tau_2$ (Gyr) | $\tau_{max}$ (Gyr) | $\sigma_2/\sigma_1$ |
|---|---|---|---|---|
| Anakol | $0.430^{+0.002}_{-0.009}$ | $1.112^{+0.005}_{-0.007}$ | $4.623^{+0.014}_{-0.018}$ | $1.124^{+0.010}_{-0.010}$ |
| Altdev | $0.053^{+0.004}_{-0.003}$ | $0.762^{+0.012}_{-0.014}$ | $4.877^{+0.017}_{-0.019}$ | $1.148^{+0.017}_{-0.019}$ |
| Dev | $0.040^{+0.006}_{-0.001}$ | $0.699^{+0.040}_{-0.005}$ | $4.911^{+0.042}_{-0.041}$ | $1.267^{+0.018}_{-0.025}$ |

zaman ölçeği olan $\tau_1$ parametresi 0.430 Gyr mertebesinde bir değerle oldukça yüksek hızlı bir ilk çökme dönemi tanımlarken, altdev ve dev yıldız örneği birbirine yakın değerler ile anakol örneğine göre daha yavaş bir ilk çökme zamanı tanımlar. Bütün örnekten elde edilen veriler incelendiğinde $\tau_1$ parametresinin 0.048 Gyr olduğunu görmekteyiz ve bu değer altdev ve dev örneğinin önerdiği değerler olan sırasıyla 0.053 ve 0.040 değerlerinin arasında kalmaktadır.

**Tablo 5.4**'te verilen $\tau_2$ parametresinin ışınım gücüne göre değişimi incelendiğinde anakol örneğinin en yüksek değeri verdiği yine $\tau_1$ parametresinde olduğu gibi altdev ve dev yıldızların birbirine yakın sonuçlar verdiği görülmektedir. Fakat üç ayrı ışıma gücü sınıfından elde edilen değerler **Şekil 4.23**'te verilen bütün örnek üzerinden elde edilen değer $\tau_2$ için 0.884 Gyr olup bu değer anakol ve altdev yıldızlarından elde edilen değerler arasında kalmaktadır. Bu durum bu parametrenin en çok anakol ve altdev yıldızlardan etkilendiğini gösterirken tek bir ışıma gücünden elde edilen sonuçların bu değerden çok farklı olması, ışıma gücünden bağımsız sonuçların önemini göstermektedir.

$\tau_{max}$ parametresi incelendiğinde anakol yıldız örneğinden elde edilen 4.623 Gyr değerinin **Şekil 4.23**'te verilen değer ile aynı olduğu görülürken, altdev ve dev yıldızlar hata sınırları içinde birbirlerine çok yakın sonuçlar vermiştir. Anakol örneğinin tüm modelden elde edilen sonuçla aynı olması bu parametrenin en çok anakol yıldızlarının sayısından etkilendiğini göstermektedir. Bunun muhtemel sebebi, söz konusu parametrenin kalın diskin oluşum süresini temsil etmesi ve kalın disk popülasyonunda yeterince anakol yıldızının örnekte olmayıp, ışınım gücü olarak en çok örneğin anakol örneğinde olmasıdır. Bahsedilen koşullar dikkate değer bir yanlılık yaratabilir.

Son olarak **Tablo 5.4**'te verilen $\sigma_2/\sigma_1$ parametresi incelendiğinde bütün örnekten elde edilek 1.278 değerine en yakın sonucun dev yıldızlardan elde edildiği görülmektedir. Anakol ve

altdev yıldızları birbirlerine yakın sonuçlar verirken bu değerler, bütün veriden elde edilen değerin hata sınırlarının da dışında kalmaktadır.

Işıma gücüne göre üretilen modellerden elde edilen element bolluğu değerleri **Tablo 5.5** ile verilmiştir. Bu tablo incelendiğinde bütün bolluk değerlerinin anakoldan dev yıldızlara doğru ilerledikçe arttığını görmekteyiz.

**Tablo 5.5**: Güneş civarı ($7 \leq R_{GC}\,(\mathrm{kpc}) \leq 9$) için ışıma gücüne bağlı olarak elde edilen modellerin $t = 9.5\,\mathrm{Gyr}$ anı yani Güneş ve benzeri yıldızların doğduğu zaman dilimi için öngördüğü bolluk değerleri tablosu.

| Işıma Gücü | A(Fe) (dex) | A(Mg) (dex) | A(Ca) (dex) | A(Ti) (dex) | A(Si) (dex) |
|---|---|---|---|---|---|
| Anakol | 7.52 | 7.62 | 6.37 | 4.97 | 7.54 |
| Altdev | 7.55 | 7.65 | 6.39 | 4.99 | 7.56 |
| Dev | 7.56 | 7.65 | 6.41 | 5.01 | 7.61 |

**Tablo 5.5**'teverilen bolluk değerleri Asplund ve diğ. (2009) tarafından Güneş'in fotosferik bolluk değeri ölçümleri ile karşılaştırıldığında, Güneş'in demir için sadece anakol örneğinin $7.50\pm0.05$ dex aralığı içinde kaldığını, altdev örneğinin bütün veriden elde edilen 7.55 dex değerinin bütün ışıma gücü sınıflarından elde edilen model parametrelerinin öngördüğü bolluk değeriyle aynı olduğunu görmekteyiz. Dev yıldız örneği için oturtulan model ise gözlemsel hatanın dışında bir bolluk değeri önermektedir.

Mg bolluğu için **Tablo 5.5**'te anakol yıldızları için öngörülen 7.62 değeri gözlemsel $7.60\pm0.05$ dex değerinin hata sınırları içinde kalırken, altdev ve dev yıldızlardan elde edilen bolluk değerleri magnezyum için aynı olup gözlemsel değerin hata sınırlarındadır.

Geri kalan üç element olan kalsiyum, titanyum ve silisyum bollukları ışıma gücünden bağımsız olarak sırasıyla kalsiyum, titanyum ve silisyum için Asplund ve diğ. (2009) tarafından verilen gözlemsel bolluk değerleri olan $6.34\pm0.04$ dex, $4.95\pm0.03$ dex ve $7.51\pm0.03$ dex değerinden farklı olup, kalsiyum ve titanyum için sadece anakol örneği hata değerlerinin içinde öngörüde bulunmakta, hiç bir ışıma gücü silisyumun gözlemsel değerinin hata sınırları içinde kalmamaktadır.

Bütün element bollukları dikkate alındığında farklı ışıma gücü sınıfları temel alınarak oturtulan modellerden elde edilen bolluk öngörüleri, bütün veriden elde edilen öngörülerin gözlemsel parametreleri karşılama başarısına ulaşamamıştır.

Son olarak **Tablo 5.6**'te verilen günümüze ait farklı gözlemsel parametreler incelendiğinde parametreden bağımsız olarak değerlerin diğer sonuçlarla benzer şekilde anakol örneğinden dev örneğine gidildikçe arttığı ve her bir parametrenin ışıma gücüne bağlı olduğu açıkça görülmektedir.

