



**İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

YÜKSEK LİSANS TEZİ

**F ve G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN BAYESİAN
YÖNTEMLE YAŞ TAYİNİ**

Şivan DURAN

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman

Prof. Dr. Serap AK

Haziran, 2012

İSTANBUL



**İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

YÜKSEK LİSANS TEZİ

**F ve G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN BAYESİAN
YÖNTEMLE YAŞ TAYİNİ**

Şivan DURAN

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman

Prof. Dr. Serap AK

Haziran, 2012

İSTANBUL

2601090388 numaralı Şivan DURAN tarafından hazırlanan bu çalışma 15.06.2012 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı Astronomi ve Uzay Bilimleri programında Yüksek Lisans tezi olarak kabul edilmiştir.

Tez Jürisi



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




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



Doç. Dr. Selçuk BİLİR
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi



Doç. Dr. Faruk SOYDUGAN
Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi
Fen-Edebiyat Fakültesi



Yrd. Doç. Dr. Esmâ YAZ GÖKÇE
İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi

Bu alışma İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Yürütücü Sekreterliğinin 14474 numaralı projesi ile desteklenmiştir.

ÖNSÖZ

Tez çalışmam boyunca bilgilerini ve tecrübelerini paylaşan, büyük bir titizlikle tezimi inceleyen danışmanım Prof. Dr. Serap AK'a,

Çalışma süresince birer danışman gibi tezim ile ilgilenen ve sonsuz katkılarından dolayı değerli hocalarım Prof. Dr. Tansel AK ve Doç. Dr. Selçuk BİLİR'e,

Katkılarından dolayı saygıdeğer hocam Prof. Dr. Salih KARAALİ'ye, Dr. Z. Funda BOSTANCI GÜVER'e ve tez çalışmamda yararlandığım yazılımı geliştirirken yardımlarını esirgemeyen Alberto LOMBARDO'ya ve Tolga DİNÇER'e,

Yüksek lisans çalışmamda beni destekleyen Türkiye Bilimsel ve Teknolojik Araştırma Kurumu'na (TÜBİTAK) ve İstanbul Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Birimi'ne (BAP),

Her zaman yanımda olan ve beni destekleyen aileme ve arkadaşlarıma,

İçtenlikle teşekkür ederim.

Haziran, 2012

Şivan DURAN

İÇİNDEKİLER

ÖNSÖZ.....	i
İÇİNDEKİLER	ii
ŞEKİL LİSTESİ.....	iv
TABLO LİSTESİ	vi
SEMBOL LİSTESİ	vii
ÖZET.....	viii
SUMMARY	ix
1. GİRİŞ	1
2. GENEL KISIMLAR	4
2.1. GALAKTİK BİLEŞENLER VE YILDIZ POPÜLASYONLARI.....	4
2.1.1. Şişkin Bölge ve Çubuk	6
2.1.2. İnce Disk.....	7
2.1.3. Kalın Disk	8
2.1.4. Halo.....	9
2.2. GALAKSİNİN KİMYASAL EVRİMİ	10
2.2.1. Yıldızların Yaşam Süreleri.....	10
2.2.2. Başlangıç Kütle Fonksiyonu.....	11
2.2.3. Yıldız Oluşum Oranı.....	11
2.2.4. Yaş-Metal Bolluğu İlişkisi	12
2.2.5. Gaz Akıntıları	12
2.2.6. Radyal Göç.....	13
2.3. YAŞ-METAL BOLLUĞU ve YAŞ-HIZ DİSPERSİYONU İLİŞKİSİ	14
2.4. YILDIZ YAŞI TAYİN YÖNTEMLERİ.....	16
2.4.1. Temel ve Yarı Temel Yöntemler	16
2.4.1.1. Nükleokozmometri.....	16
2.4.1.2. Kinematik Yaşlar	18
2.4.2. Modellere Bağlı Yöntemler	19
2.4.2.1. Anakol Yıldızları için Eş Yaş Eğrisi Yöntemi.....	19
2.4.2.2. Anakol Öncesi Yıldızları için Eş Yaş Eğrisi Yöntemi	21
2.4.2.3. Yıldız Sismolojisi	22

2.4.3. Deneysel Yöntemler.....	23
2.4.3.1. Dönme Hızının Azalması	24
2.4.3.2. Etkinlik	25
2.4.3.3. Lityum Tükenmesi.....	27
2.5. YILDIZ MODELLERİ	28
2.6. RAVE GÖKYÜZÜ TARAMASI.....	29
3. MALZEME VE YÖNTEM	31
3.1. RAVE VERİLERİ	31
3.2. UZAKLIK TAYİNİ.....	32
3.3. UZAY HIZI HESABI.....	33
3.4. YILDIZ POPÜLASYONLARININ AYRIMI.....	37
3.5. PADOVA EŞ YAŞ EĞRİLERİ	38
3.6. YAŞ TAYİNİ.....	39
3.6.1. Yaş Tayini için Bir Uygulama	40
4. BULGULAR.....	42
4.1. ÖRNEĞİN SEÇİMİ	42
4.2. F VE G TAYF TÜRÜNDEN ANAKOL YILDIZLARININ KİNEMATİĞİ	52
4.3. F VE G TAYF TÜRÜNDEN ANAKOL YILDIZLARININ POPÜLASYON AYRIMI	56
4.4. F VE G TAYF TÜRÜNDEN ANAKOL YILDIZLARININ BAYESİAN YÖNTEM İLE YAŞ TAYİNİ.....	58
4.5. YAŞ-METAL BOLLUĞU İLİŞKİSİ.....	60
4.6. YAŞ-HIZ DISPERSİYONU İLİŞKİSİ.....	63
5. TARTIŞMA VE SONUÇ.....	70
KAYNAKLAR	76
ÖZGEÇMİŞ.....	88

ŞEKİL LİSTESİ

Şekil 2.1	: Galaksimizin bileşenlerini gösteren temsili bir şekil (Jones ve Saha, 2007).....	4
Şekil 3.1	: C1253547-031254 (a) ve T8761-01528-1 (b) yıldızlarının yaşa karşılık gelen G fonksiyonu dağılımı. Kesikli çizgi G fonksiyonunda %90 seviyesini göstermektedir.	41
Şekil 3.2	: Yıldızların HR diyagramı üzerindeki konumları. Siyah noktalar yıldızları, kırmızı eğriler de bu yıldızların hesaplanan yaşlarına karşılık gelen eş yaş eğrilerini göstermektedir.	41
Şekil 4.1	: RAVE DR3'teki atmosfer model parametreleri tayin edilmiş (Siebert ve diğ., 2011) yıldızların HR diyagramındaki konumları.....	43
Şekil 4.2	: Metal bolluklarına göre gruplanmış 18.937 yıldızın $T_{\text{eff}}-(J-K_s)_0$ diyagramları. Şekillerdeki düz çizgiler ilgili alt ve üst metal bolluğu limitlerine denk gelen değerler için González Hernández ve Bonifacio'nun (2009) kuramsal fitlerini, kesikli çizgiler ise bu fitlere denk gelen 2σ güvenilirlik limitlerini göstermektedir.	45
Şekil 4.3	: Renk-sıcaklık ilişkisi belirlenen aralıkta uyumlu olan 8.508 yıldızın HR diyagramındaki gösterimi. Şekilde belirtilen değerlerdeki metal bolluklarına ait ZAMS eğrileri farklı renklerdeki kesikli çizgiler ile ifade edilmiştir.....	46
Şekil 4.4	: Son örneğin ve eş yaş eğrilerinin HR diyagramı üzerinde gösterimi. Kesikli çizgiler sırasıyla 0, 2, 4, 6, 8, 10, 12, 13 milyar yıllık eş yaş eğrilerini, siyah noktalar istatistik dâhilindeki, gri noktalar istatistik dışı bırakılan yıldızları belirtmektedir. RAVE'den elde edilen ortalama sıcaklık ve yüzey çekim ivmesindeki belirsizlikler panellerin sol alt köşelerinde ve panellerdeki metal bolluğu aralıkları da Tablo 4.3'te gösterilmiştir.	47
Şekil 4.5	: Son örnekteki yıldızların sıcaklık frekans dağılımı (a), yüzey çekim ivmesi frekans dağılımı (b), tüm yıldızlara (c) ve F ve G tayf türüne ait (d-e) metal bolluğu frekans dağılımı.	48
Şekil 4.6	: 5.301 RAVE anakol yıldızının Galaktik enleme göre ayrılmış renk artığı dağılımları.	51
Şekil 4.7	: 5.301 RAVE anakol yıldızının uzaklıklarının (a) ve uzaklık hatalarının (b) dağılımları.....	52
Şekil 4.8	: 5.301 RAVE anakol yıldızının Güneş merkezli Galaktik uzay dağılımları. X-Y düzlemi (a)'da, X-Z düzlemi (b)'de gösterilmiştir.	52
Şekil 4.9	: (a) 5.301 RAVE anakol yıldızının uzay hızı hatalarının dağılımı. Kesikli çizgi Gauss fitinin $+1\sigma$ 'ya karşılık gelen değerini (11,8 km/s) belirtmektedir. (b-d) panelleri sırasıyla U, V ve W uzay hızı bileşenlerindeki hatalar; içi boş sütunlar tüm örneğin, içi dolu sütunlarsa uzay hızı 11,8 km/s'den az olan yıldızların hata dağılımını göstermektedir.....	54
Şekil 4.10	: F ve G tayf türündeki yıldız örneğinin U-V (a) ve W-V (b) hız uzaylarındaki dağılımı.	55
Şekil 4.11	: Bensby ve diğ.nin (2003) popülasyon ayrımı ölçütlerinin uygulandığı F ve G tayf türünden anakol yıldızlarının U-V ve W-V diyagramları.....	57

Şekil 4.12	: Kinematik ölçütlere göre popülasyon ayrımı yapılan F ve G tayf türünden yıldızların metal bolluğu dağılımları.....	58
Şekil 4.13	: F ve G tayf türündeki yıldızların yaş dağılımları.	60
Şekil 4.14	: Örnekteki 4.787 RAVE anakol yıldızının yaş-metal bolluğu dağılımı.....	61
Şekil 4.15	: Farklı tayf türü aralığındaki yıldızların yaş-metal bolluğu ilişkileri.	61
Şekil 4.16	: Tayf türü ve popülasyon ayrımı yapılmış örneğin yaş-metal bolluğu dağılımları.....	62
Şekil 4.17	: F ve G tayf türündeki yıldızların yaş- σ_S ilişkileri	64
Şekil 4.18	: F ve G tayf türündeki yıldızların yaş- σ_W ilişkileri. G tayf türündeki düz çizgi 0-14 milyar yıl yaş aralığındaki yıldızlardan elde edilmiştir.....	65
Şekil 4.19	: Farklı tayf türü aralığındaki yıldızların yaş- σ_S ilişkileri.	66
Şekil 4.20	: Farklı tayf türü aralığındaki yıldızların yaş- σ_W ilişkileri.	66
Şekil 4.21	: $TD/D \leq 1$ 'deki F ve G tayf türündeki yıldızların yaş- σ ilişkileri. Yaş- σ_S (sol panel) ve yaş- σ_W (sağ panel).....	67

TABLO LİSTESİ

Tablo 4.1	: González Hernández ve Bonifacio (2009) tarafından yapılmış çalışmada anakol yıldızları için verilen kalibrasyonlara ait katsayılar.....	44
Tablo 4.2	: Farklı metal bolluğu aralıklarına göre ZAMS ayrımı yapılan yıldız sayıları.	45
Tablo 4.3	: Farklı metal bolluğu aralıklarına göre modellerle uyumlu yıldız sayıları.	47
Tablo 4.4	: Bensby ve diğ.nin (2003) kinematik ölçütlerine göre popülasyon ayrımı yapılmış, F ve G tayf türündeki yıldızların sayıları ve yüzdeleri.	56
Tablo 4.5	: F ve G tayf türündeki yıldızların verilen yaş aralıklarındaki sayıları ve uzay hızı bileşenlerindeki dispersiyon değerleri.....	64
Tablo 4.6	: Farklı tayf türündeki yıldızların verilen yaş aralıklarındaki sayıları ve verilen hız bileşenlerindeki dispersiyon değerleri..	68
Tablo 4.7	: $TD/D \leq 1$ oranına sahip, F ve G tayf türündeki yıldızların verilen yaş aralıklarındaki sayıları ve hız dispersiyonları.	69

SEMBOL LİSTESİ

M_{\odot}	: Güneş'in kütlesi
m	: Yıldız kütlesi
$[Fe/H]$: Demir bolluğu
$[α/H]$: Alfa element bolluğu
$[M/H]$: Metal bolluğu
l	: Galaktik boylam
b	: Galaktik enlem
$μ$: Öz hareket
U	: Galaksi merkezi doğrultusundaki uzay hızı bileşeni
V	: Galaksi dönme doğrultusundaki uzay hızı bileşeni
W	: Galaksi düzlemine dik doğrultudaki uzay hızı bileşeni
S	: Toplam uzay hızı
$σ_U, σ_V, σ_W, σ_S$: U, V, W ve S dispersiyonu
$γ$: Radyal hız
$π$: Trigonometrik paralaks
R_s	: Tayf çözünürlüğü
J, H, K_s	: 2MASS taramasında kullanılan kızılötesi renkler
T_{eff}	: Etkin sıcaklık
g	: Yüzey çekim ivmesi
$E_d(B-V)$: Belli bir uzaklıktaki renk artışı
$τ$: Yaş
R	: Galaksi merkezinden olan uzaklık
d	: Güneş'ten itibaren uzaklık

ÖZET

F VE G TAYF TÜRÜNDEN YILDIZLARIN BAYESIAN YÖNTEMLE YAŞ TAYİNİ

Bu tez çalışmasında, RAVE'nin 3. veri salımındaki (DR3) F ve G tayf türünden anakol yıldızlarına ait veriler kullanılarak, Galaktik diskte yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu ilişkileri araştırılmıştır. Veriler tayf türü ve popülasyon türlerine göre sınıflanarak incelenmiştir. Yıldız yaşları, yıldızlara ait atmosfer model parametreleriyle eş yaş eğrilerinin Bayesian yöntem kullanılarak karşılaştırılmasından tayin edilmiştir. Örnekteki tüm yıldızlar için yaş-metal bolluğu ilişkilerine rastlanmazken, tayf türü ve popülasyon türüne ayrılan alt örneklerde metal bolluğunun 5 milyar yıla kadar yaş ile azaldığı belirlenmiştir. Hız dispersiyonunun ise 5 milyar yıla kadar yaş ile arttığı bulunmuştur. Bu bulgular, diskin evrimi için ısınma mekanizmalarını öngören kuramların sonuçlarıyla uyumludur.

SUMMARY

AGE DETERMINATION OF F AND G SPECTRAL TYPE STARS WITH BAYESIAN METHOD

In this thesis, age-metallicity and age-velocity dispersion relations of the Galactic disc have been investigated using F and G spectral type main-sequence stars from RAVE 3rd data release. The data was divided according to spectral and population types were analysed. Stellar ages were estimated using Bayesian method via comparing stellar atmosphere model parameters with isochrones. Even though the whole sample doesn't show a relation between ages and metallicities, subsamples, which were divided according to spectral and population types, present decreasing metallicities for ages up to 5 billion years. In contrast to this decrease, velocity dispersions of stars increase for ages up to 5 billion years. These findings are consistent with theories that provide disc-heating mechanisms for the disc evolution.

1. GİRİŞ

Yıldızların yaş tayini, hem onların hem de Galaksimizin evrimini anlamakta büyük önem taşır (Fuhrmann, 2004). Kuramsal olarak üretilen eş yaş eğrileri bu amaçla sık sık kullanılır. Yıldız evrimi aşamalarının büyük bölümünü kapsayan kuramsal yaş eğrileri, geç A, F, G ve erken K gibi oldukça geniş bir tayf türü aralığındaki yıldızlara uygulanır. Bu tür alan yıldızlarının yaşları Galaktik disk oluşumu hakkında bilgi elde edilmesinde de kullanılır. Tez çalışmasında, atmosferlerini ürettikleri ağır elementler ile kirletmemiş, yaşları geniş bir aralığı (0-13,2 milyar yıl) kapsayan, Güneş civarındaki F ve G tayf türünden anakol yıldızları ele alınacaktır. *HIPPARCOS (HIGH Precision PARallax COLlecting Satellite, ESA, 1997)* uydusunun duyarlı paralakslarına ve yer tabanlı yüksek çözünürlüklü tayflara sahip yıldızların incelenmesiyle bu konuda birçok çalışma yapılmıştır. Söz konusu çalışmalara örnek olarak Edvardsson ve diğ. (1993), Gómez ve diğ. (1997), Ng ve Bertelli (1998), Lachaume ve diğ. (1999), Chen ve diğ. (2000), Liu ve Chaboyer (2000), Feltzing ve diğ. (2001), Ibukiyama ve Arimoto (2002), Lastennet ve Valls-Gabaud (2002), Laws ve diğ. (2003), Reddy ve diğ. (2003), Pont ve Eyer (2004), Nordström ve diğ. (2004) ve Jørgensen ve Lindegren (2005) verilebilir.

Vogt-Russell teoremi (Vogt, 1926; Russell, 1927), bir yıldızın fiziksel özelliklerinin yıldızın kütlesine ve kimyasal içeriğine bağlı olduğunu söyler. Dönme ve manyetik alan gibi başka parametreler de önemli olmasına rağmen, kütle ve kimyasal bolluk bunlara göre daha baskın bir etkiye sahiptir. Bununla birlikte yıldızın bu parametrelerinin zamanla değiştiği, yaşın, yıldızın fiziksel özelliklerini dolaylı da olsa etkilediği unutulmamalıdır. Yani zaman, bir diğer deyişle yaş, yıldızın evriminin herhangi bir aşamasındaki fiziksel özelliklerini belirleyen etkenlerden biridir.

Güneş dışındaki yıldızların yaşlarını duyarlı şekilde belirlemek pek mümkün değildir. Güneş Sistemi'nde gözlenen ve toplanan birçok materyalin incelenmesi sayesinde, Güneş'in yaşı hakkındaki bilgilere ulaşılabilir ve Güneş'in yaşı duyarlı şekilde hesaplanabilirken, diğer yıldızlar için böyle bir inceleme mümkün değildir.

Yaş, yıldız evrimiyle yakından alakalıdır. Eğer yıldızlarda meydana gelen fiziksel olayları doğru evrim aşamalarına koyarsak ve bu aşamaların süreleri hakkındaki doğru

bilgilere ulaşabilirsek, yaş hakkında yeterli bilgiye sahip olabiliriz. Bu süreçleri doğru anlamak için birçok nesneden alınan veriler birlikte değerlendirilmelidir. Örneğin Soderblom (2010) bu değerlendirmeleri aşağıdaki gibi vermektedir:

- İlkel disk oluşumu ve evrimi bir yıldızın ömrünün ilk 100 milyon yıllık kısmında meydana gelir. Bu sürenin yıldızdan yıldıza nasıl değiştiğini anlamak, bu aşamadaki yıldız fiziği hakkında detaylı bilgiye sahip olmayı gerektirir.
- Son yıllarda Güneş benzeri yıldızların etrafında çok sayıda gezegen bulunmuştur. Bu yıldızların yaşlarını kabaca tayin etmek mümkün olsa da, böyle sistemlerin dinamiğinin daha iyi anlaşılması için yaşları duyarlı şekilde tayin edilmelidir.
- Galaksimizin oluşumunu, evrimini ve dinamiğini bir bütün olarak anlamak için, bütün evrim aşamalarında oldukça uzun süre geçirdiklerinden bu amaca çok uygun nesnelere olan düşük kütleli alan yıldızlarının yaşlarını hesaplamak gerekir.
- Güneş sistemi dışında yaşam aramak, sistem dışında yaşama dair izleri gözlemsel verilerden itibaren anlayabilmek ve biyolojik evrim ile ilgili daha fazla bilgiye sahip olmak isteniyorsa yıldız yaşları tayin edilmelidir.

Astrofizikteki çoğu olayı anlamak için, incelenen olayların yıldız evriminin hangi aşamasında gerçekleştiklerini de bilmek gerekir. Bu da hangi evrim aşamasında, yaş tayiniyle ilgili hangi yöntemin kullanılacağı sorunu doğurur.

Hertzsprung-Russell (HR) diyagramının anakol ve dönüm noktasındaki yıldızlar için en duyarlı yöntem olan eş yaş eğrileriyle yaş tayininin gözlemlerle ilişkili istatistiksel hataları önemli düzeyde olmasına rağmen, literatürde çok az dikkate alınmıştır. Bu hataların dikkate alındığı ilk çalışma Pont ve Eyer (2004) tarafından Bayesian yaklaşım kullanılarak yapılmıştır.

F ve G tayf türündeki yıldızların sayılarının fazla oluşu, bu yıldızların Galaktik diskin oluşumundan beri var olmaları ve evrimleri boyunca ürettikleri ağır elementleri yüzeylerine taşınamaları, Galaktik disk tarihinin araştırılmasında tercih edilmelerinin başlıca nedenleridir. Bahsi geçen yıldızların çekirdeklerinde üretilen ağır elementlerin yıldız atmosferlerini kirletmemesi, bu yıldızların oluştukları ortam hakkında ipuçları

taşıır ve bu da Galaktik disk araştırmaları için çok önemlidir. F ve G tayf türündeki yıldızların kimyasal içeriklerinin fotometrik yöntemle belirlenmesinde Strömğren *uvby β* fotometrik sisteminde yapılmış gözlemler kullanılabilir (Strömğren, 1963; 1987). Feltzing ve diğ. (2001) ile Jørgensen (2000) bu konuda hassas sonuçlar veren çalışmalar yapmıştır. Ayrıca bu yıldızların kimyasal içeriklerinin belirlenmesine yönelik tayfsal çalışmalar için Edvardsson ve diğ. (1993), Fuhrmann (1998), Reddy ve diğ. (2003) ve Bensby ve diğ. (2003) örnek olarak verilebilir.

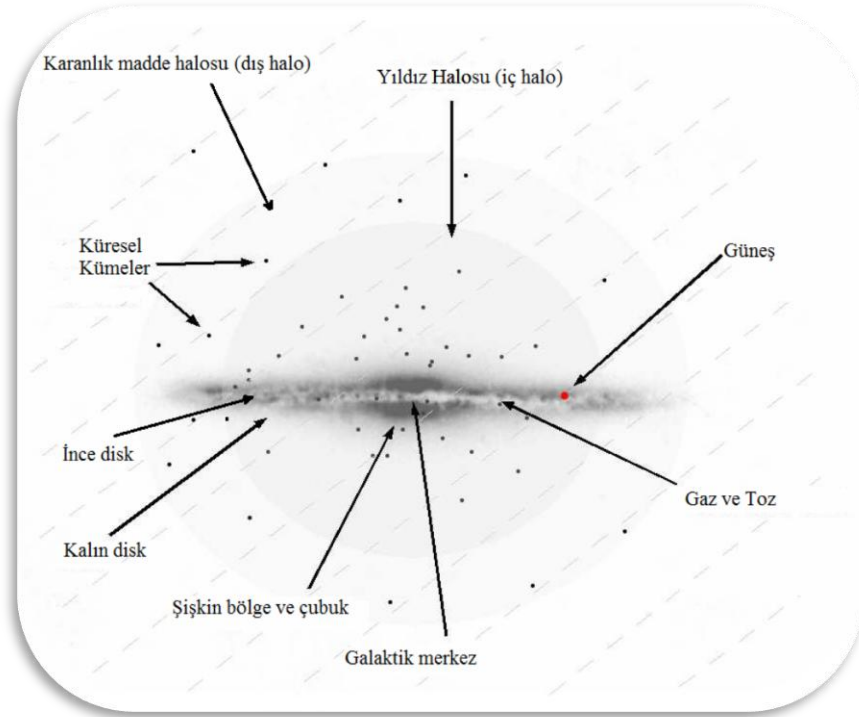
Olsen (1983, 1993, 1994a, 1994b), Güneş civarındaki F ve G tayf türünden yıldızların geniş çaplı *uvby β* fotometrik taramalarını yapmıştır. Bu taramalardan oluşturulan kataloglardaki yıldızlara ait hassas trigonometrik paralakslar ve öz hareketler, sırası ile *HIPPARCOS* (ESA 1997) ve Tycho-2 (Høg ve diğ. 2000) kataloglarından elde edilmiştir. Kataloglardaki yıldızlar için bu parametreler dışında, belirlenmesi güç olan radyal hız verisi de gereklidir. Radyal hız ancak literatürdeki farklı çalışmalardan derlenebilir. Bu şekilde belirlenen trigonometrik paralaks, öz hareket ve radyal hız verileri, Güneş civarındaki yıldızlar için üç boyutlu uzay hızlarının hesaplanmasıyla edilen yaş-hız ilişkilerinin istatistiksel hassasiyetlerinin arttırılmasında önemlidir. Bu verilerin analizinden, Güneş civarında ince diskten farklı popülasyonlara ait yıldızlar da tespit edilebilir; bu yıldızlar Galaktik diskin ötesinde oluşmuşlardır ve Güneş civarındakilerden daha farklı bir evrimsel geçmişe sahiptirler.

Bu tez çalışmasında, RAVE (**R**Adial **V**elocity **E**xperiment) gökyüzü tarama programından F ve G tayf türündeki yıldızlar seçilmiştir. Seçilen yıldızların atmosfer parametrelerinin güvenilirlikleri, fotometrik veriler ile karşılaştırılarak sınanmıştır. Yıldızların uzay hızları tayin edilerek, kinematik ölçütlere göre Galaktik popülasyonlara ayrılmışlardır. Yaş tayininde Bayes teoremi kullanılmış, Galaktik diskteki yıldızlar için yaş-metal bolluğu ve uzay hızı dispersiyonu-yaş ilişkileri araştırılmıştır.

2. GENEL KISIMLAR

2.1. GALAKTİK BİLEŞENLER VE YILDIZ POPÜLASYONLARI

Galaksimiz Samanyolu tipik bir sarmal galaksidir. Esas olarak bir disk ve onu saran bir halodan meydana geldiği söylenebilir (Bahcall ve Soneira, 1980). Ancak geçmişte ve günümüzde yapılan detaylı çalışmalar Galaksimizin bundan daha karmaşık bir yapısı olduğunu göstermiştir (Gilmore ve Reid, 1983; Gilmore ve Wyse, 1985; 1986). Şekil 2.1, Galaksinin farklı bileşenlerini temsilen göstermektedir. Galaksimizin başlıca bileşenleri şunlardır: Şişkin Bölge, Çubuk, İnce Disk, Kalın Disk, Yıldızlar Halosu, Karanlık Halo ve Yıldızlararası Ortam. Hatta Galaksimizin yıldız bileşenleri arasında sarmal kolları ve bir yıldızlar halkasını da sayabiliriz.



Şekil 2.1 Galaksimizin bileşenlerini gösteren temsili bir şekil (Jones ve Saha, 2007).

Bir galaksi olarak Samanyolu'nun yapısının incelenmesinde hem galaktik dışı astronomiden hem de yıldız popülasyonlarından yararlanılır. Samanyolu'nun yapısı ve özellikleri hakkında doğrudan doğruya elde edilen bilgiler ile diğer galaksilerin incelenmesinden elde edilen bilgilerin birleştirilmesi sonucu Galaksimizin yapısı

hakkında ayrıntılı bilgiye ulaşılabilir. Yıldız popülasyonları ise fiziksel ve kinematik özellikleri ile uzaydaki dağılımları bakımından farklılıklar gösterdiklerinden bunların incelenmesi ile de Galaksimizin yapısı hakkında ayrıntılı bilgiye ulaşılabilir.

Dağılımları yaş, kimyasal yapı ve kinematik bakımdan üç değişkenli bir fonksiyonla temsil edilen yıldız topluluğuna popülasyon denir. Galaksilerde farklı yıldız popülasyonları olduğu fikri Baade (1946) tarafından ortaya atılmıştır. Baade, ilk defa, Güneş civarındaki yıldızlarla küresel kümelerin yapısında farklılık görmüş ve Güneş civarındaki yıldızlar için popülasyon I (Pop I), küresel kümeler için de popülasyon II (Pop II) terimini kullanmıştır. Daha sonra M31 galaksisindeki yıldızların fotografik plaklarından itibaren elde ettiği sonuçlar ile M31 galaksisindeki yıldızları da iki farklı gruba ayırmıştır. Böylece bu durumun sadece Galaksimize özgü değil, evrensel bir bilgi olduğunu tespit etmiştir.

Pop II yıldızları oluşumlarını tamamlamış, metal bakımdan fakir, halo ve şişkin bölgede bulunan, eliptik yörüngelerde dolanan yaşlı yıldızlardır. Pop I yıldızları ise halen oluşan veya anakolda evrimleşen, metal bakımından zengin, disk ve sarmal kollarda bulunan ve dairesel yörüngelerde dolanan genç yıldızlardır.

Güneş Galaktik merkezden itibaren, disk üzerinde 8 kpc uzaklıkta bulunmaktadır ve Güneş gibi Pop I yıldızları çoğunlukla diskte yer almaktadır. Diskte gaz ve toz hâkimdir. Örneğin genç yıldızların olduğu bölgelerde HII (Hidrojenin bir kere iyonlaşmış hali) bulunurken, Galaktik diskin oldukça uzak bölgelerine kadar HI (Hidrojenin nötr hali) hakimdir. Diskteki tozun varlığı, yıldız parlaklıklarındaki sönükleşmeden anlaşılabilir. Diskteki toz, Galaksinin kaç sarmal koldan meydana geldiğinin araştırıldığı çalışmaları güçleştirir. Son çalışmalarda Samanyolu'na ait beş temel sarmal kolun olduğu söylenmektedir (Churchwell ve diğ., 2009).

Haloda küresel kümeler ve sayıları çok fazla olmamakla beraber çok yaşlı alan yıldızları bulunmaktadır. Bu yıldızlar metalce çok fakir olup Pop II sınıfına dahil edilirler. Bununla beraber kütesinin çok fazla olduğu bilinen, fakat gözlemsel olarak belirlenemeyen bir karanlık madde halosu da Galaksimizi çevrelemektedir.

2.1.1. Şişkin Bölge ve Çubuk

Galaksinin en parlak kısmı şişkin bölge olarak göze çarpmaktadır. Şişkin bölgenin özellikleri bir eliptik galaksinin özelliklerine benzer, sanki her bir sarmal galaksinin merkezinde küçük bir eliptik galaksi varmış gibi düşünülebilir. Bu bölgede hem Pop I hem de Pop II yıldızlarına rastlanabilir. Şişkin bölge Galaksi merkezinde, yaklaşık 2 kpc yarıçaplı küresel ve parlak bir bileşendir. Bu bölgedeki yıldızlar genel olarak yaşlıdır ve geniş bir metal bolluğu dağılımı ($+1 \leq [\text{Fe}/\text{H}] \leq -1$ dex) gösterirler.

Galaksinin şişkin bölgesi çok parlak olmasına rağmen, bu bölgedeki toz parlaklığın çok azalmasına sebep olur. Özellikle görsel bölgede 28 kadire kadar varan sönükleşmeden dolayı buradaki yıldızların gözlenmesi çok zordur. Ancak tozun az olduğu bazı bölgelerde (örneğin Baade Penceresi, $b = -3,9, l = 1^\circ$) ve farklı dalgaboyu aralıklarında gözlem yapabilmek mümkündür.

Şişkin bölge ve çubuk bileşenlerini, Galaktik düzlemdeki konumumuzdan dolayı bakışımız ve sönükleşme nedeniyle, diğer bileşenlerden ayırt etmek zordur. van Loon ve diğ. (2003) ISO (Infrared Space Observatory) uydusuyla gerçekleştirilen 7 ve 15 μm 'de Galaksinin iç kısımlarını incelemek için en büyük görüntüleme programlarından biri olan *ISOGAL* taramasıyla elde edilmiş uzak kızılötesi verileriyle yaptıkları çalışmada, şişkin bölgenin Galaktik merkezden itibaren 1 kpc'lik kısmının simetrik olduğunu göstermişlerdir. Bunun yanı sıra toz sönükletmesinin engellemesine rağmen şişkin bölgenin üç eksenli olduğu netlik kazanmış ve bu üç eksenli yapıda yıldızların dağılımından itibaren varlığından şüphelenilen dönen bir çubuk yapı olduğu modellerle ilk defa desteklenmiştir (Bissantz ve Gerhard, 2002). Bu çubuk yapı şişkin bölgedeki yıldızların kinematığının asimetrikleşmesine yol açmaktadır (Parker ve diğ., 2003). İnce, uzun ve Galaktik düzlemde bulunan ($|b| < 2^\circ$) çubuk, $43^\circ \pm 1,8$ konum açısıyla yönlenmiştir (Lopez-Corredoira ve diğ. 2007). Araştırmaların gösterdiğine göre çubuk, relatif olarak yaşlı ve kırmızı yıldızlardan oluşur.

2.1.2. İnce Disk

Galaksinin en temel bileşeni olan ince disk oldukça zengin bir içeriğe sahiptir; gaz ve toz, kümeler, sarmal kollar, şişkin bölgenin dışındaki yüzük yapı gibi. Bu zengin içerik sayesinde Galaktik evrim çok daha kolay araştırılabilir.

İnce diskteki yıldızların hemen hemen hepsi popülasyon I, yani metalce zengin orta yaşlı ya da genç yıldızlardır. Yaş-metal bolluğu ilişkisinde görülen saçılma (Edvardsson ve diğ., 1993), yani metalce zengin ve nispeten fakir ince disk yıldızlarının çok çeşitli yaşlarda olabilmeleri çeşitli yollarla açıklanmaya çalışılmıştır. Örneğin, Francois ve Matteucci (1993) ile Sellwood ve Binney (2002) radyal göç ve karışmayla yıldızların yer değiştirebileceğini öngörmüş; bununla beraber Geiss ve diğ. (2002), etraftaki cüce galaksilerden ya da galaksilerarası ortamdan Galaksimize metalce fakir gaz veya yıldızlar geçmesinin bu tür saçılmalara neden olabileceğini söylemiştir.

İnce diskteki genç yıldızlar 0,07 dex/kpc değerinde düz bir bolluk değişimi gösterirler (Luck ve diğ., 2006). Diskin dış kısımlarındaki daha yaşlı yıldızlar ise daha belirgin bir bolluk değişimine sahiptirler. Bununla beraber Carney ve diğ. (2005) diskten dış kısımları için $R > 12$ kpc uzaklıkta radyal bolluk değişiminin düzleştiğini göstermiştir.

