



Bir Galaksi Tarifi

Olcay Plevne¹  

¹ Istanbul University, Faculty of Science, Department of Astronomy and Space Sciences, 34119, Beyazıt, Istanbul, Turkey

Accepted: November 15, 2022. Revised: November 13, 2022. Received: October 20, 2022.

Özet

In this study, the formation and evolution of the Milky Way was investigated using the Delayed Binary Collapse Model. Using a precisely selected star sample from APOGEE, GALAH and Gaia sky scans, the disk region between 5-11 kpc from the galaxy center to the plane was divided into three regions with a width of 2 kpc and modeled for five elements, and the information obtained from the model was compared with the observational findings. While the observational and model gradient results obtained in the study were consistent with the literature for the thin disc, a sensitive negative radial element abundance gradient was obtained for the thick disc, unlike the literature. The results obtained from the model show that contrary to the general belief in the literature, the formation of the Galaxy disk can be explained by an outside-in formation scenario.

Abstract

Bu çalışmada Samanyolu'nun oluşumu ve evrimi Geciken İkili Çökme Modeli kullanılarak araştırılmıştır. APOGEE, GALAH ve Gaia gökyüzü taramalarından hassas bir şekilde seçilen yıldız örneği kullanılarak galaksi merkezinden düzlemne 5-11 kpc uzaklığı arasındaki disk bölgesi 2 kpc genişliğinde üç bölgeye ayrılarak beş element için modellenmiş ve modelden elde edilen bilgiler gözlemsel bulgularla karşılaştırılmıştır. Çalışmada elde edilen gözlemsel ve modelsel gradyent sonuçları ince disk için literatürle uyumlu sonuçlar elde edilirken kalın disk için literatürden farklı olarak hassas negatif bir radyal element bolluğu gradyenti elde edilmiştir. Modelden elde edilen sonuçlar literatürdeki genel kanının aksine Galaksi diskinin oluşumunun dıştan içe bir oluşum senaryosuyla açıklanabileceğini göstermektedir.

Anahtar Kelimeler: Galaxy: general, Galaxy: formation, Galaxy: evolution

1 Giriş

Samanyolu'nun yapısını anlamaya ilişkin ilk çalışmalar 19. yüzyılın ortalarında Herschel (1847) tarafından yapılmıştır. Herschel günümüzde kullanılan gökyüzü tarama tekniklerinin ilkinin ortaya koyarak kişisel bir çabıyla 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.

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 Gözlemevinde zamanının en büyük teleskoplarından biriyle yaptığı gözlemlerdir. Hubble gözlediği diğer galaksilerin radyal hızlarını ölçmüş ve Sefeid 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 element bolluğu 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; Hoyle 1954) evrenin ve Galaksinin oluşumu ve evrimi sorusuna artık kimyasal evrim ve elementleri oluşturan yıldızların geçişinin 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 açıl momentum sebebiyle diskin düzleminde toplanarak diski oluşturduğunu öne sürer. ELS modeli Galaktik disk yıldızları için gözlemsel bulguların birçoğunu açıklasa da Galaksinin halo yıldızlarında gözlenen eş metal bolluğunu ve

* olcayplevne@istanbul.edu.tr

dar yaş aralığını açıklayamamaktadır. Bu gözlemsel özellikleri açıklamak için Searle & Zinn (SZ, 1978) 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 & Reid 1983; Gilmore & 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 (~ 1 Gyl) 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 (~ 8 Gyl) 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 ayrılabilmesini 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 dalgaboyuna 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 trigonometrik paralaksını ve öz hareket ölçümlerini 3.5 yıl gözleyerek, o zamana kadar yapılmış en hassas ölçümlerle Güneş civarındaki yıldızların konum ve hareket verilerini toplamıştır. Bu uydusu 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 dalgaboyu aralıklarında tayfsal gökyüzü taramaları (RAVE, APOGEE, GAIA-ESO, LAMOST, GALAH) başlatılmıştır. Tayfsal taramalar fotometrik gözlemler kadar çok sayıda yıldızla ait veri sunmasa da yaptıkları ölçümler sayesinde sayıları gün geçtikçe artan nesnenin, radyal hızı, etkin sıcaklığını, yüzey çekim ivmesini ve farklı elementlere ait bolluk verilerini 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 uydusu gökyüzündeki her bir alanı en az

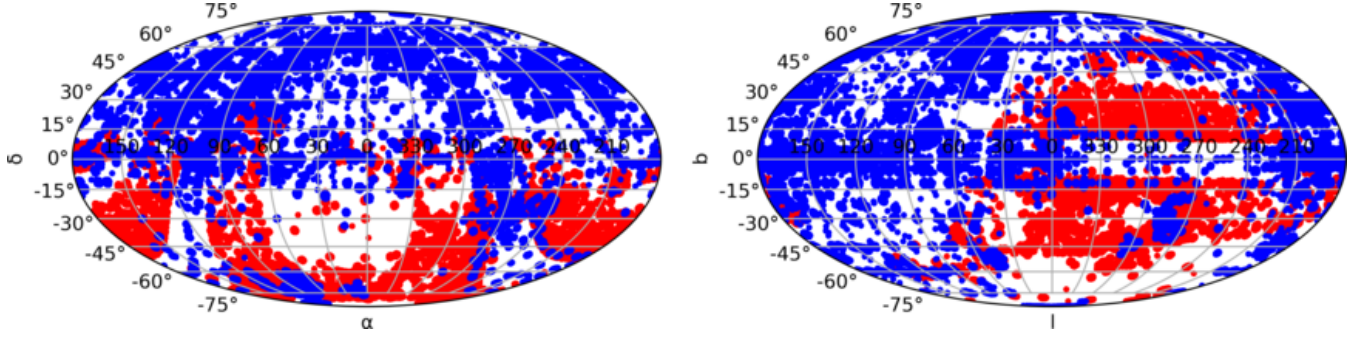
70 kez gözlemleyerek G bandında 20 kadir parlaklığa kadar olan yıldızların, konum, radyal hız, öz hareket, paralaks, fotometrik parlaklık (G , G_{BP} , G_{RP}) verilerinin yanı sıra yıldızların etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, farklı elementlere ait bolluk verisi gibi gözlemsel parametrelerini de ölçmeyi planlamaktadır. Görevi halen devam etmekte olan uydusu şu ana kadar yayınladığı iki ana ve bir de öncül veri sürümüyle 1 milyardan fazla nesneye ait verileri elde etmeyi başarmıştır. 2022 yılında yayımlanan üçüncü ana sürümlerinde ise 28 milyondan fazla yıldızın tayfsal parametreleri verilmiştir (Gaia Collaboration ve diğ. 2022). Gaia uydusunun sağladığı ve sağlayacağını açıkladığı veriler şu ana kadar yapılmış bütün gökyüzü taramalarından daha fazla verinin ışığında Samanyolu'nu anlama çabalarımızın hızlanacağını ve birçok yeni bilgiyle birlikte modellerin de şu ana kadar hiç karşılaşılmamış bir veriyle 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 & 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 $[Fe/H] \times \alpha/Fe$ düzleminde gözlenen iki modlu dağılıma uyumlu tahminler sunmuştur (Spitoni ve diğ. 2009, 2019, 2020, 2021). İkili çökme modeli yıllar içerisinde yenilense de Galaksimizin oluşumunu ve evrimini açıklayan en iyi modellerden biri olarak halen güncelliğini korumaktadır.