**Tablo 5.6**: Güneş civarı ($7 \leq R_{GC}\,(\mathrm{kpc}) \leq 9$) için ışıma gücüne bağlı olarak elde edilen modellerin $t = 14$ Gyr anı yani günümüz için öngördüğü gözlemsel parametrelere ait değerler.

| Işıma Gücü | $\sigma_*$ $\mathrm{M_\odot pc^{-2}}$ | $\sigma_{tot}$ $\mathrm{M_\odot pc^{-2}}$ | $SFR$ $\mathrm{M_\odot pc^{-2}Gyr^{-1}}$ | $R_{Ia}$ $\mathrm{century^{-1}}$ | $R_{II}$ $\mathrm{century^{-1}}$ |
|---|---|---|---|---|---|
| Anakol | 43.91 | 47.58 | 0.85 | 0.49 | 0.71 |
| Altdev | 48.24 | 52.06 | 0.86 | 0.53 | 0.72 |
| Dev | 49.85 | 53.77 | 0.87 | 0.56 | 0.74 |

**Tablo 5.6**'da verilen değerler günümüzdeki gözlem verileri ile karşılaştırıldığında, yıldız kütlesi yüzey yoğunluğu ($\sigma_*$) değerleri McKee ve diğ. (2015) tarafından $47.1 \pm 3.4$ $\mathrm{M_\odot pc^{-2}}$ olarak verilen değerin hata sınırları içinde kalmakta olup bütün örnekten elde edilen 48.43 $\mathrm{M_\odot pc^{-2}}$ değerine en yakını altdev örneğidir.

Toplam yüzey kütle yoğunluğu ($\sigma_{tot}$) değeri incelendiğinde farklı ışıma gücü sınıflarının, bütün veriden elde edilen 52.28 $\mathrm{M_\odot pc^{-2}}$ değerine yakın sonuçlar verdiği görülmektedir. Bununla birlikte, verilen bütün $\sigma_{tot}$ değerleri Hagen ve Helmi (2018) tarafından hesaplanan $61 \pm 10$ $\mathrm{M_\odot pc^{-2}}$ değerinin hata sınırları içinde kalmaktadır.

**Tablo 5.6**'da verilen SFR değerleri Prantzos ve diğ. (2018)'nin çalışmasında verilen $2.5 \pm 2.0$ $\mathrm{M_\odot pc^{-2}Gyr^{-1}}$ değerinin hata sınırları içinde kalmasına rağmen tahmin edilen değerler gözlemsel değerden oldukça düşük kalmaktadır. Bununla birlikte farklı ışınım gücü modellerinin öngördüğü, yüzyıldaki süpernova Tip Ia sayıları ($R_{Ia}$), Cappellaro ve diğ. (1997) tarafından verilen $0.30 \pm 0.20$ $\mathrm{century^{-1}}$ değerinin hata sınırlarının içinde kalsa da her bir ışıma gücü sınıfının merkezi değeri bu gözlemsel değerden oldukça yüksektir.

Son olarak yüzyıldaki süpernova Tip II patlama sayıları ($R_{II}$) incelendiğinde Li ve diğ. (2011) tarafından verilen $1.54 \pm 0.32$ $\mathrm{century^{-1}}$ değerinin neredeyse yarısına karşılık gelen Tip II patlama sayıları öngörülmekte olup, değerler hata sınırlarının da içinde kalmamaktadır.

Bütün parametreler incelendiğinde (**Tablo 5.4**, **Tablo 5.5**, **Tablo 5.6**) görülmektedirki ışıma gücüne bağlı olarak elde edilen her bir parametrenin, ışıma gücünden bağımsız olarak

elde edilen parametrelerden çoğunlukla farklıdır ve her bir parametre için farklı bir ışınım gücü sınıfı baskınlaşmaktadır. Öyleyse, parametreleri, gradyent değerlerinden farklı olarak ışınım gücü sınıfına oldukça bağlıdır. Bunun sebebi gradyentle karşılaştırıldığında ışıma gücünün farklılık gösteren gradyent aralığının ve değişen ortalama gözlem uzaklıklarının, $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemine etki etmediği için, değişen örneklem sayısı nedeniyle modelin parametreleri yanlı bir şekilde tahmin etmesinden kaynaklanmaktadır. **Bölüm 4.5.1.**'de anlatıldığı üzere oldukça karmaşık olan model oturtma işlemi veri sayısından oldukça etkilenmekte olup aynı zamanda modelin doğası gereği $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemi üzerindeki sayı yoğunluğu dağılımından da etkinlenmektedir. Bununla birlikte model doğası gereği hiç bir şekilde yıldızları ışınım gücüne bağlı olarak ayırmadığı için tek bir ışıma gücünden elde edilen model parametreleri ve öngörüleri, bütün ışıma gücü sınıfları yardımıyla elde edilenlerden farklı sonuçlar vermektedir. Sonuç olarak gradyent değerleri ve model parametre değerlerinin ışıma gücüne bağlı olduğu görülmüştür.

Bu tez çalışmasında literatürdeki çalışmalardan farklı olarak (Chiappini ve diğ., 1997; François ve diğ., 2004; Spitoni ve diğ., 2009; Minchev ve diğ., 2015; Palla ve diğ., 2020; Spitoni ve diğ., 2021) model parametrelerinin bütün ışıma gücü sınıflarına ait yıldızlar kullanılarak model parametreleri tayin edilmiş ve literatürden ayrılarak ilk defa bu tarz bir çalışma ışıma gücünden bağımsız şekilde yapılmıştır.

## 5.3. GECİKEN İKİLİ ÇÖKME MODELİYLE ELDE EDİLEN SONUÇLARA GÖRE GÜNEŞ CİVARININ KİMYASAL EVRİM SÜRECİ

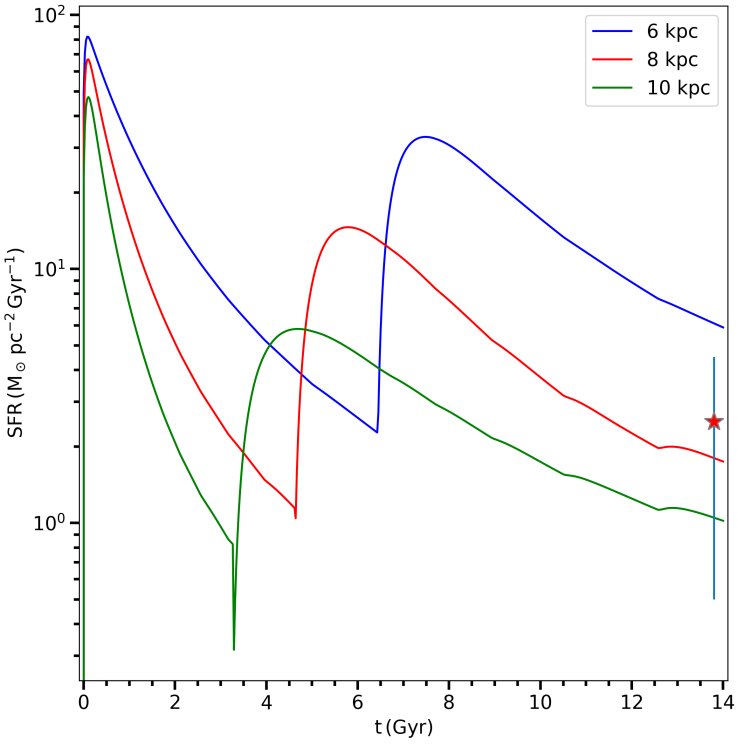
Bu tez çalışmasında Güneş civarının kimyasal evrim sürecini anlamak için ana katalog verisi üç ayrı yarıçap bölgesine bölünerek, her bir bölge için **Bölüm 4.5.1.**'de anlatılan şekilde süperbilgiyasar sistemleri kullanılarak MCMC simülasyonları çalıştırılmış ve Geciken İkili Çökme Modeli, yarıçap bölgelerine ait $[Fe/H] \times [Mg/Fe]$ düzlemlerine oturtularak modele ait girdi parametreleri üç ayrı bölge için de elde edilerek elde edilen parametre değerleri ve hataları **Tablo 5.7**'de gösterilmiştir.