Yıldız yaşları ile metal bolluğu ve hız dispersiyonu arasındaki ilişkiler, ince diskin kimyasal ve dinamik evrimini açıklayan temel gözlemsel bulgulardır. Yaş-metal bolluğu ilişkisi (age-metallicity relation, AMR) farklı yazarların farklı sonuçlar bulmasından ötürü çok net değildir. Örneğin Rocha-Pinto ve diğ. (2004) yaş ile metal bolluğunun çok dik bir şekilde azaldığını bulmuşken, Nordström ve diğ. (2004) yaş ile metal bolluğunun değişmediğini göstermiştir. Daha eski çalışmalarda ise metal bolluğunun tüm yaşlarda görülebilen büyük saçılmalarına dikkat çekilmiştir. Bu durum sarmal kolların rezonans etkileri yüzünden diskteki yıldızların yörüngelerini değiştirmesinin sonucu olarak meydana gelen radyal karışımla açıklanmıştır (Sellwood ve Binney, 2002). Bu mekanizma iç yörüngelerdeki yıldızların dış yörüngelere göç etmesine yol açar. Dolayısıyla Güneş civarında çok geniş bir metal bolluğu aralığında yıldızlar bulunabilir. Hâlâ bir kuramsal bakış açısı olsa da, radyal karışım disk evrimi için çok önemli bir özelliktir. Son yapılan çalışmalar ince diskte yaş ile metal bolluğu arasında zayıf bir azalma göstermektedir. Ancak, yaş-metal bolluğu ilişkisine

bakıldığında metal bolluğunda 0,1 dex’lik saçılma görülmesi, radyal karışımın Galaktik ince diskin kimyasal zenginliğine önemli katkı yapmadığı yönünde fikirler doğmasına yol açmıştır. (Twarog, 1980; Edvardsson ve diğ., 1993)

Yaş-hız dispersiyonu ilişkisi (age-velocity dispersion relation, AVR) de gözlemsel olarak iyi belirlenemese de yıldızların hız dispersiyonunun yaşla arttığı bulunmuştur (Wielen, 1977). Bunun nedeni yıldızların dev moleküler bulutlar ya da sarmal kollar tarafından tedirgin edilmeleridir. Bu durum “ısınma mekanizması” olarak bilinir. Isınma mekanizması hakkında farklı düşünceler vardır. Kromosferik etkinlik gösteren cücelerin kromosferik yaşları ve kinematik özellikleri Wielen (1977) tarafından incelenerek, bu yıldızların hız dispersiyonlarında yaşa bağlı bir artış tespit edilmiştir. Diğer bir düşünce ise alt devler kullanılarak yapılan bir çalışmadan gelmiştir (Edvardsson ve diğ. 1993). Bu çalışmada ısınmanın ilk ~ 2 milyar yıllık zaman diliminde gerçekleştiği düşünülmüştür. Bundan sonraki sürede ise yıldızların yaşamlarını yörüngelerinde disk ısınmasının olmadığı, Galaktik düzlemin dışı kısımlarında geçirdikleri; bundan dolayı hız dispersiyonlarının $\sigma \approx 20$ km/s değerinden sonra yaşla değişmediği öne sürülmüştür (Seabroke ve Gilmore 2007; Soubiran ve diğ., 2008)

2.1.3. Kalın Disk

Birçok sarmal galaksi ikinci bir disk bileşenine sahiptir. Kalın disk adı verilen bileşende Samanyolu gibi büyük sistemlerdeki görünür maddenin yaklaşık %10-15’i bulunmaktadır. Bu oran daha küçük, diskli galaksilerde %50’ye ulaşabilir (Yoachim ve Dalcanton, 2008).

Galaksimiz için kalın diskin varlığı ilk olarak Gilmore ve Reid (1983) tarafından ortaya atılmıştır. Bu bileşenin dikey hız dispersiyonu yaklaşık 40 km/s olmakla beraber yükseklik ölçeği hakkında henüz netlik yoktur. Ancak, yaklaşık olarak 1000 pc olabileceği öngörülmektedir (Freeman, 2011). Kalın diskin yüzey parlaklığı ince diskin yüzey parlaklığının neredeyse %10’u kadardır ve bu bölgedeki yıldızların Galaktik düzleme yakın olanlarının dönme hızları, ince diskteki yıldızlarla hemen hemen aynıdır. Bu bileşendeki yıldızlar 10 milyar yıldan daha yaşlıdır. Kalın disk yıldızlarının metal bollukları $-1,5 \leq [M/H] \leq +0,5$ dex aralığında değişmektedir (Bensby ve diğ., 2003) ve bu bileşendeki yıldızlar ince diskteki yıldızlara göre metalce fakirdir. Kalın disk

yıldızlarındaki alfa elementleri demire göre daha zengindir ki bu durum kalın diskin yaklaşık 1 milyar yıl zaman ölçeğinde, hızlıca evrimleştiğine kanıt olarak gösterilmektedir. Kinematik ve kimyasal özellikler göz önünde bulundurulduğunda kalın diskin ince diskten ayrı bir bileşen olduğu düşünülmektedir. Bu düşünce, kalın diskin dikey doğrultuda bolluk değişimi göstermemesiyle desteklenmiştir (Gilmore ve diğ., 1995; Ivezić ve diğ., 2008).

Kalın disk, disk galaksilerinde sık görülebilen bir yapıdır. Galaksimizde kalın disk yaşlıdır, kinematik ve kimyasal olarak ince diskten ayrı bir yapıdır. Galaksinin evrim sürecinin anlaşılmasında kalın disk yıldızlarının yörünge dışmerkezlikleri önemli bir araçtır.

2.1.4. Halo

Galaktik halodaki yıldızların $[M/H]$ bollukları $-1,0$ dex'ten daha küçüktür (Carney ve diğ., 1990).. Bu yıldızların kinematik özellikleri kalın disk ve ince disk yıldızlarından çok farklıdır: halonun ortalama dönme hızı sifira yakındır ve yıldızların hız dispersiyonları bunu desteklemektedir. Bunlar göz önüne alındığında halonun büyük kısmının uydu galaksilerin kalıntılarından oluştuğu düşünülmüştür (Searle ve Zinn, 1978). Buradan da Galaksinin halosuna ait bir bileşenin Galaksi oluşum süreci dışında meydana gelmesi olasılığı doğar (Eggen ve diğ., 1962; Samland ve Gerhard, 2003). Halo oluşumu günümüzde sürmektedir: Sagittarius cüce galaksisi Galaksimize katılım için bir örnektir ve bu türden bir olaya başka bir örnek olarak NGC 5907 verilebilir (Martínez-Delgado ve diğ., 2010).

Halo, uzay dağılımları ve fiziksel bakımdan iki ayrı bileşene sahip olarak düşünülmektedir. Bunlardan biri iç halo olarak da tanımlanan yıldız halosu, diğeri ise dış halo olarak tanımlanan karanlık halodur. İç halo dairesel dağılım gösteren, metalce fakir (-1 ila $-2,5$ dex) ve çok yaşlı yıldızların bulunduğu (13 milyar yıl) bir Galaktik bileşendir (Carney ve diğ., 1990). Dış halo 100 kpc yarıçapa ulaşan, cüce galaksilerin dinamik etkileriyle oluştuğu düşünülen bileşendir. Karanlık maddenin baskın olduğu bu Galaktik bileşen, Galaksi kütesinin büyük bir bölümünü oluşturur (Battaglia ve diğ., 2005).

Halo yıldızları 10 milyar yıldan daha yaşlı popülasyon II yıldızlarıdır. Bu yıldızların hız dispersiyonları iç haloda 95 km/s iken, dış haloda 180 km/s'dir (Freeman, 2011). Metal bolluğuna gelince; Nissen ve Schuster'in (2010) $5200 < T_{\text{eff}} < 6300$ K, $-1,6 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0,4$ dex ve $d < 335$ pc parametre aralığındaki 78 cüce halo yıldızı üzerinde yaptığı çalışmada, halo yıldızlarının $[\alpha/\text{Fe}]$ bollukları açısından disk yıldızlarından farklı oldukları belirlenmiştir. Düşük $[\alpha/\text{Fe}]$ bolluğuna sahip yıldızlar yüksek enerjili dejenere yörüngelerdedir ve yüksek $[\alpha/\text{Fe}]$ bolluğuna sahip yıldızlar muhtemelen uydu galaksiler tarafından etkilenen ilkel halo yıldızlarıdır.

Hartwick (1987) metalce fakir RR Lyrae yıldızlarını kullanarak yaptıkları çalışmada yassı bir iç kısımla küresel bir dış kısımdan oluşan, iki bileşenli bir halonun varlığını gösterdiler. Carollo ve diğ. (2010) çoğunlukla $[\text{Fe}/\text{H}] < -0,5$ dex metal bolluğunda 17.000 SDSS (Sloan Digital Sky Survey) yıldızıyla iki bileşenli bir halo ve kalın diskin varlığını desteklediler.

2.2. GALAKSİNİN KİMYASAL EVRİMİ

Kimyasal evrim terimi, Evren'deki kimyasal element bolluklarının Evren'in oluşumundan günümüze kadar nasıl değiştiğini ifade eder. Astronominin bu alanı yıldızların ve yıldızlararası ortamın kimyasal bolluklarını inceleyerek, hem Galaksimiz hem de diğer galaksiler için oldukça önemli evrimsel çalışmalar yapılmasına olanak tanır. Element bolluklarının, zaman, uzaklık ve yıldız hızları gibi parametrelerle nasıl değiştiğinin anlaşılması, kimyasal çalışmaların temel amaçları arasında yer alır.

2.2.1. Yıldızların Yaşam Süreleri

Bir yıldızın yaşam süresi, dolayısı ile evrimi kütlesiyle ilişkilidir. Bununla beraber opasite bazen kütleden bağımsız olarak yıldızların yaşam sürelerini etkiler. Bu genellikle küçük kütleli yıldızlarda olur. Çünkü küçük kütleli yıldızların yaşamları boyunca ürettikleri ağır elementler büyük kütleli yıldızlara kıyasla daha azdır ve bu elementler yıldızın çekirdeğinden daha uzun sürelerde ayrılır.

Yıldızlar büyük, orta ve küçük kütleli olmak üzere temel olarak üç farklı kütle kategorisinde incelenirler.

Büyük kütleli yıldızlar ($10 M_{\odot} \leq m$) muazzam miktarda yakıt harcayarak diğer yıldızlardan daha hızlı evrimleşirler. Bunun temel nedeni, büyük miktardaki kütleden kaynaklanan büyük kütle çekim enerjisinin çekirdeği çok ısıtmasıdır. Bu sayede artan nükleer reaksiyon hızı çok miktarda yakıt tüketimine yol açar. Yakıt tüketimi çok fazla olan bu yıldızlar, ne kadar fazla olursa olsun yakıtlarını kısa sürede tüketirler ve bu yüzden nadir bulunurlar.

Orta kütleli yıldızlar ($1 \leq m < 10 M_{\odot}$) düşük yoğunlukları ve harcadıkları daha az miktardaki yakıttan ötürü daha uzun yaşarlar. Daha küçük kütleli yıldızlar ($1 M_{\odot} > m$) ise galaksinin yaşıyla kıyaslanabilir yaşlarda olabilirler. Hatta neredeyse Galaksinin yaşındaki M cüceleri hâlâ bebeklik döneminde dirler. Uzun ömürlerinden ötürü evrende en çok görülen yıldızlar bu sınıftaki yıldızlardır. Fakat sönük oldukları için çok uzaktakileri belirlemek zordur.

2.2.2. Başlangıç Kütle Fonksiyonu

Başlangıç kütle fonksiyonu (Initial Mass Function, IMF), $\phi(m) \propto dN/dm$ ya da $\xi(m) \propto dN/d \log m \propto m\phi(m)$ ile ifade edilir ve belli bir zamanda ve bölgede, belli bir dm ya da $d \log m$ değerinde farklı başlangıç kütlelerindeki yıldızların göreceli oluşum oranlarını gösterir. Burada m yıldız kütlelerini, N ise yıldız sayısını göstermektedir. Diğer bir deyişle IMF, farklı nesildeki yıldızlardan belli bir kütle aralığında doğanların sayısını ifade eder. Yıldızların doğduklarındaki kütlelerini belirleyen bu fonksiyon yıldız oluşumuyla ilgili en temel fonksiyondur ve yıldız evrim aşamalarının hepsinde önemli rolü vardır. Literatürdeki IMF çalışmalarının çoğu tek ya da çok eğimli güç yasalarıyla, $\sim 0,1-100 M_{\odot}$ kütle aralığında çalışmaktadır (Salpeter, 1955; Scalo, 1986; Kroupa ve diğ., 1993).

2.2.3. Yıldız Oluşum Oranı

Yıldız oluşum oranı (Star Formation Rate, SFR) galaksi evriminde en önemli role sahip parametredir. Yıllar boyunca gözlemsel ve kuramsal araştırmalar yapılmasına karşın hâlâ bu konudaki bilgimiz yeterli değildir.

IMF'nin her yerde sabit kabul edilmesi koşulu altında herhangi bir galaksideki farklı SFR araştırma gözlemleri farklı sonuçlar vermektedir. SFR araştırmalarının çoğu $2 M_{\odot}$ kütesinden daha büyük yıldızlarla yapılmaktadır. Samanyolu'nda bile düşük kütleli yıldızlar için yeterli SFR bilgisi yoktur (Prantzos, 2008).

Yıldız oluşum kanunları IMF ile hesaplanabilirken kimyasal evrim modelleri deneysel yöntemlerle belirlenir. Yıldız oluşumu için öncelikle yeterli miktarda gaz gerekir ve bu da SFR'nin en temel koşullardan birisidir, yani $SFR \propto \sigma_{gaz}^k$. Burada σ_{gaz} gazın yüzey yoğunluğudur ve k 'nin değeri 1-2 aralığında değişebilir (Schmidt, 1959). Diğer yıldız oluşum kanunları, toplam kütle ve Galaktik merkezli yarıçap gibi çarpanlar içermektedir. Dopita ve Ryder (1994), sarmal galaksilerdeki yıldızların parlaklıklarıyla galaksi diskinin H_{α} bandındaki parlaklığı arasındaki gözlemsel ilişkilerden galaksilerdeki yıldız oluşum oranını veren $SFR \propto \sigma_{gaz}^{5/3} \sigma_t^{1/3}$ bağıntısını bulmuştur. Burada σ_t gözlenen bölgedeki tüm maddenin yüzey yoğunluğudur.

2.2.4. Yaş-Metal Bolluğu İlişkisi

Güneş civarındaki cüce yıldızların yaş ve metal bolluğu bilgisi yıldızların oluştukları yıldızlararası ortam hakkında önemli bilgi verir. Zaman geçtikçe yıldızlararası ortam ağır elementlerce zenginleştiğinden, yeni oluşan yıldızların daha önce oluşmuş yıldızlardan metallece daha zengin olması beklenir. Bu sebeple, yaş-metal bolluğu ilişkisi elde edilirken, belli bir yıldız örneği için metal bolluğuyla beraber yaşlar da tayin edilmelidir. Bu türden bir ilişki galaksilerin kimyasal evrimleri hakkında önemli ipuçları elde edilmesini sağlar.

2.2.5. Gaz Akıntıları

Hiçbir galaksi tam anlamıyla izole bir sistem değildir ve çevresiyle madde alışverişi yapması beklenir. Evren'deki baryonik maddenin çoğu gaz formundadır (Fukugita ve Peebles, 2004) ve bu maddenin bir kısmı galaksiler tarafından kütle çekimine uğramaktadır. Ayrıca küçük galaksiler bazen büyük galaksilerin çekimsel alanlarında bulunurlar ve bundan dolayı küçük galaksilerdeki madde ve yıldızlar zamanla büyük galaksilerce yakalanır. İki durumda da galaksilere gaz geçer ve bu durum galaksi evriminde “düşme” modeli olarak adlandırılır (Searle ve Zinn, 1978).

Yeterli kinetik ya da termal enerjiye sahip olduğunda gazın hızı galaksinin kaçış hızından fazla olur ve galaksiyi terk eder. Kinetik enerji, diğer galaksilerle kütle çekimsel etkilerle ya da galaksilerarası maddenin galaksiye çarpmasıyla artabilir. Sıcaklık artışı da süpernova patlamalarıyla meydana gelebilir.

2.2.6. Radyal Göç

Yaşamlarının sonuna gelen yıldızların içerdikleri ağır elementleri yıldızlararası ortama aktarması sonucunda yıldızlararası ortamın metal bolluğu artar. Samanyolu'ndaki yıldızlararası ortamın metal bolluğu Galaksi dışına doğru azaldığı Wilson ve Rood (1994) tarafından, durumun diğer galaksilerde de benzer olduğu Henry ve Worthey (1999) tarafından gösterilmiştir.

Güneş civarındaki yıldızların yaş-metal bolluğu ilişkileri incelendiğinde metalce zengin yıldızların yaşlı yıldızlar bölgesinde yer aldıkları görülmüştür (Edvardsson ve diğ., 1993; Haywood, 2008). Feltzing ve diğ. (2001), yaş-metal bolluğu ilişkisinin tayf türüne bağlı olduğunu Hipparcos verilerini kullanarak göstermiştir. Geneva-Copenhagen gökyüzü taramasındaki (Nordström ve diğ., 2004) yıldızların yaş-metal bolluğu ilişkisinin ancak 3 milyar yıldan daha genç yıldızlar için geçerli olduğu da gösterilmiştir (Haywood, 2008). Bu ilişki daha yaşlı yıldızlarda düzleşmektedir. Bunun nedeninin, yaşlı yıldızların genç yıldızlardan daha büyük hız dispersiyonuna sahip olmalarından dolayı (Holmberg ve diğ., 2009), Samanyolu'nun iç ve dış kısımlarındaki yıldızların Güneş civarına gelmeleri olduğu düşünülmektedir.

Yaşlı yıldızlarda görülen metalce zengin üyelerin açıklanmasında kullanılan başka bir model de radyal göçtür (Haywood, 2008; Schönrich ve Binney, 2009). Galaksinin merkezi kısımlarındaki gaz ve yıldız asimetrisi çekimsel tedirginliklere yol açarak, metalce zengin yıldızların küçük enerji değişimleriyle daha büyük çaplı enerjetik yörüngelere geçmelerine sebep olur. Böylece yıldızlar iç yörüngelerden dış yörüngelere göç ederler. Bu durum gözlemsel olarak, örneğin Samanyolu'nun iç kısımlarında hareket eden gazların yörüngelerinin dairesel olmamasıyla (Bissantz ve diğ., 2003), yıldız oluşum bölgelerinin eksen-simetrik olmayan hareketleriyle (Xu ve diğ., 2006), Güneş civarında hareket eden yıldızların oldukça farklı yaşlarda olmalarıyla (Famaey ve diğ., 2005; Antoja ve diğ., 2008) açıklanabilir.

2.3. YAŞ-METAL BOLLUĞU ve YAŞ-HIZ DİSPERSİYONU İLİŞKİSİ

Galaktik diskte yaş-metal bolluğu ve yaş- σ (σ : hız dispersiyonu) ilişkileri 1980'li yıllardan bu yana araştırılmakta olup, kimyasal oluşum modellerinden elde edilen sonuçlar gözlemler ile uyuşmamaktadır. Metal bolluğu çalışmaları duyarlı tayfsal gözlemlerden hesaplandığından, Güneş civarındaki yıldızlar için elde edilmiş element bollukları güvenilirdir. Ancak yıldız yaşlarının tayini sorunlu olduğundan yaş-metal bolluğu ve yaş- σ ilişkileri bozulmaktadır.

Twarog (1980) Strömgen fotometrisi ile Güneş civarındaki F tayf türünden 100 anakol yıldızının metal bolluğu ve yaş tayinlerini yaparak, diskte metal bolluğunun genç yıldızlardan yaşlı yıldızlara doğru düzgün azaldığını göstermiştir. Bu çalışmadaki yaşlar için metal bolluğundaki saçılma 0,14 dex'tir. Güneş civarında 189 anakol yıldızının metal bolluğu-yaş ilişkisini inceleyen Edvardsson ve diğ. (1993), yaşlar ile metal bolluğu arasındaki saçılmayı 0,25 dex olarak verir. *HIPPARCOS* trigonometrik paralakslarını ve duyarlı tayfsal gözlemleri kullanan Feltzing ve diğ. (2001) Güneş civarı için yaş-metal bolluğu ilişkisinin tayf türüne bağlı olduğunu göstermiştir. F, G ve K tayf türündeki yaklaşık 6.000 cüce yıldızdan oluşan örneklerinde, tüm yaşlar dikkate alındığında metal bolluğunda büyük bir saçılma görülmüştür (Feltzing ve diğ., 2001). Veri sayısı arttıkça saçılmanın da artması dikkat çekicidir.

HIPPARCOS uydu verilerini CORAVEL radyal hız verileriyle birleştirerek kullanan Nordström ve diğ. (2004), F ve G tayf türündeki yaklaşık 16.000 cüce yıldızın uzay hızlarını ve Strömgen fotometrik verilerinden de metal bolluklarını hesaplamıştır. Fotometrik ve tayfsal gözlem verilerinden itibaren hesaplanan yaşlar ile 40 pc içindeki yıldızlardan yaş-metal bolluğu ilişkisini araştıran bu yazarlar; sonuç olarak, 1-20 milyar yıl arasında ortalama metal bolluğunda bir değişim olmadığını göstermekle beraber, yaş-metal bolluğu ilişkisindeki saçılmayı $\sim 0,20$ dex verdiler.

Galaktik diskin oluşumunun araştırılmasında yaş ile hız dispersiyonları arasındaki ilişkilerden faydalanılır. Yıldızların oluştuğu moleküler bulutların hız dispersiyonları, Güneş civarındaki yaşlı yıldızların dispersiyonlarından 3-5 kat daha küçüktür (Seabroke ve Gilmore, 2007). Başlangıçta yavaş hareket eden yıldızların hızlarını her doğrultuda

değiştiren ve yıldızları zamanla daha yüksek dispersiyonlu yörüngelere sürükleyen süreçlere disk ısınma mekanizmaları denir. Disk ısınma mekanizmaları galaksi evriminde önemli role sahiptir.

Bununla birlikte dikey doğrultudaki disk ısınması beklenmeyen bir durumdur. Yıldızlar yaşamlarının büyük bir kısmını Galaktik düzlemden yüksekte, yörüngelerinin Galaksi merkezine en uzak noktası civarında geçirirler. Dikey doğrultuda dispersiyon gösteren yıldızların yaşamları boyunca Galaktik düzlemden yukarıya taşınabilecekleri bir ısınma mekanizmasına maruz kalmaları gerekmektedir. Sarmal kollarda bulunan moleküler bulutlar yıldızları kütle çekimsel olarak etkiler (Spitzer ve Schwarzschild, 1953). Bu düşünce, eğer dikey doğrultudaki dispersiyonun nedeni moleküler bulutlarsa yıldızların dikey hız bileşenindeki dispersiyonun yıldızın yaşam süresi boyunca devam etmeyeceği, belli bir süreden sonra dispersiyonun sabit kalacağı anlamına gelmektedir.

Literatürde bu gözlemsel ısınma mekanizmalarını açıklayan birçok model vardır. Lacey ve Ostriker (1985) tarafından oluşturulan, Fuchs, Dettbarn ve Wielen (1994) ve Hänninen ve Flynn (2002) tarafından sayısal benzetimleri yapılan modelde halodaki kara deliklerin saçılmalara sebep olabileceği gösterilmiştir. Carr ve Lacey (1987) ayrıca düşük kütleli nesne kümelerinin diski ısıtabileceğini ortaya koymuştur. Ancak bu ana mekanizmaların hiçbiri doğrudan gözlemlerle desteklenememiştir. Cüce galaksilerin Galaksimizle birleşmesi de başka bir ısınma mekanizması olarak düşünülmüştür (Toth ve Ostriker, 1992; Walker, Mihos ve Hernquist, 1996; Huang ve Carlberg, 1997). Büyük kütleli uydu galaksilerin Galaktik diske düşmesi disk ısınmasına neden olmaktadır (Quinn, Hernquist ve Fullagar 1993) ve $\text{yaş}-\sigma_w$ ilişkisini etkilemektedir. Galaktik çubuğun yıldızlar üzerindeki etkisi de ısınma mekanizmalarına örnek olarak verilebilir (Kalnajs, 1991; Dehnen, 1999, 2000; Fux, 2001; Quillen, 2003).

Yaş-metal bolluğu ve yaş- σ ilişkilerinde görülen belirsizlikler ancak homojen olmayan Galaktik kimyasal evrim modelleriyle açıklanmaktadır. Bu evrim modelleri, yıldızların oluştuğu moleküler bulutlardaki kendi kendine zenginleşmeyi ve Galaktik diskte karakteristik karışım zamanından daha kısa bir zaman ölçeğinde yıldız oluşumunu başlatan metalce fakir gazın parçalar halinde düşüşüyle açıklanmaktadır.

2.4. YILDIZ YAŞI TAYİN YÖNTEMLERİ

Yıldız yaşları doğrudan tayin edilemez. Genellikle modellerden ya da deneysel yöntemlerden tayin edilir ve bütün yaş aralıkları ya da her tayf türünden yıldızlar için tek bir yöntem kullanılamaz.

Galaksideki yıldız oluşum aşamalarının hepsinde bulunabildiklerinden, küçük kütleli yıldızları çalışmak daha yararlıdır. Bunun yanında yıldız modellerini test etmek ve Galaksi evrimini anlamak için küresel kümeler en uygun çalışma alanıdır.

Yıldız yaşları tayin edilirken genel olarak üç yöntem izlenir. Bunlar temel ve yarı temel yöntemler, modellere bağlı yöntemler ve deneysel yöntemlerdir. Bu yöntemlerin her biri farklı özellikteki yıldızlar için, eldeki veriler doğrultusunda kullanılabilirler (Soderblom, 2010).

2.4.1. Temel ve Yarı Temel Yöntemler

Yıldız yaşları hesaplanırken fiziksel süreçlerin tamamen anlaşıldığı tekniklere temel yöntemler denir. Bu yöntemle sadece Güneş'in yaşı tayin edilebilir, çünkü Güneş Sistemi'ndeki uzun yarılanma süreli atomlar Güneş'in yaşı hakkında net bilgiler verir.

Yarı temel yöntemler bazı varsayımlara ihtiyaç duyar. Örneğin kinematik olarak yaşı tayin edilecek bir yıldız grubunun yörüngelerinin zamanla başka etkenlerle çok fazla değişmediği varsayılır ve yıldızların Galaktik potansiyelleri hakkında tahmin yapılır. Bunun yanı sıra gruptaki yıldızların aynı fiziksel süreçlere tabii olduğu, dolayısıyla birbirlerine (metal bolluğu, uzay hızı, yaş gibi) birçok yönden benzer oldukları da varsayılır.

2.4.1.1. Nükleokozmokronometri

Nükleokozmokronometri uzun yarılanma sürelerine sahip izotoplarla yıldız yaşlarının tayin edilmesini sağlar. Burada en önemli nokta adı geçen izotopların yıldız tayflarında belirlenebilir şiddette olmasıdır. İzotopların başlangıç kütle miktarlarının ne olacağı bir varsayım şeklinde önceden tahmin edilebilir ve bu radyoaktif elementlerin gözlenen

miktarları hesaplanarak, atomun yarılanma süresinden yıldızın yaşına dair bilgi elde edilir.

Daha çok kalın disk ve halo yıldızları için kullanışlıdır. Metalce fakir bu yıldızlardaki toryum (Th) ve uranyum (U) izotoplarının keşfedilmesine dayanır. Ayrıca bu yöntem Galaksinin erken dönemlerinde elementlerin nasıl zenginleştiğine dair bilgi verir.

Ludwig ve diğ. (2010) bu yöntemin son çalışmalarını ve yöntemle alakalı hataları özetleyen bir çalışma yayınladı. Bu çalışmada ^{238}U ($\tau_{1/2}=4,47$ milyar yıl) ve ^{232}Th ($\tau_{1/2}=14,05$ milyar yıl) izotopları kullanılmıştır. Burada $\tau_{1/2}$ yarılanma süresini göstermektedir. Th çizgileri daha kolay gözlenir, çünkü örneğin Th II çizgisi 4019 Å dalgaboyundadır.

U ve Th izotop bollukları, bu iki izotop ile aynı yolla oluştuğu düşünülen, Yer'deki evropiyum (Eu), osminyum (Os), hafniyum (Hf) ya da iridyum (Ir) gibi elementlerle karşılaştırılarak hesaplanır. Cowan ve diğ. (1999) bu gibi r-süreci elementlerinin hep aynı yolla oluştuğunu söylemektedirler. Aslında bu varsayım kesinlik taşımaz. Kratz ve diğ. (2007) Th bolluğu tayininde kullanılabilecek en uygun elementin Hf olduğunu savunmaktadır. Çünkü bu ikisinin kütleleri birbirine çok yakındır. Ancak Ludwig ve diğ. (2010) Th/Hf oranının fiziksel bir anlamının olmadığını göstermiştir.

Snedden ve diğ. (2003) CS 22892-052 yıldızının yaşını $12,8 \pm 3$ milyar yıl olarak bulmuştur. Bu yaş *WMAP*'ın (Wilkinson Microwave Anisotropy Probe) evren için öngördüğü yaş olan $13,7 \pm 0,2$ milyar yıl (Bennett ve diğ. 2003) ile uyumludur. Ancak aynı çalışmadaki bazı yıldız yaşları evrenin yaşıyla uyumlu değildir. Galaksideki bilinen en yaşlı yıldız olan HE 1523-0901 için, hem U hem de Th ile hesaplanan ortalama 13,2 milyar yıllık yaş evrenin yaşıyla tutarlıdır (Frebel ve diğ., 2007).

Kuramsal olarak nükleokozmometri yaşlı anakol yıldızları için idealdir, ancak pratikte sadece metalce fakir yıldızlar için uygundur. Çünkü metalce zengin, Güneş benzeri yıldızlarda U ve Th belirlenmesi çok zordur.

Bu bilgiler ışığında nikleokozmokronometri yönteminin olumlu yönleri aşağıdaki gibi listelenebilir:

- Uzaktan bağımsız olarak Galaksinin en yaşlı yıldızlarına uygulanabilir.
- Tek yıldızlara uygulanabilir.
- Fizik süreçleri iyi anlaşılmıştır.

Yöntemin olumsuz yönleri ise aşağıda listelenmiştir:

- Zayıf tayfsal çizgileri belirlemek için yüksek çözünürlüklü ve sinyal/gürültü oranlı tayflar gerekmektedir. Genellikle bir elementin tek çizgisi belirlenir.
- Yöntem çizgilerin karışmasından (blending) ötürü sadece metalce fakir yıldızlarda işe yarar. Çok az yıldızda Th ya da U çizgileri gözlemlenmiştir.
- Hatalar en az %20'dir. Ludwig ve diğ. (2010) tek yıldızlarda yaştaki hatayı 2,5 milyar yıl olarak tayin etmiştir.
- Özellikle Yer'deki Eu, Os, Hf ya da Ir gibi nadir elementlerin beklenen üretim oranlarında önemli sistematik hatalar vardır.

2.4.1.2. Kinematik Yaşlar

Yıldızların doğumundan itibaren Galaksi etrafındaki hareketleri boyunca karşılaştıkları kütle çekimsel etkiler yıldızların hız dispersiyonlarında bir artışa neden olur (Spitzer ve Schwarzschild, 1953; Chandrasekhar, 1960; Hénon, 1973). Brown ve diğ. (1997) *HIPPARCOS* verilerinden yararlanarak, Güneş'ten 1 kpc uzaklıktaki OB oymaklarının kinematik yaşlarını tayin etmiştir. Bu çalışma öz hareket verilerine dayanır. Kinematik yaş tayini için öz hareket verilerinden itibaren iki klasik yöntem kullanılabilir. Bu yöntemlerden ilki, aynı bölgede eşzamanlı oluşan grup yıldızlarının öz hareketlerinin benzer olması varsayımına dayanır. Yöntemin özü, yıldızların bugünkü öz hareketlerinden itibaren, bir arada oldukları zamanın tahmin edilmesi yoluyla yaşın tayin edilmesidir. İkinci yöntemle yıldızların öz hareketlerinin zamanla değişimi tespit edilir ve değişimin saçılmasıyla yıldız grubunun genişleme katsayısı hesaplanır. Belirlenen genişleme katsayısı bu grubun kinematik yaş tayini için kullanılır.

İkinci yöntem seçilen doğrultuya ve radyal hızdan dolayı gerçek olmayan genişleme etkilerine bağlı olarak yaş tayininde hatalara neden olur. İlk yöntemden hesaplanan

kinematik yaş her zaman gerçek değerden fazla olur, bu da OB oymaklarının başlangıç boyutlarının tayin edilmesine olanak sağlar.

Bu yöntem üç boyutta da hassas kinematik verilere ihtiyaç duyar. Bununla beraber yıldız gruplarının yörüngeleri, yörünge civarındaki büyük kütleli cisimlerce etkilenir. Bu cisimlerin yaş üzerindeki etkileri Wielen (1977) ile Aumer ve Binney (2009) tarafından incelenmiştir. Alan yıldızlarının yörüngelerini bozabilecek etkiler vardır ve bu etkilerin zaman ölçekleri 200 milyon yıl, yani neredeyse bir yörüngesel dönme civarındadır (Janes ve Phelps 1994; Janes ve diğ., 1988). Dolayısıyla örneğin 10^8 yıldan daha genç yıldızlar bu olgudan pek etkilenmeyebilirler. Ancak yukarıda bahsedilen ilk yöntemle yaşlı yıldızların yaş tayinini yapmak pek güvenilir değildir.

Kinematik yaş tayini yöntemlerinin olumlu yönleri aşağıdaki gibi özetlenebilir:

- Kinematik yaş tayini az sayıda varsayım gerektirir ve yıldız modellemesi içermez. Duyarlı üç boyutlu uzay hızları ve astrometri gerektirir.
- Yöntem diğer yöntemlerin iyi çalışmadığı çok genç yıldızlara uygulanabilir.
- Büyük kütle aralığındaki yıldızlara uygulanabilir.

Bu yöntemlerin olumsuz yönleri ise aşağıda listelenmiştir:

- Kinematik olarak geri gitme sadece yıldız gruplarına uygulanabilir, tek yıldızlara uygulanmaz.
- Yöntem sadece 20 milyon yıl yaşına kadar genç gruplara uygulanabilir.
- Genellikle küçük kütleli sönük yıldızlar için pek mümkün olmayan duyarlı paralaks ölçümü gerektirir.

2.4.2. Modellere Bağlı Yöntemler

Yaş tayini yöntemlerinin çoğu modellere bağlıdır. Bunlardan en çok kullanılanı eş yaş eğrisi modelidir. Gözlemlerle en iyi uyumu veren modeller elde edilmeye çalışılır. Modele bağlı yöntemlerde gözlem kalibrasyonları büyük bir önem taşır. Modellerin kızarmayı içermemesinden dolayı yıldızlararası kızarmanın doğru hesaplanması gerekir.

2.4.2.1. Anakol Yıldızları için Eş Yaş Eğrisi Yöntemi

Renk-kadir diyagramı (Colour-Magnitude Diagram, CMD) ya da Hertzsprung-Russell diyagramı (Hertzsprung-Russell Diagram, HRD) üzerinde, yıldızların gözlemsel

parametreleriyle en uyumlu eş yaş eğrisinin belirlenmesiyle yaş tayini yapılabilir. Yöntem etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi, metal bolluğu, parlaklık parametrelerinin ve bu parametrelere ait hataların çok hassas şekilde bilinmesini gerektirir.

Edvardsson ve diğ. (1993), Ng ve Bertelli (1998), Nordström ve diğ. (2004) ile Holmberg ve diğ. (2009) bu yöntemi Geneva-Copenhagen gökyüzü taramasındaki yaklaşık 14 bin FGK yıldızına uygulamıştır. HRD üzerinde model eş yaş eğrileri yıldız konumuna göre interpolate edilerek en uygun eş yaş eğrisi tayin edilir. Ancak bu interpolasyonun yapılması, eş yaş eğrilerinin karmaşık şekillerinden ve aralarındaki mesafelerin eşit olmamasından dolayı zordur.

Doğrudan eş yaş eğrisi interpolasyonu ile yaş tayini yapılırken (Karataş ve diğ., 2005) bir yandan da bazı farklı yaklaşımlarla interpolasyon üzerindeki zorlukların üstesinden gelinmeye çalışılmıştır (Pont ve Eyer, 2004). Pont ve Eyer (2004) Bayesian yöntemi kullanarak Geneva-Copenhagen gökyüzü taramasındaki, anakol ömürlerinin üçte birine gelmiş F ve erken G tayf türünden yıldızların yaşlarını tayin ettiler. Bu yaklaşımla yaşları daha duyarlı hale getirmelerine rağmen, hatalar hâlâ oldukça büyüktür.

Jørgensen ve Lindegren (2005) kütleleri de dikkate alarak büyük bir sentetik yıldız topluluğuna birkaç yöntemi uyguladıktan sonra, en duyarlı sonuçları Bayesian yöntemin verdiği kanısına ulaştılar ve bu sayede Pont ve Eyer'in (2004) yöntemini de geliştirmiş oldular.

Takeda ve diğ. (2007), Pont ve Eyer (2004) ve Jørgensen ve Lindegren (2005) tarafından yapılmış çalışmalarda dikkate alınmayan, $0,8 M_{\odot}$ ile $1,3 M_{\odot}$ kütle aralığındaki G cücelerini incelediler. Ancak bu çalışmada sadece bazı koşullar altında duyarlı yaşlar bulunmuştur.

Eş yaş eğrisi yöntemiyle bulunan yaşların hata mertebeleri büyüktür. Jørgensen ve Lindegren (2005) büyük kütleli evrimleşmiş yıldızların yaşlarındaki belirsizliği %20 oranına kadar azaltmışlardır. Anakol ve alt dev yıldızlarının yaş tayinindeki belirsizlik ise %50 civarındadır.

