

T.C.
ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
YÜKSEK LİSANS TEZİ

**EKSANTRİK YÖRÜNGELİ
ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN
İZOKRON YAŞLARI**
Mümin GÜNEŞ

Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı

Tezin Sunulduğu Tarih: **01/07/2011**

Tez Danışmanı:

Yrd. Doç. Dr. İbrahim BULUT

ÇANAKKALE

YÜKSEK LİSANS TEZİ SINAV SONUÇ FORMU

MÜMİN GÜNEŞ tarafından **YRD. DOÇ. DR. İBRAHİM BULUT** yönetiminde hazırlanan “**EKSANTRİK YÖRÜNGELİ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN İZOKRON YAŞLARI**” başlıklı tez tarafımızdan okunmuş, kapsamı ve niteliği açısından bir Yüksek Lisans tezi olarak kabul edilmiştir.

Yrd. Doç. Dr. İbrahim BULUT

Danışman

Prof. Dr. İsmail TARHAN

Jüri Üyesi

Doç. Dr. Caner ÇİÇEK

Jüri Üyesi

Sıra No :

Tez Savunma Tarihi: 01/07/2011

Prof. Dr. İsmet KAYA

Müdür

Fen Bilimleri Enstitüsü

İNTİHAL (AŞIRMA) BEYAN SAYFASI

Bu tezde görsel, işitsel ve yazılı biçimde sunulan tüm bilgi ve sonuçların akademik ve etik kurallara uyularak tarafımdan elde edildiğini, tez içinde yer alan ancak bu çalışmaya özgü olmayan tüm sonuç ve bilgileri tezde kaynak göstererek belirttiğimi beyan ederim.

Mümin GÜNEŞ

TEŞEKKÜR

Her türlü yardımı, desteği özellikle de sabrı için tez danışmanım Yrd. Doç. Dr. İbrahim BULUT'A en içten dileklerle teşekkür ederim. Derslerine katılmakla büyük mutluluk duyduğum başta Prof. Dr.Osman DEMİRCAN, Prof. Dr. Edwin BUDDING ve Doç. Dr. Faruk SOYDUGAN olmak üzere diğer tüm hocalarıma teşekkürlerimi sunarım.

Öğrenim hayatım boyunca maddi, manevi desteklerini eksik etmeyen anneme babama ve kardeşime de teşekkür etmeyi bir borç bilirim.

Mümin GÜNEŞ

SİMGELER VE KISALTMALAR

a	Yörünge'nin yarı-büyük eksen uzunluğu
e	Yörünge'nin dış merkezliği
P	Dolanma dönemi
i	Yörünge'nin eğim açısı
Ω	Düğümleer doğrusunun durum açısı
ω	Yörünge'nin enberi noktasının boylamı
U	Eksen dönmesi dönemi
M_{\odot}	Güneş kütle'si = $1,99 \cdot 10^{33}$ g
R_{\odot}	Güneş yarıçapı = $6,96 \cdot 10^5$ km
ZAMS	Sıfır yaş anakolu
HRD	Hertzprung-Russell diyagramı
CMD	Renk-Parlaklık diyagramı
IMF	Başlangıç kütle fonksiyonu
Gy	Giga yıl (10^9 yıl)
My	Mega yıl (10^6 yıl)
$[M/H]$	Metal bolluğu
$[Fe/H]$	Demir bolluğu
t_{circ}	Daireselleşme zamanı
t_{syn}	Eş dönme-dolanma zamanı
t_{th}	Kelvin zaman ölçeği
t_n	Nükleer zaman ölçeği
X	Hidrojenin kütle kesri
Y	Helyumun kütle kesri
Z	Ağır elementlerin kütle kesri

ÖZET

EKSANTRİK YÖRÜNGELİ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN İZOKRON YAŞLARI

Mümin GÜNEŞ

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi

Fen Bilimleri Enstitüsü

Uzay Bilimleri ve Teknolojileri Anabilim Dalı Yüksek Lisans Tezi

Danışman: Yrd. Doç. Dr. İbrahim BULUT

01/07/2011, 115

İzokronlar, Hertzsprung-Russell diyagramında farklı kütleli yıldızların evrim yollarında eş-yaş noktalarının işaretlenmesiyle elde edilir. İzokronlarla yaş bulma tekniği hem yıldız kümelerinin hem de gökadalara yaşlarını bulmak için kullanılmaktadır. Bunun yanında çift yıldız bileşenlerinin aynı zamanda ve aynı kimyasal bileşimden doğduğu kabul edilirse bu sistemlerin yaşlarını bulmak içinde izokronlar kullanılabilir.

Bu tez çalışmasında izokronlar ile yaş belirleme tekniği eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlara uygulanmıştır. Eksantrik yörüngeli örten çift yıldızların yaşlarını belirlemek için Y^2 modeli seçilmiştir. Y^2 izokronlarının önemli özellikleri arasında geniş aralıkta metalik ve yaş kapsamı ayrıca yıldızların yaşlarını sıfır yaş anakolu yerine anakol öncesi doğum çizgisinden başlatmasıdır. Bu durum açık kümelerde olduğu gibi genç çift yıldız sistemleri içinde önemlidir.

Mutlak parametreleri (kütle, yarıçap, etkin sıcaklık vb.) ve yörünge parametreleri (dış merkezlik, dönem vb.) Bulut ve Demircan (2007) tarafından hazırlanan eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlar kataloğundan alınan 32 sistemin yaşları ve evrim durumları hesaplanmıştır. Bulunan sonuçlar literatürdeki sonuçlarla karşılaştırılmıştır.

Anahtar sözcükler: Eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlar, izokronlar, eş yaş eğrileri

ABSTRACT

ISOCHRONAL AGES OF ECCENTRIC ORBIT ECLIPSING BINARY STARS

Mümin GÜNEŞ

Çanakkale Onsekiz Mart University

Graduate School of Science and Engineering

Space Sciences and Technologies Thesis of Master of Science

Advisor: Ass. Doç. Dr. İbrahim BULUT

01.07.2011 and 115 pages

Isochrones are defined as the locus of equal age points on the evolutionary tracks of stars of different masses in the Hertzsprung-Russell diagram. Isochrone fitting technique uses for measuring the ages of star clusters, and galaxies. In addition to isochrone fitting technique uses for binaries assumption that binary stars born at the same time in a burst of star formation activity, with the same initial chemical composition.

In this thesis, isochrone fitting technique has been applied to eccentric orbit eclipsing binaries. We choosed Y^2 isochrones for measuring the ages of eccentric orbit binaries. Significant features of Y^2 isochrones covers a wide range in metallicity and age and the stellar models start their evolution from the pre-main-sequence birthline instead of from the zero-age. In this situation useful for youthful systems, such as young open clusters.

The absolute parameters (masses, radii, effective temperatures, etc.) and orbital parameters (eccentricity, orbital period, etc.) data has been collected from the Eccentric Orbit Binary Catalogue work of Bulut ve Demircan (2007). Isochrone fitting technique has been applied 32 systems and their isochron ages and evolutionary status were determined. These ages compared literature ages.

Keywords: Eccentric orbit binaries, stellar evolution, isochrones, isochronal age

İÇERİK	Sayfa
TEZ SINAVI SONUÇ FORMU.....	ii
İNTİHAL (AŞIRMA) BEYAN SAYFASI.....	iii
TEŞEKKÜR.....	iv
ÖZET.....	vi
ABSTRACT.....	vii
BÖLÜM 1 – GİRİŞ.....	1
1.1 Çift Yıldızlar.....	1
1.2 Örtün Çift Yıldızlar.....	3
1.3 Eksantrik Yörüngeli Örtün Çift Yıldızlar.....	4
BÖLÜM 2 – ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR.....	8
2.1 HERTZSPRUNG-RUSSELL Diyagramı.....	8
2.2 Yıldız Parametrelerinin Birbirlerine Bağlanması.....	10
2.3 Yıldız Yapı ve Evrim Modelleri.....	11
2.4 Yıldız Yapı Denklemleri.....	12
2.5 Yıldızların Enerji Kaynakları ve Önemli Zaman Ölçekleri.....	19
2.6 Yıldızların Kimyasal Özellikleri.....	24
2.7 Yıldızların Evrim Yolları.....	28
2.8 Yıldız Kümeleri.....	31
2.8.1 Açık Yıldız Kümeleri.....	32
2.8.2 Küresel Yıldız Kümeleri.....	34
BÖLÜM 3 – MATERYAL VE YÖNTEM.....	35
3.1 İzokronlar.....	35
3.2 İzokronların Başlıca Uygulamaları.....	39
3.2.1 Tek yıldızın ve çift yıldızların izokron yaşı.....	40
3.2.2 Yıldız kümelerinin izokron yaşı.....	41
3.2.3 Gökadaların izokron yaşı.....	43
3.3 Evrim Yolları ve İzokronların Karşılaştırılması.....	44
3.4 Evrim Yollarına ve İzokronlara Kimyasal Bileşimin Etkisi.....	46
3.5 Sentetik Renk – Parlaklık Diyagramları ve Genel Özellikleri.....	50
3.6 İzokron Çeşitleri ve Modelleri.....	55
3.7 Y^2 İzokronlarının Özellikleri.....	56
3.8 Y^2 izokronlarına katılan fiziksel modeller ve parametreler.....	59

BÖLÜM 4 - ARAŞTIRMA BULGULARI VE TARTIŞMA.....	67
4.1 BW Aqr.....	71
4.2 WW Cam.....	73
4.3 IT Cas.....	74
4.4 MU Cas.....	75
4.5 V459 Cas.....	76
4.6 EK Cep.....	77
4.7 EY Cep.....	78
4.8 TV Cet.....	79
4.9 α CrB.....	80
4.10 V477 Cyg.....	81
4.11 V541 Cyg.....	82
4.12 V1143 Cyg.....	83
4.13 V1147 Cyg.....	84
4.14 RX Her.....	85
4.15 AI Hya.....	86
4.16 RW Lac.....	87
4.17 SS Lac.....	88
4.18 V364 Lac.....	89
4.19 GG Lup.....	90
4.20 RR Lyn.....	91
4.21 TZ Men.....	92
4.22 U Oph.....	93
4.23 V451 Oph.....	94
4.24 EW Ori.....	95
4.25 GG Ori.....	96
4.26 ζ Phe.....	97
4.27 PV Pup.....	98
4.28 YY Sqr.....	99
4.29 V526 Sqr.....	100
4.30 V1647 Sqr.....	101
4.31 V760 Sco.....	102
4.32 BP Vul.....	103

BÖLÜM 5- SONUÇLAR VE ÖNERİLER.....	104
KAYNAKLAR.....	107
Ekler.....	-
Çizelgeler Dizini.....	I
Şekiller Dizini.....	II
Özgeçmiş.....	III

BÖLÜM 1**GİRİŞ****1.1 Çift Yıldızlar**

Kütle çekim kuvvetiyle birbirlerine bağlı yıldız sistemleri yörünge hareketinde bulunurlar. Bu hareketin en basiti iki cisimden oluşan durumdur. Zamana göre cisimlerin birbirlerine göre konumlarını belirleme işi mekanikte iki cisim problemi olarak bilinir. Cisim sayısı üç ve daha fazla olduğu zaman çözüm mümkün değildir ve tedirginlik (pertürbasyon) hesapları kullanılır. Çift yıldızlar da birbirine çekimsel olarak bağlı olan iki yıldızın oluşturdukları sistemlerdir. Sistemin bileşenleri kütle merkezleri etrafında yörünge hareketi yaparlar. 1804 yılında William Herschel Castor'un yörünge hareketinden yararlanarak ilk kez bir çift yıldız sistemi keşfetmiştir. Bu tarihten itibaren çift yıldızlar terimi astronominin en önemli konularının başında gelmektedir.

İstatistikler sonucu yıldızların çoğunun çift ve çoklu sistemlere ait oldukları ortaya çıkması bu sistemlerin çok önemli olduğunu vurgular. Çift yıldız gözlemleri, fizik yasalarıyla birlikte yıldız evriminde en önemli parametre olan kütle ve yarıçap, ışınım gücü(ışıtma) gibi diğer parametrelerin hesaplanabilmesi sağlar. Ayrıca çift yıldızların benzer yaşa sahip olmaları sistemin yaşını hesaplayabilmeye olanak sağlar.

Çift yıldızlar gözlemsel olarak keşfedilme yöntemlerine göre görsel çift yıldızlar, tayfsal çift yıldızlar ve örten çift yıldızlar olmak üzere üç gruba ayrılır. Optik çift yıldızlar ve astrometrik çift yıldızlardan da bahsedilir.

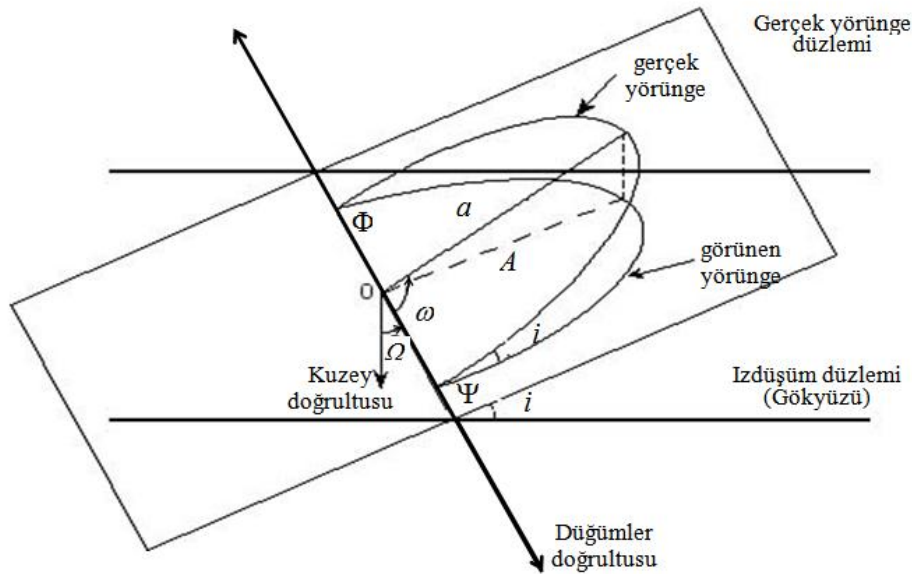
Görsel çift yıldızlar gözlem araçlarıyla bakıldığında her iki bileşeni ayrı ayrı görülebilen çift yıldız sistemleridir. İlk gözlenen görsel çift yıldız sistemi Mizar ve bileşenidir. Bu sistemlerde bileşenler gökyüzü düzleminde bir yay saniyesinden daha büyük ayrıklığa sahiptirler. İki yıldızdan daha büyük kütleli ve daha parlak olan bileşene "başyıldız" diğer bileşene "yoldaş" yıldız denilmektedir. İki cisim probleminin sonucu olarak bir çift yıldız sisteminin yörünge elemanlarını belirleyebilmek için yoldaş yıldızın başyıldıza nazaran görelî yörüngesi bulunur ve bunun sayesinde gerçek yörünge çizilir. Bu sistemlerin yörünge dönemleri yıllar mertebesinde.

Optik çift yıldızlar birbirlerine fiziksel olarak bağlı olmayan fakat gökyüzü düzleminde görüş doğrultusunda birbirlerine yakın olmaları nedeniyle çift yıldızmış gibi görünen sistemlerdir.

Astrometrik çift yıldız sistemlerinde teleskopla bileşenlerinden sadece biri görülür. Görülen yıldız hareketi sırasında belirli bir doğrultuda salınım gösterir. Bu hareket

sayesinde bileşenlerin kütle oranları hakkında bilgi elde edilir. Sirius yıldızının beyaz cüce bileşeni böyle keşfedilmiş ve daha sonra teleskopla da gözlenmiştir.

Tayfsal çift yıldızların bileşenleri birbirlerine çok yakın olduğu için teleskoplarla tek bir yıldız gibi görünen çift yıldızlardır. Bu sistemler bileşen yıldızların tayf çizgilerinin dönemli olarak salınım yapmasından çift oldukları anlaşılır. Çift yıldız sisteminin yörünge düzlemi gözlemcinin bakış doğrultusuna dik değilse bileşenlerin sıfırdan farklı radyal hızı olur. Yörünge hareketinden dolayı radyal hız dönemli olarak değişeceğinden tayf çizgileri de dönemli olarak değişir. Bu sistemlerde bileşenler birbirlerine yakın olduğu için yörünge dönemleri günler mertebesinde. İlk tayfsal çalışmayı 1889 yılında Pickering Mizar ve bileşenine uygulamıştır.



Şekil 1. Çift yıldızlarda yörünge elemanları (Ψ = çıkış düğümü, Φ =iniş düğümü).

Çift yıldız sistemleri için gerçek yörünge, görünür yörünge, görelî yörünge ve mutlak yörünge sıkça kullanılan terimlerdir. Gerçek yörünge, bileşen yıldızların uzayda dolandıkları yörüngedir. Görünür yörünge ise çift yıldızların gökyüzü düzlemi üzerindeki izdüşüm yörüngesidir (Şekil 1). Görelî yörünge bileşen yıldızlardan birinin konumunun sabit kabul edilerek diğer bileşenin bu yıldız etrafında çizdiği yörüngedir. Mutlak yörünge çift yıldız sisteminde sisteme ait bileşen yıldızların sistemin kütle merkezinde çizdiği yörüngedir.

Bir çift yıldız sisteminin yörüngesi 7 öge ile belli olur (Şekil 1). Bu öğelerden yörünge elipsinin dış merkezliği olan e yörüngenin biçimini belirler. Düğümler doğrusunun durum açısı Ω , düğümler çizgisinin kuzey doğrultusundan olan açılal

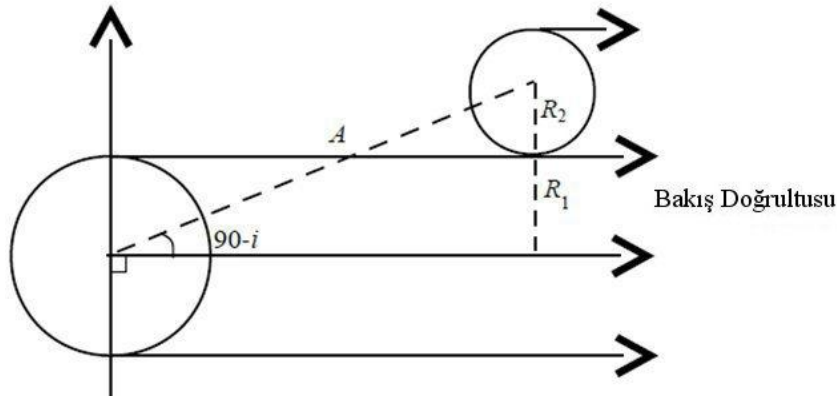
uzaklığıdır ve yörünge hareketi yönünde, ancak gökyüzü düzleminde 0° ile 180° aralığında ölçülür. Yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu a , bazen yay saniyesi cinsinden a'' ile gösterilir. Yörünge boyutunu belirler. Yörünge eğim açısı i , 0° ile 90° arasında olabilir. Yörünge enberi noktasının boylamı ω ise çıkış düğümünden itibaren yörünge hareketi yönünde ve yörünge düzlemi içerisinde 0° ile 360° aralığında ölçülür. Dolanma dönemi P ve enberiden geçme zamanı T_0 'dır. Bu öğeler içerisinde P , e , T_0 yörünge dinamik öğeleri olarak bilinir. Ayrıca a ya da a'' yörünge büyüklüğünü ve i , ω , Ω yörünge uzaydaki duruşunu anlatır.

1.2 Örten Çift Yıldızlar

Gözlediğimiz herhangi bir çift yıldız sisteminin yörünge düzlemiyle bakış doğrultumuz arasındaki açı yeterince küçükse bileşenler yörünge hareketleri nedeniyle dönemli olarak birbirlerini örtecektir. Bunun sonucunda sistemden gelen toplam ışınım şiddeti de dönemli olarak değişecektir. Bu tür yıldızlara örten çift yıldızlar denir. Bir çift yıldız sisteminin örten olabilmesi için koşul denklem (1.1) ile ifade edilir.

$$|\sin(90^\circ - i)| = |\cos i| \leq \frac{R_1 + R_2}{A} \quad (1.1)$$

Bu denklemde yörünge eğim açısı i , R_1 ve R_2 bileşen yıldızların yarıçapları ve A bileşenler arası uzaklıktır.



Şekil 2. Örten çift yıldızlarda tutulma olma koşulu.

Şekil 2'de bir çift yıldız sisteminin örten olabilmesi için koşul yani denklem (1.1) anlatılmaktadır. Yörünge eğim açısı $i = 0^\circ$ alınırsa koşul hiçbir zaman sağlamaz ve $i = 90^\circ$ alındığında koşul her zaman sağlanır yani bileşen yıldızların yarıçapları ne olursa olsun örtme ve örtülme görülür. Yörünge eğim açısı 90° 'den küçüldükçe örtme ve örtülmenin

olabilmesini bileşen yıldızların yarıçapları ile bileşenler aralarındaki uzaklık belirler. Çizelge 1'de çeşitli çift yıldız sistemlerinden elde edilebilen bilgiler özetlenmiştir. Sistemin hem örten hem de tayfsal sistem olması bu sistemin en önemli fiziksel özelliklerinin bulunmasını sağlar.

Çizelge 1. Çift yıldız sistemlerinden elde edilen veriler (Özdemir ve ark., 2005)

Çift Yıldız Türü	Gerekli Gözlemsel Parametreler	Hesaplanan Parametreler
Görsel Çift Yıldızlar	a) Görünür parlaklıklar ve paralaks (π)	Yıldızların ışınım güçleri
	b) P, a ve π	Yarı büyük eksen uzunluğu(a), Toplam kütle ($M_1 + M_2$)
Tayfsal Çift Yıldızlar	c) Kütle merkezine göre görelî hız	$M_1 + M_2$
	b) Tek çizgili radyal hız eğrisi	Kütle fonksiyonu $f(M_1, M_2)$
	a) Çift çizgili radyal hız eğrisi	Kütle oranı (M_1/M_2), $(M_1 + M_2)\sin^3 i$, $a \sin i$
Örten Çift Yıldızlar	a) Tutulmaya ilişkin ışık eğrisi	Yörünge eğim açısı (i)
	b) Tutulmaya ilişkin görelî zamanlar	Görelî yıldız yarıçapları ($r_{1,2}/a$)
	c) Minimum merkezlerine ilişkin ışık kaybı	Yörünge dış merkezliği (e)
Örten-Tayfsal Çift Yıldızlar	a) Işık ve radyal hız eğrileri	Yüzey sıcaklıkları oranı (T_1/T_2)
		Mutlak boyutlar (a, r_2, r_1), e, i, M_1 ve M_2 (yoğunluklar)
	b) Tayfsal paralaks ve görünür parlaklık	Sistemin uzaklığı
		Işınım güçleri
		Yüzey sıcaklıkları (T_1/T_2)

1.3 Eksantrik Yörüngeli Örten Çift Yıldızlar

Çift yıldızlar için yörünge elemanlarından olan yörünge e dış merkezliği yörünge biçimini belirler. Yörünge dış merkezlikleri sıfır ile bir arasında olan yani eliptik yörüngelere sahip olan örten çift yıldızlara eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlar denir. Dışmerkezlik e değeri denklem(1.2) ile tanımlanır.

$$e = \frac{r_2 - r_1}{r_2 + r_1} \quad (1.2)$$

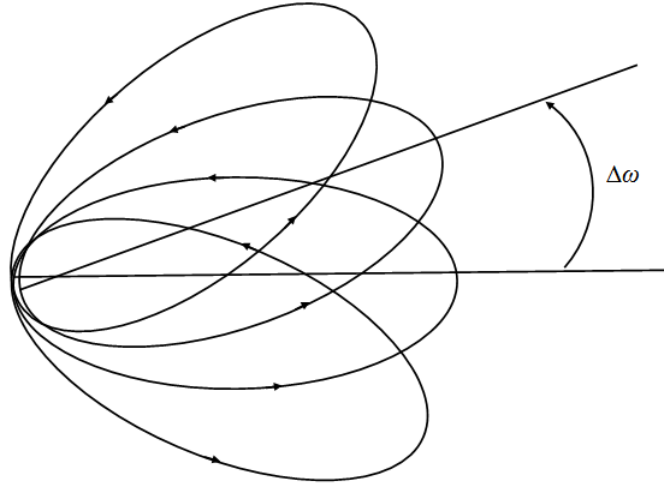
Denklemden r_1 ve r_2 sırasıyla bileşenler arası en büyük ve en küçük uzaklıklardır. $e = 0$ için $r_2 = r_1$ koşulu gerekmektedir ve bu durumda yörünge dairesel olacaktır. Dışmerkezliğin alabileceği en büyük değer $e = 1$ için yörünge biçimi bir paraboldür.

Bu durumda yörünge kapalı olmaktan çıkar. Dışmerkezlik 0 ile 1 arasında olduğunda yörünge eliptiktir. Bu durumda bileşenler birbirlerine yaklaşır uzaklaşırlar. Dışmerkezlik değeri arttıkça bileşenler arası uzaklık değişimi artar. Genellikle çift yıldızlar için e değeri 0 ile 0,1 arasında olanlar hafif derecede eksantrik, 0,1 ile 0,2 arasındakiler eksantrik, 0,2 ile 0,3 arasındakiler orta derecede eksantrik ve 0,3 değerinden büyük olan yüksek derecede eksantrik olarak isimlendirilirler.

Dış merkezliğin değeri sistemin bulunduğu bölge ile alakalıdır. 1944 yılında ilk defa Baade tarafından samanyolundaki yıldızları kimyasal bileşimlerine, yaşlarına, hareketlerine göre popülasyon I ve popülasyon II olarak sınıflandırmıştır. Bu iki popülasyon arasında keskin bir geçiş yoktur ve sınıflandırma günümüzde de sürmektedir. Disk popülasyon II yıldızları hafif eksantrik yörüngelere sahipken, orta popülasyon II eksantrik ve halo popülasyon II yüksek derecede eksantrik yörüngelere sahiptir.

Çift yıldızların çoğunluğu, özellikle de ayırık sistemler eliptik yörüngelere sahiptir. Ayırık sistemlerde bileşenler arası madde aktarımı gerçekleşmez, bileşenler Roche lobunu doldurmamıştır. Bileşenlerin kesirsel yarıçapları toplamı 0,1 den büyük olan çift yıldızlara yakın çift yıldızlar veya etkileşen çift yıldızlar denir. Yakın çift yıldızlar da eliptik yörüngelere sahip olabilirler bu tip sistemlerin yörüngeleri zamanla daireselleşir. Ayrıca bileşenler arasındaki karşılıklı çekim kuvvetleri her bir bileşenin dönme dönemini yörünge dönemine eşitlemeye çalışır. Bunun sonucunda bileşenler birbirlerine devamlı aynı yüzlerini gösterirler. Eliptik yörüngelere sahip genç çift yıldız sistemlerinin yörüngelerinin zamanla daireselleşmesi ve bileşenlerin eş dönme ve dolanma yapması (senkronizasyon) beklenir. Yakın çift yıldızlar için yörünge daireselleşme zamanı (t_{circ}) ve bileşenlerin eş dönme ve dolanma zamanlarının (t_{syn}) hesaplanmasıyla ilgili iki önemli teori vardır. Birincisi Zahn (1975,1977) tarafından önerilmiştir. Bu teoride enerji dağılımındaki temel mekanizma bileşen yıldızların adyabatik olmayan yüzey katmanlarının dinamik çekimine (armutlaşma) dayanmaktadır. Diğer mekanizma Tassoul (1987, 1988) tarafından önerilmiştir. Bu teoride kinetik enerjinin çekimsel dağılımı geniş ölçekteki meridyenel akımlara bağlıdır. Her iki teoride yörünge açısal momentumun dönme açısal momentumuna oranı α olmak üzere teori $t_{circ} \approx \alpha t_{syn}$ olduğunu önermektedir.

İki cisim probleminin çözülmesiyle elde edilen yörünge parametrelerinden biri ω ile gösterilen enberi noktasının boylamıdır. Çözümlerde klasik mekanik kullanılarak iki kütle sanki nokta kütle gibi davrandığı varsayılır. Bu iki kütle diğer cisimlerden yalıtılmıştır. Bu koşullar altında ω zamana göre sabit varsayılır.



Şekil 3. Eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlarda eksen dönmesi.

Eksantrik yörüngeli örten çift yıldızların eksen dönmesi gösterdikleri bilinmektedir. Bu durumda ω zamana göre sabit değildir (Şekil 3). Bunun nedenlerinden biri yakın çift yıldızlar için nokta kütle varsayımı geçerli olmamasıdır. Eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlarda eliptik yörüngeden dolayı bileşenler arası uzaklık devamlı olarak değişir. Bu uzaklık değişmesi bileşenlerin birbirlerine uyguladıkları çekim kuvvetinin devamlı değişmesine neden olur, bileşenler hacim ve biçim bozulmasına uğrar. Bileşen yıldızlar yörüngenin en beri noktasında küreselleşirken en enöte noktasında armutlaşırlar. Sistemdeki değişiklik eksantrite oranında büyük olur. Böylece eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlarda uzun sürelerde eksen dönmesi olur (Bulut, 2003). Klasik mekanik yasalarından farklı olarak genel görelilik kuramı da eliptik yörüngeli sistemlerde nokta kütle varsayımı olsa bile eksen dönmesi öngörür. Ayrıca çift yıldız sistemini üçüncü bir cisim etkilerse enberinin boylamı bundan etkilenir.

Eksen dönmesinin miktarı, yörüngenin enberi noktasındaki ilerlemeyle ölçülür (Şekil 3). Enberi noktasının boylamındaki toplam ilerleme denklem(1.3) ile ifade edilir.

$$\dot{\omega}_{total} = (\dot{\omega}_{rot} + \dot{\omega}_{tid}) + \dot{\omega}_{rel} \quad (1.3)$$

Denklemden $\dot{\omega}_{rot}$ dönmeden kaynaklanan katkıyı, $\dot{\omega}_{tid}$ armutlaşma etkisinden kaynaklanan katkıyı, $\dot{\omega}_{rel}$ ise rölativistik katkıyı göstermektedir. $\dot{\omega}_N = (\dot{\omega}_{rot} + \dot{\omega}_{tid})$ toplamı eksen dönmesine klasik katkıdır. Eksen dönmesine klasik katkıda bulunan iki bileşeni karşılaştırıldığında eksen dönmesinin en önemli nedeninin bileşenlerin karşılıklı çekim etkileşmesi sonucu oluşan şekil bozulmasının olduğu görülür. Bileşenlerin dönmesi nedeniyle oluşan bozulmanın eksen dönmesine olan katkısı da önemlidir. Eğer her iki

bileşenin ekvator düzlemi yörünge düzlemiyle çakışıkça, toplam eksen dönmesi miktarına dönmeden kaynaklanan bozulmanın katkısı en büyük değerine ulaşır. Dönme ekseninin eğimi büyüdükçe dönmenin katkısı azalacaktır. Eksen dönmesinde rölativistik katkı klasik katkıya nazaran küçük olmasına rağmen bazı sistemlerde ihmal edilemeyecek düzeydedir.

Eksen dönmesi gösteren çift yıldızlar, yıldızların içyapıları hakkında önemli bilgiler sunarlar. Kuramsal modellerin verdiği içyapı sabiti k_2 sayesinde elde edilen kuramsal açısal hızlar, gözlemler sayesinde bulunan eksen dönmesi ve açısal hızlarla karşılaştırılır, böylece gözlemlerle teori karşılaştırılır, yıldızların yoğunluk dağılımı hakkında bilgilere ulaşmaya çalışılır.

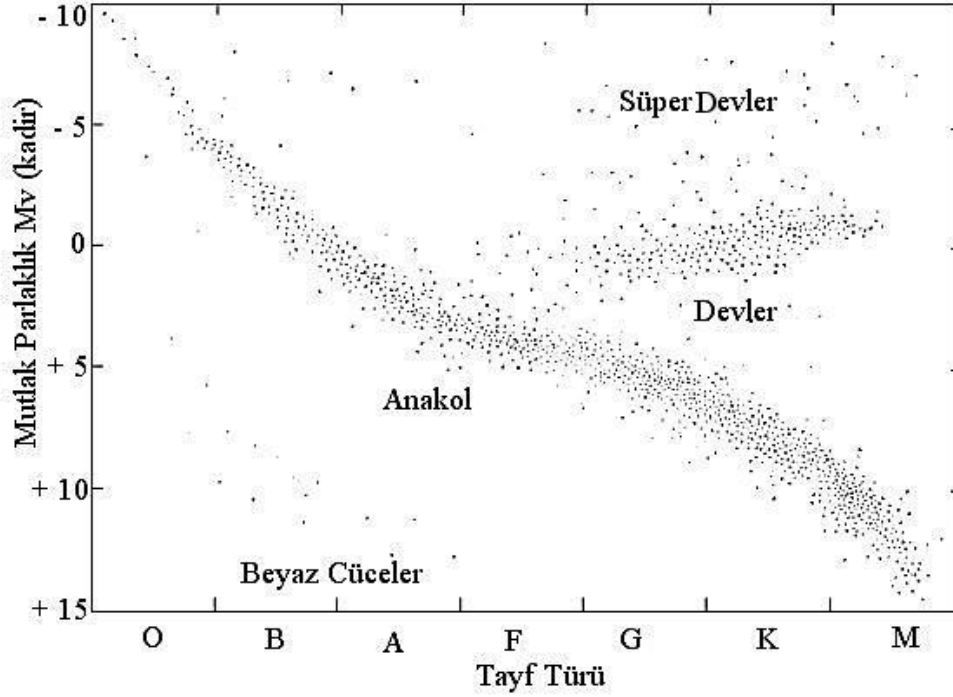
Eksen dönmesi gösteren yıldızların kataloglaması ilgili ilk kapsamlı çalışmalardan biri Hegedüs (1988, 1989) tarafından yapılmıştır. Daha sonra Petrova ve Orlov (1999) tarafından 128 yıldızlık bir katalog hazırlanmıştır. Bulut ve Demircan (2007) ve Khaliullin ve Khaliullina (2010) eksantrik yörüngeli örten çift yıldızların bir listesini içermektedir.

BÖLÜM 2

ÖNCEKİ ÇALIŞMALAR

2.1 HERTZSPRUNG-RUSSELL Diyagramı

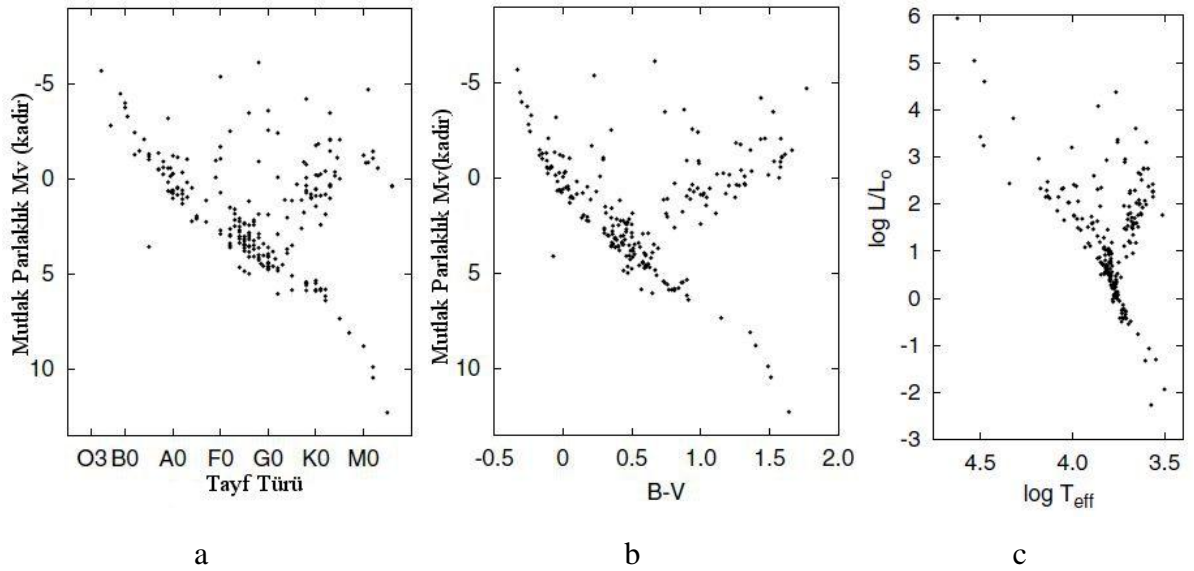
Yıldızların temel fiziksel özelliklerinin başında kütle, yarıçap, ışınım gücü, yüzey sıcaklığı gelir. Fiziksel özellikleri iyi bilinen yıldızların bu nicelikleri arasındaki ilişkilerin incelenmesiyle gökbilimde önemli bilgiler elde edilmiştir. Bu ilişkilerin başında HERTZSPRUNG-RUSSELL diyagramı olarak bilinen diyagram akla gelir. 1911’de Ejnar Hertzsprung ve 1913’de Henry Noris Russel bu fiziksel özellikleri bilinen yıldızları yatay eksene tayf türü düşey eksene mutlak (salt) parlaklıklarını bir grafikte işaretlediklerinde yıldızların rastgele dağılmadıklarını belli yerlerde toplandıklarını görmüştür.



Şekil 4. Şematik HR Diyagramı.

Kısaca HR diyagramı olarak bilinen şematik olarak şekil 4’te görülen bu diyagramda sol üst taraftan sağ alt tarafa kadar kapsayan anakol olarak bilinen ve cüceler kolu olarak da adlandırılan şerit bulunur. Anakolun sağ üst bölümünde yaklaşık F tayf türünden geri tayf türlerine doğru yatay şekilde devler kolu vardır. Dev ve cüce diye isimlendirmenin nedeni bu iki kolda toplanan yıldızların yarıçaplarındaki farktan kaynaklanır. Anakol farklı kütlelere sahip çekirdeklerinde hidrojeni nükleer birleşme tepkimeleriyle helyuma dönüştüren yıldızların geometrik yeridir. Anakol yıldızların en

uzun süreli kaldığı yerdir. Devler kolunda ise evriminin anakol evresini bitirmiş, evriminin ileri aşamalarında olan büyük yarıçap ve ışınım gücüne değerlerine sahip yıldızlar yer alır. Anakol ile devler arasında Hertzsprung boşluğu denen bir boşluk vardır. Dev kolunun da üzerinde süper dev (üst dev) yıldızlar yer almaktadır. Anakolun altında sol tarafta beyaz cüce yıldızlar bulunur. Bu yıldızlar yüksek sıcaklık değerlerine karşın parlaklıkları anakol yıldızlarına nazaran küçüktür. Küçük kütleli bir yıldız nükleer yakıtını tükettiğinde çekirdeği çöker, son evresine girer. Çekirdek çökerken, dış katmanlardaki gazlar yumuşak bir püskürmeyle dışarıya fırlatılır. Yıldız karbon ve oksijenden oluşan ve yavaşça soğuyan bir beyaz cüce yıldız döner. Beyaz cüce yıldızın etrafında gezegenimsi bulutsu oluşur. Diyagramda bazı bölgelerde hiç yıldız bulunmayışı önemlidir. Örneğin anakol ve beyaz cüceler arasında büyük bir boşluk vardır.