**Tablo 5.7** incelendiğinde parametrelerin modelin dikkate aldığı yarıçap değeri büyüdükçe değiştiği görülmektedir. Birincil ve ikincil çökme zaman ölçekleri $\tau_1$ ve $\tau_2$ büyürken, kalın diskin oluşum süresini ve ince diskin başlangıçtan itibaren gecikme süresini temsil eden $\tau_{max}$ ve popülasyon kütle oranı $\sigma_2/\sigma_1$ azalmaktadır. Yarıçaplar arasındaki bu parametre

**Tablo 5.7**: Üç Galaktik yarıçap bölgesi için elde edilen model girdi parametreleri tablosu.

| | 6 kpc | 8 kpc | 10 kpc |
|---|---|---|---|
| $\tau_1$ (Gyr) | $0.034^{+0.001}_{-0.001}$ | $0.048^{+0.001}_{-0.001}$ | $0.066^{+0.001}_{-0.001}$ |
| $\tau_2$ (Gyr) | $0.592^{+0.015}_{-0.011}$ | $0.884^{+0.043}_{-0.012}$ | $0.853^{+0.006}_{-0.004}$ |
| $\tau_{max}$ (Gyr) | $6.433^{+0.013}_{-0.027}$ | $4.623^{+0.013}_{-0.024}$ | $3.278^{+0.010}_{-0.009}$ |
| $\sigma_2/\sigma_1$ | $1.708^{+0.034}_{-0.034}$ | $1.278^{+0.018}_{-0.015}$ | $1.164^{+0.013}_{-0.013}$ |

değişimi model bakış açısı altında Güneş civarının kimyasal oluşum sürecini anlatmaktadır. Bu oluşum sürecini iyi bir şekilde anlamak ve model girdi parametrelerinin yıldız oluşumuna etkisini daha iyi incelemek için üç modelin ürettiği yıldız oluşum oranının zamana bağlı grafiği **Şekil 5.1**'de verilmiştir.




**Şekil 5.1**: Zamana bağlı yıldız oluşum oranı(SFR) grafiği.

**Şekil 5.1**'de verilen üç ayrı modele ait yıldız oluşum geçmişi incelendiğinde iç Galaktik bölgeyi tanımlayan modelin (6 kpc) herhangi bir zaman aralığında en yüksek yıldız oluşum oranına sahip olduğu görülürken dış galaktik bölgenin (10 kpc) zaman aralığı için genel olarak en düşük yıldız oluşum oranına sahip olduğu görülmektedir. Halo ve kalın diskin

oluşumuna yine aynı şekil üzerinden bakıldığında farklı oranlarda fakat aynı anda bir yıldız oluşum patlamasının meydana geldiğini görmekteyiz, fakat devamında her model için kalın diskin oluşumu farklı bir noktada bitmektedir. Bu durum **Tablo 5.7**'de görüleceği üzere yarıçap ile birlikte artan birincil çökme zamanı $\tau_1$ ve yarıçap ile azalan gecikme zamanı $\tau_{max}$ ile ilişkilidir. Büyük çökme zaman ölçeği yıldız oluşumunun daha hızlı tükenmesini ve kalın disk popülasyonunun daha hızlı oluşumunu tamamlamasına sebep olurken ince diskin gecikme zamanını kısaltarak oluşumun görece daha erken zaman diliminde başlamasına sebep olmaktadır.

**Tablo 5.8**: Üç ayrı bölge için elde edilen modellerin ince ve kalın disk için önerdiği gradyentlerle birlikte ana katalog verisinden elde edilen gradyent değerlerinin karşılaştırılması.

| | Model | | | | | | | | Gözlem | |
|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|---|
| | İnce Disk $[X/H](R,t)$ (dex) | | | Kalın Disk $[X/H](R,t)$ (dex) | | | Gradyent (dex kpc$^{-1}$) | | Gradyent (dex kpc$^{-1}$) | |
| t (Gyr) | 7.5 | 5.75 | 4.5 | 6.43 | 4.62 | 3.28 | İnce Disk | Kalın Disk | İnce Disk | Kalın Disk |
| R (kpc) | [5, 7] | [7, 9] | [9, 11] | [5, 7] | [7, 9] | [9, 11] | | | | |
| [Fe/H] | -0.29 | -0.51 | -0.57 | 0.46 | 0.43 | 0.4 | -0.047±0.009 | -0.010±0.001 | -0.047±0.003 | -0.010±0.002 |
| [Mg/H] | -0.27 | -0.45 | -0.54 | 0.45 | 0.37 | 0.38 | -0.047±0.008 | -0.012±0.005 | -0.050±0.002 | -0.011±0.003 |
| [Ca/H] | -0.07 | -0.28 | -0.34 | 0.68 | 0.65 | 0.62 | -0.045±0.008 | -0.010±0.001 | -0.046±0.003 | -0.009±0.003 |
| [Ti/H] | -0.14 | -0.35 | -0.42 | 0.6 | 0.55 | 0.53 | -0.047±0.008 | -0.012±0.002 | -0.050±0.002 | -0.012±0.003 |
| [Si/H] | 0.08 | -0.13 | -0.2 | 0.83 | 0.78 | 0.76 | -0.047±0.008 | -0.012±0.002 | -0.054±0.002 | -0.015±0.002 |

**Tablo 5.7** incelendiğinde $\tau_2$ parametresinin yarıçapla beraber arttığı görülmektedir. İnce diskin çökme zaman ölçeğinin bu değişimi literatürde kabul gören ve ince diskte bir gradyentin varlığının modeller tarafından açıklanmasını sağlayan içten dışa evrim senaryosunu (Matteucci ve Francois, 1989; Chiappini ve diğ., 2001) desteklese de **Şekil 5.1**'den görüleceği üzere ince disk oluşumuna ilk önce dış Galaktik bölgede başlamaktadır. Bunula birlikte **Bölüm 4.5.3.2.**'de verilen ve bu başlık altında tekrar verilen **Tablo 5.8**'de model ve kalın disk ana başlığı altındaki bolluk değerleri incelendiğinde, kalın disk farklı yarıçaplarda farklı zamanlarda oluşumunu tamamlasa da element bolluğu bakımından çok az farklı olduğunu görmekteyiz. Buradan yola çıkarak kalın disk için bir gradyent önerisinde bulunduğumuzda zayıf da olsa bir gradyentin varlığını model beş element için de tahmin ederken, gözlemsel veriden elde edilen gradyent değerleriyle modelin öngörüsünün uyum içinde olduğunu görmekteyiz. Bu bilgiler ele alındığında elde ettiğimiz model sonuçları kalın diskin Güneş civarındaki oluşumunu ilk önce dış bölgede sonrasında da iç bölgede tamamladığını göstermektedir. Model sonuçlarına göre kalın disk Galaktik yarıçaptan bağımsız olarak neredeyse aynı zamanda oluşumuna başlarken (**Şekil 5.1** soldaki ilk tepe), oluşumunu ilk olarak dış bölgede daha geç zamanlarda iç bölgelerde tamamlamıştır.