Takeda ve diğ. (2007) daha duyarlı verilerle A-F tayf türünden ($\sim 1,4 M_{\odot}$) yıldızların yaşlarını tayin etmiş ve belirsizlikleri %25 oranında vermişlerdir. Hata analizlerinde, etkin sıcaklık ve bolometrik düzeltme (BC) üzerindeki belirsizlikleri hesaba katmamışlardır.

Eş yaş eğrisi yönteminin olumlu yönleri aşağıdaki gibi özetlenebilir:

- Güneş benzeri yıldızlar için yöntemde kullanılan modellerin fiziği iyi anlaşılmıştır.
- Diğer yöntemlerin yeterince kullanışlı olmadığı, orta veya büyük kütleli ya da yaşlı yıldızlar için oldukça uygundur.

Eş yaş eğrisi yönteminin olumsuz yönleri ise aşağıdaki gibidir:

- Duyarlı gözlemsel veriler olsa bile eş yaş eğrilerinin şekillerinden kaynaklanan belirsizlikler vardır. Bu etki küme yaşlarının yorumlanmasıyla giderilebilir.
- Çift yıldız oduğu tespit edilememiş sistemler olduklarından daha parlak görünebilirler. Ancak Jørgensen ve Lindegren (2005) bu etkinin çok büyük olmadığını göstermiştir.
- Hata analizi karmaşıktır.
- İyi tanımlanmış bir yaşta dahi sistematik hatalar dikkate alınmadan önce hatalar %20 – 50 civarındadır.
- Eş yaş eğrisi yönteminde yıldızların en azından anakol (main-sequence, MS) yaşlarının üçte birine gelmesi gerekir. Böylece yıldızlar CMD üzerinde sıfır yaş anakolundan (zero age main-sequence, ZAMS) uzaklaşmış olurlar. Bu durum daha çok orta kütleli yıldızların lehinedir.
- HRD üzerinde aynı noktadan birçok eş yaş eğrisi geçebilir. Hangisinin daha uygun olduğunu bulmak için Bayesian yaklaşım kullanılmalıdır (Jørgensen ve Lindegren, 2005).

2.4.2.2. Anakol Öncesi Yıldızları için Eş Yaş Eğrisi Yöntemi

Anakol öncesi (Pre-main sequences, PMS) yıldızların HRD üzerindeki yerini belirleyen parametrelerin tayini; yıldız oluşum sürecinden arta kalan maddenin kızarmada nasıl rol aldığı, ne kadar sönükleştirdiğini tam olarak bilememekten ötürü zordur.

Bazı PMS yıldızlarının, çevrelerindeki maddeden ötürü kızılötesi (infrared, IR) artıkları vardır. Diğer PMS yıldızları da yeni madde birikimiyle alakalı olan mavi artık ve/veya sürekli artık salınımı gösterirler. Bunun yanısıra PMS yıldızlarının heterojen atmosferleri tek bir sıcaklık değeriyle ifade edilmez.

Bu tür sorunlar uygun bir seviyeye indirildiğinde, PMS yaşları eş yaş eğrileri ve kütle evrim yollarının yıldızın HRD üzerindeki konumuyla karşılaştırılmasından itibaren tayin edilir.

PMS yıldızları için eş yaş eğrisi yönteminin olumlu yönleri şunlardır:

- Bu yöntem yıldızlar için hızla ve sistematik olarak değişen bir özellik olan ışınma gücünü kullanır.
- Modeller arasındaki fark az olduğu için, bu teknik büyük kütleli yıldızlar için daha uygundur.

PMS yıldızları için eş yaş eğrisi yönteminin olumsuz yönleri de aşağıdaki gibi listelenebilir:

- Yıldızları HRD üzerine yerleştirmek T_{eff} ve L_{bol} tayinini gerektirir ve bu iki parametre de yıldızın etrafındaki artık maddeden dolayı oluşan kızarmadan ve sönmüşmeden etkilenir.
- Çift yıldızlar yaşta belirsizliklere yol açabilir.
- PMS modelleri, açıklaması zor olan ve yıldızın etrafında biriken maddenin oluşumuna dair varsayımlara bağlıdır.
- Bu yöntemin hata analizi oldukça zordur.
- Burada kullanılan eş yaş eğrilerinin birbirlerine yakın olması yaşta belirsizliklere neden olur.

2.4.2.3. Yıldız Sismolojisi

Yıldızlardaki sismik hareketler, bir diğer deyişle titreşimler yıldızın iç yapısı hakkında detaylı bilgiler verir. Ancak bu titreşimleri belirlemek zordur. Bu özellik yıldız kütlesi ve evrim aşamasıyla yakından alakalı olduğu için, titreşimler yıldız modelleriyle karşılaştırıldığında yıldızın yaşı ve kütlesi hakkında bilgi elde edilebilir.

Bu yöntemde kullanılan modeller eş yaş eğrisi yöntemlerinde kullanılan modellerle aynıdır. Dolayısıyla her iki yöntem de aynı hassasiyete sahiptir.

Yıldız sismolojisi yönteminin olumlu yönleri aşağıdaki gibidir:

- Yıldız sismolojisi yıldızlar için diğer yöntemlerle belirlenmesi mümkün olmayan fiziksel büyüklükleri elde eder.
- Çekirdekteki He miktarının artışı yoğunluğu artırır, bu da titreşim frekanslarının yükselmesinde büyük rol oynayan ses hızını artırır. Bu yüzden yıldız sismolojisi tekniği MS yıldızları için özellikle etkilidir.
- Diğer yaş tayin yöntemlerinden daha doğru sonuçlar verir.
- Herhangi bir evrim aşamasında kullanılabilir.

Bu yöntemin olumsuz yönleri ise aşağıdaki gibi listelenebilir:

- Eş yaş eğrisi modeli ile aynı yıldız modellerini kullanır. Gözlenen yıldızlar Güneş benzeri oldukları için modeller ve modellerin temelindeki fizik net olmalıdır (Lebreton ve diğ., 2008).
- Belli bir alan yıldızı için gerekli gözlemleri almak çok fazla zaman gerektirebilir. Ayrıca en büyük teleskoplara ve en iyi tayf çekerlere ihtiyaç vardır.
- PMS ve küçük kütleli yıldızlardaki fizik bilgimiz titreşim özelliklerini analiz ya da tahmin etmemiz için henüz yeterli değildir.

2.4.3. Deneysel Yöntemler

Bu yöntem daha çok konvektif bölgeye sahip küçük kütleli yıldızlara uygulanır. Bu yıldızların konvektif bölgelerindeki iyonize maddenin konvektif ve dönmesel hareketinden ötürü manyetik alan üretilir ve manyetik alan bu maddenin hareketini besler. Buna dinamo mekanizması denir. Örneğin Güneş'teki iyonize madde manyetik alan yoluyla Güneş rüzgârı olarak Güneş'ten atılır. Güneş bu şekilde açısal momentum kaybeder. Yıldız rüzgârlarıyla açısal momentum kaybeden tüm yıldızların dönme hızları kademeli olarak yavaşlar. Kütle ne kadar büyükse rüzgârlarla kaybedilen açısal momentum da o kadar büyüktür.

Skumanich (1972) Güneş'e ve en yakın birkaç açık kümeye ait dönme, etkinlik ve lityum (Li) bolluğu verilerini kullanarak dönme hızı ile etkinlik değerlerinin $\tau^{-1/2}$ ile

orantılı olmasının yanısıra, Li iyonlaşmasının da üstel bir azalmaya sahip olduğunu göstermiştir.

2.4.3.1. Dönme Hızının Azalması

Güneş benzeri yıldızlarda yaşa bağlı olarak dönme hızındaki azalma küme yıldızları ve alan yıldızlarının gözlemleriyle belirlenebilir. Ancak PMS ve ZAMS yıldızlarındaki açısal momentum kaybının detayları halen araştırılmaktadır. Bu araştırmalara örnek olarak Barnes (2009), Irwin ve Bouvier (2009) ile Mamajek (2009) verilebilir.

Barnes (2007) küme verilerini inceleyerek dönme hızı, renk ve yaş arasında ilişki kurmuştur. Mamajek ve Hillenbrand (2008) da bu ilişkiyi güncellemiştir.

Yöntemin olumlu yönleri aşağıdaki gibi verilebilir:

- Dönme periyotları ($P_{\text{dön}}$) yüksek hassasiyetle hesaplanabilir. Ayrıca diferansiyel dönme dışında bir olgudan etkilenmez.
- ZAMS sonrası ve 500 milyon yıldan daha yaşlı yıldızların büyük kısmı dönme hızı ve yaş arasında iyi tanımlanmış ilişkilere sahiplerdir.

Bu yöntemin olumsuz yönleri ise şöyle özetlenebilir:

- Eğer dönme periyodu belirlenemezse yaş bulunamaz. Bu da yöntemin sadece Güneş benzeri yıldızlarla kısıtlar. Çünkü bu yıldızlarda lekeler gözlenir.
- Dönme periyodunun tayini gözlemlere bağlıdır ve fotometrik değişim seviyesi çok düşükse ölçülmesi mümkün olmayabilir.
- Dönme periyodu bazı durumlarda hatalı ölçülebilir.
- Yıldız yüzeyinden hesaplanan dönme hızı değeri her zaman ekvatorial dönme hızı olmayabilir. Ancak bu belirsizliğin etkisi çok büyük değildir.
- Özellikle bir kümedeki $\tau < 500$ milyon yıl yaşındaki yıldızlar için dönme periyodu önemli bir belirsizliğe sahiptir. Dönme hızı-yaş kalibrasyonunun sonuçları düzeltilmelidir; çünkü hızlı dönen genç yıldızların yaşları olduklarından daha küçük belirlenebilir.
- Aynı ya da benzer yaştaki farklı kümeler kütle ile $P_{\text{dön}}$ ilişkisi göstermezler (Irwin ve Bouvier, 2009). Bu kalibrasyon yapılırken başka parametrelerin

dikkate alınması gerekebilir ya da yıldızlar ZAMS'a ulaştıktan sonra bile başlangıç koşulları hakkında belirsizlikler olabilir.

2.4.3.2. Etkinlik

Skumanich (1972) etkinlik ile dönme hızı arasında bir ilişki olabileceğini söylerken, Ca II H ve K gözlemleriyle manyetik alanın dönme hızıyla nasıl değiştiğini gösterdi. Ancak etkinliğin dönme hızıyla sürekli artmadığı, belirli bir dönme hızı değerinden sonra sabitlendiği yine Skumanich tarafından belirtilmiştir.

Yıldızlardaki kromosferik etkinlik Ca II, X ışını, UV, güçlü soğurma çizgileri ve radyo gözlemleriyle belirlenebilir. Bu dalgaboylarının bazılarında termal zemin ışıması olmadığından etkinlik belirgin şekilde incelenebilir.

Etkinliğin en iyi gözlemlendiği dalgaboyları Ca II H ve K çizgilerinin dalgaboylarıdır. Bu çizgiler F, G ve K tayf türünden yıldızlarda çok belirgindir. F, G ve K yıldızlarında Ca II H ve K gözlemlerinden itibaren $P_{\text{dön}}$ tayini için büyük bir avantaj vardır; $R_S \approx 2000$ gibi düşük bir çözünürlük bile etkinlik seviyesinin tayini için yeterlidir. Dolayısıyla alan yıldızlarının birçoğu için etkinliği belirlemek oldukça kolaydır. Etkinlik sonucu oluşan birçok olay (lekeler, parlamalar, vs.) farklı zaman ölçeklerine sahiptirler. Bu farklar belirsizliklere yol açar. Soderblom (1985) birkaç kez gözlediği yıldızların H ve K eşdeğer genişliklerinde %8'lik bir değişim olduğunu göstermiştir. Wright ve diğ. (2004) de yüksek çözünürlüklü tayflardan aldıkları verilerde bu belirsizliğin %13 civarında olabileceğini söylemiştir. Ancak kromosferik sakin yıldızlarda bu değer %6 olarak hesaplanmıştır.

Lyra ve Porto de Mello (2005) $H\alpha$ ile Mg II h ve k çizgilerinden itibaren Güneş benzeri yıldızlarda yaş analizi yaptı. Ancak bu çizgiler Ca II H ve K çizgileri kadar bilgi vermezler, ayrıca yüksek çözünürlüklü tayflar ve yüksek sinyal/gürültü oranı gerektirirler. Cardini ve Cassatella (2007) da Mg II h ve k verileriyle yaş çalışması yapmıştır.

Etkinlikle yaş tayini yönteminin faydalı yönleri aşağıdaki gibi sıralanabilir:

- Yıldızlar için etkinlik verisi elde etmek kolaydır. Dolayısıyla alan yıldızları için etkinlik verileri, diğer yaş tayini parametrelerine kıyasla daha fazladır.
- Ca II H ve K Yer'den çok rahat bir şekilde gözlenebilir ve etkinliğin belirlenebilmesi için sadece ortalama bir çözünürlük yeterlidir.
- Etkinlikte rol oynayan olayların zaman ölçeklerinin çok çeşitli olması, anakol yıldızları için yaş tayininde büyük bir belirsizliğe neden olmaz, tek bir gözlemle bile bu hata en fazla 0,2 dex'tir (Soderblom ve diğ., 1991).
- Genç yıldızlar için X ışını gözlemleri kullanılabilir, ancak yüksek sinyal/gürültü oranı gereklidir.
- Verilen bir yaş için etkinlik belli bir miktarda kütleyle bağlıdır (Mamajek ve Hillenbrand, 2008).

Etkinlikle yaş tayini yönteminin de olumsuz yönleri vardır ve bunlar aşağıdaki gibi özetlenebilir:

- Etkinlik dönme hızıyla alakalıdır. Ayrıca etkinliğin bahsi geçen formları sadece konvektif yıldızlarda yani F6V ve sonrasındaki tayf türünden yıldızlarda görülür.
- PMS ve ZAMS yıldızları belli bir yaşta çok farklı etkinlik özellikleri gösterirler. Bu da böyle tek yıldızlar için etkinlikle yaş tayinini engeller ve en az 10-20 yıldız kullanılarak yaş için ancak ortalama bir değer belirlenebilir.
- Yaşlı yıldızlarda etkinliği tespit etmek zor olabilir çünkü yaş tayini için gerekli sinyaller belirsizdir.
- Etkinlik hesapları metal bolluğuna bağlı olabilir ancak bu şimdiye kadar pek dikkate alınmamıştır. Bunun bir sonucu olarak metalce fakir yıldızların yaşları olduklarından az tayin edilmektedir.
- Ca II H ve K gibi tayfsal çizgilerden elde edilen etkinlik ölçütleri genellikle dönme hızından dolayı çizgilerin genişlemesi hesaba katılmadan belirlenir. Schröder ve diğ. (2009) bu etkinin sonuçlarını göstermiştir.
- Etkinlik her zaman değişim gösterir ve birçok hesabın ortalama değeri gerekir.
- Etkinlik belli bir dönme hızı değerinden sonra değişmez. Bu yüzden de yüksek dönme hızı değerlerinde etkinliktен duyarlı yaş tayini yapılamaz.

- Sadece Ca II H ve K için ayrıntılı veriler bulunmaktadır. Diğer etkinlik ölçütleri yaşa göre kalibre edilmemiştir.

2.4.3.3. Lityum Tükenmesi

Lityum (Li) çizgisi yıldız tayflarında 6708 Å dalgaboyunda gözlenir. Güneş lityumca fakir bir yıldız olduğu için, Güneş tayfındaki bu çizgi zayıftır. Dolayısıyla bu çizgiyi Güneş tayfında gözlemek (Brault ve Müller, 1975) ve analiz etmek (Müller ve diğ., 1975) zordur. 6708 Å Li I çizgisi genç yıldızlarda kolayca belirlenebilir ($W_\lambda > 100 \text{ mÅ}$, W_λ : eşdeğer genişlik). Diğer bir Li çizgisi $\lambda = 6103 \text{ Å}$ dalgaboyunda, lityumca zengin yıldızlarda gözlenir.

Sestito ve Randich (2005) açık kümeler üzerinde yaptığı çalışmalar doğrultusunda, lityum tükenmesinin yıldızlar ZAMS'a ulaşmadan önce 1-2 milyar yıl devam eden bir süreç olduğunu; ayrıca küme yıldızlarının incelenmesinden lityum tükenmesinin sürekli devam eden bir süreç olmamasının yanısıra, bu sürecin basitçe $\tau^{-\alpha}$ gibi bir kanunla ifade edilemeyeceğini de göstermiştir.

Lityum tükenmesini inceleyen modellerin hiçbiri bu konuda yapılan gözlemleri tam anlamıyla açıklayamamıştır. Ancak Li bolluğunun hesaplanmasındaki temel zorlukların yorumlanmasından bazı ipuçları elde edilmiştir. Bunlardan ilki sıcaklık hassasiyetidir: gözlenen çizgi eşdeğer genişlikleri (W_λ) yıldız yüzeyindeki heterojenlikten (lekeler) ötürü değişebilir. Soderblom ve diğ. (1993) Pleiades üzerinde yaptıkları çalışmada Li hesaplarında çok fazla saçılma olduğunu tespit ettiler. Bir diğer saçılma sebebi de gezegen oluşmadan önce yıldız etrafında biriken maddedir. Bu sebeple, yıldızın hesaplanan Li bolluğu gerçekte olduğundan daha az çıkabilir.

Lityum tükenmesinden yaş tayininin olumlu yönleri şunlardır:

- $W_\lambda > 100 \text{ mÅ}$ eşdeğer genişliğine sahip bir çizgiyi ortalama bir tayfçekerle tespit etmek oldukça kolaydır. Ancak yine de yeterince yüksek sinyal/gürültü oranı gerekir.
- Yaş ile Li bolluğunun azalması K tayf türünden PMS yıldızlarında görülür.
- Birçok küme kalibrasyon elde etmek için gözlenmiştir. Kümelerdeki başlangıç Li bolluğu oldukça düzgündür.

- En genç yıldızlar (T Tauri) lityumca zengindir. Göz ardı edilebilecek bazı istisnalar elbette olabilir (White ve Hillenbrand, 2005).
- Genç F, G ve K yıldızları her zaman kuvvetli Li çizgileri gösterir.

Yöntemin olumsuz yönleri ise şu şekilde sıralanabilir:

- Geç F ve erken G tayf türündeki yıldızlar için yaşla lityum değişiminin az olduğu tespit edilmiştir.
- Li tükenmesinin fiziksel süreçleri tam anlaşılammıştır. Modeller Güneş bolluğunda tekrar oluşturulabilir (Charbonnel ve Talon, 2005) ama Güneş yaşında ya da Güneş'ten daha yaşlı yıldızlarda Li belirlenmesi zordur.
- PMS ve ZAMS yıldızları bazı anlaşılammayan nedenlerden dolayı geniş bir Li bolluğu aralığında bulunurlar.
- Gözlenen Li eşdeğer genişlikleri sıcaklığa çok duyarlıdır ve bolluk tayini bu yüzden zordur.
- Li bolluğu, gezegen oluşumundan sonra arta kalan maddenin yıldız yüzeyine akmasıyla ya da yüksek kütle kaybının olduğu erken evrelerde değişebilir (Sackmann ve Boothroyd, 2003). Ayrıca yıldız lekeleri belli bir bollukta Li çizgilerinin eşdeğer genişliklerini değiştirebilir ve PMS yıldızlarının manyetik alanları Li tükenmesini engelleyebilir (Ventura ve diğ., 1998).

2.5. YILDIZ MODELLERİ

Bu tez çalışmasının birincil hedefini oluşturan yaş tayini için en temel gereklilik kuramsal yıldız modellerinin güvenilirliğidir. Yaş tayininde yapılan işlem, gözlemsel verilerle modellerin karşılaştırılmasıdır. Dolayısıyla modellerin olabildiğince hassas ve sınırlamalarının iyi anlaşılması gerekir.

Yıldız evrim modelleri birkaç çalışma grubu tarafından üretilmektedir. Bunların en önemlileri Padova (Girardi ve diğ., 2000), Geneva (Lejeune ve Schaerer, 2001), Yale-Yonsei (Demarque ve diğ., 2004) ve Victoria (Michaud ve diğ., 2004) gruplarıdır. Bu modellerin tümü belirlenen bir parametreden ve özel bir olayın ayrıntılı incelenmek istenmesinden ötürü farklılık göstermektedirler. Dolayısıyla her bir modelin ürettiği eş yaş eğrileri küçük farklar gösterebilir. Ancak şaşırtıcı olan, modellerin ürettikleri eş yaş eğrilerinin birbirlerine benzemesidir. Farklı gruplar tarafından üretilen eş yaş eğrisi

setleri arasındaki farklar, grupların kendi setleri arasındaki farklardan daha azdır. Eş yaş eğrileri arasındaki bu benzerlikler; sonuçların, modellerin seçimine bağlı olmamasından ötürü önemlidir. Dolayısıyla uygulamamızdaki amaca en uygun eş yaş eğrileri seçilebilir. Bu tez çalışmasında kullanılmak üzere tercih edilen Padova grubunun eş yaş eğrileri geniş bir parametre aralığına sahiptir. Bu parametreler tezde yapılacak hesaplamaların tüm ihtiyaçlarını karşılamaktadır.

Ancak, kuramsal eş yaş eğrileri incelenirken bazı sorunlarla karşılaşılır. Bunlardan biri Hertzsprung-Russell (HR) diyagramının dev yıldızları içeren bölgesidir. Bu bölgedeki yıldızların çeşitli fiziksel özellikleri eş yaş eğrilerinin dev bölgesinde çok karmaşık bir hal almasına sebep olur. Bu bölgede farklı yaşlardaki eş yaş eğrileri içiçe geçmektedir. İkinci sorunlu bölge ise anakoldur. Tüm eş yaş eğrileri anakol bölgesi üzerinde çakışmaktadır; dolayısıyla anakol üzerindeki bir yıldızın yaşını hassas bir şekilde tayin etmek çok zordur. Tezdeki örnekte daha çok anakol dönüm noktası civarındaki yıldızlar üzerine yoğunlaşılacaktır. Bu tercihin yapılmasındaki en önemli sebep, buradaki eş yaş eğrilerinin fiziksel yapılarının daha duyarlı yaş tayinlerine olanak sağlamasıdır. Daha duyarlı yaşlar da daha hassas yaş-metal bolluğu ilişkilerinin belirlenmesinde çok faydalı olacaktır.

2.6. RAVE GÖKYÜZÜ TARAMASI

HIPPARCOS uydu verilerinin ötesinde, daha uzaktaki kaynakların gözlemlerinden hesaplanacak kinematik ve dinamik yörünge parametreleri ile yıldızların atmosfer modellerinden bulunacak parametrelerin bir arada incelenmesi, Galaksinin oluşumu hakkında önemli bilgilere sahip olmamızı sağlar. Bu da günümüz için ancak RAVE gökyüzü taramasının sonuçlarından elde edilebilir.

RAVE'nin bilimsel amacı, Güneş civarındaki anakol ve dev yıldızları inceleyerek Galaksinin kimyasal ve dinamik evrimini araştırmaktır. Bu amaç doğrultusunda RAVE, yaklaşık $I = 13$ görünen limit kadirinde, güney yarım kürede bulunan Güneş civarındaki yıldızların radyal hız ve atmosfer parametrelerini tayin etmek üzere tasarlanmış bir gökyüzü tarama programıdır. RAVE gökyüzü tarama programı 2003-2010 tarihleri arasında kapsamaktadır. RAVE projesine aday teşkil edecek yıldızlar güney yarım kürede

ve $9 < I < 13$ görünen kadir aralığında olmak üzere, kinematik bir yanlılıktan kaçınmak için, Tycho-2 ve SuperCOSMOS kataloglarından seçilmiştir. Bu kriterlere uygun şekilde seçilen yıldızların ışıma gücü sınıfı dikkate alındığında, cüce yıldızlar Güneş'ten birkaç yüz pc, dev yıldızlar ise birkaç kpc uzaklıkta bulunurlar.

RAVE gözlemlerinde Anglo-Avustralian Gözlemevi'nde (AAO) bulunan 1,2 m'lik UK Schmidt Teleskobu kullanılmıştır. Teleskobun odak düzleminde gökyüzünde altı derece karelik bir alanı gören çok cisimli bir tayfçeker vardır. Bu teleskop ve odak düzlemindeki tayfçeker kullanılarak yaklaşık bir milyon yıldızın radyal hız ve atmosfer parametrelerinin (sıcaklık, metal bolluğu ve yüzey çekim ivmesi) elde edilmesi planlanmıştır. RAVE gözlem stratejisine göre yıldız tayfları, orta ayırma gücünde ($R_S=7500$) ve elektromanyetik tayfın 8410-8795 Å bölgesinde (Ca-üçlüsü) alınmaktadır. Gözlenen tayflarda ortalama sinyal/gürültü oranı 29,5 olup radyal hız ölçümlerindeki belirsizlikler 3,4 km/s den küçüktür.

3. MALZEME VE YÖNTEM

3.1. RAVE VERİLERİ

RAVE (Radyal Hız Deneyi – Radial Velocity Experiment)¹ Anglo-Australian Gözlemevindeki 1,2 m UK Schmidt Teleskobu’nu kullanan bir gökyüzü taramasıdır. Taramada 6dF (6 degree Field) çoklu fiber tayf çekeri kullanılarak alınan tayfların 8410-8795 Å (CaII üçlüsü) dalgaboyu aralığı incelenmiştir.

Gözlemler Nisan 2003’te başlamış ve Kasım 2011 itibariyle 427.000 tanesi ilk kez gözlenen nesnelere olmak üzere, toplam 511.000 tayf elde edilmiştir. İlk veri salımı (DR1; Steinmetz ve diğ., 2006) 24.748 yıldız için 25.274 radyal hız hesabını, ikinci veri salımı (DR2; Zwitter ve diğ., 2008) 49.327 yıldız için 51.829 radyal hız hesabını ve 21.121 yıldız için 22.407 tayftan elde edilen yıldız parametrelerini, üçüncü veri salımı da (DR3; Siebert ve diğ., 2011) 39.833 yıldızın 83.072 radyal hızını ve astrofizik parametrelerini içermektedir. Dördüncü veri salımının (DR4) da 2012 yılı ortasında yapılması planlanmaktadır.

Taramadaki yıldızların radyal hız tayininde CaII üçlüsü (8498, 8542 ve 8662 Å) kullanılmıştır. Bu tayf çizgilerinin seçimindeki en önemli sebep bu bölgedeki atmosfer sönmüklemesinin minimum olmasıdır. Ayrıca orta tayfsal çözünürlükte bile çizgilerin iyi bir şekilde belirlenebilmesi radyal hız tayininin duyarlı bir şekilde yapılabilmesine olanak sağlamaktadır. Radyal hız tayini Tonry ve Davis’in (1979) çapraz eşleme yöntemiyle yapılmıştır.

Etkin sıcaklık (T_{eff}), yüzey çekim ivmesi ($\log g$) ve metal bolluğu ($[M/H]$) gibi atmosfer parametreleri hesaplanırken Kurucz model atmosfer kodlarıyla hazırlanan, RAVE/*Gaia* çözünürlüğünde 62.659 sentetik tayf içeren Zwitter ve diğ. (2004) kütüphanesi ile daha mavi bölgeler için 28.180 sentetik tayf içeren Munari ve diğ. (2005) kütüphanesi kullanılmıştır (Steinmetz ve diğ., 2006). Bu sentetik tayflar $3.500 \text{ K} \leq T_{\text{eff}} \leq 40.000 \text{ K}$ aralığındaki etkin sıcaklık değerleri için hesaplanmıştır. Bunun yanı sıra ilk veri salımı için kullanılan sentetik tayflar -2,5; -2,0; -1,5; -1,0; -0,5; -0,2; 0,0; 0,2; 0,5 dex metal

¹ <http://www.rave-survey.org>

bolluğu değerleri için hesaplanmışken, üçüncü veri salımında -2,5; -2,0; -1,5; -1,0; -0,8; -0,6; -0,4; -0,2; 0,0; 0,2; 0,4 ve 0,5 dex için hesaplanmıştır. Böylece metal bolluğundaki duyarlılık yeni veri salımıyla artırılmıştır.

DR3 veri salımında kullanılan algoritmaların geliştirilmesiyle radyal hızların duyarlılığı artmıştır. Radyal hızlardaki iç hataların dağılımları incelendiğinde mod ve medyan hataları sırasıyla 0,8 ve 1,2 km/s'dir. Örnekteki yıldızların %95'lik kısmında radyal hız hatalarının 5 km/s'den az olduğu görülmüştür (Siebert ve diğ., 2011). Atmosfer parametrelerindeki belirsizlikler incelendiğinde de etkin sıcaklıktaki belirsizlik 200 K, yüzey çekim ivmesinde 0,3 dex ve metal bolluğunda 0,2 dex verilmektedir (Siebert ve diğ., 2011).

3.2. UZAKLIK TAYİNİ

Yıldızların uzay hızlarını hesaplayabilmek hassas uzaklık bilgisini gerektirir. Tez çalışmasında kullanılan RAVE DR3 yıldızları $9 < I_{DENIS} < 13$ parlaklık aralığındadır. Bu aralık *HIPPARCOS* uydusunun limit parlaklığının ötesinde olduğundan örnekteki yıldızlar için *HIPPARCOS* trigonometrik paralaks verileri yoktur. Bu yıldızların uzaklığını tayin edebilmek için, paralaksları duyarlı bir biçimde hesaplanmış, hassas fotometrik verilerin bulunduğu bir veri setinden alınmış renk-parlaklık ilişkisine ihtiyaç vardır. van Leeuwen (2007) Güneş civarındaki *HIPPARCOS* verilerini ikinci kez indirgeyerek daha hassas öz hareket ve paralaks değerleri elde etmiştir. Bilir ve diğ. (2008), van Leeuwen'in (2007) örneğinden seçtikleri 11.644 yıldız ($\sigma_{\pi}/\pi \leq 0,05$) ait 2MASS fotometrik verilerini Nokta Kaynak Kataloğu'ndan (Cutri ve diğ., 2003) almışlardır. Güneş civarında olduklarından bu 2MASS örneğindeki *HIPPARCOS* yıldızları için sönükleşme ihmal edilebilecek düzeyde olsa da her bir yıldızın sönükleşme miktarı hesaplanmıştır. Bilir ve diğ. (2008), Padova eş yaş eğrilerini (Marigo ve diğ., 2008) kullanarak, örneği saf ince disk yıldızları haline getirmek için yaş, metal bolluğu ve yüzey çekim ivmesi için şu sınırlamaları kullanmışlardır: $0 < \tau \leq 10$ milyar yıl, $-0,30 < [M/H] \leq 0,20$ dex ve $\log g > 4$. Böylece, 11.644 yıldızdan oluşan *HIPPARCOS* örneği, bu ölçütler kullanılarak 2MASS Nokta Kaynak Katalog'ndan kaliteli fotometrik verilere ve yüksek duyarlılıklı paralaks değerlerine sahip 4.449 ince disk yıldızı içerecek hale gelmiştir.

Bilir ve diğ. (2008) bu ince disk yıldızlarını kullanarak, 2MASS renkleriyle mutlak J parlaklığını veren bağıntıyı elde etmişlerdir:

$$\begin{aligned}
 M_J = & -1,732 \pm 0,109(J - H)^2 - 7,734 \pm 0,846(H - K_s)^2 \\
 & + 1,084 \pm 0,449(J - H)(H - K_s) + 7,509 \pm 0,048(J - H) \\
 & + 2,208 \pm 0,166(H - K_s) + 1,305 \pm 0,008.
 \end{aligned} \tag{3.1}$$

Denklem 3.1, $0 < M_J < 6$ mutlak parlaklık ve geniş bir tayf türü aralığında, J mutlak parlaklığında 0,2 kadirlik bir belirsizlikle ince disk anakol yıldızları için geçerlidir. Bu denklem *HIPPARCOS* uzaklıklarından ve yıldızlararası ortamın sönmüklemesinden az etkilenen 2MASS fotometrik verilerinden elde edilmiştir. Kalibrasyona dair ayrıntılar Bilir ve diğ. (2008) tarafından verilmiştir.

Güneş civarının kinematik olarak incelenmesini sağlayan RAVE, yıldızların radyal hızlarını tayin ederken uzaklıkları hakkında bilgi vermemektedir. Ancak yukarıdaki 3.1 eşitliği kullanılarak uzaklık modülü, dolayısıyla uzaklık tayin edilebilir. Hesaplanan uzaklıklarla beraber Siebert ve diğ. (2011) tarafından verilen konum, radyal hız ve öz hareket verileriyle yıldızların uzay hızları hesaplanabilir.