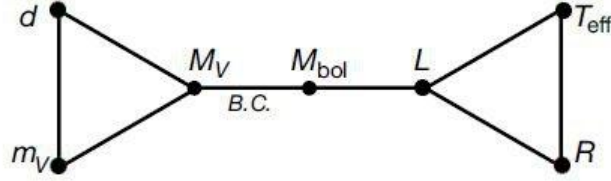


Şekil 5. HR diyagramının üç farklı şekilde kullanılması (Boer ve Seggewiss, 2008).

H-R Diyagramı gökbilimde üç farklı biçimde kullanılır. İlk olarak orijinal H-R diyagramında tayf türüne karşılık parlaklık çizilir (Şekil 5a). Tayf türü yıldızın kimyasal bileşimi ve sıcaklığıyla ilgilidir. İkincisi ise renk parlaklık diyagramı diye bilinen türdür. Bu diyagram gözlemlerle ilgilidir (Şekil 5b). Yıldızın rengi de sıcaklıkla ilgilidir. Üçüncü tür grafikte ise etkin sıcaklığa karşılık ışınım gücü çizilir (Şekil 5c). Bu tür teorik çalışmalarla ilgilidir. Bu üç tür diyagram birbirlerine dönüştürülebilir, ama bu dönüşümler kolay değildir. Bu işlem için yıldız parametrelerinin birbirleriyle ilişkisini incelemek gerekir.

2.2 Yıldız Parametrelerinin Birbirlerine Bağlanması

Bir yıldızın temel özelliklerini ifade eden niceliklerin birbirlerine bağlanabilmesi için çeşitli denklemlerden faydalanılır. Bir yıldızın etkin sıcaklığı T_{eff} ve görünen parlaklığı olan m_v ölçülmesi yıldızın uzaklığı olan d 'nin belirlenmesine göre daha kolaydır.



Şekil 6. Yıldızların temel denklemleri ve birbirleriyle bağlantısı.

Bir yıldızın 10 pc uzaklığa getirildiğinde sahip olacağı parlaklığa mutlak parlaklık denir. Gelenek olarak, görünürdeki parlaklık m ve salt parlaklık M ile gösterilir. Bir yıldızın herhangi bir dalga boyundaki m_λ parlaklığı ve d uzaklığı bilirse onun herhangi bir dalga boyundaki mutlak parlaklığı M_λ aşağıdaki bağıntı ile bulunur.

$$m_\lambda - M_\lambda = 5 \log d - 5 \quad (2.1a)$$

Bu bağıntıyı görsel parlaklık cinsinden yazabilir.

$$m_v - M_v = 5 \log d - 5 \quad (2.1b)$$

Bu bağıntıda uzaklık yerine paralaks π'' kullanılırsa aşağıdaki biçimde ifade edilir.

$$m_v - M_v = -5 \log \pi'' - 5 \quad (2.2)$$

Bu bağıntıda $(m_v - M_v)$ farkına uzaklık modülü denir. Teorik hesaplamalar için bolometrik (tümüşünüm) parlaklık kullanılır. Yıldızdan yeryüzüne tüm dalgaboylarında gelen elektromanyetik enerjinin ölçülmesine dayanan parlaklığa bolometrik parlaklık m_{bol} denir. Yıldız 10 pc uzakta bulunsaydı yıldızın sahip olacağı parlaklığa salt (mutlak) bolometrik parlaklık M_{bol} denir. Bolometrik parlaklık salt parlaklığa bolometrik düzeltme BC yardımıyla aşağıdaki bağıntı ile bağlıdır:

$$M_{bol} = M_v + BC \quad (2.3)$$

Bolometrik düzeltme her zaman negatif değer alır ve deneysel yöntemlerle elde edilir.

Yıldızın bolometrik parlaklığı sayesinde yıldızın ışınım gücü elde edilir. Işınım gücü (ışıtma) L , ışınım salan bir gök cisminin bütün alanının saniyede saldığı enerji miktarıdır. Güneşi referans alarak bolometrik düzeltme aşağıdaki biçimde yazılır.

$$M_{bol} = 4,74 - 2,5 \log L \quad (2.4)$$

Denklem (2.4) için L , güneşin ışınım gücü L_{\odot} cinsinden kullanılmıştır. Böylece ışınım gücü ve yıldızın etkin sıcaklığı sayesinde yıldızın yarıçapı elde edilebilir.

$$L = 4\pi R^2 T_{eff}^4 \quad (2.5)$$

Denklemden R yıldızın yarıçapı, σ Stefan-Boltzman sabiti, T_{eff} yıldızın etkin sıcaklığıdır.

2.3 Yıldız Yapı ve Evrim Modelleri

Astrofiziğin en önemli amaçlarının başında yıldızların yapılarını ve fiziksel özelliklerinin zamanla değişimlerini anlamak gelir. 1940'lı yıllarda nükleer birleşme reaksiyonlarının anlaşılması daha sonra da bilgisayar teknolojisinin gelişmeye başlaması yıldız yapı ve evrim modellerinin oluşturulmasında büyük rol oynamıştır. Günümüzde yıldızların oluşumundan beyaz cüce, nötron yıldızı gibi evrimlerinin son evrelerine kadar modeller oluşturulmaktadır.

Yıldızların yapılarını belirleyen temel niceliklerin yıldızın başlangıç kütlesi ve başlangıç kimyasal bileşimi olduğu anlaşılmıştır. Bu iki temel niceliğin yıldızın oluşumu sırasında belirlendiği varsayılır. Yıldızın yapısındaki kimyasal elementlerin ve bu elementlerin birbirlerine göre oranları yıldızın olduğu gaz bulutuyla aynı olduğu varsayılır.

Yıldız yapı ve evrim modelleri, yıldızın başlangıç kütesinden ve kimyasal bileşiminden yola çıkarak fizik yasalarıyla yıldızın yarıçap ve ışınım gücü gibi fiziksel özelliklerinin zaman içindeki değişiminin hesaplanmasını, tayf gibi kimyasal özelliklerinin belirlenmesini içerir. Modeller sayesinde yıldızlar için başlangıç kütlesi, başlangıç kimyasal bileşimi ve yaş değerleri kullanılarak bir dizi olası yıldızın özellikleri hesaplanır. Hesaplar teorik HR diyagramı için oluşturulup renk-parlaklık diyagramlarına dönüştürülür. Bu özellikler gözlemlerle elde edilen yıldızların özellikleriyle karşılaştırılır, böylece teoriler sınanır.

Yıldızların yapılarını ve fiziksel özelliklerinin zamanla değişimlerini anlamak yani yıldız yapı ve evrim modelleri kurabilmek için pek çok fiziksel süreç ayrıntılı olarak

incelenmek zorundadır. Yıldızın oluşumundan evriminin sonuna kadar enerjisini nasıl sağladığı, yıldızın hangi katmanlarında hangi nükleer tepkimelerin olduğu, tepkimeler için hangi denklemlerin kullanılacağı, yıldızın katmanlarında nükleer tepkimelerle üretilen enerjinin yıldızın yüzeyine kadar nasıl taşınacağı, enerjinin taşınması sırasında hangi denklemlerin kullanılacağı, zaman geçtikçe yıldızın kimyasal bileşiminin nasıl değişeceği gibi pek çok olay incelenir.

Teorik yıldız modelleri yapılırken dört temel yıldız yapı denklemlerinden yararlanır. Bu denklemler hidrostatik denge denklemi, kütle korunumu denklemi, ışınım korunum denklemi, enerjinin taşınmasıyla ilgili farklı mekanizmalara bağlı olarak radyatif dengede ışınım taşınım denklemi ve konvektif dengede ışınım taşınım denklemidir. Bu lineer olmayan diferansiyel dört denkleme üç adet denklem daha eklenir. Bu denklemler yıldızın durum denklemi, donukluk ve enerji üretimi ifadelerini içerir. Yardımcı denklemler ilgili yarıçapta basınca, sıcaklığa ve kimyasal bileşime bağlıdır. Hesaplamalar için yardımcı denklemler belirlenmeli daha sonra dört diferansiyel yapı denklemi çözülmelidir. Çözümler için sayısal yöntemlerden yararlanır ve yıldızın merkezindeki ve yüzeyindeki sınır koşullarından yararlanır. Gerçekçi modeller yapabilmek için modellere büyük ve küçük ölçekteki mekanizmalar eklenir. Küçük ölçekteki mekanizmaların başında enerjinin taşınımına katkıda bulunan atomik difüzyon ve radyatif levitation gibi süreçler gelir. Büyük ölçekteki mekanizmaların başında konveksiyon, overshooting (hedef aşımı), helyum yanması evresinde çekirdekte karışım süreçleri, asimptotik dev kolu evresinde karışım süreçleri, kütle kaybı gelir.

2.4 Yıldız Yapı Denklemleri

Teorik yıldız modelleri yapılırken dört adet temel yıldız yapı denklemi kullanılır. Bu denklemler yazılırken bir takım varsayımlar yapılır. Yıldızların yapıları zamanla değişir, bu değişimler genelde uzun zaman ölçeklerinde gerçekleştiği için bu değişimin hızı ihmal edilir. Böylece temel denklemleri yazarken zamana bağıllık ortadan kalkar. Diğer varsayım yıldızın küresel simetriye sahip olmasıdır, bu yıldızın merkezinden aynı uzaklıktaki noktaların aynı fiziksel özelliklere sahip olmasıdır. Bu varsayım ile yıldızın yapı denklemlerindeki fiziksel nicelikler yarıçapa bağlı olur, açıya bağıllık kalkar. Bazı yıldızlarda çok önemli olan manyetik alan ve dönme de ihmal edilir.

Bir yıldızı bir arada tutan kütle çekim kuvvetiyle bu kuvvete karşı gelip yıldızın çökmesine direnç gösteren basınç arasında bir ilişki vardır. Yıldızın merkezine doğru kütle ve yoğunluk en büyük değerlerine yaklaşacağı için basınç da artarak üst tabakaların

ağırlığına ters yönde karşı koyar. Yıldızın yüzeyine doğru da tam tersi düşünülebilir. Bu yüzden denklem (2.6) hidrostatik denge denklemi olarak bilinir.

$$\frac{dP}{dr} = - \frac{GM(r)\rho(r)}{r^2} \quad (2.6)$$

Yıldızın merkezinden herhangi bir yönde r ile $r + dr$ uzaklığı arasındaki kabuğun kütlesi, yoğunluğa bağlı olarak $dM(r) = 4\pi r^2 \rho(r) dr$ olur. Böylece kütle, yoğunluk ve basınç arasında bir bağıntı kurulur. Denklem (2.7) kütle korunumu denklemi olarak bilinir.

$$\frac{dM}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \quad (2.7)$$

Denklem (2.6) ile (2.7) yıldız temel yapı denklemlerinin ikisini oluşturmaktadır. Her iki denklemde yarıçapa bağlı yoğunluk ifadesi $\rho(r)$ bulunmaktadır. Denklemlerden çözümü için yoğunluğun yıldız boyunca nasıl değiştiği bulmak gerekir. Bunu için beyaz cüce ve nötron yıldızları gibi durumları göz ardı ederek yıldızın ideal gaz yasasına uyduğunu varsayılır. Böylece yıldız maddesinin durum denklemi oluşturulur. Yıldız maddesinin durum denklemi yardımcı denklemlerdendir. Bu denklem sıcaklığı da içermektedir. Gaz basıncı için ifade ideal gaz yasası yardımıyla denklem (2.8) şeklindedir.

$$P_g(r) = n(r)kT(r) \quad (2.8)$$

Bu denklemde $n(r)$ birim hacimdeki parçacık sayısı yani parçacık yoğunluk sayısıdır, k Boltzmann sabitidir. Parçacık yoğunluk sayısı genellikle kimyasal bileşim ve yoğunluk cinsinden ifade edilir.

$$n(r) = \rho(r)/\mu(r)m_H \quad (2.9)$$

Denklem (2.9)'da m_H hidrojen atomunun kütlesidir. Ortalama molekül ağırlığı $\mu(r)$ model yıldız için belirlenir. Böylece ideal gaz denklemine benzer olarak yıldız maddesinin durum denklemi aşağıdaki biçime gelir.

$$P_g(r) = \rho(r)kT(r)/\mu(r)m_H \quad (2.10)$$

Büyük kütleli yıldızlar için ışıınım basıncı ifadesi çok önemli olur.

$$P_r(r) = (a/3)T(r)^4 \quad (2.11)$$

Denklemden a ışınım sabitidir. İki denklemi toplayarak toplam basınç için ifade bulunur. Genellikle ışınım basıncı gaz basıncına nazaran çok küçük olduğu için ihmal edilir.

$$P_t = P_g + P_r = \frac{\rho k T}{\mu m_H} + \frac{1}{3} a T^4 \quad (2.12)$$

Isısal denge kavramı ve enerjinin korunumu yasası yardımıyla ışınım korunum denklemi olarak bilinen denklem elde edilir. Yıldızın merkezinden r uzaklığındaki küreden dışarıya doğru saldırdığı enerji ile $r+dr$ uzaklığında küreden dışarıya doğru saldırdığı enerji arasındaki fark aradaki kabuğun kütlesi ve birim yıldız kütlesinin birim zamanda saldırdığı enerji miktarı (ε) ile orantılıdır.

$$\frac{dL}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \varepsilon(r) \quad (2.13)$$

Denklem (2.13) kabuktan kaybedilen net enerji dL ile kabukta üretilen net enerji arasındaki bir dengeyi ifade eder, yani ısısal denge denklemdir. Bu denklem salınan enerjinin bir kısmının kabuğun ısısını yükseltmede ve hacmini genişletebileceği düşünülerek denklem değiştirilebilir. Denklem (2.13) temel yapı denklemlerinden üçüncüsüdür. Bu denklemde yer alan $\varepsilon(r)$ enerji üretim oranı olarak da bilinir. Çoğu durumda ε için yaklaşık ifadeler kullanılır. Yaklaşık ifadeler yıldızın enerjisini nasıl sağladığına dolayısıyla kütlesine ve evrim durumuna bağlıdır. Denklemlerde ε için katkı nükleer ve çekimsel enerjiden kayıp ise nötrinolardan kaynaklanır,

Enerjinin yıldız içinde nasıl taşınacağı çok önemlidir. Bir yıldızın içinde enerji merkezden dışarı doğru üç yolla taşınır. Bunlar iletim, konveksiyon ve ışınım yoludur. İletim ve ışınım yolu ile enerji taşınımı birbirine benzerdir. Her iki yolda parçacıkların çarpışmalarıyla çok enerjili parçacıklar ile az enerjili parçacıklar arasında enerji değişimi olur. İletim yolu ile enerji taşınımı elektronlar vasıtasıyla olur, katılarda özellikle metallerde önemlidir. İletim yolu ile ısı aktarımı sırasında atomlar birbirlerine yakın olmalıdır. Aksi durumda ısısal iletkenlik düşük olur. Gazların ve dolayısıyla yıldızlarda düşük ısısal iletkenlikten dolayı iletimle ısı taşınımı önemsizdir. İletim yolu beyaz cüce yıldızlar için önemli iken anakol yıldızları için önemsizdir. Yıldızlar için ısı taşınımı temel olarak ışınım ve konveksiyon yolu ile olur.

Enerjinin taşınması için bağıntılar kurulurken enerjinin ışınım yolu ile mi yoksa konveksiyon yoluyla mı taşındığı önemlidir. Enerjinin taşınmasında parçacıkların enerji içeriği ile parçacıkların ortalama serbest yolu yani parçacığın çarpışmadan veya enerji

kaybetmeden kat ettiği mesafe belirleyicidir. Elektronların enerji içeriği fotonlara nazaran büyüktür. Büyük ortalama serbest yol, sıcaklığı yüksek bir noktadan sıcaklığı oldukça düşük bir noktaya enerjinin taşınımını anlatır. Yıldızların içinde elektronların ve fotonların ortalama serbest yolları küçüktür fakat fotonların ortalama serbest yolu elektronlara kıyasla daha büyüktür ve elektronların enerji içeriklerinin büyük olması bu durumda önemsiz kalır. Böylece yıldızlarda iletim ile taşınan enerji, ışınım ile taşınan enerjiye kıyasla boşlanabilir. Foton için ortalama serbest yol l olsun. Dalgaboyuna bağlı olarak soğurma(donukluk) katsayısı ve yoğunluk denklem (2.14) ile birbirlerine bağlıdır.

$$l = \frac{1}{\kappa_{\lambda}\rho} \quad (2.14)$$

Enerji ışınım yolu ile taşınırken donukluk süreçleri önem kazanır. Başlıca dört adet donukluk kaynağı vardır. Bunlar bağlı-bağlı soğurma, bağlı-serbest soğurma, serbest-serbest soğurma ve elektron saçılmasıdır (Compton saçılması). Bu kaynaklardan ilk üçü gerçek soğurma süreçleri olarak bilinir. Foton bu süreçlerde yok olur. Bağlı-bağlı soğurmada bir atom ya da iyonda elektron fotonu soğurarak daha yüksek enerji seviyesine geçiş yapar. Bağlı-serbest soğurmada bir çekirdeğe bağlı elektron fotonu soğurarak atomdan ayrılır. Serbest-serbest soğurmada serbest bir elektron foton soğurarak daha yüksek enerjili olur. Elektron saçılmasında ise fotonun hareket yönü elektron tarafından değiştirilir. Sıcaklık ve basınca bağlı olarak bu donukluk süreçlerinden bazıları baskın olur. Donukluk için sıcaklığın ve yoğunluğun özel aralıkları için bazı analitik ifadeler ve yaklaşımlar kullanılır. Bu ifadeler genellikle yoğunluğa ve sıcaklığa bağlı yazılır. Donukluk yıldız yapı denklemlerine katılan yardımcı denklemlerdendir. En çok kullanılan donuklardan olan Rosseland ortalama donukluğu κ_R aşağıdaki bağıntı ile hesaplanır.

$$\frac{1}{\kappa_R} = \frac{\int_0^{\infty} \frac{1}{\kappa_{\nu}} \frac{dB_{\nu}}{dT} d\nu}{\int_0^{\infty} \frac{dB_{\nu}}{dT} d\nu} \quad (2.15)$$

Bütün frekanslardaki soğurma katsayıları (κ_{ν}) bilindikten sonra donukluk hesaplanabilir. Bu denklemde $B_{\nu}(T)$ Planck fonksiyonudur. Planck fonksiyonu bir sistem termodinamik dengede ise sıcaklığa bağlı olarak ışınımın frekansa göre dağılımını belirler.

$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{(h\nu/kT)} - 1} \quad (2.16)$$

Enerjinin taşınmasıyla ilgili bağıntılardan ilki radyatif dengede ışınım taşınım denklemi olarak bilinir. Bu denklemin çıkarılması için yerel termodinamik dengede ışınım basıncı ifadesi kullanılır. Radyatif dengede ışınım taşınım denklemi temel yıldız yapı denklemlerindedir.

$$\frac{dT}{dr} = - \frac{3}{4ac} \frac{\kappa_{rad}\rho}{T^3} \frac{L_r}{4\pi r^2} \quad (2.17)$$

Bir yıldızda enerjinin ışınım yolu ile taşınması sıcaklık gradyenti korunduğu zaman gerçekleşir. Denklemden κ_{rad} için denklem (2.14)' e benzer olarak $\kappa_{rad}\rho = \frac{1}{l}$ yazılabilir.

Sıcaklık gradyenti yeterince büyük olursa enerji taşınımında konveksiyon önemli bir rol oynamaya başlar. Konvektif bölge boyunca enerjinin taşınması kütle hareketleri ile olur. Konvektif katmanın derin ve sıcak bölgelerinde ısınan akışkan genişler ve yükselir ve soğur, soğuyan akışkan ise ters yönde derin katmanlara doğru hareket eder. Enerji bu hareketler aracılığıyla konveksiyon ile taşınır. Enerjinin konveksiyon ile taşınmasıyla ilgili bağıntı konvektif dengede ışınım taşınım denklemi olarak bilinir. Konvektif dengede ışınım taşınım denklemi temel yıldız yapı denklemlerindedir.

$$\frac{dT}{dr} = - \left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \frac{\mu m_H}{k} \frac{GM_r}{r^2} \quad (2.18)$$

Konveksiyonun başlayabilmesi için koşul Schwarzschild kararsızlık ölçütü olarak bilinir (Schwarzschild, 1906).

$$\nabla_{rad} = \left(\frac{d \ln T}{d \ln P}\right)_{rad} > \nabla_{ad} = \left(\frac{d \ln T}{d \ln P}\right)_{ad} \quad (2.19)$$

Konvektif enerji taşınımı için koşul ışınımsal (radyatif) sıcaklık gradyentinin (∇_{rad}), adyabatik sıcaklık gradyentinden (∇_{ad}) büyük olmasıdır. Gaz ve sıvılar için sıcaklık gradyenti kritik değeri aşmalıdır. Koşul sağlanmazsa yıldız ışınımsal dengededir. Gaz için ışınım olmadığı zaman adyabatik gradyenti denklem (2.20) ile ifade edilir.

$$\nabla_{ad} = \left(\frac{d \ln T}{d \ln P}\right)_{ad} = \left(1 - \frac{1}{\gamma}\right) \quad (2.20)$$

γ oranı aşağıdaki denklemle tanımlanır. γ her zaman birden büyüktür ($\gamma > 1$). Bir gazın sabit basınç altındaki öz ısı C_p , bir gazın sabit hacim altındaki öz ısı C_v dir.

$$\gamma = \frac{c_p}{c_v} \quad (2.21)$$

Konveksiyonun etkisinin daha kesin hesaplanması için Biermann (1948) ve Vitense (1953) tarafından karışım uzunluğu teorisi geliştirilmiştir. Bu teoride konveksiyonun etkisini anlatmak için karışma uzunluğu kavramı kullanılır. Konvektif bir katmanda bir gaz paketi yükselirken parçacıkların yayılımı ve çevreleri ile ısısal değişimleri sonucu gaz paketi kimliğini kaybeder ve yükselmesi durur bu süreçte gaz paketinin kat ettiği yola karışma uzunluğu (l) denir.

$$l = \alpha H_p \quad (2.22)$$

Denklemlerde α karışım uzunluğu parametresidir. Bu parametre genellikle 1 ile 2 arasında değişmektedir. H_p basınç-yükseklik eşelidir.

$$H_p = P / (-dP/dr) \quad (2.23)$$

Yıldız yapı denklemlerini çözebilmek için integral işlemlerinden kaynaklanan sabitlerin belirlenmesi için yıldızın merkezi için iki ve yüzeyi için iki olmak üzere dört adet sınır koşulundan yararlanır. Yıldızın merkez için denklem (2.24), yüzeyi için denklem (2.25) yazılabilir. Teorik yıldız modellerinde sınır koşulları için daha gerçekçi değerler kullanılır.

$$L(0) = 0 \text{ ve } M(0) = 0 \quad (2.24)$$

$$T(R) = 0 \text{ ve } P(R) = 0 \quad (2.25)$$

Bir yıldızı belirleyen en önemli özelliklerin başında kütle ve daha sonra kimyasal bileşim geldiğinden dolayı özel bir yıldızın değil de benzeşik yıldızların yapısı araştırır. Aynı kimyasal bileşime sahip fakat farklı kütlelere sahip olan yıldızlara benzeşik yıldızlar denir. Denklemler çözülmenden önce kütle belirlenir. Yıldızın yarıçapı ise hesaplamalarla daha sonra bulunur. Bu tür hesaplamalar için yarıçap yerine kütle bağımsız değişken olarak alınır. Kütle bağımsız değişken olması durumunda temel yapı denklemleri şu şekildedir.

$$\frac{dP}{dm} = - \frac{GM}{4\pi r^4} \quad (2.26)$$

$$\frac{dL}{dm} = \varepsilon \quad (2.27)$$

$$\frac{dT}{dm} = - \frac{3\kappa_R L}{64\pi^2 r^4 a c T^3} \quad (2.28)$$

$$\frac{dr}{dm} = \frac{1}{4\pi r^2 \rho} \quad (2.29)$$

Yardımcı denklemleri biçimsel olarak şu şekilde ifade edebilir.

$$\kappa(P, T, \text{Kimyasal Bileşim}) \quad (2.30)$$

$$\rho(P, T, \text{Kimyasal Bileşim}) \quad (2.31)$$

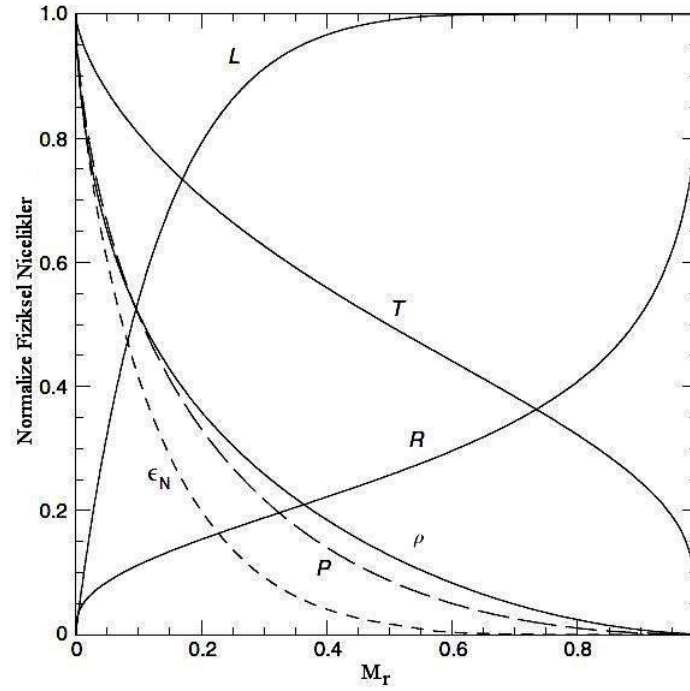
$$\varepsilon(P, T, \text{Kimyasal Bileşim}) \quad (2.32)$$

Kütle bağımsız değişken olduğu zaman çözümler için kullanılan sınır koşulları değişir. Yüzey için koşullar denklem (2.33) ve merkez için koşullar denklem (2.34) dir. Yüzeyde kütle yıldızın kütesidir. Merkez için kütle sıfır alınır.

$$\rho(M) = 0 \text{ ve } T(M) = 0 \quad (2.33)$$

$$r(0) = 0 \text{ ve } L(0) = 0 \quad (2.34)$$

Aynı kimyasal bileşimli bir grup yıldız için yardımcı denklemler için bazı ifadeler aynı olur. Bu durum hesaplamaları kolaylaştırır. Herhangi bir kütleyle sahip yıldızın özellikleri bir kez bilinirse diğer yıldızlarıki çıkarılabilir. Yıldız yapısı belirlenirken önce kütle ve kimyasal bileşim belirlenir ardından üç yardımcı denklem yardımıyla dört diferansiyel denklem çeşitli yöntemlerle çözülür. Hesaplamalar için kimyasal bileşimin yıldız boyunca nasıl değiştiğini belirleyebilmek çok önemlidir. Çözümler sonucunda basıncın, ışınım gücünün, sıcaklığın ve yarıçapın ve donukluğun, yoğunluğun ve enerji üretim oranının yıldızın kütesine bağlı olarak değişimi bulunur. Güneş için yapılan hesaplamalar ile standart güneş modeli oluşturulmuştur. Şekil 7'de standart güneş modeline göre kütleyle bağlı olarak parametrelerin değişimi görülmektedir.



Şekil 7. Standart Güneş Modeli. Normalize edilmiş fiziksel niceliklerin kütleyle bağlı olarak değişimi çizilmiştir. Teorik yıldız modelleri Güneş'e göre kalibre edilir (Salaris ve Cassisi, 2005).

Yıldız yapı denklemleri ve yardımcı denklemler zamana bağlılık içermediklerinden dolayı yıldız evrimini anlamak için zamana bağlılık içeren denklemler kullanılmalıdır. Zamana bağlılığı yıldızda enerji üretim mekanizmaları ve bunların oluş hızları belirler. Üretilen enerjinin nasıl taşınacağı ve kimyasal bileşime etkisi incelenir. Yaşamına homojen kimyasal bileşime sahip olarak başlayan bir yıldız zamanla kimyasal bileşimini değiştirir. Farklı kimyasal element bolluklarının yıldız boyunca değişimi incelenir. Nükleer reaksiyonların meydana geliş hızı da sıcaklığa, yoğunluğa ve kimyasal bileşime bağlıdır. Parametrelerin değişimlerini dikkate alıp küçük zaman aralıklarında yıldız yapı denklemleri tekrar tekrar çözülüp yıldızlar için evrim senaryoları oluşturulur.

2.5 Yıldızların Enerji Kaynakları ve Önemli Zaman Ölçekleri

Bir yıldızdaki başlıca enerji kaynakları çekimsel büzülme ve nükleer birleşme reaksiyonlarıdır. İdeal gazlar için Virial teoremi gaz tamamen iyonize olduğunda denklem (2.35) ile verilir.

$$2U + \Omega = 0 \quad (2.35)$$

Bu denklemde U yıldızın toplam ısı enerjisidir, Ω çekimsel potansiyel enerjidir. Buna göre yıldızda negatif çekimsel potansiyel enerji ısı enerjisinin iki katı olur. Bir yıldızın toplam enerjisi denklem (2.36) ile hesaplanır.

$$E = U + \Omega \quad (2.36)$$

Denklem (2.35) ve (2.36) yardımıyla aşağıdaki denklem yazılabilir.

$$E = -U = +\frac{\Omega}{2} \quad (2.37)$$

Yıldız devamlı çevresine enerji yaydığı için toplam enerjisi azalır. Toplam enerjide azalma negatif çekimsel potansiyel enerjide azalmaya fakat yıldızın toplam ısı enerjisinde artmaya yol açar. Virial teoremi kullanılarak elde edilen sonuç çekimsel potansiyel enerji dışında başka enerji kaynağı olmayan ideal gazdan oluşmuş bir yıldız, ışınım saldııkça büzülür ve ısınır. Yıldızın büzülmesi sonucunda çekimsel potansiyel enerjinin yarısının ısı enerjisine, diğer yarısının da ışınım enerjisine çevrilir. Bu durum şöyle de açıklanabilir. Çekimsel potansiyel enerji ısı şeklinde kinetik enerjiye dönüşür, büzülen yıldızın iç kısımlarındaki gaz parçacıklarının hareketleri ısı enerjisi ve basınç oluşturur. Bu basınç, çekimsel büzülmeye direnç gösterir. Büzülen bir yıldızın kütle çekiminin artmasıyla hidrostatik dengenin tekrar sağlanabilmesi için iç basınç artar. İç basıncın artması sıcaklık ve ısı enerjisini de arttırır. Denklem (2.37)'a göre negatif çekimsel potansiyel enerji ısı enerjisinin iki katı olduğundan, çekimsel potansiyel enerji, ısı enerjisinin artmasına kıyasla iki kat büyük olur. Toplam enerjinin korunumu gereği çekimsel potansiyel enerji değişiminin yarısı ışınımına çevrilir.

Çekim etkisi altındaki bir cismin belli bir yol alması için geçen zamana serbest düşme zamanı denir. Serbest düşme zamanı ya da dinamik zaman ölçeği (t_d) olarak bilinen bu zaman ölçeği yıldız oluşumu esnasında ve yıldızlarda kütle çekim kuvvetiyle gaz basıncının birbirini dengeleyemediği durumlarda önemlidir. Dinamik zaman ölçeği ile ilgili denklem(2.38)'in birimi saniyedir.

$$t_d \approx 2,2 * 10^3 \left\{ \frac{\left(\frac{R_*}{R_\odot} \right)^3}{\frac{M_*}{M_\odot}} \right\}^{\frac{1}{2}} \text{ (saniye)} \quad (2.38)$$

Yıldızların özellikle anakol öncesi evriminde yıldızın toplam ısı enerjisi çok önemli rol oynar. Bir yıldızın toplam ısısal enerjisinin yüzeyinden birim zamanda kaybettiği enerjiye oranı ısısal ya da Kelvin zaman ölçeği (t_{th}) denir.

$$t_{th} = \frac{U}{L} \quad (2.39)$$

Bir yıldız için yıldızda çekimsel potansiyel enerji Ω için denklem (2.40) kullanılır.

$$\Omega = - \int_0^{M_*} \frac{Gm}{r} dm = -q \frac{GM_*^2}{R_*} \quad (2.40)$$

Denklem (2.40) için q değeri cismin şekline ve yoğunluk dağılımına bağlı bir sabittir. Yoğunluğu tüm küre boyunca aynı olan bir cisim için $q = 0,6$ alınır. Çoğu Anakol yıldızı için $q \approx 1,5$ civarındadır (Özdemir ve ark., 2005). Denklem (2.41) kullanılarak ısısal zaman ölçeği bulunur. Isısal zaman ölçeği Güneş için milyon yıl mertebesindedir.

$$t_{th} = \frac{q}{2} \frac{GM_*^2}{R_*} \approx 3 * 10^7 \frac{q \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^2}{\left(\frac{R_*}{R_\odot}\right)} \text{ (yıl)} \quad (2.41)$$

Yıldızlar için uzun ömürlü enerji kaynağı termonükleer füzyon reaksiyonlarıdır. Yıldızdaki nükleer enerji kaynaklarının yıldızdaki birim zamandaki enerji kaybına oranı nükleer zaman ölçeği (t_n) denir. Yıldızların için çoğu zaman hidrostatik denge geçerli olduğu zaman aşağıdaki kıyaslama geçerlidir.

$$t_d \ll t_{th} \ll t_n \quad (2.42)$$

Termonükleer füzyon reaksiyonlarının başlayabilmesi için sıcaklık yeterince yüksek parçacıkların yeterince hızlı olması gerekir. Füzyon reaksiyonlarının başlayabilmesi için en az 10 milyon K sıcaklık gereklidir. Yıldızlarda en bol bulunan element hidrojen bu reaksiyonlarla daha ağır elementlere dönüşür. İlk durumda dört hidrojen çekirdeği birleşerek helyumu oluşturur. Çekirdek fiziğinde kütle birimi olarak atomik kütle birimi (u) kullanılır. Bir atom kütle birimi $1.66 * 10^{-24}$ g olmak üzere ve bu birimde hidrojen çekirdeğinin yani protonun ağırlığı 1,0078'dir. Dört tanesi için ağırlık 4,0312 olur. ^4He için ağırlık 4,0026 olduğundan arada 0,0286'lık bir fark vardır. Bu farkın dört hidrojenin kütlesine oranı 0,0071 olur. Bu oran enerji salma etkinliği olarak da bilinir. Bu her bir hidrojen çekirdeğinin %0,71'inin enerjiye çevrildiğini anlatır. Kütlenin enerji cinsinden karşılığı için Einstein'ın göre kütle-enerji denkliğinden yararlanılır.

$$E = mc^2 \quad (2.43a)$$

Bu denklemde c ışık hızıdır. Böylece dört adet ^1H çekirdeğinin bir ^4He çekirdeğine

dönüşmesi ile salınan enerji

$$E = 0,0286(1,66 * 10^{-24})(9 * 10^{20}) = 4,3 * 10^{-5} \text{ erg} \quad (2.43b)$$

0,0286'lık farkın dört hidrojenin kütlesine oranı 0,0071 olur. Bu oran enerji salma etkinliği(η) olarak da bilinir. Bu her bir hidrojen çekirdeğinin % 0,71'inin enerjiye çevrildiğini anlatır. Yıldızların nükleer tepkimelerle ne kadar enerji üretebileceklerini hesaplayabilmek için bu oran kullanılarak Einstein'ın göre kütle-enerji denkliği aşağıdaki şekilde yazılabilir.

$$E = \eta mc^2 \quad (2.44)$$

Yıldızın çekirdeğinde sıcaklık ve basınç yüksek olduğundan nükleer enerji reaksiyonları başlar. Güneş benzeri bir yıldızın çekirdeğinin kütlesinin toplam kütlesine oranı 0,1 civarında olduğu düşünülürse bu kütlenin tamamen hidrojenden oluştuğunu varsayarak bu kütlenin enerji karşılığı hesaplanabilir. Böylece Güneş için 10^{51} erg mertebesinde bir enerji bulunmuş olur. Bu enerji yıldızın ışınım gücü olarak uzaya yayılır. Bulunan enerji Güneş'in şimdiki ışınım gücünü 10 Gy karşılamaya yetebilir. Bu değer Güneş'in anakol ömrünü verir. Anakol yıldızları için kütle ışınım gücü bağıntısı denklem (2.45) şeklinde bilinir.

$$L_* \sim L_{\odot} \left(\frac{M_*}{M_{\odot}} \right)^{\alpha} \quad (2.45)$$

Bu denklemde üs değeri için ortalama 3,5 alınır. Böylece Güneş için bulunan değer yardımıyla bir anakol yıldızı için anakol ömrü aşağıdaki yaklaşık denklem yazılabilir.

$$t_{anakol*} = t_{anakol\odot} \frac{M_*/L_*}{M_{\odot}/L_{\odot}} \sim 10Gy \left(\frac{M_*}{M_{\odot}} \right)^{-2,5} \quad (2.46)$$

Yıldızlarda hidrojenin füzyon reaksiyonlarıyla helyuma dönüşmesi proton-proton (PP) zinciri ve karbon (CNO) çevrimi ile olur. PP zincirinde hidrojen doğrudan helyuma dönüştürülürken, CNO çevriminde karbon, azot ve oksijen katalizör olarak görev yapar. Çevrim sırasında bu elementler hem tepkimelere katılırlar hem de tepkimeler sırasında açığa çıkarlar. CNO çevrimi için merkezi sıcaklığın 20 milyon K'e yakın olması gerekir. Güneş'te her iki süreç yer alır fakat PP zinciri daha önemlidir. Tepkimeler sonucu üretilen enerjini sıcaklığa bağlılığı PP zinciri için T^4 ve CNO çevrimi için T^{20} dir. PP zinciri PPI, PPII ve PPIII olmak üzere üç kola ayrılır. PPI denilen esas proton zincirinin adımları

aşağıdadır.