İnce diskin oluşumu ve evrimi için **Şekil 5.1** incelendiğinde $t = \tau_{max}$ anı Geciken İkili Çökme Evrim Modeli için ince diskin oluşuma başlama anı olarak verilmektedir. Bu değer her bir yarıçap bölgesi için **Tablo 5.7**'de verilmiştir. **Şekil 5.1**'de ince diskin oluşum anı her bir modelin ikinci tepesinden hemen önce gerçekleşen yıldız oluşum minimumu olarak kolayca fark edilmektedir. Bu minimumla beraber ince disk oluşmaya başlamış ve çok kısa sürede bir tepe yaparak en yüksek yıldız oluşum oranına sahip olduğu döneme girmiştir. **Tablo 5.7**'de verilen ince diske ait değerler her bir modelin ikinci yıldız oluşum tepesi için verilmiş olup, ince diskin oluşumunun en yüksek olduğu andaki değerler ince disk için oluşum değerleri olarak kabul edilmiştir. **Tablo 5.7**'de görüldüğü üzere ince disk oluşumuna -kalın diskin oluşumunun bittiği an- her bir yarıçap bölgesinde yaklaşık $[Fe/H] = 0.4$ dex gibi oldukça zengin bir ortamda başlarken yıldız oluşum patlamasını görece yaklaşık 1 dex daha fakir bir ortamda gerçekleştirmiştir. Zamana bağlı bu metalce fakirleşme **Şekil 4.26**'da açıkça görülmektedir. Bunun sebebi şudur; kalın disk oluşumunu tamamladığında artık yıldız oluşum oranı çok düştüğü için ölen yıldızların ortama saçtığı materyallerden yeni yıldızların üretilmesi yavaşlamış ve bu noktadan sonra ilk oluşum zamanında metalce fakir ortamda doğan düşük kütleli yıldızların ölümleri arttığı için ortam bu yıldızlar tarafından metalce fakirleştirilmiş, ince disk maksimum yıldız oluşum dönemine kadar başlangıçtakinden daha fakir bir ortamda başlamıştır. İlk oluşum anından maksimum yıldız oluşumuna kadar geçen süre 6, 8, 10 kpc modelleri için sırasıyla 1.07, 1.13, 1.22 Gyr olarak **Tablo 5.7**'de verilen bilgilerden çıkarılmaktadır. Bu maksimum yıldız oluşumuna ulaşma zamanları görüldüğü üzere yarıçap ile artmaktadır. Bunun sebebi, ince diskin çökme zaman ölçeğinin de bu doğrultuda artmasıyla birlikte yıldız oluşum hızı ile arasındaki ters ilişkinin bir yansıması olarak karşımıza çıkmaktadır. Bu bilgilerin hepsi ele alındığında, ince diskte görülen negatif element bolluğu gradyentini açıklamak için kullanılan içten dışa oluşum senaryosuna ters olarak, oluşumuna ilk önce dış yarıçaplarda başladığı ve en yüksek oluşum oranının ilk önce dış yarıçaplarda gerçekleştiği söylebebilir. Maksimum oluşum döneminde bolluk değerleri ve modellerin kapsadığı maksimum yarıçap aralığı (5-11 kpc) üzerinden hesaplanan ve **Tablo 5.7**'de verilen gradyent değerleri, ana katalogdan elde edilen gözlemsel gradyentlerle uyumlu olmasının yanı sıra literatürde verilen diğer element bolluğu gradyentleriyle de uyumludur (Bkz. **Bölüm 4.4.**).

## 5.4. TEZİN LİTERATÜRE KATKISI VE DEVAM ÇALIŞMASI

Tez çalışmasında ilk olarak, Ivezić ve diğ. (2012) tarafından yapılan Galaktik popülasyonlar hakkındaki derleme çalışmasında "Kutsal Kase (Holy Grail)" olarak tanımladığı kimyasal düzlem üzerindeki popülasyon ayrımı sorunu üzerinde durulmuştur. Popülasyon ayrımı için **Bölüm 3.2.**'de detaylıca anlatılan yeni bir yöntem geliştirilmiştir. Geliştirilen bu yöntem *The Astrophysical Journal* adlı dergide yayınlanarak literatüre kazandırılmıştır. Ayrıca bu çalışmada yeni yöntemle popülasyonlarına ayrılan Kırmızı Yığın yıldızlarının 13 ayrı fotometrik band için mutlak parlaklıkları incelenmiş ve popülasyonlar arasında parlaklığın ölçüldüğü dalgaboyundan bağımsız olarak $0.35^m$-$0.40^m$ aralığında parlaklık farkı olduğu belirlenmiş, literatürde yoğun olarak kabul gören Kırmızı Yığın yıldızların birer standart mum olma durumları tartışılarak aslında bu yıldızların popülasyonları bilinmediği takdirde standart mum olarak kullanılamayacağı ortaya konmuştur.

Tez çalışması süresince bu model daha da geliştirilmiş ve sadece kimyasal açıdan değil, aynı zamanda kinematik özellikleri de dikkate alan yeni bir popülasyon ayrımı geliştirilmiştir. Bu yeni popülasyon ayrımı ilk olarak tez çalışmasında bursiyer olarak görev aldığım 118F350 kodlu TÜBİTAK 1001 projesinde kullanılmıştır. Projedeki ön sonuçlar elde edildikten sonra tez çalışmasında daha da iyileştirilerek öncelikle bu tezle Türkçe literatüre kazandırılmış olup, geliştirilen bu yeni yöntemin de yer alacağı ve tez sonuçlarının paylaşılması planlanan bir makalenin hazırlığı başlamış olup, bu tezin tamamlanmasının ardından yayına sunulmak için hazırlanmaktadır.

Tez çalışması ince diskin literatürde kabul gördüğü şekilde içten dışa oluşum senaryosuna uymadan da günümüzde görülen negarif element bolluğu gradyentini açıklanabileceğini göstermiş olup, içten dışa evrimin tersine ince diskin bileşenin Güneş civarının dış kısımlarında iç kısımlarına göre daha erken zamanlarda oluşumana başladığı bulgusu elde edilmiştir. Bu bulgu içten dışa oluşumun tersine dıştan içe bir oluşum senaryosun da günümüzdeki gözlemsel gradyent değerlerini destekleyebileceğini göstermiştir.

Tez çalışması, araştırmalardaki ışınım gücü seçim etkisi üzerine durmuş ve örnek içerisinde ışınım gücü gruplarının genel veriden nasıl farklı sonuçlar verdiğini incelemiştir. Gradyent ve evrim modeli çalışmalarını ışınım gücü ayırmadan yaparak literatürden atrılmaktadır.

Galaksimizin kimyasal evrimini model bakış açısıyla konu alan ve teorik modellerin

simülasyonlar yardımıyla gözlem verisine oturtulmasını temel alan bu tez çalışması ülkemizde bu konuda yapılan ilk tez çalışması olmuştur. Bu sebeple Genel Bilgiler Bölümü içerisinde anlatılan kimyasal evrim modelleri mümkün olduğunca uzun tutulmuş ve kimyasal evrim çalışmalarında kullanılan matematiksel notasyonlar literatürde olduğu gibi kullanılmıştır.