3.3. UZAY HIZI HESABI

Bu çalışmada RAVE DR3'teki yıldızların uzay hızlarının hesaplanmasında Johnson ve Soderblom (1987) tarafından verilen algoritma kullanılmıştır. Kaynakların ekvatorial koordinatları, öz hareketleri, uzaklıkları ve radyal hızları bilindiği takdirde, U, V ve W uzay hızı bileşenleri ile bu bileşenlerin hataları hesaplanabilir. Uzay hızı bileşenlerinin yönlerinin belirlenmesinde sağ el kuralına uygun koordinat sistemi seçilmiştir. Sağ el kuralına göre tayin edilen koordinat sisteminde U, V ve W hız bileşenleri, sırasıyla, Galaksi merkezi, Galaksinin dönme ve Kuzey Galaktik Kutup (KGK) doğrultularında ölçülür. Dönüşüm matrisleri için Blaauw ve diğ. (1960) tarafından tanımlanan Galaktik koordinat sisteminden yararlanır. Galaktik koordinat sistemi üç açı ile ifade edilebilir: Bu açılardan iki tanesi Kuzey Galaktik Kutbun ekvatorial koordinatları olup, Johnson ve Soderblom (1987) tarafından $\alpha_{\text{KGK}} = 12^{\text{h}} 49^{\text{m}} = 192,25$ ve $\delta_{\text{KGK}} = 27,4$ olarak verilmiştir. Bu değerler, günümüzde *HIPPARCOS* ve Tycho verileri kullanılarak

yeniden hesaplanmıştır. Uluslararası Gök Referans Sistemi (International Celestial Reference System - ICRS), koordinatları $\alpha_{\text{KGK}} = 192^{\circ},85948$ ve $\delta_{\text{KGK}} = 27^{\circ},12825$ olarak verir. Çalışmada güncel değerler olan ICRS koordinatları kullanılacaktır. Üçüncü açı ise $\theta_0 = 123^{\circ}$ dir ve $l = 0^{\circ}$ Galaktik boylamında ve KGK'den geçen büyük yarım daireye göre Kuzey Gök Kutbu'nun konumudur. Galaktik koordinatlar, aşağıdaki denklemde verilen ekvatorial koordinatlar ile T matrisinin çarpımıyla hesaplanır:

$$\begin{bmatrix} \cos b \cos l \\ \cos b \sin l \\ \sin b \end{bmatrix} = T \begin{bmatrix} \cos \delta \cos \alpha \\ \cos \delta \sin \alpha \\ \sin \delta \end{bmatrix} \quad (3.2)$$

Burada T dönüşüm matrisidir ve ekvatorial koordinatlardan Galaktik koordinatlara geçişte kullanılır.

$$T = \begin{bmatrix} \cos \theta_0 & \sin \theta_0 & 0 \\ \sin \theta_0 & -\cos \theta_0 & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} -\sin \delta_{\text{KGK}} & 0 & \cos \delta_{\text{KGK}} \\ 0 & -1 & 0 \\ \cos \delta_{\text{KGK}} & 0 & \sin \delta_{\text{KGK}} \end{bmatrix} \begin{bmatrix} \cos \delta_{\text{KGK}} & \sin \delta_{\text{KGK}} & 0 \\ \sin \delta_{\text{KGK}} & -\cos \delta_{\text{KGK}} & 0 \\ 0 & 0 & 1 \end{bmatrix} \quad (3.3)$$

Denklem 3.3'te α_{KGK} , δ_{KGK} ve θ_0 ifadelerinin değerleri kullanarak; T matrisinin sayısal ifadesi

$$T = \begin{bmatrix} -0,06699 & -0,87276 & -0,48354 \\ +0,49273 & -0,45035 & +0,74458 \\ -0,86760 & -0,18837 & +0,46020 \end{bmatrix} \quad (3.4)$$

elde edilir. Eğer α_{KGK} , δ_{KGK} ve θ_0 'nin güncel değerlerini kullanacak olursak:

$$T' = \begin{bmatrix} -0,0548755604 & -0,8734370902 & -0,4838350155 \\ +0,4941094279 & -0,4448296300 & +0,7469822445 \\ -0,8676661490 & -0,1980763734 & +0,4559837762 \end{bmatrix} \quad (3.5)$$

elde edilir. A koordinat matrisi

$$A \equiv \begin{bmatrix} \cos \alpha \cos \delta & -\sin \alpha & -\cos \alpha \sin \delta \\ \sin \alpha \cos \delta & \cos \alpha & -\sin \alpha \sin \delta \\ \sin \delta & 0 & \cos \delta \end{bmatrix} = \begin{bmatrix} \cos \alpha & \sin \alpha & 0 \\ \sin \alpha & \cos \alpha & 0 \\ 0 & 0 & -1 \end{bmatrix} \begin{bmatrix} \cos \delta & 0 & -\sin \delta \\ 0 & -1 & 0 \\ -\sin \delta & 0 & -\cos \delta \end{bmatrix} \quad (3.6)$$

olarak verilmiştir. Buna göre bir yıldızın Galaktik uzay hızı bileşenleri aşağıdaki denklemin yardımıyla bulunabilir:

$$\begin{bmatrix} U \\ V \\ W \end{bmatrix} = B \begin{bmatrix} \gamma \\ k\mu_\alpha / \pi \\ k\mu_\delta / \pi \end{bmatrix}. \quad (3.7)$$

Bu işlemde kullanılan B matrisi $B = T.A$ olarak tanımlanmıştır ve $k = 4,74057'$ dir. Hız bileşenlerindeki belirsizliklere geçmeden önce herhangi bir fonksiyondaki belirsizliğin nasıl ifade edildiğini belirtmekte fayda vardır. Bir F fonksiyonunun belirsizliği bileşenlerin belirsizliği cinsinden aşağıdaki şekilde hesaplanabilir:

$$\sigma_{F(x,y,z)}^2 = \left(\frac{\partial F}{\partial x}\right)^2 \sigma_x^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial y}\right)^2 \sigma_y^2 + \left(\frac{\partial F}{\partial z}\right)^2 \sigma_z^2. \quad (3.8)$$

Formül, uzay hızı bileşenlerinin hesaplanmasında kullanılan T ve A matrislerinden hata gelmeyeceği varsayımı altında üretilmiştir. Bunun anlamı incelenen yıldız koordinatlarının hatasız olduğudur. Bu durumda U, V, W bileşenlerindeki hatalar yıldızın öz hareket bileşenleri ($\mu_\alpha \cos \delta$, μ_δ), radyal hız (γ) ve paralaks (π) ölçümlerinden kaynaklanır ve tüm ölçümler birbirinden bağımsız yapılmaktadır. Bu da hataların rastgele ve birbirlerinden bağımsız olduğu anlamına gelir. Denklem 3.7'nin hataları Denklem 3.8 kullanılarak hesaplanırsa,

$$\begin{bmatrix} \sigma_U^2 \\ \sigma_V^2 \\ \sigma_W^2 \end{bmatrix} = C \begin{bmatrix} \sigma_\gamma^2 \\ (k/\pi)^2 \left[\sigma_{\mu_\alpha}^2 + (\mu_\alpha \sigma_\pi / \pi)^2 \right] \\ (k/\pi)^2 \left[\sigma_{\mu_\delta}^2 + (\mu_\delta \sigma_\pi / \pi)^2 \right] \end{bmatrix} + 2\mu_\alpha \mu_\delta k^2 \sigma_\pi^2 / \pi^4 \begin{bmatrix} b_{12} b_{13} \\ b_{22} b_{23} \\ b_{32} b_{33} \end{bmatrix} \quad (3.9)$$

bağıntısı elde edilir. Burada C matrisinin elemanları, B matrisinin her bir elemanın karesi alınarak oluşturulur ($c_{ij} = b_{ij}^2$).

Galaksideki her yıldızın Galaksi merkezi etrafında bir yörüngesi vardır. Yıldızlardaki bu genel hareket Galaksinin dönmesini karakterize eder. Galaksideki yıldızların Galaksi merkezi etrafındaki hareketlerinin, tam olarak bağımsız olmasa da birbirlerini çekimsel olarak etkilemeleri Galaktik dönmenin katı bir cisim gibi davrandığı anlamına gelmez.

Güneş Sistemi'nde olduğu gibi, Galaksi merkezine yakın bölgelerdeki yıldızlardan dış yörüngelere doğru gidildikçe açılma hızları yavaşlar. Bu da diferansiyel dönme neden olur. Gözlemlerin çoğu Güneş civarındaki yıldızlar için yapıldığından, diferansiyel dönme düzeltmesi hesaplanarak yıldızların uzay hızı bileşenlerinden çıkartılması gerekir. Bu düzeltme yapılmadığı takdirde, Güneş'e göre hesaplanan hızlar, Galaktik koordinatlara bağlı olarak sistematik bir hata içerir. Çünkü bir yıldızın Güneş'e göre uzay hareketi ölçüldüğünde hesaplanan bu göreceli hız, yıldızın Galaksi merkezine göre bulunduğu noktadaki Galaktik dönmeden bağımsız olamaz. Tezdeki yıldızlar Güneş civarında bulunduğundan diferansiyel dönme düzeltmeleri küçük değerlerde olmalıdır. Fakat çalışmada hassas sonuçlara ulaşılacak istenildiği için bu etki dikkate alınmış ve diferansiyel dönme düzeltmeleri örnekteki tüm yıldızlara uygulanmıştır. Diferansiyel dönme düzeltmesi yıldızların uzay hızı bileşenlerine uygulanır. Bu düzeltme miktarı U ve V hız bileşenlerini etkilerken, W hız bileşenini etkilemez. Çünkü diferansiyel dönme etkisi Galaktik düzlemde geçerlidir. Buna göre U ve V uzay hızı bileşenlerine uygulanması gereken düzeltmeler şu şekildedir:

$$\begin{aligned} dU &= \gamma \cos l - v_t \sin l, \\ dV &= \gamma \sin l - v_t \cos l. \end{aligned} \quad (3.10)$$

Burada v_t Galaktik diferansiyel dönmeden kaynaklanan teğetsel hız, l Galaktik boylam, dU ve dV de, sırası ile hız uzayında U ve V eksenlerindeki diferansiyel dönme hızı bileşenleridir. Galaktik diferansiyel dönme düzeltmesi yapmak için bu miktarların vektörel olarak uzay hızı bileşenlerinden çıkarılması gerekir. Diferansiyel dönmenin Galaktik düzlem içindeki radyal ve teğetsel hız bileşenleri aşağıdaki denklemler kullanılarak hesaplanır:

$$\begin{aligned} \gamma &= Ad \sin 2l, \\ v_t &= x(A \cos 2l + B). \end{aligned} \quad (3.11)$$

Burada $A = 14,8 \text{ km}/(\text{s kpc})$ ve $B = -12,4 \text{ km}/(\text{s kpc})$ Oort sabitlerini, $x = d \cos b$ olup yıldızın Galaktik düzlemdeki izdüşüm uzaklığını, d yıldızın Güneş'e uzaklığını ve b de yıldızın Galaktik enlemini göstermektedir.

3.4. YILDIZ POPÜLASYONLARININ AYRIMI

Güneş civarındaki alan yıldızlarının popülasyon türlerini (ince disk, kalın disk veya halo) tayin etmek için iki yol vardır: kinematik yaklaşım veya kinematik, metal bolluğu ve yaşın bir kombinasyonu (Bensby ve diğ., 2003; 2005). Bu tez çalışmasında kinematik yaklaşım tercih edilmiştir. Bensby ve diğ. (2003) Güneş civarındaki ince disk yıldız örneklerinin içinde bulunan kalın disk ve halo yıldızlarını belirlemek için bir yöntem önermişlerdir. Yöntemde ince disk, kalın disk ve halo popülasyonları için $(U, V, W)_{\text{LSR}}$ uzay hızı bileşenlerinin Gaussian dağılımlar gösterdikleri varsayılır:

$$P_i(U, V, W) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2} \times \sigma_{i,U} \times \sigma_{i,V} \times \sigma_{i,W}} \times \exp\left(-\frac{U_{\text{LSR}}^2}{2\sigma_{i,U}^2} - \frac{(V_{\text{LSR}} - v_{i,a})^2}{2\sigma_{i,V}^2} - \frac{W_{\text{LSR}}^2}{2\sigma_{i,W}^2}\right). \quad (3.12)$$

$\sigma_U, \sigma_V, \sigma_W$ ince disk ($i = D$) için, sırası ile, 35, 20 ve 16 km/s; kalın disk için ($i = TD$) 67, 38, 35 km/s ve halo ($i = H$) için 160, 90, 90 km/s değerlerini alır (Bensby ve diğ., 2003). v_a asimetric sürüklenmedir ve ince disk, kalın disk ve halo popülasyonları için sırasıyla -15, -46 ve -220 km/s'dir. $(U, V, W)_{\text{LSR}}$ bir yıldızın LSR'ye (Local Standard of Rest, LSR, Yerel Durağanlık Standardı) göre uzay hızı bileşenleridir. LSR'ye göre hız bileşenleri yıldızların uzay hızlarının Güneş'in LSR uzay hızına göre düzeltilmesi ile elde edilir. Bu tez çalışmada LSR değeri için $(U, V, W)_{\text{LSR}} = (8,50, 13,38, 6,49)$ km/s değerleri kullanılmıştır (Coşkunoğlu ve diğ., 2011).

Bir yıldızın Galaksideki herhangi bir popülasyona ait olup olmadığını belirlemek için Denklem 3.12'den hesaplanan olasılık değerleri her bir popülasyonun Güneş civarındaki görülme olasılıkları (X) ile çarpılır. X , bir başka deyişle, Güneş civarındaki yıldızların popülasyon oranlarını gösteren bir katsayıdır. Bu değerler ince disk, kalın disk ve halo için sırasıyla $X_D = 0,9385$, $X_{TD} = 0,06$ ve $X_H = 0,0015$ 'dir (Robin ve diğ., 1996; Buser ve diğ., 1999). Kalın diskin ince disk ve haloya göre görece olasılıkları aşağıdaki denklemlerin yardımıyla hesaplanır:

$$\frac{TD}{D} = \frac{X_{TD}}{X_D} \times \frac{P_{TD}}{P_D}, \quad \frac{TD}{H} = \frac{X_{TD}}{X_H} \times \frac{P_{TD}}{P_H} \quad (3.13)$$

Bensby ve diğ. (2005) $TD/D \leq 0,1$ elde edilen yıldızları yüksek olasılıklı ince disk yıldızları olarak varsaymışlardır. Bu kritere göre seçilen yıldızların ince diske üye olma olasılığı kalın diske üye olma olasılığının on katıdır. Benzer şekilde $TD/D > 10$ elde edilen yıldızları da yüksek olasılıklı kalın disk yıldızı olarak varsaymışlardır. Arada kalan $0,1 < TD/D \leq 1$ ve $1 < TD/D \leq 10$ gruplarını da sırasıyla, düşük olasılıklı ince disk ve düşük olasılıklı kalın disk yıldızları olarak kabul etmişlerdir. Bunun sebebi düşük olasılıklı ince disk yıldızlarının ince diske üye olma olasılığının kalın diske üye olması olasılığından yüksek olmasıdır. Düşük olasılıklı kalın disk yıldızları için bu durumun tersi söz konusudur. Hem ince hem kalın disk yıldızları için $TD/H > 1$ 'i gerekli bir koşul olarak kabul etmişlerdir.

3.5. PADOVA EŞ YAŞ EĞRİLERİ

Yıldız evrimi modelleri, başlangıç kütleleri ve metal bolluklarını içeren ve temel evrim aşamalarını kapsayan geniş çaplı hesapları gerektirir.

Yıldız evrimi modellerin en güncellerinden birisi Padova grubu tarafından literatüre kazandırılmıştır (Bressan ve diğ., 1993; Fagotto ve diğ., 1994a, b; Bertelli ve diğ., 1994). Bu grubun ürettiği ilk yıldız evrimi modelleri oldukça geniş bir kütle ($0,6 - 120 M_{\odot}$) ve metal bolluğu ($Z = 0,004-0,05$) aralığına sahiptir. Modeller; OPAL² opasite, sabit bir helyum-metal değişim oranı, konvektif çekirdeği olan yıldızlarda sabit bir konvektif taşıma mekanizması ve büyük kütleli yıldızlar için de kütle kaybı gibi temel özellikleri dikkate almaktadır. Girardi ve diğ. (1996) bu modelleri daha sonra çok düşük metal bolluğu değerlerini ($Z = 0,0001$) kapsayacak şekilde genişletmiştir. Son olarak Marigo ve diğ. (2008) tarafından verilen yıldız modelleri $0,0001 \leq Z \leq 0,03$ metal bolluğu, 0-17 milyar yıl yaş ve $0,15 \leq M/M_{\odot} < 100$ kütle aralığı için kullanılabilir. Tez çalışmasında Güneş'in ağır element bolluğu $Z_{\odot} = 0,019$ alınmıştır.

Padova grubunun ürettiği bu yıldız modellerini diğer modellerden ayıran en önemli özellikleri; model sonuçlarının birçok fotometrik sistemde alınabilmesi ve bu modellerin kırmızı dev yıldızların bulunduğu bölgede daha duyarlı sonuçlar vermesidir.

² <http://rdc.lnl.gov/>

Ayrıca birçok temel parametre elde edilmesini sağladıkları için Padova modelleri çeşitli çalışmalara temel oluşturabilir.

Bu tez çalışmasında kullanılan modeller $-2,3 < [M/H] \leq 0,2$ dex metal bolluğu aralığında 0,05 dex; $6,6 \leq \log(\tau/\text{yıl}) \leq 9$ yaş aralığında 0,05 dex, $9 < \log(\tau/\text{yıl}) \leq 10,12$ yaş aralığında 0,01 dex adımlarla seçilmiştir. Yaştaki bu farklı aralıkların amacı, daha yaşlı olması beklenen F ve G tayf türündeki yıldızların yaşlarındaki hassasiyetin artırılmasıdır.

3.6. YAŞ TAYİNİ

Tezde kullanılan yıldızlara ait yaşlar Bayesian yöntem kullanılarak hesaplanmıştır. Bu yöntem ilk olarak Pont ve Eyer (2004) tarafından kullanılmasına rağmen Jørgensen ve Lindegren (2005) tarafından geliştirilmiştir. Bu tez çalışmasında Jørgensen ve Lindegren (2005) algoritması kullanılmıştır.

Kuramsal modellerden itibaren τ (yaş), ζ (metal bolluğu) ve m (kütle) parametreleri, gözlemsel T_{eff} (etkin sıcaklık), $\log g$ (yüzey çekim ivmesi) ve $[M/H]$ (metal bolluğu) parametreleriyle karşılaştırılır. Gözlemsel parametrelerdeki hataların Gaussian ve bağımsız olduğu varsayılarak olabirlilik (likelihood) fonksiyonu L şu şekilde tanımlanır:

$$L(\tau, \zeta, m) = \left(\prod_{i=1}^n \frac{1}{(2\pi)^{1/2} \sigma_i} \right) \times \exp\left(-\frac{\chi^2}{2}\right), \quad (3.14)$$

burada

$$\chi^2 = \left(\sum_{i=1}^n \frac{q_{i,\text{gözlemsel}} - q_{i,\text{model}}(\tau, \zeta, m)}{\sigma_{i,\text{gözlemsel}}} \right)^2 \text{ dir.} \quad (3.15)$$

q fonksiyonu gözlemsel ve kuramsal T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$ parametrelerini, n parametre sayısını ve σ her bir parametreye ait hataları göstermektedir. İkinci adım Bayesian düzeltme yapıp son olasılığın yoğunluk fonksiyonunu elde etmektir:

$$f(\tau, \zeta, m) \propto f_0(\tau, \zeta, m) \times L(\tau, \zeta, m). \quad (3.16)$$

Burada f_0 başlangıç olasılığının yoğunluğu olup $f_0(\tau, \zeta, m) = \psi(\tau)\varphi(\zeta)\xi(m)$ ifadesiyle verilir. $\psi(\tau)$ yıldız oluşum oranını, $\varphi(\zeta)$ metal bolluğu dağılımını ve $\xi(m)$ başlangıç kütle fonksiyonunu gösterir. τ , ζ ve m parametrelerinin birbirlerinden bağımsız oldukları varsayılır. Benzer sebeplerden ötürü başlangıç yıldız oluşum oranı ve metal bolluğu dağılımı sabit kabul edilir. Ancak başlangıç kütle fonksiyonu (IMF) için $\xi(m) \propto m^{-2.7}$ gibi bir güç yasası öngörülür. Çünkü küçük kütleli yıldızlar büyük kütleli yıldızlardan daha fazladır. Denklem 3.16'daki son olasılık yoğunluğu yaşı dışındaki parametrelere de bağlıdır. Bu durumun üstesinden gelmek için, f fonksiyonunun m ve ζ parametreleri üzerinden integrali alınır. Sonuç normalize edilmemiş G fonksiyonunu verir:

$$G(\tau) \propto \iint L(\tau, \zeta, m)\xi(m)dm d\zeta. \quad (3.17)$$

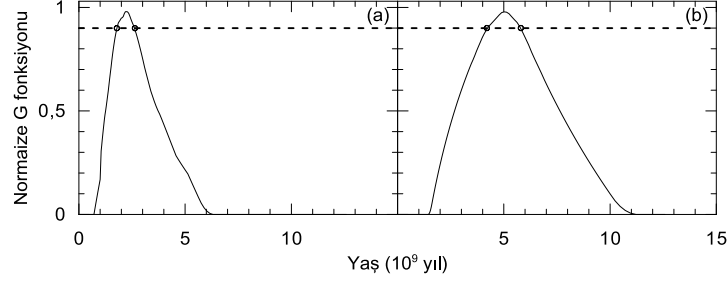
$G(\tau)$ fonksiyonu, yıldızla ait gözlemsel parametrelerle (T_{eff} , $\log g$, $[M/H]$) farklı yaş, metal bolluğu ve kütleyle sahip kuramsal eş yaş eğrilerinin karşılaştırılması sonucunda elde edilen olasılık değerlerini temsil eder. Denklem (3.17), Bölüm 3.6'da da anlatıldığı gibi seçilen eş yaş eğrileri boyunca, her bir yaşa ait G fonksiyonu şu şekilde yazılabilir (m_{jkl} eş yaş eğrileri boyunca başlangıç kütle değerlerini göstermek kaydıyla):

$$G(\tau_j) \propto \sum_k \sum_l L(\tau_j, \zeta_k, m_{jkl})\xi(m_{jkl})(m_{jkl+1} - m_{jkl-1}). \quad (3.18)$$

Denklem (3.18) her bir eş yaş eğrisi seti için hesaplanarak, yıldızın olası yaş dağılımı beirlenir. Sonuç olarak $G(\tau_j)$ 'nin en büyük değerine karşılık gelen τ_j değeri incelenen yıldız için en muhtemel yaşı verir.

3.6.1. Yaş Tayini için Bir Uygulama

Bu tez çalışmasında hesaplanan yıldız yaşlarının duyarlılığı, sonuçların güvenilirliğini doğrudan etkileyecektir. Hesaplanan yaşların yıldızları en hassas biçimde temsil etmesi ve dolayısıyla elde edilen sonuçların güvenle değerlendirilebilmesi beklenir. Bu kapsamda, yaş tayini yönteminde hesaplanan G fonksiyonu yaşa karşı çizildiğinde eğrinin maksimum olduğu yere karşılık gelen yaşın, evrim modeli dikkate alındığında seçilen yıldızı temsil etmesi gerekir.

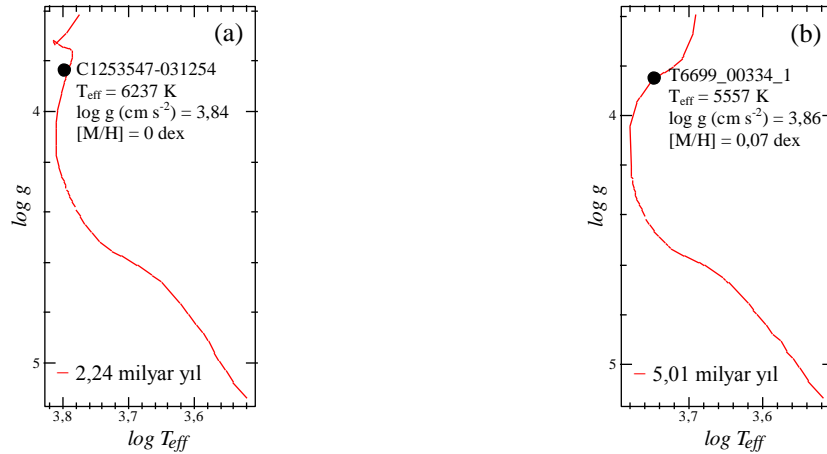


Şekil 3.1 C1253547-031254 (a) ve T6699_00334_1 (b) yıldızlarının yaşa karşılık gelen G fonksiyonu dağılımı. Kesikli çizgi G fonksiyonunda %90 seviyesini göstermektedir.

Bu uygulama için C1253547-031254 ($T_{\text{eff}} = 6237$ K, $\log g = 3,84$ cm s^{-2} , $[M/H] = 0$ dex) ve T6699_00334_1 ($T_{\text{eff}} = 5557$ K, $\log g = 3,86$ cm s^{-2} , $[M/H] = 0,07$ dex) isimli yıldızlar örnek olarak seçilmiştir. RAVE, DR3'teki tüm yıldızlar için sıcaklıkta 200 K, yüzey çekim ivmesinde $0,3$ cm s^{-2} ve metal bolluğunda 0,2 dex hata vermektedir. Bu veriler kullandığımız yaş tayini yöntemi için yeterlidir.

Şekil 3.1 seçilen yıldızların yaş- G fonksiyonu dağılımını göstermektedir. Burada eğrinin tepe noktasına karşılık gelen değer yıldızın yaşını, %90 seviyesindeki değerler de yaşlardaki hatalar olarak belirlenmiştir. Şekil 3.1a-b'deki yıldız yaşları, sırasıyla $2,24^{+0,393}_{-0,333}$ ve $5,01^{+0,843}_{-0,877}$ milyar yıl hesaplanmıştır.

Hesaplanan yaştaki eş yaş eğrisinin, HR diyagramında yıldızın üzerinden geçip geçmediğine bakılarak, bulunan yaşın ne kadar hassas olduğu anlaşılabilir. Bunun için Şekil 3.2'de yıldızlar ve bu yıldızların yaşlarına karşılık gelen eş yaş eğrileri gösterilmiştir. Bu şekilden de görülebileceği gibi incelenen yıldızlar için tayin edilen eş yaş eğrileri yıldızların HR diyagramındaki yerleriyle çok uyumludur.



Şekil 3.2 Yıldızların HR diyagramı üzerindeki konumları. Siyah noktalar yıldızları, kırmızı eğriler de bu yıldızların hesaplanan yaşlarına karşılık gelen eş yaş eğrilerini göstermektedir.

4. BULGULAR

4.1. ÖRNEĞİN SEÇİMİ

RAVE DR3'teki 83.072 yıldızdan oluşan bir örnek incelenmiştir (Siebert ve diğ., 2011). Söz konusu örnekte tüm yıldızların radyal hızları belirlenmişken, yalnız 41.672 yıldızın model atmosfer parametreleri tayin edilebilmiştir. Bu tez çalışmasının amacı, F ve G tayf türünden anakol yıldızlarının yaşını tayin edip, Galaktik kimyasal evrimi araştırmaktır. Bilindiği gibi tek yıldızların yaşlarını tayin edebilmek için etkin sıcaklık, yüzey çekimi ivmesi ve metal bolluğu parametrelerine ihtiyaç vardır. F ve G tayf türünden yıldızların seçiminde sıcaklık için $5310 \leq T_{\text{eff}} \leq 7300$ K aralığı (Cox, 2000), yüzey çekimi ivmesi için $\log g > 3,8 \text{ cm s}^{-2}$ sınırları dikkate alınmıştır (Bilir ve diğ., 2011). Bu ölçütlere göre seçilen örnek Şekil 4.1'de kesikli çizgiler arasında gösterilmiştir. Örnekte 12.733'ü F tayf türünden, 6.204'ü G tayf türünden olmak üzere toplam 18.937 yıldız bulunmaktadır.

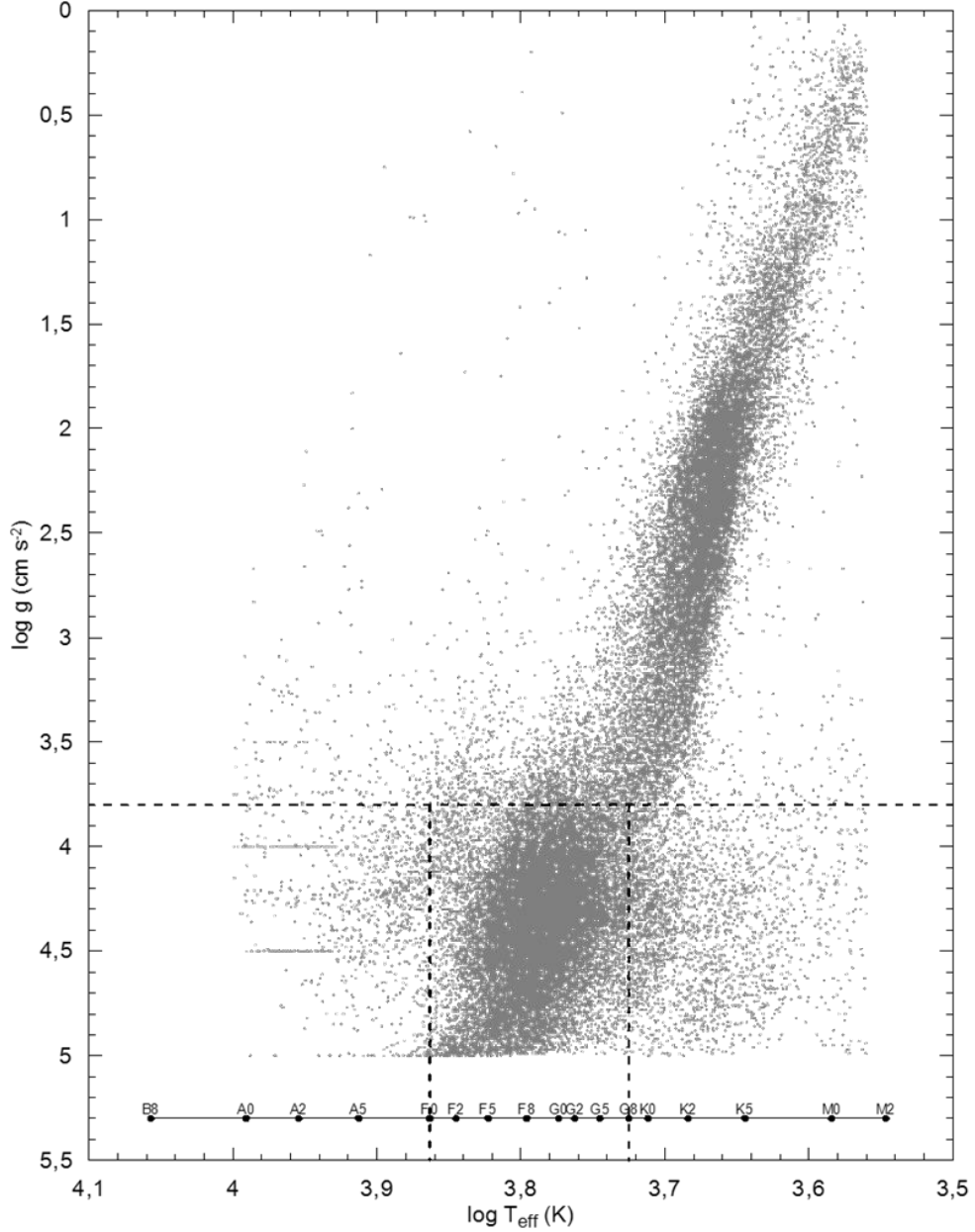
RAVE taramasında verilen atmosfer modeli parametrelerinin duyarlılığını kontrol etmek amacıyla örnekteki yıldızların renk-sıcaklık ilişkileri incelenmiştir. Bu amaçla, anakol ve dev yıldızlar için González Hernández ve Bonifacio (2009) tarafından verilmiş farklı metal bolluğu ve fotometrik verilerden (UBVRI, 2MASS) elde edilen sıcaklık-renk ilişkileri dikkate alınmıştır. Çalışmada farklı metal bolluğu aralıkları ve optik ve kızılötesi renklere karşılık gelen etkin sıcaklıklar aşağıda verilen denklem ile ifade edilmektedir:

$$\theta_{\text{eff}} = b_0 + b_1X + b_2X^2 + b_3X[\text{Fe}/\text{H}] + b_4[\text{Fe}/\text{H}] + b_5[\text{Fe}/\text{H}]^2. \quad (4.1)$$

Burada $\theta_{\text{eff}}=5040/T_{\text{eff}}$, X optik veya kızılötesinde tanımlanan rengi ve b_i ($i=0, \dots, 5$) de katsayıları göstermektedir. Örneğimiz anakol yıldızlarından oluşturulduğu için González Hernández ve Bonifacio (2009) tarafından anakol yıldızları için üretilmiş katsayılar dikkate alınmıştır. Anakol yıldızları için metal bolluğu aralıkları, renk aralıkları ve katsayılar Tablo 4.1'de verilmiştir.

Örnekteki F ve G tayf türünden 18.937 yıldız $(-2,5, -1,5]$, $(-1,5, -0,5]$, $(-0,5, 0]$, $(0, 0,5]$ metal bolluğu ($[\text{M}/\text{H}]$) aralıklarına göre sınıflanmıştır. Çalışmamızda RAVE yıldızlarının kızılötesi renkleri bilindiği için González Hernández ve Bonifacio (2009)

tarafından kıvılcıtesı renklerı için verilen kalibrasyonlar dikkate alınmıştır. Seçilen metal bolluğu aralıkları için yıldızların etkin sıcaklıkları ile, $(J-K_s)_0$ renklerı ve her bir metal bolluğu aralığındaki alt ve üst limitlere karşılık gelen kuramsal sıcaklık kalibrasyonları Şekil 4.2'ye ilave edilmiştir. Alt ve üst limitlere karşılık gelen kuramsal sıcaklıklar için çizilen fitlere 2σ 'lık güvenirlik sınırları da Şekil 4.2'de çizilmiştir.



Şekil 4.1 RAVE DR3'teki atmosfer model parametreleri tayin edilmiş (Siebert ve diğ., 2011) yıldızların HR diyagramındaki konumları.

Şekil 4.2'den görülebileceği gibi $0 < [M/H] \leq 0,5$ dex metal bolluğu aralığındaki etkin sıcaklık-renk ilişkisinin RAVE örneğiyle iyi uyuşmadığı, $-0,5 < [M/H] \leq 0$ dex aralığının ise bir önceki aralığa göre daha uyumlu olduğu ve $-1,5 < [M/H] \leq -0,5$ ile $-2,5$

$< [M/H] \leq -1,5$ dex aralıkları için uyumun çok daha iyi olduğu görülmektedir. Bir yanlışlıktan kaçınmak için her bir metal bolluğu aralığındaki 2σ güvenilirlik limiti içinde kalan RAVE örneği, kuramsal eğrilerle uyduğu varsayımı altında seçilerek olası iç hatalardan arındırılmıştır. Bu ölçütlere göre 10.429 yıldız örnekten çıkarılmış ve istatistiğe giren yıldız sayısı 8.508 olmuştur.

Tablo 4.1 González Hernández ve Bonifacio (2009) tarafından yapılmış çalışmada anakol yıldızları için verilen kalibrasyonlara ait katsayılar.

Renk	Renk Aralığı	[Fe/H] aralığı	b_0	b_1	b_2	b_3	b_4	b_5
B-V	[0,2, 1,3]	[-3,5, 0,5]	0,5725	0,4722	0,0086	-0,0628	-0,0038	-0,0051
V-R	[0,2, 0,8]	[-3,1, 0,3]	0,4451	1,4561	-0,6893	-0,0944	0,0161	-0,0038
V-I	[0,5, 1,4]	[-3,1, 0,3]	0,4025	0,8324	-0,2041	-0,0555	0,0410	-0,0003
V-J	[0,5, 2,3]	[-3,5, 0,5]	0,4997	0,3504	-0,0230	-0,0295	0,0468	0,0037
V-H	[0,6, 2,8]	[-3,5, 0,5]	0,5341	0,2517	-0,0100	-0,0236	0,0523	0,0044
V-K _S	[0,7, 3,0]	[-3,5, 0,5]	0,5201	0,2511	-0,0118	-0,0186	0,0408	0,0033
J-K _S	[0,1, 0,8]	[-3,5, 0,5]	0,6524	0,5813	0,1225	-0,0646	0,0370	0,0016

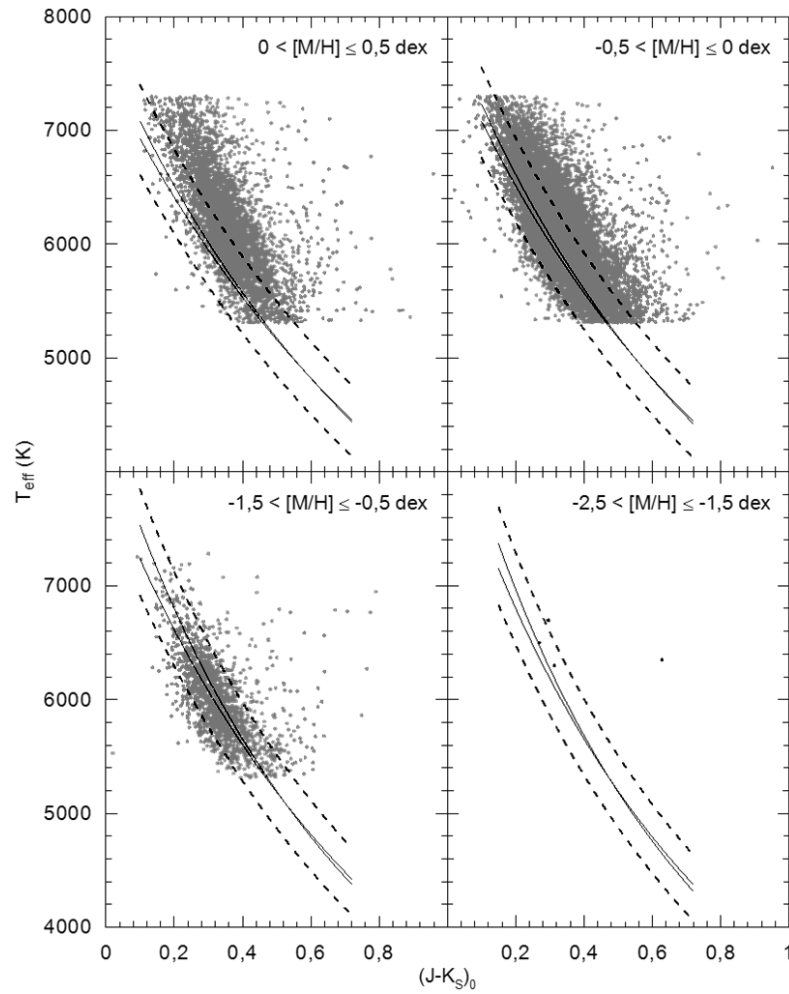
Bu çalışmada RAVE örneğindeki F ve G tayf türündeki anakol yıldızlarının yaşlarını tayin ederek, yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu ilişkilerinin araştırılması amaçlanmıştır. İncelenen yıldızlar için metal bolluğu ve kinematik parametre tayininde kullanılacak veriler (radyal hız, öz hareket ve yakın kızılötesi parlaklıkları) RAVE DR3 kataloğundan alınmıştır. Yaş tayini için RAVE'den sağlanan gözlemsel atmosfer modeli parametreleri Padova eş yaş eğrileriyle (Marigo ve diğ., 2008) karşılaştırılacaktır. Her bir yıldızın metal bolluğu dikkate alınarak oluşturulacak yüzey çekim ivmesi-sıcaklık diyagramında, sıfır yaş anakolu (ZAMS) üzerinde veya bu anakolun üst bölgelerinde yer alan yıldızların yaş tayinleri yapılacaktır. Bu nedenle çalışmamızdaki yıldızların yukarıda bahsedilen ölçütleri sağlaması gerekir. Yıldızların ZAMS'ın altında yer almasının nedeni, yıldızın HR diyagramı üzerinde yanlış konumlanmasına neden olan RAVE'deki atmosfer model parametrelerindeki belirsizliklerdir.