- 1) ${}^1_1H + {}^1_1H \rightarrow {}^2_1D + e^+ + \nu_e$
- 2) ${}^2_1D + {}^1_1H \rightarrow {}^3_2He + \gamma$
- 3) ${}^3_2H + {}^3_2H \rightarrow {}^4_2He + {}^1_1H + {}^1_1H$

PPI zincirinin ikinci adımı sonrasında iki olasılık çıkar. İlkinde *PPI* zinciri tamamlanır. İkinci olasılıkta *PPII* zinciri ortaya çıkar. Bu zincir için *PPI* zincirindeki 1 ve 2 adımları aynıdır.

- 3') ${}^3_2He + {}^4_2He \rightarrow {}^7_4Be + \gamma$
- 4') ${}^7_4Be + e^- \rightarrow {}^7_3Li + \nu_e$
- 5') ${}^7_3Li + {}^1_1H \rightarrow {}^4_2He + {}^4_2He$

PP III zinciri *PPII* zincirinin ilk üç adımını içerir. Daha sonra aşağıdaki adımları izler.

- 4'') ${}^7_4Be + {}^1_1H \rightarrow {}^8_5B + \gamma$
- 5'') ${}^8_5B \rightarrow {}^8_4Be + e^+ + \nu_e$
- 6'') ${}^8_4Be \rightarrow {}^4_2He + {}^4_2He$

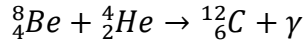
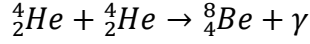
CNO çevriminin de farklı kollar vardır. *CNO* – 1 kolu için tepkime adımları aşağıdadır.

- 1) ${}^{12}_6C + {}^1_1H \rightarrow {}^{13}_7N + \gamma$
- 2) ${}^{13}_7N \rightarrow {}^{13}_6C + e^+ + \nu_e$
- 3) ${}^{13}_6C + {}^1_1H \rightarrow {}^{14}_7N + \gamma$
- 4) ${}^{14}_7N + {}^1_1H \rightarrow {}^{15}_8O + \gamma$
- 5) ${}^{15}_8O \rightarrow {}^{15}_7N + e^+ + \nu_e$
- 6) ${}^{15}_7N + {}^1_1H \rightarrow {}^{12}_6C + {}^4_2He$

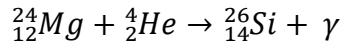
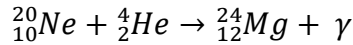
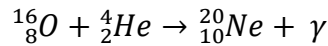
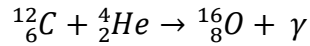
CNO – 2 kolu için tepkime adımları aşağıdadır.

- 1) ${}^{15}_7N + {}^1_1H \rightarrow {}^{16}_8O + \gamma$
- 2) ${}^{16}_8O + {}^1_1H \rightarrow {}^{17}_9F + \gamma$
- 3) ${}^{17}_9F \rightarrow {}^{17}_8O + e^+ + \nu_e$
- 4) ${}^{17}_8O + {}^1_1H \rightarrow {}^{14}_7N + {}^4_2He$

Yıldızın merkezindeki hidrojen helyuma dönüştüğü sürece ortalama molekül ağırlığı μ artar. Denklem (2.10)'a göre bu artış gaz basıncını düşürür ve hidrostatik denge bozulur. Dengenin kurulabilmesi için yıldız büzülür ve merkezi sıcaklığını arttırır. Sıcaklık 10^8 K değerine ulaşırsa helyumu ağır elementlere çeviren üç alfa süreci başlar. ${}^4_2\text{He}$ çekirdeğine alfa parçacığı denir Üç alfa parçacığı karbon oluşturur:



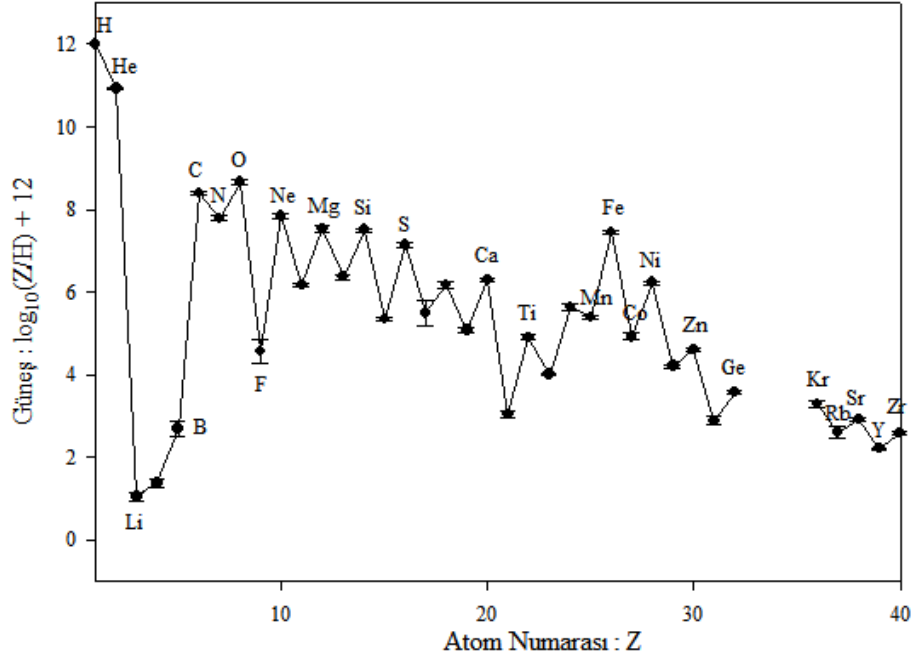
İlk adımda ortaya çıkan berilyum çekirdeği çok kararsızdır. Sürecin gerçekleşmesi için berilyum çekirdeğinin kısa zamanda bir helyum çekirdeği ile tepkimeye girmelidir. Bu yüzden süreç üç cisim etkileşmesi gibi düşünülür. Zamanla karbon uygun koşullar olduğu zaman bir alfa parçacığı yakalayıp oksijene, oksijen bir alfa parçacığı yakalayıp neona dönüşerek sürer. Bu füzyon tepkimelerine alfa-yakalama tepkimeleri denir.



Bu tepkimelerin devamı ${}^{12}_6\text{C} + {}^{12}_6\text{C}$ ve ${}^{16}_8\text{O} + {}^{16}_8\text{O}$ şeklinde sürer. Bu ve diğer tepkimelerle oluşan ağır elementlerin bağlanma enerjileri yüksektir. Bu nedenle ağır elementlerin nükleer reaksiyona girmeleri daha fazla enerji gerektirir. Yıldızların kütleleri büyüdükçe daha yüksek merkezi sıcaklıklarla bu tepkimeler gerçekleşebilir. Hidrojenden oluşan bir yıldız nükleer sentez ile demire kadar elementler üretir.

2.6 Yıldızların Kimyasal Özellikleri

Cecelia Payne-Gaposhkin 1925 yılında tayf analizini kullanarak Güneş ve diğer yıldızların başlıca bileşenlerinin hidrojenden oluştuğunu göstermişlerdir. Güneş yüzeyi için kütlece % 72 hidrojen, % 26 helyum ve geri kalan elementlerin % 2 civarında olduğu hesaplanmıştır. Şekil 8'de Güneş'in atmosferinde bulunan her bir elementin hidrojene kıyasla sayıları görülmektedir. Bu grafikteki elementlerden hidrojen, helyum ve lityum büyük patlama kökenlidir. Diğer elementler yıldızlardaki füzyon reaksiyonları ve süpernova patlamalarıyla oluşur.



Şekil 8. Her 10¹² hidrojen atomuna karşılık güneşte bulunana her bir elementin atom sayılarının logaritması. Grafik atom numarası 40'a kadar olan elementler için çizilmiştir. (Grevesse ve ark., 1996).

Astronomide helyumdan daha ağır elementler metaller ya da ağır elementler olarak isimlendirilir. Normalde metal olarak isimlendirilmeyen karbon, nitrojen ve oksijen gibi elementler bu tanımlamayla metal kapsamına girmektedir. Yıldızların kimyasal yapısını belirtmek için *X*, *Y* ve *Z* sembolleri kullanılır. Bu semboller sırasıyla hidrojenin, helyumun ve helyumdan daha ağır elementlerin (metaller) kütle kesirlerini gösterir. Bu değerler normalize edilmiştir.

$$X + Y + Z = 1 \quad (2.47)$$

Güneş için ağır elementlerin kütle kesri $Z_{\odot} \approx 0,02$ ve $Y_{\odot} \approx 0,27$ civarındadır. Güneş'in ağır element bolluğunun yaklaşık % 48'ini oksijen, % 5'ini azot, % 17'sini karbon oluşturmaktadır. Samanyolunda metalce fakir yıldızlarda ağır elementlerin kütle kesri bu değer 1/10 000 inden küçüktür. Büyük patlamadan sonra birincil nükleosentez sırasında $Y \sim 0,25$ ve $Z \sim 0$ olduğu düşünülür. Samanyolundaki en yaşlı yıldız popülasyonlarında (popülasyon II) $Y \sim 0,25$ ve $Z \sim 10^{-5} - 10^{-2}$ dür. Samanyolunun metalce daha zengin yıldız popülasyonlarında (popülasyon I) $Y \sim 0,30$ ve $Z \sim 0,03-0,04$ dür. *X*, *Y* ve *Z* sembolleri yıldız yapı denklemlerinde yer aldıklarından teorik çalışmalar için uygundur. Tayf çalışmaları için bolluk ifadeleri daha uygun düşmektedir. Örneğin helyum her yıldızın

tayfında gözlenmez. Küçük kütleli soğuk cisimlerde görülür. Yıldızlar için metal bolluğu ifadesi güneşe nazaran kıyaslanarak aşağıdaki formülle hesaplanır:

$$[A/B] \equiv \log_{10} \left\{ \frac{(A \text{ atomlarının sayısı}/B \text{ atomlarının sayısı})_*}{(A \text{ atomlarının sayısı}/B \text{ atomlarının sayısı})_{\odot}} \right\} \quad (2.48)$$

Denklemden * sembolü herhangi bir yıldız, \odot sembolü güneşi işaret etmektedir. Genelde karşılaştırmalar için Fe kullanılır çünkü demir çizgileri tayf analizinde kolaylıkla belirlenebilmektedir. Demir bolluğu aşağıdaki denklemle hesaplanır.

$$[Fe/H] \equiv \log_{10} \left\{ \frac{(Fe \text{ atomlarının sayısı}/H \text{ atomlarının sayısı})_*}{(Fe \text{ atomlarının sayısı}/H \text{ atomlarının sayısı})_{\odot}} \right\} \quad (2.49)$$

Herhangi bir yıldız için $[Fe/H] = 0$ ise Güneş demir bolluğuna (metalliğine) sahip olduğu söylenir. Eğer $[Fe/H] = +0,3$ olursa demir bolluğu Güneş'in iki katıdır. $[Fe/H] = -1$ ise yıldızın demir bolluğu Güneş'in % 10 civarındadır. Yıldız için $[Fe/H] = -2$ ifadesi yıldızın demir bolluğunu güneşe nazaran % 1 civarında olduğunu söyler. $[Fe/H]$ ifadesi demirin bolluğunu anlatmak dışında yıldızın güneşe nazaran ağır element bolluğunu anlatmak için de kullanılır. Güneşteki ağır elementlerin dağılımının diğer yıldızlar içinde benzer olduğu ayrıca Güneşte ve bolluğu hesaplanan yıldızda X_{Fe}/Z oranlarının aynı olduğu varsayılırsa Z ile $[Fe/H]$ arasında aşağıdaki denklem yazılabilir.

$$[Fe/H] = \log \left(\frac{Z}{X} \right)_* - \log \left(\frac{Z}{X} \right)_{\odot} \quad (2.50)$$

Bu denklemde Güneş'in $(Z/X)_{\odot}$ yaklaşık değeri kullanılırsa aşağıdaki denklem elde edilir.

$$[Fe/H] = \log \left(\frac{Z}{X} \right)_* + 1,61 = \log \left(\frac{Z}{1-Y-Z} \right)_* + 1,61 \quad (2.51)$$

Denklem (2.51) için $Z = 0,001$ ve $Y = 0,25$ alınırsa $[Fe/H] = -1,26$ olur. $Z = 0,04$ ve $Y = 0,30$ alınırsa $[Fe/H] = 0,39$ olur. Bu denklemde hidrojenin kütle kesrini yaklaşık sabit alınırsa aşağıdaki ilişki yazılır.

$$[Fe/H] \sim \log \left(\frac{Z_*}{Z_{\odot}} \right) \quad (2.52)$$

Bu yaklaşık ifade için $Z = 0,001$ ve $Y = 0,25$ alınırsa $[Fe/H] = -1,24$ olur. $Z = 0,04$ ve $Y = 0,30$ alınırsa $[Fe/H] = 0,36$ olur. Güneşteki ağır elementlerin dağılımının diğer yıldızlar içinde benzer olduğu varsayımının dışına çıkılırsa $[Fe/H]$ ile X , Y ve Z

arasındaki bağıntı değişir. Çünkü demir bolluğu ile ağır elementlerin kütle kesri arasındaki bağıntı güneş ile hesaplamak yıldızda farklı olur. Bu durumda denklem (2.53) toplam metal bolluğunu içerecek şekilde düzeltilir.

$$[M/H] = \log \left(\frac{Z}{X} \right)_* - \log \left(\frac{Z}{X} \right)_\odot \quad (2.53)$$

Denklem (2.53) Güneş karışımları için denklem (2.50)'e dönüşür.

Güneş karışımı dışında çoğu yıldız sistemleri için özellikle popülasyon II'ye ait yaşlı ve metalce fakir yıldızlarda ($[Fe/H] < -0,6$) α -elementlerince zenginleşmiş metal dağılımı önem kazanmaktadır. Alfa elementleri karışımı Samanyolunda ve diğer spiral gökadalarda halolarında ve Macellan bulutsularında da görülür. Bu karışım alfa elementleri olarak adlandırılan ve alfa parçacığı yakalayarak oluşan füzyon tepkimelerinde oluşan O, Ne, Mg, Si, S, Ca, Ti vb. elementlerini içerir. Bu dağılımın karakteristiği $[\alpha/Fe]$ değerine bakılarak değerlendirilir. Genellikle $[\alpha/Fe] \sim 0,3 - 0,4$ civarındadır. Magellan bulutundaki metalce zayıf yıldızlar için $[\alpha/Fe] \sim 0,2$ yöresindedir. Alfa elementlerince zenginleşmiş bölgeler için Güneş karışımındaki Fe elementine kıyasla α -elementlerince ve bu elementlerin 2-3 çarpanı kadar zenginleşmiş hesaplamalar yapılır. Alfa elementleri karışımının Tip II ve Tip Ia süpernovalarıyla ilişkili olduğu düşünülür. Yıldızlararası maddenin en başta α -elementlerince zengin oluşu varsayılır. Gökadanın oluşumundan sonra metalce fakir büyük kütleli, kısa ömürlü yıldızlar Tip II süpernovaları ile uzayı α -elementlerince zenginleştirirler. Zamanla Tip Ia süpernova patlamaları yıldızlararası ortamı demir yöresi elementleriyle zenginleştirirler. Güneş gibi daha sonra oluşan yıldız nesilleri metal karışımları ile karakterize edilirken yaşlı yıldızlara nazaran küçük α/Fe oranına sahiptir(Salaris ve Cassisi, 2005). Alfa elementleri karışımı için Grevesse ve Noels (1993) tarafından alfa elementlerinin hesaba katılmasıyla ağır elementlerin kütle kesri için aşağıdaki denklem önerilmiştir.

$$Z = Z_0(0,694f_\alpha + 0,306) \quad (2.54)$$

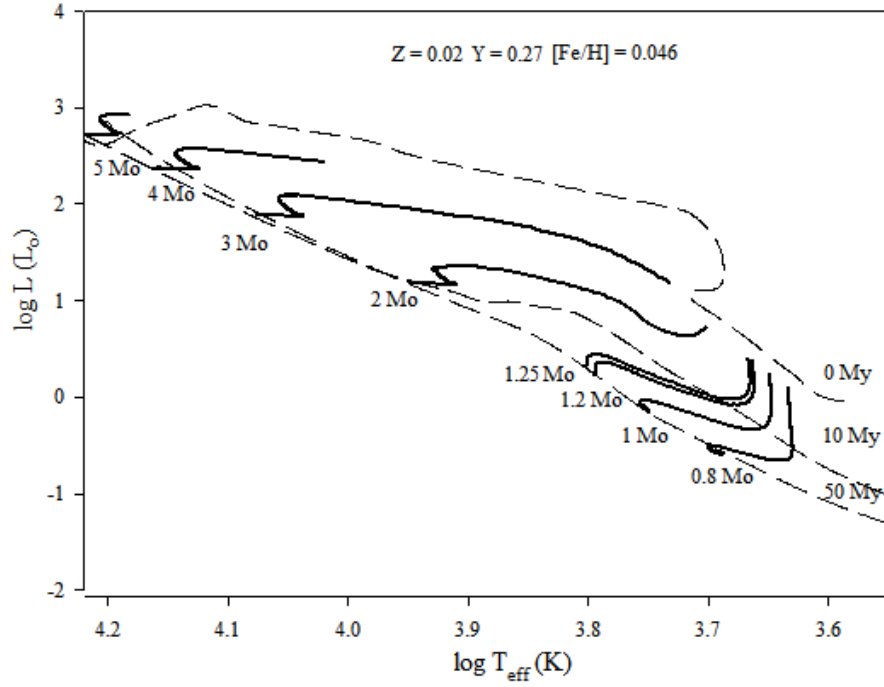
$$f_\alpha = 10^{[\alpha/Fe]} \quad (2.55)$$

Denklemlerde Z_0 Güneş karışımında belirli $[Fe/H]$ değeri için ağır elementlerin kütle kesrinin karşılığıdır. f_α alfa zenginleşme faktörüdür.

2.7 Yıldızların Evrim Yolları

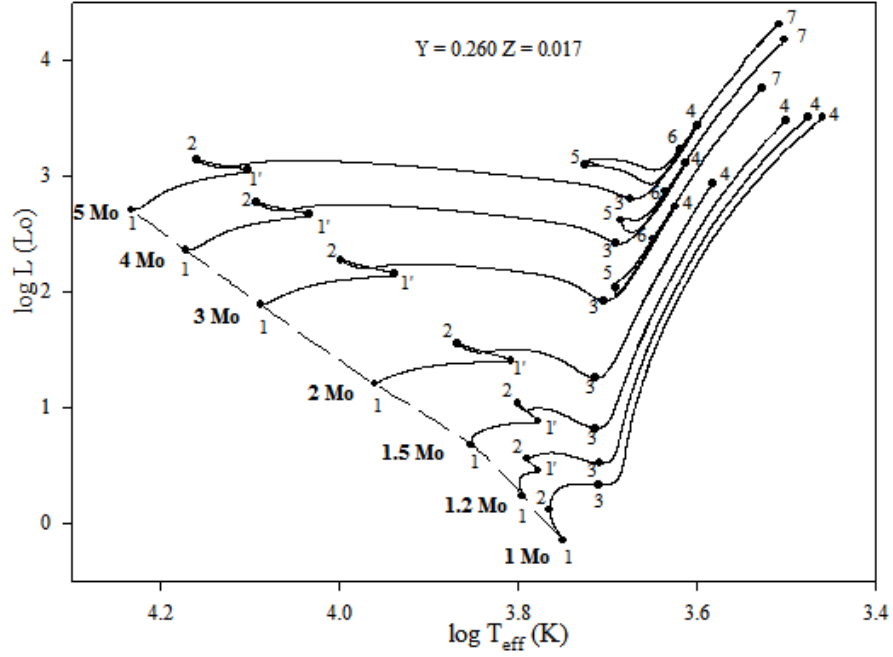
Evrım yolu bir yıldızın HR diyagramında zamana bağlı izlediği yoldur. Evrim yolları yıldız yapı ve evrim modelleri ile elde edilirler. Yıldızlar yaşamları boyunca protoyıldız (önyıldız), anakol öncesi, anakol ve anakol sonrası evrelerden geçerler. Bir yıldızın yapısını ve evrimini belirleyen en önemli nicelik onun kütesidir. Kimyasal bileşimin etkisi kütlelenin etkisine nazaran çok küçüktür ama önemlidir. Bu yüzden yıldızların zamanla değişimlerdeki farklar temelde yıldız kütlelerindeki farklılardan kaynaklanır. Yıldızların kütleleri genellikle $0,08 M_{\odot}$ ile $100 M_{\odot}$ arasında değişmektedir. Kütleleri $0,08 M_{\odot}$ değerinden küçük olan cisimler merkezlerinde hidrojen yakmak için gerekli olan sıcaklığa erişemezler. Kütleleri $0,6 M_{\odot}$ ile $2 M_{\odot}$ arasındaki yıldızlar küçük kütleli, $2 M_{\odot}$ ile $6 M_{\odot}$ ya da $8 M_{\odot}$ arasındaki yıldızlar orta kütleli ve $8 M_{\odot}$ 'den büyük olanlar den büyük kütleli yıldızlardır.

Yıldızlar yıldızlararası ortamda bulunan moleköl bulutların çekimsel büzölmesinden oluşur. Oluşum esnasında yıldızlar anakol evresine gelmeden protoyıldız (önyıldız) ve anakol öncesi evreden geçerler. Protoyıldız evresinde yıldız soğuk ve kırmızı olmasına karşın yarıçapı büyük ışınım gücü yüksektir. HR diyagramında sağ üst bölgede bulunur. Bu evrede moleköl bulutun büzölmesi serbest düşme ile başlar. Bu evrede serbest düşme zamanı belirleyici olur. Büzölme sırasında merkezi bölgeler dış kısımlara nazaran daha hızlı büzölür. Merkezde hidrostatik dengeye yaklaşan yoğunlaşma ve çekirdek oluşur. Çekirdek etrafındaki zarfta madde birikir. Yıldız etrafındaki maddeyi ya üstüne yığar ya da onu dağıtır. Yıldız böylelikle görünür hale gelir anakol öncesi evreye geçiş yapar. Anakol öncesi evrede yıldızların merkezi sıcaklıkları, çekirdekte hidrojen yanmasını başlatmaya yetmediğinden bu evredeki yıldızlar enerjilerini çekimsel büzölme (Kelvin-Helmholtz büzölmesi) ile sağlarlar. Bu evre için ısıl zaman ölçeği belirleyici olur. Anakol öncesi evrede farklı başlangıç kütleli yıldızlar için anakol öncesi evrenin başlangıç noktalarının birleştirilmesiyle elde edilen çizgi anakol öncesi doğum çizgisidir. Palla ve Stahler tarafında 1991 yılında önerilmiş olan bu çizgi genç yaştaki açık kümelerin yaşlarının belirlenmesi ve evrimsel populasyon analizlerinin yapılabilmesi için Y^2 modelinde başlangıç noktası olarak seçilmiştir. Bu çizgi döteryum anakolu olarak da isimlendirilmektedir. Bu noktada yıldız gözlenebilen bir cisimdir.



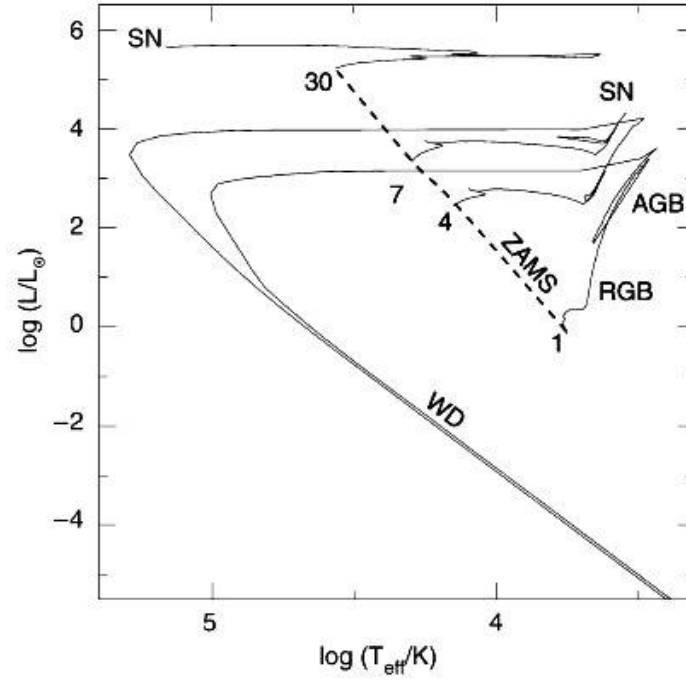
Şekil 9. Y^2 modelinde 1 – 1,2 – 1,5 – 2 – 3 – 4 – 5 M_{\odot} kütleli anakol öncesi yıldızların sıfır yaş anakoluna gelişleri görülmektedir. Şekilde 0 - 10 ve 50 My üç adet kesikli izokron (eş yaş) eğrisi kesikli çizgilerle gösterilmektedir 0 My eğrisi yıldızların anakol öncesi doğum çizgisini göstermektedir. Y^2 model Yi ve ark. (2001,2003) ve Demarque ve ark. (2004).

Y^2 modelinde $Z \approx 0,02$ için $0,4 M_{\odot}$ kütledeki yıldız için anakol öncesi evrim yaklaşık 200 My sürerken $1 M_{\odot}$ için 43 My ve $5,2 M_{\odot}$ için 1 My 'dan küçük sürer. Burada zaman kütleyle yüksek dereceden bağlıdır. Yıldızın merkezi hidrojeni yakmayı başarabilecek sıcaklığa ulaşıncaya anakol öncesi evreyi tamamlar ve sıfır yaş anakoluna gelir. Anakol yıldızın evriminde en uzun süren evredir. $Z = 0,02$ için $0,8 M_{\odot}$ kütleli bir yıldız için anakol ömrü 22,7 Gy iken $1 M_{\odot}$ kütleli bir yıldız için 10 Gy ve $5 M_{\odot}$ kütleli bir yıldız için 104 My sürer. Yıldızın çekirdeğindeki hidrojen nükleer birleşme reaksiyonlarıyla helyuma dönüşür. Anakol evresi yıldız dönüm noktasına ulaşana kadar sürer. Dönüm noktası yıldızın çekirdeğindeki hidrojenin tükendiği noktadır. Bu noktadan sonra yıldız anakol sonrası evrim aşamalarına geçiş yapar.



Şekil 10. Padova modeli ile 1 – 1,2 – 1,5 – 2 – 3 – 4 - 5 M_{\odot} kütleli yıldızların sıfır yaş anakolundan ve anakol sonrası evrimi yolları. Evrim yolları üzerindeki önemli noktalar işaretlenmiştir. Sıfır yaş anakolu kesikli çizgiyle yıldızların gösterilmiştir. Padova modeli Bertelli ve ark. (2008, 2009).

Şekil 10'da çeşitli kütlelere ait 1 noktaları sıfır yaş anakolunu temsil etmektedir. 1' noktaları kırmızı dönüm noktası olarak isimlendirilir. Evrim yolları arasındaki farklar kütlelerin farklı olmasından kaynaklanır. Merkezi sıcaklığın yüksek olması durumunda CNO çevrimi etkin olur. $Z \approx 0,02$ için 1,2 M_{\odot} kütesinden büyük yıldızlar konvektif çekirdeğe sahip olurlar. 2 noktalarında yıldızlar anakol evrimini tamamlamış olur, yıldızın çekirdeğinde hidrojen tükenir. Böylece 1 - 2 evreleri yıldızların anakol evrelerini göstermektedir. 2 - 3 noktaları arası yıldız alt dev evresindedir. Bu evrede yıldızın çekirdeği büzülür, çekirdeği saran kabukta H yanmaya devam eder. 3 - 4 noktaları arasında yıldızın kırmızı dev evresini gösterir. Kırmızı dev kolunda helyum çekirdeği çevresindeki kabukta hidrojen yanma reaksiyonları sürmektedir. Helyum çekirdeği büyür. 4 noktası kırmızı dev uç noktasıdır. Kırmızı dev evresindeki kütle kaybına ve metallik değerlerine bağlı olarak yıldızın evrim durumu şekillenir. Bu nokta kırmızı dev evresinin sonudur. 4 - 6 noktaları arasında yıldız yatay kol evresinde olur ve çekirdekte helyum yanma evresindedir. 6 - 7 noktaları arasında asimptotik dev kolu evresidir. Asimptotik dev kolu karbon ya da oksijen çekirdeğinin çevresindeki kabukta helyum yanma reaksiyonları sürer.



Şekil 11. Sıfır yaş anakolundan sonra 1 – 4 - 7 ve 30 M_{\odot} başlangıç kütleli yıldızların evrim yolları (Schneider, 2006).

Başlangıç kütlesi 8 M_{\odot} kütlesinden küçük olan yıldızlar kırmızı dev veya asimptotik dev kolu evresinden sonra evriminin son evresi olan beyaz cüce evresine ulaşırlar (Şekil 11). Başlangıç kütlesi 8 M_{\odot} kütlesinden daha büyük olan yıldızlar süpernova patlaması geçirerek nötron yıldızı ya da karadelik olarak son bulurlar.

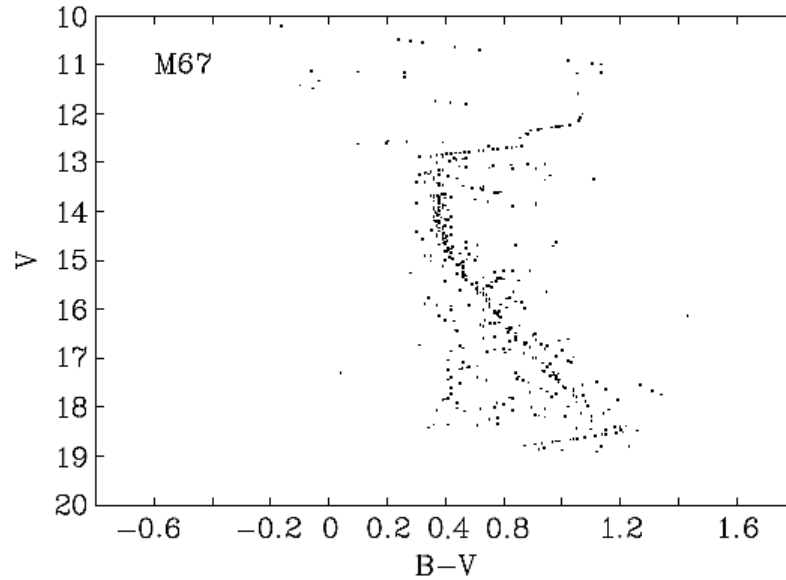
2.8 Yıldız Kümeleri

Yıldız kümeleri bir gaz bulutunun büzülmesiyle oluşan birbirlerine fiziksel olarak bağlı olan yıldızlardan oluşurlar. Kümedeki yıldızlar aynı gaz ve toz bulutundan oluştuklarından üyelerin kimyasal bileşimleri ve yaşları yaklaşık olarak aynıdır. Kümenin boyutları kümenin uzaklığına nazaran küçük olduğu için bütün yıldızların aynı uzaklıkta oldukları varsayılır. Böylece bir yıldız kümesindeki yıldızların uzaklıkları, yaşları, kimyasal bileşimleri yaklaşık olarak aynı olur. Sonuçta küme içindeki yıldızların gözlemsel farklılıkları kütlelerinden kaynaklanır. Bu yüzden kümelerin renk-parlaklık diyagramları aynı yaşa ve kimyasal bileşime sahip, çeşitli evrim durumlarında olan çeşitli kütleli yıldızları gösterir. Kütle yıldız evrimini etkileyen en önemli parametre olduğu için kümeler teorik evrim modellerinin sınanmasını sağlar. Teorik evrim hesaplamalarında da aynı kimyasal bileşime sahip fakat farklı kütlelere sahip olan benzeşik yıldızlar modellenir.

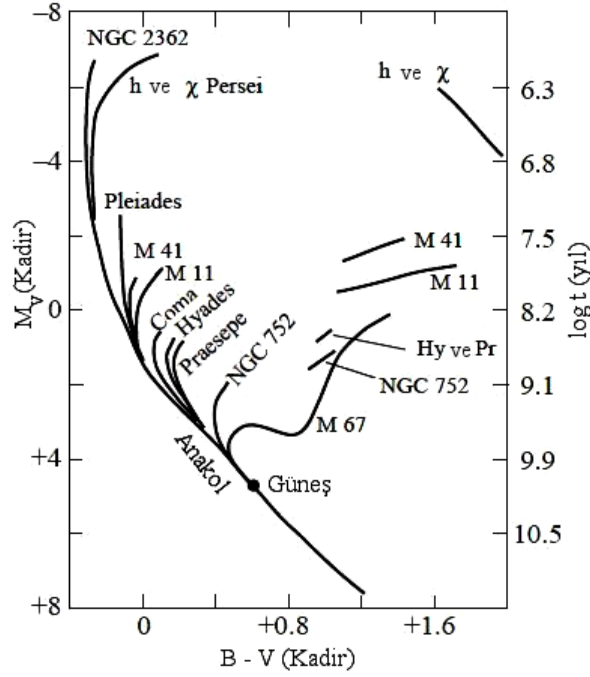
Yıldız kümeleri genelde açık yıldız kümeleri, küresel yıldız kümeleri olarak sınıflandırılırlar. Açık ve küresel yıldız kümelerin renk-parlaklık diyagramları incelendiğinde yıldız evrimlerine ait evrelere ait yıldızlar göze çarpar.

2.8.1 Açık Yıldız Kümeleri

Açık yıldız kümeleri birkaç yüz ya da binlerce yıldız içermektedirler. Küresel yıldız kümelerine nazaran çok daha az yıldız yoğunluğuna ve sayısına sahiptirler. Açık kümeler gökadanın diskinde yakın oldukları için galaktik kümeler olarak bilinirler ve Güneş'in değerine yakın olarak $Z \approx 0,01 - 0,03$ arasındadır. Genellikle genç sistemlerdir ama yaşlı olanları da vardır. Belirli bir şekilleri yoktur. Bu kümelerin renk-parlaklık diyagramları incelendiğinde anakol baskın bir biçimde görülür, birkaç kırmızı dev veya diğer ileri dereceden evrimleşmiş yıldız görülebilir. Dönüm noktaları yaşa bağlı olarak değişir ama genellikle F ve O tipi yıldızlar arasında değişir. Anakol ile devler kolu arasında Hertzsprung boşluğu olarak adlandırılan boşluk bulunur. Boşluğun nedeni yıldızların evrim yollarında bu bölgeyi hızlı geçmeler ve yıldız sayısının az olmasındandır. Göreceli olarak düz dev koluna sahiptirler. Açık yıldız kümelerinde çok sayıda çift yıldız ve örten çift yıldız bulunur. Düzenli değişen yıldızların sayısı oldukça azdır, açık kümelerde daha ziyade düzensiz değişenler bulunur.



Şekil 12. M67 için CMD. M67 yaşlı, galaktik bir açık kümedir (Stassun ve ark., 2002).



Şekil 13. Çeşitli açık kümelerin renk-parlaklık diyagramları (Sandage, 1957).

Şekil 12’de M67 açık kümesi için CMD görülmektedir. Şekil 13’te çeşitli açık kümelerin renk-parlaklık diyagramı tek bir grafikte gösterilmektedir. M67’nin şekil 13’te de yer almaktadır. Tüm açık kümeler tek bir anakolda toplanmıştır. Her bir açık küme anakolun belli bir noktasından başlamaktadır ve anakoldan çeşitli noktalardan sağa doğru kıvrılmaktadırlar. Bazı kümelerin dev kolunda da yıldızların olduğu görülmektedir. Örnek olarak h ve χ Persei açık kümesinde kırmızı dev yıldızlar da görülmektedir. Bunu açıklaması kümelerin yaşlarıyla ilgilidir. Bir yıldız kümesi oluştuğunda büyük ve küçük kütleli yıldızları içermektedir. Küme yaşlandıkça en büyük kütleli yıldızlar en çabuk şekilde anakoldan ayrılır. Zaman geçtikçe daha küçük kütleli yıldızlarda anakoldan ayrılır. Yıldızların kütlesi Güneş cinsinden bilindiğinde anakol yaşam süresi için kabaca denklem (2.56) kullanılabilir.

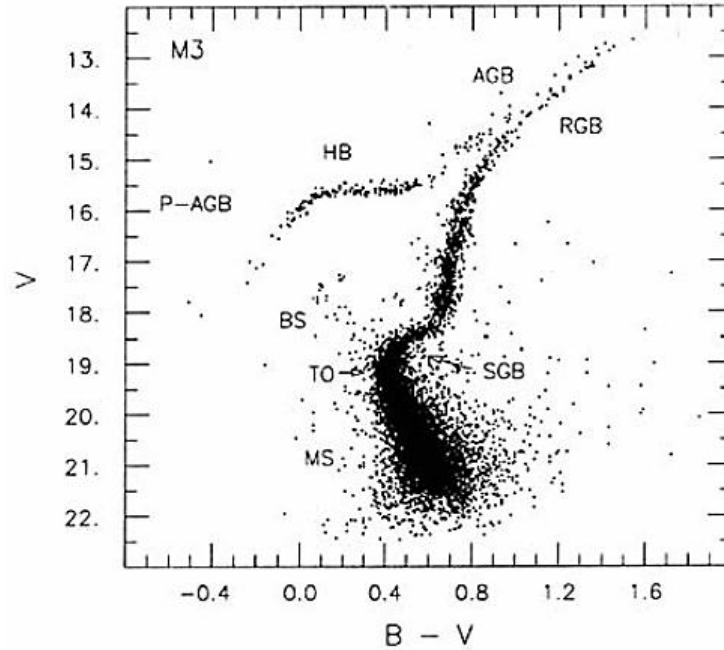
$$t_{anakol*} \sim 10Gy \left(\frac{M_*}{M_{\odot}} \right)^{-2,5} \quad (2.56)$$

Böylece her bir kümedeki yıldızlar aynı yaşta oldukları için herhangi bir kütledeki yıldızın yaşı bilindiğinde yaklaşık yıldız kümesinin yaşı bilinmiş olur. Bunun için en kolay yol anakoldan dönüm noktasındaki yıldızın kütlesinin bilinmesidir. Kütlesi bilinen yıldızın anakol ömrü hesaplanır. Şekil 13’teki açık kümelerde en genç olan NGC 2362 ve en yaşlı olan M67 olur.

2.8.2 Küresel Yıldız Kümeleri

Bu kümeler basıklığın az olduğu küresel görünümlü yıldız sistemleridir. Merkeze doğru sayıları binleri aşan bir yığılmaya sahiptirler, merkezden çevreye doğru yıldızların sayısı ve yoğunluğu azalır. Küresel kümeler genellikle gökadanın halosunda bulunurlar, yaşlıdırlar ve düşük metalliklere sahiptirler ($Z \approx 0,0001 - 0,01$). Küresel kümelerin için CMD'de kalınlaşmış bir anakol görülür. Dönüm noktaları yaşa ve metalliğe bağlı olarak değişir ama genellikle G tipidir. Anakol yıldızları geç tiptedir. Dönüm noktasından itibaren alt devler kolu ve devler kolu görülür. Güçlü şekilde kırmızı dev ve yatay kol yıldızları görülür. Yatay kol metalliğe bağlı olarak bazı kümelerde kırmızı bazılarında mavidir. Asimptotik dev kolu yatay kolun üzerinde ve devler koluna paraleldir. Açık yıldız kümelerinin aksine, bunlar çok sayıda değişen yıldız içerirler (özellikle RR Lyraeler). Değişen yıldızlar yardımıyla, onların uzaklığını bulmak mümkündür. Küresel kümelerdeki sıklıkla dinamik etkileşmeler olduğu için çift yıldızlar için engel oluşturmaktadır.