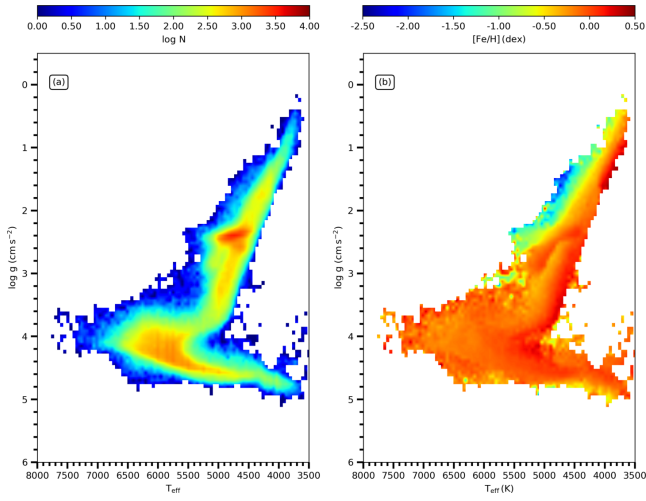
Bu çalışmada Güneş civarının kimyasal evriminin anlaşılması ve bu bölgedeki popülasyonların gözlemsel özelliklerinin araştırılması amaçlanmıştır. Çalışmada kullanılan verilerin seçimi §2'de; yapılan kinematik, dinamik, yaş hesapları ve popülasyon tayini §3'de; kimyasal model ve modele ait sonuçlar §4'te ve çalışmaya ait sonuçlar §5'te anlatılmıştır.

2 Veri Seçimi

Bu çalışmada APOGEE DR16 (Ahumada ve diğ. 2020), GALAH DR3 (Buder ve diğ. 2021) ve Gaia eDR3 (Gaia Collaboration ve diğ. 2021) kataloglarından alınan yıldızlar kullanılmıştır. APOGEE ve GALAH taramalarında gözlenen yıldızların atmosfer model parametreleri ve element bolluğu verileri kullanılırken, bu kataloglarda gözlenen yıldızların öz hareket ve trigonometrik paralaks verileri Gaia taramasından alınmıştır. Çalışmada kullanılacak yıldızlar seçilirken her bir taramanın verdiği kalite kriterleri dikkate alınarak taramaların verdiği en iyi ölçüm değerlerinin kullanılması amaçlanmıştır. Veri seçimi yapılırken atmosfer model parametreleri taramanın yazılım hattından (pipeline) sorunsuz bir şekilde geçmiş verilerin yanı sıra S/N (sinyal/gürültü) oranı GALAH için ≥ 40 alınırken bu değer APOGEE için ≥ 100 'dür. Gaia taramasından gelen veriler ise $\sigma_{\omega}/\omega \leq 0.10$ (rölatif paralaks hatası) olarak seçilmiştir. Bu kriterler kullanılarak oluşturulan veri setinde 254,678 yıldızla ait yüksek çözünürlüklü tayf gözlemlerinden elde edilmiş atmosfer model parametreleri, seçilen beş farklı elemente (Mg, Ca, Ti, Si, Fe) ait bolluk, radyal hız, trigonometrik paralaks ve öz hareket verileri bulunmaktadır.



Şekil 1. 254678 yıldızdan oluşan ana katalogun göksel ekvatorial ve galaktik koordinat sistemlerindeki dağılımları (kırmızı: GALAH yıldızları, mavi: APOGEE yıldızları).



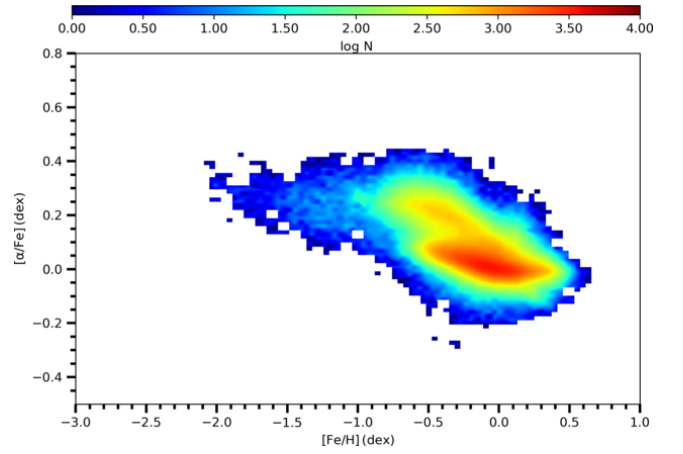
Şekil 2. Ana katalogdaki 254,678 yıldızın HR diyagramı (sol panel: sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş, sağ panel: $[Fe/H]$ bolluk değerine göre renklendirilmiş).

Oluşturulan ana katalogun gökyüzündeki dağılımı Şekil 1'de gösterilmiştir.

Şekil 1'de görülmektedir ki kuzey yarıkürede 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 kataloga ait yıldızların Kiel diyagramı Şekil 2'de gösterilmiştir. Ana katalogu oluşturan gökyüzü taramalarının gözlem dalgaboyu aralıkları ve parlaklık aralıkları birbirinden farklı olsa da Kiel diyagramından görüldüğü üzere bütün ışma gücü sınıfları; anakol, altdev bölgesi, kırmızı dev kolu ve hatta kırmızı yığın yıldızları rahatlıkla seçilebilmektedir.

Ana katalogun kimyasal düzlem üzerindeki dağılımı Şekil 3'te 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. Şekilde görülmektedir



Şekil 3. 254,678 yıldızdan oluşan ana katalogun kimyasal düzlemde sayı yoğunluğuna göre renklendirilmiş dağılımı.

ki Galaksimizin üç ana bileşenine ait yıldızlar katalogumuzda bulunmaktadır. Halo yıldızları sayıca az olsalar bile çalışmanın temel amacı için verinin içinde bulunmaları önem arz etmektedir.

3 Kinematik, Dinamik, Yaş Parametrelerinin Hesaplanması ve Popülasyon Tayini

Bu çalışmada kullanılan yıldızların uzay hızları Johnson & Soderblom (1987) tarafından oluşturulan algoritma izlenerek hesaplanmıştır. Bu algoritmaya göre, yıldızların ekvatorial koordinatları, öz hareketleri, uzaklıkları veya trigonometrik paralaksı 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. Çalışmamızda diferansiyel dönme düzeltmeleri Mihalas & Binney (1981) tarafından verilen bağıntılar yardımıyla yapılmıştır. Bu çalışmada yıldızların uzay hızlarına yapılan son düzeltme Yerel Durağanlık Standardı (Local Standard of Rest) düzeltmesidir. Bu düzeltme, yıldızları hesaplanan uzay hız bileşenlerinden Güneş'in kendi uzay

hız bileşenlerini arındırmak için yapılır. Çalışmada LSR düzeltilmesi için Coşkunoglu ve diğ. (2011) tarafından verilen $U_{\odot}=8.50\pm 0.29$, $V_{\odot}=13.384\pm 40.43$, $W_{\odot}=6.49\pm 0.26$ km s^{-1} değerleri kullanılmıştır. Yapılan hesaplamalar ve düzeltmeler sonucunda yıldızların uzay hızları eylemsiz referans sistemine aktarılmıştır.

Yıldızların Galaktik yörünge parametrelerinin hesaplanmasında Bovy (2015) tarafından geliştirilen *Galpy Python* kütüphanesinin fonksiyonları kullanılmıştır. *Galpy python* kütüphanesinin içinde bulunan *MWPotential2014* potansiyeli altında yıldızlar 5 Gyl boyunca hareket ettirilerek yörüngeleri oluşturulmuştur. Yörünge hareketi sonucunda yıldızın yörüngesini betimleyen Z_{max} , R_a , R_p , e_p parametreleri elde edilmiştir. Z_{max} yıldızın yörünge hareketi boyunca Galaktik düzlemde en fazla uzaklaştığı dik uzaklık, e_p yıldızın yörüngesinin Galaktik disk düzlemindeki bileşeninin dış merkezliği, R_a ve R_p sırasıyla, yıldızın Galaksidedeki yörüngesinin Galaksi merkezine göre enberi ve enöte noktaları olup, yörüngenin Galaksi merkezine göre ortalama uzaklığı temsil eden $R_m=(R_a + R_p)/2$ şeklinde hesaplanmıştır.