Devam çalışması olarak öncelikle, tez çalışması süresince *python* programlama dilinde geliştirilen Geciken İkili Çökme Kimyasal Evrim Modelini temel alan Galaktik Kimyasal Evrim Modeli kodu herkesin kullanıma ve geliştirilmeye açık olacak şekilde paylaşılacaktır. Bunun devamında bu model gibi Galaksi'yi durağan kabul etmeyen, dinamik özelliklerini (bar, spiral kollar, cüce galaksi birleşmeleri vb.) dikkate alan kemodinamik modeller üzerine doktora sonrası çalışmalarımı yoğunlaştırmayı planlıyorum.

# KAYNAKLAR

Adibekyan, V. Z., Sousa, S. G., Santos, N. C., ve diğ., 2012, Chemical abundances of 1111 FGK stars from the HARPS GTO planet search program. Galactic stellar populations and planets, A&A, 545, A32.

Ahumada, R., Prieto, C. A., Almeida, A., ve diğ., 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, ApJS, 249(1), 3.

Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J., Scott, P., 2009, The Chemical Composition of the Sun, ARA&A, 47(1), 481–522.

Baade, W., Zwicky, F., 1934, On Super-novae, *Contributions from the Mount Wilson Observatory*, 3, 73–78.

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, A&A, 410, 527–551.

Bensby, T., Zenn, A. R., Oey, M. S., Feltzing, S., 2007, Tracing the Galactic Thick Disk to Solar Metallicities, ApJ, 663(1), L13–L16.

Bilir, S., Cabrera-Lavers, A., Karaali, S., Ak, S., Yaz, E., López-Corredoira, M., 2008, Estimation of Galactic Model Parameters in High Latitudes with SDSS, PASA, 25(2), 69–84.

Binney, J., Gerhard, O. E., Stark, A. A., Bally, J., Uchida, K. I., 1991, Understanding the kinematics of Galactic Centre gas., MNRAS, 252, 210.

Binney, J., Merrifield, M., Galactic Astronomy, 1998.

Binney, J., Tremaine, S., Galactic Dynamics: Second Edition, 2008.

Blaauw, A., Gum, C. S., Pawsey, J. L., Westerhout, G., 1960, The new I. A. U. system of galactic coordinates (1958 revision), MNRAS, 121, 123.

Bland-Hawthorn, J., Gerhard, O., 2016, The Galaxy in Context: Structural, Kinematic, and Integrated Properties, ARA&A, 54, 529–596.

Blanton, M. R., Bershady, M. A., Abolfathi, B., ve diğ., 2017, Sloan Digital Sky Survey IV: Mapping the Milky Way, Nearby Galaxies, and the Distant Universe, AJ, 154(1), 28.

Blitz, L., Spergel, D. N., 1991, Direct evidence for a bar at the Galactic center, *Astrophysical Journal*, 379, 631–638.

Boeche, C., Siebert, A., Piffl, T., ve diğ., 2013, Chemical gradients in the Milky Way from the RAVE data. I. Dwarf stars, A&A, 559, A59.

Bours, M. C. P., Toonen, S., Nelemans, G., 2013, Single degenerate supernova type Ia progenitors. Studying the influence of different mass retention efficiencies, A&A, 552, A24.

Bovy, J., 2015, galpy: A python Library for Galactic Dynamics, ApJS, 216(2), 29.

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, MNRAS, 427(1), 127–145.

Buder, S., Lind, K., Ness, M. K., ve diğ., 2019, The GALAH survey: An abundance, age, and kinematic inventory of the solar neighbourhood made with TGAS, A&A, 624, A19.

Buder, S., Sharma, S., Kos, J., ve diğ., 2021, The GALAH+ survey: Third data release, MNRAS, 506(1), 150–201.

Buser, R., Rong, J., Karaali, S., 1999, The new Basel high-latitude field star survey of the Galaxy. II. The thick disk component: density structure, luminosity function, and metallicity distribution, A&A, 348, 98–112.

Cappellaro, E., Turatto, M., Tsvetkov, D. Y., Bartunov, O. S., Pollas, C., Evans, R., Hamuy, M., 1997, The rate of supernovae from the combined sample of five searches., A&A, 322, 431–441.

Cescutti, G., Matteucci, F., François, P., Chiappini, C., 2007, Abundance gradients in the Milky Way for $\alpha$ elements, iron peak elements, barium, lanthanum, and europium, A&A, 462(3), 943–951.

Chandrasekhar, S., 1931, The Maximum Mass of Ideal White Dwarfs, ApJ, 74, 81.

Chiappini, C., Matteucci, F., Gratton, R., 1997, The Chemical Evolution of the Galaxy: The Two-Infall Model, ApJ, 477(2), 765–780.

Chiappini, C., Matteucci, F., Romano, D., 2001, Abundance Gradients and the Formation of the Milky Way, ApJ, 554(2), 1044–1058.

Chieffi, A., Limongi, M., 2004, Explosive Yields of Massive Stars from Z= 0 to Z= $Z_{solar}$, ApJ, 608(1), 405–410.

Coşkunoğlu, B., Ak, S., Bilir, S., ve diğ., 2011, Local stellar kinematics from RAVE data - I. Local standard of rest, MNRAS, 412(2), 1237–1245.

Cox, A. N., Allen's astrophysical quantities, 2000.

De Silva, G. M., Freeman, K. C., Bland-Hawthorn, J., ve diğ., 2015, The GALAH survey: scientific motivation, MNRAS, 449(3), 2604–2617.

de Vaucouleurs, G., Interpretation of velocity distribution of the inner regions of the Galaxy, F. J. Kerr (editor), The Galaxy and the Magellanic Clouds, volume 20 of *IAU Symposium*, sayfa 195, 1964.

Dekel, A., Birnboim, Y., Engel, G., ve diğ., 2009, Cold streams in early massive hot haloes as the main mode of galaxy formation, Nature, 457(7228), 451–454.

Dreyer, J. L. E., 1888, A New General Catalogue of Nebulæ and Clusters of Stars, being the Catalogue of the late Sir John F. W. Herschel, Bart, revised, corrected, and enlarged, MmRAS, 49, 1.

Dreyer, J. L. E., 1895, Index Catalogue of Nebulæ found in the years 1888 to 1894, with Notes and Corrections to the New General Catalogue, MmRAS, 51, 185.

Drout, M. R., Piro, A. L., Shappee, B. J., ve diğ., 2017, Light curves of the neutron star merger GW170817/SSS17a: Implications for r-process nucleosynthesis, *Science*, 358(6370), 1570–1574.

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

Feltzing, S., Gilmore, G., 2000, Age and metallicity gradients in the Galactic Bulge. A differential study using HST/WFPC2, A&A, 355, 949–965.

Foreman-Mackey, D., Hogg, D. W., Lang, D., Goodman, J., 2013, emcee: The MCMC Hammer, PASP, 125(925), 306.

François, P., Matteucci, F., Cayrel, R., Spite, M., Spite, F., Chiappini, C., 2004, The evolution of the Milky Way from its earliest phases: Constraints on stellar nucleosynthesis, A&A, 421, 613–621.

Freeman, K., Bland-Hawthorn, J., 2002, The New Galaxy: Signatures of Its Formation, ARA&A, 40, 487–537.

Fuhrmann, K., 1998, Nearby stars of the Galactic disk and halo, A&A, 338, 161–183.

Fuhrmann, K., 2008, Nearby stars of the Galactic disc and halo - IV, MNRAS, 384(1), 173–224.