Şekil 14'te yıldız evriminde çeşitli evrelerde olan yıldızlar göze çarpar. Bu evreler küçük kütleli yıldızların evrim durumlarını göstermektedir. Ayrıca diyagramda yatay kol bölgesinde boşluk yoktur. Çünkü küme RR Lyrae yıldızlarını içermektedir.



Şekil 14. M3 küresel kümesinin CMD. Anakol (MS), dönüm noktası (TO), alt dev kolu (SGB), kırmızı dev kolu (RGB), yatay kol (HB), asimptotik dev kolu (AGB), asimptotik dev kolu sonrası (P-AGB) ve mavi aykırılardır (BS) (Johnson ve Sandage, 1956).

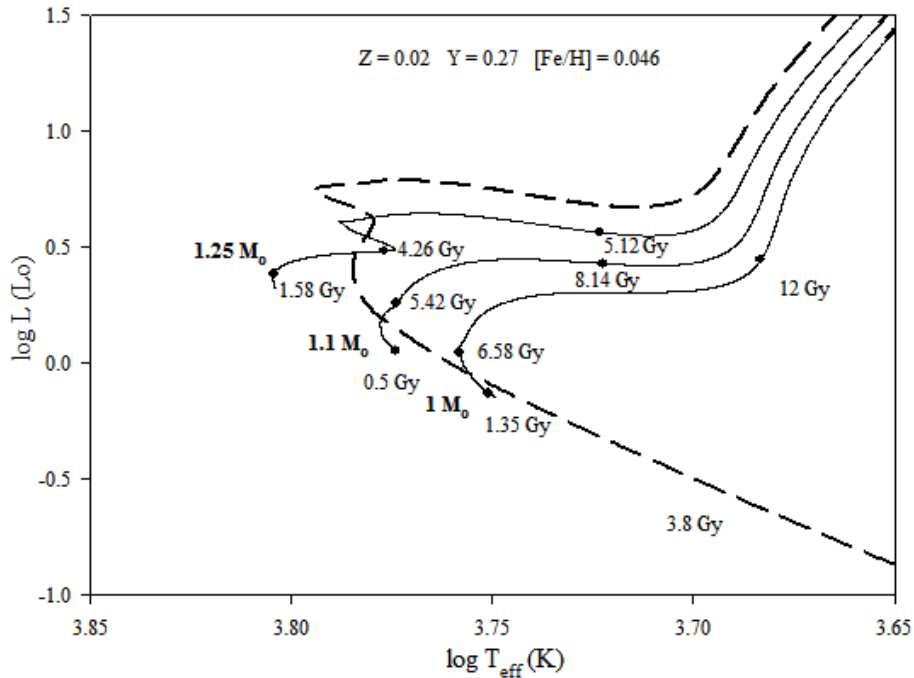
BÖLÜM 3

MATERYAL VE YÖNTEM

3.1 İzokronlar

Yıldızların farklı zamanlardaki evrim durumlarının H-R diyagramında işaretlenmesi ile elde edilen diyagrama, evrim yolu denir. İzokronlar ise farklı başlangıç kütleli aynı yaşa sahip yıldızların H-R diyagramında oluşturdukları teorik eğridir. Kimyasal bileşimleri aynı olan farklı başlangıç kütlelerine sahip bir dizi yıldızın evrim yollarını çizilmiş olsun. Bu diyagram herhangi bir evrim yolu boyunca hareket edildiği zaman, başlangıç kütlesi belirli bir yıldızın zamanın farklı değerlerinde ışınım gücü, mutlak parlaklık, etkin sıcaklık gibi fiziksel özelliklerinin değişimi görülür. Evrim yolu boyunca farklı noktalar zamanın farklı bir değerine işaret eder. Böylece farklı evrim yollarında yıldızların aynı yaşta olacağı noktalar belirlenebilir. Bu noktalar birleştirilirse bir izokron (eş yaş) eğrisi elde edilir.

İzokronlar teorik yıldız evrim modelleri sayesinde elde edilirler. Bu eğriler genellikle sabit yaş ve kimyasal bileşime göre çizdirilirler. Bu benzeşik yıldız modellerinin yapısından kaynaklanır. Böylece izokron boyunca hareket ettiğimizde zaman ve kimyasal bileşim sabit olup farklı noktalar, farklı başlangıç kütlelerine işaret eder.



Şekil 15. İzokronlar ve tanımı. $Z = 0,02$ için $1 - 1,1$ ve $1,25 M_{\odot}$ başlangıç kütleli yıldızların evrim yolları ve $3,8$ Gy izokronu gösterilmiştir. Y^2 modeli kullanılmıştır.

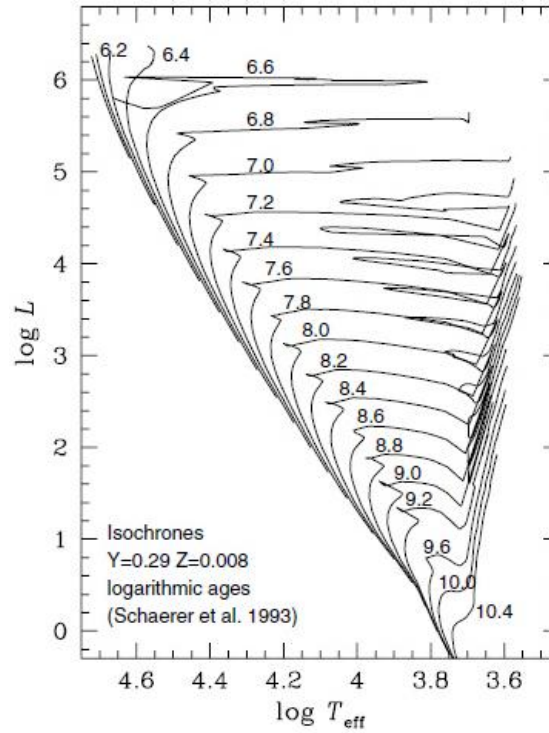
Şekil 15’de $Z = 0,02$ için $1 - 1,1$ ve $1,25 M_{\odot}$ başlangıç kütleli yıldızların evrim yolları ve $3,8$ Gy izokronu gösterilmiştir. Her bir evrim yolunda ait üç yaş noktası işaretlenmiştir. Kütleli $1 M_{\odot}$ olan yıldız için evrim yolunda $1,35 - 6,58$ ve 12 Gy değerlerine ait üç nokta işaretlenmiştir. Kütleli $1,1 M_{\odot}$ olan yıldız için evrim yolunda $0,5 - 5,42$ ve $8,14$ Gy değerlerine ait üç nokta işaretlenmiştir. Kütleli $1,25 M_{\odot}$ olan yıldız için evrim yolunda $1,58 - 4,26$ ve $5,12$ Gy değerlerine ait üç nokta işaretlenmiştir. Şekilde $3,8$ Gy izokronu kesikli çizgiyle belirtilmiştir. İzokronun evrim yollarında kestiği noktalar $3,8$ Gy yaşına işaret eder.

Büyük kütleli, yüksek ışınım güçlü yıldızların anakol evrimlerini çok çabuk tamamlamaları dolayısıyla yaşlı izokronların daha sönük ve daha kırmızı anakol dönüm noktasına sahip olmalarına dayanarak 1964 yılından itibaren izokronlar kullanılarak galaksilerin ve gökadalarnın yaşları hesaplanmaya çalışılmaktadır. İzokronlarla ilk sistematik uygulama NGC 188 sisteminin anakol dönüm noktasına Demarque ve Larson (1964) tarafından uygulanmıştır. Yaygın bir şekilde benimsenen izokron tekniği Samanyolu gökadası ve onun bileşenlerinin oluşumu ve evrimini anlamak için kullanılmıştır. Günümüzde izokronlar yıldız kümelerinin yaşların ölçmekte kullanılan önemli araçlardandır ve yıldız modellerinin giriş fiziğinde günümüzdeki pek çok ilerleme sayesinde Samanyolu’nun yaşının daha iyi belirlendiği düşünülmektedir. Bu yaş bilgisi kozmoloji modellerine sınırlama getirir, çünkü her bir kozmoloji modeli için yaş özgündür.

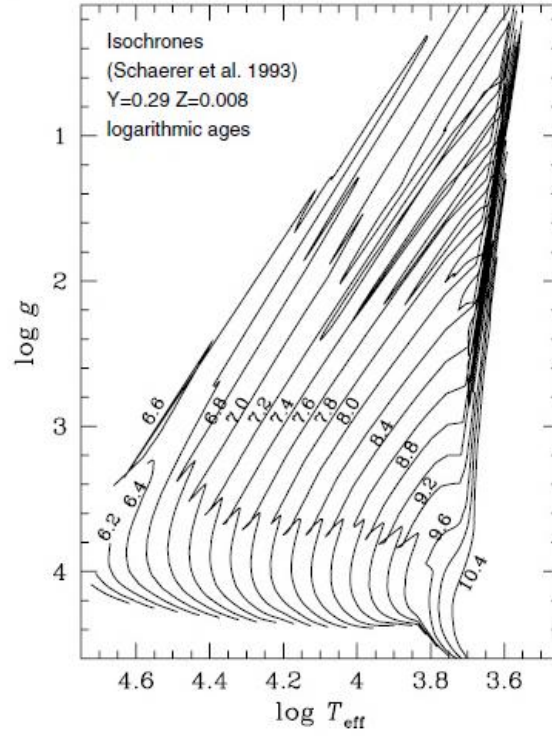
İkinci kuşak izokron tekniği anakol dönüm noktasının ötesine kırmızı dev kolunun uçlarına erer ve HR diyagramında daha fazla yıldızı eşleştirir (Iben, 1974; Demarque ve McClure, 1977). Günümüzde standart olan uzatılmış izokronların kullanımının yalnızca anakol dönüm noktasının kullanımına nazaran en azından iki önemli avantajı vardır. İlk olarak, izokron eğrisi uydurma ilke olarak artık uzaklığa hassas değildir. Bu avantaj pratikte fark edilmez çünkü yıldız atmosfer modellerindeki belirsizlikler ve konveksiyondaki yaklaşımlar hala kırmızı devlerin renklerinde zorluklar doğurmaktadır. İkinci olarak, kümelerde ve gökadalarda başlangıç kütle fonksiyonu ile gerçekçi populasyon modelleri yapabilmek için bize izin verir. Evrimsel yıldız populasyon sentezi (EPS) olarak isimlendirilen bu tekniği ilk olarak Tinsley (1980) uygulamıştır. İlgili zorluklara karşılık, kümelerin ve gökadalarnın EPS tekniği ile renklerinin ve spektrumlarının yeniden oluşturulması sürmektedir ve özellikle deneysel yıldız spektrum kütüphanelerinin güncellenmesiyle (Larson ve Tinsley, 1978; Gunn ve ark., 1981; Bruzual 1983; Pickles 1985) izokronların kullanımı devamlı artmaktadır.

İzokronlar genellikle HR diyagramında evrim yollarıyla birlikte kullanılırlar. Yıldızların evrim yollarına benzer olarak bir izokronun da farklı bölümleri o noktadaki yıldızların evrim durumuna göre isimlendirilir. Örneğin çekirdeklerinde hidrojen yakan yıldızların grubu izokron eğrisinde anakolu oluşturur. Bir izokronda anakol boyunca en parlak ve en mavi nokta dönüm noktası olarak adlandırılır, bu noktadaki yıldızın merkezindeki hidrojen tükenmiştir. Yıldızların evrim yollarına benzer olarak diğer bölümler alt dev kolu, kırmızı dev kolu, asimptotik dev kolu gibi isimlendirilirler.

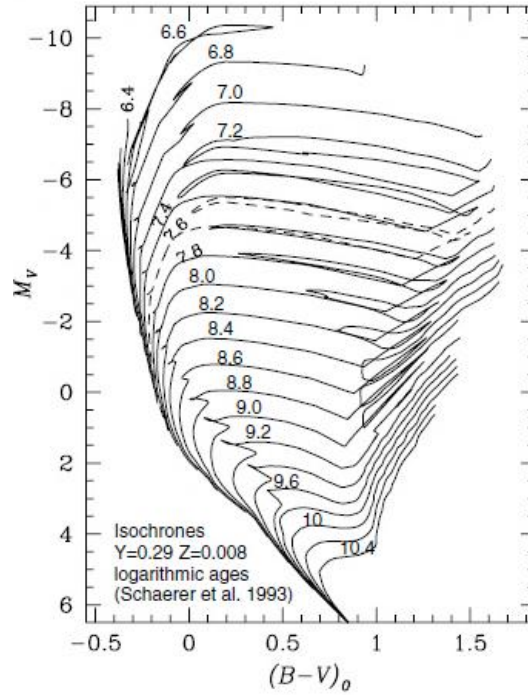
Bu eğriler amaca göre farklı düzlemlerde kullanılabilirler. İzokronlar seçilen ilgili parametrelere göre farklı şekillere gelirler. Genellikle izokronları üç düzlem üzerinde çizdirmek standart hale gelmiştir. Şekil 16 - 17 ve 18’de en çok kullanılan bu üç düzlemde izokron eğrileri görülmektedir. Eğriler küçük kütleli yıldızların evriminde ön helyum flash evresini içermemektedir. Bu yüzden bunların yatay kol evresi ve diğer geç evreler sunulmamıştır.



Şekil 16. $\log L$ ve $\log T_{eff}$ düzleminde izokronlar. Bu düzlem teorik çalışmalar için uygundur. Eğer yıldızların uzaklıkları biliniyorsa bu diyagram gözlemlerle ilgili olur. $\log t = 9,4 - 9,8$ ve $10,2$ izokronları çizilmemiştir. Model Schaerer ve ark. (1993) ve $Z = 0,008$ ($\approx 1/3Z_{\odot}$).



Şekil 17. $\log g$ ve $\log T_{eff}$ düzleminde izokronlar. Bu diyagramda kullanılan parametreler ışıkölçüm ve tayf analizinden sağlanır. Yıldızların uzaklıklarının bilinmesine gerek yoktur. $\log t = 9,4 - 9,8$ ve $10,2$ çizilmemiştir. Model Schaerer ve ark. (1993) ve $Z = 0,008$ ($\approx 1/3Z_0$).



Şekil 18. İzokronlar M_V ve $(B-V)_0$ düzleminde çizilmiştir. Model Schaerer ve ark. (1993) ve $Z = 0,008$ ($\approx 1/3Z_0$).

Şekil 18 Gözlemlerle ilgilidir. Işıkolçüm yalnızca (V, B-V) diyagramını sağlar. V ve B - V den M_v ve $(B - V)_0$ a dönüşüm için uzaklık bilgisine ek olarak renk artığını da katmak gereklidir. Mavi bölgede $(B - V)_0$ 'in uç noktalarında, $(B - V)_0$ 'nün küçük değişimleri yaşta büyük değişimler meydana getirir. M_v ye karşı B - V izokronları $10^{8,5}$ den daha genç yıldız gruplarında büyük yaş belirsizlikleri içerir. M_v kullanabilmek için uzaklık bilinmelidir. İzokronlar $\log t = 7,6$ için üst üste binmektedirler ve daha iyi tanınmaları için diyagramın bu kısmında kesikli çizgi ile çizilmiştir.

Teorik yıldız modelleri sayesinde farklı özelliklere sahip yıldızların evrim yolları ve izokron eğrileri elde edilir. Bu elde edilen eğriler uygun bolometrik dönüşümlerle renk-parlaklık diyagramlarına çevrilir çeşitli yıldız gruplarının CMD'leri çeşitli izokron eğrileri ile karşılaştırılarak teorik modeller sınanır ve yıldız kümelerinin yaşı tahmin edilebilir. Dönüşümler özellikleri çok iyi bilinen yıldızlar yardımıyla yapılır. Bu özellikler uzaklık, yarıçap, atmosferdeki metal bolluğu ve çeşitli dalga boylarında ölçülmüş akı değerleridir. Fakat (L, T) den $(M_v, B - V)$ ye dönüşüm çoğu kez mükemmel değildir çünkü moleküler donukluk gibi bazı süreçler ayrıntılarıyla hesaba katılmaz. Dönüşümlerdeki kusurluluk CMD'de uygulanan izokron fitinde hemen hemen küçük yanlış eşleştirmelere eşlik eder.

Yaşların hesaplanması sırasında yıldız gruplarının CMD'leri çeşitli izokron eğrileri ile karşılaştırılırken birçok faktör önem kazanır. Bu faktörler teorik modellerle ilgili olanlar ve gözlemlerle ilgili olanlar olmak üzere ikiye ayrılır. Teorik modellerin niteliğini başlıca kimyasal bileşim (X, Y, Z) ve onun etkisi, donukluk hesapları, nükleer füzyon reaksiyonları, konveksiyon gibi diğer iç süreçler, atmosfer fiziği (kimyasal bileşim, katmanlaşma, konveksiyon, manyetik alanlar), yıldız yapısının ayrıntılı görünümü (örneğin yıldız dönmesinin renge etkisi) belirler. Gözlemsel verilerin niteliğini ışıkölçümün doğruluğu ve tamlığı, CMD'de ön ve arka plan yıldızları ya da arkaplan gökadalari ($V > 22$ kadir), $[M/H]$ için varsayım, uzaklık ve kızıllaşma etkileri belirler.

3.2 İzokronların Başlıca Uygulamaları

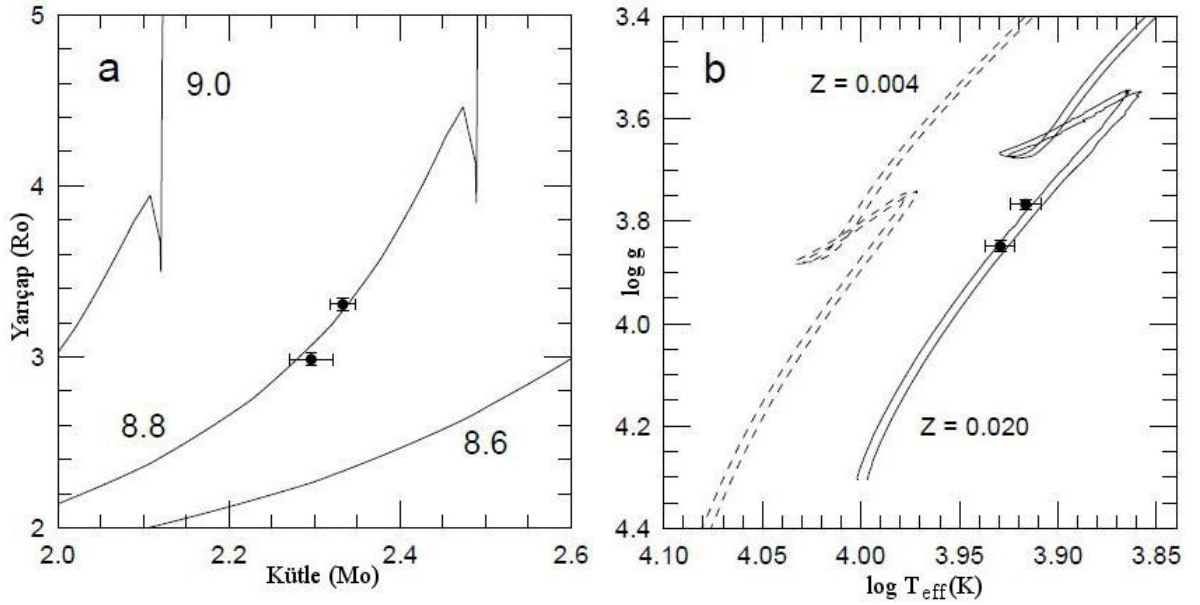
İzokronlar yıldız kümelerinden tek bir yıldızın yaşını belirlemeye kadar çok çeşitli olarak kullanılabilirler. İzokronlar genellikle kümelerin yaşlarını hesaplamak için kullanılır. CMD'de bazı bölgeler bir yıldız kümesinin yaşının araştırılması için önemlidir. Bunların başında dönüm noktası gelir. Aynı zamanda oluşmuş bir yıldız kümesi için ana kolun üstündeki büyük kütleli yıldızlar anakoldan çok çabuk ayrılırlar. Zamanla anakolun yüksekliği azalır ve izokronlar da anakoldan kıvrılır. Bu kıvrılma bölgesi dönüm noktası

olarak bilinir. Dönüm noktası belirlenirken mavi aykırı yıldızlar ve çift yıldız olma ihtimali göz önüne alınmalıdır. Genç yıldız kümelerinde dönüm noktası yöreni yaş belirlemek için sıklıkla kullanılır. Anakoldaki parlak yıldızlar hesaplamalarda güveni azaltır. Kırmızı süper dev yıldızlar uygun bir izokron bulmak için kullanılabilir. Merkezlerinde He yakan yıldızlar diyagramda mavi ilmek (blue loop) oluştururlar. Çekirdekte helyum yanması (mavi ilmek) evresi çekirdekte H yanması evresinin yaklaşık % 10 yoresindedir. Özellikle mavi düğüm yıldızlarının serisinin şekli sönükten parlağa zaman/yaş sırası oluşturmaktadır. Yaşlı gruplar için, mesela küresel kümeler için dönüm noktası önemlidir. Burada çok faydalı bir gösterge yatay kol ile dönüm noktası arasındaki dikey ayrılıktır. Bu ayrılık $\Delta(\text{HB-TO})$ ile ifade edilir. Yatay kolda ışınım gücü fonksiyonu uzaklık belirlemek için kullanılmaktadır. RC yıldızları yöreni (Kırmızı yığın bölgesi) neredeyse her zaman çeşitli evrim durumlarında olan yıldızların bir karışımıdır, çeşitli populasyonları sıralamak için kullanılmaktadır (Boer ve Seggewiss, 2008).

3.2.1 Tek yıldızın ve çift yıldızların izokron yaşı

İzokronlar çift (çoklu) sistemin yada tek bir yıldızın yaşını hesaplamakta kullanılır. Kullanılan düzlemin özelliğine bağlı olarak doğru yaş hesaplamaları için CMD’de renk artışı $E(B - V)$ ve uzaklık ya da uzaklık modülü ($m - M$) iyi şekilde belirlenmelidir. Işınım gücü ve etkin sıcaklık düzleminde iyi belirlenmiş ışınım gücü (uzaklık ve tayfsal enerji dağılımı) ve sıcaklık bilgisi gerektirir. Yıldız verilerinde en iyi fit yapan izokron bulunur. Bir bölgedeki yıldızın yaşı eğer gözlemsel parametreleri bir izokronda bulunmaya izin verilirse bulunabilir. Bununla birlikte çoğu izokron üst üste biner tek bir yaş bulunamaz. Çift (çoklu) sistemler için yıldızlar aynı yaşta ise işlem daha kolaydır. Çünkü iki yada daha çok noktadan geçen bir izokron eğrisi aranır.

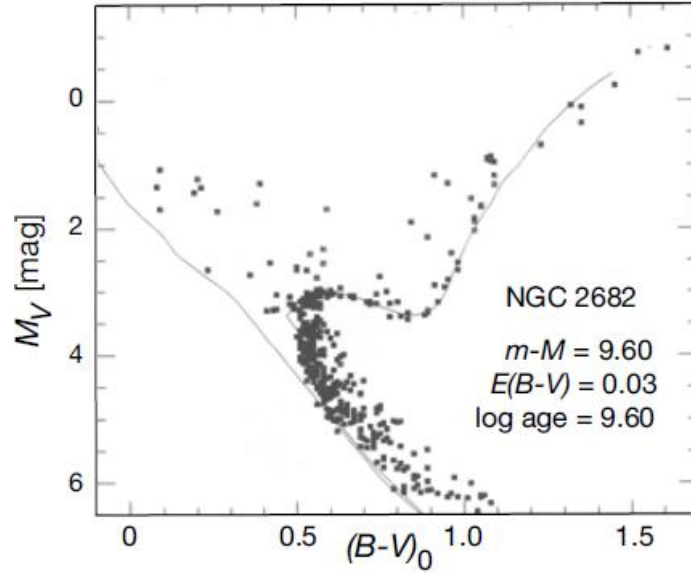
Şekil 19’da (a) panelinde V364 Lac sistemi için $\log t = 9 - 8,8 - 8,6$ üç izokron eğrisi ve (b) panelinde ise $Z = 0,02$ ve $Z = 0,004$ için her iki bileşene ait evrim yolları görülmektedir. Öncelikle evrim yollarından görüleceği üzere sistem için $Z = 0,02$ uygun düşmektedir. Bu değere göre çeşitli izokron eğrileri çizdirilebilir. V364 Lac sisteminin yaşı 0,62 Gy hesaplanmıştır.



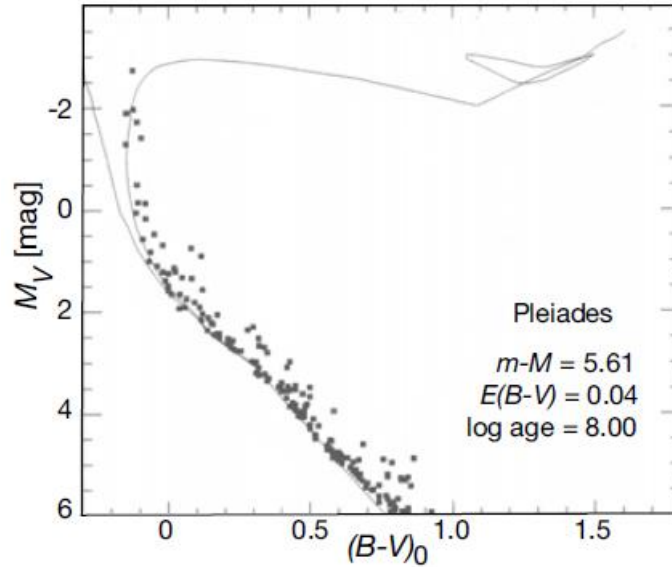
Şekil 19. V364 Lac sistemi için izokronlar ve evrim yolları. Torres ve ark. (1999) Claret (1995) modelinde $Z = 0,02$ olarak sistemin yaşını 0,62 Gy hesaplamışlardır.

3.2.2 Yıldız kümelerinin izokron yaşı

Bir yıldız kümesine baktığımızda kümelerindeki dönüm noktaları başlıca yaş belirteçlerindedir. Küresel kümelerin H-R diyagramları büyük yaştaki bir izokronla karakterize edilebilir. Küresel kümelerin yaşları çok büyük olduğu için bu kümeler küçük kütleli yıldızların evrimini de içerir. Küresel kümedeki yıldızların hemen hemen aynı yaşta olduklarını kabul edersek, burada farklı kütleli yıldızların anakol öncesinde geçirdikleri zaman süresinin görece olarak kısa olmasından kümedeki tüm yıldızların aynı yaşta olduklarını varsayabiliriz. Böylece küresel kümelerin renk parlaklık diyagramlarını bir izokron eğrisi olarak göz önüne alabiliriz. Yıldız modellerinden istenilen yaş ve kimyasal bileşime göre elde edilen izokron eğrileri ile küresel kümelerin renk parlaklık diyagramları karşılaştırılarak teoriler sınanır. Açık yıldız kümeleri ise küresel kümelere nazaran oldukça gençtirler. Eğer küme çok gençse anakol öncesi evrenin de hesaba katılması gerekir. Çünkü bazı açık yıldız kümeleri çok genç yaşlara sahiptir. Yıldız kümeleri için izokron eğrisi uydurma ($m - M$), $E(B - V)$ ve yaş için $[M/H]$ değeri kadar iyi sonuç verebilir, çünkü kırmızı dev kolunun konumu metallik değerine bağlıdır. Şekil 20’de M67 için 4 Gy Şekil 21’de Ülker için 0,1 Gy izokron yaşı hesaplanmıştır.



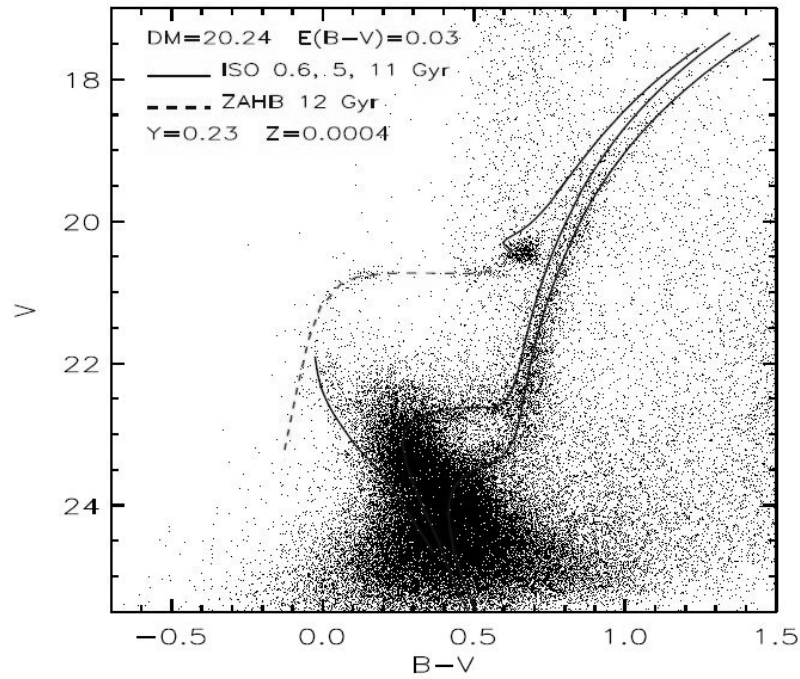
Şekil 20. M67 (=NGC2682) için CMD. Dönüm noktasından eğri uydurulmuştur. 4 Gy yaş bulunmuştur. Model kırmızı devler kolunu iyi sunmamaktadır. M67 diyagramı açık olarak bölgedeki yıldızları içermektedir (Meynet ve ark., 1993).



Şekil 21. Ülker (Pleiades) açık kümesinin renk-parlaklık diyagramı. Overshooting içermemektedir. Ülker'in yıldızlarının hemen hemen hepsinin anakolda oldukları görülmektedir. Soldaki şekilde Ülker (Pleiades) açık kümesi için 0,1 Gy izokron eğrisi görülmektedir. Kırmızı devler için veriler yoktur. Ülker kümesinde fiziksel çiftler anakolun yukarısında tanınabilir (Meynet ve ark., 1993).

3.2.3 Gökadaların izokron yaşı

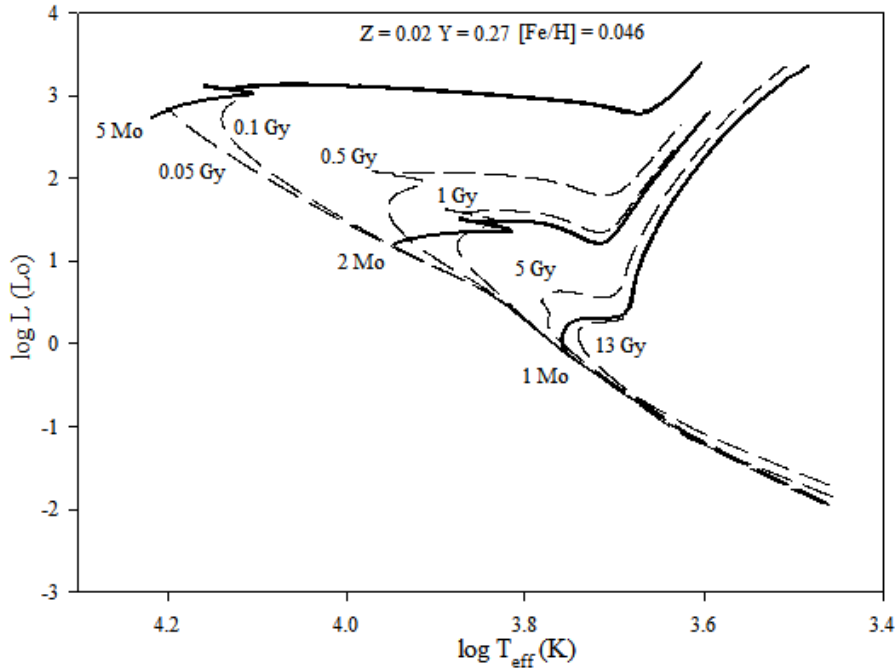
İzokronlar özellikle eliptik ve bazı cüce gökadalara anlamak için de kullanılırlar. Gözlemler çoğunlukla, yaşları bir aralığa ait yıldız verileri içerir. Örneğin gökadalarda durum böyledir. Büyük Magellan Bulutu gibi bir gökadanın görünen yüzünde bütün yıldızlar aynı uzaklıkta fakat oldukça yaşlı ve genç yeni oluşan (son zamanlardaki yıldız oluşumu) yıldızların yaşların karışımıdır. Gözlemlerle uyumlu yıldız oluşum geçmişiyle (SHF) ilgili bir modele ulaşmak çok daha zordur. Bunun için anakolda ışınım gücü fonksiyonunun incelenir. Anakol boyunca baktığımızda gözlenen ışınım gücünde bir sıçrama ilave anakol yıldız popülasyonları varlığını ve yaşlandığını (dönüm noktası yaşı) ifade edebilir. Ayrıca RC yıldızları yöresinin (kırmızı yığın bölgesi) incelenmesi önemlidir. RC yöresi kırmızı yatay kol yıldızları içerir, ve olasılıkla orta kütlelerde çekirdekte He yanması evresindedir. Bu tür yıldızlar kabaca tanımlanan yaş aralığı gösterirler (Boer ve Seggewiss, 2008). Şekil 22’de Carina gökadası için 0,6 – 5 – 11 ve 12 Gy izokron eğrileri izokron eğrileri görülmektedir. CMD’de RC yıldızları yöresi $B - V \approx 0,7$ ve $V \approx 21$ civarındadır.



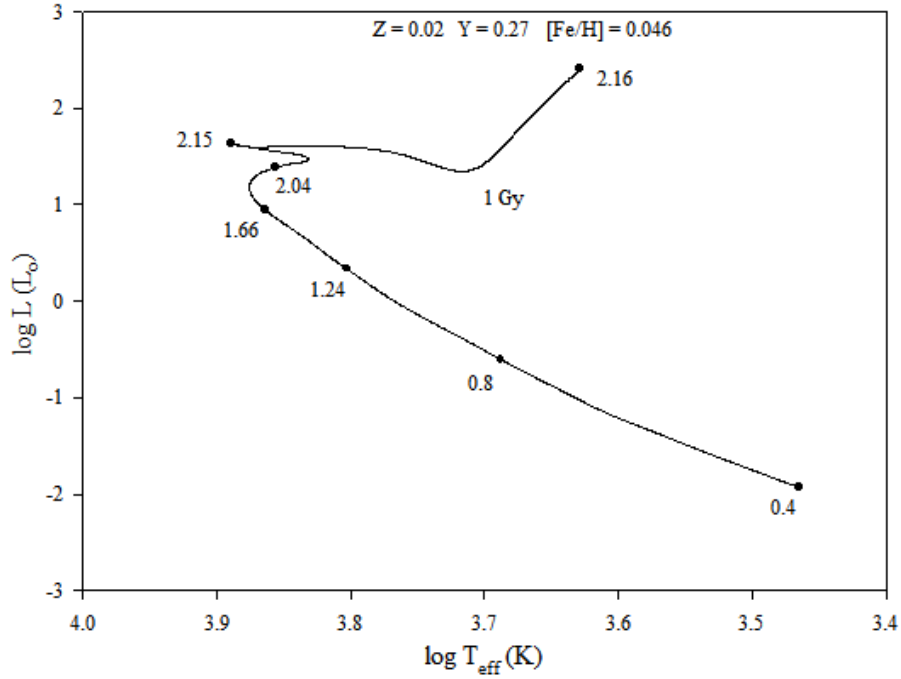
Şekil 22. Carina spheroidal cüce gökadası için CMD. 0,6 – 5 – 11 ve 12 Gy izokron eğrileri $Z = 0,0004$ $Y = 0,23$ ($m - M$) = 20,24 alınmıştır. Kalın anakol, iyice yerleşmiş alt dev kolları, oldukça çok kırmızı ve mavi yatay kol yıldızları, parlak mavi yıldızların yığını ($V \approx 22$) göze çarpmaktadır (Castellani ve ark., 2003).

3.3. Evrim Yolları ve İzokronların Karşılaştırılması

Yıldızların evrim hızlarını büyük ölçüde başlangıç kütleleri belirler. Büyük kütleli yıldızlar sıfır yaş anakolundan sonra hızlı bir şekilde evrimleşerek anakoldan dönüm noktası varırlar, küçük yaş değerlerine sahip izokron eğrileriyle kesişirler. Şekilde 23’de $5 M_{\odot}$ kütleli yıldız 0,1 Gy yaş eğrisiyle kesişmektedir. Orta yaş izokronları (0,5 ve 1 Gy) sıfır yaş anakolundan uzaktadırlar ve hemen hemen aynı şekle sahiptir. Işınım gücünün düşük değerleri için izokronlar asimptotik bir biçimde sıfır yaş anakoluna yaklaşır (5 Gy). Küçük kütleli yıldızlar için izokron eğrileri daha düşük anakol ve devler kolundadır ve tek bir yıldız için evrim yolları ile bir fark yoktur, $1 M_{\odot}$ kütleli yıldız 10 Gy izokronuna yaklaşır. Fakat tekrar izokronlar düşük anakol bölgesinde asimptotik olarak ayrılırlar (13 Gy).



Şekil 23. Evrim yolları ve izokronlar. 1 - 2 ve $5 M_{\odot}$ kütleli yıldızların evrim yolları ve 0,05 - 0,1 - 0,5 - 1 - 5 ve 10 Gy yaşlarında izokron eğrileri grafikte gösterilmektedir. Evrim yolları kalın çizgiyle izokron eğrileri kesikli çizgilerle gösterilmiştir. Y^2 modelinde $Z = 0,02$ alınmıştır.



Şekil 24. 1 Gy izokronu ve üzerindeki çeşitli kütlelere sahip yıldızlar. Y^2 modeli kullanılmıştır ve $Z = 0,02$ alınmıştır.