Yıldızların yaş tayini için Pont & Eyer (2004) ve Jørgensen & Lindegren (2005) tarafından geliştirilen Bayes Yaş Tayin Yöntemi kullanılmıştır. Bayes yaş tayin yöntemi, teorik yıldız evrim modellerinin yaş (τ), metal bolluğu (ζ) 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, yıldızın ait yaşını Bayes istatistik yardımıyla hesaplar.

Bu çalışmada 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 $0 < \tau \leq 13$ Gyl aralığında sırasıyla 0.01 dex ve 0.1 Gyl 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 arttırmıştır. Bu çalışmada yıldız yaşları yukarıda anlatılan yöntem ile hesaplanmıştır.

Seçilen yıldızların ait oldukları popülasyonların belirlenebilmesi için çalışmada yeni bir popülasyon ayırma yöntemi geliştirilmiştir. Bu yöntem Toomre diyagramı ve $[Fe/H] \times [\alpha/Fe]$ diyagramının birleşiminden oluşan dört boyutlu uzayda Gaussian Mixture Model kullanılarak her bir popülasyon için -ince disk, kalın disk, halo- birer dört boyutlu Gauss yüzeyi oturularak geliştirilmiştir. Bu yöntemle ait detaylı bilgiyi hazırlanmakta olan Plevne ve diğ. (2022) çalışmasından elde edilebilir. Çalışmada popülasyon ayırma geliştirilen bu yöntemle yapılmıştır.

4 Kimyasal Evrim Modeli

Çalışmada günümüzde diskin gözlemler yapısını en iyi şekilde tahmin eden İkili Çökme Modelinin (Chiappini ve diğ. 1997) genişletilmiş versiyonunu (Spitoni ve diğ. 2009, 2019, 2020, 2021) Geciken İkili Çökme Modeli, Güneş civarının kimyasal evrimini anlamak ve Galaksinin oluşumundan günümüze geçen süreç boyunca evrimine etki eden parametreleri tahmin etmek için kullanılmıştır. Modelin temel ifadesi Denklem 1 ile

verilmiştir.

$$\begin{aligned} \dot{G}_i(t) = & -\psi(r, t)Z_i(r, t) \\ & + \int_{M_L}^{M_{Bm}} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \phi(m) dm \\ & + A_{Ia} \int_{M_{Bm}}^{M_{BM}} \phi(M_B) \\ & \left[\int_{\mu_m}^{0.5} f(\mu) \psi(t - \tau_{m2}) Q_{mi}^{SNIa}(t - \tau_{m2}) d\mu \right] dM_B \\ & + (1 - A_{Ia}) \int_{M_{Bm}}^{M_{BM}} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \phi(m) dm \\ & + \int_{M_{Bm}}^{M_U} \psi(t - \tau_m) Q_{mi}(t - \tau_m) \phi(m) dm \\ & + Z_{A_i} \mathcal{I}_i(r, t). \end{aligned} \quad (1)$$

Denklem 1'deki metalce zenginleşen gaz kütesinin zamanla değişimi $\dot{M}_{Z_i} = \dot{G}_i(t)$ 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:

$$\psi(t) = \nu \sigma_g(t)^k. \quad (2)$$

Burada, ν yıldız oluşum etkinliğini (SFE), σ_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 oranını temsil eder.

Denklem 1'de 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 büyük kütleli tek yıldızların yıldızlararası ortamı zenginleştirmesini (R_{II}) tanımlar. R_{WD} ile verilen küçük kütleli yıldızların katkısını tanımlayan integralde M_L kimyasal evrime katkı yapabilen en küçük kütleli yıldız tanımlar ve değeri $0.8 M_{\odot}$ 'dir. M_{Bm} ise yaşamını beyaz cüce olarak sonlandıracak ve Tip II süpernovası geçirmeyecek en büyük kütleli tanımlar ve değeri $8 M_{\odot}$ 'dir. $\phi(m)$, Denklem 1'te Başlangıç Kütle Fonksiyonunu (IMF) ifade etmektedir. IMF için Scalo (1986) tarafından verilen zamandan bağımsız fonksiyon tercih edilmiştir.

Denklem 1'de tanımlanan Q_{mi} , oluşum matrisi olarak isimlendirilmektedir (Talbot & Arnett 1973). Bu terim yıldızların kütesine göre öldüklerinde i elementince ortamı ne kadar zenginleştireceğini, artık miktarını, tanımlar. τ_m yıldızların kütlelerine bağlı olarak yaşam sürelerini tanımlar ve Maeder & Meynet (1989) tarafından verilen τ_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 kütleli, M_B sistemin toplam kütesini tanımlarken, sistemin kütle oranı

$$\mu = \frac{M_2}{M_B}, \quad \mu_m = \max \left[\frac{M_2(t)}{M_B}, \frac{M_B - 0.5M_{Bm}}{M_B} \right]$$

ile ifade edilir. Burada çift sistemin sahip olabileceği en küçük kütle $M_{Bm}=3 M_{\odot}$, en yüksek kütle $M_{BM}=16 M_{\odot}$ olarak kabul

edilir. Son olarak $f(\mu)$ terimi çift yıldızın kütle oranının dağılım fonksiyonudur ve $\gamma=2$ olmak üzere aşağıdaki denklem ile ifade edilir:

$$f(\mu) = 2^{1+\gamma}(1+\gamma)\mu^\gamma. \quad (3)$$

Denklem 1'de verilen son terim modelin temel varsayımı olan ikili çökmeyi ifade eden yığılma terimidir ve aşağıdaki denklem ile tanımlanmıştır:

$$\mathcal{I}_i(r, t) = \mathcal{X}_{1,i}(r)\mathcal{N}_1(r)e^{-\frac{t}{\tau_1(r)}} + \theta(t - t_{\max,r})\mathcal{X}_{2,i}(r)\mathcal{N}_2(r)e^{-\frac{(t - t_{\max,r})}{\tau_2(r)}} \quad (4)$$

Denklem 4 ile verilen ifade Geciken İkili Çökme Modelinin çökme terimidir. Bu ifade içerisinde 1 ve 2 indisi sırasıyla halo-kalın disk ve ince diski ifade ederken τ çökme zaman ölçeğini, t_{\max} modelin öngördüğü ikinci çökmenin zaman gecikmesini ifade ederken θ bir basamak fonksiyonu olup $t - t_{\max,R}$ ifadesi pozitif değer almadıkça sıfır değerini almaktadır. $\mathcal{N}_{1,2}$ terimleri disk popülasyonlarının günümüzdeki yüzey gaz yoğunluğuna göre normalize olan katsayılar olup aşağıdaki denklemler yardımıyla hesaplanmaktadır:

$$\mathcal{N}_1(R) = \frac{\sigma_1(R)}{\tau_1(R) \left(1 - e^{-\frac{t_G}{\tau_1(R)}} \right)}, \quad (5)$$

$$\mathcal{N}_2(R) = \frac{\sigma_2(R)}{\tau_2(R) \left(1 - e^{-\frac{t_G - t_{\max,R}}{\tau_2(R)}} \right)}. \quad (6)$$

Yukarıdaki Denklem 5 ve 6 ile verilen $\sigma_{1,2}(R)$ ifadesi kalın ve ince diskin günümüzde gözlenen yüzey yoğunluğunu ifade etmektedir. Güneş civarı için bu ifade toplam yüzey yoğunluğu cinsinden $\sigma_{\text{tot},\odot} = \sigma_{1,\odot} + \sigma_{2,\odot}$ şeklinde yazılabilir. Toplam yüzey yoğunluğu $\sigma_{\text{tot},\odot} = \sigma_2/\sigma_1$ şeklinde iki bileşenin yüzey yoğunluğu oranı cinsinden yeniden düzenlendiğinde şu şekilde ifade edilir:

$$\sigma_2(R) = \frac{\sigma_{\text{tot}}(R)}{1 + \left(\frac{\sigma_2}{\sigma_1} \Big|_R \right)^{-1}} \quad (7)$$

$$\sigma_1(R) = \sigma_{\text{tot}}(R) - \sigma_2(R) \quad (8)$$

Geciken İkili çökme modeli içerisinde yıldız oluşum oranı (SFR) için Denklem 2 (Kennicutt 1998) ile verilen ifade kullanılmakta olup, yıldız oluşum etkinliği (SFE) değerleri $\nu_1=2$ Gyl ve $\nu_2=1$ Gyl olarak kabul edilmiştir.