Fulbright, J. P., McWilliam, A., Rich, R. M., 2006, Abundances of Baade's Window Giants from Keck HIRES Spectra. I. Stellar Parameters and [Fe/H] Values, ApJ, 636(2), 821–841.

Gilmore, G., Reid, N., 1983, New light on faint stars - III. Galactic structure towards the South Pole and the Galactic thick disc., MNRAS, 202, 1025–1047.

Gilmore, G., Wyse, R. F. G., 1985, The abundance distribution in the inner spheroid., AJ, 90, 2015–2026.

Greggio, L., 2005, The rates of type Ia supernovae. I. Analytical formulations, A&A, 441(3), 1055–1078.

Hagen, J. H. J., Helmi, A., The surface mass density in the solar neighbourhood using red clumps stars in TGASxRAVE, C. Chiappini, I. Minchev, E. Starkenburg, M. Valentini (editors), Rediscovering Our Galaxy, volume 334, sayfalar 304–305, 2018.

Hayden, M. R., Bovy, J., Holtzman, J. A., ve diğ., 2015, Chemical Cartography with APOGEE: Metallicity Distribution Functions and the Chemical Structure of the Milky Way Disk, ApJ, 808(2), 132.

Haywood, M., 2008, Radial mixing and the transition between the thick and thin Galactic discs, MNRAS, 388(3), 1175–1184.

Haywood, M., Snaith, O., Lehnert, M. D., Di Matteo, P., Khoperskov, S., 2019, Revisiting long-standing puzzles of the Milky Way: the Sun and its vicinity as typical outer disk chemical evolution, A&A, 625, A105.

Heckman, T. M., Armus, L., Miley, G. K., 1990, On the Nature and Implications of Starburst-driven Galactic Superwinds, ApJS, 74, 833.

Herschel, S., John Frederick William, Results of astronomical observations made during the years 1834, 5, 6, 7, 8, at the Cape of Good Hope; being the completion of a telescopic survey of the whole surface of the visible heavens, commenced in 1825, 1847.

Hirata, K., Kajita, T., Koshiba, M., ve diğ., 1987, Observation of a neutrino burst from the supernova SN1987A, Phys. Rev. Lett., 58(14), 1490–1493.

Hogg, D. W., Bovy, J., Lang, D., 2010, Data analysis recipes: Fitting a model to data, *arXiv e-prints*, arXiv:1008.4686.

Hoyle, F., 1946, The Synthesis of the Elements from Hydrogen, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 106(5), 343–383.

Hoyle, F., 1954, On Nuclear Reactions Occuring in Very Hot STARS.I. the Synthesis of Elements from Carbon to Nickel., ApJS, 1, 121.

Iben, J., I., Tutukov, A. V., 1984, Supernovae of type I as end products of the evolution of binaries with components of moderate initial mass., ApJS, 54, 335–372.

Ivezić, Ž., Beers, T. C., Jurić, M., 2012, Galactic Stellar Populations in the Era of the Sloan Digital Sky Survey and Other Large Surveys, ARA&A, 50, 251–304.

Iwamoto, K., Brachwitz, F., Nomoto, K., Kishimoto, N., Umeda, H., Hix, W. R., Thielemann, F.-K., 1999, Nucleosynthesis in Chandrasekhar Mass Models for Type IA Supernovae and Constraints on Progenitor Systems and Burning-Front Propagation, ApJS, 125(2), 439–462.

Janka, H.-T., 2012, Explosion Mechanisms of Core-Collapse Supernovae, *Annual Review of Nuclear and Particle Science*, 62(1), 407–451.

Johnson, D. R. H., Soderblom, D. R., 1987, Calculating Galactic Space Velocities and Their Uncertainties, with an Application to the Ursa Major Group, AJ, 93, 864.

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

Jurić, M., Ivezić, Ž., Brooks, A., ve diğ., 2008, The Milky Way Tomography with SDSS. I. Stellar Number Density Distribution, ApJ, 673(2), 864–914.

Karaali, S., Bilir, S., Gökçe, E. Y., Plevne, O., 2019, Analysis of the disc components of our galaxy via kinematic and spectroscopic procedures, PASA, 36, e040.

Karaali, S., Bilir, S., Hamzaoğlu, E., 2004, A different approach for the estimation of Galactic model parameters, MNRAS, 355(1), 307–320.

Kasen, D., Metzger, B., Barnes, J., Quataert, E., Ramirez-Ruiz, E., 2017, Origin of the heavy elements in binary neutron-star mergers from a gravitational-wave event, Nature, 551(7678), 80–84.

Kelly, P. L., Fox, O. D., Filippenko, A. V., ve diğ., 2014, Constraints on the Progenitor System of the Type Ia Supernova 2014J from Pre-explosion Hubble Space Telescope Imaging, ApJ, 790(1), 3.

Kennicutt, R., 1989, The Star Formation Law in Galactic Disks, ApJ, 344, 685.

Kennicutt, R., 1998, The Global Schmidt Law in Star-forming Galaxies, ApJ, 498(2), 541–552.

Kroupa, P., Tout, C. A., Gilmore, G., 1993, The Distribution of Low-Mass Stars in the Galactic Disc, MNRAS, 262, 545–587.

Kubryk, M., Prantzos, N., Athanassoula, E., 2013, Radial migration in a bar-dominated disc galaxy - I. Impact on chemical evolution, MNRAS, 436(2), 1479–1491.

Kubryk, M., Prantzos, N., Athanassoula, E., 2015a, Evolution of the Milky Way with radial motions of stars and gas. I. The solar neighbourhood and the thin and thick disks, A&A, 580, A126.

Kubryk, M., Prantzos, N., Athanassoula, E., 2015b, Evolution of the Milky Way with radial motions of stars and gas. II. The evolution of abundance profiles from H to Ni, A&A, 580, A127.

Kushnir, D., Katz, B., Dong, S., Livne, E., Fernández, R., 2013, Head-on Collisions of White Dwarfs in Triple Systems Could Explain Type Ia Supernovae, ApJ, 778(2), L37.

Larson, R. B., 1972, Effect of Infalling Matter on the Heavy Element Content of a Galaxy, *Nature Physical Science*, 236(62), 7–8.

Li, W., Chornock, R., Leaman, J., ve diğ., 2011, Nearby supernova rates from the Lick Observatory Supernova Search - III. The rate-size relation, and the rates as a function of galaxy Hubble type and colour, MNRAS, 412(3), 1473–1507.

Liang, X., Zhao, J., Chen, Y., Zuo, W., Zhang, J., Zhu, J., Zhao, G., 2019, Elemental Abundance Distributions in the (R, V $_{\phi}$) Plane with LAMOST DR5 and Gaia DR2, ApJ, 887(2), 193.

López-Corredoira, M., Allende Prieto, C., Garzón, F., Wang, H., Liu, C., Deng, L., 2018, Disk stars in the Milky Way detected beyond 25 kpc from its center, A&A, 612, L8.

López-Corredoira, M., Cabrera-Lavers, A., Mahoney, T. J., Hammersley, P. L., Garzón, F., González-Fernández, C., 2007, The Long Bar in the Milky Way: Corroboration of an Old Hypothesis, *Astronomical Journal*, 133, 154–161.

Lundqvist, P., Nyholm, A., Taddia, F., ve diğ., 2015, No trace of a single-degenerate companion in late spectra of supernovae 2011fe and 2014J, A&A, 577, A39.