Şekil 24 için 1 Gy izokronu üzerinde çeşitli kütlelere sahip noktalar işaretlenmiştir. İzokron boyunca ileri evrelere doğru gidildikçe yıldız kütleleri artmaktadır. Bunun sebebi küçük kütleli yıldızların büyük kütleli yıldızlara nazaran çok daha yavaş evrim geçirmesinden ve anakol ömrünün çok daha uzun olmasından kaynaklanır. İzokronunda anakol boyunca kütle aralığı anakol sonrası evreye göre çok daha geniştir. Anakol izokronunda kütle $0,4 M_{\odot}$ ile $2,15 M_{\odot}$ e kadar değişirken anakol sonrası alt dev ve kırmızı dev uç evresine kadar kütle $2,15 M_{\odot}$ den $2,16 M_{\odot}$ e kadar değişmektedir daha ileri evrelerde kütle artımı çok küçüktür. Bu nedenden dolayı anakol izokronu boyunca dönüm noktasındaki yıldız kütlelerinin evrim yolu ile izokron hemen hemen çakışır.

Işınım gücü-etkin sıcaklık düzleminde bir izokron eğrisi üzerindeki herhangi bir noktanın eğrisel koordinatlarda konumu s olsun. Konum zamana (t) ve kütleyle (M) bağlıdır.

$$s = s(M, t) \quad (3.1)$$

Fonksiyon ters çevrilip t , s ve M 'nin fonksiyonu olarak yazılabilir $t = t(M, s)$. Bir izokron boyunca yaş sabit olduğundan denklem (3.2a) ve yazılabilir.

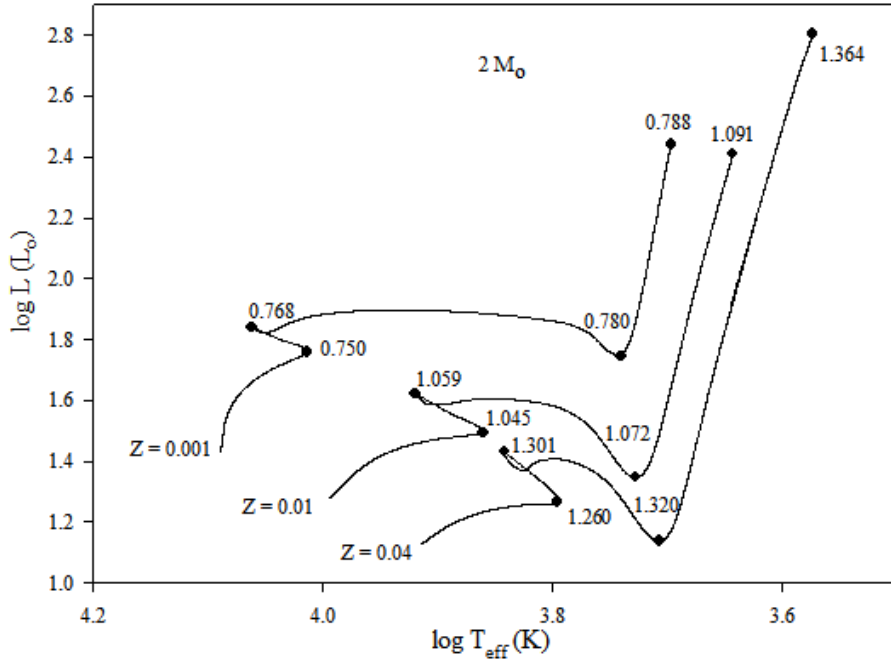
$$dt(M, s) = \left(\frac{dt}{dM}\right)_s dM + \left(\frac{dt}{ds}\right)_M ds = 0 \quad (3.2a)$$

$$\left(\frac{dM}{ds}\right)_t = -\left(\frac{dM}{dt}\right)_s \left(\frac{dt}{ds}\right)_M \quad (3.2b)$$

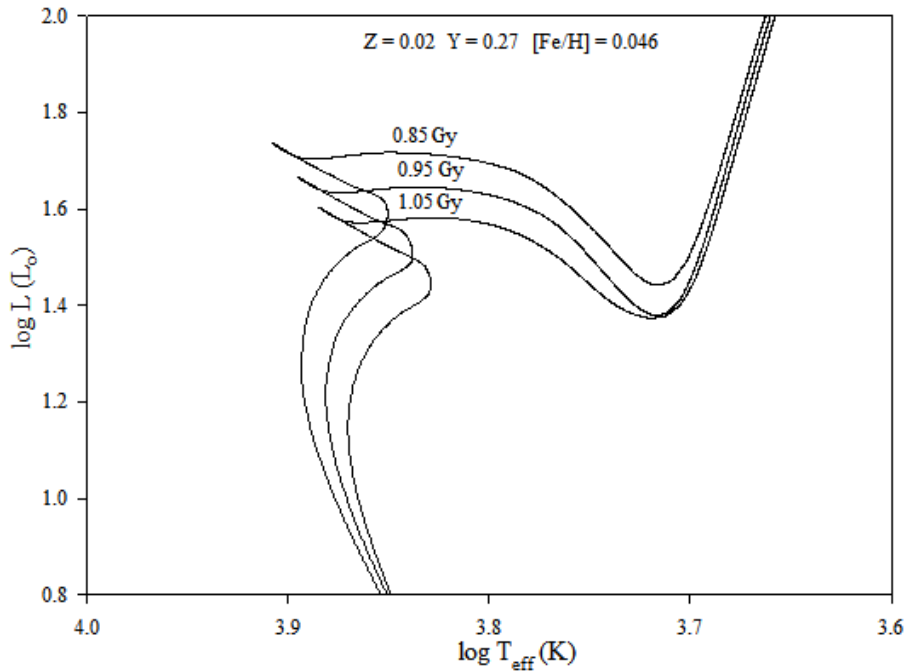
Denklemin sol taraf izokron boyunca kütle değişimini ifade etmektedir. Denklemin sağ tarafı herhangi bir yerde sıfıra yakınsa, bu durumda kütle değişimi sabittir. Burada $(dt/ds)_M$ ifadesinin tersi $(ds/dt)_M$ izokron boyunca M başlangıç kütleindeki yıldızın dt miktarındaki yaş değişikliğinde konumundaki değişimi anlatır, örneğin yaş arttığı zaman sıfır yaş anakolundan dönüm noktasına gidişi betimler. Verilen evrede kütle değişim hızı s 'nin değişimlerine uyar, $(ds/dt)_M$ yüksek evrim hızlarında çok büyük değerlere yönelir. Bu durumda yaştaki küçük değişimler sonucu yıldız izokron boyunca uzun bir yol alır, örneğin beyaz cücelerin soğuma evresinde s büyük değişim gösterir $(ds/dt)_M \rightarrow \infty$ ve onun tersi $(dt/ds)_M \rightarrow 0$. Örneğin $1 M_\odot$ kütlelerinde bir yıldız anakolda iken yaşta $dt = 1 Gy$ değişim sonucu ışınım gücü ve etkin sıcaklık fazla değişmez. Dönüm noktası civarında aynı yaş değişimi ışınım gücü ve etkin sıcaklık büyük miktarda değişir. Bu evrede hesaplamalar $(dM/dt)_s$ ifadesinin sonlu olduğunu söyler. Anakol sonrası evrede kütle değişim aralığı küçüktür, bu yüzden dönüm noktasındaki kütleyle eşit alınabilir (Salaris ve Cassisi, 2005).

3.4. Evrim Yollarına ve İzokronlara Kimyasal Bileşimin Etkisi

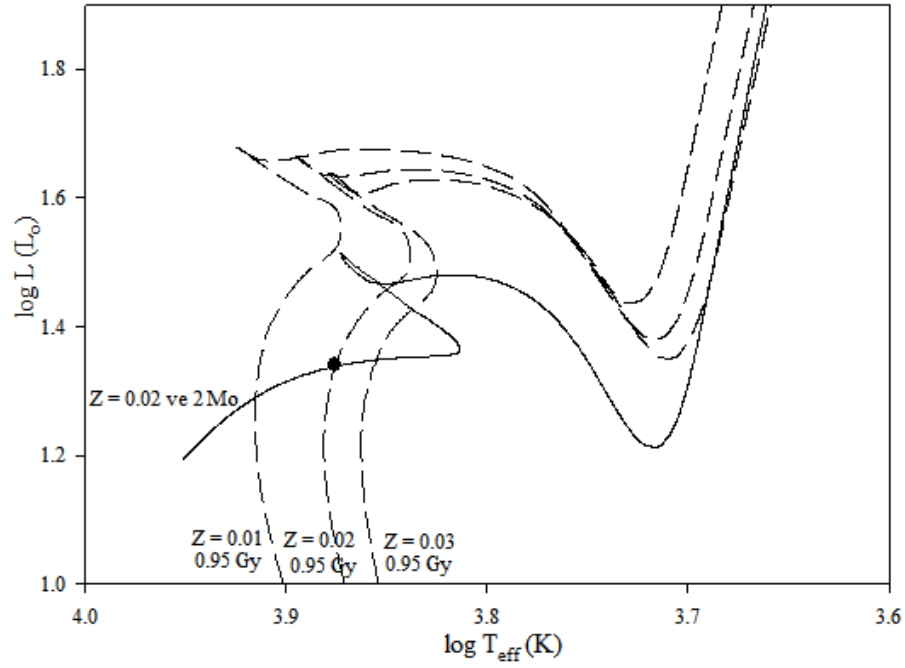
Evrime yolları ve izokronlar kimyasal bileşime karşı çok duyarlıdır. Şekil 25'de Z 'nin farklı üç değeri için $2 M_\odot$ kütleli yıldızların evrim yolları gösterilmiştir. Z daha büyük olduğu zaman evrim yolları diyagramın sağ alt tarafına doğru kaymıştır. Bu özellikten dolayı yakın yıldızların HR diyagramında anakol genişler ve bir bant haline gelir. Ayrıca Z 'nin büyük olması yıldızın anakol ömrünü artırmıştır. Şekil 26'da ise Z sabit olması durumunda izokron eğrileri gösterilmiştir. Y^2 modelinde $Z = 0,02$ için $0,85 - 0,95$ ve $1,05 Gy$ eğrileri çizdirilmiştir. Yaş değeri arttıkça izokron eğrileri sağ aşağıya doğru kayar.



Şekil 25. Evrim yollarına kimyasal bileşimin etkisi. $2 M_{\odot}$ kütleli bir yıldız için $Z = 0,001 - 0,01 - 0,04$ için üç evrim yolu ve önemli noktalarda yaş değerleri Gy cinsinden gösterilmiştir. Y^2 modeli.



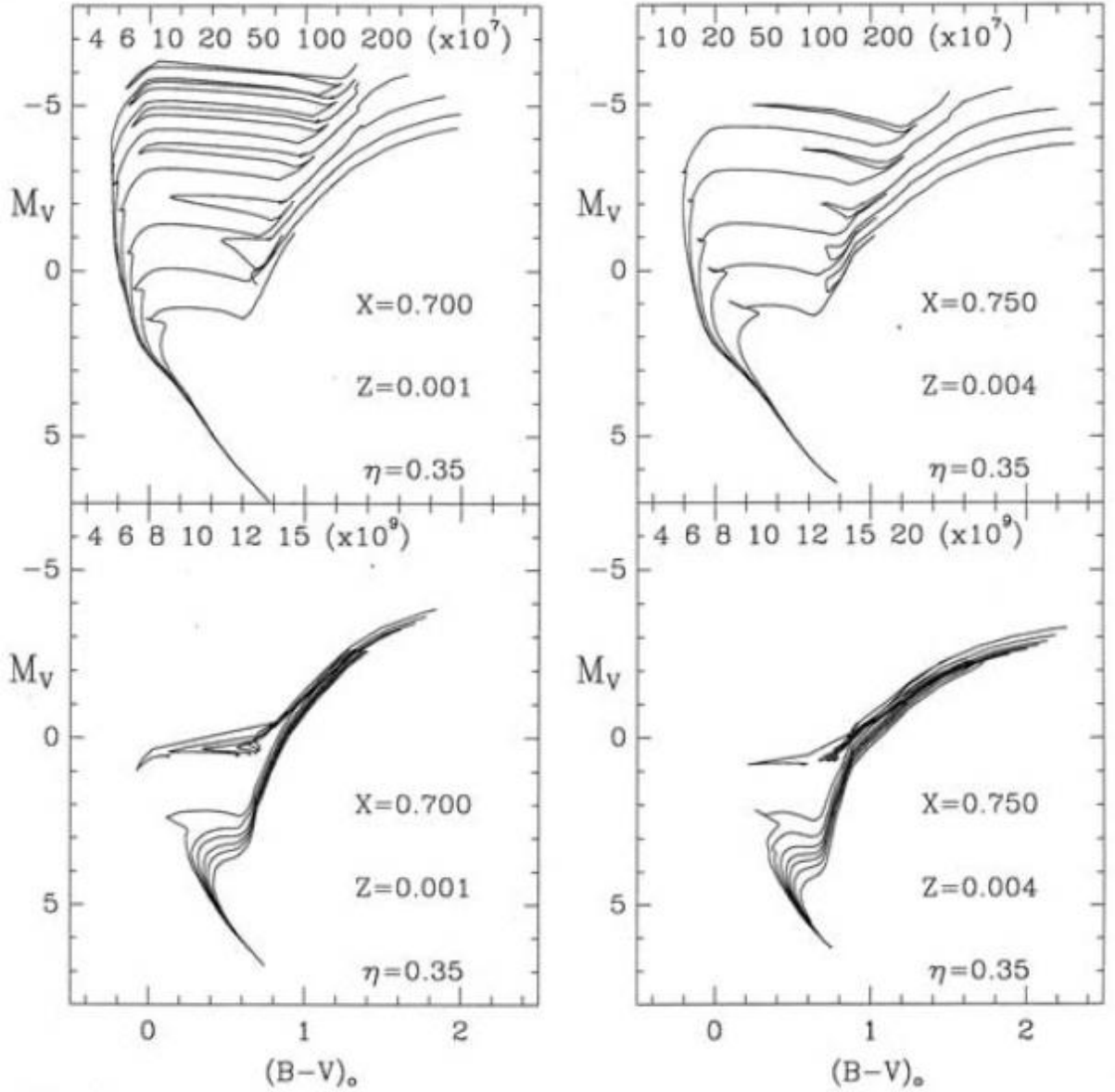
Şekil 26. Z sabit olması durumunda izokronlar. Y^2 modelinde $Z = 0,02$ için 0,85 – 0,95 ve 1,05 Gy eğrileri. Yaş değeri arttıkça izokron eğrileri aşağıya doğru kayar.



Şekil 27. Z değişiminin yaş hesabına etkisi. $Z = 0,01 - 0,02$ ve $0,03$ alınarak $0,95$ Gy izokron eğrileri ve $Z = 0,02$ alınarak $2 M_{\odot}$ kütleli yıldızın evrim yolu. Evrim yolu üzerinde $0,95$ Gy yaşında olan nokta işaretlenmiştir.

Şekil 27'ye göre $Z = 0,02$ ve $2 M_{\odot}$ kütleli yıldız'ın gerçek yaşı $0,95$ Gy olsun. Bu yıldız diyagramda noktayla işaretlenmiştir. Z değerinin gerçek değerden küçük olması durumunda gerçek yaş değeri olan $0,95$ Gy yukarıya kayar. Eğrinin yıldızı kesmesi için şekil 26'ya göre yaş değeri arttırılmalıdır. Böylece Z değeri gerçek değerden küçük olursa yıldızın hesaplanan yaşı gerçek yaştan büyük bulunur. Diğer durumda Z değerinin gerçek değerden büyük olması durumunda gerçek yaş değeri aşağıya kayar. Bu eğrinin yıldızı kesbilmesi için şekil 26'ya göre yaş değeri azaltılmalıdır. Böylece Z değeri gerçek değerden büyük olursa yıldızın hesaplanan yaşı gerçek yaştan küçük bulunur.

Z 'nin küçük değerlerinde yıldızlarda donukluk düşük olur. Büyük kütleli yıldızlar için metalce fakir olanlar daha zenginlere kıyasla mavi ilmeklerle daha yüksek etkin sıcaklıklarla evrimleşirler. Şekil 28'e göre metalce çok fakir ($Z = 0,001$) büyük kütleli yıldızlar fakir olanlara ($Z = 0,004$) kıyasla hem izokronlarda hem de evrim yollarında daha uzun mavi ilmeklere sahiptirler. Yatay kol metalce fakir popülasyonlarda mavi bölgeye daha fazla uzanır.



Şekil 28. Metalce zayıf yıldız kümeleri için izokronlar. Sol taraf için $Z = 0,001$ ve sağ taraf için $Z = 0,004$ alınmıştır. Yıl cinsinden yaş aralığı grafiklerin üstünde belirtilmiştir. Üst satır küçük yaşlar için ($40 My - 2 Gy$) alt satır daha büyük yaşlar için ($4 - 15$ ve $20 Gy$) çizilmiştir. Şekiller Bertelli ve ark. (1990).

Metalce fakir yıldızlarda helyum çekirdeği çevresindeki hidrojen yakan kabuk daha incedir. Güneş metalliğine sahip yıldızlarda ($Z = 0,02$) ise daha kalın kabuklarıyla kırmızı yatay kol yıldızı olurlar. Ayrıca mavi bölgede metalce çok fakir yatay kol yıldızlarında metalce fakir yıldızlara nazaran yıldız zarfının daha ince olmasına neden olur.

3.5. Sentetik Renk – Parlaklık Diyagramları ve Genel Özellikleri

Aynı yıldız oluşum etkinliğinde doğan, farklı kütlelerdeki yıldızların oluşması için geçen süre önemsiz olan, başlangıç kimyasal bileşimleri aynı olan yıldızların popülasyonuna basit yıldız popülasyonu denir. Basit yıldız popülasyonuna ait olan yıldızlar aynı yaşla sahip oldukları için bunlar için oluşturulan CMD bir izokron eğrisi belirtir. Küresel ve açık yıldız kümeleri, eliptik gökadalara ve bazı cüce gökadalara anlamak için teorik olarak basit yıldız popülasyonlarından faydalanılır. Karma yıldız popülasyonları ise farklı zamanlarda oluşmuş farklı başlangıç kimyasal bileşime sahip yıldızların topluluğudur. Bunlar bazı gökadalara ve farklı zamanlarda yıldız oluşum etkinliği göstermiş yıldız sistemlerini anlamak için modellenir. Bu tür modellemeler ile sentetik renk-parlaklık diyagramları oluşturulur.

Yeni doğan bir yıldız grubu için verilen bir kimyasal bileşim için başlangıç kütle fonksiyonunun verilen parametreleriyle yıldız evrim modelleriyle ve yıldız atmosfer modelleriyle zamana karşı rengin, parlaklığın, yüzey metalliğinin, çekim ivmesinin ve ışınım gücünün değişiminin modellenen yıldız grubundaki her yıldız için izlenebilir. Böylece seçilen evrim durumu için her yıldız grubu için CMD oluşturulur.

H-R diyagramında yıldız evriminin hızlı olduğu bölgelerde çok yıldız olması beklenmez, tersine yıldız evriminin yavaş olduğu ve uzun sürdüğü bölgelerde çok yıldız olması beklenir. Başlangıç kütle fonksiyonunun da kullanılmasıyla bu özellik yardımıyla sentetik yıldız popülasyonları üretilebilir. İzokron boyunca ne kadar yıldızın yer alacağını başlangıç kütle fonksiyonu sağlar. Başlangıç kütle fonksiyonunun üstel biçimdeki denklemi aşağıdadır.

$$\xi(M) = CM^{-\alpha} \quad (3.3a)$$

Bu denklemde C normalizasyon sabitidir. Başlangıç kütle fonksiyonu logaritmik biçimde de kullanılmaktadır.

$$\xi_L(M) = C'M^{-x} \quad (3.3b)$$

Her iki denklem arasında aşağıdaki bağıntılar vardır.

$$x = \alpha - 1 \quad (3.4)$$

$$C' = C \ln 10 \quad (3.5)$$

Üstel denklem kullanılarak başlangıç kütle fonksiyonunda M ile $M + dM$ arasındaki doğan yıldız sayısı dn ve toplam yıldız sayısı n dir.

$$dn = \xi(M)dM = CM^{-\alpha}dM \quad (3.6)$$

$$n = \int_{M_l}^{M_u} CM^{-\alpha}dM = \int_{M_l}^{M_u} CM^{-(x+1)}dM \quad (3.7)$$

Bu denklemlerde M_u ve M_l sırasıyla oluşturulmak istenen basit yıldız popülasyonunda kütleler için üst ve alt sınırdır. Ayrıca logaritmik IMF için de denklem (3.8) yazılabilir.

$$dn = \xi(M)dM = \xi_L(M)d \log_{10} M \quad (3.8)$$

C , basit yıldız popülasyonunun oluşumu sırasındaki toplam kütle (M_{tot}) ya da toplam yıldız sayısına bağlı olarak değişebilir. Salpeter (1955) tarafından IMF için çok kullanılan üs değeri $\alpha = 2,35$ veya $x = 1,35$ dir. IMF için üs değeri $\alpha \neq 2$ olduğu zaman denklem (3.4) yardımıyla

$$C = (2 - \alpha) \frac{M_{tot}}{M_u^{2-\alpha} - M_l^{2-\alpha}} \quad (3.9)$$

Üs değeri $\alpha = 2$ olduğu zaman C denklem (3.6) ile hesaplanır.

$$C = \frac{M_{tot}}{\ln(M_u/M_l)} \quad (3.10)$$

Toplam kütle yerine toplam yıldız sayısı verilmişse C katsayısı için $\alpha \neq 1$ olduğu zaman

$$C = (1 - \alpha) \frac{N_{tot}}{M_u^{1-\alpha} - M_l^{1-\alpha}} \quad (3.11)$$

C katsayısı için $\alpha = 1$ olduğu zaman aşağıdaki şekilde hesaplanır.

$$C = \frac{N_{tot}}{\ln(N_u/N_l)} \quad (3.12)$$

Eğrisel koordinatlarda yaşı t olan bir izokrona s ile $s+ds$ arasındaki yıldız sayısı dN için

$$dN = \frac{dn}{dM} \left(\frac{dM}{ds} \right)_t ds \quad (3.13)$$

Bu ifadede denklem (3.2) kullanılırsa denklem (3.14) elde edilir.

$$dN = -\frac{dn}{dM} \left(\frac{dM}{dt}\right)_s \left(\frac{dt}{ds}\right)_M ds \quad (3.14)$$

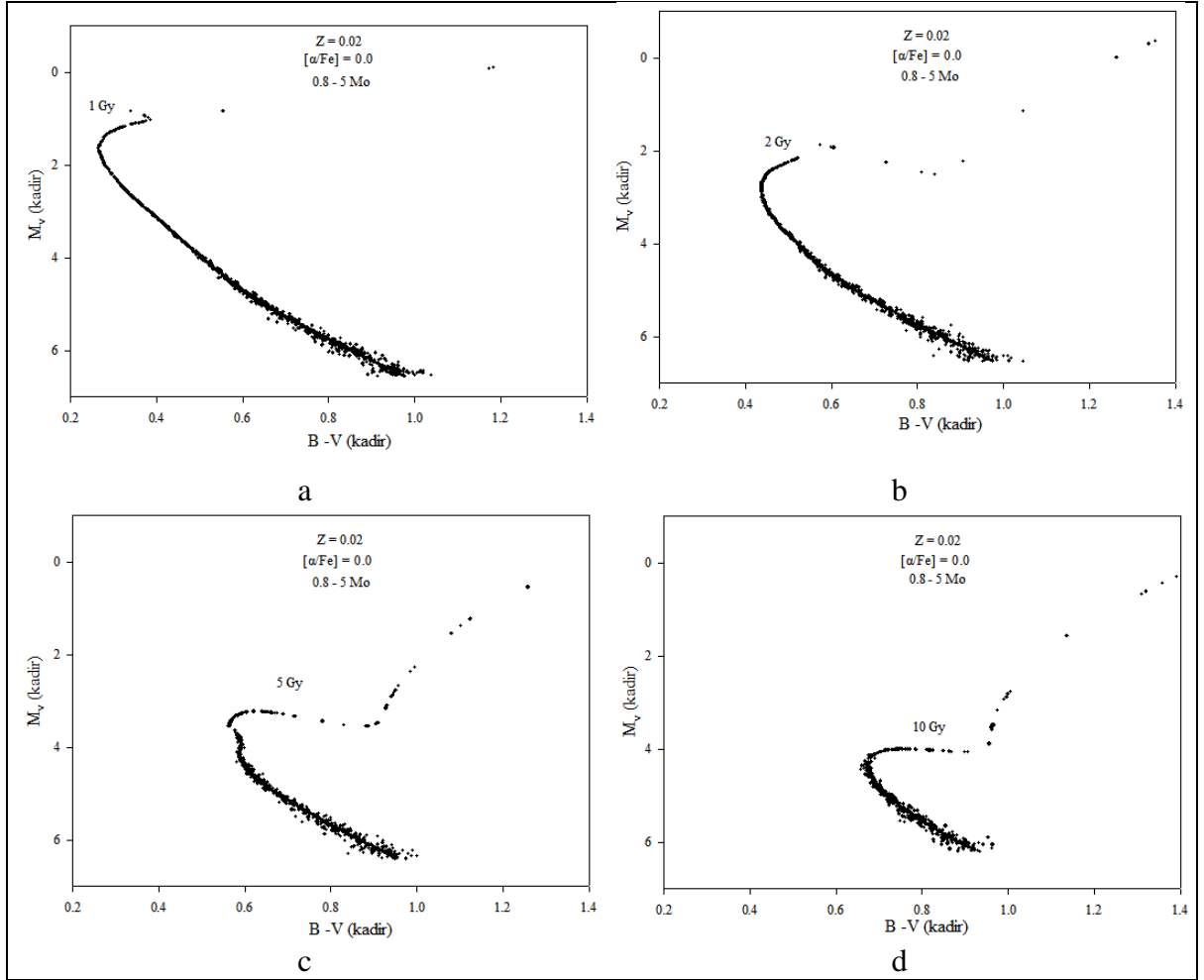
Son denklemde $(dt/ds)_M ds$ ifadesi ds aralığı boyunca yıldızın ömrü ile ilgilidir. Anakol sonrası evresi için denklemdeki ilk iki terim sabittir, çünkü değişen kütle yaklaşık olarak izokronun dönüm noktasındaki kütleyle eşittir. İzokron boyunca anakol sonrası ait iki nokta arasındaki yıldız sayısı arasındaki oran yıldızların evrim süreleri oranına (t_{PMS1}/t_{PMS2}) eşittir. Burada t_{PMS1} ve t_{PMS2} iki konum için evrim süreleridir. Gözlemlerle teorileri karşılaştırmak için izokron boyunca parlaklığın fonksiyonu olarak yıldız sayılarını verilen dalgaboyu için parlaklığın fonksiyonu olarak yazmak diferansiyel ışınım gücü fonksiyonu ya da ışınım gücü fonksiyonu olarak isimlendirilir. İzokron boyunca parlaklığı M_A ve $M_A + dM_A$ olan noktalar arasındaki yıldız sayısı dN için

$$dN = \frac{dn}{dM} \frac{dM}{dM_A} dM_A = C M^{-\alpha} \frac{dM}{dM_A} dM_A \quad (3.15)$$

İzokron boyunca dM/dM_A türev ifadesi değerlendirilir. Bu denklemlerde yıldızların evrim yolu boyunca kütle kayıplar ihmal edilmiştir.

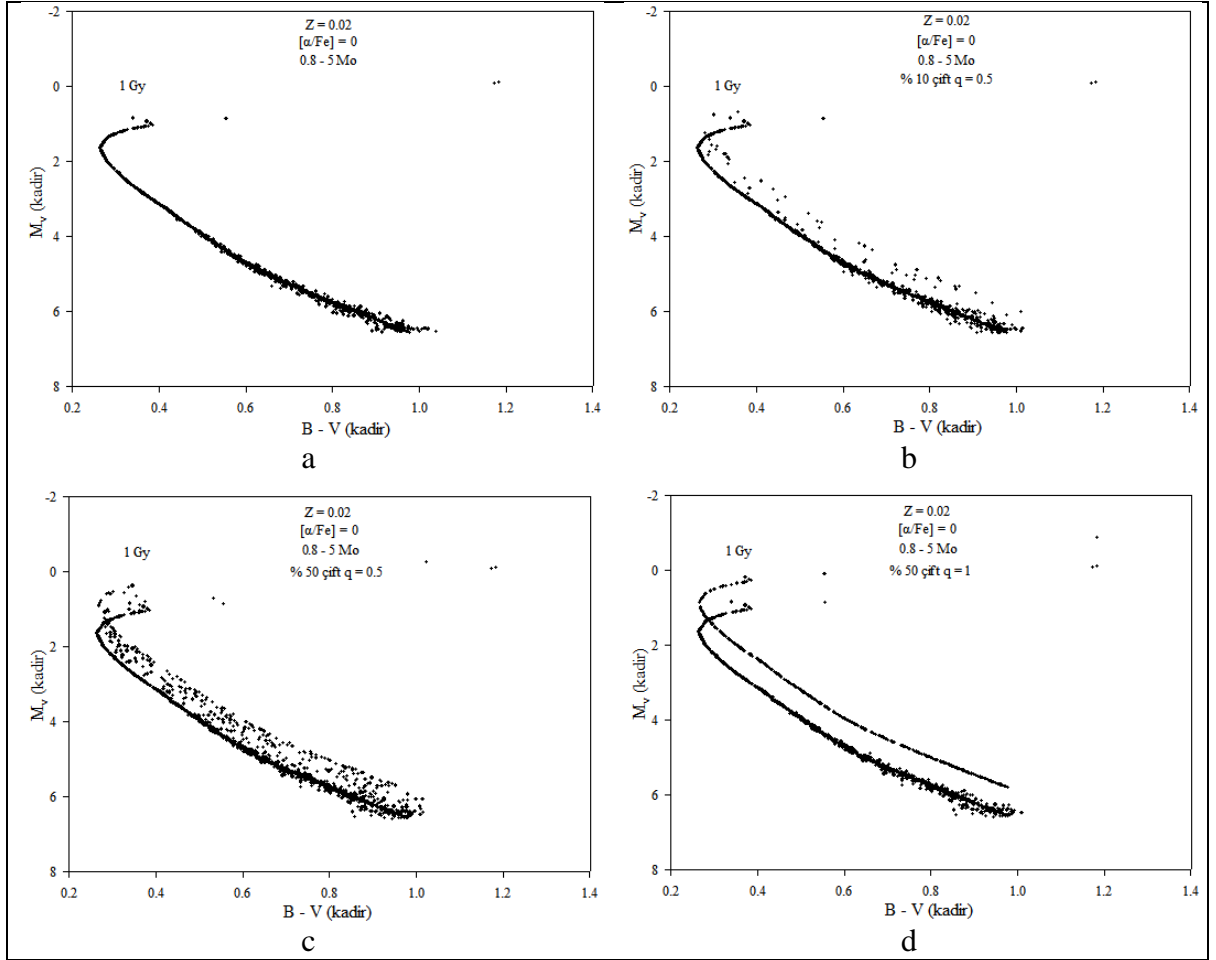
Sentetik CMD'ler kimyasal bileşime ve yaşa bağlı olarak oluşturulur. Şekil 29'da 1, 2, 5 ve 10 Gy yaşlarında dört adet sentetik renk-parlaklık diyagramı oluşturulmuştur. Yaş ileledikçe dönüm noktası sağa doğru kıvrılmaktadır. Bu örnekte çift yıldızların etkisi hesaba katılmamıştır. Tüm yıldızlar tekli olarak kabul edilmiştir.

Sentetik CMD'leri gözlemlerle gerçekçi bir kıyaslama yapabilmek için ilave değişiklikler gereklidir. Bu değişikliklerin en başında gözlemlerde beklenen hatalar kadar modellerde rastgele değerler eklenmesidir. Gözlemsel verilerin uzaysal çözünürlüğü görüş etkisi veya aletsel etkilerden dolayı sınırlıdır. Yıldızlar oldukça küçük açısal ayrıklıklarda tek yıldız gibi görünür. Gözlemlerdeki sönüklük sınırında, gürültü yıldızları görmeyi engeller. Farkedilme sınırının üzerinde olan bazıları gürültü sebebiyle kaybolurlarken sınırın altında olanlar ortaya çıkabilir. Bir bölgedeki farklı uzaklıklarda gözlenen yıldız yorumlarında karışıklık oluşturur.



Şekil 29. $Z = 0.02$ alınarak Y^2 modeliyle üretilmiş 1, 2, 5 ve 10 Gy yaşlarında dört sentetik CMD. (Demarque ve ark., 2008). Güneş karışımı için ($[\alpha/Fe] = 0$) oluşturulmuştur. Popülasyondaki yıldızlar için kütle aralığı $0.8 - 5 M_{\odot}$ 'dir. Başlangıç kütle fonksiyonu için üs değeri $\alpha = 2,35$ veya $x = 1,35$ kullanılmıştır. 1000 yıldız için oluşturulmuştur.

Gözlenen bir yıldız kümesinde ön ve arka plandaki yıldızlar kolaylıkla tanınabilir çünkü CMD'de iyi tanımlanmış kollara düşmezler. Fakat anakol yıldızları çok çeşitli renk aralıklarında olduklarından diyagramda herhangi bir yerde bulunabilirler bazen gizlenen yıldız gruplarını geliştirir. CMD de bazı özel kalabalık bölgeler kırmızı yığın (red clump) uzaklık etkisinden dolayı tanınabilen bir yayılım gösterir. RC yıldızları yöresi (Kırmızı yığın bölgesi) uzaklık etkisinden buna bazen kırmızı tüy (red plume) denmektedir. Uzaklık etkisi kolaylıkla modellenebilir ama uygulamalarda sentetik CMD'lerde nadir bir özelliktir. Dönme yıldızın şeklini bozar ve ekvator bölgenin sıcaklığı kutuplardan farklı olur. Görüş açısına bağlı olarak dönen yıldızın rengi başvuru değerlerinden farklı mesela anakolda bir kayma ve yayılım gösterir.



Şekil 30. Sentetik renk-parlaklık diyagramlarına çift yıldızların etkisi. $Z = 0.02$ alınarak Güneş karışımı için ($[\alpha/Fe] = 0$) oluşturulmuştur. Kütle aralığı $0,8 - 5 M_{\odot}$ içerir. Başlangıç kütle fonksiyonu için üs değeri $\alpha = 2,35$ veya $x = 1,35$ kullanılmıştır. 1000 yıldız için oluşturulmuştur. (Demarque ve ark., 2008).

Çift yıldızlar ve yıldızların dönmesi modellere katılmalıdır. Samanyolu yöresinde çoğu yıldız çift ve çoklu biçimlerde. Ayrıca açık kümelerde küresel kümelere nazaran çoğu yıldız çifttir. Çift yıldız sistemlerinde çoğu kez yıldızların kütleleri benzer olmaktadır. Gözlemler genelde çift yıldızların bileşenlerinin uzayda ayrı ayrı gözlenmesine izin vermemektedir. Fotometrik gözlemlerde iki yıldızın renk ve parlaklığının toplamı olarak davranan tek bir yıldız görülmektedir. Şekil 30'de 1Gy yaşında dört adet sentetik renk-parlaklık diyagramı oluşturulmuştur. Şekil 30a'da çift yıldızların etkisi hesaba katılmamıştır. Şekil 30b'deki yıldızların %10'unu çift yıldızdır ve bu çift yıldızların kütle oranı 0,5'dir. Şekil 30c'deki yıldızların yarısı çift yıldızdır ve bu çift yıldızların kütle oranı 0,5'dir. Bu durumda yıldızlar b paneline nazaran daha çok saçılmışlardır. Çünkü çift yıldızların yüzdesi artmıştır. Şekil 30d kütle oranı 1 olan yarısı çift yıldız içermektedir. Bu

durumda sanki iki anakol oluşmuş gibidir. Esas anakol sanki yukarıya ötelenmiş gibidir. Bu durumun nedeni mutlak parlaklıkları aynı olan yıldızlardan oluşan çift yıldızlar aynı mutlak parlaklığa sahip tek bir yıldızla $\approx 0,75$ daha parlak olmasıdır. Eğer çift yıldız sistemi anakol ve kırmızı devden oluşuyorsa sistemin esas parlaklık kaynağı kırmızı devden gelir.

3.6. İzokron Çeşitleri ve Modelleri

Günümüzde astronomide pek çok yıldız evrim modelleri ve izokron setleri kullanılmaktadır. Önemli modellerden bazıları aşağıda listelenmiştir.

- Padova modeli (Bertelli ve ark., 2008).
- Basti modeli (Pietrinferni ve ark., 2004).
- Dartmouth modeli (Dotter ve ark., 2008).
- Victoria-Regina modeli (VandenBerg ve ark., 2006).
- Y^2 modeli. (Yi ve ark., 2001,2003)

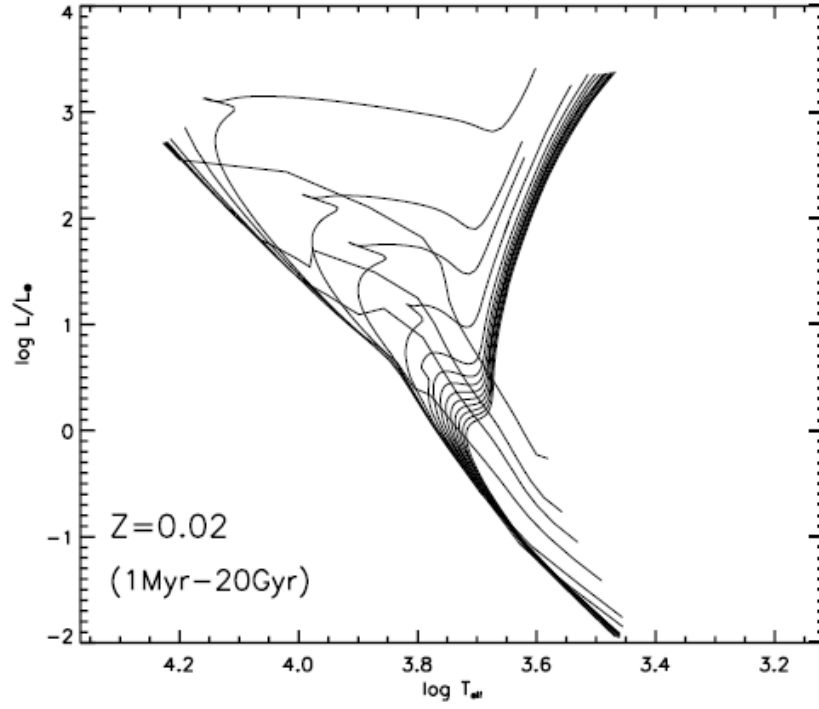
Her bir modelin kendine özgü üstünlükleri ve kısıtları (kütle aralığı gibi) vardır. Bazı modeller anakol öncesi ve ileri evrim aşamalarını içerirken bazı modeller farklı fotometrik sistemleri desteklemektedir. Ayrıca kütle kaybı, çekirdekte overshooting gibi önemli süreçler farklı hesaba katılabilmektedir. İzokron setlerinde önemli özelliklerden biri Z 'nin geniş bir aralığa sahip olmasıdır ayrıca bazı modeller çeşitli aralıklarda başlangıç helyum bolluğu içermektedir. Güneş bolluğu dışında özellikle α -elementlerince zenginleşmiş karışımlar özellikle yaşlı ve metalce fakir sistemler için önem taşımaktadır.