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) $m \leq 0.8 M_\odot$: çok küçük kütleli yıldızlar olarak sınıflanmışlardır. Bu yıldızlar modelde herhangi bir element üretim mekanizmasına dahil olmayıp sadece gaz külesini kendi içlerinde barındırmaktadırlar. (ii) $0.8 < m (M_\odot) \leq 8$: küçük ve orta kütleli yıldızlar olarak tanımlanmışlardır. Bu yıldızlar modelde He, C, N ve bazı s-ışlevi elementlerini üretmektedirler. (iii) $m > 20 M_\odot$: Büyük

kütleli yıldızlar olarak tanımlanmışlardır. Bu yıldızlar bir çok α elementinin (O, Mg, Ne, Ca, Ti, Si) üretimiyle birlikte bir miktar Fe ve Fe sonrası elementin üretiminden sorumludurlar.

Bu çalışmada küçük ve orta kütleli tek yıldızlar için van den Hoek & 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 & Weaver (1995)'in çalışmasıyla verilen model kullanılmıştır. Tip Ia patlamaları tarafından üretilen elementler için ise Iwamoto ve diğ. (1999) tarafından verilen W7 modeli bu çalışmada 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).

Geciken İkili çökme modelini veriye uygularken ve veriye en uygun model parametrelerini tahmin ederken Mg ve Fe element bollukları üzerinden §4.1'de anlatılan model fit etme işlemleri uygulanmış olup, bu işlem seçilen üç aralık için ayrı ayrı gerçekleştirilmiştir.

4.1 Modelin Veriye Fit Edilmesi

Geciken ikili 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, modelin kurdele benzeri kıvrımlı bir yapı öngörüsü, kimyasal düzlem üzerinde aynı $[\text{Fe}/\text{H}]$ bolluk değeri için tahmin ettiği farklı $[\alpha/\text{Fe}]$ bolluk değerleri oluşturmaktadır (Detaylı bilgi için Spitoni ve diğ. (2020)). 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 çalışmada modelin veriye fit edilmesi için Mg ve Fe element çifti seçilmiştir.

Modelin veriye oturtulması için çalışmada 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 teoreminden yararlanmakta olan bir Monte Carlo simülasyonudur. Bu sebeple temel denklemi aşağıdaki gibi Bayes Teorisinin temel denklemidir:

$$P(\Theta | \mathbf{x}) = \frac{P(\Theta)}{P(\mathbf{x})} P(\mathbf{x} | \Theta). \quad (9)$$

Burada verilen Θ değişkeni model girdi parametrelerini ($\Theta = \{\tau_1, \tau_2, t_{\max}, \sigma_2/\sigma_1\}$) temsil ederken, \mathbf{x} değişkeni gözlemsel parametreleri ($\mathbf{x} = \{[\alpha/\text{Fe}], [\text{Fe}/\text{H}]\}$) temsil etmektedir. Yine aynı denklemde bulunan $P(\mathbf{x}|\Theta)$ simgesi gözlemsel parametrelerin model ile gözlenme olasılığını temsil eden olabilirlik (likelihood) fonksiyonudur ($P(\mathbf{x}|\Theta) \equiv \mathcal{L}$). $P(\Theta)$ model parametrelerin olasılık dağılımı olup Bayes teorisinde öncül dağılım (prior distribution) olarak adlandırılırken, $P(\mathbf{x})$ gözlemsel değerlerin olasılık dağılımı olup 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 $P(\Theta|\mathbf{x})$ ifadesi asıl aradığımız dağılım olup, Bayes teoremden ardıl (posterior distribution) olarak tanımlanmaktadır. Ardıl dağılım gözlem değerlerine bağlı olarak model parametrelerinin alabileceği değerlerin olasılık dağılımını temsil etmektedir.

Denklem 9'te $P(\mathbf{x}|\Theta) \equiv \mathcal{L}$ eşitliğiyle verilen olabilirlik fonksiyonu gözlemsel hataların Gaussyen dağıldığı varsayımı altında aşağıdaki denklemle hesaplanmaktadır:

$$\ln \mathcal{L} = - \sum_{n=1}^N \ln \left((2\pi)^{d/2} \prod_{j=1}^d \sigma_{n,j} \right) - \frac{1}{2} \sum_{n=1}^N \sum_{j=1}^d \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j}}{\sigma_{n,j}} \right)^2 \quad (10)$$

Burada N toplam yıldız sayısını temsil ederken, d gözlemsel değerlerin boyutunu ifade etmekte olup model için bu değer $[\text{Fe}/\text{H}]$ ve $[\alpha/\text{Fe}]$ bolluklarını temsil eder. Yine denklemde verilen $x_{n,j}$ ve $\sigma_{n,j}$ verilerdeki n numaralı yıldızın j gözlemsel değerinin ölçümünü (x) ve bu ölçümün hatasını (σ) temsil etmekte olup, verilen $\mu_{n,j}$ ifadesi n numaralı yıldızın ait modelin tahmin ettiği j gözlemsel değerini temsil etmektedir. Yukarıda bahsedilen farklı değer sorunu burada modeli zorlamaktadır. Bu duruma çözüm için model içerisinde $x_{n,j}$ 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 10'da verilen olabilirlik fonksiyonuna girdi olarak her bir yıldız için elde edilmektedir:

$$S_n \equiv \min_i \left\{ \sqrt{\sum_{j=1}^d \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j,i}}{\sigma_{n,j}} \right)^2} \right\} = \sqrt{\sum_{j=1}^d \left(\frac{x_{n,j} - \mu_{n,j,i'}}{\sigma_{n,j}} \right)^2} \quad (11)$$

Denklem 9'te verilen $P(\Theta|\mathbf{x})$ ardıl dağılımını hesaplamak için öncelikle model parametrelerinin girdi aralıklarının belirlenmesi gerekmektedir. Girdi parametre aralıkları:

- kalın disk ve halonun çökme zaman ölçeği için $0 < \tau_1 (\text{Gyıl}) < 7$,
- ince diskin çökme zaman ölçeği için $0 < \tau_2 (\text{Gyıl}) < 14$,
- ince disk ile kalın diskin oluşumları arasındaki gecikme zamanı için $0 < \tau_{max} (\text{Gyıl}) < 14$,
- ince disk yüzey yoğunluğunun kalın disk yüzey yoğunluğuna oranı için $0.1 < \sigma_2 / \sigma_1 < 50$,

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

$P(\Theta|\mathbf{x})$ ifadesi ile verilen ardıl dağılım emcee kütüphanesi yardımıyla 100 yürüyücü (walker) ve 1000 adım (step) için hesaplanmıştır. Bu yöntemle 100 yürüyücü ve 1000 adımlı, dört boyutlu parametre uzayında yapılacak hesaplama dört milyon simülasyon noktası anlamına gelmekte olup, çok fazla işlem gücü ve hesaplama zamanı gerektirmektedir. Bu sebeple çalışmada 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 ($P(\Theta|\mathbf{x})$) içerisinde 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.