Maeder, A., Meynet, G., 1989, Grids of evolutionary models from 0.85 to 120M : observational tests and the mass limits., A&A, 210, 155–173.

Majewski, S. R., Schiavon, R. P., Frinchaboy, P. M., ve diğ., 2017, The Apache Point Observatory Galactic Evolution Experiment (APOGEE), AJ, 154(3), 94.

Maoz, D., Mannucci, F., 2012, Type-Ia Supernova Rates and the Progenitor Problem: A Review, PASA, 29(4), 447–465.

Maoz, D., Mannucci, F., Nelemans, G., 2014, Observational Clues to the Progenitors of Type Ia Supernovae, ARA&A, 52, 107–170.

Margutti, R., Parrent, J., Kamble, A., ve diğ., 2014, No X-Rays from the Very Nearby Type Ia SN 2014J: Constraints on Its Environment, ApJ, 790(1), 52.

Matteucci, F., Francois, P., 1989, Galactic chemical evolution : abundance gradients of individual elements., MNRAS, 239, 885–904.

McKee, C. F., Parravano, A., Hollenbach, D. J., 2015, Stars, Gas, and Dark Matter in the Solar Neighborhood, ApJ, 814(1), 13.

Mihalas, D., Binney, J., Galactic astronomy. Structure and kinematics, 1981.

Mikolaitis, Š., Hill, V., Recio-Blanco, A., ve diğ., 2014, The Gaia-ESO Survey: the chemical structure of the Galactic discs from the first internal data release, A&A, 572, A33.

Minchev, I., Anders, F., Recio-Blanco, A., ve diğ., 2018, Estimating stellar birth radii and the time evolution of Milky Way's ISM metallicity gradient, MNRAS, 481(2), 1645–1657.

Minchev, I., Chiappini, C., Martig, M., 2016, Milky Way chemo-dynamics in the era of Gaia, *Astronomische Nachrichten*, 337(8-9), 944.

Minchev, I., Martig, M., Streich, D., Scannapieco, C., de Jong, R. S., Steinmetz, M., 2015, On the Formation of Galactic Thick Disks, ApJ, 804(1), L9.

Miyamoto, M., Nagai, R., 1975, Three-dimensional models for the distribution of mass in galaxies., PASJ, 27, 533–543.

Mott, A., Spitoni, E., Matteucci, F., 2013, Abundance gradients in spiral discs: is the gradient inversion at high redshift real?, MNRAS, 435(4), 2918–2930.

Nakada, Y., Onaka, T., Yamamura, I., Deguchi, S., Hashimoto, O., Izumiura, H., Sekiguchi, K., 1991, Is the bulge of our Galaxy triaxial?, *Nature*, 353, 140.

Navarro, J. F., Frenk, C. S., White, S. D. M., 1996, The Structure of Cold Dark Matter Halos, ApJ, 462, 563.

Nieva, M. F., Przybilla, N., 2012, Present-day cosmic abundances. A comprehensive study of nearby early B-type stars and implications for stellar and Galactic evolution and interstellar dust models, A&A, 539, A143.

Nomoto, K., 1982, Accreting white dwarf models for type I supernovae. I - Presupernova evolution and triggering mechanisms, ApJ, 253, 798–810.

Oort, J. H., 1970, The formation of galaxies and the origin of the high-velocity hydrogen., A&A, 7, 381.

Pagel, B. E. J., Patchett, B. E., 1975, Metal abundances in nearby stars and the chemical history of the solar neighbourhood., MNRAS, 172, 13–40.

Palla, M., Matteucci, F., Spitoni, E., Vincenzo, F., Grisoni, V., 2020, Chemical evolution of the Milky Way: constraints on the formation of the thick and thin discs, MNRAS, 498(2), 1710–1725.

Pedregosa, F., Varoquaux, G., Gramfort, A., ve diğ., 2011, Scikit-learn: Machine learning in Python, *Journal of Machine Learning Research*, 12, 2825–2830.

Plevne, O., AK, T., Karaali, S., Bilir, S., Ak, S., Bostanci, Z. F., 2015, Local Stellar Kinematics from RAVE Data - VI. Metallicity Gradients Based on the F-G Main-Sequence Stars, PASA, 32, e043.

Plevne, O., Önal Taş, Ö., Bilir, S., Seabroke, G. M., 2020, Multiwavelength Absolute Magnitudes and Colors of Red Clump Stars in the Gaia Era, ApJ, 893(2), 108.

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

Prantzos, N., Abia, C., Limongi, M., Chieffi, A., Cristallo, S., 2018, Chemical evolution with rotating massive star yields - I. The solar neighbourhood and the s-process elements, MNRAS, 476(3), 3432–3459.

Pritchet, C. J., Howell, D. A., Sullivan, M., 2008, The Progenitors of Type Ia Supernovae, ApJ, 683(1), L25.

Recio-Blanco, A., de Laverny, P., Kordopatis, G., ve diğ., 2014, The Gaia-ESO Survey: the Galactic thick to thin disc transition, A&A, 567, A5.

Reid, I. N., Gizis, J. E., Hawley, S. L., 2002, The Palomar/MSU Nearby Star Spectroscopic Survey. IV. The Luminosity Function in the Solar Neighborhood and M Dwarf Kinematics, AJ, 124(5), 2721–2738.

Robin, A. C., Haywood, M., Creze, M., Ojha, D. K., Bienayme, O., 1996, The thick disc of the Galaxy: sequel of a merging event., A&A, 305, 125.

Salpeter, E. E., 1959, The Rate of Star Formation in the Galaxy., ApJ, 129, 608.

Scalo, J. M., 1986, The Stellar Initial Mass Function, Fund. Cosmic Phys., 11, 1–278.

Schmidt, M., 1959, The Rate of Star Formation., ApJ, 129, 243.

Schmidt, M., 1963, The Rate of Star Formation. II. The Rate of Formation of Stars of Different Mass., ApJ, 137, 758.

Schönrich, R., Binney, J., 2009, Chemical evolution with radial mixing, MNRAS, 396(1), 203–222.

Schwarzschild, M., Searle, L., Howard, R., 1955, On the Colors of Subdwarfs., ApJ, 122, 353.

Searle, L., Zinn, R., 1978, Composition of halo clusters and the formation of the galactic halo., ApJ, 225, 357–379.

Shapley, A. E., Steidel, C. C., Pettini, M., Adelberger, K. L., 2003, Rest-Frame Ultraviolet Spectra of z$\backsim$3 Lyman Break Galaxies, ApJ, 588(1), 65–89.

Sharma, S., Hayden, M. R., Bland-Hawthorn, J., 2021, Chemical enrichment and radial migration in the Galactic disc - the origin of the [$\alpha$Fe] double sequence, MNRAS, 507(4), 5882–5901.

Siegel, D. M., Barnes, J., Metzger, B. D., 2019, Collapsars as a major source of r-process elements, Nature, 569(7755), 241–244.

Silva Aguirre, V., Bojsen-Hansen, M., Slumstrup, D., ve diğ., 2018, Confirming chemical clocks: asteroseismic age dissection of the Milky Way disc(s), MNRAS, 475(4), 5487–5500.

Smartt, S. J., 2009, Progenitors of Core-Collapse Supernovae, ARA&A, 47(1), 63–106.