3.7 Y^2 İzokronlarının Özellikleri

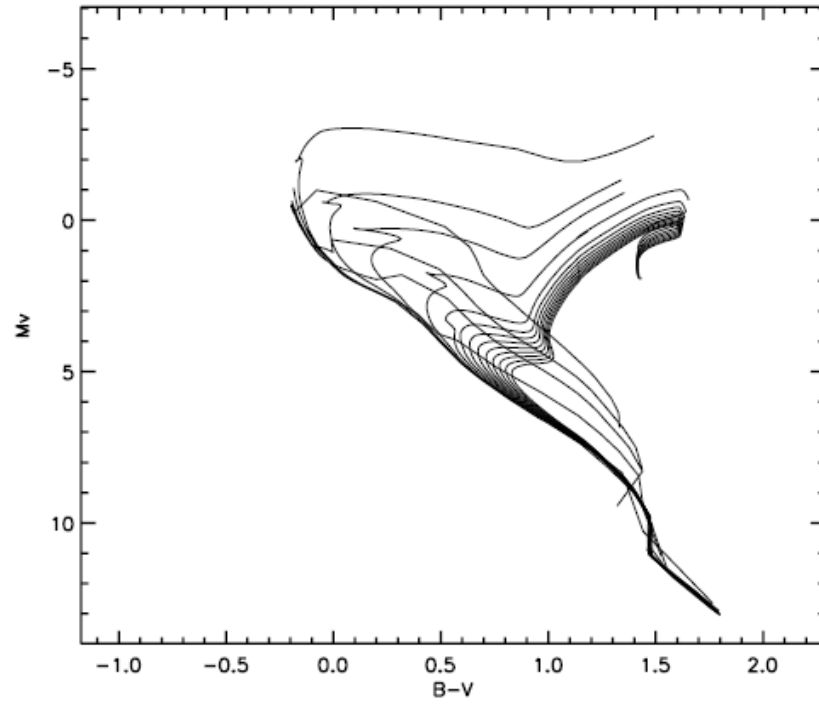
Yıldız modellerine katılan bazı sabitlerin, formüllerin, tabloların güncelleştirilmesi modellerin yenilenmesini gerektirir. Böylelikle evrim yolları ve izokron setleri yeniden hesaplanır. Günümüzde çoğu izokron setleri güncellenmektedir. Özellikle OPAL grubunun (Iglesias ve Rogers, 1996) yıldızların durum denkleminde ve donukluk hesaplarında yaptıkları çalışmalar bunu gerektirmiştir. Y^2 izokronları da Yale grubunun (Green ve ark. ,1987) önceki yayınladığı izokron seti olan Revised Yale İzokronlarının güncellenmiş halidir. Güncelleme kapsamında yıldız maddesi için durum denklemi ve donukluk hesapları düzeltilmiştir. Helyum difüzyonu ve yıldız çekirdeğinde overshooting gibi makro boyuttaki olaylar modele katılmıştır. İzokron setleri güneş bolluğunda ve çoğu yıldız sistemi için önemli olan α -elementleri zenginleşmesini içermektedir. Y^2 izokronları Yonsei ve Yale üniversitelerinin ortak çalışmaları sayesinde oluşturulmuştur, bu yüzden bu izokron setinin ismi Y^2 İzokronları isimlendirilmiştir. Bu modelin izokronları ve evrim yolları dört makale ile açıklanmıştır. İlk makalede Yi ve ark. (2001) güneş karışımı için Y^2 izokronlarını yayınlamışlardır. İkinci makalede Kim ve ark. (2002) α -elementleri karışımını izokron setlerine dahil etmişlerdir. Üçüncü makalede Yi ve ark. (2003) Y^2 evrim yollarını tanıtmışlardır. Dördüncü makalede Demarque ve ark. (2004) izokron setlerinde ve evrim yollarında çekirdekteki overshooting olayını güncellemişlerdir.

Bu izokronlar iki önemli özellik içermektedir. İlk olarak izokron setleri sıfır yaş anakolu yerine anakol öncesi evredeki doğum çizgisinden (pre-main-sequence birthline) başlamaktadır. Böylece model anakol öncesi evrimi içermektedir. Bu özellik anakol öncesi yıldız modelleriyle tanımlanan daha gerçekçi olarak genç izokronları oluşturmaya izin verir. Açık kümelerin, genç yıldız sistemlerinin yaşlarının hesaplanmasında, populasyon sentezlerinin yapılmasında faydalıdır. İkinci olarak renk dönüşüm tablolarında Lejeune ve ark.(1998) ve güncellenmiş Green ve ark. (1987) tabloları kullanılmıştır. Sonuçta galaktik küresel kümelerde eski izokron setine nazaran çalışmalarda yaş azalması güncellenmiş modellerde yaklaşık olarak % 15 olmuştur. Alfa-element zenginleşmesi için düzeltme öne sürüldüğünde toplam yaşta azalma yaklaşık olarak % 20 olmuştur.

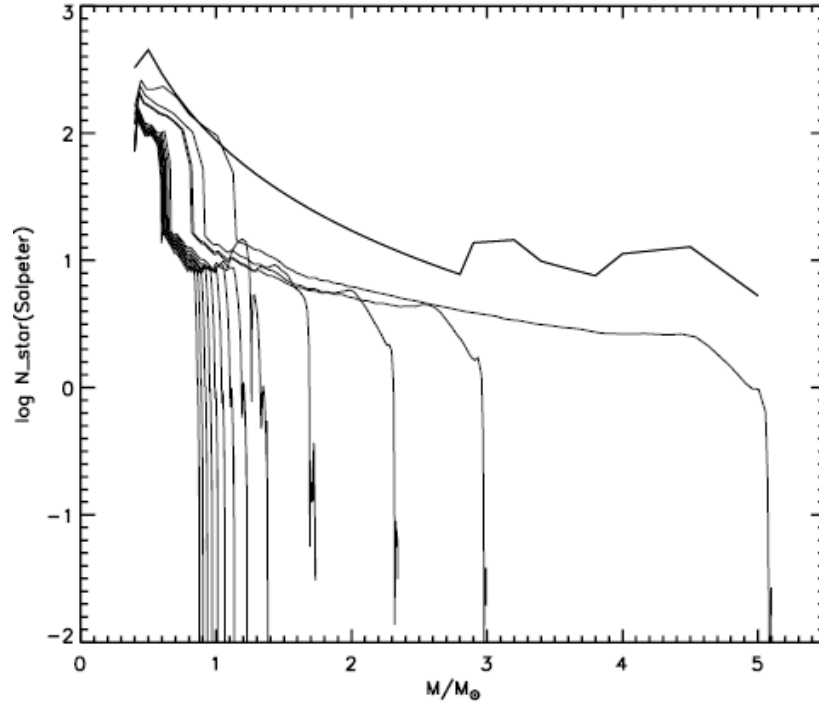
Y^2 izokronları için kimyasal bileşim ve yaş aralığı geniştir. $Z = 0,00001$ ile $0,08$ aralığında değişmektedir. Bu Z aralığı özellikle eliptik gökadalara gibi karışık populasyonların evrimsel populasyon sentez modellerinde faydalıdır.



Şekil 31. Işınım gücü-etkin sıcaklık diyagramında Y^2 izokronları. $Z = 0,02$ ve 1 My ile 20 Gy yaş aralığı aralığını kapsamaktadır.



Şekil 32. CMD'de Y^2 izokronları. $Z = 0,02$ ve yaş aralığı 1 My ile 20 Gy aralığını kapsamaktadır.



Şekil 33. Kütle - yıldız sayısı diyagramında Y^2 izokronları. $Z = 0,02$ ve yaş aralığı $1 My$ ile $20 Gy$ aralığını kapsamaktadır.

Şekil 31 ve 32’de $Z = 0,02$ için Y^2 izokronlarının teorik ve gözlemsel çalışmalar için kullanılan diyagramlar görülmektedir. Şekil 33’te Y^2 izokronların kütle - yıldız sayısı diyagramında görülmektedir. Yıldız sayısı için başlangıç kütle fonksiyonun üs değeri $\alpha = 2,35$ veya $x = 1,35$ kullanılmıştır.

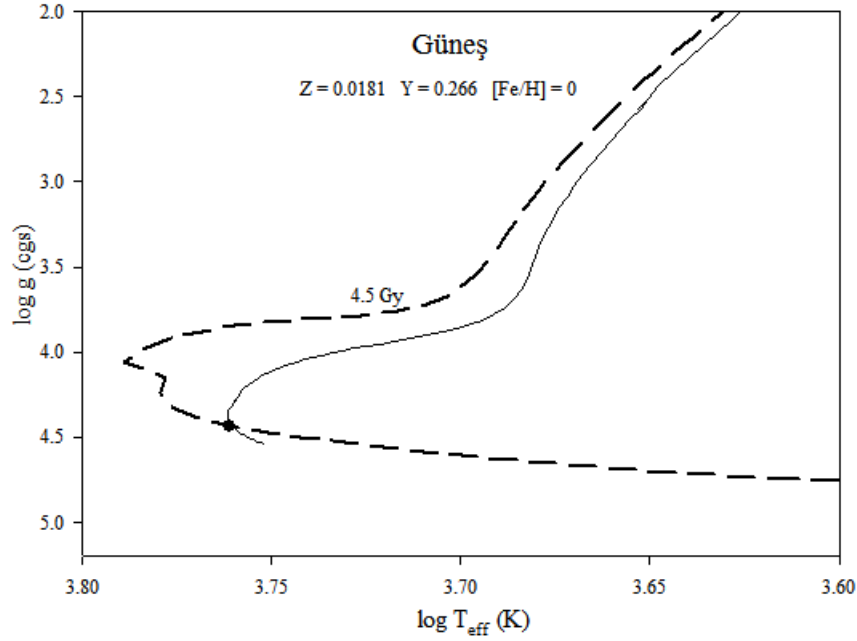
Y^2 modelinde Yale Stellar Evolution Code kullanılmıştır. İzokron eğrileri $0,1 - 20 Gy$ yaş aralığında kırmızı dev kolunun uç noktalarına kadar erişirken evrim yolları $0,4 - 5,2 M_{\odot}$ kütle aralığında anakol öncesi doğum çizgisinden helyum yanmasının başlangıcına kadar oluşturulmuştur. Y^2 izokronlarında önemli gelişmelerden biri yıldız modellerinin başlangıcının klasik ZAMS yerine anakol öncesi evrede “yıldızın doğum çizgisi” (İng. stellar birthline) olarak yıldızların görünür nesnelere olduğu noktalardan başlatılmıştır (Palla ve Stahler, 1993). Anakol öncesi yaşam süresi, yıldızın doğum çizgisinden sıfır yaş ana koluna geliş süresidir ve yıldız kütesinin güçlü fonksiyonudur, $Z \approx 0,02$ için $0,4 M_{\odot}$ kütesindeki yıldız için anakol öncesi evrim yaklaşık $200 My$ sürerken $1 M_{\odot}$ için $43 My$ ve $5,2 M_{\odot}$ için $1 My$ ’dan küçük sürer. ZAMS tanımlanan yaş aralığı $200 My$ kadar yayılım göstermektedir. HRD’de genç kümeler için ZAMS başlangıcı ile kullanılan modeller uygun değildir. Bu nedenle izokronlarda ZAMS de “sıfır yaş” olarak isimlendirilen yıldızlarını, gözlenen HRD nin küçük bir kısmında genç

kümelere anakol öncesi evresini içeren yıldızlar bu sınırlamaya uymazlar (Patten ve Pavlovsky, 1999). Bu etki yaşlı populasyonlar için (1 Gy) ihmal edilebilir, ihmal 10 Gy yaşındaki populasyonlar için yalnızca %1 lik hataya neden olur, fakat genç açık kümelerin analizinde önemlidir.

3.8 Y^2 izokronlarına katılan fiziksel modeller ve parametreler

OPAL donukluklarından en çok Roseland ortalama donuklukları kullanılmaktadır. Y^2 izokronlarında $\log T > 4,1$ için OPAL donuklukları kullanılmıştır (Rogers ve Iglesias, 1995; Iglesias ve Rogers, 1996). Düşük sıcaklıklarda donukluklar $\log T \leq 3,75$ için Alexander ve Ferguson (1994) donuklukları kullanılmıştır. $3,75 < \log T < 4,1$ sıcaklık aralığı için bu iki tablo arasında doğrusal interpolasyon yapılmıştır. Enerji iletimle taşınımında donukluk $\log T \geq 4,2$ ve $\log \rho \geq 2 * \log T - 13$ olduğu zaman ortaya çıkar, ρ yoğunluktur. $\log \rho \leq 6.0$ olduğunda Hubbard ve Lampe (1969)'ın çalışması ve $\log \rho > 6.0$ olduğunda rölativistik rejimlerde Canuto (1970)'nın çalışması benimsenmiştir. Yıldızın içlerine doğru OPAL donukluk tabloları, elektron saçılmasının baskın mekanizma olmasından dolayı başarısızlığa uğrar. Durum denklemi OPAL EOS alınmıştır (Rogers ve ark., 1996). Tabloların sınırlarının dışında Debye Hückel düzeltmeleri ile standart Yale gerçekleştirimleri kullanılmıştır. (Guenther ve ark., 1992; Chaboyer ve Kim, 1995). Helyum füzyonu içeriğinde hesaplarda Loeb'un formülüne (Bahcall ve Loeb, 1990; Thoul ve ark., 1994) başvurulmuştur. Enerji üretim yordamları için Bahcall ve Pinsonneault (1992) ve Bahcall (1989) kullanılmıştır. Ek olarak pp tepkimeleri, ^7Be -proton yakalama tepkimesi ve hep tepkimesi güncellenmiştir (Bahcall ve Pinsonneault, 1994, kişisel iletişim). Bu yordamlar iyi bir şekilde Bahcall (1994, kişisel iletişim) sağlanır Nötrino kayıpları için Itoh ve ark. (1989) çalışması kullanılmıştır.

Y^2 izokronlarının Güneş'e göre kalibre edilmesi Grevesse ve Noels (1993)'in güneş karışımına dayanmaktadır. Grevesse ve ark. (1996)'in değerlerinden faydalanarak $(Z/X)_{\odot} = 0,0244$ değeri kullanmıştır. Model Güneş'in için 4,50 Gy yaş ve başlangıç kimyasal bileşimi $(X,Z)_{\odot} = (0,7149, 0,0181)$ ve Güneş yaşı için $(X,Z)_{\odot} = (0,7463, 0,0181)$ olarak $(Z/X)_{\odot} = 0,0243$ en iyi şekilde eşleştirilmiştir. Güneş için karışım uzunluğu parametresi $l / H_p = 1,7432$ diğer modeller için de kullanılmıştır. Güneşin ışınım gücü L_{\odot} değeri için Guenther ve Demarque (1997)'in çalışmalarından yararlanılarak $L_{\odot} = 3,8515 * 10^{33} \text{ erg s}^{-1}$ değeri seçilmiştir.



Şekil 34. Güneş için Y^2 modeli ile elde edilen evrim yolu ve izokron eğrisi.

Y^2 izokronları kullanılarak Güneş için çizdirilmiş evrim yolu ve izokron eğrisi. $Z = 0,0181$ alınarak Güneş'in yaşı $4,5 \text{ Gy}$ olarak bulunmuştur. Güneş anakol ömrünün yaklaşık yarısını tamamlamıştır. Başlangıç helyum bolluğu $Y_0 = 0,23$ ve başlangıç kimyasal bileşim $(Y, Z)_0 = (0,23, 0,00)$ alınmıştır. Güneş kalibrasyonu ile güneşin başlangıç kimyasal bileşimi $(Y, Z)_\odot = (0,267025, 0,018100)$ alınmıştır. Galaktik helyum zenginleşme parametresi (güneş tipi) $\Delta Y/\Delta Z \approx 2,0$ alınarak denklem (3.16) yazılmıştır.

$$Y = 0,23 + 2Z \quad (3.16)$$

Bu eğim VandenBerg ve ark. (2000) çalışması ile aynıdır ve Girardi ve ark. (2000) önerdiği 2,25 den biraz küçüktür. Çizelge bu çalışma için kimyasal bileşimleri görüntülemektedir. Çeşitli çalışmalarda $\Delta Y/\Delta Z$ değişkenlik gösterebilir. Yıldız kümeler için tahminler 2 ve 5 arasında önerilmektedir (Pagel ve Portinari, 1998). Burada izokronlar güneş tipi karışımlar için tasarlanmıştır.

Çizelge 2. Kimyasal bileşim ve konvektif çekirdek için kritik kütle

Z	Y	$[Fe/H]$	M_{crit}^{conv}
0,00001	0,23002	-3,29	2,1
0,00010	0,23020	-2,29	1,6
0,00040	0,23080	-1,69	1,4
0,00100	0,23200	-1,29	1,3
0,00400	0,23800	-0,68	1,2
0,00700	0,24400	-0,43	1,2
0,01000	0,25000	-0,27	1,2
0,02000	0,27000	0,05	1,2
0,04000	0,31000	0,39	1,1
0,06000	0,35000	0,60	1,1
0,08000	0,39000	0,78	1,0

Çizelge 2’de Güneş karışımı için Y^2 izokronlarında Z , Y , $[Fe/H]$ ve bu değerlere bağlı olarak yıldızda konvektif çekirdeğin oluşabilmesi için gerekli kritik kütle sunulmuştur.

Konvektif çekirdek hedefaşımı ya da overshooting (OS), olayının önemini ilk defa Shaviv ve Salpeter (1973) vurgulamıştır. Eylemsizliğin neden olduğu konvektif hücrelerin delici hareketleri, konvektif çekirdeğin klasik Schwarzschild kriterinin öngördüğünden daha uzağa erişmesine sebep olmaktadır. Yıldızlar konvektif çekirdeklerini eğer kütleleri yaklaşık olarak $1 - 2 M_{\odot}$ değerinden büyükse genişletirler (Çizelge 2), $1 - 5 Gy$ yaşlı popülasyonlarda tipik anakol dönüm noktası yıldızlarında, onların kimyasal bileşimine bağlıdır. OPAL donukluklarında çeşitli çalışmalar overshooting katsayısı (OS) için küçük değerler önermiştir; $1-2 Gy$ yaş için kümelerde $OS \approx 0.2 H_p$ fakat yaşlı kümelerde ($4 - 6 Gy$) $OS \approx 0,0 - 0,1 H_p$, H_p basınç yükseklik ölçeğidir (Stothers, 1991; Demarque ve ark., 1994; Dinescu ve ark. 1995; Kozhurina-Platais ve ark., 1997). Y^2 modelinde ise genç izokronlarda ($\leq 2 Gy$) $OS = 0,2$ ve yaşlılar için ($\geq 3 Gy$) $OS = 0,0$ alınmıştır. OS yıldız evriminde birçok etkiye sahiptir (Stothers, 1991). En göze çarpanlar arasında anakol dönüm noktasının şekline etkisi gelir ayrıca dönüm noktasının yakınlarında evrim oranı, dev evresi ve anakol evresinde çekirdekte hidrojen yanma süresinin oranlarında ve kabukta kırmızı dev evresinde etkilere sahiptir.

Modelde teorik özellikler ($[Fe/H]$, L , T_{eff}) renk ve parlaklık değerlerine Lejeune, Cuisinier, ve Buser (1998, kısaca LCB) ve Green ve ark. (1987, kısaca GDK) renk dönüşüm tablolarıyla dönüştürülmüştür. Her iki tablo yarı deneyseldir. LCB tablosu Kurucz'un tayfsal kitaplığına (Kurucz, 1992) ve GDK tablosuda Kurucz'un daha eski tayfsal kitaplığına (Kurucz, 1979) dayanmaktadır. Her iki tablo güncellemeye uğramakla birlikte LCB tablosu GDK tablosundan daha günceldir. Bazı durumlarda, GDK tablosuyla birlikte olan izokronlar gözlemsel verilerde daha iyi uyumaktadır. Bununla birlikte, doğru parametreyi bilmeksizin (metallik, kızıllaşma ve uzaklık modülü), birini diğerine nazaran seçmek zor olduğu için Y^2 izokronları her iki formatta her iki tablodakilerden sağlanmıştır. Renk dönüşümlerinde filtreler GDK tablolarında $(UBV)_{Johnson}(RI)_{Cousins}$ ve LCB tablolarında $(UBV)_{Johnson}(RI)_{Cousins} (JHKLM)_{ESO}$ filtre sistemleri yer almaktadır.

Çizelge 3. Y^2 izokronlarından elde edilen veriler

Sütün	Tanım
1.....	$M_*(M_\odot)$
2.....	$\log T (K)$
3.....	$\log L/L_\odot$
4.....	$\log g (cgs)$
5.....	M_v
6.....	$U - B$
7.....	$B - V$
8.....	$V - R$
9.....	$V - I$
10.....	$V - J^a$
11.....	$V - H^a$
12.....	$V - K^a$
13.....	IMF' de $x = -1$ için yıldız sayı yoğunluğu ^b
14.....	IMF' de $x = 1,35$ için yıldız sayı yoğunluğu ^b
15.....	IMF' de $x = 3$ için yıldız sayı yoğunluğu ^b

Çizelge 3'te Y^2 izokron tablolarından elde edilen veriler özetlenmiştir. Üzerlerinde a olan 10, 11 ve 12. sütunlardaki verilerdeki renkler GDK tabanlı izokronlarda yoktur. Üzerlerinde b olan 13, 14 ve 15. sütunlarda IMF'nin logaritmik biçimindeki üs ifadesi olan

x değerleridir. $0,5 - 1 M_{\odot}$ kütleleri arasında 1000 yıldız alınarak oluşturulmuş yıldız sayı yoğunluğunu vermektedir. Salpeter (1955) indeksi $x = 1,35$ olan değerdir. Burada yıldız sayı yoğunluğu denklem (3.2) yardımıyla aşağıdaki bağıntı ile hesaplanır.

$$N = \int_{M_l}^{M_U} C M^{-(x+1)} dM \quad (3.17)$$

Çizelge 4'te Y^2 modeli yıldız evrim yolları veri tablolarından elde edilen bilgiler sunulmuştur. Sütün 4 zaman bağılı olarak çekirdeki helyum'un kütle kesrini (Y) verir. Sütün 5 ise zamana bağılı olarak çekirdeğin kütlelerinin yıldızın kütlelerine oranını verir.

Çizelge 4. Y^2 evrim yollarından elde edilen bilgiler

Sütün	Tanım
1.....	Zaman (Gy)
2.....	$\log T$ (K)
3.....	$\log L/L_{\odot}$
4.....	$Y_{\text{çek}}$
5.....	$M_{\text{çek}}/M_{\odot}$

Y^2 izokronları güneş karışımı dışında α elementlerince zenginleşmiş durumları yani demire kıyasla α yakalama reaksiyonlarıyla oluşan elementlerce (alfa elementleri olarak isimlendirilen O, Ne, Mg, Si, S, Ca ve Ti) zenginleşmiş pop. II yıldız sistemleri içerecek şekilde genişletilmiştir. Norris ve ark. (2001) yaptıkları çalışmada metalce fakir yıldızların güneş karışımı kimyasal bileşime sahip olmadıklarını söylemişlerdir. Bu durumun açıklamalarından biri proto-galakside çökme sırasında pop II yıldızları göreceli olarak daha hızlı oluşurlar ve hızlı bir şekilde kimyasal yönden zenginleşir ve alfa zenginleşmesi meydana gelen büyük kütleli yıldızlardan tarafında etkili biçimde geri beslenir. Aynı şekilde alfa element zenginleşmesi süper metal zengini (güneşten büyük) yıldız popülasyonlarında da gözlenmiştir. Dev elips gökadalarda (Peletier ve ark, 1990; Rich, 1992) galaksinin şişim (bulge) yöresindeki yıldızlarda (McWilliam ve Rich, 1999) kalın diskte (Prochaska ve ark., 2000) çeşitli derecelerde alfa element zenginleşmesi yer almasının olağan olduğunu bildirmişlerdir. Y^2 modelinde α elementlerince zenginleşmiş karışımlar için Güneş karışımındaki Fe elementine kıyasla α -elementlerinin 2 - 4 çarpanı kadar zenginleşmiş hesaplamalar yapılır.

Y^2 modelinde α – elementlerinin evrim yollarında ve izokronlarda hesaba katılmasında ağır elementlerin kütle kesri için aşağıdaki denklem kullanılmıştır.

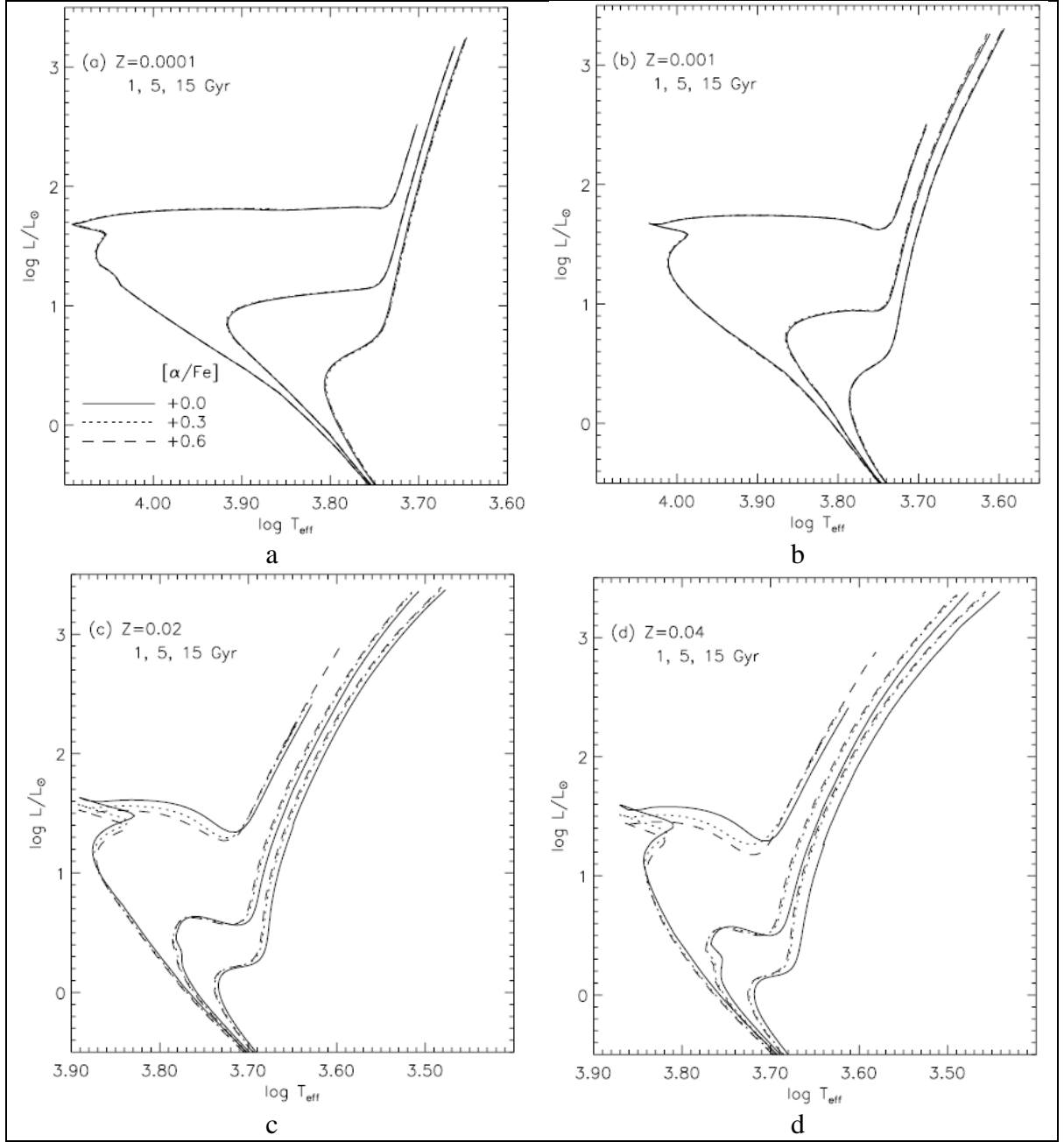
$$Z = Z_0(0,694f_\alpha + 0,306) \quad (3.18)$$

$$f_\alpha = 10^{[\alpha/Fe]} \quad (3.19)$$

Denklemlerde Z_0 Güneş karışımında belirli $[Fe/H]$ değeri için ağır elementlerin kütle kesrinin karşılığıdır. f_α alfa zenginleşme faktörüdür. Çizelge 5'te α – elementleri zenginleşmesine katılan elementlerin bollukları verilmiştir. $[\alpha/Fe] = 0,0$ değeri güneş karışımı demektir. Her 10^{12} hidrojen atomuna karşılık güneşte bulunana her bir elementin atom sayılarının logaritması sunulmuştur. Tablolarda $[\alpha/Fe] = 0,0$ demek Güneş karışımını ifade ederken, $[\alpha/Fe] = +0,3$ ifadesi 2 kat zenginleşmeyi ve $[\alpha/Fe] = +0,6$ ifadesi ise 4 kat zenginleşmeyi anlatır.

Çizelge 5. Y^2 modelinde α – elementleri zenginleşmesi için varsayılan element bollukları

<i>Element</i>	$[\alpha /Fe] = 0,0$	$[\alpha /Fe] = +0,3$	$[\alpha /Fe] = +0,6$
C.....	8,55	-	-
N.....	7,97	-	-
O.....	8,87	9,17	9,47
Ne.....	8,08	8,38	8,68
Na.....	6,33	6,63	6,93
Mg.....	7,58	7,88	8,18
Al.....	6,47	6,17	5,87
Si.....	7,55	7,85	8,15
P.....	5,45	5,75	6,05
S.....	7,21	7,51	7,81
Cl.....	5,50	5,80	6,10
Ar.....	6,52	6,82	7,12
K.....	5,12	-	-
Ca.....	6,36	6,66	6,96
Ti.....	5,02	5,32	5,62
Cr.....	5,67	-	-
Mn.....	5,39	5,24	5,09
Fe.....	7,50	-	-
Ni.....	6,25	-	-



Şekil 35. Farklı Z değerleri için izokronlarda α -elementleri karışımının etkisi. $Z = 0,0001 - 0,001 - 0,02 - 0,04$ için $[\alpha/Fe] = 0,0 - 0,3 - 0,6$ izokronları çizilmiştir. $[\alpha/Fe] = 0,0$ Güneş karışımını anlatırken, $[\alpha/Fe] = +0,3$ ifadesi 2 kat zenginleşmeyi ve $[\alpha/Fe] = +0,6$ ifadesi ise 4 kat zenginleşmeyi anlatır.

Şekil 35'de Y^2 modeline göre çeşitli derecelerde α -elementleri karışımının etkisi görülmektedir. Şekilde görüleceği üzere Z arttıkça α -elementleri karışımının etkisi izokronların biçimini önemli biçimde etkilemektedir.

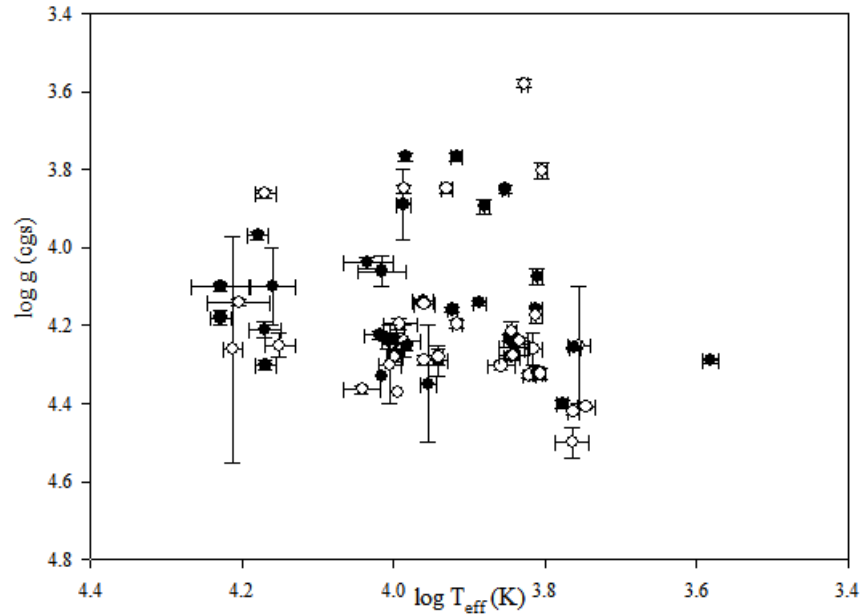
Çizelge 6. Y^2 modelinde $[Fe/H]$, Z ve $[\alpha/Fe]$ arasındaki dönüşümler

$[Fe/H]$	Z		
	$[\alpha/Fe] = 0,0$	$[\alpha/Fe] = +0,3$	$[\alpha/Fe] = +0,6$
-3,0.....	0,000019	0,000032	0,000058
-2,5.....	0,000062	0,000102	0,000182
-2,0.....	0,000195	0,000321	0,000574
-1,5.....	0,000615	0,001012	0,001807
-1,0.....	0,001935	0,003174	0,005627
-0,5.....	0,006021	0,009774	0,016990
0,0.....	0,018120	0,028557	0,047000
0,5.....	0,049711	0,072793	0,106471
1,0.....	0,110798	0,142689	0,177489

Çizelge 6 yardımıyla Y^2 modelinde belirli $[Fe/H]$ değeri ile 0 – 2 - 4 kat alfa elementleri ile zenginleşmesi durumunda Z 'nin bulunabilmesini sağlar.

BÖLÜM 4 ARAŞTIRMA BULGULARI VE TARTIŞMA

Bulut ve Demircan (2007) tarafından hazırlanan eksantrik yörüngeli oldukları bilinen 124 yıldızdan mutlak parametreleri hatalarıyla birlikte var olan 43 sistem bulunmaktadır. Bu 43 sistemden kütleleri $0,4 M_{\odot}$ ile $5,2 M_{\odot}$ arasında olan 31 sistem vardır. Bu sistemlerin eksen dönmesi parametreleriyle beraber temel bazı özellikleri Çizelge 7’de, mutlak parametreleri Çizelge 8’de verilmiştir. V1147 Cyg sisteminin katalogda mutlak parametrelerinin hataları olmamasına rağmen yaşı hesaplanmıştır. Katalogta SS Lac sistemi için verilen mutlak parametrelerin modelle uyumsuz olduğu için SS Lac sisteminin mutlak parametreleri Khaliullin ve Khaliullina (2010)’nın çalışmasından alınmıştır. Bu sistemin de mutlak parametrelerinin hataları yoktur. Böylece toplamada 32 sistemin yaşı Y^2 izokronları ile hesaplanmıştır.



Şekil 36. Yaşlarını hesapladığımız yıldızların toplu halde çekim ivmesi ve etkin sıcaklık grafiği.

Yıldızların yapılarını belirleyen en temel nicelik yıldızın başlangıç kütesidir. Kütle yıldızının zaman içinde nasıl bir değişim geçireceğini büyük ölçüde belirler. Kimyasal bileşimin etkisi kütleye nazaran küçük olmasına karşın önemlidir. Bu iki temel niceliğin yıldızın oluşumu sırasında belirlendiği varsayılır. Yıldızın yapısındaki kimyasal elementlerin ve bu elementlerin birbirlerine göre oranlarının yıldızın olduğu gaz bulutuyla aynı olduğu varsayılır. Yıldız kümelerindeki varsayımlara benzer olarak çift

yıldız sistemlerinin de aynı gaz bulutundan oluştuğunu böylelikle aynı yaşta ve aynı kimyasal bileşimde olduğu varsayarak eksantrik yörüngeli örten çift yıldız bulunmaya çalışılmıştır.

İlk adımda iki yıldız için ortak bir kimyasal bileşim aranmıştır. Her iki yıldız için yatay ekseninde etkin sıcaklığın logaritması dikey ekseninde çekim ivmesinin logaritması alınarak çizdirilen grafikte Y^2 evrim yollarında en uygun ortak Z değerini araştırıldı. Bulduğumuz en uygun Z değeri ile Y^2 izokronları kullanılarak çeşitli izokron eğrileri çizdirildi. Her iki yıldız da kesen ya da yakınlarından geçen izokron eğrisinin belirttiği yaş sistemin yaşı olarak değerlendirildi. Yıldızlar için çekim ivmesinin logaritması ve kütle, yarıçap ve kütle, logaritma yaş ve logaritma yarıçap grafikleri çizdirildi. Yıldız verilerinin grafiklerle uyumuna bakılıp yaş değerleri tekrar gözden geçirildi. Böylece eksantrik yörüngeli örten çift yıldız sistemi için bir yaş değeri belirlenmiş oldu. Belirlene yaş değerleri ile yıldızların evrim durumları belirlenmeye çalışıldı.

Bu çalışmada Bulut ve Demircan (2007) izokronlar ile yaş belirleme tekniği tarafından hazırlanan eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlar katalogundaki 32 yıldız uygulanmıştır. Kullanılan Y^2 modeli 0,4 ile 5,2 M_{\odot} arasında olan yıldızları kapsadığından katalogdaki 124 yıldızdan kütleleri bu aralıkta olanlar seçilmiştir. Seçilen bu yıldızlardan kütle, yarıçap gibi mutlak parametreleri hatalarıyla var olan yıldızlardan 32 tanesinin yaşı hesaplanmıştır. Yaşları hesaplanan bu yıldızların evrim durumları incelenmiştir.