4.2 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 açılmal momentumu değişebilmektedir. Bu değişim yıldızın doğduğu yörüngesinden zamanla ayrılması ve geçmişini temsil etmeyen bir yörüngeye sahip olmasıyla sonuçlanır (Binney & Tremaine 2008; Schönrich & Binney 2009; Kubryk ve diğ. 2013). Radyal doğrultuda yörüngenin değişmesi ve yıldızın doğduğu yarıçaptan farklı bir yörüngede dönmesi literatürde radyal göç olarak adlandırılmaktadır (Schönrich & Binney 2009). Güneş civarının bu radyal göç etkisinden en çok etkilenen bölge olduğunu göstermiştir (Schönrich & Binney 2009; Kubryk ve diğ. 2015a,b; Minchev ve diğ. 2016, 2018). Çalışmanın odaklandığı bölge Güneş civarı olduğu için ölçülecek gradyentlerin bu etkiden arındırılması elde edilen sonuçların duyarlılığı için önemlidir.

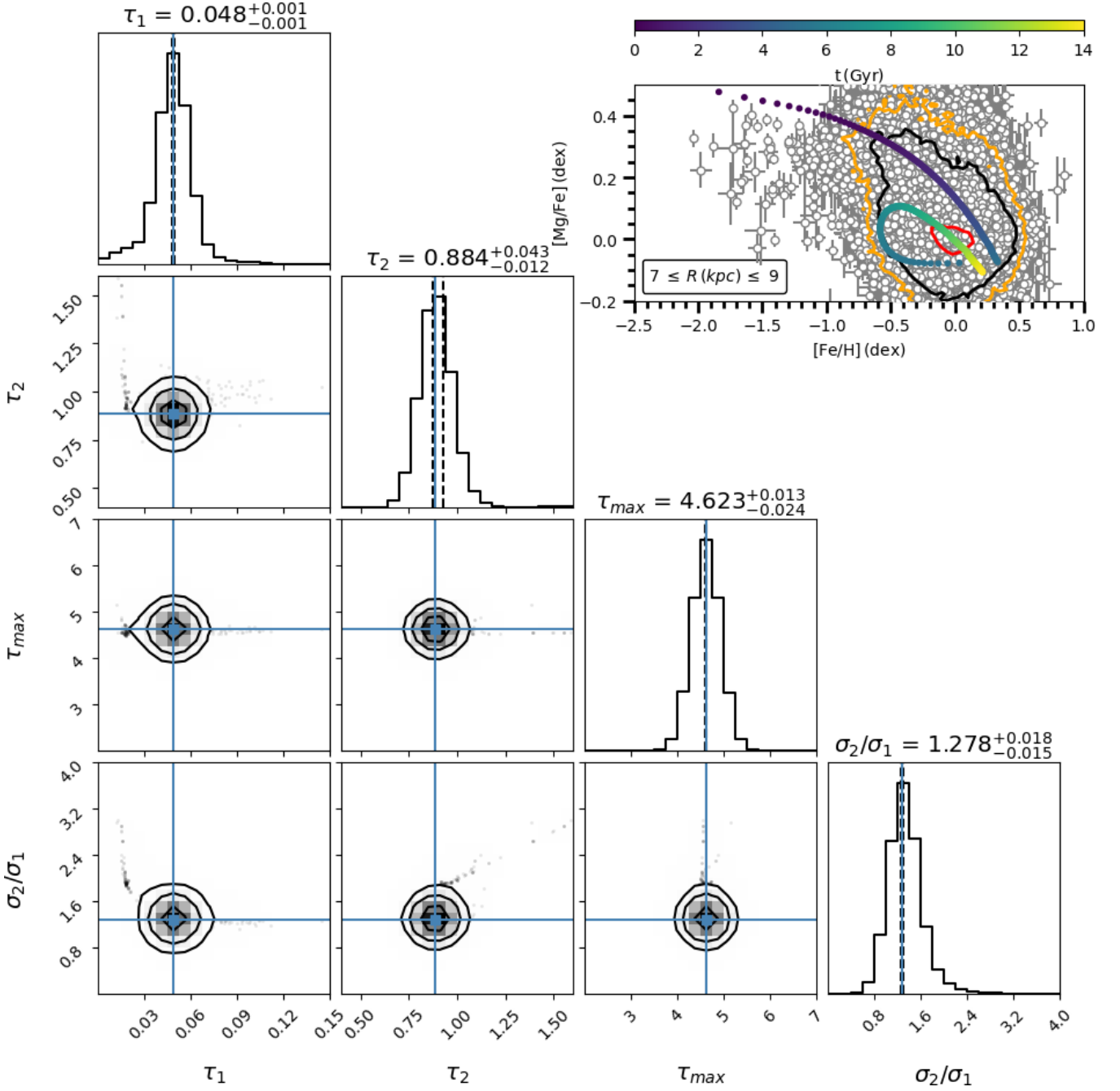
Radyal göç etkisini ölçmek ve pertürbasyon kaynaklarından etkilenen yıldızları tespit etmek için, Kubryk ve diğ. (2015a) tarafından yapılan hidrodinamik simülasyon çalışmasında önerilen $|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ kpc kriteri kullanılmıştır. Bu kriterde yer alan $R_{Guiding}$ yani rehber yarıçap §3'te anlatılan yörünge integrasyonu yöntemiyle hesaplanmış olup, yıldızın sahip olduğu yörünge açılmal momentumuyla çember yörüngede döndüğü varsayılarak 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.

4.3 Güneş Civarı İçin Model Sonuçları

Güneş'in bulunduğu 8 kpc uzaklığını merkez alan bu aralık, çalışmada Güneş civarı olarak kabul edilmiştir. Bu bölgeyi modellemek için yıldız oluşum etkinliği ν_1 ve ν_2 değerleri sırasıyla 2 Gyıl^{-1} ve 1 Gyıl^{-1} olarak kabul edilmiştir (Chiappini ve diğ. 1997; Minchev ve diğ. 2018; Spitoni ve diğ. 2021).

Çalışma kataloğunda $7 \leq R_{GC} (\text{kpc}) \leq 9$ aralığında bulunan ve radyal göçe uğramama ($|R_{GC} - R_{Guiding}| \leq 2$ kpc) şartını sağlayan 175851 yıldızın $[\text{Fe}/\text{H}]$ ve $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ 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'te verilmiştir.

Güneş civarı için tahmin edilen en olası model parametre değerleri ve bu parametrelere ait 2σ hata değerleri Şekil 4'te her bir parametrenin ardıl dağılım histogramının üstünde verilmiştir.



Şekil 4. $7 \leq R_{GC}(kpc) \leq 9$ aralığına ait köşe grafik. Tek boyutlu histogramlar parametrelerin ardıl dağılımlarını, iki boyutlu histogramlar ise parametre çiftlerine ait sayı yoğunluğu dağılımını göstermektedir. Turkuaz çizgi parametreye ait ardıl dağılımın median 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 parametrelere ait model çıktısı yeşilden sarıya zamanın bir fonksiyonu olarak renklendirilmiştir. Bu renklendirmede 14 Gyl günümüzü temsil etmektedir.

Bu değerler

$$\begin{aligned} \tau_1 &= 0.048^{+0.001}_{-0.001} \text{ Gyl}, \\ \tau_2 &= 0.884^{+0.043}_{-0.012} \text{ Gyl}, \\ \tau_{max} &= 4.623^{+0.013}_{-0.024} \text{ Gyl}, \\ \sigma_2/\sigma_1 &= 1.278^{+0.018}_{-0.015} \end{aligned}$$

olarak belirlenmiştir.

Veriye en uygun modelin verdiği bolluk sonuçları incelendiğinde modelin Güneş'in doğduğu dönemdeki, yani günümüzden 4.5 Gyl ($t=9.5$ Gyl) 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

Çizelge 1. Üç Galaktik yarıçap bölgesi için elde edilen model girdi parametreleri tablosu.