Oluşturulan RAVE örneğindeki yıldızların atmosfer modeli parametrelerine göre çizilen HR diyagramlarıyla Padova modellerinden alınan ZAMS'lar Şekil 4.3'te gösterilmiştir. Şekil oluşturulurken yıldızlar $[M/H] \geq 0,2$; $-0,2 \leq [M/H] < 0,2$; $-0,6 \leq [M/H] < -0,2$ ve $[M/H] < -0,6$ dex metal bolluğu aralıklarına ayrılmış ve bu aralıklardaki metal bolluğu değerleri için Padova ZAMS'ları kesikli çizgiler ile gösterilmiştir. Eş yaş eğrileri kullanılarak yaş tayinleri yapılamayacak olan farklı metal bolluğundaki panellerde,

ZAMS altında yer alan RAVE yıldızları istatistik dışı bırakılmıştır (Tablo 4.2). Bu durumda yaş tayini yapılabilecek örnek sayısı 6.713 olmuştur.

Tablo 4.2 Farklı metal bolluğu aralıklarına göre ZAMS ayrımı yapılan yıldız sayıları.

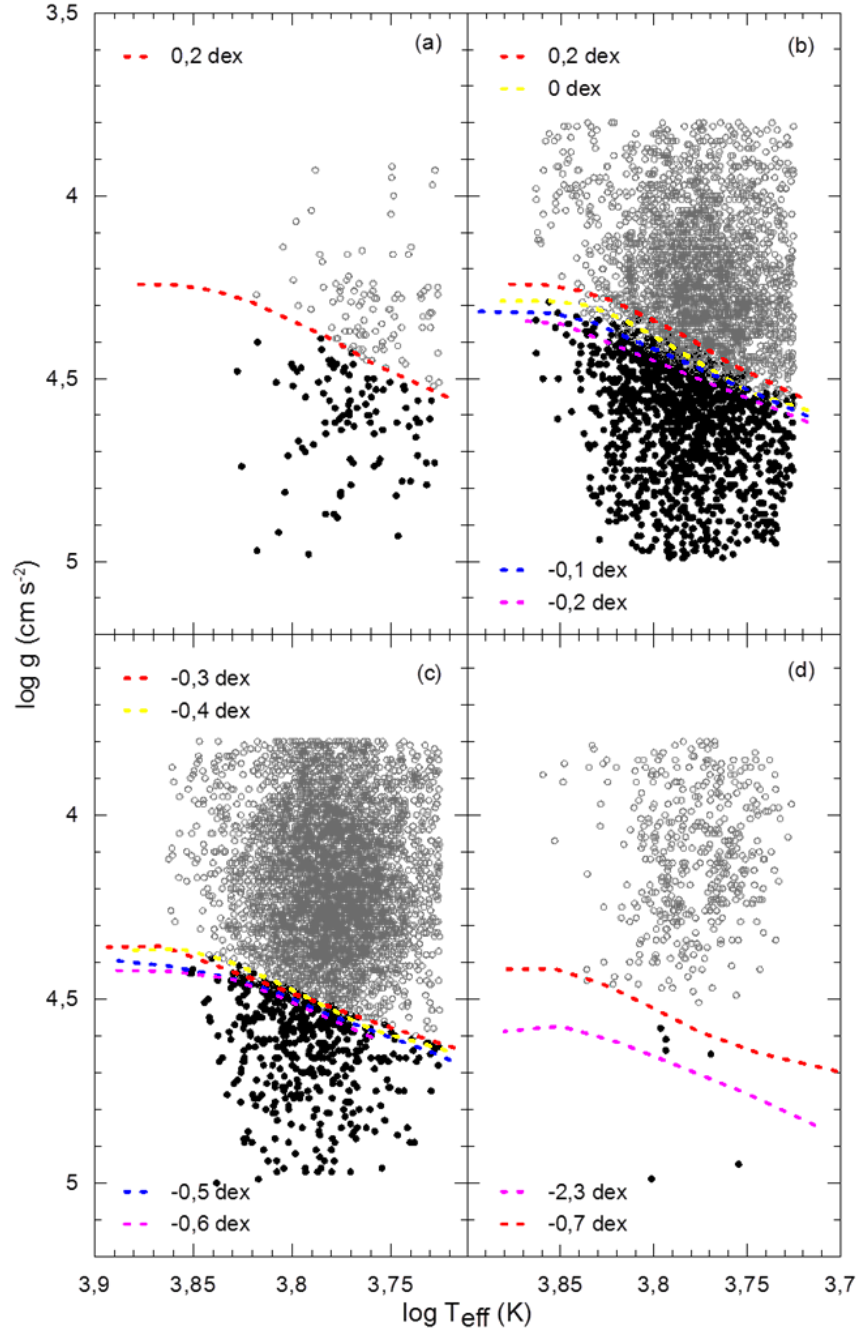
Metal bolluğu [dex]	ZAMS altındaki yıldız	ZAMS üstündeki yıldız
$0,2 \leq [M/H]$	98	97
$-0,2 \leq [M/H] < 0,2$	1.227	2.310
$-0,6 \leq [M/H] < -0,2$	464	3.884
$[M/H] < -0,6$	6	422
Toplam	1.795	6.713



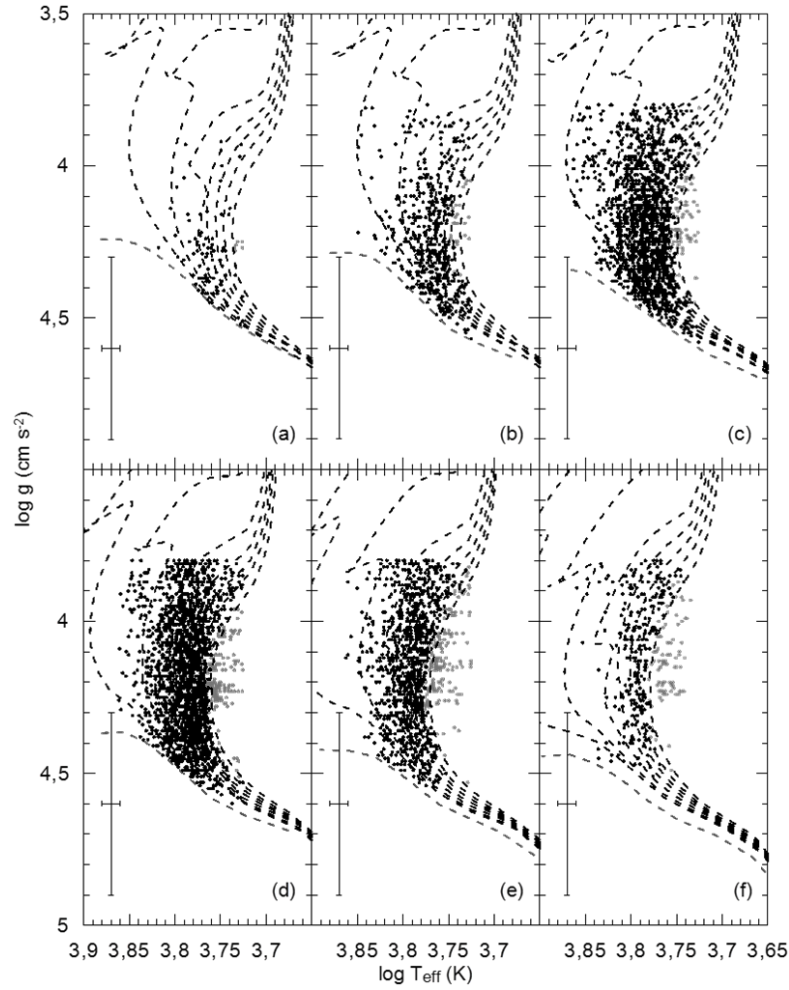
Şekil 4.2 Metal bolluklarına göre gruplanmış 18.937 yıldızın $T_{\text{eff}}-(J-K_s)_0$ diyagramları. Şekillerdeki düz çizgiler ilgili alt ve üst metal bolluğu limitlerine denk gelen değerler için González Hernández ve Bonifacio'nun (2009) kuramsal fitlerini, kesikli çizgiler ise bu fitlere denk gelen 2σ güvenilirlik limitlerini göstermektedir.

Yaş tayininde karşılaşılan sorunlardan biri de yıldızın metal bolluğuna ait en yaşlı eş yaş eğrisiyle (13,18 milyar yıl) bile ifade edilemeyecek yaşta yıldızların bulunabileceğidir. Bu sorun yine gözlemsel verilerin hassasiyetinin düşüklüğünden ve atmosfer modeli parametrelerinin duyarlılığının az olmasından kaynaklanmaktadır. Örneğimizi oluşturan

6.713 yıldızın farklı metal bolluğu aralıkları için oluşturulan HR diyagramları ve bu diyagramlarda yer alan 0, 2, 4, 6, 8, 10, 12, 13 milyar yıldaki Padova eş yaş eğrileri Şekil 4.4'te gösterilmiştir. 13 milyar yıldan daha büyük yaşlara sahip görünen 1.402 yıldız Galaksimizden daha yaşlı olamayacakları için istatistik dışı bırakılmıştır (Tablo 4.3). Son durumda analizlerini yapabileceğimiz toplam yıldız sayısı 5.301 olarak belirlenmiştir.



Şekil 4.3 Renk-sıcaklık ilişkisi belirlenen aralıkta uyumlu olan 8.508 yıldızın HR diyagramındaki gösterimi. Şekilde belirtilen değerlerdeki metal bolluklarına ait ZAMS eğrileri farklı renklerdeki kesikli çizgiler ile ifade edilmiştir.



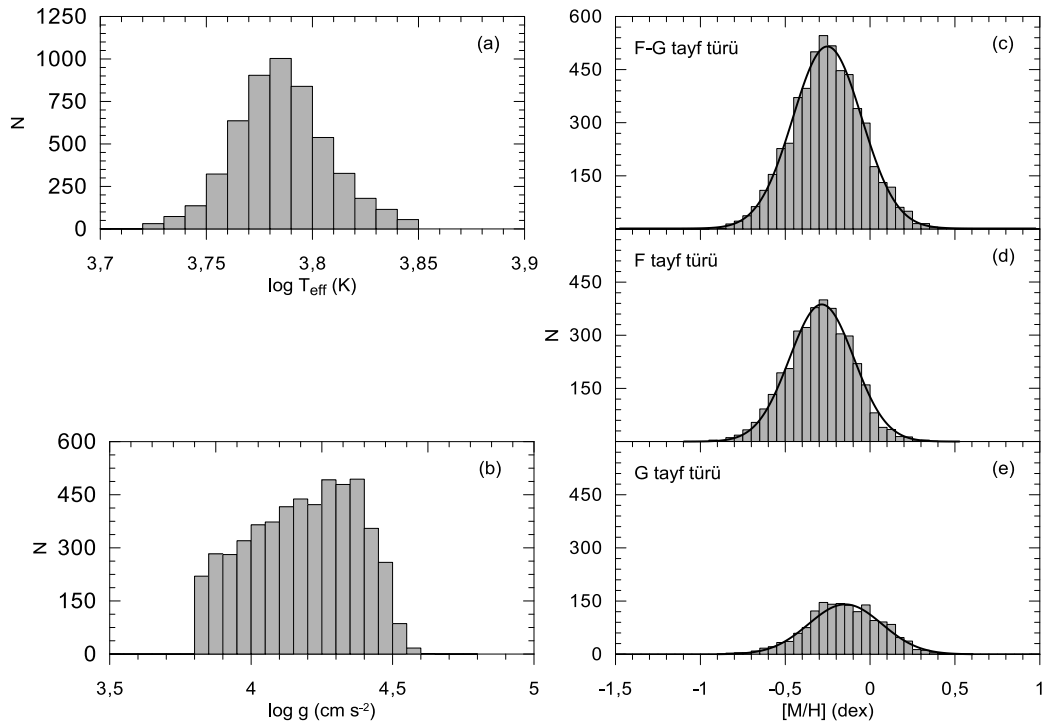
Şekil 4.4 Son örneğin ve eş yaş eğrilerinin HR diyagramı üzerindeki gösterimi. Kesikli çizgiler sırasıyla 0, 2, 4, 6, 8, 10, 12, 13 milyar yıllık eş yaş eğrilerini, siyah noktalar istatistik dâhilindeki, gri noktalar istatistik dışı bırakılan yıldızları belirtmektedir. RAVE'den elde edilen ortalama sıcaklık ve yüzey çekim ivmesindeki belirsizlikler panellerin sol alt köşelerinde, panellerdeki metal bolluğu aralıkları da Tablo 4.3'te gösterilmiştir.

Tablo 4.3 Farklı metal bolluğu aralıklarına göre modellerle uyumlu yıldız sayıları.

Panel	Metal bolluğu [dex]	Uyumsuz yıldız sayısı	Uyumlu yıldız sayısı
(a)	$0,2 \leq [M/H]$	10	87
(b)	$0,0 \leq [M/H] < 0,2$	71	486
(c)	$-0,2 \leq [M/H] < 0,0$	231	1.522
(d)	$-0,4 \leq [M/H] < -0,2$	453	1.960
(e)	$-0,6 \leq [M/H] < -0,4$	477	994
(f)	$[M/H] < -0,6$	170	252
Toplam		1.412	5.301

Yukarıda bahsedilen sınırlamalardan itibaren oluşturulan 5.301 yıldızın atmosfer modeli parametrelerinin frekans dağılımları Şekil 4.5'te gösterilmiştir. Cox (2000) tarafından anadol yıldızları için verilmiş tayf türü-sıcaklık tablosu dikkate alındığında, örnekteki F ve G tayf türünden yıldız sayıları sırasıyla 3.707 ve 1.594 bulunmuştur. Oluşturulan son

örneğin etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi frekans dağılımları Şekil 4.5a-b’de gösterilmiş olup, medyan değerleri sırasıyla $\log T_{\text{eff}} = 3,72$ K ve $\log g = 4,19$ cm s^{-2} olarak hesaplanmıştır. Metal bolluğu değerleri dikkate alındığında son örnek F ve G tayf türüne göre ayrılarak ve bunların birleşimi için Şekil 4.5c-e’de incelenmiştir. Metal bolluğundaki medyan değerler; tüm yıldızlar için $-0,26$ dex, F ve G tayf türündeki yıldızlar için sırasıyla $-0,29$ dex ve $-0,16$ dex’tir. Görüldüğü gibi, F yıldızlarının sayısı daha fazla olduğu için medyan metal bolluğu değeri tüm örnek ile uyum içerisindedir. G yıldızlarının metal bolluğunun F yıldızlarına göre metalce daha zengin görülmesinin nedeni, Şekil 4.2’den görüleceği gibi $0 < [M/H] \leq 0,5$ dex aralığındaki sıcak yıldızların $((J-K_s)_0 < 0,3)$ istatistik dışı bırakılmasından kaynaklanmaktadır. Eğer söz konusu yıldızlar istatistik dışı bırakılmamış olsalardı, F tayf türünden yıldızların sayısının artmasıyla birlikte örneğe metalce daha zengin yıldızlar ilave edilmiş olacaktı. Bu da F ve G tayf türündeki yıldızların medyan metal bolluğu değerlerinin neredeyse aynı olmasına neden olacaktı.



Şekil 4.5 Son örnekteki yıldızların sıcaklık frekans dağılımı (a), yüzey çekim ivmesi frekans dağılımı (b), tüm yıldızlara (c) ve F ve G tayf türüne ait (d-e) metal bolluğu frekans dağılımı.

Çalışmamızda F ve G tayf türünden anakol yıldızlarının mutlak parlaklıkları, Bölüm 3.2’de de bahsedildiği gibi Bilir ve diğ. (2008) tarafından anakol yıldızları için verilmiş renk-parlaklık bağıntısı kullanılarak tayin edilmiştir. Kalibrasyon geniş bir renk aralığında tanımlandığı için, örneğimizi oluşturan 5.301 yıldızın tümünün mutlak

parlaklıkları belirlenebilmiştir. Yıldızların bu yöntemle tayin edilen mutlak parlaklıklarındaki belirsizlikler 0,2 kadirdir. Yıldızların uzaklıklarındaki belirsizlikler de yıldızın görünen J parlaklığına ait hataların dikkate alınmasıyla hesaplanmıştır. Bu da sönük yıldızlara ait uzaklık belirsizliğinin parlak yıldızlara göre daha büyük olacağı anlamına gelir.

Örneğimizi oluşturan 5.301 yıldızın uzaklık tayinleri Bölüm 3.2’de bahsedildiği gibi renk-parlaklık bağıntısı kullanılarak yapılmıştır. Bu bağıntı kullanılmadan önce 2MASS fotometrik parlaklıkları yıldızlararası ortamın neden olduğu sönükleştirmenin etkilerinden arındırılmalıdır. RAVE DR3 yıldızlarının doğrultularındaki sönükleşme miktarları toz haritalarından (Schlegel ve diğ., 1998) alınmıştır. Bu doğrultulardan elde edilen sönükleşme değerleri Galaksinin dış sınırına kadar olan bölge için geçerli olduğundan yıldızın bulunduğu uzaklığa indirgenmelidir. İndirgemedede Bahcall ve Soneira (1980) tarafından verilen aşağıdaki formül kullanılır:

$$E_d(B-V) = E_\infty(B-V) \left[1 - \exp\left(\frac{-d \sin|b|}{H}\right) \right], \quad (4.2)$$

burada $E_\infty(B-V)$ yıldız doğrultusunda Schlegel ve diğ. (1998) tarafından verilen, Galaksi dış sınırına kadar renk artışı değeridir; d yıldızın uzaklığını, b yıldızın galaktik enlemini ve H tozun yükseklik ölçeğini temsil eder. Bu çalışmada $H = 125$ pc alınmıştır (Marshall ve diğ., 2006). $E_d(B-V)$ ise d uzaklığına indirgenmiş renk artışıdır. Denklem 4.2’den görüldüğü gibi renk artışının indirgenmesinde yıldızların uzaklığının biliniyor olması gerekir. Bu sorunun çözümünde izlenen yol şöyledir: (i) Yıldızların orijinal 2MASS parlaklıkları sönükleşmemiş kabul edilerek, Denklem 3.1’den M_J mutlak parlaklığı elde edilip Pogson bağıntısı kullanılarak uzaklığa geçilir. (ii) Bu uzaklık Denklem 4.2’de kullanılarak $E_d(B-V)$ değeri hesaplanır. (iii) (ii)’de elde edilen $E_d(B-V)$ değerleri dikkate alınarak 2MASS parlaklıkları sönükleştirmenin etkilerinden arındırılır. (iv) (i) aşaması yeni elde edilen 2MASS parlaklıklarıyla tekrarlanır. Bu iterasyon uzaklıklar değişmeyene kadar tekrarlanır. Yapılan denemelerde iki iterasyon sonunda uzaklıkların hiç değişmediği görülmüştür. Bu çalışmada birinci iterasyonun sonunda elde edilen sönükleşme ve uzaklık değerleri kullanılmıştır.

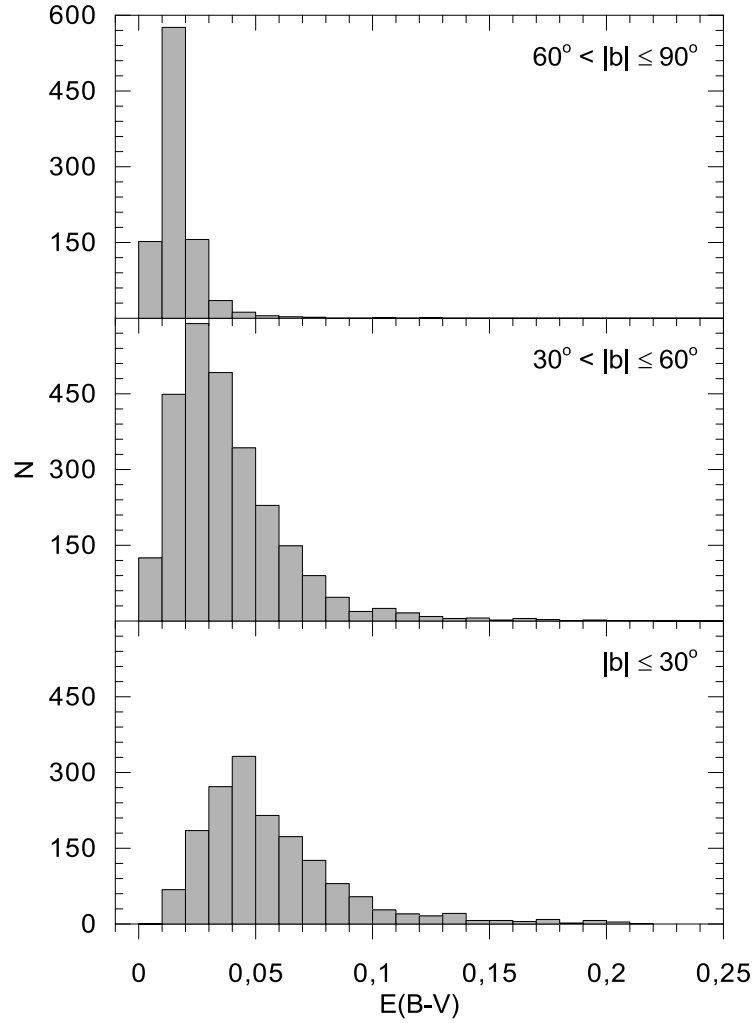
2MASS verileri için yıldızlararası sönükleşmeden arındırılmış değerler, aşağıdaki denklemlerden hesaplanmıştır (Bilir ve diğ., 2008):

$$\begin{aligned}
 J_0 &= J - 0,887 E(B-V), \\
 (J-H)_0 &= (J-H) - 0,322 E(B-V), \\
 (H-K_s)_0 &= (H-K_s) - 0,182 E(B-V), \\
 (J-K_s)_0 &= (J-K_s) - 0,504 E(B-V).
 \end{aligned}
 \tag{4.3}$$

Parlaklık ve renklerde kullanılan sıfır indisi yıldızlararası sönükleşmeden arındırılmış değerleri temsil etmektedir.

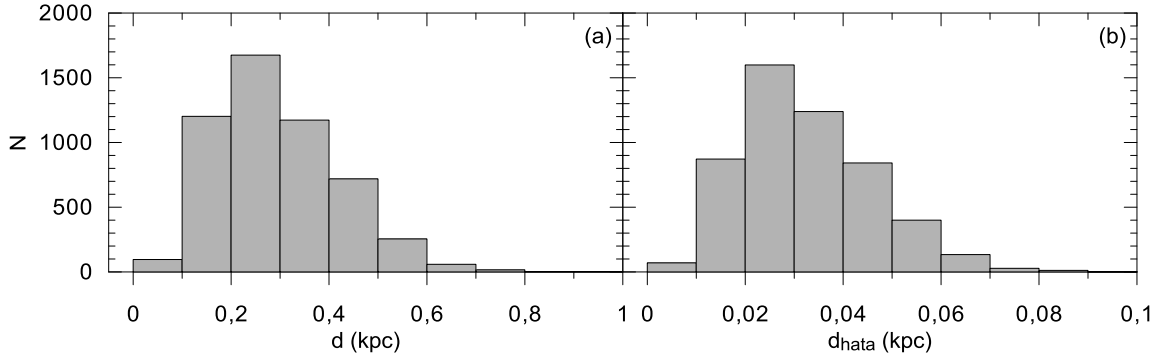
Program yıldızı olarak örneğe katılan yıldızların indirgenmiş renk artığı değerleri Galaktik enlemin bir fonksiyonu olarak Şekil 4.6'da gösterilmiştir. Yıldızlar Galaktik enlemlerine göre $60^\circ < |b| \leq 90^\circ$, $30^\circ < |b| \leq 60^\circ$, $|b| \leq 30^\circ$ olmak üzere üç gruba ayrılmıştır. Bu gruplara denk gelen yıldız sayıları sırasıyla 965, 2.667 ve 1.669 olup medyan renk artığı değerleri 0,014, 0,032 ve 0,048 kadirdir. En büyük kızarma değerleri $|b| \leq 30^\circ$ aralığındaki yıldızlara uygulanmıştır. Fakat bu aralıkta uygulanan en büyük renk artığı değeri 0,2 kadiri geçmemektedir. Ayrıca RAVE'nin gözlem stratejisinden dolayı Galaktik düzlemde yıldızlar gözlenmemektedir. Bu nedenle $|b| \leq 30^\circ$ aralığı için çok büyük renk artığı değerleri beklenmemelidir. Daha yüksek Galaktik enlemlerdeki yıldızlar için hesaplanan renk artığı değerleri 0,1 kadirden daha büyük değildir ki bu da Güneş civarı için beklenen bir durumdur.

Örnekteki yıldızların Güneş'ten uzaklıkları ve hataları Şekil 4.7'de gösterilmiş olup, örneğe ait medyan uzaklık 275 pc ve uzaklıktaki medyan hata 30 pc'tir. Literatürde bu çalışmanın amacına benzer hedefleri olan araştırmalarda genellikle *HIPPARCOS* (ESA, 1997) uydu verileri kullanılmıştır. Yakın uzay hakkında elde edilen bu bilgiler, *HIPPARCOS*'un 72 pc'lik medyan uzaklık değerinden belirlenmiştir. Bu tez çalışmasındaki uzaklık değeri *HIPPARCOS* verilerine göre yaklaşık dört kat daha büyüktür. Bu da çalışma sonucunda elde edilecek bilgilerin Güneş civarını daha iyi temsil edeceğini göstermektedir.

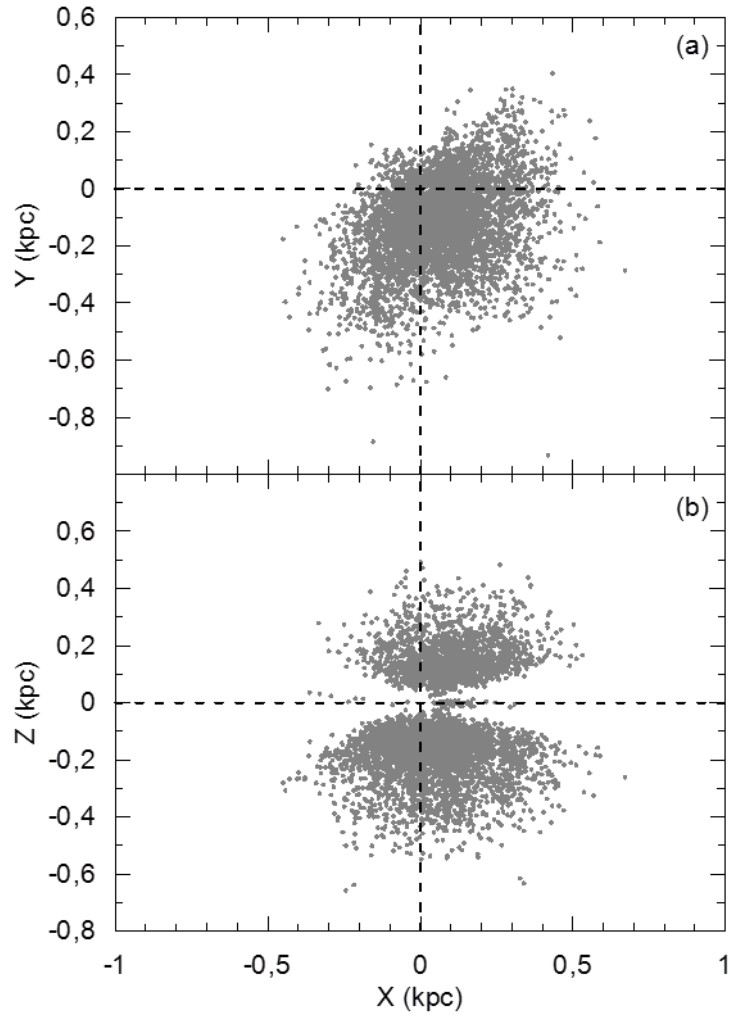


Şekil 4.6 5.301 RAVE anakol yıldızının Galaktik enlemlere göre ayrılmış renk artışı dağılımları.

Yıldızların Güneş merkezli Galaktik uzay dağılımı Şekil 4.8’de gösterilmiştir. X Galaksi merkezi, Y Güneş’in Galaksi merkezi etrafındaki yörünge hareketi ve Z Kuzey Galaktik Kutup doğrultusundadır. Dağılımın üç boyutlu yapısının daha kolay anlaşılabilmesi için yıldızların X-Y (Şekil 4.8a) ve X-Z (Şekil 4.8b) düzlemleri üzerindeki izdüşümleri gösterilmiştir. RAVE gözlem stratejisinden dolayı yıldızların uzay dağılımlarında bir yanlılık göze çarpmaktadır. Yıldızların X, Y ve Z eksenlerinde medyan uzaklıkları ve standart sapmaları sırasıyla 64, -107 ve -118 pc ve 144, 148 ve 190 pc’dir. Medyan uzaklıklar örneğin yanlı seçildiğini gösterir. X-Y düzleminde asimetric bir yapı dikkati çekerken, X-Z düzleminde görece daha simetric bir yapı vardır. Simetriden ayrılmanın nedeni RAVE’nin henüz Güney gökyüzü için gözlemleri tamamlamamasından kaynaklanmaktadır.



Şekil 4.7 5.301 RAVE anapol yıldızının uzaklıklarının (a) ve uzaklık hatalarının (b) dağılımları.



Şekil 4.8 5.301 RAVE anapol yıldızının Güneş merkezli Galaktik uzay dağılımları. X-Y düzlemi (a)'da, X-Z düzlemi (b)'de gösterilmiştir.

4.2. F VE G TAYF TÜRÜNDEN ANAKOL YILDIZLARININ KİNEMATİĞİ

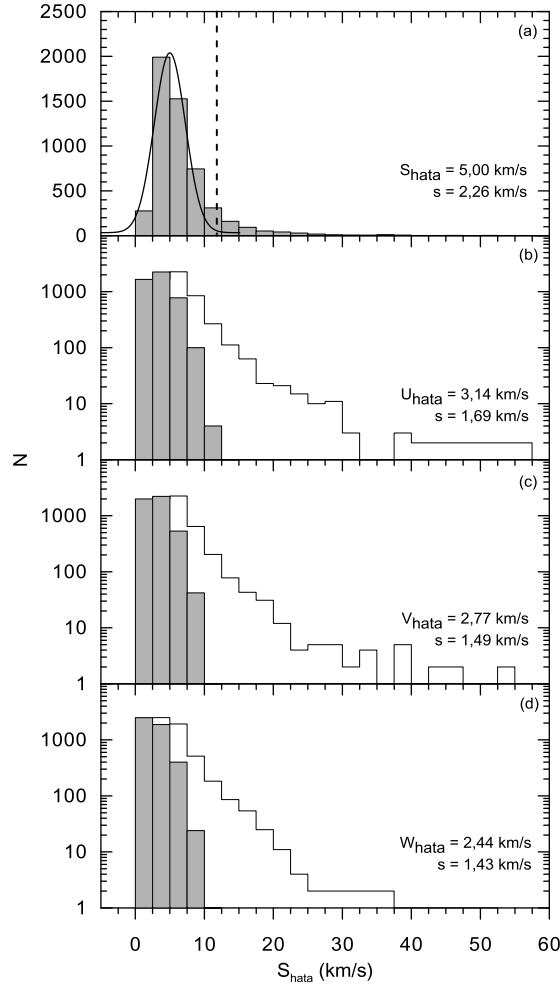
Bu çalışmadaki anapol yıldızlarının uzay hızları Bölüm 3.3'te bahsedilen yöntem ile hesaplanmıştır. Yıldızların uzay hızları RAVE DR3'te her bir yıldız için verilen radyal

hız, öz hareket ve parlaklık-renk bağıntısı (Bilir ve diğ., 2008) kullanılarak hesaplanan uzaklık değerleriyle tayin edilmiştir. Radyal hız değerleri RAVE projesi kapsamında hesaplanmışken, öz hareket verileri farklı kataloglardaki yıldızlar ile RAVE'deki yıldızların eşleştirilmesinden elde edilmiş ve RAVE DR3'te verilmiştir (Siebert ve diğ., 2011). Örnek yıldızlarının konum, radyal hız, öz hareket ve uzaklıkları Johnson ve Soderblom (1987) tarafından verilen algoritmada kullanılarak U, V ve W uzay hızı bileşenleri ile bu bileşenlere ait hatalar belirlenmiştir. Güneş civarındaki bölgenin Galaksi merkezi etrafında katı bir cisim gibi dönmeyeceği açıktır; bu nedenle örnekteki yıldızlara Denklem 3.10 ile ifade edilen diferansiyel dönme düzeltmesinin yapılması gerekmektedir. Diferansiyel dönme düzeltmesi U ve V uzay hızı bileşenlerini değiştirirken W bileşenini etkilemez. 5.301 yıldız için hesaplanan diferansiyel dönme düzeltme değerleri U ve V uzay hızı bileşenlerinden çıkartılarak, hız bileşenleri bu etkiden arındırılmıştır. U ve V hız bileşenlerinin diferansiyel dönme düzeltmeleri sırasıyla $-25,4 < dU < 11$ ve $-2,1 < dV < 1,6$ km/s aralıklarındadır. Diferansiyel dönme düzeltmesinin en büyük değişiminin beklendiği gibi U bileşeninde olduğu görülmüştür.

Tez çalışmasındaki yıldızların uzay hızı bileşenlerine ait belirsizliklerin hesaplanmasında Denklem 3.8'de verilen bağıntı kullanılmıştır. U, V ve W uzay hızı bileşenlerindeki hatalar ve toplam uzay hızı hatası Şekil 4.9'da gösterilmiştir. Yıldızların toplam uzay hızı hatası $S_{\text{hata}} = (U_{\text{hata}}^2 + V_{\text{hata}}^2 + W_{\text{hata}}^2)^{1/2}$ bağıntısıyla hesaplanmıştır. Bu dağılımın medyan değeri $S_{\text{hata}} = 5,00$ km/s ve standart sapması $s = 2,26$ km/s'dir (Şekil 4.9a). Şekilden görüleceği gibi örneğe ait uzay hızı hatasının dağılımı Gaussian'dır. Bu durumda dağılımın medyan değerinden itibaren 3σ içinde kalan yıldızlar örneğin tamamını temsil etmelidir. Eğer 3σ dışında hâlâ yıldız bulunuyorsa bu, yıldızların büyük uzay hızı hatalarına sahip oldukları anlamına gelir ve söz konusu yıldızların istatistik dışı bırakılması gerekir. Medyan uzay hızı hatası ve 3σ değeri dikkate alındığında, $S_{\text{hata}} = 11,8$ km/s değerinden daha büyük hataya sahip yıldızlar örnekten çıkartılmalıdır. Bu sınırlamayla 514 yıldız istatistik dışı kalmış ve toplam yıldız sayısı 4.787'ye düşmüştür.