Çizelge 7. Seçilen yıldızların temel ve eksen dönmesi parametreleri

No	Yıldız İsmi	Tayf Türü	m_{max}	P_s (gün)	e	U (yıl)	$\log \bar{k}_2$
1	BW Aqr	F8IV+F7IV	10,86	6,719695	0,17	7400(900)	-2,2(1)
2	WW Cam	A5	10,60	2,27436322(16)	0,0098	$\Phi_{II}=0,495$	-
3	IT Cas	F6	11,1	3,896649	0,0797(16)	1577(1531)	-
4	MU Cas	B5V+B5V	10,83	9,652929(14)	0,193	$\Phi_{II}=0,619$	-
5	V459 Cas	A1V+A1V	10,9	8,458255(27)	0,0244(4)	6100(4900)	-
6	EK Cep	A0V	7,88	4,4277960(3)	0,109(3)	4320(642)	-2,09
7	EY Cep	F0+F0V	9,8	7,97143839(44)	0,4415(12)	$\Phi_{II}=0,396$	-
8	TV Cet	F2	8,67	9,10328692(8)	0,0545(4)	30000(8000)	-2,03(15)
9	α CrB	A0V+G5V	2,213	17,35990016(13)	0,37	46000(8000)	-2,00
10	V477 Cyg	A3V+F5V	8,54	2,346978(1)	0,328(2)	434(14)	-2,492
11	V541 Cyg	A0	10,2	15,337873	0,479(3)	60000	-
12	V1143 Cyg	F5V+F5V	5,98	7,6407419	0,54	10300(1060)	-2,45
13	V1147 Cyg	Bea	12	15,2513228(7)	0,275(12)	45000	-
14	RX Her	B9V+A0V	7,27	1,778571961	0,022(8)	>448	-
15	AI Hya	F0+F5	9,35	8,289666(8)	0,230(2)	12400(21000)	-3,222
16	RW Lac	G5+G7V	10,63	10,3692046(17)	0,0098(10)	50000	-
17	SS Lac	B7	10,1	14,4161471(89)	0,136	1040(130)	-
18	V364 Lac	A3	8,38	7,3515458(43)	0,2873(14)	2810(360)	-2,42(7)
19	GG Lup	B9V	5,55	1,8495996(15)	0,1546(10)	101,6(1,0)	-2,357
20	RR Lyn	A6IV+F0V	5,59	9,94507297(28)	0,0782(9)	2000	-
21	TZ Men	A1III+B9V	6,18	8,56900(1)	0,035(7)	$\Phi_{II}=0,5097$	-
22	U Oph	B5V+B5V	5,89	1,67734578(4)	0,0030(2)	20,1(2)	-2,183
23	V451 Oph	B9V+A2	7,88	2,19659703(12)	0,0120(5)	170(5)	-2,47(5)
24	EW Ori	G0	9,9	6,9368422(12)	0,079	160000(40000)	-
25	GG Ori	A2	10,7	6,6314936(14)	0,2218(39)	10700(4500)	-2,43
26	ζ Phe	B6V+B0V	3,91	1,66977	0,0113	44,2(6,5)	-2,21
27	PV Pup	A8V+A8V	6,88	1,660728(3)	0,0503(11)	$\Phi_{II}=0,4722$	-
28	YY Sgr	B5+B6	10,02	2,6284738(6)	0,1587(5)	290,4(1,5)	-2,280
29	V526 Sgr	B9.5+A2	9,78	1,91941177(8)	0,2204(4)	155,2(2)	-2,326
30	V1647 Sqr	A1V+A2V	6,95	3,2827950(2)	0,4142(11)	531(5)	-2,316
31	V760 Sco	B4V	7,03	1,7309338(12)	0,0270(5)	38,5(3)	-2,183
32	BP Vul	A7mV+F2mV	9,84	1,9403494(10)	0,0355(27)	$\Phi_{II}=0,480$	-

Seçilen sistemlerin sırasıyla tayf türleri, maksimum parlaklıkları (m_{max}), gün cinsinden dönemleri (P_s), dış merkezlikleri (e), yıl cinsinden eksen dönme dönemleri (U) ve içyapı sabitleri $\log \bar{k}_2$ verilmiştir.

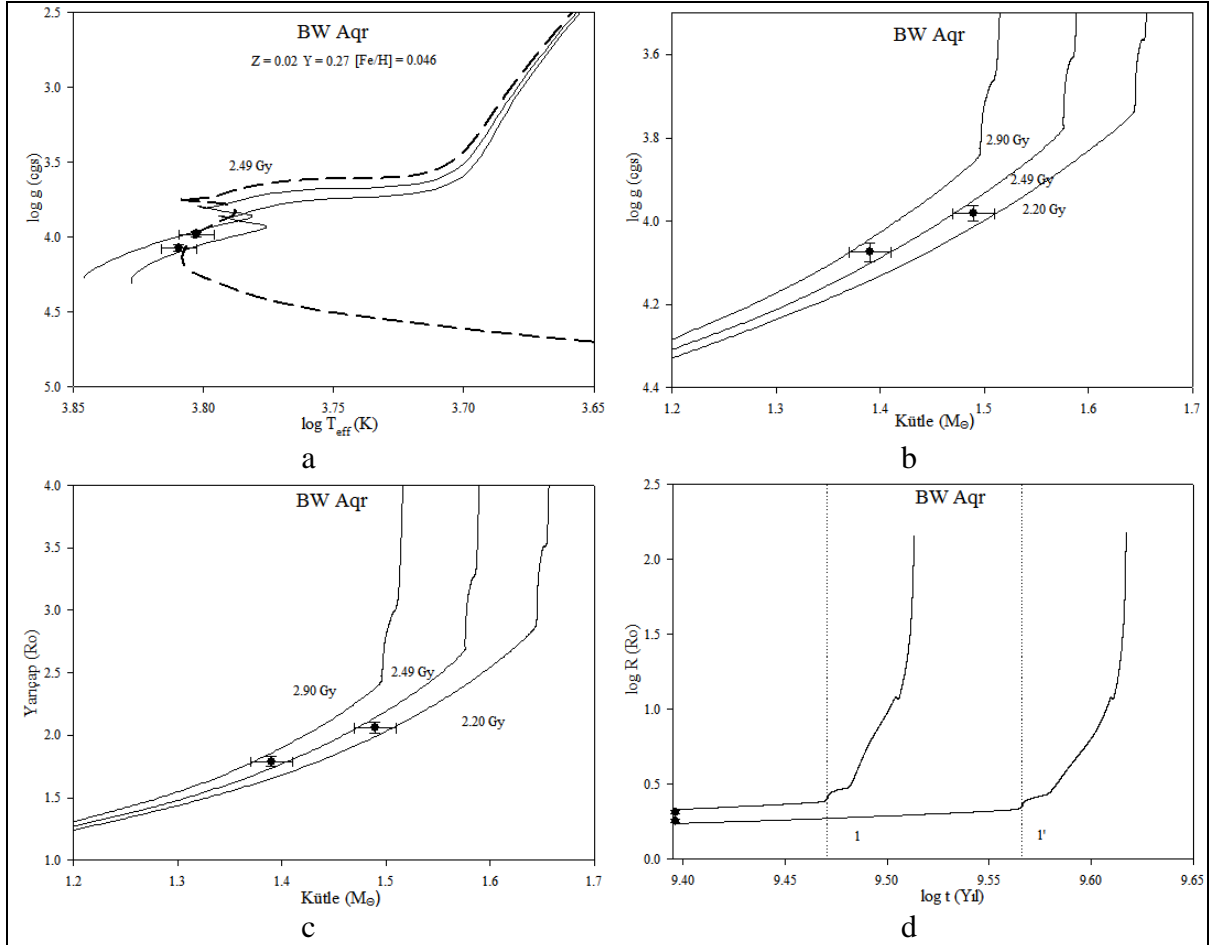
Çizelge 8. Seçilen yıldızların mutlak parametreleri

No	Yıldız İsmi	$M_1(M_\odot)$	$M_2(M_\odot)$	$R_1(R_\odot)$	$R_2(R_\odot)$	$T_1(K)$	$T_2(K)$	$\log g_1$	$\log g_2$
1	BW Aqr	1,39(2)	1,49(2)	1,79(4)	2,06(4)	6450(100)	6350(100)	4,075(22)	3,981(19)
2	WW Cam	1,920(13)	1,873(18)	1,911(16)	1,808(14)	8355(135)	8240(135)	4,1586(77)	4,1960(86)
3	IT Cas	1,330(9)	1,328(8)	1,593(15)	1,56(4)	6470(105)	6470(105)	4,158(9)	4,175(20)
4	MU Cas	4,57(9)	4,66(10)	3,67(4)	4,19(5)	15100(500)	14750(500)	3,969(10)	3,861(10)
5	V459 Cas	2,02(3)	1,96(3)	2,009(13)	1,965(13)	9140(300)	9100(300)	4,136(6)	4,144(6)
6	EK Cep	2,02(1)	1,12(1)	1,58(15)	1,32(15)	8995(210)	5690(200)	4,35(15)	4,25(15)
7	EY Cep	1,523(8)	1,498(14)	24,29(6)	24,29(6)	7000(100)	7000(100)	4,290(6)	4,280(6)
8	TV Cet	1,39(5)	1,27(4)	1,49(1)	1,28(1)	7000(150)	6610(140)	4,233(8)	4,328(8)
9	α CrB	2,58(45)	0,92(25)	3,04(30)	0,90(4)	9700(200)	5800(300)	3,89(9)	4,50(4)
10	V477 Cyg	1,80(10)	1,35(8)	1,60(3)	1,42(3)	8730(245)	6530(185)	4,29(4)	4,26(4)
11	V541 Cyg	2,24(9)	2,24(8)	1,88(3)	1,79(4)	9890(230)	9950(230)	4,24(2)	4,28(2)
12	V1143 Cyg	1,391(16)	1,347(13)	1,346(23)	1,323(23)	6460(100)	6400(100)	4,323(16)	4,324(16)
13	V1147 Cyg	2,15	2,01	1,66	1,54	8500	8200	4,33	4,37
14	RX Her	2,75(6)	2,33(5)	2,44(10)	1,96(10)	10350(740)	9660(450)	4,06(4)	4,24(4)
15	AI Hya	1,98(4)	2,15(4)	2,77(2)	3,92(3)	7100(70)	6700(60)	3,85(1)	3,58(1)
16	RW Lac	0,928(6)	0,870(4)	1,186(4)	0,964(4)	5760(100)	5560(150)	4,257(3)	4,409(4)
17	SS Lac	2,754	2,679	3,220	2,976	9638	9682	3,862	3,919
18	V364 Lac	2,333(15)	2,296(25)	3,307(38)	2,985(35)	8250(150)	8500(150)	3,767(10)	3,849(11)
19	GG Lup	4,116(40)	2,509(24)	2,379(25)	1,725(19)	14750(450)	11000(600)	4,301(11)	4,364(10)
20	RR Lyn	1,89(7)	1,49(5)	2,57(4)	1,58(4)	7570(120)	6980(100)	3,894(19)	4,214(25)
21	TZ Men	2,487(25)	1,504(10)	2,016(20)	1,432(15)	10400(500)	7200(300)	4,225(10)	4,303(9)
22	U Oph	4,93(5)	4,56(4)	3,29(6)	3,01(5)	16900(1500)	16000(1500)	4,10(1)	4,14(2)
23	V451 Oph	2,78(6)	2,36(5)	2,64(3)	2,03(3)	10800(800)	9800(500)	4,038(14)	4,196(15)
24	EW Ori	1,190(14)	1,154(14)	1,142(10)	1,091(10)	5970 (100)	5781(95)	4,40(1)	4,42(1)
25	GG Ori	2,342(16)	2,338(17)	1,852(25)	1,830(25)	9950(200)	9950(200)	4,272(12)	4,282(12)
26	ÇPhe	3,9(2)	2,5(1)	2,9(2)	1,8(1)	14454(1030)	10116(350)	4,1(1)	4,3(1)
27	PV Pup	1,565(12)	1,554(14)	1,542(16)	1,499(16)	6920(310)	6935(310)	4,256(10)	4,278(10)
28	YY Sgr	3,90(13)	3,48(9)	2,56(3)	2,33(5)	14790(700)	14125(665)	4,21(2)	4,25(3)
29	V526 Sgr	2,27(7)	1,68(6)	1,89(2)	1,56(2)	10140(190)	8710(100)	4,24(2)	4,28(2)
30	V1647 Sqr	2,19(4)	1,97(3)	1,83(2)	1,67(2)	9595(315)	9100(300)	4,253(11)	4,289(11)
31	V760 Sco	4,98(9)	4,62(7)	3,01(6)	2,64(5)	16900(500)	16300(500)	4,18(2)	4,26(29)
32	BP Vul	1,737(15)	1,408(9)	1,852(14)	1,489(14)	7700(150)	6800(150)	4,142(7)	4,240(8)

Çizelgede sırasıyla birinci ve ikinci yıldızın M_\odot cinsinden kütleleri, R_\odot cinsinden yarıçapları, T_\odot cinsinden sıcaklıkları, cgs birim sisteminde logaritmik çekim ivmeleri verilmiştir.

4.1 BW Aqr

F8IV+F7IV tayf türü, eksantrik yörüngeye sahip ($e = 0,17$) sistemdir. Clausen (1990) yaptığı çalışmada Claret ve Giménez (1990b) modelinden faydalanarak sistemin yaşını 2,5 Gy hesaplamıştır. Tez kapsamında Y^2 modeli kullanılarak BW Aqr sisteminin yaşı $Z = 0,02$ alınarak 2,49 Gy bulunmuştur. Birinci bileşen anakol ömrünün % 67'sini ikinci bileşen % 84'ünü tamamlamıştır.



Şekil 37. BW Aqr için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 37'de yıldızların farklı düzlemlerdeki durumları şekillerde görülmektedir. Panel (a)'da yatay ekseninde $\log T_{eff}$ dikey ekseninde ise $\log g$ yer almaktadır. Sıcaklık Kelvin biriminde ve çekim ivmesi ise cgs birimindedir. Bu panelde iki yıldız hatalarıyla birlikte noktalanmıştır. Yıldızların evrim yolları sürekli çizgiyle, izokron eğrisi ise kalın kesikli çizgiyle gösterilmiştir. Bu grafiğin üzerinde her iki yıldız için ortak Z , Y , $[Fe/H]$ değerleri gösterilmektedir. Bu çalışmada BW Aqr sistemi için $Z = 0,02$, $Y = 0,27$, $[Fe/H] = 0,046$ alınarak her iki yıldız evrim yolları bu evrim yollarında yıldızların konumları ve 2,49 Gy izokron eğrisi çizdirilmiştir.

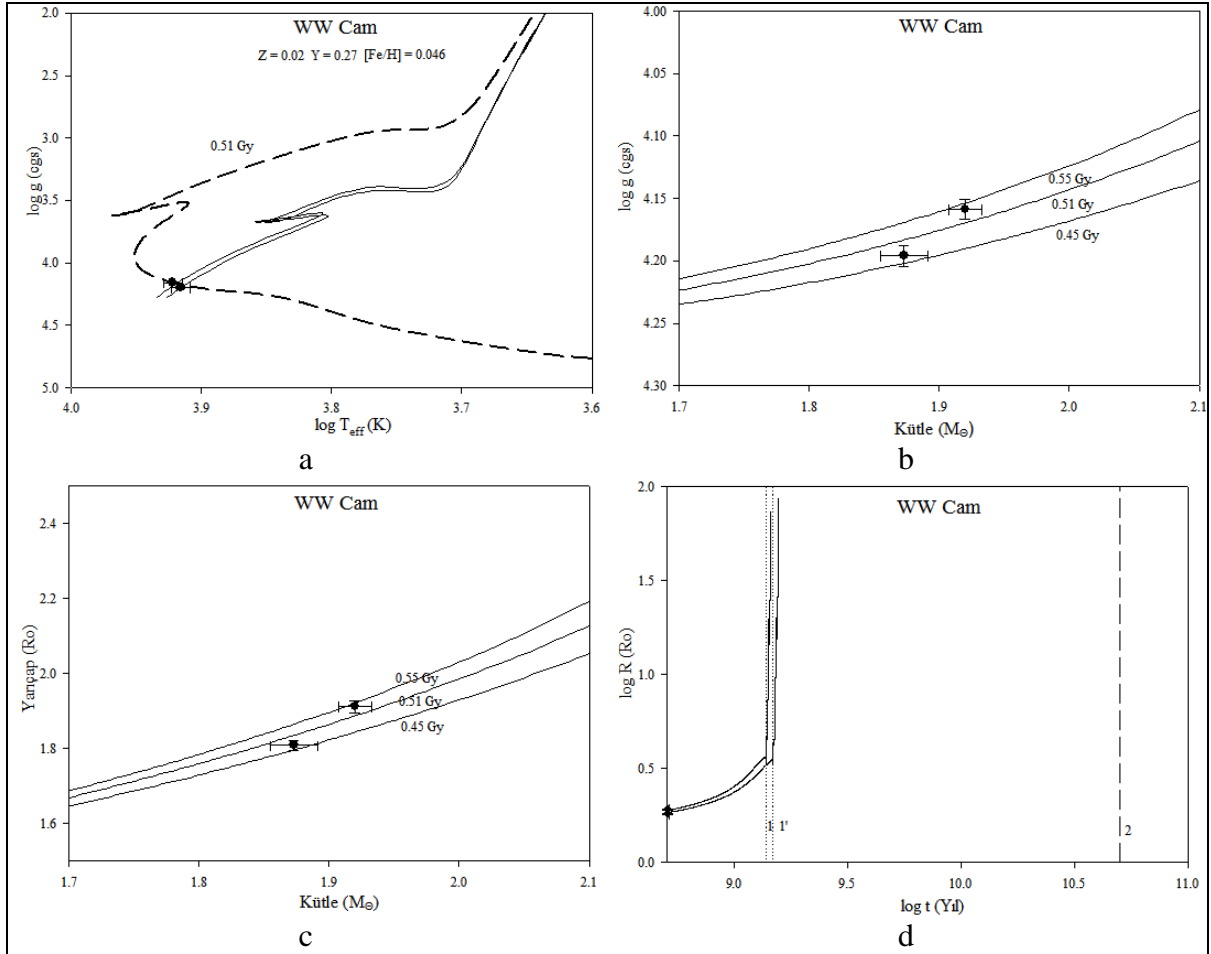
Panel (b)'de yatay ekseninde kütle dikey ekseninde ise $\log g$ yer almaktadır. Kütle güneş birimi cinsinden, çekim ivmesi cgs birimindedir. Bu düzlemde iki yıldız ve üç izokron eğrisi yer almaktadır. BW Aqr sistemi için 2,20 – 2,49 – 2,90 Gy izokron eğrileri görülmektedir. Her iki yıldız da kesen ya da en yakın uygun izokron eğrisi belirlenmeye çalışılmıştır. Bunun için 2,49 Gy eğrisi seçilmiştir.

Panel (c)'de yatay ekseninde kütle dikey ekseninde ise yarıçap yer almaktadır. Kütle ve yarıçap güneş birimi cinsindedir. Bu düzlemde iki yıldız ve üç izokron eğrisi yer almaktadır. BW Aqr sistemi için bu düzlemde 2,20 – 2,49 – 2,90 Gy izokron eğrileri görülmektedir.

Panel (d)'de yatay ekseninde $\log t$ dikey ekseninde ise $\log R$ yer almaktadır. Zaman (t) yıl birimi cinsinden, yarıçap güneş birimi cinsindedir. Yıldızlar bu düzlemde izokronlar yardımıyla hesaplanan 2,49 Gy yaş değerlerine göre işaretlenmişler ve yıldızlar için evrim yolları çizdirilmiştir. Bu panelde yer alan 1 ve 1' ile gösterilen noktalı dikey çizgiler yıldızların anakoldan ayrıldıkları zamandan dikey çıkılarak çizdirilmiştir. Yıldızlar zaman içerisinde dikey çizgilerin evrim yollarını kestiği noktalara vardıklarında anakoldan ayrılmış olurlar.

4.2 WW Cam

A5 tayf tipi, ayırık, kısa dönemli ($P = 2,3$ gün), oldukça hafif derecede eksantrik yörüngeye sahip ($e = 0,0098$) sistemdir. Lacy ve ark. (2002), Claret (1995) modelini esas alarak sistemin yaşını 0.49 Gy hesaplamışlardır. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşını $0,457$ Gy hesaplanmıştır. Bu çalışmada $Z = 0,02$ alınarak 0.51 Gy bulunmuştur. Birinci bileşen anakol ömrünün %37'sini ikinci bileşen %34'ünü tamamlamıştır.

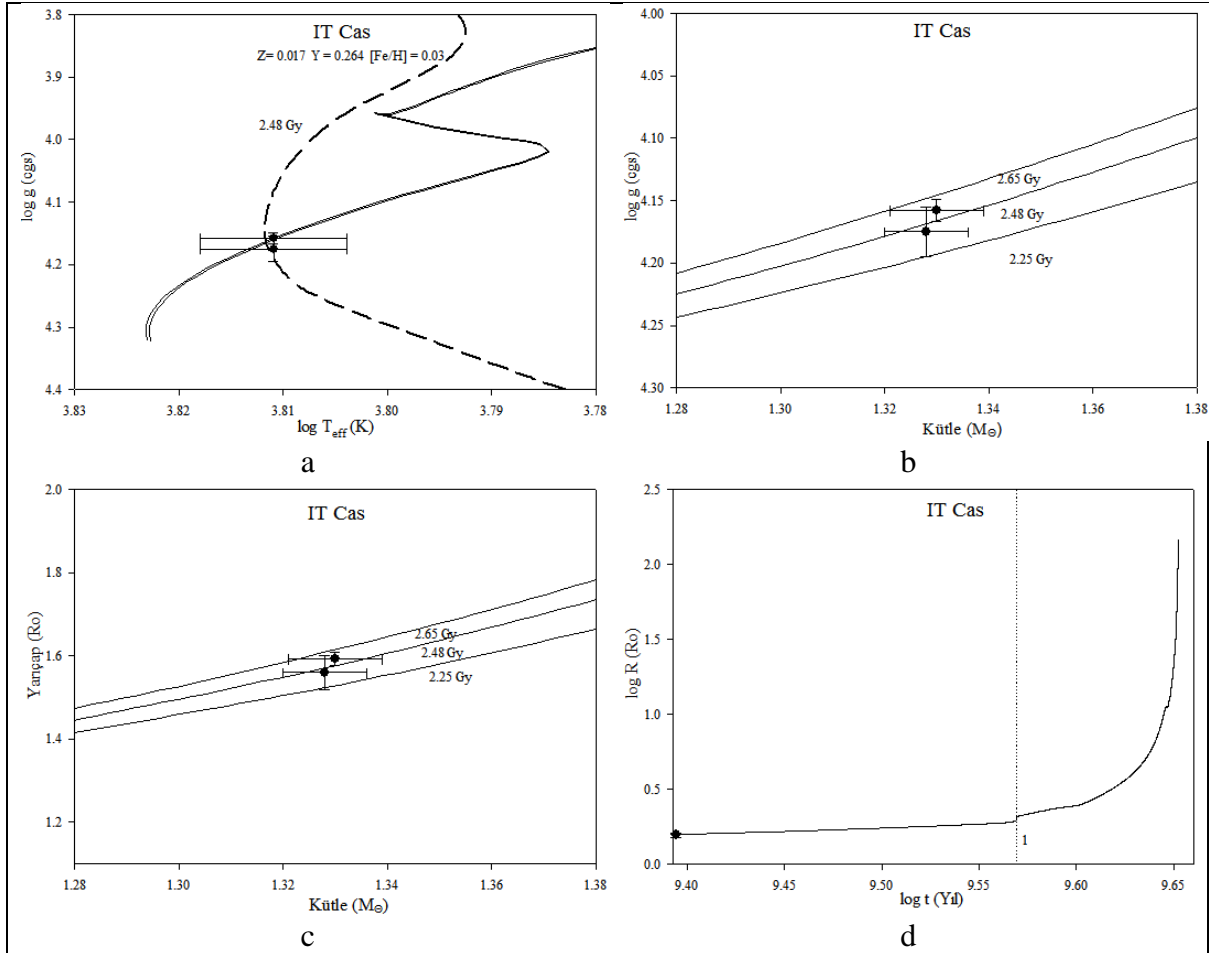


Şekil 38. WW Cam için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Üst şekilde (d) panelinde 1 ve 1' dikey çizgileri sistemin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre $50,1$ Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir. Daireselleşme yaşı sistemin dış merkezliğinin ne zaman sıfır olacağını gösterir. Kullanılan teoriye göre yıldızlar bu noktaya geldiklerinde ($t_* = t_{\text{cir}}$) dışmerkezlik sıfıra gider ($e \rightarrow 0$).

4.3 IT Cas

Her iki bileşen F5 V tayf türünde, küçük derecede eksantrik ($e = 0,0797$) yörüngeye sahip sistemdir. Lacy ve ark (1997) bu sistemin yaşını Schaller ve ark (1992) modelini kullanarak 2,1 ile 2,8 Gy arasında olduğunu önermişlerdir. Bu çalışmada Y^2 modelinde IT Cas sisteminin yaşı $Z = 0,017$ alınarak 2,48 Gy bulunmuştur. Bu yaşa göre her iki bileşen de anakol ömrünün % 67'sini bitirmişlerdir. Sistemin bileşen yıldızlarının kütleleri birbirine çok yakındır. Bu yüzden yaş hesaplamak zorlaşmaktadır.

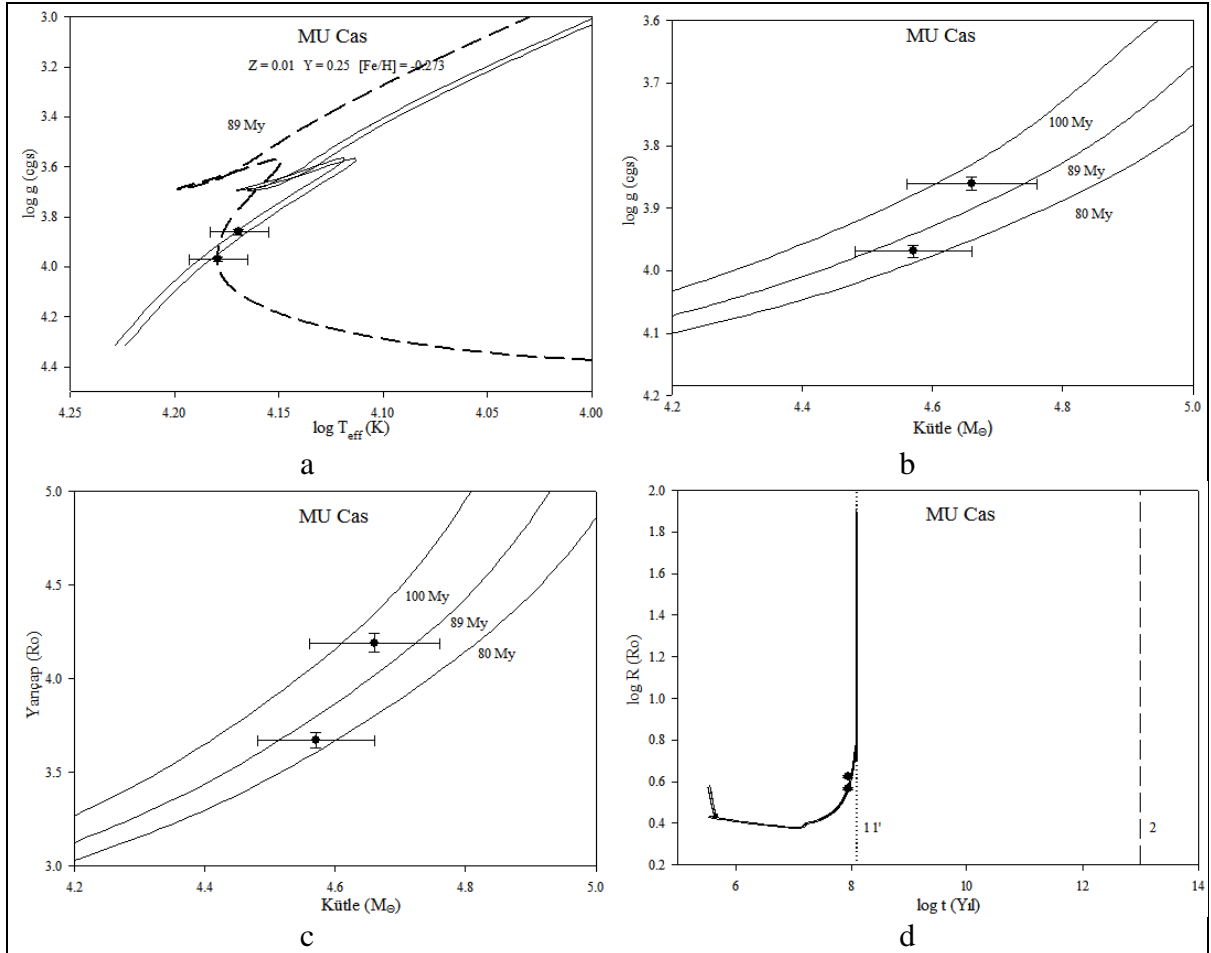


Şekil 39. IT Cas için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 39 (d) panelinde 1 dikey çizgisi sistemin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir. Bileşenlerin kütleleri yakın olduğu için panelde sistem tek bir evrim yolu ile gösterilmiştir.

4.4 MU Cas

MU Cas sistemi anakolun üstünde yer alan ayırık EA türü, eksantrik ($e = 0,193$) sistemdir. Lacy ve ark. (2004) yaptıkları çalışmada Claret (1995) modelini esas alarak sistemin yaşını $65 My$ hesaplamışlardır. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşı $95,5 My$ önermişlerdir. Y^2 modelinde $Z = 0,01$ alınarak $89 My$ bulunmuştur. Birinci bileşen % 71, ikinci bileşen ise % 75 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

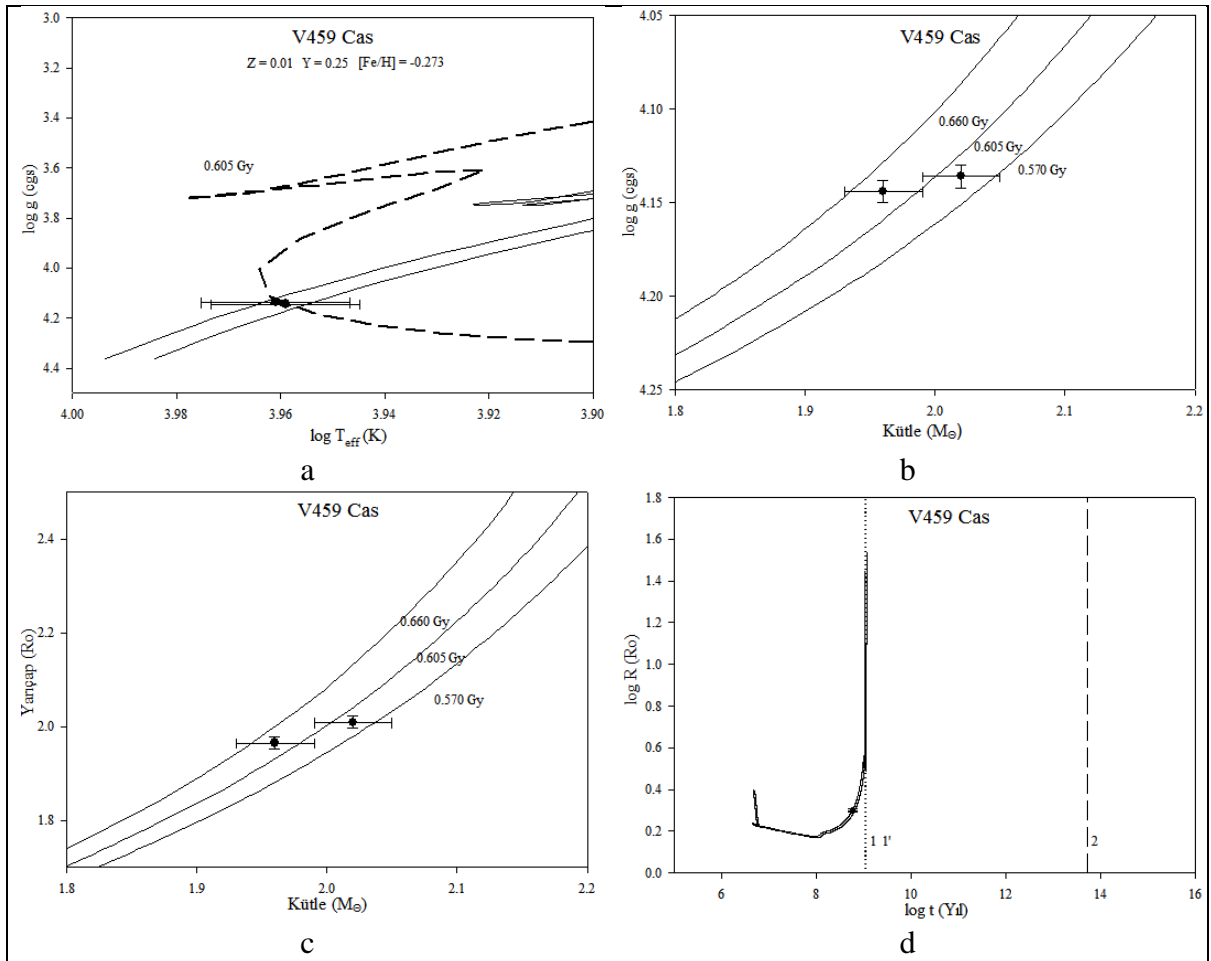


Şekil 40. MU Cas için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 40 (d) panelinde 1 ve 1' dikey çizgileri sistemin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre $10232,9 Gy$ hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.5 V459 Cas

A1V tayf türü, küçük derecede eksantrik ($e = 0,0244$) yörüngeye sahip, eksen dönem dönemi uzun olan ($U = 6100$ yıl) sistemdir. Lacy ve ark. (2004), Claret (1995) modelini esas alarak sistemin yaşını $0,525$ Gy hesaplamışlardır. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşını $0,617$ Gy önermişlerdir. Bu çalışmada Y^2 modelinde V459 Cas sisteminin yaşı $Z = 0,01$ alınarak $0,605$ Gy bulunmuştur. Birinci bileşen % 59, ikinci bileşen ise % 54 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

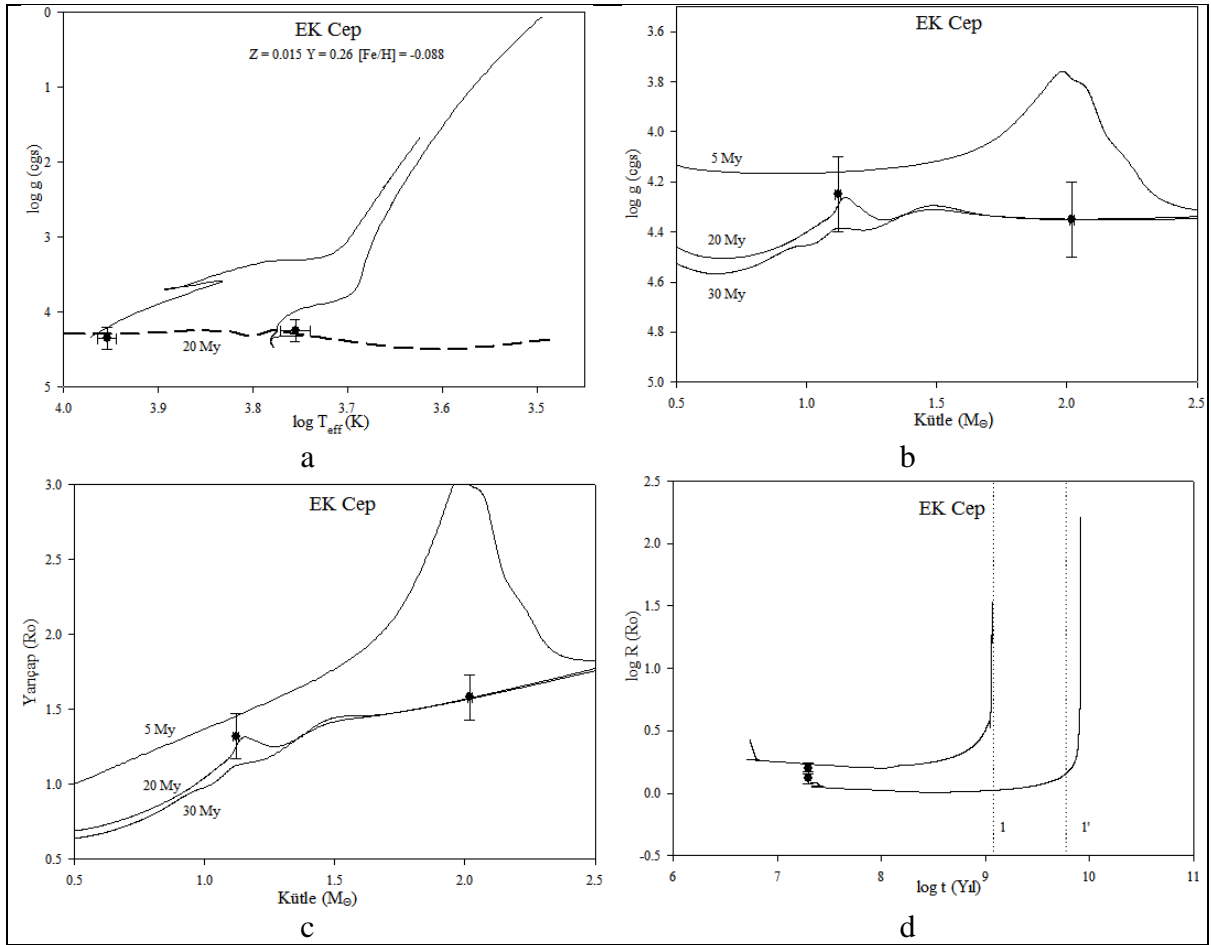


Şekil 41. V459 Cas için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 41 (d) panelinde 1 ve 1' dikey çizgileri sistemin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre $53703,18$ Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.6 EK Cep

Birinci bileşen erken A türü evrimleşmemiş bir yıldızdır. Küçük kütleli ikinci bileşen ise anakol öncesi evrededir. Sistem eksantrik ($e = 0,109$) yörüngeye sahiptir ve sistemin eksen dönem dönemi uzundur ($U = 4320$ yıl). Poper (1987), Iben(1965) ve VandenBerg (1986) in çalışmasına dayanarak sistemin yaşını $20 My$ önermiştir. EK Cep sisteminin yaşı $Z = 0,02$ alınarak $20 My$ bulunmuştur. Birinci bileşen %1, oranında anakol evrimini tamamlamıştır ikinci bileşen ise %75 oranında anakol öncesi evreyi tamamlamıştır. Yıldız daha yeni anakol evresine gelmektedir.