	6 kpc	8 kpc	10 kpc
τ_1 (Gyıl)	$0.034^{+0.001}_{-0.001}$	$0.048^{+0.001}_{-0.001}$	$0.066^{+0.001}_{-0.001}$
τ_2 (Gyıl)	$0.592^{+0.015}_{-0.011}$	$0.884^{+0.043}_{-0.012}$	$0.853^{+0.006}_{-0.004}$
τ_{\max} (Gyıl)	$6.433^{+0.013}_{-0.027}$	$4.623^{+0.013}_{-0.024}$	$3.278^{+0.010}_{-0.009}$
σ_2/σ_1	$1.708^{+0.034}_{-0.034}$	$1.278^{+0.018}_{-0.015}$	$1.164^{+0.013}_{-0.013}$

değerleri gözlemler ile uyum içinde olup hata sınırları içinde kalmaktadır.

Modelin günümüzdeki Güneş civarı için tahmin ettiği yıldız kütleli yüzey yoğunluğu (σ_*) $48.43 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ olup, bu değer [McKee ve diğ. \(2015\)](#) tarafından $47.1 \pm 3.4 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ olarak tespit edilmiştir. Model tarafından tahmin edilen değer bu parametre için de gözlemsel değerle hem merkezi değer hem de gözlemsel hata sınırları içinde uyumludur. Toplam yüzey kütle yoğunluğu (σ_{tot}) değeri model tarafından günümüz için $52.28 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ olarak tahmin edilmiştir. Bu değer $61 \pm 10 M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ olarak [Hagen & Helmi \(2018\)](#) tarafından Güneş merkezli çok dar bir silindirik hacim ($7.8 \leq R_{\text{GC}}(\text{kpc}) \leq 8.8$) içinde Jeans denklemi ($|K_z| \approx 2\pi G \Sigma(R, z)$) dikey doğrultu için çözümlenerek, 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 & 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 sümülasyonu ile 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.

Yukarıda anlatılan adımlar diğer iki yarıçap bölgesi olan 5-7 ve 9-11 kpc bölgeleri içinde yapılmış olup en iyi modele ait parametreler [Çizelge 1](#) ile verilmiştir.

4.4 Modelin Galaksi Diski İçin Öngörülleri

Çalışmada kullanılan üç bölge için zamana bağlı element bolluğunun değişiminin yanı sıra, model zamana bağlı 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 σ_2/σ_1 için mümkündür. Fakat popülasyon oranı parametresi gözlemsel olarak Güneş komşuluğunun yani 7-9 kpc aralığının dışında gözlemsel olarak ölçülememektedir. Bu parametre dışındaki çökme zaman ölçekleri olan τ_1 ve τ_2 ile birlikte, ince diskin

oluşum gecikmesi τ_{\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 5](#)'te verilmiştir. [Şekil 5](#)'te verilen üç ayrı panelde bulunan kırmızı yıldız ve gri hata barları 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 renkleriyle gösterilmiştir. [Şekil 5](#)'te günümüz 14 Gyıl ile gösterilirken, 0 Gyıl Galaksinin geçmişte olduğu ilk anı göstermektedir.

[Şekil 5](#)'in sol panelinde verilen yıldız oluşumuna ait gözlemsel değer $2.5 \pm 2.0 M_{\odot} \text{ pc}^{-2} \text{ Gyıl}^{-1}$ 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 5](#)'in orta panelinde verilen her bir yüzyıldaki süpernova Tip Ia sayısı için şekilde verilen gözlemsel değer 0.30 ± 0.20 (yüzyıl⁻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.

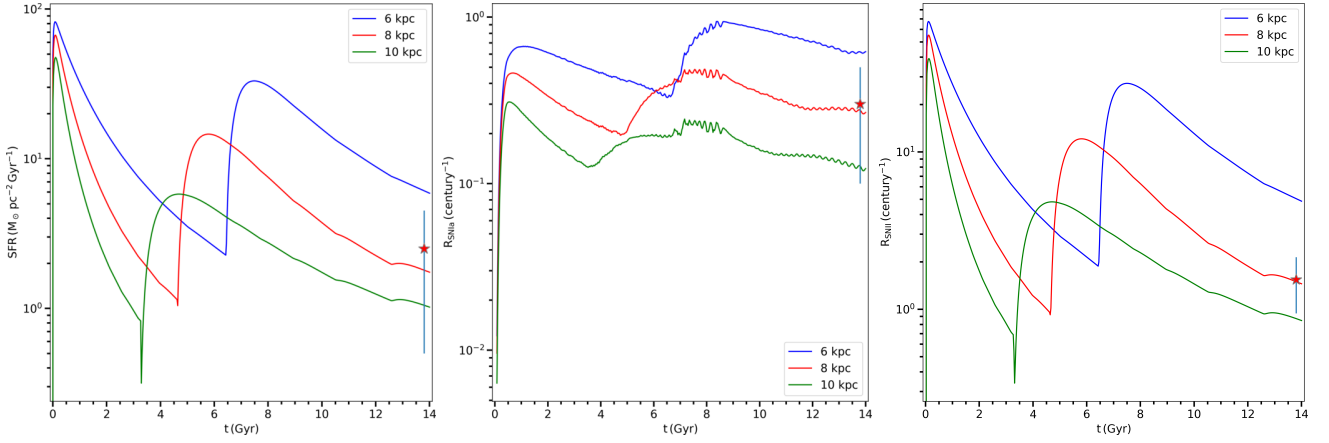
[Şekil 5](#)'in sağ panelinde verilen her bir yüzyıldaki süpernova Tip II sayısı için şekilde verilen gözlemsel değer 1.54 ± 0.32 (yüzyıl⁻¹) olup [Li ve diğ. \(2011\)](#)'nin çalışmasından alınmıştır. Orta panel incelendiğinde anlaşılmaktadır ki 8 kpc modeli gözlemsel değere çok yakın sonuç verirken, 10 kpc modelleri gözlemsel hata sınırlarına çok yaklaşmaktadır. 6 kpc modeli ise gözlemsel değerlerin üstünde süpernova Tip II sayısı önermektedir.

[Şekil 5](#)'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 gözlemlerle farklılık göstermesinin, modellerin temsil ettiği yarıçap aralığına düşen veri sayısının 7-9 kpc aralığının %10'u mertebesinde olmasından kaynaklandığı düşünülmektedir.