Uzay hızı bileşenlerinin hata dağılımları (beyaz bölge) ile uzay hızı hatasının 11,8 km/s'den küçük seçilmesi durumunda her bir uzay hızı bileşeninin hata dağılımları (içi dolu bölge) Şekil 4.9b, c ve d'de gösterilmiştir. Bu sınırlamanın uygulanmasıyla U, V

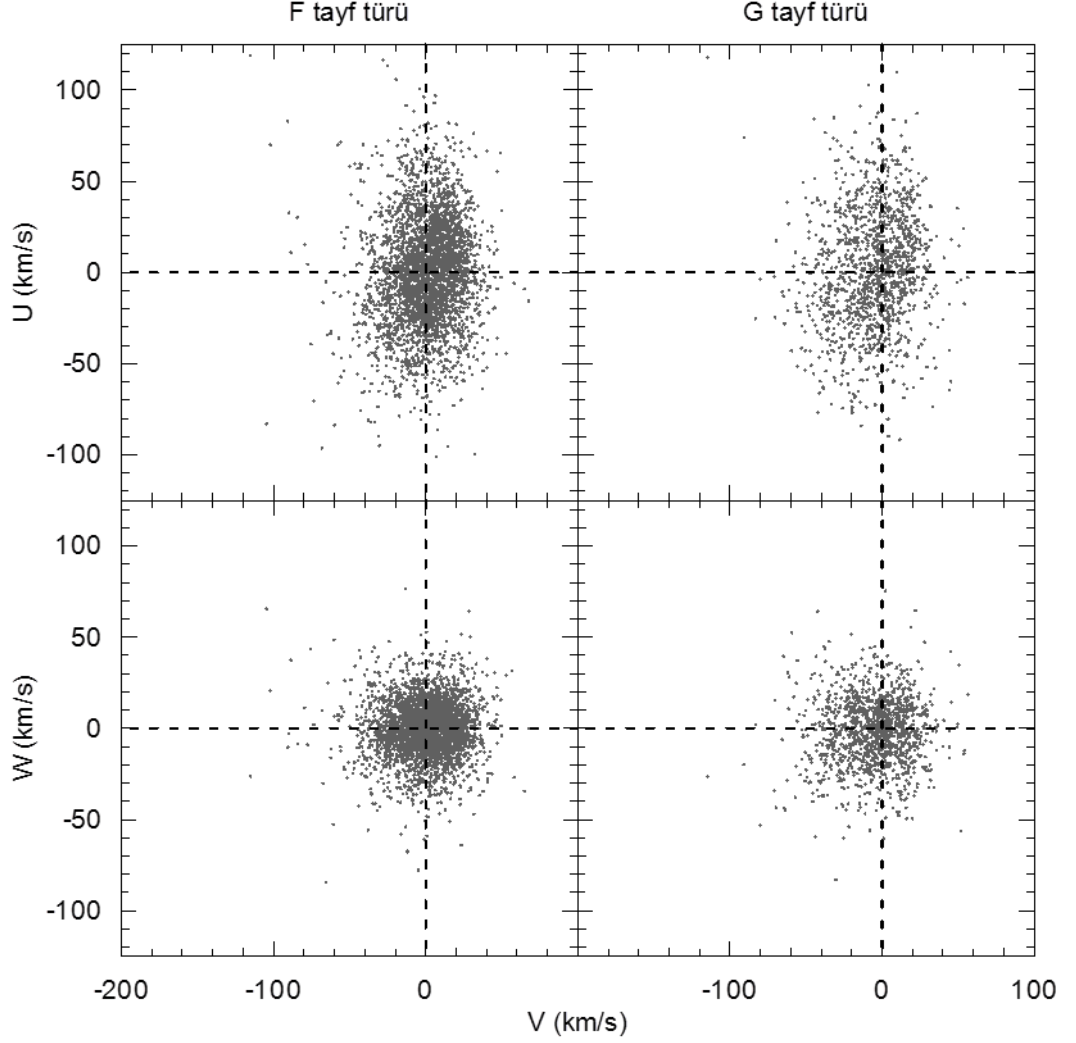
ve W uzay hızlarındaki medyan hatalar sırasıyla 3,14, 2,77 ve 2,44 km/s ve bu iyileştirilmiş örnekteki standart sapmalar sırasıyla 1,61, 1,49 ve 1,43 km/s'dir. Uzay hızı bileşenlerindeki hataların 11 km/s'den daha büyük olmadığı Şekil 4.9b, c ve d'den görülmektedir.



Şekil 4.9 (a) 5.301 RAVE anakol yıldızının uzay hızı hatalarının dağılımı. Kesikli çizgi Gauss fitinin $+1\sigma$ 'ya karşılık gelen değerini (11,8 km/s) belirtmektedir. (b-d) panelleri sırasıyla U, V ve W uzay hızı bileşenlerindeki hatalar; içi boş sütunlar tüm örneğin, içi dolu sütunlarsa uzay hızı 11,8 km/s'den az olan yıldızların hata dağılımını göstermektedir.

RAVE gözlemleri parlak yıldızlar için tasarlandığından Güneş civarındaki yıldızların gözlemleri söz konusudur. Bu durumda gözlemlerin referans noktası Güneş olacağından Güneş'e ait uzay hızı bileşenlerinin dikkate alınarak tüm yıldızlara uygulanması gerekir. Bu yerel durağanlık standardı (**L**ocal **S**tandard of **R**est, **LSR**) olarak bilinir. Çalışmamızda Coşkunoglu ve diğ. (2011) tarafından ince disk anakol yıldızları için hesaplanmış $(U, V, W)_{LSR} = (8,50 \pm 0,29, 13,38 \pm 0,43, 6,49 \pm 0,26)$ km/s değerleri kullanılmıştır. LSR düzeltmesi, diferansiyel dönme düzeltmesi yapılmış 4.787 F ve G anakol yıldızının uzay hızı bileşenlerinden LSR değerleri çıkarılarak, tüm yıldızlara

uygulanmıştır. Tayf türü aralığına göre ayrılmış örneğin U-V ve W-V uzay hızı bileşenlerine ait dağılımlar Şekil 4.10'da gösterilmiştir.



Şekil 4.10 F ve G tayf türündeki yıldız örneğinin U-V (a) ve W-V (b) hız uzaylarındaki dağılımı.

Şekil incelendiğinde her iki tayf türündeki yıldızların U-V ve W-V düzlemleri üzerinde benzer dağılımlar gösterdikleri görülmektedir. F ve G tayf türünden yıldızlar için uzay hızı bileşenlerinin dispersiyonları hesaplandığında, her tayf türü için sırasıyla $(\sigma_u, \sigma_v, \sigma_w) = (28,65, 18,55, 15,20)$ ve $(\sigma_u, \sigma_v, \sigma_w) = (31,78, 21,53, 18,51)$ km/s değerleri elde edilmiştir. Bu hız bileşenlerine ait toplam dispersiyonlar da sırasıyla 37,36 ve 42,62 km/s'dir. Hesaplanan toplam hız dispersiyonu değerleri, iki tayf türündeki yıldızların hemen hemen birbirine yakın dağılımlara sahip olduklarını istatistiksel olarak göstermektedir. Yaşlı ince disk için literatürde verilen hız dispersiyonu değerleri $(\sigma_u, \sigma_v, \sigma_w) = (38, 25, 20)$ (Cox, 2000), tez çalışmasında her iki tayf türü için elde edilen

dispersiyon değerleriyle uyumludur. Buna göre örneğimiz çoğu yaşlı ince disk yıldızlarından meydana gelmektedir. Fakat her iki tayf türü için de $V \leq -60$ km/s hız değerlerine sahip yıldızların varlığı Şekil 4.10'da görülmektedir. Tez için hazırlanan örnekte yalnız ince disk yıldızlarının bulunmadığını, farklı popülasyonlardan yıldızların da örnekte yer aldığı görülmektedir. Bu tespit, çalışmada elde edilecek sonuçların hem tayf türü ayırımına göre, hem de popülasyon ayırımına göre yorumlanması gerektiğini göstermektedir. Bu durumda, örnekteki yıldızların popülasyon ayırımı da yapılmalıdır.

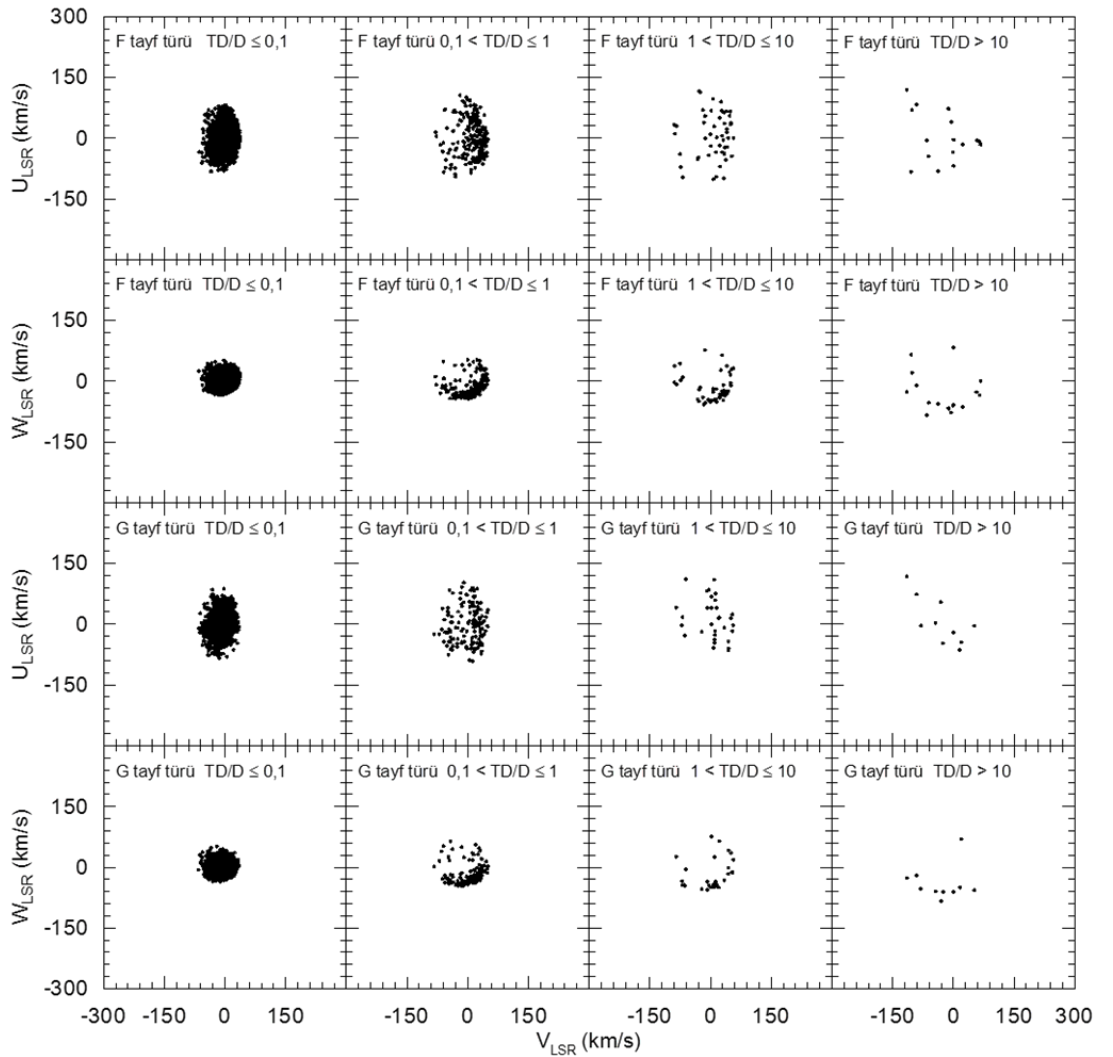
4.3. F VE G TAYF TÜRÜNDEN ANAKOL YILDIZLARININ POPÜLASYON AYRIMI

F ve G tayf türünden anakol yıldızlarının popülasyon ayırmaları Bensby ve diğ. (2003) tarafından önerilmiş kinematik ölçütlere göre yapılmıştır. Bölüm 3.4'te ve Denklem 3.12'de verilen popülasyon olasılık dağılımı örneğimizdeki 4.787 yıldıza uygulanmıştır. Burada ince disk, kalın disk ve halonun Güneş civarındaki yoğunluk değerleri, sırasıyla 0,9385, 0,06 ve 0,0015 kabul edilmiştir. Popülasyon ayırımında kullanılan TD/D ve TD/H oranları Denklem 3.13'de verilen ifadelerle göre hesaplanmıştır. Bensby ve diğ.nin (2003) kinematik ölçütlerine göre popülasyon ayırımı yapılmış F ve G tayf türündeki yıldızların sayıları ve yüzdeleri Tablo 4.4'te verilmiştir. Tablodan görüleceği gibi örneğin büyük bir kısmı ($TD/D \leq 1$; %97,74) ince disk popülasyonuna aittir. Bölüm 4.2'de F ve G tayf türünden yıldızların uzay hızı bileşenlerinin dağılımları incelendiğinde, Güneş civarında farklı popülasyonlarda yıldızların olduğu görülmüştür. Bensby ve diğ.nin (2003) kinematik ölçütlere göre sınıfladığı popülasyon ayırımı Şekil 4.10'u desteklemektedir. Bu nedenle tez çalışmamızda elde edeceğimiz yaş-metal bolluğu ilişkisinin analizinde yalnız sıcaklık sınıflaması (tayf türü) değil, popülasyon ayırımının da dikkate alınması gerekliliği ortaya çıkmaktadır.

Tablo 4.4 Bensby ve diğ.nin (2003) kinematik ölçütlerine göre popülasyon ayırımı yapılmış, F ve G tayf türündeki yıldızların sayıları ve yüzdeleri.

Tayf türü	Yıldız sayısı				Toplam
	$TD/D \leq 0,1$	$0,1 < TD/D \leq 1$	$1 < TD/D \leq 10$	$TD/D > 10$	
F	3.133	210	49	17	3.409
G	1.198	138	32	10	1.378
Toplam	4.331	348	81	27	4.787
Oran (%)	90,48	7,26	1,69	0,57	100

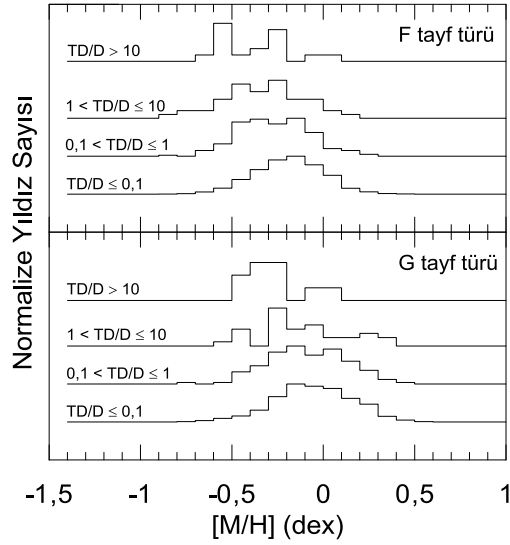
Bensby ve diğ.nin (2003) kriterlerine göre popülasyon ayrımı yapılan F ve G tayf türündeki anakol yıldızlarının U-V ve W-V düzlemleri üzerindeki dağılımları Şekil 4.11’de gösterilmiştir. $TD/D \leq 0,1$ değerine sahip yıldızlar diyagramların merkezi kısımlarında yer alırken, bu orandan daha büyük değerlerdeki yıldızlar merkezden uzaklaşarak dağılımı büyötmektedir. Bu da kinematik hesaplara dayalı olarak yapılan popülasyon analizini desteklemektedir. Yıldızların uzay hızlarındaki belirsizlikler dikkate alınsa bile, bu durum şekildeki dağılımları ciddi bir şekilde değıştirmeyecektir.



Şekil 4.11 Bensby ve diğ.nin (2003) popülasyon ayrımı ölçütlerinin uygulandığı F ve G tayf türünden anakol yıldızlarının U-V ve W-V diyagramları.

Kinematik ölçütlere göre popülasyon ayrımı yapılan F ve G tayf türünden yıldızların normalize edilmiş metal bolluğı dağılımları Şekil 4.12’de gösterilmiştir. Şekilden de görüleceğı gibi TD/D oranı küçüldükçe, her iki tayf türü aralığındaki yıldızların metal bolluğı dağılımlarının tepe noktaları metalce daha zengin değerlere doğru kaymaktadır.

Benzer kinematik özelliklere göre gruplanmış F ve G tayf türündeki yıldızların metal bollukları birbirine benzemektedir. Bensby ve diğ.ne (2003) göre düşük TD/D oranına sahip yıldızlar yüksek olasılıklı ince disk yıldızlarıdır ve bunlar Galaksinin sarmal kollarındaki ya da Galaktik düzlem civarındaki metalce zengin bulutlardan meydana gelmişlerdir. Buna karşılık, TD/D > 10 oranına sahip yüksek olasılıklı kalın disk veya halo yıldızları Galaksinin erken evrelerinde oluşmuş metalce fakir yıldızlardır. Bensby ve diğ.nin (2003) kinematik popülasyon ayırımına göre sınıflanmış yıldızların metal bolluğu değerlerinin bu ayrımları desteklediği görülmektedir.



Şekil 4.12 Kinematik ölçütlere göre popülasyon ayırımı yapılan F ve G tayf türünden yıldızların metal bolluğu dağılımları.

4.4. F VE G TAYF TÜRÜNDEN ANAKOL YILDIZLARININ BAYESİAN YÖNTEM İLE YAŞ TAYİNİ

F ve G tayf türünden 4.787 yıldızın yaşları, Jørgensen ve Lindegren (2005) yöntemi dikkate alınarak Bayesian yaklaşım ile tayin edilmiştir. Bölüm 3.6'da bahsedilen yaş tayini için yıldız atmosferi modellerinden hesaplanan etkin sıcaklık, yüzey çekim ivmesi ve metal bolluğu parametrelerine ihtiyaç vardır. RAVE gökyüzü taraması bu parametreleri araştırmacılara sağlamaktadır. Örneğimizi oluşturan 4.787 yıldızın ait atmosfer modeli parametrelerinin dağılımı Şekil 4.5'te gösterilmiştir. Tez çalışmasında, Bölüm 3.5'te bahsedilen Padova eş yaş eğrileri kullanılmıştır (Marigo ve diğ., 2008). Örneğimizdeki metal bolluğu dağılımı $-2,0 < [M/H] < +0,5$ dex aralığında yer alıp, (Şekil 4.5c) ağır element bolluğu açısından $0,00019 < Z < 0,06$ aralığına karşılık gelir.

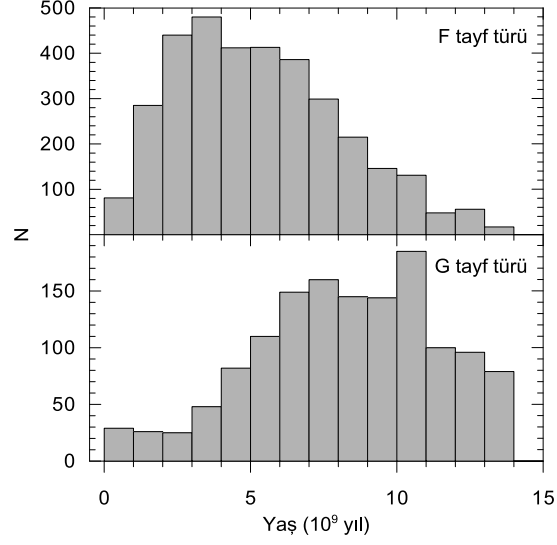
Bölüm 3.5'te bahsedildiği gibi Padova eş yaş eğrilerine ait ağır element bollukları $0,0001 \leq Z \leq 0,03$ aralığı için tanımlanmıştır. Bu durumda ağır element bolluğu 0.03'ten büyük olan 61 RAVE anakol yıldızının ağır element bollukları 0.03 kabul edilerek yaş tayinleri yapılabilmektedir.

Bayesian yöntem ile yaş tayininde kullanılan atmosfer modeli parametreleri kadar bu parametrelerdeki belirsizlikler de önemlidir. RAVE DR3 kataloğunda her bir yıldızın atmosfer modeli parametrelerine ait hataları verilmemiştir. Siebert ve diğ. (2011) RAVE DR3'teki yıldızların atmosfer modeli parametrelerindeki belirsizliklerin, Bölüm 3.1'de de bahsedildiği gibi etkin sıcaklıkta 200 K, yüzey çekim ivmesinde 0,3 dex ve metal bolluğunda 0,2 dex olduğunu söylemiştir. Bu tez çalışmasında da atmosfer modeli parametrelerinin hataları her bir yıldız için dikkate alınmıştır.

Yıldızların yaş tayini, RAVE gözlemsel verileriyle Padova yıldız modellerinin Bayesian yöntem ile karşılaştırılarak yapılmıştır. Bunun için öncelikle, her yıldızın ait gözlemsel veriler ile farklı yaş ve metal bolluğundaki Padova eş yaş eğrileri Denklem 3.15'de verilen χ^2 analizine tabi tutulmuştur. Yıldızların atmosfer modeli parametrelerine ait hatalar da dikkate alınarak Denklem 3.14 ile olabirliği en yüksek olan değerleri (L) elde edilmiştir. Son aşamada 3.18 eşitliğinden hesaplanan her bir yaşa ait G fonksiyonları; yukarıda bahsedilen L fonksiyonuyla Kroupa ve diğ. (1993) tarafından verilen başlangıç kütle fonksiyonunun ($\xi(m)$) çarpımından elde edilmiştir. Yıldızın en olası G değerinin belirlenmesinde yaşa karşılık normalize G dağılımlarının maksimum değerleri alınmıştır. Maksimum G değerine karşılık gelen yaş yıldızın yaşı olarak alınırken, G değerinin %90'lık kısımlarına denk gelen yaşların yıldızın yaşıyla arasındaki farklar da yaştaki belirsizlik olarak alınmıştır.

Bölüm 3.6'da bahsedilen Bayesian yöntem ile yaşları tayin edilen 4.787 yıldızın F ve G tayf türüne göre yaş dağılımları Şekil 4.13'te gösterilmiştir. Şekilden görüleceği gibi F yıldızlarının medyan yaş değerleri 5 milyar yıl iken, G yıldızlarında bu değer 8,5 milyar yıldır. F ve G tayf türünden yıldızların medyan yaş değerleri kütleyle bağlı olarak anakolda kalma süreleriyle uyumlu olmalıdır. Bunu gösterebilmek için F ve G tayf türünden yıldızların ayrı ayrı sıcaklık dağılımları belirlenmiş, dağılımlarda baskın olduğu görülen, sırasıyla 1,4 ve 0,92 M_{\odot} (Cox, 2000) kütleli F5 ve G5 alt tayf

türlerindeki yıldızlar dikkate alınmıştır. Anakolda kalma zamanı $t_{ms} \sim (M/M_{\odot})^{-2.5} \times t_{\odot}$ şeklinde tanımlanır ve Güneş'in anakolda kalma süresi $t_{\odot} = 10$ milyar yıldır.

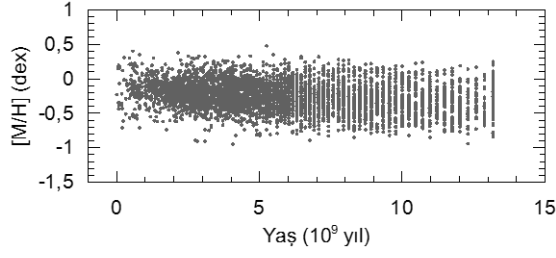


Şekil 4.13 F ve G tayf türündeki yıldızların yaş dağılımları.

Bu ilişkiye göre, örneğimizde bulunan F ve G tayf türündeki yıldızların medyan sıcaklıkları 6210 ve 5801 K olup, bu sıcaklıklar Cox'un (2000) anakol yıldızları için verdiği sıcaklık-tayf türü ilişkisine göre F8 ve G2 tayf türlerine karşılık gelmektedir. Bu tayf türündeki yıldızların anakolda kalma süreleri ise, sırasıyla 6,4 ve 10 milyar yıldır. Bu çalışmada RAVE yıldızlarından itibaren elde edilen 5 ve 8,5 milyar yıllık medyan yaş değerleri, kuramsal yaşların üst sınırından küçük olduğu için yıldız evrimi modelleriyle uyumludur.

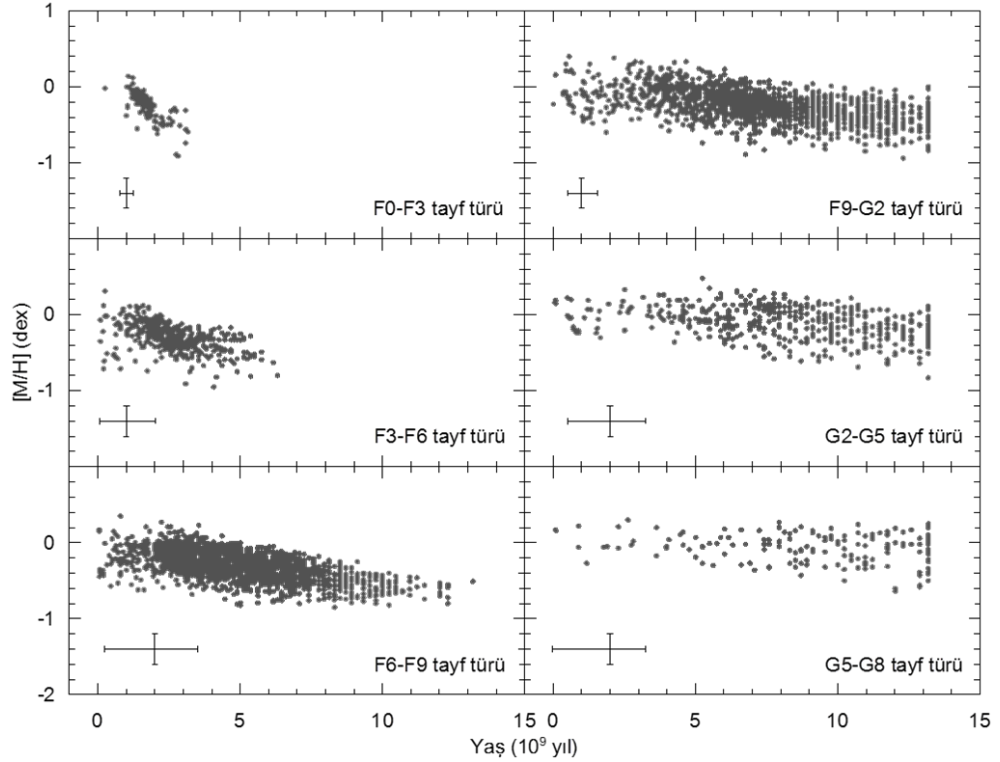
4.5. YAŞ-METAL BOLLUĞU İLİŞKİSİ

Yaş-metal bolluğu ilişkisi örnekteki tüm F ve G anakol yıldızları için incelenmiştir. 4.787 RAVE anakol yıldızının yaşlarına karşılık metal bollukları Şekil 4.14'te gösterilmiştir. Şekilden de görüleceği gibi örnekteki yıldızların yaşları ile metal bollukları arasında düzgün bir ilişki söz konusu değildir. Yaşlı yıldızlar da genç yıldızlar gibi geniş bir metal bolluğu aralığında bulunmaktadırlar. Örneğimizdeki yıldızların yaşları 0-15 milyar yıl aralığındayken, metal bolluğu dağılımları 0,5 ile -1 dex aralığında yer almaktadır. Genç yıldızların metal bolluğu dağılımı yaşlı yıldızların metal bolluğu dağılımına benzemektedir. Bu da tüm örnek için yaş ile metal bolluğu arasında bir ilişkinin olmadığını gösterir.



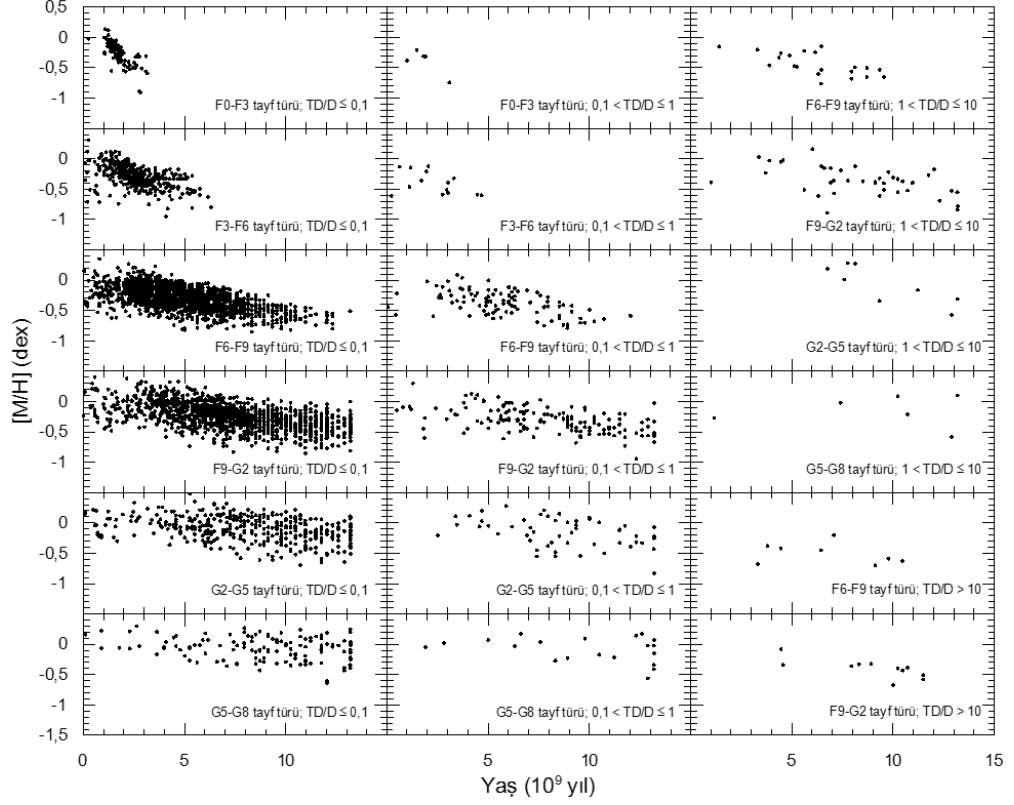
Şekil 4.14 Örnekteki 4.787 RAVE anakol yıldızının yaş-metal bolluğu dağılımı.

Tayf türüne bağlı yaş-metal bolluğu ilişkisinin var olup olmadığını araştırmak için, örneğimizdeki yıldızlar F0-F3, F3-F6, F6-F9, F9-G2, G2-G5, G5-G8 tayf türü gruplarına ayrılmıştır. Her tayf türü aralığındaki yıldızların yaş-metal bolluğu ilişkileriyle, RAVE’de verilen metal bolluğu hatası ve her bir tayf türü aralığındaki yıldızların yaşlarındaki medyan hata değerleri Şekil 4.15’te gösterilmiştir. F0-F3 aralığındaki yıldızların anakolda kalma sürelerine uygun olarak bu yıldızların yaşları ~3 milyar yıla kadar uzanırken, metal bolluklarının $-1 \leq [M/H] \leq 0,2$ dex aralığında olduğu belirlenmiştir. Örneğimizdeki en geç tayf türü aralığındaki (G5-G8) yıldızlar 0-13 milyar yıl yaş aralığında yer alırken, metal bollukları $-0,6 \leq [M/H] \leq 0,4$ dex aralığındadır. Erken ve geç tayf türü aralığındaki yıldızlar dikkate alındığında, incelenen örnekte yaşın tayf türünün bir fonksiyonu olarak arttığı bulunmuştur. Bu artış yaş ile



Şekil 4.15 Farklı tayf türü aralığındaki yıldızların yaş-metal bolluğu ilişkileri.

metal bolluğu arasında bir ilişkinin var olabileceğini göstermektedir. Şekil 4.15'ten de görüleceği gibi, erken F tayf türündeki yıldızların yaş-metal bolluğu gradyenti dik (-0,26 dex/milyar yıl) olup, geç G tayf türüne doğru gidildikçe bu gradyent düzleşmektedir (-0,01 dex/ milyar yıl). Tezde yapılan istatistiksel araştırmalar erken tayf türünden yıldızlarda belirgin bir yaş-metal bolluğu ilişkisinin varlığını işaret etmektedir.



Şekil 4.16 Tayf türü ve popülasyon ayırımı yapılmış örneğin yaş-metal bolluğu dağılımları.

Yıldızların yaş-metal bolluğu ilişkilerinin popülasyon türüne bağlılığının da araştırılması gerekir. Yıldız evrimi modellerine göre, özellikle erken tayf türündeki yıldızlar ince disk popülasyonuna ait olmalıdır. Bununla birlikte modeller, geç tayf türlerine doğru ilerledikçe ince disk, kalın disk ve haloaya ait yıldızların örnek içinde olabileceğini işaret etmektedir. Yaş-metal bolluğu ilişkisinin popülasyon türüne bağlılığını araştırmak için; Şekil 4.15'te verilen alt tayf türü aralıklarındaki 4787 yıldız, Bölüm 4.3'te anlatılan kinematik popülasyon ayırma ölçütlerine ($TD/D \leq 0,1$, $0,1 < TD/D \leq 1$, $1 < TD/D \leq 10$ ve $TD/D > 10$; Bensby ve diğ., 2003) göre sınıflanmış ve bunların yaş-metal bolluğu dağılımları Şekil 4.16'da gösterilmiştir. En olası ince disk yıldızları ($TD/D \leq 0,1$) tayf türüne göre incelendiklerinde, erken tayf türlerinde yaş-metal bolluğu ilişkisinin geç tayf türlerine göre daha belirgin olduğu görülmektedir. Ayrıca daha geç tayf türlerine doğru, yıldızların daha yaşlı oldukları dikkati

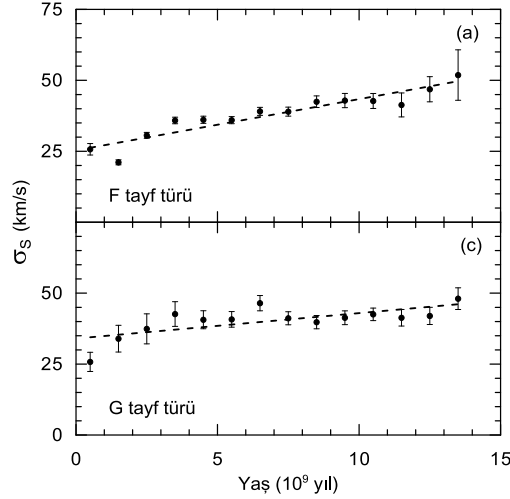
çekmektedir. Sadece tayf türüne göre sınıflanan yıldızlar için elde edilen yaş-metal bolluğu ilişkilerindeki eğimler popülasyon ayrımı yapılsa bile değişmemektedir. Düşük olasılıklı ince disk yıldızları dikkate alındığında, alt örnekteki yıldız sayısı az olsa bile yüksek olasılıklı ince disk yıldızlarına benzer bir eğilim görülmektedir (Şekil 4.16). Düşük ve yüksek olasılıklı kalın disk ve halo yıldızları tayf türü aralıklarına göre incelendiğinde, F0-F5 aralığında bu türden popülasyonlara ait yıldız bulunmamaktadır. Bu da anakolda kalma zamanı ile uyum içersindedir. F6-G8 tayf türü aralığındaki düşük olasılıklı kalın disk yıldızları ile F6-G2 tayf türü aralığındaki yüksek olasılıklı kalın disk veya halo yıldızlarının sayısının az olması sebebiyle, yaş ile metal bolluğu arasında belirgin bir ilişki hakkında yorum yapılması mümkün görünmemektedir.

4.6. YAŞ-HIZ DISPERSİYONU İLİŞKİSİ

Galaksi diski araştırılırken yıldız yaşlarıyla kinematik hız dispersiyonları arasındaki ilişkilere de bakılması gerekir. Moleküler bulutlardan doğan yıldızlar benzer uzay hızlarına sahiptir. Fakat Galaktik yörüngeleri üzerinde dolanırken, zamanla Galaktik diskteki moleküler bulutların, sarmal kolların ve diğer büyük kütleli yıldızların kütle çekimsel etkilerinden dolayı uzay hızlarında değişimler olur. Bu nedenle yıldızın doğumundan sonraki orijinal hızı zamanla değişir. Bir kümedeki yeni doğan yıldızlar benzer uzay hızlarına sahiptirler ve nükleer evrimleri boyunca çevre şartlarından etkilenecek hız dispersiyonları artar. Bu durumda, incelenen bir grup yıldızın hız dispersiyonunun zamanla artması beklenir. Yukarıda bahsedilen düşüncenin sınanması için, tez çalışmasındaki örneğin yaş-hız dispersiyonu ilişkisi hem tayf hem de popülasyon türüne göre araştırılmıştır.