Spitoni, E., Matteucci, F., Recchi, S., Cescutti, G., Pipino, A., 2009, Effects of galactic fountains and delayed mixing in the chemical evolution of the Milky Way, A&A, 504(1), 87–96.

Spitoni, E., Silva Aguirre, V., Matteucci, F., Calura, F., Grisoni, V., 2019, Galactic Archaeology with asteroseismic ages: Evidence for delayed gas infall in the formation of the Milky Way disc, A&A, 623, A60.

Spitoni, E., Verma, K., Silva Aguirre, V., Calura, F., 2020, Galactic archaeology with asteroseismic ages. II. Confirmation of a delayed gas infall using Bayesian analysis based on MCMC methods, A&A, 635, A58.

Spitoni, E., Verma, K., Silva Aguirre, V., ve diğ., 2021, APOGEE DR16: A multi-zone chemical evolution model for the Galactic disc based on MCMC methods, A&A, 647, A73.

Talbot, R., Arnett, W. D., 1971, The Evolution of Galaxies. I. Formulation and Mathematical Behavior of the One-Zone Model, ApJ, 170, 409.

Talbot, R., Arnett, W. D., 1973, The Evolution of Galaxies. II. Chemical Evolution Coefficients, ApJ, 186, 51–67.

Tinsley, B. M., 1974, Constraints on models for chemical evolution in the solar neighborhood., ApJ, 192, 629–641.

van den Bergh, S., 1958, Cepheids and galactic structure., AJ, 63, 492–496.

van den Bergh, S., 1962, The frequency of stars with different metal abundances., AJ, 67, 486–490.

van den Hoek, L. B., Groenewegen, M. A. T., 1997, New theoretical yields of intermediate mass stars, A&AS, 123, 305–328.

Vincenzo, F., Spitoni, E., Calura, F., Matteucci, F., Silva Aguirre, V., Miglio, A., Cescutti, G., 2019, The Fall of a Giant. Chemical evolution of Enceladus, alias the Gaia Sausage, MNRAS, 487(1), L47–L52.

Wallerstein, G., 1962, Abundances in G. Dwarfs.VI. a Survey of Field Stars., ApJS, 6, 407.

Webbink, R. F., 1984, Double white dwarfs as progenitors of R Coronae Borealis stars and type I supernovae., ApJ, 277, 355–360.

Weinberg, D. H., Andrews, B. H., Freudenburg, J., 2017, Equilibrium and Sudden Events in Chemical Evolution, ApJ, 837(2), 183.

Weiner, B. J., Coil, A. L., Prochaska, J. X., ve diğ., 2009, Ubiquitous Outflows in DEEP2 Spectra of Star-Forming Galaxies at z= 1.4, ApJ, 692(1), 187–211.

Woosley, S. E., Weaver, T. A., 1995, The Evolution and Explosion of Massive Stars. II. Explosive Hydrodynamics and Nucleosynthesis, ApJS, 101, 181.

Wyse, R. F. G., The Merging History of the Milky Way Disk, J. G. Funes, E. M. Corsini (editors), Galaxy Disks and Disk Galaxies, volume 230 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, sayfalar 71–80, 2001.

Wyse, R. F. G., Gilmore, G., 1995, Chemistry and Kinematics in the Solar Neighborhood: Implications for Stellar Populations and for Galaxy Evolution, AJ, 110, 2771.

Yoshii, Y., Star Counts and Nature of the Galactic Thick Disk, volume 5, sayfa 393, 2013.

Zhang, W., Li, C., Kauffmann, G., ve diğ., 2009, Estimating the HI gas fractions of galaxies in the local Universe, MNRAS, 397(3), 1243–1253.

# ÖZGEÇMİŞ

| Kişisel Bilgiler | |
|---|---|
| Adı Soyadı | Olcay PLEVNE |
| Doğum Yeri | |
| Doğum Tarihi | |
| Uyruğu | [X] T.C. [ ] Diğer: |
| Telefon | |
| E-Posta Adresi | |
| Web Adresi | http://github.com/oplevne |



| Eğitim Bilgileri | |
|---|---|
| **Lisans** | |
| Üniversite | İstanbul Üniversitesi |
| Fakülte | Fen Fakültesi |
| Bölümü | Astronomi ve Uzay Bilimleri |
| Mezuniyet Yılı | 2013 |

| Yüksek Lisans | |
|---|---|
| Üniversite | İstanbul Üniversitesi |
| Enstitü Adı | Fen Bilimleri |
| Anabilim Dalı | Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı |
| Programı | Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı |
| Mezuniyet Tarihi | 08.01.2016 |

| Doktora | |
|---|---|
| Üniversite | İstanbul Üniversitesi |
| Enstitü Adı | Fen Bilimleri |
| Anabilim Dalı | Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı |
| Programı | Astronomi ve Uzay Bilimleri Programı |
| Mezuniyet Tarihi | 21.06.2022 |

**Makale ve Bildiriler**

***Makaleler***

Plevne, O., Önal Tas, Ö., Bilir, S., Seabroke, G. M., 2020, Multiwavelength Absolute Mag- nitudes and Colors of Red Clump Stars in the Gaia Era, The Astrophysical Journal, 893(2), 108.

Bilir, S.; Alan, N.; Güçtekin, S. Tunçel; çelebi, M.; Yontan, T.; Plevne, O. ; Ak, S. ; Ak, T.; Karaali, S., 2020, Bridging the ultraviolet and optical regions: Transformation equations between GALEX and UBV photometric systems, Publications of the

Astronomical Society of Australia, 37, e022.

Karaali, S.; Bilir, S.; Gökçe, E. Y.; Plevne, O., 2019, Analysis of the disc components of our galaxy via kinematic and spectroscopic procedures, Publications of the Astronomical Society of Australia, 36, e040.

Tunçel Guctekin, S.; Bilir, S.; Karaali, S.; Plevne, O.; Ak, S., 2019, Vertical and radial metal- licity gradients in high latitude galactic fields with SDSS, Advances in Space Research, 63, 1360–1373.

Önal Tas, Ö.; Bilir, S.; Plevne, O., 2018, Local stellar kinematics from RAVE data VIII. Effects of the Galactic disc perturbations on stellar orbits of red clump stars, Astrophysics and Space Science, 363, 35.

Tunçel Güçtekin, S.; Bilir, S.; Karaali, S.; Plevne, O.; Ak, S.; Ak, T.; Bostancı, Z. F., 2017, Metal- licity calibration and photometric parallax estimation: II. SDSS photometry, Astrophysics and Space Science, 362, 17.

Yaz Gökçe, E.; Bilir, S.; Karaali, S.; Plevne, O., 2017, Photometric calibration of the [a/Fe] element: II. Calibration with SDSS photometry, Astrophysics and Space Science, 362, 185.

Plevne, O.; AK, T.; Karaali, S.; Bilir, S.; Ak, S.; Bostanc, Z. F., 2015, Local Stellar Kinematics from RAVE Data - VI. Metallicity Gradients Based on the F-G Main-Sequence Stars, Publications of the Astronomical Society of Australia, 32, e043.

***Bildiriler***

Plevne, O., Metallicity gradients in the solar neighbourhood, The Milky Way and its environment:gaining insights into the drivers of galaxy formation and evolution, Paris, France, 2016.

Plevne,O.,What triggered the early planet formation processesin HL Tau?, XMM-Newton: The Next Decade, page 111, Madrid, Spain, 2016.