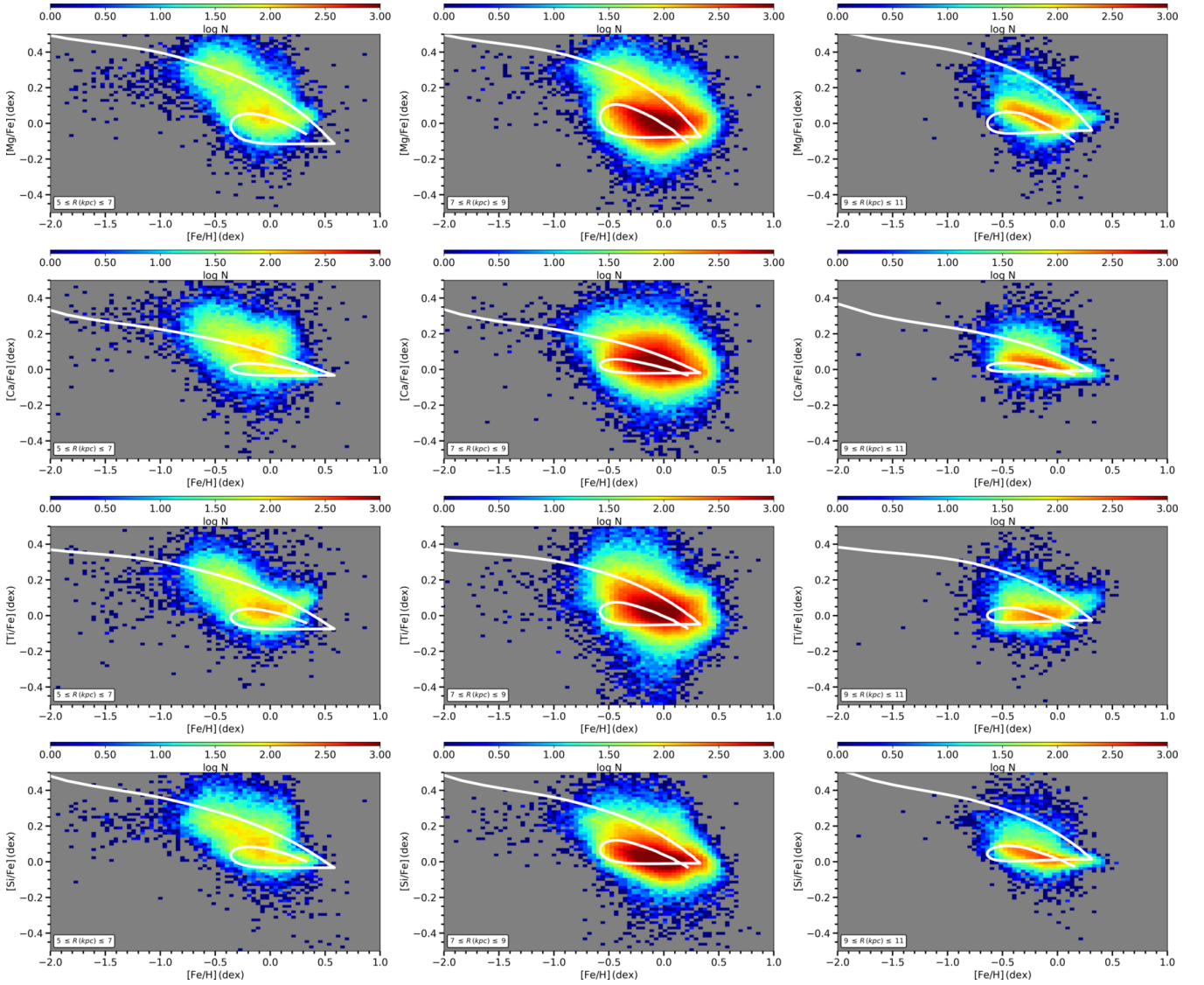
4.5 Modelin Beş Farklı Element için Bolluk Öngörüsü

Çalışmada 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 6](#)'da verilmiştir.

[Şekil 6](#) incelendiğinde Mg ve Fe için elde edilen en iyi modellerin Ca, Ti ve Si için de üç ayrı bölgeyi iyi bir



Şekil 5. 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 6. 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 renklendirilmiştir. Beyaz çizgi, bölgeye ait modelin öngördüğü ve o elemente ait kimyasal evrim yolunu temsil etmektedir.

Çizelge 2. Beş farklı element için Güneş civarında (8 kpc) modelin öngördüğü bolluk değerleri ve elementlerin Güneş'in bolluk değerleri ile karşılaştırılması. Değerler dex cinsinden verilmiştir.

	Model ($t=9.5$ Gyl)	Güneş (Asplund ve diğ. 2009)
A(Fe)	7.55	7.50 ± 0.05
A(Mg)	7.65	7.60 ± 0.05
A(Ca)	6.35	6.35 ± 0.04
A(Ti)	4.94	4.95 ± 0.05
A(Si)	7.55	7.51 ± 0.04

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 Gyl öncesi için öngördüğü element bolluk değerleri ve gözlemsel olarak tespit edilen Güneş bollukları Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 2'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, gözlemsel değerlere oldukça yaklaşmakta olup bölgesini iyi bir şekilde temsil etmektedir.

4.6 Modelin Popülasyonlar için Gradyent Öngürüsü

Bu çalışmada 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 öngürüsünü elde etmek amacıyla ince disk ve kalın disk için birer zaman dilimi seçilmesi gerekmektedir. Fakat Şekil 5'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 τ_{\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 düşünüerek seçilmiştir. En yüksek yıldız oluşumu döneminde meydana gelen yıldızlar şu an bile gözlemleniyor için, ince diskin günümüzde ölçülen gradyent değerlerini temsil edeceği düşünüerek 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 Çizelge 3'de verilmiştir.

Çizelge 3'de her bir disk bölgesi için popülasyonları en iyi temsil edeceği düşünüerek seçilen zaman dilimlerinde bölge için elde edilen en iyi modelin beş farklı element için önerdiği bolluk değerleri, bu değerlerden elde edilen ve 5-11 kpc aralığında her iki popülasyon için hesaplanan gradyent değerleri ve bu elementlerin iki popülasyon için de çalışmada

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 $[\text{Fe}/\text{H}]$ bolluğu gradyenti her iki popülasyon için de gözlemsel değerle birebir uyumlu olarak model tarafından öngörülmüştür. Modele herhangi bir şekilde bilgi anlamında dahil edilmeyen ve dolaylı olarak model sonuçlarından elde edilen gradyent öngürülerinin 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 Sonuç

5.1 Geciken İkili Çökme Modeliyle Elde Edilen Sonuçlara Göre Güneş Civarının Kimyasal Evrim Süreci

Bu çalışmada Güneş civarının kimyasal evrim sürecini anlamak için ana katalog verisi üç ayrı Galaktik yarıçap bölgesine bölünerek, her bir bölge için Ş4.1'de anlatılan şekilde süperbilgisayar sistemleri kullanılarak MCMC simülasyonları çalıştırılmış ve Geciken ikili çökme modeli, yarıçap bölgelerine ait $[\text{Fe}/\text{H}] \times [\text{Mg}/\text{Fe}]$ düzlemlerine oturtularak modele ait girdi parametreleri üç ayrı bölge için de elde edilerek elde edilen parametre değerleri ve hataları Çizelge 1'de listelenmiştir.

Çizelge 1 incelendiğinde parametrelerin modelin dikkate aldığı yarıçap değeri büyüdükçe değiştiği görülmektedir. Birincil ve ikincil çökme zaman ölçekleri τ_1 ve τ_2 büyürken, kalın diskin oluşum süresini ve ince diskin başlangıçtan itibaren gecikme süresini temsil eden τ_{\max} ve popülasyon kütle oranı σ_2/σ_1 azalmaktadır. Yarıçaplar arasındaki bu parametre 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'de sol panelde verilmiştir.

Şekil 5'in sol panelinde verilen üç ayrı modele ait yıldız oluşum geçmişi incelendiğinde iç Galaktik bölgeyi tanımlayan modelin (6 kpc) zaman aralığının büyük bir kısmı için en yüksek yıldız oluşum oranına sahip olduğu görülürken dış galaktik bölgenin (10 kpc) 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 Çizelge 1'de görüleceği üzere yarıçap ile birlikte artan birincil çökme zamanı τ_1 ve yarıçap ile azalan gecikme zamanı τ_{\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.

Çizelge 1 incelendiğinde τ_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 & Franco 1989; Chiappini ve diğ. 2001) desteklese de Şekil 5'den görüleceği üzere ince disk oluşumuna ilk önce dış Galaktik bölgede başlamaktadır. Bununla birlikte Ş4.6'de verilen Çizelge 3'de model ve kalın disk ana başlığı altındaki bolluk değerleri

Çizelge 3. 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 belirlenen gradyentler ve bu elementlerin ana katalog verisinden hesaplanan gradyentler.

t (Gyıl)	İnce Disk Model [X/H](R, t) (dex)			Kalın Disk Model [X/H](R, t) (dex)			Gradyent Model (dex kpc ⁻¹)		Gradyent Gözlem (dex kpc ⁻¹)	
	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	0.40	-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	0.60	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	-0.20	0.83	0.78	0.76	-0.047±0.008	-0.012±0.002	-0.054±0.002	-0.015±0.002

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 soldaki ilk tepe), oluşumunu ilk olarak dış bölgede daha geç zamanlarda iç bölgelerde tamamlamıştır.