Örneğimizdeki F ve G tayf türündeki yıldızların toplam hız dispersiyonlarıyla yaşları arasındaki ilişkiler Şekil 4.17’de, hesaplanan veriler ise Tablo 4.5’te verilmiştir. F tayf türünden genç yıldızlar yaklaşık 25 km/s’lik bir hız dispersiyonuna sahipken, yaşlı yıldızların hız dispersiyonları yaklaşık 50 km/s’ye ulaşmaktadır. Benzer durum G tayf türünde de görülmektedir. G tayf türünden yıldızların toplam hız dispersiyonları genç yıldızlardan yaşlı yıldızlara doğru yaklaşık 35 km/s’den 50 km/s’ye ulaşmaktadır. Şekil 4.17’den de görüleceği gibi her iki tayf türündeki veriler doğrusal fitlerle ifade edilebilir. Fakat F tayf türündeki yıldızların toplam hız dispersiyonlarındaki artış her bir

milyar yılda 1,8 km/s iken, G tayf türündeki yıldızlar için bu artış 0,9 km/s'dir. F tayf türündeki yıldızların hız dispersiyonları G tayf türündekilere göre yaklaşık iki kat daha büyüktür.



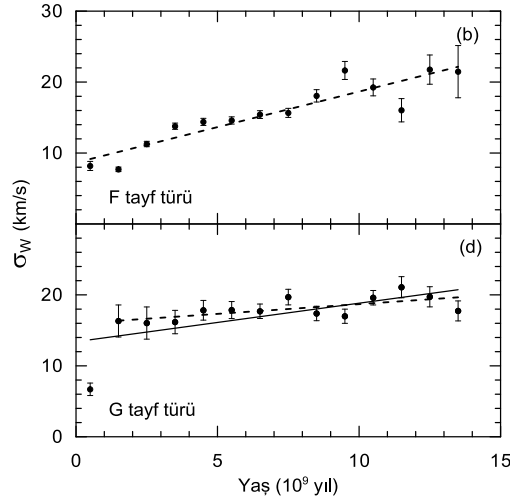
Şekil 4.17 F ve G tayf türündeki yıldızların yaş- σ_s ilişkileri

Tablo 4.5 F ve G tayf türündeki yıldızların verilen yaş aralıklarındaki sayıları ve uzay hızı bileşenlerindeki dispersiyon değerleri.

Yaş	F tayf türü					G tayf türü				
	N	σ_u (km/s)	σ_v (km/s)	σ_w (km/s)	σ_s (km/s)	N	σ_u (km/s)	σ_v (km/s)	σ_w (km/s)	σ_s (km/s)
0,5	81	20,84	11,37	8,18	25,7	29	17,75	17,45	6,69	25,77
1,5	285	15,38	12,22	7,7	21,1	26	22,41	19,59	16,32	33,95
2,5	440	23,94	15,40	11,27	30,62	25	22,34	25,37	16,03	37,41
3,5	480	27,52	18,41	13,78	35,86	48	34,35	19,38	16,17	42,63
4,5	412	27,85	17,93	14,39	36,11	82	29,97	20,82	17,83	40,62
5,5	413	28,13	17,02	14,59	35,97	110	31,08	19,38	17,86	40,75
6,5	386	30,45	19,02	15,42	39,07	149	37,12	21,62	17,69	46,46
7,5	299	29,79	19,65	15,66	38,97	160	30,25	19,74	19,69	41,14
8,5	215	32,48	20,55	18,06	42,47	145	29,27	20,57	17,38	39,77
9,5	146	31,09	20,10	21,64	42,88	144	30,91	21,53	16,99	41,32
10,5	131	32,97	19,18	19,25	42,73	185	29,79	23,15	19,60	42,52
11,5	48	31,34	21,65	16,03	41,33	100	29,30	20,11	21,08	41,32
12,5	56	32,78	25,45	21,76	46,86	96	30,43	21,13	19,73	41,97
13,5	17	39,96	25,14	21,47	51,86	79	37,25	24,62	17,74	48,05

Toplam hız dispersiyonu üç uzay hızı bileşeninden hesaplandığı için bileşenlerden gelen katkılar ilk bakışta Şekil 4.17'den görülememektedir. Galaktik yapı araştırmalarında yıldızların popülasyon analizleri söz konusu olduğunda, yıldızların Galaksi düzlemine dik doğrultuda ölçülen W hız bileşeni incelenir. Çünkü W hız bileşeninin zamana bağlı analizi yıldızın Galaksi düzleminden itibaren ulaşabileceği maksimum ve minimum uzaklıkları, yani yörüngesi hakkında bilgi verir. Bu tez çalışmasında yıldızların Galaksi

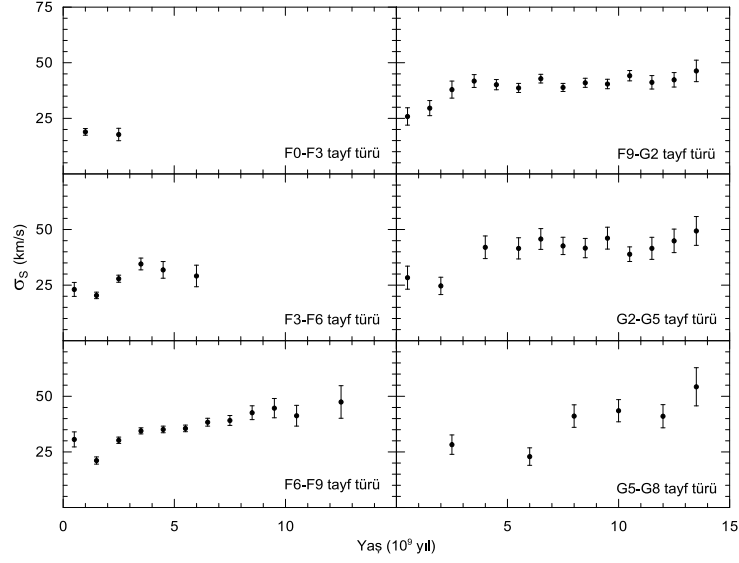
düzlemine dik doğrultudaki ölçülen W uzay hızı bileşeninin dispersiyonuyla yaşları arasındaki ilişkisi Şekil 4.18'de gösterilmiştir. F tayf türündeki yıldızların W hız dispersiyonları 8-22 km/s arasında değişirken; G tayf türündeki yıldızlarda bu aralık 7-21 km/s'dir (Bkz. Tablo 4.5). W hız dispersiyonlarının yaşla değişimlerinin de doğrusal bir ifadeye uyduğu Şekil 4.18'den görülmektedir. F ve G tayf türündeki yıldızların hız dispersiyonlarıyla yaşları arasındaki doğrusal fitlerin eğimleri, sırasıyla, 1,0 ve 0,54 km/s/milyar yıl'dır. G tayf türünün en genç yıldızlarına ait hız dispersiyonu dikkate alınmazsa, yaş-dispersiyon ilişkisinin eğimi 0,27 km/s/milyar yıl'a azalmaktadır. Eğer bu durum G yıldızlarının evrimsel sürecinde geçerliyse, W hız dispersiyonunun fazla değişmediği sonucu ortaya çıkmaktadır.



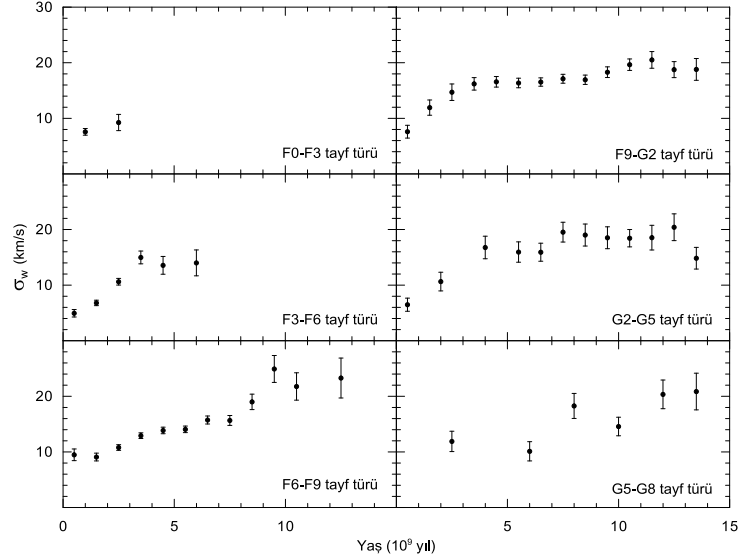
Şekil 4.18 F ve G tayf türündeki yıldızların yaş- σ_W ilişkileri.

G tayf türündeki düz çizgi 0-14 milyar yıl yaş aralığındaki yıldızlardan elde edilmiştir.

Çalışmamızdaki yıldız örneği alt tayf türü aralıklarına ayrılarak yıldızların toplam uzay hızı dispersiyonlarıyla yaşları arasındaki ilişkiler Şekil 4.19'da gösterilmiştir. Erken F tayf türündeki yıldızların anakoldaki nükleer evrimleri kısa olduğundan, bu gruptaki yıldızların hız dispersiyonu-yaş ilişkisi hakkında kesin bir bilgi elde edilememiştir. Geç F ve erken G tayf türüne gidildikçe yıldızların hız dispersiyonlarının yaş ile arttığı görülmektedir. Bu gruptaki yıldızların anakolda kalma süreleri yeterince uzun olduğu için böyle bağıntıların elde edilmesi mümkün görünmektedir. Benzer ilişki G2-G5 tayf türü aralığında da belirgindir. Fakat G5-G8 tayf türü aralığındaki yıldız sayısının azlığı, yaş-hız dispersiyon ilişkisi hakkında kesin bir şey söylememizi engellemektedir. Güneş civarındaki F6-G2 tayf türü aralığında bulunan yıldızların toplam hız dispersiyonları yaş ile belirgin bir şekilde artmaktadır.



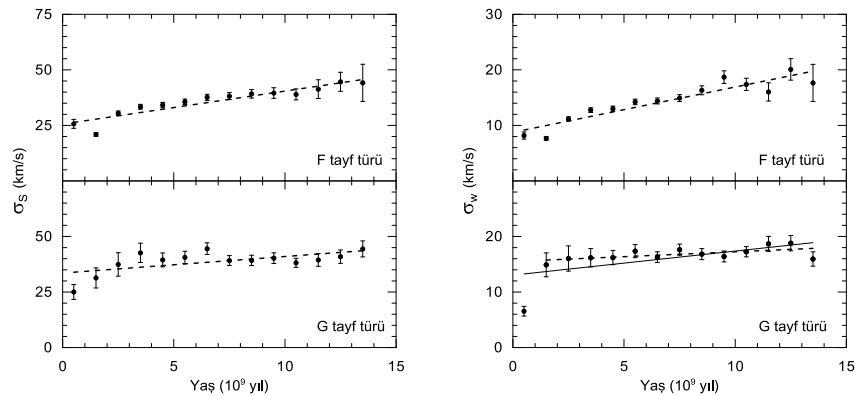
Şekil 4.19 Farklı tayf türü aralığındaki yıldızların yaş- σ_s ilişkileri.



Şekil 4.20 Farklı tayf türü aralığındaki yıldızların yaş- σ_w ilişkileri.

Yıldızların alt tayf türlerine ayrılmış yaş- σ_w ilişkileri Şekil 4.20’de; gruplanan yaşlar, yıldız sayıları ve grupların dispersiyon değerleri de Tablo 4.6’da gösterilmiştir. Her tayf türündeki yıldızlar yaklaşık 10 km/s’lik hız dispersiyonlarıyla oluşmakta, çevresel etkileşimlerden dolayı hız dispersiyonları zamanla yaklaşık 20 km/s’ye çıkmaktadır. Bu artış 5-6 milyar yıla kadar düzgün bir şekilde devam ederken, bu değerden sonra dispersiyonun artan yaş ile değişmediği görülmektedir. Yıldızların anakolda kalma süreleri de dikkate alındığında yaş-W hız dispersiyonu ilişkisi F6-G5 tayf türü aralığında daha belirgindir (Şekil 4.20).

Son olarak, alt tayf türü sınıflamasıyla beraber yıldızların popülasyon ayrımlarının da dikkate alınması gerektiğini düşünmekteyiz. Hatırlanacağı gibi, Şekil 4.17-18’de F ve G tayf türündeki yıldızlar için yaş- σ ilişkileri elde edilmişti. Eğer örnek popülasyon türlerine ayrılarak incelenmezse, Galaktik bileşenlerin Şekil 4.17-18’deki değişimlere katkılarının belirlenmesi mümkün olmayabilir. Bu örnekten kalın disk ve halo yıldızları çıkartıldığında ($TD/D > 1$) elde edilen yaş- σ dağılımları Şekil 4.21’de bu dağılımın istatistiksel bilgileri de Tablo 4.7’de gösterilmiştir. Popülasyon ayrımının yapılması durumunda F ve G tayf türündeki ilişkilerin yine doğrusal bir şekilde artmakta oldukları görülmektedir. Buradan hareketle Şekil 4.21’deki verilere doğrusal fitler (kesikli çizgi) geçirilmiştir. Şeklin son panelindeki düz çizgi, G tayf türündeki yıldızların yaş- σ_w ilişkileri 0-1 milyar yıl yaş aralığına ait noktanın dikkate alınması halinde elde edilen doğrusal fiti göstermektedir. Şekilden de görüleceği gibi F tayf türünden ince disk yıldızlarının σ_s ve σ_w değerleri yaş ile artarken, G tayf türünden ince disk yıldızları için σ_s ve σ_w değerleri ~ 3 milyar yıldan sonra bir değişim göstermemektedir. İnce diskteki F tayf türünden anakol yıldızları için yaş- σ_s değişimi 1,47 km/s/milyar yıl, yaş- σ_w değişimi de 0,82 km/s/milyar yıl olarak belirlenmiştir. G tayf türünden ince disk anakol yıldızları için ise bu değerler, sırasıyla 0,74 ve 0,18 (0-1 milyar yıl yaş aralığındaki yıldızlar hesaba katılırsa 0,43) km/s/milyar yıl olarak hesaplanmıştır. Bu sonuçlara göre örneğimizde popülasyon analizi dikkate alınsa bile tayf türlerine göre ayrılmış örnekten bulunan yaş- σ_s ilişkisi dikkate değer bir değişme göstermemektedir.



Şekil 4.21 $TD/D \leq 1$ 'deki F ve G tayf türündeki yıldızların yaş- σ ilişkileri. Yaş- σ_s (sol panel) ve yaş- σ_w (sağ panel).

Tablo 4.6 Farklı tayf türündeki yıldızların verilen yaş aralıklarındaki sayıları ve verilen hız bileşenlerindeki dispersiyon değerleri.

Yaş	F0-F3					F3-F6					F6-F9					F9-G2					G2-G5					G5-G8				
	N	σ_u	σ_v	σ_w	σ_S	N	σ_u	σ_v	σ_w	σ_S	N	σ_u	σ_v	σ_w	σ_S	N	σ_u	σ_v	σ_w	σ_S	N	σ_u	σ_v	σ_w	σ_S	N	σ_u	σ_v	σ_w	σ_S
	km/s	km/s	km/s	km/s		km/s	km/s	km/s	km/s		km/s	km/s	km/s	km/s		km/s	km/s	km/s	km/s		km/s	km/s	km/s	km/s		km/s	km/s	km/s	km/s	
0,5	-	-	-	-	-	27	21,15	7,78	4,94	23,07	41	25,58	13,90	9,48	30,62	22	10,22	22,48	7,60	25,84	15	21,23	17,66	6,48	28,36	-	-	-	-	-
1	79	13,29	11,43	7,57	18,91	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
1,5	-	-	-	-	-	97	14,48	12,63	6,80	20,38	85	15,78	10,73	9,08	21,13	38	22,85	14,53	11,93	29,59	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
2	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	20	12,71	18,25	10,64	24,65	-	-	-	-	-
2,5	20	13,23	7,33	9,25	17,73	154	20,99	14,97	10,61	27,88	227	24,15	14,66	10,79	30,24	49	29,22	19,18	14,70	37,92	-	-	-	-	-	21	21,01	14,72	11,89	28,27
3	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
3,5	4	-	-	-	-	85	25,49	17,80	14,98	34,51	317	26,32	18,10	12,92	34,46	105	33,37	19,20	16,20	41,77	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
4	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	34	34,30	17,52	16,77	42,01	-	-	-	-	-
4,5	-	-	-	-	-	36	22,63	17,84	13,56	31,85	276	27,22	17,30	13,86	35,10	152	31,03	19,34	16,57	40,14	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
5,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	285	27,81	17,16	14,06	35,57	179	29,76	18,47	16,36	38,66	38	31,98	21,16	15,95	41,53	-	-	-	-	-
6	-	-	-	-	-	18	23,81	9,22	14,00	29,12	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	17	13,53	15,47	10,11	22,90
6,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	236	29,37	19,00	15,74	38,36	241	34,11	19,96	16,53	42,84	48	37,57	20,66	15,92	45,74	-	-	-	-	-
7	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
7,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	155	29,45	20,48	15,66	39,14	230	29,42	18,80	17,12	38,89	60	30,54	22,43	19,53	42,63	-	-	-	-	-
8	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	33	33,43	15,46	18,27	41,11
8,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	94	32,86	19,38	19,00	42,62	201	31,25	20,40	16,94	40,98	46	28,71	23,43	19,01	41,65	-	-	-	-	-
9	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
9,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	53	31,85	19,00	24,92	44,68	181	29,65	20,52	18,30	40,44	44	36,19	21,77	18,52	46,12	-	-	-	-	-
10	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	38	29,54	28,44	14,57	43,52
10,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	39	30,89	16,59	21,77	41,27	181	32,27	22,89	19,65	44,17	70	28,93	18,34	18,44	38,90	-	-	-	-	-
11	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
11,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	93	29,59	20,00	20,51	41,19	35	29,75	22,28	18,54	41,54	-	-	-	-	-
12	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	31	26,82	23,47	20,35	41,04
12,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	21	36,01	20,31	23,29	47,45	85	29,90	23,35	18,76	42,32	36	34,70	19,88	20,41	44,90	-	-	-	-	-
13	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-
13,5	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	-	46	35,72	22,71	18,80	46,32	29	38,86	26,57	14,84	49,36	20	41,57	27,98	20,86	54,28

Tablo 4.7 $TD/D \leq 1$ oranına sahip, F ve G tayf türündeki yıldızların verilen yaş aralıklarındaki sayıları ve hız dispersiyonları.

Yaş	F tayf türü					G tayf türü				
	N	σ_u (km/s)	σ_v (km/s)	σ_w (km/s)	σ_S (km/s)	N	σ_u (km/s)	σ_v (km/s)	σ_w (km/s)	σ_S (km/s)
0,5	81	20,84	12,62	8,18	25,70	28	18,61	15,37	6,54	25,01
1,5	283	15,20	12,15	7,66	20,91	24	21,67	17,03	14,89	31,33
2,5	439	23,96	15,12	11,16	30,45	25	22,34	25,37	16,03	37,41
3,5	469	26,02	16,57	12,75	33,38	48	34,35	19,38	16,17	42,63
4,5	405	26,88	16,59	13,01	34,16	80	30,29	19,41	16,20	39,45
5,5	410	27,92	16,92	14,23	35,61	109	31,13	19,41	17,36	40,59
6,5	376	29,66	18,13	14,40	37,63	144	35,18	21,86	16,28	44,50
7,5	294	29,78	18,67	14,92	38,18	154	29,66	18,51	17,62	39,15
8,5	208	31,53	16,63	16,32	39,21	143	28,81	20,65	16,82	39,23
9,5	138	29,19	19,07	18,69	39,56	140	30,07	21,08	16,40	40,22
10,5	124	29,69	18,28	17,39	38,96	176	27,94	19,40	17,25	38,14
11,5	48	31,34	21,65	16,03	41,33	96	29,05	18,99	18,67	39,41
12,5	54	30,69	25,42	20,08	44,62	93	30,47	19,81	18,79	40,91
13,5	14	33,60	22,59	17,65	44,17	76	34,92	22,29	15,94	44,39

Şekil 4.21'deki kesikli çizgiler ilgili panellerdeki yaş- σ_S ve yaş- σ_W ilişkilerini ifade eden doğrulardır. G tayf türü için yaş- σ_W ilişkisini gösteren paneldeki düz çizgi 0-1 milyar yıl yaş aralığındaki yıldızlar istatistik içine alındığında elde edilen ilişkiyi göstermektedir. Şekilden de görüleceği gibi F tayf türünden ince disk yıldızlarının σ_S ve σ_W değerleri zamanla artarken, G tayf türünden ince disk yıldızları için her iki dispersiyon değeri de ~ 3 milyar yıldan sonra değişme göstermemektedir. İnce diskteki F tayf türünden anakol yıldızları için yaş- σ_S değişimi 1,47 km/s/milyar yıl, yaş- σ_W değişimi 0,82 km/s/milyar yıl olarak belirlenmiştir. İnce diskteki G tayf türünden anakol yıldızları için bu değerler, sırasıyla 0,74 ve 0,18 (0-1 milyar yıl yaş aralığındaki yıldızlar hesaba katılırsa 0,43) km/s/milyar yıl olarak hesaplanmıştır.

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

Bu tez çalışmasında, RAVE'nin 3. veri salımındaki (DR3) F ve G tayf türünden anakol yıldızlarına ait veriler kullanılarak, Galaktik diskte yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu ilişkileri araştırılmıştır. Çalışmanın materyalini RAVE DR3 kataloğu (Siebert ve diğ., 2011) oluşturmaktadır. Bu katalogda 41.672 yıldızın atmosfer modeli parametreleri, radyal hızları, öz hareketleri ve 2MASS parlaklıkları yer almaktadır. F ve G tayf türünden anakol yıldızlarının seçiminde yüzey çekimi ivmesine ($3,8 \leq \log g \leq 5 \text{ cm/s}^2$) ve etkin sıcaklığa ($5310 \leq T_{\text{eff}} \leq 7300 \text{ K}$) sınırlamalar getirilmiş ve bu sebeple yıldız sayısı 19.897 olmuştur. Katalogdaki yıldızların sıcaklık ve metal bolluğu duyarlılıklarının araştırılmasında, González Hernández ve Bonifacio'nun (2009) 2MASS verilerine göre kalibre edilen sıcaklık-metal bolluğu ilişkileri kullanılmıştır. Metal bolluğu aralıklarına göre oluşturulan kuramsal sıcaklık-renk ilişkileri ile gözlemsel veriler karşılaştırılmış ve uyumsuz yıldızlar istatistik dışı bırakılarak yıldız sayısı 8.508'e düşürülmüştür. Tez çalışmasında yıldızların yaşları hesaplanırken Padova eş yaş eğrileri (Marigo ve diğ., 2008) kullanılmıştır. Oluşturulan son örnek içinde modellerle uyumsuz olduğu tespit edilen çok genç ve çok yaşlı yıldızlar dikkate alınmamıştır. Örneği oluşturan yıldız sayısı böylece 5.301'e inmiştir. Örnekteki yıldızlar gökyüzünün farklı kısımlarında yer aldıkları için, kızarma değerleri Galaktik enlemlere göre ($60^\circ < |b| \leq 90^\circ$, $30^\circ < |b| \leq 60^\circ$, $|b| \leq 30^\circ$) üç alt grupta incelenmiştir. Bu gruplara ait medyan E(B-V) renk artışı değerleri 0,014; 0,032 ve 0,048 kadirdir. 2MASS fotometrisindeki parlaklıklar Coşkunoğlu ve diğ. (2011) tarafından verilen denklemler ile yıldızlararası kızarma etkilerinden arındırılmıştır. Son örnekteki yıldızların uzaklıkları, Bilir ve diğ. (2008) tarafından 2MASS fotometrisinde tanımlanan fotometrik paralaks yöntemiyle tayin edilmiştir. Yıldızların Güneş'ten en çok 800 pc mesafede buldukları görülmekle beraber, örnekteki yıldızların medyan uzaklığı 275 pc'tir. Bu sonuç, Güneş civarındaki A-K tayf türünden anakol yıldızlarından LSR tayini yapan Coşkunoğlu ve diğ. (2011) tarafından hesaplanmış medyan uzaklıklarla uyumludur. Ayrıca Güneş merkezli uzay dağılımları dikkate alındığında örneğimize ait (X, Y, Z) uzaklıkları (64,-107, -118) pc olup, bunlar Coşkunoğlu ve diğ. (2011) tarafından verilmiş (60, -107, -108) pc değerleriyle uyum içindedir.

Yıldızların yaş tayinlerinde Bayesian yöntem kullanılmıştır. Bu yöntemin temeli Pont ve Eyer (2004) tarafından literatüre kazandırılmış olup, yöntem Jørgensen ve Lindegren (2005) tarafından geliştirilmiştir. Bu araştırmacılar, Güneş civarında uzaklıkları iyi bilinen anakol yıldızları ve dev yıldızların sıcaklık ve metal bolluğu değerlerini dikkate alarak, Padova eş yaş eğrileri üzerinden yaş tayini yapmışlardır. İncelediğimiz RAVE örneği *HIPPARCOS* uydu verilerinden daha uzaktaki yıldızları içermektedir. Ayrıca Padova eş yaş eğrileri de zamanla geliştirilmiştir (Marigo ve diğ., 2008). Bu motivasyonla, Bayesian yaş tayini algoritması (Jørgensen ve Lindegren, 2005) tez çalışmasında seçilen yıldızların atmosfer modellerine uyarlanmış ve Marigo ve diğ. (2008) tarafından verilmiş modeller kullanılarak yıldız yaşları tayin edilmiştir. Yıldızlar etkin sıcaklıklarına göre F ve G tayf türüne ayrılmış (Cox, 2000) ve anakolda kalma süreleriyle gerçek yaşları karşılaştırılmıştır. Tez çalışmasında hesaplanan yaşların anakolda kalma süresine göre daha küçük çıkması, sonuçların anlamlı olduğunu göstermektedir.

Örneğimizdeki yıldızların uzay hızları, uzaklık, radyal hız ve öz hareket verileri ile bu verilerin belirsizliklerinden, Johnson ve Soderblom (1987) algoritması kullanılarak hesaplanmıştır. Galaktik diskte yaş-hız dispersiyonu (σ) ilişkilerinin anlamlı olabilmesi için, hesaplanan uzay hızı hatalarının incelenen alt grubun hız dispersiyonundan küçük olması gerekir. Bu nedenle toplam uzay hızı hatası 11,8 km/s'den daha büyük olan yıldızlar istatistik dışı bırakılmış ve incelenecek son örnek 4.787 yıldızdan oluşmuştur.

Güneş civarındaki yıldızların çoğu ince disk popülasyonuna ait olsalar bile en azından bir kısmının kalın disk veya halo popülasyonuna ait olma olasılığı vardır. Güneş civarındaki yıldızların %6'sı kalın diske ve %0.2'siyse halo popülasyonuna aittir (Robin ve diğ., 1996; Buser ve diğ., 1999). Tez çalışmasında Galaktik diske ait yaş-metal bolluğu ve yaş- σ ilişkileri araştırılacağı için örnekteki yıldızların disk popülasyonuna ait olması gerekir. Bu nedenle son yıldız örneğinin popülasyon analizi de yapılmalıdır. Örneğimizdeki yıldızların popülasyon ayrımları Bensby ve diğ. (2003) tarafından verilen kinematik ölçütler dikkate alınarak yapılmıştır. Bu ölçütler göz önüne alındığında; toplam 4.787 yıldızdan oluşan örneğimizde 4.331 yüksek olasılıklı ince disk ($TD/D \leq 0,1$), 348 düşük olasılıklı ince disk ($0,1 < TD/D \leq 1$), 81 düşük olasılıklı kalın disk ($1 < TD/D \leq 10$), 27 yüksek olasılıklı kalın disk veya halo

($TD/D > 10$) yıldızı bulunduğu belirlenmiştir. Bu analizler yıldızların %97,74'ünün ince disk, %2,26'sının ise kalın disk veya halo yıldızı olduğuna işaret etmektedir. Popülasyon sınıflarına ayrılan örneğin metal bolluğu dağılımları (Şekil 4.12) literatürde verilen değerler ile uyum içindedir (Cox, 2000).

Yaş tayininde gözlemsel verilerin modellerle karşılaştırılmasıyla en olası yaşın belirlenmesinde Bayesian yaklaşım (Jørgensen ve Lindegren, 2005), gözlemsel veriler için RAVE DR3'teki atmosfer modeli parametreleri, kuramsal eş yaş eğrileri için de Padova modelleri (Marigo ve diğ., 2008) kullanılmıştır. Modeller, $-2 < [M/H] \leq 0,2$ dex metal bolluğu aralığına karşılık gelen $0 < \tau < 13,5$ milyar yıl aralığındaki eş yaş eğrilerinden oluşmaktadır. Örneğimizdeki F ve G yıldızlarının medyan yaş değerleri, sırasıyla 5 ve 8,5 milyar yıldır. Hesaplanan medyan yaşlar yıldızların anakolda kalma süreleriyle uyumludur (Cox, 2000).

Çalışmamızın amacı, Güneş civarındaki yıldızlar için yaş-metal bolluğu ve yaş-hız dispersiyonu (σ) ilişkilerini elde ederek, Galaktik diskin oluşumu ve kimyasal evrimini araştırmaktır. Çalışmamızdaki yaş-metal bolluğu ilişkisi araştırılırken tüm yıldızların yanı sıra, tayf türlerine ve popülasyon sınıflarına göre ayrılan alt örnekler de incelenmiştir. Tüm örnek incelendiğinde, geniş bir yaş aralığı için (Şekil 4.14) yaş ile metal bolluğu arasında belirgin bir ilişki görülememektedir. Bu bulgu, hassas astrometrik veriler ve Strömngren fotometrik verileri kullanılarak yapılan çalışmalardan elde edilen sonuçlarla uyumludur (Feltzing ve diğ., 2001; Nordström ve diğ., 2004; Casagrande ve diğ., 2011). 4.787 yıldızdan oluşan örneğimizin tayf türüne göre alt sınıflara ayrılması sonucunda; tüm örnek için elde edilemeyen yaş-metal bolluğu ilişkisi, erken tayf türlerindeki yıldızlar (F0-F9) için belirlenebilmiş, fakat geç tayf türündeki yıldızlar (G0-G8) için bu ilişki bulunamamıştır. Tayf türlerine göre ayrılan yıldızlar için benzer sonuçlar *HIPPARCOS* uydu verilerini kullanan Feltzing ve diğ. (2001) tarafından da elde edilmiştir. Bununla beraber, bu tez çalışmasını bahsi geçen araştırmacıların çalışmasından daha dikkat çekici kılan özellik; *HIPPARCOS* verilerinden elde edilen sonuçların Güneş'ten itibaren 72 pc'lik uzaklıktan bulunmasına karşın, bu çalışmadaki sonuçların 275 pc'lik medyan uzaklıktan elde edilmiş olmasıdır. Tayf türü alt gruplarına ayrılan örnek içinde farklı popülasyonlardaki yıldızların etkilerini ortadan kaldırabilmek için, Bensby ve diğ. (2003) tarafından tanımlanmış

ölçütler dikkate alınmış ve yaş-metal bolluğu ilişkilerinin dikkate değer düzeyde değişmediği tespit edilmiştir. İncelenen ilişkilerde popülasyon ayırımına bağlı bir değişim belirlenememiş olmasının sebebi, örneğimizdeki kalın disk ve halo yıldızlarının sayısının bu istatistiği değiştirecek miktarda olmamasıdır. Sonuç olarak, yaş-metal bolluğu ilişkisi F tayf türünde daha baskın olup, 5 milyar yıl yaşına kadar etkindir. Daha büyük yaşlar için yaş-metal bolluğu ilişkisinde bir eğilim görülmemesinin yanısıra, ilişkideki saçılma da artmaktadır.

Bu çalışmada F6-F9 tayf türü aralığındaki yıldızlar (Şekil 4.16) için elde edilen sonuçlar; beklendiği gibi genelde metalce zengin yıldızların genç, metalce fakir yıldızların ise yaşlı olduklarını göstermektedir. Galaktik diskin kimyasal bakımdan zenginleşmesini işaret eden bu gözlemsel bulgu, kimyasal evrim sürecinde süpernova patlamalarının meydana gelmesi veya Galaksimizin başka galaksilerle madde alışverişi yapmasıyla açıklanabilir. Bu olası süreçlerin bir sonucu olarak genç yıldızların metalce zengin, buna karşın yaşlı yıldızların da metalce fakir olması beklenir (Feltzing ve diğ., 2001). Ancak bu türden senaryoların çok daha farklı sonuçları da olabilir. Galaksinin oluşum sürecinde meydana gelen büyük kütleli yıldızların hızlıca evrimleşmesi yıldızlararası ortamı ağır elementler bakımından zenginleştirip, bu yıldızların kalıntılarından oluşan küçük kütleli yıldızların yaşlı ve metalce zengin olmasına yol açar. Bu süreç sonucu yaşlı yıldızların metalce zenginleşmesi, bir yaş-metal bolluğu ilişkisinin elde edilmesini zorlaştırır.

Galaktik diskin oluşumu ve evriminin incelenmesinde Güneş civarındaki yıldızların yaş-hız dispersiyonu arasındaki ilişkiler de dikkate alınmaktadır. Örneğimizdeki F ve G tayf türünden anakol yıldızları için oluşturduğumuz yaş- σ_s ilişkileri incelendiğinde, genel olarak yaş ile hız dispersiyonunun arttığı belirlenmiştir (Şekil 4.17). Bu artış F tayf türünde süreklilyken, G tayf türünde 5-6 milyar yıla kadar sürmekte ve daha büyük yaşlarda σ_s değişmemektedir. Örneğimiz alt tayf türü aralıklarına ayrıldığında F6-F9 aralığı dışındaki tüm gruplarda 5 milyar yıla kadar bir artış tespit edilmiş ve daha büyük yaşlarda hız dispersiyonunun değişmediği görülmüştür. F6-F9 aralığındaki yıldızlarda ise toplam hız dispersiyonu 10 milyar yıla kadar düzgün bir şekilde artmaktadır. Galaktik diskteki yıldızların çoğu ince disk popülasyonundan oluştuğu için, örneğimizin popülasyon türüne göre alt sınıflara ayrılmasının anlamlı sonuçlar vereceği

düşünülmüştür. Tayf türü ayrımı yapılmış örneğe popülasyon analizi uygulanarak örnek içinden ince diske ($TD/D \leq 1$) ait yıldızlar seçilmiştir. Son örnek için oluşturulan yaş- σ_S ilişkisinin tayf türleri için elde edilen ilişkiye benzer bir eğilimde olduğu belirlenmiştir. Literatürde şimdiye kadar bu ilişkiler yalnız tayf türüne göre analiz edilmişken, bu tez çalışmasında yıldızların popülasyon türleri de değerlendirmeye katılmıştır.

Yıldızların W hız bileşenlerine ait hız dispersiyonları dikkate alındığında yaş- σ_S 'a benzer ilişkiler elde edilmiştir. F yıldızları için bulunan değişim G yıldızlarına göre daha belirgindir. Alt tayf türlerine göre ayrılan örnek için dikey doğrultudaki hız dispersiyonunda (σ_W) ~5 milyar yıla kadar belirgin bir artış varken, daha büyük yaşlarda σ_W değişmemektedir. Örneğe Bensby ve diğ. (2003) tarafından tanımlanmış kinematik ölçütler uygulandığında; tüm yaş aralığındaki F yıldızları için yaş- σ_W ilişkisi tespit edilirken, G yıldızlarında bu ilişki sadece ~5 milyar yıl yaşına kadar görülmüştür.

Yıldızların yaş- σ ilişkileri Bölüm 4.6'da bahsedildiği gibi diskin ısınma mekanizmaları olarak bilinir. Kurama göre, yeni doğan yıldızlar benzer hızlarla oluştukları için hız dispersiyonları küçük olmalıdır (Wielen, 1977). Yıldızların birbirlerine uyguladıkları çekimsel tedirginlikler, büyük molekül bulutlarının etkileri, sarmal yapı ve yoğunluk dalgaları nükleer süreçlerle evrimleşirken yıldızların özgün hızlarını etkileyerek hız dispersiyonlarının zamanla artmasına neden olur (Seabroke ve Gilmore, 2007). Galaksimizdeki yaş- σ ilişkilerini sayısal benzetim yöntemlerini kullanarak inceleyen Hänninen ve Flynn (2002), Galaksimizin halosunda yer alan büyük kütleli kara deliklerin ve Galaktik düzlemde bulunan dev molekül bulutlarının yaş- σ ilişkisini, sırasıyla 0,5 ve 0,26'lık üstel bir kuvvetle etkilediklerini göstermişlerdir. Çalışmamızda hem F hem de G tayf türünden yıldızlar için oluşumlarından itibaren ~5 milyar yıla kadar uzanan bir süreçte hız dispersiyonun arttığı bulunmuştur. Bu bulgu, Geneva-Copenhagen taramasını ve yeni indirgenmiş *HIPPARCOS* astrometrik verilerini kullanarak; Güneş civarında ~4,5 milyar yıla kadar disk ısınma mekanizmalarının geçerli olduğunu, bu süreden sonra disk ısınma mekanizmalarının etkilerinin azaldığını işaret eden çalışmanın (Seabroke ve Gilmore, 2007) bulgularıyla uyumludur. Tez çalışmamızın en önemli yanı, literatürde *HIPPARCOS* verilerini kullanarak Güneş civarı için yaş- σ ilişkileri elde edilirken, bu çalışmadaki yıldızların *HIPPARCOS*'tan daha

büyük uzaklıklarda bulunması ve elde edilen sonuçların literatür ile benzer sonuçları ortaya koymasındır. Yaş- σ ilişkilerinde ~5 milyar yıla kadar uzanan yaşlarda görülen artış, Hänninen ve Flynn (2002) tarafından söylendiği gibi Galaktik haloda bulunan büyük kütleli kara deliklerin etkinliğine bağlanabilirken, 5 milyar yıldan daha yaşlı yıldızların hız dispersiyonlarında görülen zayıf artış dev molekül bulutlarıyla açıklanabilir. Sonuç olarak, bu çalışmada hız dispersiyonunun yaş ile artması literatürde belirtilen kara delikler, dev moleküler bulutlar, sarmal kollar, yıldızların kütle çekimsel etkileri gibi disk ısınma mekanizmalarının yıldızların nükleer evriminin farklı aşamalarındaki etkinlikleriyle açıklanabilir.

Bu tez çalışmasında elde edilen sonuçlar *HIPPARCOS* verilerinden Güneş civarı için elde edilen sonuçlarla uyumludur. Çalışmayı özgün kılan özellik, *HIPPARCOS* örneğindeki yıldızlardan daha uzaktaki yıldızların incelenmesi ve sonuçların daha uzak yıldızlar için de önceki çalışmalarla uyumlu olduklarının gösterilmesidir.

Özellikle yakın bir zamanda uzaya gönderilecek olan *GAIA* uydusunun Galaktik diskin oluşumunun ve evriminin açıklanmasında önemli katkıları olacaktır. Fakat *GAIA* uydusunun verilerinden elde edilecek sonuçların yayınlanacağı güne kadar *RAVE* verilerinden elde ettiğimiz bu sonuçların fazla değişmesi beklenmemektedir.

KAYNAKLAR

ANTOJA, T., FIGUERAS, F., FERNÁNDEZ, D., TORRA, J., 2008, Origin and Evolution of Moving Groups. I. Characterization In The Observational Kinematic-Age-Metallicity Space, *Astronomy and Astrophysics*, 490 (1), 135-150.

AUMER, M., BINNEY, J.J., 2009, Kinematics and History of the Solar Neighbourhood Revisited, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 397 (3), 1286-1301.

BAADE, W., 1946, A Search For the Nucleus of Our Galaxy, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 58 (343), 249-252.

BAHCALL, J. N., SONERIA, R. M., 1980, The universe at faint magnitudes. I - Models for the galaxy and the predicted star counts, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 44, 73-110.

BARNES, S.A., 2009, Gyrochronology and Its Usage for Main Sequence Field Star Ages, *The Ages of Stars*, 13-17 October 2008 Baltimore, New York: Cambridge University Press, 345 - 356.

BARNES, S.A., 2007, Ages for Illustrative Field Stars Using Gyrochronology: Viability, Limitations, and Errors, *Astrophysical Journal*, 669 (2), 1167-1189.

BATTAGLIA, G., ve diğ., 2005, The Radial Velocity Dispersion Profile of the Galactic Halo: Constraining the Density Profile of the Dark Halo of the Milky Way, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 364 (2), 433-442.

BENNETT, C. L., HALPERN, M., HINSHAW, G., 2003, First-Year Wilkinson Microwave Anisotropy Probe (WMAP) Observations: Preliminary Maps and Basic Results, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 148 (1), 1-27.

BENSBY, T., FELTZING, S., LUNDSTRÖM, I., 2003, Elemental Abundance Trends in the Galactic Thin and Thick Disks as Traced by Nearby F and G Dwarf Stars, *Astronomy and Astrophysics*, 410, 527-551.

BENSBY, T., FELTZING, S., LUNDSTRÖM, I., ILYIN, I., 2005, α -, r-, and s-process Element Trends in the Galactic Thin and Thick Disks, *Astronomy and Astrophysics*, 433 (1), 185-203.

BERTELLI, G., BRESSAN, A., CHIOSI, C., FAGOTTO, F., NASI, E., 1994, Theoretical Isochrones from Models with New Radiative Opacities, *Astronomy and Astrophysics Suppl.*, 106, 275-302.

BİLİR, S., KARAALİ, S., AK, S., YAZ, E., CABRERA-LAVERS, A., COŞKUNOĞLU, K. B., 2008, Luminosity-colour Relations for Thin-disc Main Sequence Stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 390 (4), 1569-1576.

- BİLİR, S., KARAALI, S., AK, S., ÖNAL, Ö., COŞKUNOĞLU, B., SEABROKE, G. M., 2011, Identification of Field Dwarfs and Giants in the Second Radial Velocity Experiment Data Release, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 418, 444-455.
- BISSANTZ, N., ENGLMAIER, P., GERHARD, O., 2003, Gas Dynamics in the Milky Way: Second Pattern Speed and Large-Scale Morphology, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 340 (3), 949-968.
- BISSANTZ, N., GERHARD, O., 2002, Spiral Arms, Bar Shape and Bulge Microlensing in the Milky Way, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 330 (3), 591-608.
- BLAAUW, A., GUM, C.S., PAWSEY, J.L., WESTERHOUT, G., 1960, The New I. A. U. System of Galactic Coordinates (1958 revision), *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 121 (2), 123-131.
- BRAULT, J. W., MUELLER, E. A., 1975, The solar Lithium Abundance. I - Observations of the Solar Lithium Feature at $6707,8 \text{ \AA}$, *Solar Physics*, 41, 43-52.
- BRESSAN, A., FAGOTTO, F., BERTELLI, G., CHIOSI, C., 1993, Evolutionary Sequences of Stellar Models with New Radiative Opacities. II - $Z = 0.02$, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 100 (3), 647-664.
- BROWN, A. G. A., DEKKER, G., DE ZEEUW, P. T., 1997, Kinematic Ages of OB Associations, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 285 (3), 479-492.
- 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, *Astronomy and Astrophysics*, 348, 98-112.
- CARDINI, D., CASSATELLA, A., 2007, Color, Rotation, Age, and Chromospheric Activity Correlations in Late-Type Main-Sequence Stars, *The Astrophysical Journal*, 666 (1), 393-402.
- CARNEY, B.W., LATHAM, D.W., LAIRD, J.B., 1990, A Survey of Proper-Motion Stars. X - The Early Evolution of the Galaxy's halo, *Astronomical Journal*, 99, 572-589.
- CARNEY, B.W., YONG, D., TEIXERA DE ALMEIDA, M.L., SEITZER, P., 2005, Elemental Abundance Ratios in Stars of the Outer Galactic Disk. II. Field Red Giants, *The Astronomical Journal*, 130 (3), 1111-1126.
- CAROLLO, D., ve diğ., 2010, Structure and Kinematics of the Stellar Halos and Thick Disks of the Milky Way Based on Calibration Stars from Sloan Digital Sky Survey DR7, *The Astrophysical Journal*, 712 (1), 692-727.
- CARR, B.J., LACEY C.G., 1987, Dark Clusters in Galactic Halos?, *Astrophysical Journal*, 316 (1), 23-35.

CASAGRANDE, L., SCHÖNRICH, R., ASPLUND, M., CASSISI, S., RAMÍREZ, I., MELÉNDEZ, J., BENSBY, T., FELTZING, S., 2011, New constraints on the chemical evolution of the solar neighbourhood and Galactic disc(s). Improved astrophysical parameters for the Geneva-Copenhagen Survey, *Astronomy & Astrophysics*, 530, A138.

CHANDRASEKHAR, S., 1960, Principles of Stellar Dynamics, Dover Publishing, New York, 978-0486442730.

CHARBONNEL, C., TALON, S., 2005, Influence of Gravity Waves on the Internal Rotation and Li Abundance of Solar-Type Stars, *Science*, 309 (5744), 2189-2191.

CHEN, Y.Q., NISSEN, P.E., ZHAO, G., ZHANG, H.W., BENONI, T., 2000, Chemical Composition of 90 F and G Disk Dwarfs, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 141, 491-506.

CHURCHWELL, E., ve diğ., 2009, The Spitzer/GLIMPSE Surveys: A New View of the Milky Way, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 121 (877), 213-230.

COŞKUNOĞLU, B., ve diğ., 2011, Local Stellar Kinematics from RAVE Data - I. Local Standard of Rest, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 412 (2), 1237-1245.

COWAN, J.J., PFEIFFER, B., KRATZ, K.L., THIELEMANN, F.K., SNEDEN, C., BURLES, S., TYTLER, D., BEERS, T.C., 1999, R-Process Abundances and Chronometers in Metal-poor Stars, *The Astrophysical Journal*, 521 (1), 194-205.

COX, A. N., 2000, *Allen's Astrophysical Quantities*, AIP Press, Springer, New York, ISBN: 0387987460.

CUTRI, R. M., ve diğ., 2003, 2MASS All Sky Catalogue of Point Sources, *CDS/ADC Electronic Catalogues*, 2246.

DEHNEN, W., 1999, The Pattern Speed of the Galactic Bar, *The Astrophysical Journal*, 524 (1), 35-38.

DEHNEN, W., 2000, The Effect of the Outer Lindblad Resonance of the Galactic Bar on the Local Stellar Velocity Distribution, *The Astronomical Journal*, 119 (2), 800-812.

DEMARQUE, P., WOO, J., KIM, Y., YI, S.K., 2004, Y² Isochrones with an Improved Core Overshoot Treatment, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 155 (2), 667-674.

DOPITA, M.A., RYDER, S.D., 1994, On the Law of Star Formation in Disk Galaxies, *The Astrophysical Journal*, 430 (1), 163-178.

EGGEN, O.J., LYNDEN-BELL, D., SANDAGE, A.R., 1962, Evidence from the Motions of Old Stars that the Galaxy Collapsed, *Astrophysical Journal*, 136, 748-766.

- ESA, 1997, The Hipparcos and Tycho Catalogues, *VizieR On-line Data Catalog: I/239*.
- FAGOTTO, F., BRESSAN, A., BERTELLI, G., CHIOSI, C., 1994, Evolutionary Sequences of Stellar Models with New Radiative Opacities. III. $Z=0.0004$ and $Z=0.05$, *Astronomy and Astrophysics Suppl.*, 104, 365-376.
- FAGOTTO, F., BRESSAN, A., BERTELLI, G., CHIOSI, C., 1994, Evolutionary Sequences of Stellar Models With New Radiative Opacities. IV. $Z=0.0004$ and $Z=0.008$, *Astronomy and Astrophysics Suppl.*, 105, 29-38.
- FAMAHEY, B., JORISSEN, A., LURI, X., MAYOR, M., UDRY, S., DEJONGHE, H., TURON, C., 2005, Local Kinematics of K and M Giants from CORAVEL/Hipparcos/Tycho-2 Data. Revisiting the Concept of Superclusters, *Astronomy and Astrophysics*, 430, 165-186.
- FELTZING, S., HOLMBERG, J., HURLEY, J.R., 2001, The Solar Neighbourhood Age-Metallicity Relation - Does it exist?, *Astronomy and Astrophysics*, 377, 911-924.
- FRANCOIS, P., MATTEUCCI, F., 1993, On the abundance spread in solar neighbourhood stars, *Astronomy and Astrophysics*, 280 (1), 136-140.
- FREBEL, A., CHRISTLIEB, N., NORRIS, J.E., THOM, C., BEERS, T.C., RHEE, J., 2007, Discovery of HE 1523-0901, a Strongly r-Process-Enhanced Metal-Poor Star with Detected Uranium, *The Astrophysical Journal*, 660 (2), 117-120.
- FREEMAN, K., 2011, Structure and Evolution of the Milky Way, *Red Giants as Probes of the Structure and Evolution of the Milky Way*, 15-17 Nov 2010 Roma, ISBN: 978-3-642-18417-8 Springer, 137-147.
- FUCHS, B., DETTBARN, C., WIELEN, R., 1994, Lecture Notes in Physics, *Ergodic Concepts in Stellar Dynamics.*, Springer-Verlag, Berlin, 430, 34
- FUHRMANN, K., 2004, Nearby Stars of the Galactic Disk and Halo. III., *Astronomische Nachrichten*, 325 (1), 3-80.
- FUHRMANN, K., 1998, Nearby Stars of the Galactic Disk and Halo, *Astronomy and Astrophysics*, 338, 161-183.
- FUKUGITA, M., PEEBLES, P.J.E., 2004, The Cosmic Energy Inventory, *The Astrophysical Journal*, 616 (2), 643-668.
- FUX, R., 2001, Order and Chaos in the Local Disc Stellar Kinematics Induced by the Galactic Bar, *Astronomy and Astrophysics*, 373, 511-535.
- GEISS, J., GLOECKLER, G., CHARBONNEL, C., 2002, Chemical Evolution in Our Galaxy during the Last 5 Gyr, *The Astrophysical Journal*, 578 (2), 862-867.
- GILMORE, G., WYSE, R.F.G., JONES, J.B., 1995, A Determination of the Thick Disk Chemical Abundance Distribution: Implications for Galaxy Evolution, *Astronomical*

Journal, 109 (3), 1095-1111.

GILMORE, G., REID, N., 1983, New Light on Faint Stars. III - Galactic Structure towards the South Pole and the Galactic Thick Disc, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 202, 1025-1047.

GILMORE, G., WYSE, R.F.G., 1985, The abundance distribution in the inner spheroid, *Astronomical Journal*, 90, 2015-2026.

GILMORE, G., WYSE, R.F.G., 1986, The Chemical Evolution of the Galaxy, *Nature*, 322, 806, 807.

GIRARDI, L., BRESSAN, A., CHIOSI, C., BERTELLI, G., NASI, E., 1996, Evolutionary Sequences of Stellar Models with New Radiative Opacities. VI. $Z=0.0001$., *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 117, 113-125.

GIRARDI, L., BRESSAN, A., BERTELLI, G., CHIOSI, C., 2000, Evolutionary Tracks and Isochrones for Low- and Intermediate-Mass Stars: from 0.15 to 7 M_{\odot} , and from $Z=0.0004$ to 0.03, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 141, 371-383.

GOMEZ, A.E., GRENIER, S., UDRY, S., HAYWOOD, M., MEILLON, L., SABAS, V., SELIER, A., MORIN, D., 1997, Kinematics of Disk Stars in the Solar Neighbourhood, *Proceedings of the ESA Symposium*, 13-16 May 1997 Venice, 621-624.

GONZÁLEZ HERNÁNDEZ, J.I., BONIFACIO, P., 2009, A New Implementation of the Infrared Flux Method Using the 2MASS Catalogue, *Astronomy and Astrophysics*, 497 (2), 497-509.

HÄNNINEN J., FLYNN C., 2002, Simulations of the Heating of the Galactic Stellar Disc, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 337 (2), 731-742.

HARTWICK, F.D.A., 1987, The Structure of the Galactic Halo, *The galaxy; Proceedings of the NATO Advanced Study Institute*, 4-15 Aug 1986 Cambridge, Reidel Publishing Co., 281-290.

HAYWOOD, M., 2008, Radial Mixing and the Transition between the Thick and Thin Galactic Discs, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 388 (3), 1175-1184.

HÉNON, M., 1973, Collisional Dynamics in Spherical Stellar Systems, *Dynamical Structure and Evolution of Stellar Systems*, 1973 Saas-Fee, Sauverny: Geneva Observatory, 183.

HENRY, R.B.C., WORTHEY, G., 1999, The Distribution of Heavy Elements in Spiral and Elliptical Galaxies, *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111 (762), 919-945.

HØG, E., ve diğ., 2000, The Tycho-2 Catalogue of the 2.5 Million Brightest Stars, *Astronomy and Astrophysics*, 355, 27-30.

HOLMBERG, J., NORDSTRÖM, B., ANDERSEN, J., 2009, The Geneva-Copenhagen Survey of the Solar Neighbourhood. III. Improved Distances, Ages, and Kinematics, *Astronomy and Astrophysics*, 501 (3), 941-947.

HUANG S., CARLBERG R.G., 1997, Sinking Satellites and Tilting Disk Galaxies, *Astrophysical Journal*, 480, 503.

IVEZIĆ, Ž., ve diğ., 2008, The Milky Way Tomography with SDSS. II. Stellar Metallicity, *The Astrophysical Journal*, 684 (1), 287-325.

IBUKIYAMA, A., ARIMOTO, N., 2002, HIPPARCOS Age-Metallicity Relation of the Solar Neighbourhood Disc Stars, *Astronomy and Astrophysics*, 394, 927-941.

IRWIN, J., BOUVIER, J., 2009, The Rotational Evolution of Low-Mass Stars, *The Ages of Stars, 13-17 October 2008 Baltimore*, New York: Cambridge University Press, 363 - 374.

JANES, K.A., TILLEY, C., LYNGÅ, G., 1988, Properties of the Open Cluster System, *Astronomical Journal*, 95, 771-784.

JANES, K.A., PHELPS, R.L., 1994, The Galactic System of Old Star Clusters: The Development of the Galactic Disk, *The Astronomical Journal*, 108 (5), 1773-1785.

JOHNSON, D.R.H., SODERBLOM, D.R., 1987, Calculating Galactic Space Velocities and Their Uncertainties, with an Application to the Ursa Major Group, *Astronomical Journal*, 93, 864-867.

JONES B., SAHA P., 2007, *The Galaxy* [Online], Quenn Mary University of London, <http://www.maths.qmul.ac.uk/~wjs/MTH726U/chap1.pdf> [Ziyaret Tarihi: 16.03.2012].

JØRGENSEN, B.R., 2000, The G Dwarf Problem. Analysis of a New Data Set, *Astronomy and Astrophysics*, 363, 947-957.

JØRGENSEN, B.R., LINDEGREN, L., 2005, Determination of Stellar Ages from Isochrones: Bayesian Estimation versus Isochrone Fitting, *Astronomy and Astrophysics*, 436 (1), 127-143.

KALNAJS, A.J., 1991, Pattern Speeds of Density Waves, *Dynamics of Disc Galaxies, 25-30 May 1991*, Sweden, Göteborgs University and Chalmers University of Technology, 323.

KARATAŞ, Y., BİLİR, S., SCHUSTER, W.J., 2005, Kinematics, Ages and Metallicities for F- and G-Type Stars in the Solar Neighbourhood, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 360, (4), 1345-1354.

KROUPA, P., TOUT, C.A., GILMORE, G., 1993, The Distribution of Low-Mass Stars in the Galactic Disc, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 262 (3), 545-587.

LACEY C.G., OSTRIKER J.P., 1985, Massive Black Holes in Galactic Halos?, *Astrophysical Journal*, 299 (1), 633-652.

LACHAUME, R., DOMINIK, C., LANZ, T., HABING, H.J., 1999, Age Determinations of Main-Sequence Stars: Combining Different Methods, *Astronomy and Astrophysics*, 348, 897-909.

LASTENNET, E., VALLS-GABAUD, D., 2002, Detached Double-Lined Eclipsing Binaries as Critical Tests of Stellar Evolution. Age and Metallicity Determinations from the HR Diagram, *Astronomy and Astrophysics*, 396, 551-580.

LAWS, C., GONZALEZ, G., WALKER, K.M., TYAGI, S., DODSWORTH, J., SNIDER, K., SUNTZEFF, N.B., 2003, Parent Stars of Extrasolar Planets. VII. New Abundance Analyses of 30 Systems, *The Astronomical Journal*, 125 (5), 2664-2677.

LEBRETON, Y., MONTALBÁN, J., CHRISTENSEN-DALSGAARD, J., ROXBURGH, IAN W., WEISS, A., 2008, CoRoT/ESTA Task 1 and Task 3 Comparison of the Internal Structure and Seismic Properties of Representative Stellar Models. Comparisons between the ASTEC, CESAM, CLES, GARSTEC and STAROX codes, *Astrophysics and Space Science*, 316, (1-4), 187-213.

LEJEUNE, T., SCHAERER, D., 2001, Database of Geneva Stellar Evolution Tracks and Isochrones for (UBV)J(RI)C JHKLL'M, HST-WFPC2, Geneva and Washington photometric systems, *Astronomy and Astrophysics*, 366, 538-546.

LIU, W.M., CHABOYER, B., 2000, The Relative Age of the Thin and Thick Galactic Disks, *The Astrophysical Journal*, 544 (2), 818-829.

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, *The Astronomical Journal*, 133 (1), 154-161.

LUCK, R.E., KOVTYUKH, V.V., ANDRIEVSKY, S.M., 2006, The Distribution of the Elements in the Galactic Disk, *The Astronomical Journal*, 132 (2), 902-918.

LUDWIG, H.-G., CAFFAU, E., STEFFEN, M., BONIFACIO, P., SBORDONE, L., 2010, Accuracy of Spectroscopy-Based Radioactive Dating of Stars, *Astronomy and Astrophysics*, 509, 84-92.

LYRA, W., PORTO DE MELLO, G.F., 2005, Fine Structure of the Chromospheric Activity in Solar-Type Stars - The H α Line, *Astronomy and Astrophysics*, 431, 329-338.

MAMAJEK, E.E., 2009, How Accurately Can We Age-Date Solar-Type Dwarfs Using Activity/Rotation Diagnostics?, *The Ages of Stars*, 13-17 October 2008 Baltimore, New York: Cambridge University Press, 375 - 382.

MAMAJEK, E.E., HILLENBRAND, L.A., 2008, Improved Age Estimation for Solar-Type Dwarfs Using Activity-Rotation Diagnostics, *The Astrophysical Journal*, 687 (2),

1264-1293.

MARIGO, P., GIRARDI, L., BRESSAN, A., GROENEWEGEN, M.A.T., SILVA, L., GRANATO, G.L., 2008, Evolution of Asymptotic Giant Branch Stars. II. Optical to Far-Infrared Isochrones with Improved TP-AGB Models, *Astronomy and Astrophysics*, 482 (3), 883-905.

MARSHALL, D. J., ROBIN, A.C., REYLÉ, C., SCHULTHEIS, M., PICAUD, S., 2006, Modelling the Galactic interstellar extinction distribution in three dimensions, *Astronomy and Astrophysics*, 453 (2), 635-651.

MARTÍNEZ-DELGADO, D., GABANY, R.J., CRAWFORD, K., ve diğ., 2010, Stellar Tidal Streams in Spiral Galaxies of the Local Volume: A Pilot Survey with Modest Aperture Telescopes, *The Astronomical Journal*, 140 (4), 962-967.

MICHAUD, G., RICHARD, O., RICHER, J., VANDENBERG, D.A., 2004, Models for Solar Abundance Stars with Gravitational Settling and Radiative Accelerations: Application to M67 and NGC 188, *The Astrophysical Journal*, 606 (1), 452-465.

MUNARI, U., SORDO, R., CASTELLI, F., ZWITTER, T., 2005, An Extensive Library of 2500 10 500 Å Synthetic Spectra, *Astronomy and Astrophysics*, 442 (3), 1127-1134.

MÜLLER, E.A., PEYTREMANN, E., DE LA REZA, R., 1975, The Solar Lithium Abundance. II: Synthetic Analysis of the Solar Lithium Feature at λ 6707,8 Å, *Solar Physics*, 41 (1), 53-65.

NG, Y.K., BERTELLI, G., 1998, Revised Ages for Stars in the Solar Neighbourhood, *Astronomy and Astrophysics*, 329, 943-950.

NISSEN, P.E., SCHUSTER, W.J., 2010, Two distinct halo populations in the solar neighborhood. Evidence from stellar abundance ratios and kinematics, *Astronomy and Astrophysics*, 511, L10.

NORDSTRÖM, B., ve diğ., 2004, The Geneva-Copenhagen Survey of the Solar Neighbourhood. Ages, Metallicities, and Kinematic Properties of ~14.000 F and G Dwarfs, *Astronomy and Astrophysics*, 418, 989-1019.

OLSEN, E.H., 1983, Four-Colour UVBY and H-beta Photometry of A5 to G0 Stars Brighter than 8.3 M, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 54, 55-134.

OLSEN, E.H., 1993, Stromgren Four-Colour UVBY Photometry of G5-TYPE Hd-Stars Brighter than MV=8.6, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 102 (1), 89-198.

OLSEN, E.H., 1994a, A Large, Complete, Volume-Limited Sample of G-Type Dwarfs. I. Completion of Stromgren UVBY Photometry, *Astronomy and Astrophysics Suppl.*, 104, 429-472.

PARKER, J.E., HUMPHREYS, R.M., LARSEN, J.A., 2003, The Asymmetric Thick Disk: A Star-Count and Kinematic Analysis. I. The Star Counts, *The Astronomical*

Journal, 126 (3), 1346-1361.

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

PRANTZOS, N., 2008, An Introduction to Galactic Chemical Evolution, *EAS Publications Series*, 32, 311-356.

QUILLEN A.C., 2003, Chaos Caused by Resonance Overlap in the Solar Neighborhood: Spiral Structure at the Bar's Outer Lindblad Resonance, *The Astronomical Journal*, 125 (2), 785-793.

QUINN, P.J., HERNQUIST, L., FULLAGAR, D.P., 1993, Heating of Galactic Disks by Mergers, *Astrophysical Journal*, 403 (1), 74-93.

REDDY, B.E., TOMKIN, J., LAMBERT, D.L., ALLENDE PRIETO, C., 2003, The Chemical Compositions of Galactic Disc F and G Dwarfs, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 340 (1), 304-340.

ROBIN, A. C., HAYWOOD, M., CREZE, M., OJHA, D. K., BIENAYMÉ, O., 1996, The Thick Disc of the Galaxy: Sequel of a Merging Event, *Astronomy and Astrophysics*, 305, 125-134.

ROCHA-PINTO, H.J., FLYNN, C., SCALO, J., HÄNNINEN, J., MACIEL, W.J., HENSLER, G., 2004, Chemical Enrichment and Star Formation in the Milky Way disk. III. Chemodynamical Constraints, *Astronomy and Astrophysics*, 423, 517-535.

RUSSELL, H.N., DUGAN, R.S., STEWART, J.Q., 1927, *Astronomy II, Astrophysics and Stellar Astronomy*, Boston: Ginn & Co., 837.

SACKMANN, I.-J., BOOTHROYD, A.I., 2003, Our Sun. V. A Bright Young Sun Consistent with Helioseismology and Warm Temperatures on Ancient Earth and Mars, *The Astrophysical Journal*, 583 (2), 1024-1039.

SALPETER, E.E., 1955, The Luminosity Function and Stellar Evolution, *Astrophysical Journal*, 121, 161-167.

SAMLAND, M., GERHARD, O.E., 2003, The Formation of a Disk Galaxy within a Growing Dark Halo, *Astronomy and Astrophysics*, 399, 961-982.

SCALO, J.M., 1986, The stellar initial mass function, *Fundamentals of Cosmic Physics*, 11, 1-278.

SCHLEGEL, D. J., FINKBEINER, D. P., DAVIS, M., 1998, Maps of Dust Infrared Emission for Use in Estimation of Reddening and Cosmic Microwave Background Radiation Foregrounds, *Astrophysical Journal*, 500, 525-553.

SCHMIDT, M., 1959, The Rate of Star Formation, *Astrophysical Journal*, 129, 243-258.

SCHÖNRICH, R., BINNEY, J., 2009, Chemical Evolution with Radial Mixing, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 396 (1), 203-222.

SEABROKE, G.M., GILMORE, G., 2007, Revisiting the Relations: Galactic Thin Disc Age–Velocity Dispersion Relation, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 380 (4), 1348-1368.

SEARLE, L., ZINN, R., 1978, Compositions of Halo Clusters and the Formation of the Galactic Halo, *Astrophysical Journal*, 225, 357-379.

SELLWOOD, J.A., BINNEY, J.J., 2002, Radial Mixing in Galactic Discs, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 336 (3), 785-796.

SNEDEN, C. ve diğ., 2003, The Extremely Metal-poor, Neutron Capture-rich Star CS 22892-052: A Comprehensive Abundance Analysis, *The Astrophysical Journal*, 591 (2), 936-953.

SESTITO, P., RANDICH, S., 2005, Time Scales of Li Evolution: a Homogeneous Analysis of Open Clusters from ZAMS to Late-MS, *Astronomy and Astrophysics*, 442 (2), 615-627.

SIEBERT, A., ve diğ., 2011, The RAdial Velocity Experiment (RAVE): Third Data Release, *The Astronomical Journal*, 141 (6), 187.

SKUMANICH, A., 1972, Time Scales for CA II Emission Decay, Rotational Braking, and Lithium Depletion, *Astrophysical Journal*, 171, 565-567.

SODERBLOM, D.R., 2010, The Ages of Stars, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 48, 581-629.

SODERBLOM, D.R., 1985, A Survey of Chromospheric Emission and Rotation Among Solar-Type Stars in the Solar Neighborhood, *Astronomical Journal*, 90, 2103-2115.

SODERBLOM, D.R., DUNCAN, D.K., JOHNSON, D.R.H., 1991, The Chromospheric Emission-Age Relation for Stars of the Lower Main Sequence and Its Implications for the Star Formation Rate, *Astrophysical Journal*, 375, 722-739.

SODERBLOM, D.R., JONES, B.F., BALACHANDRAN, S., STAUFFER, J.R., DUNCAN, D.K., FEDELE, S.B., HUDON, J.D., 1993, The Evolution of the Lithium Abundances of Solar-Type Stars. III - The Pleiades, *Astronomical Journal*, 106 (3), 1059-1079.

SPITZER, L.JR., SCHWARZSCHILD, M., 1953, The Possible Influence of Interstellar Clouds on Stellar Velocities. II., *Astrophysical Journal*, 118, 106-112.

STEINMETZ, M., ve diğ., 2006, The Radial Velocity Experiment (RAVE): First Data Release, *The Astronomical Journal*, 132 (4), 1645-1668.

STRÖMGREN, B., 1963, Main Sequence Stars, Problems of Internal Constitution and Kinematics (George Darwin Lecture)., *Quarterly Journal of the Royal Astronomical Society*, 4, 8-36.

STRÖMGREN, B., 1987, An Investigation of the Relations Between Age, Chemical Composition and Parameters of Velocity Distribution Based on uvby-beta Photometry of F Stars within 100 Parsec, *The Galaxy; Proceedings of the NATO Advanced Study Institute*, 4-15 Aug 1986 Cambridge, Reidel Publishing Co., 229-246.

TAKEDA, G., FORD, E.B., SILLS, A., RASIO, F.A., FISCHER, D.A., VALENTI, J.A., 2007, Structure and Evolution of Nearby Stars with Planets. II. Physical Properties of ~1000 Cool Stars from the SPOCS Catalog, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 168 (2), 297-318.

TONRY, J., DAVIS, M., 1979, A Survey of Galaxy Redshifts. I - Data Reduction Techniques, *Astronomical Journal*, 84, 1511-1525.

TOTH, G., OSTRIKER, J.P., 1992, Galactic Disks, Infall, and the Global Value of Omega, *Astrophysical Journal*, 389 (1), 5-26.

TWAROG, B.A., 1980, The Chemical Evolution of the Solar Neighborhood. II - The Age-Metallicity Relation and the History of Star Formation in the Galactic Disk, *Astrophysical Journal*, 242 (1), 242-259.

VAN LEEUWEN, F., 2007, Validation of the New Hipparcos Reduction, *Astronomy and Astrophysics*, 474 (2), 653-664.

VAN LOON, J.TH., ve diğ., 2003, Infrared Stellar Populations in the Central Parts of the Milky Way Galaxy, *Monthly Notice of the Royal Astronomical Society*, 338 (4), 857-879.

VENTURA, P., ZEPPIERI, A., MAZZITELLI, I., D'ANTONA, F., 1998, Pre-main Sequence Lithium Burning: the Quest for a New Structural Parameter, *Astronomy and Astrophysics*, 331, 1011-1021.

VOGT, H., 1926, Die Beziehung Zwischen den Massen und den Absoluten Leuchtkräften der Sterne, *Astronomische Nachrichten*, 226, 301.

WALKER, I.R., MIHOS, J.C., HERNQUIST, L., 1996, Quantifying the Fragility of Galactic Disks in Minor Mergers, *Astrophysical Journal*, 460, 121.

WHITE, R.J., HILLENBRAND, L.A., 2005, A Long-lived Accretion Disk around a Lithium-depleted Binary T Tauri Star, *The Astrophysical Journal*, 621 (1), 65-68.

WILSON, T.L., ROOD, R., 1994, Abundances in the Interstellar Medium, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 32, 191-226.

WRIGHT, J.T., MARCY, G.W., Butler, R.P., Vogt, S.S., 2004, Chromospheric Ca II Emission in Nearby F, G, K, and M Stars, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 152 (2), 261-295.

XU, Y., REID, M.J., ZHENG, X.W., MENTEN, K.M., 2006, The Distance to the Perseus Spiral Arm in the Milky Way, *Science*, 311 (5757), 54-57.

YOACHIM, P., DALCANTON, J.J., 2008, The Kinematics of Thick Disks in Nine External Galaxies, *The Astrophysical Journal*, 682 (2), 1004-1019.

ZWITTER, T., CASTELLI, F., MUNARI, U., 2004, An Extensive Library of Synthetic Spectra Covering the Far Red, RAVE and GAIA Wavelength Ranges, *Astronomy and Astrophysics*, 417, 1055-1062.

ZWITTER, T., ve diğ., 2008, The Radial Velocity Experiment (RAVE): Second Data Release, *The Astronomical Journal*, 136 (1), 421-451.

ÖZGEÇMİŞ

Adı : Şivan
 Soyadı : DURAN
 Doğum Tarihi : 05.12.1986
 Doğum Yeri : İSTANBUL
 E-posta : duransivan@gmail.com

ÖĞRENİM

Üniversite : İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi,
 Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (2005 - 2009)
 Yabancı Dil : İngilizce

BİLİMSEL PROJELER

1. Serap AK, Şivan DURAN, "Rave Verilerinden Galaktik Diskin Yapısı", 2011-2012, TÜBİTAK 210T162, 9.860,00 TL.
2. Şivan DURAN, "F ve G Tayf Türünden Yıldızların Bayesian Yöntemle Yaş Tayini", 2011-2012, BAP, 14474, 6.540,00 TL.

KATILDIĞI TOPLANTILAR, ÇALIŞTAYLAR, ETKİNLİKLER

1. Güneş ve Güneş Benzeri Yıldızlar Sempozyumu, 11 Haziran 2010, İstanbul Üniversitesi, İstanbul.
2. XVII. Ulusal Astronomi Toplantısı, Dinleyici, 31 Ağustos-4 Eylül 2010, Çukurova Üniversitesi, Adana.
3. Lisansüstü Échelle Tayf İndirgeme Çalıştayı-II, 13-19 Şubat 2011, TUG, Antalya.
4. 14. Ulusal Gökyüzü Gözlem Şenliği, Uzman Yardımcısı, 8-10 Temmuz 2011, Saklıkent, Antalya.
5. Türkiye'deki Teleskoplarla Bilim Sempozyumu, Düzenleme Kurulu Üyesi, 14-15 Mayıs 2012, İstanbul Üniversitesi, İstanbul.