İnce diskin oluşumu ve evrimi için Şekil 5 incelendiğinde $t=\tau_{\max}$ anı Geciken ikili çökme evrim modeli için ince diskin oluşuma başlama anı olarak verilmektedir. Bu değer her bir yarıçap bölgesi için Çizelge 1'de verilmiştir. Şekil 5'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. Çizelge 1'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. Çizelge 1'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 6'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 küçük 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 Gyıl olarak Çizelge 1'de verilen sonuçlardan 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 söylenebilir. Maksimum oluşum döneminde bolluk değerleri ve modellerin kapsadığı maksimum yarıçap aralığı (5-11 kpc) üzerinden hesaplanan ve Çizelge 1'de verilen gradyent değerleri, ana katalogdan elde edilen gözlemsel gradyentlerle uyumlu olmasının yanı sıra literatürde verilen diğer element bolluğu gradyentleriyle de uyumludur.

Teşekkür

Bu çalışma TÜBİTAK 2211-C öncelikli alanlar burs programı tarafından desteklenmiştir. Bu çalışmada yer alan kısmi nümerik hesaplamalar TÜBİTAK ULAKBİM, Yüksek Başarım ve Grid Hesaplama Merkezi'nde (TRUBA kaynaklarında) gerçekleştirilmiştir.

Kaynaklar

- Ahumada R., ve diğ., 2020, *ApJS*, 249, 3
 Asplund M., Grevesse N., Sauval A. J., Scott P., 2009, *ARA&A*, 47, 481
 Binney J., Tremaine S., 2008, *Galactic Dynamics: Second Edition*. Princeton University Press
 Blaauw A., Gum C. S., Pawsey J. L., Westerhout G., 1960, *MNRAS*, 121, 123
 Bovy J., 2015, *ApJS*, 216, 29
 Bressan A., Marigo P., Girardi L., Salasnich B., Dal Cero C., Rubele S., Nanni A., 2012, *MNRAS*, 427, 127
 Buder S., ve diğ., 2021, *MNRAS*, 506, 150
 Cappellaro E., Turatto M., Tsvetkov D. Y., Bartunov O. S., Pollas C., Evans R., Hamuy M., 1997, *A&A*, 322, 431, *ADS*
 Cescutti G., Matteucci F., François P., Chiappini C., 2007, *A&A*, 462, 943
 Chiappini C., Matteucci F., Gratton R., 1997, *ApJ*, 477, 765
 Chiappini C., Matteucci F., Romano D., 2001, *ApJ*, 554, 1044
 Coşkunoğlu B., ve diğ., 2011, *MNRAS*, 412, 1237
 Eggen O. J., Lynden-Bell D., Sandage A. R., 1962, *ApJ*, 136, 748
 Foreman-Mackey D., Hogg D. W., Lang D., Goodman J., 2013, *PASP*, 125, 306
 François P., Matteucci F., Cayrel R., Spite M., Spite F., Chiappini C., 2004, *A&A*, 421, 613
 Freeman K., Bland-Hawthorn J., 2002, *ARA&A*, 40, 487
 Gaia Collaboration ve diğ., 2021, *A&A*, 649, A1
 Gaia Collaboration ve diğ., 2022, preprint, ([arXiv:2208.00211](https://arxiv.org/abs/2208.00211)), *ADS*
 Gilmore G., Reid N., 1983, *MNRAS*, 202, 1025

- Gilmore G., Wyse R. F. G., 1985, *AJ*, 90, 2015
- Hagen J. H. J., Helmi A., 2018, in Chiappini C., Minchev I., Starkenburg E., Valentini M., eds, 1 Vol. 334, *Rediscovering Our Galaxy*. pp 304–305, doi:10.1017/S1743921317006524
- Hayden M. R., ve diğ., 2015, *ApJ*, 808, 132
- Haywood M., 2008, *MNRAS*, 388, 1175
- Haywood M., Snaith O., Lehnert M. D., Di Matteo P., Khoperskov S., 2019, *A&A*, 625, A105
- Herschel John Frederick William S., 1847, *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.* Smith, Elder & Co.
- Hogg D. W., Bovy J., Lang D., 2010, preprint, ([arXiv:1008.4686](https://arxiv.org/abs/1008.4686)), [ADS](https://ui.adsabs.org/abs/2010arXiv10084686H)
- Hoyle F., 1946, *MNRAS*, 106, 343
- Hoyle F., 1954, *ApJS*, 1, 121
- Iwamoto K., Brachwitz F., Nomoto K., Kishimoto N., Umeda H., Hix W. R., Thielemann F.-K., 1999, *ApJS*, 125, 439
- Johnson D. R. H., Soderblom D. R., 1987, *AJ*, 93, 864
- Jørgensen B. R., Lindegren L., 2005, *A&A*, 436, 127
- Kennicutt R., 1989, *ApJ*, 344, 685
- Kennicutt R., 1998, *ApJ*, 498, 541
- Kubryk M., Prantzos N., Athanassoula E., 2013, *MNRAS*, 436, 1479
- Kubryk M., Prantzos N., Athanassoula E., 2015a, *A&A*, 580, A126
- Kubryk M., Prantzos N., Athanassoula E., 2015b, *A&A*, 580, A127
- Li W., Chornock R., Leaman J., Filippenko A. V., Poznanski D., Wang X., Ganeshalingam M., Mannucci F., 2011, *MNRAS*, 412, 1473
- Maeder A., Meynet G., 1989, *A&A*, 210, 155, [ADS](https://ui.adsabs.org/abs/1989A&A...210..155M)
- Matteucci F., Francois P., 1989, *MNRAS*, 239, 885
- McKee C. F., Parravano A., Hollenbach D. J., 2015, *ApJ*, 814, 13
- Mihalas D., Binney J., 1981, *Galactic astronomy. Structure and kinematics.* Freeman
- Minchev I., Chiappini C., Martig M., 2016, *Astronomische Nachrichten*, 337, 944
- Minchev I., ve diğ., 2018, *MNRAS*, 481, 1645
- Mott A., Spitoni E., Matteucci F., 2013, *MNRAS*, 435, 2918
- Palla M., Matteucci F., Spitoni E., Vincenzo F., Grisoni V., 2020, *MNRAS*, 498, 1710
- Pont F., Eyer L., 2004, *MNRAS*, 351, 487
- Prantzos N., Abia C., Limongi M., Chieffi A., Cristallo S., 2018, *MNRAS*, 476, 3432
- Scalo J. M., 1986, *Fundamentals Cosmic Phys.*, 11, 1, [ADS](https://ui.adsabs.org/abs/1986F&A...11...1S)
- Schmidt M., 1959, *ApJ*, 129, 243
- Schönrich R., Binney J., 2009, *MNRAS*, 396, 203
- Searle L., Zinn R., 1978, *ApJ*, 225, 357
- Spitoni E., Matteucci F., Recchi S., Cescutti G., Pipino A., 2009, *A&A*, 504, 87
- Spitoni E., Silva Aguirre V., Matteucci F., Calura F., Grisoni V., 2019, *A&A*, 623, A60
- Spitoni E., Verma K., Silva Aguirre V., Calura F., 2020, *A&A*, 635, A58
- Spitoni E., ve diğ., 2021, *A&A*, 647, A73
- Talbot R., Arnett W. D., 1973, *ApJ*, 186, 51
- Vincenzo F., Spitoni E., Calura F., Matteucci F., Silva Aguirre V., Miglio A., Cescutti G., 2019, *MNRAS*, 487, L47
- Woosley S. E., Weaver T. A., 1995, *ApJS*, 101, 181
- van den Hoek L. B., Groenewegen M. A. T., 1997, *A&AS*, 123, 305

Access:M23-0304: [Turkish J.A&A — Vol.4, Issue 3.](#)