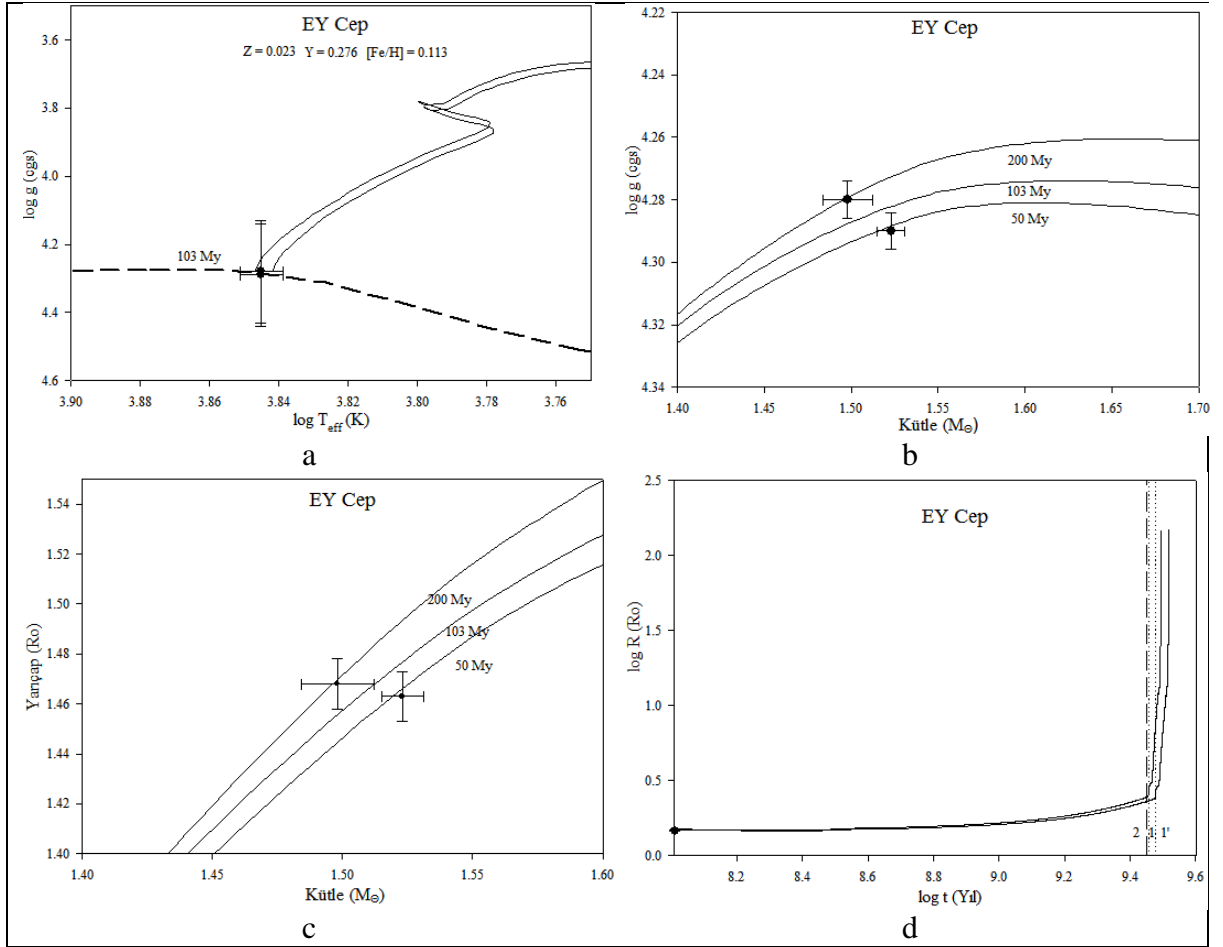


Şekil 42. EK Cep için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 42 (d) panelinde 1 ve 1' dikey çizgileri sistemin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir. Bileşenlerden biri daha yeni anakola gelmişken diğer bileşen daha anakola gelmemiştir.

4.7 EY Cep

Sistem yüksek derecede eksantrik yörüngeye sahiptir ($e = 0,4429$) ve anakol yıldızlarından oluşmaktadır. Lacy ve ark. (2006) yaptıkları çalışmada Claret (2004) modelinden sistemin yaşının 12,6 ile 126 *My* arasında olduğunu hesaplamışlardır. EY Cep sisteminin yaşı $Z = 0,023$ alınarak 103 *My* bulunmuştur. Birinci ve ikinci bileşen yaklaşık %3 oranında anakol evrimini tamamlamıştır. Bileşenlerin kütleleri birbirlerine çok yakındır.

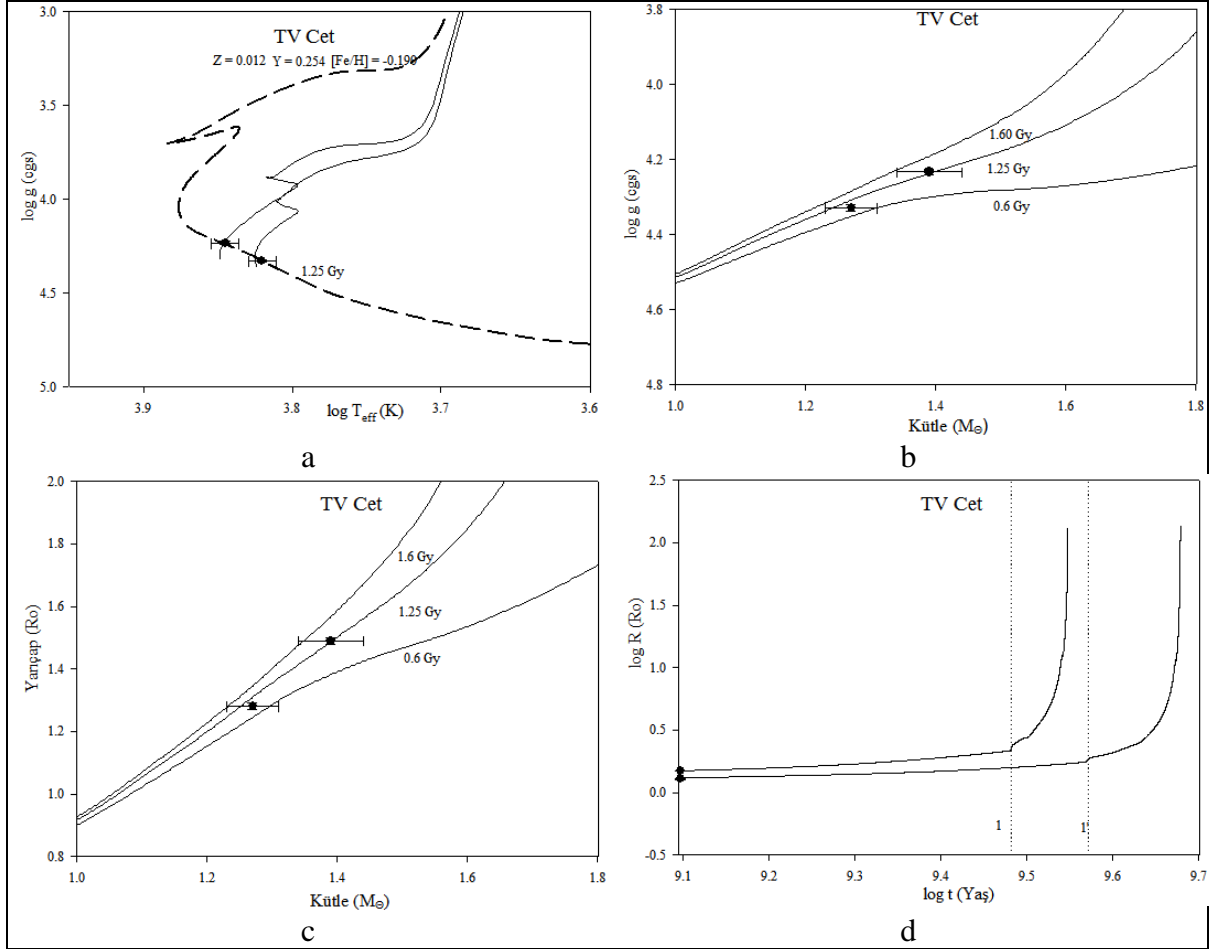


Şekil 43. EY Cep için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 43 (d) panelinde 1 ve 1' dikey çizgileri sistemin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Lacy ve ark. (2006) tarafından Zahn (1992) modeline göre 2,83 *Gy* hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir. Bu yaş değerine göre bileşenler anakol evrimini tamamlamadan yörüngeleri daireselleşmelidir.

4.8 TV Cet

Her iki bileşeni de F2 tayf türü, hafif derecede eksantrik yörüngeye sahip ($e = 0,0545$) sistemdir. Sistemin eksen dönme dönemi çok uzundur ($U = 30000$ yıl). Jorgensen (1979) çalışmasında sistemin yaşı için $1,7$ Gy hesaplamıştır. TV Cet çift yıldız sisteminin yaşı $Z = 0,012$ alınarak $1,25$ Gy bulunmuştur. Birinci bileşen % 41, ikinci bileşen ise % 33 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

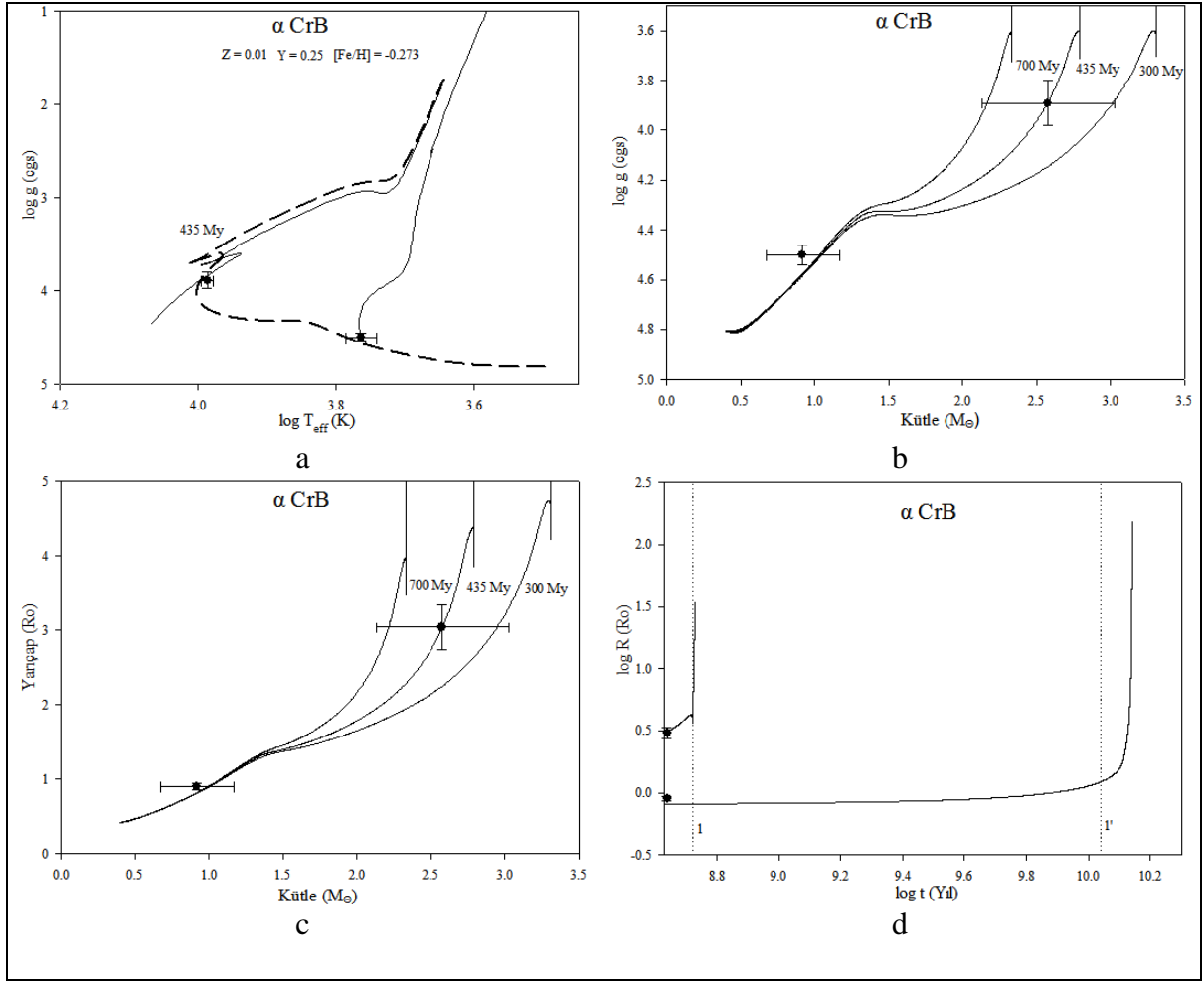


Şekil 44. TV Cet için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 44 – (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir.

4.9 α CrB

Bileşenleri A ve G tayf tipinde oldukça eksantrik ($e = 0,37$) yörüngeye sahip sistemdir. Tomkin ve Popper (1986) yaptıkları çalışmada Hejlesen(1975) ve VandenBerg(1985a,b) modellerine dayanarak sistemin yaşını 0,2 - 0,4 Gy arasında önermişlerdir. α CrB çift yıldız sisteminin yaşı $Z = 0,01$ alınarak 435 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 83, ikinci bileşen ise % 4 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

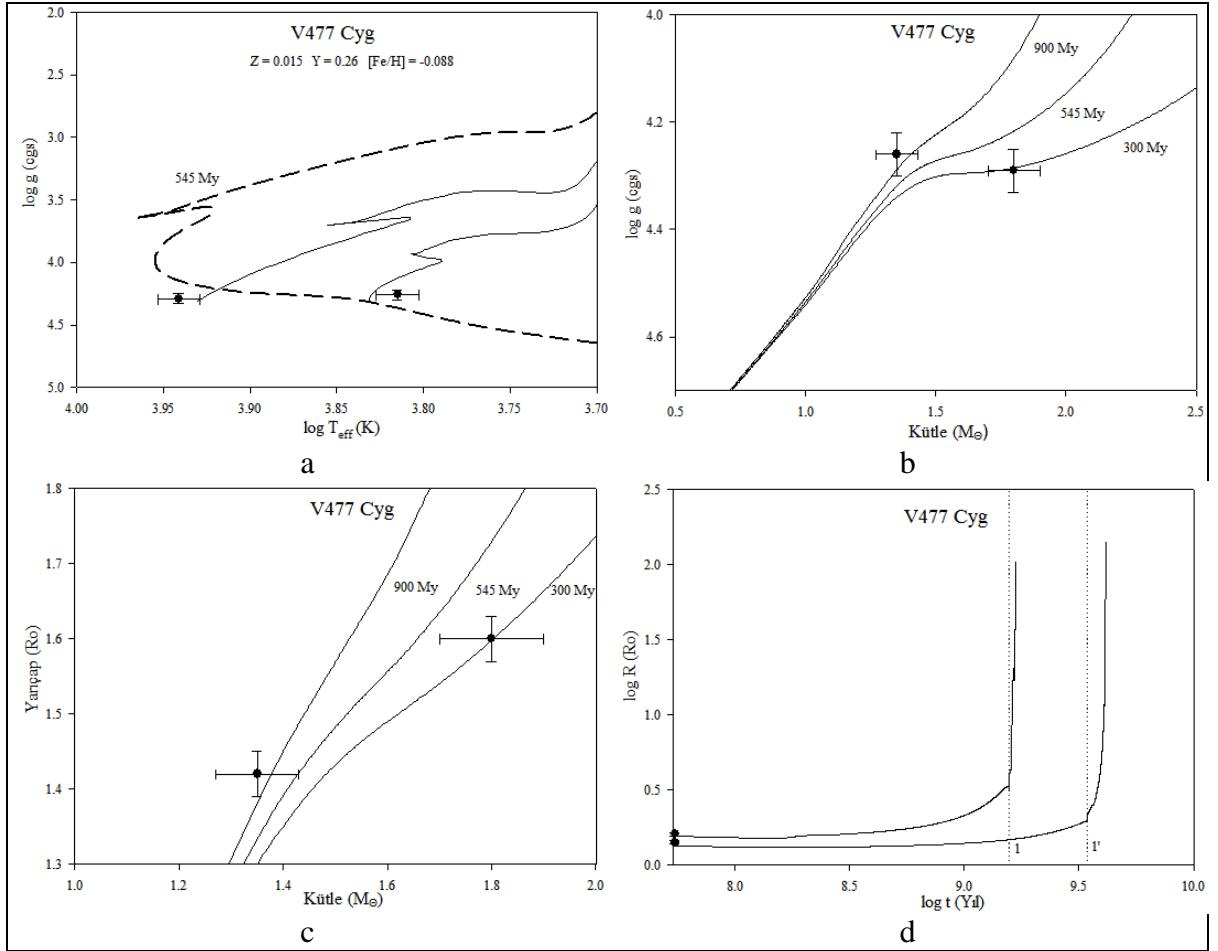


Şekil 45. α CrB için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 45 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. Sistem bileşenlerinden biri sıfır yaş anakolunda diğeri neredeyse anakol evresinin sonunda olan yıldızlardan oluşmaktadır. Kütleler arasındaki farkın büyük oluşu sistemi yaş hesabı için ilginç kılmaktadır.

4.10 V477 Cyg

Yüksek derecede eksentrik ($e = 0.331$) yörüngeye sahip algol tipi örten çift yıldız sistemi. Değirmenci ve ark.(2003) yaptıkları çalışmada Claret ve Giménez (1991) modelini kullanarak sistemin yaşını $0,64 \text{ Gy}$ hesaplamışlardır. Bu çalışmada V477 Cyg yıldız sisteminin yaşı $Z = 0,015$ alınarak $0,545 \text{ Gy}$ bulunmuştur. Birinci bileşen % 3, ikinci bileşen ise % 1 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

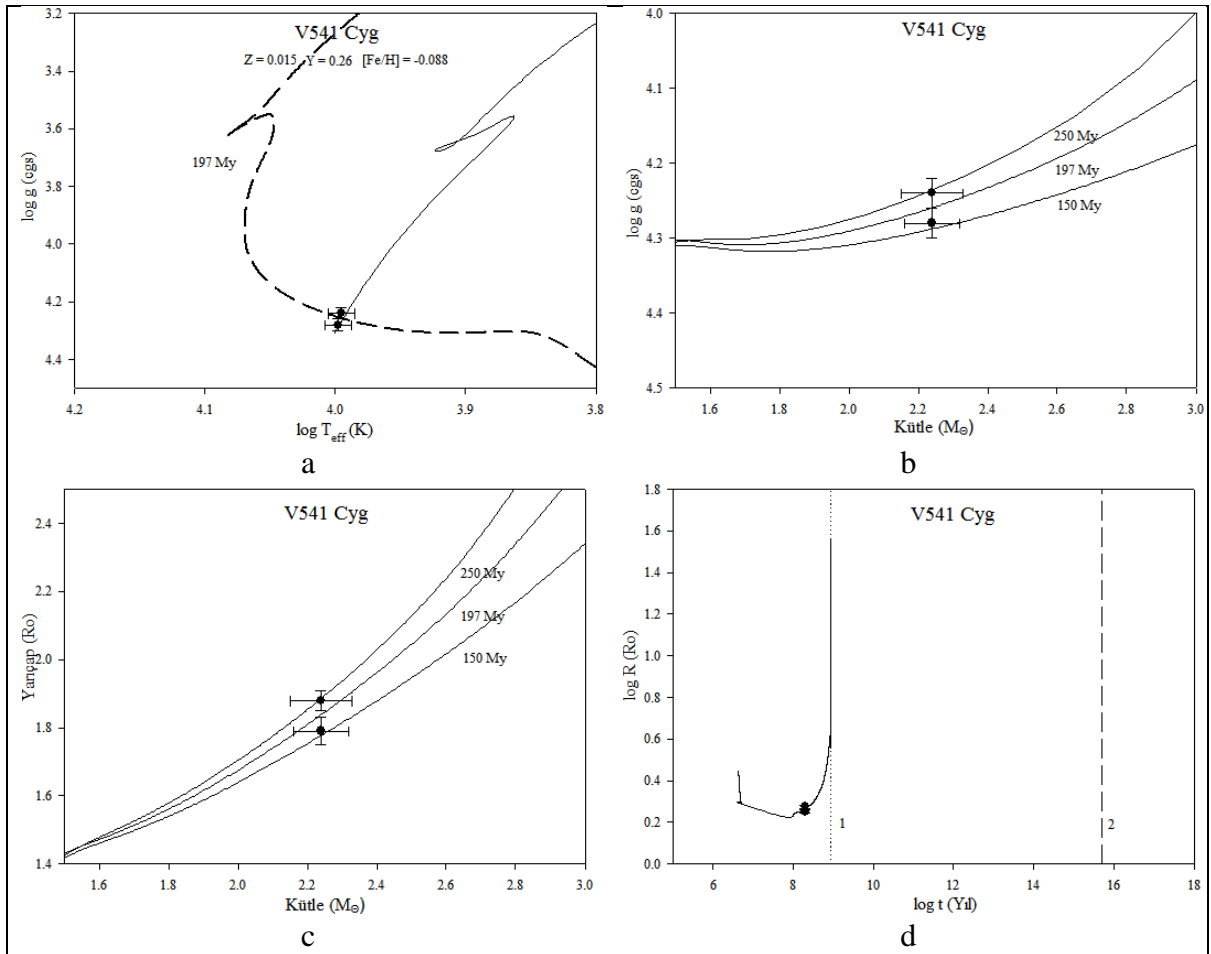


Şekil 46. V477 Cyg için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 46 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. Her iki bileşen sıfır yaş anakoluna çok yakındır.

4.11 V541 Cyg

Relativistik eksen dönmesinin önemli olduğu yüksek derecede eksantrik ($e = 0.479$) yörüngeye sahip sistemdir. Lacy (1998) çalışmasında Claret ve Giménez (1991) modelini kullanarak sistemin yaşını $0,25 \text{ Gy}$ ayrıca Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşını $0,302 \text{ Gy}$ hesaplamıştır. V541 Cyg sisteminin yaşı $Z = 0,015$ alınarak 197 My bulunmuştur. Birinci ve ikinci bileşen yaklaşık % 23 oranında anakol evrimini tamamlamıştır. Yıldızların kütleleri birbirlerine çok yakın oldukları için yaş hesabı zorlaşmaktadır.

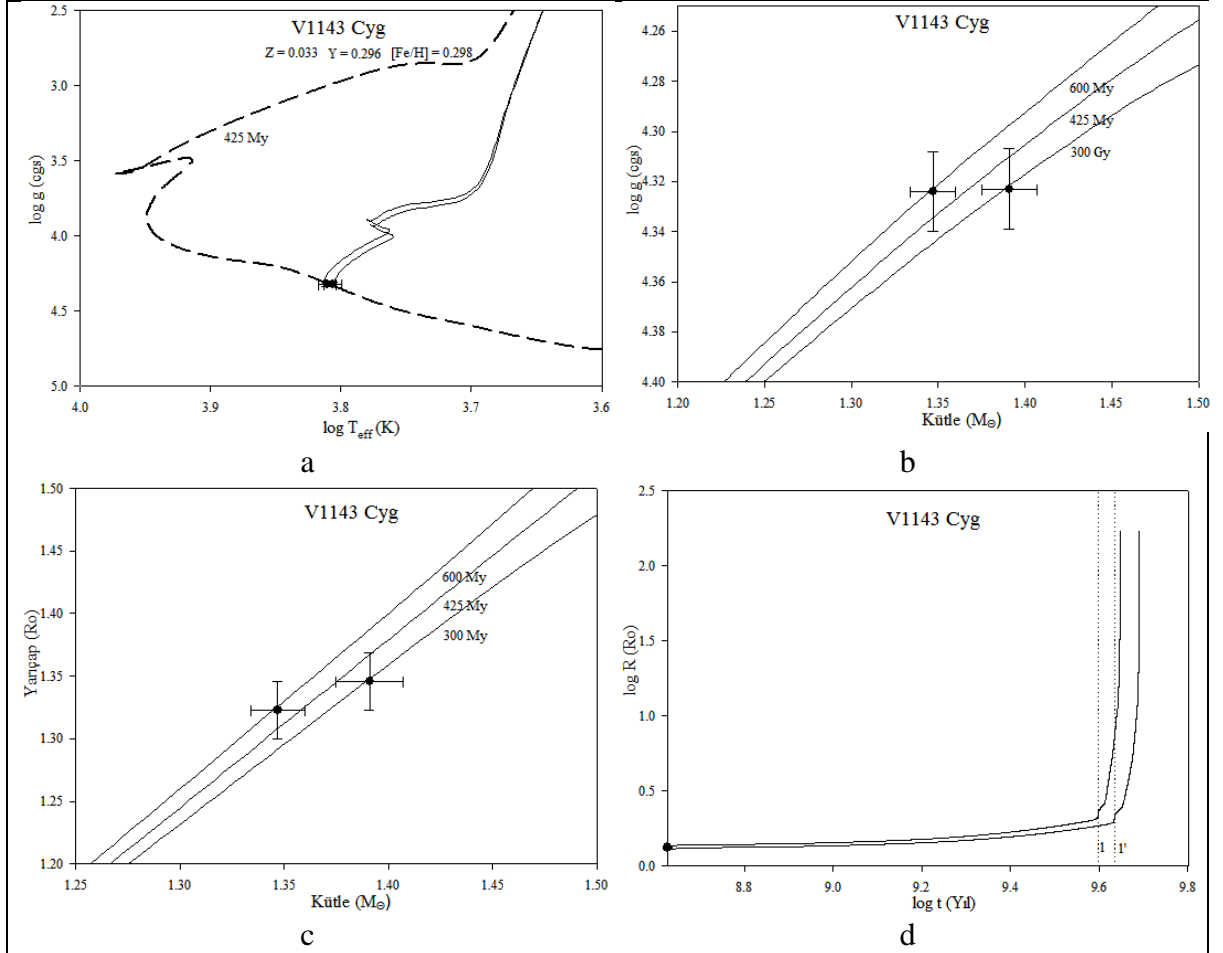


Şekil 47. V541 Cyg için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 47 (d) panelinde 1 dikey noktalı çizgi sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre yaklaşık $4,9 \cdot 10^6 \text{ Gy}$ hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.12 V1143 Cyg

F tayf türü yüksek derecede eksantrik ($e = 0.54$) yörüngeye sahip sistemdir. Andersen ve ark. (1987) yaptıkları çalışmada Hejlesen (1980) evrim modelini kullanarak 1,58 Gy hesaplamışlardır. V1143 Cyg sisteminin yaşı $Z = 0,033$ alınarak 425 My hesaplanmıştır. Birinci ve ikinci bileşen % 10 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

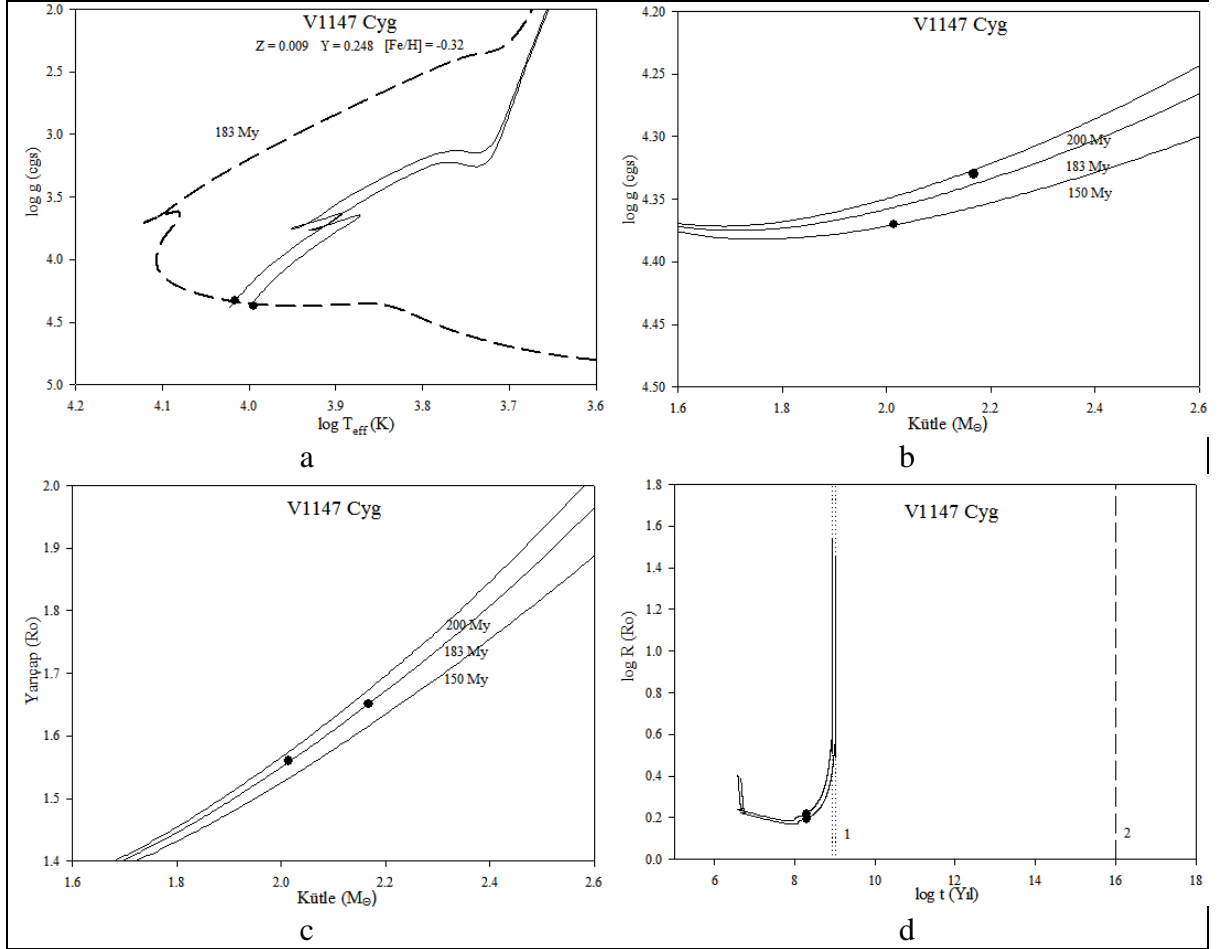


Şekil 48. V1143 Cyg için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 48 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir.

4.13 V1147 Cyg

Her iki bileşeni A tayf türü, orta derecede eksantrik ($e = 0,275$) yörüngeye sahip sistemdir. V1147 Cyg hataları olmamasına rağmen yaşı hesaplanmıştır. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşını 170 My hesaplanmıştır. V1147 Cyg sisteminin yaşı $Z = 0,009$ alınarak 183 My bulunmuştur. Birinci ve ikinci bileşen % 22 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

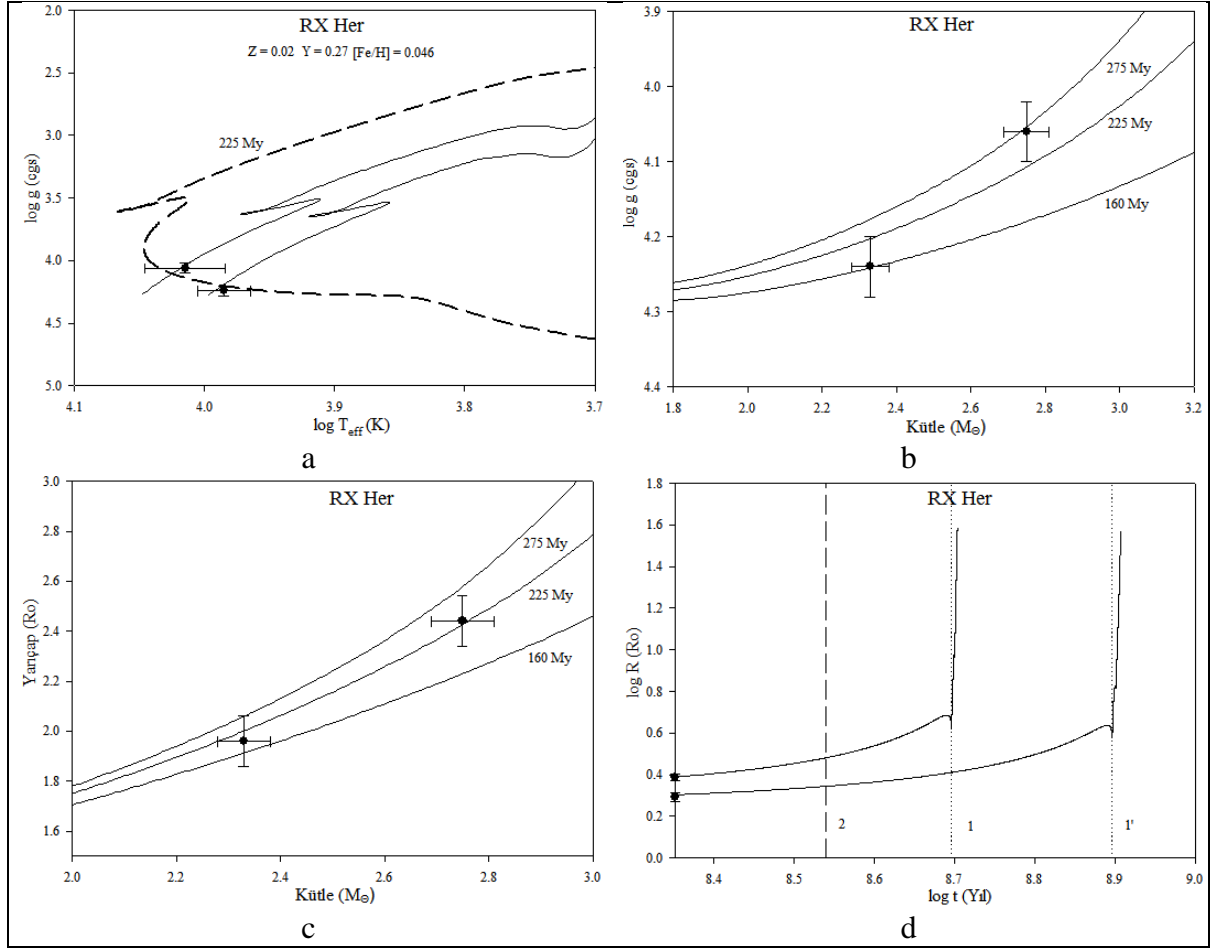


Şekil 49. V1147 Cyg için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 49 (d) panelinde 1 ve 1' dikey çizgileri sistemin anakoldan ayrıldığı zamanı işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre $1 \cdot 10^7$ Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.14 RX Her

B9V+A0V tayf türü hafif derecede eksantrik ($e = 0.022$) yörüngeye sahip sistemdir. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşını 214 My hesaplamıştır. Bu çalışmada RX Her sisteminin yaşı $Z = 0,02$ alınarak 225 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 45, ikinci bileşen ise % 28 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

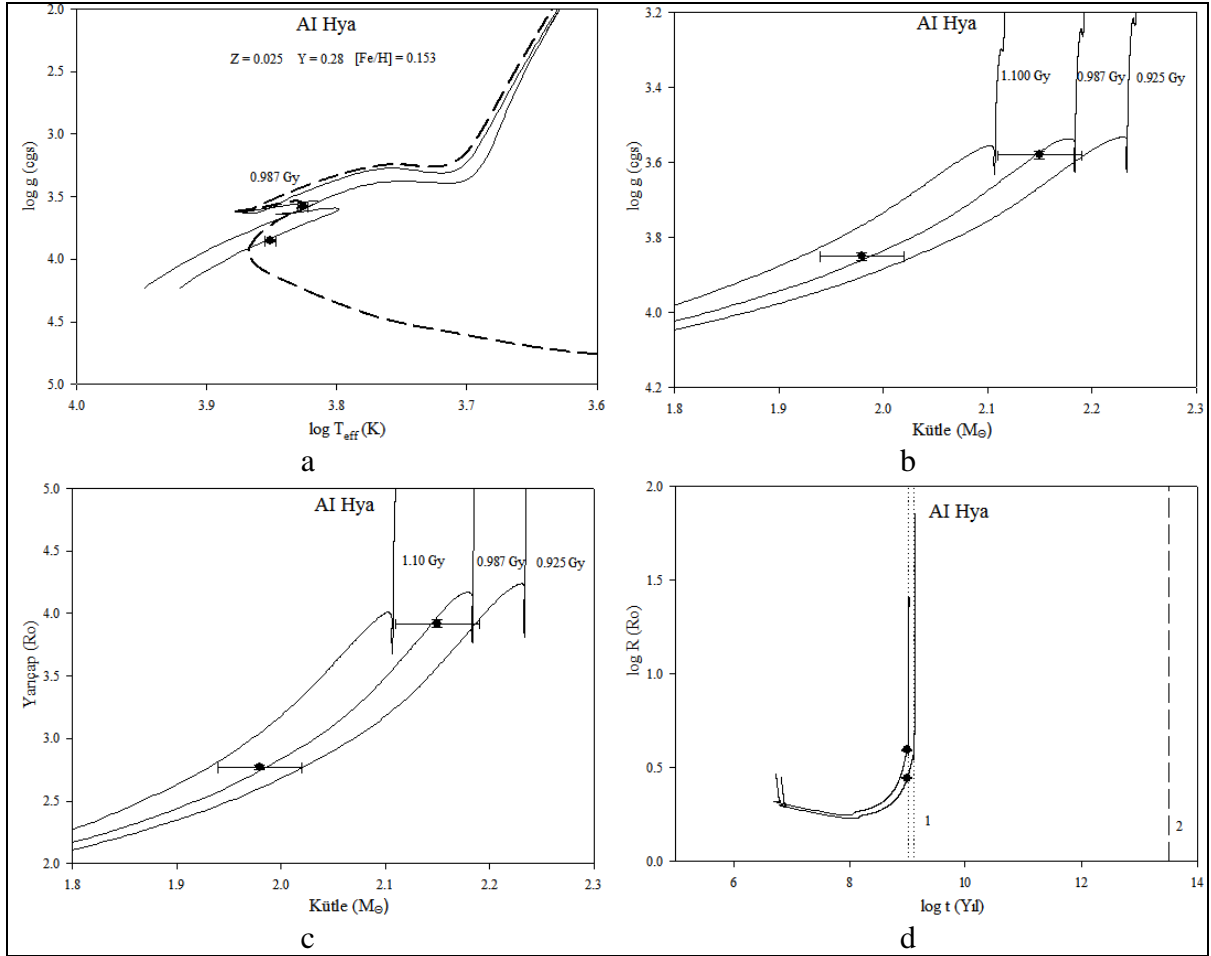


Şekil 50. RX Her için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 50 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre yaklaşık 0,347 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir. Modele göre sistemin bileşenleri anakoldan ayrılmadan sistem daireselleşmelidir.

4.15 AI Hya

Erken F tipi δ -scuti tipi değişim gösteren orta derecede eksantrik ($e = 0.23$) yörüngeye sahip sistemdir. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşını 0,912 Gy hesaplamıştır. Tez kapsamında sistemin yaşı $Z = 0,025$ alınarak 0,987 Gy bulunmuştur. Birinci bileşen % 75, ikinci bileşen ise % 96 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

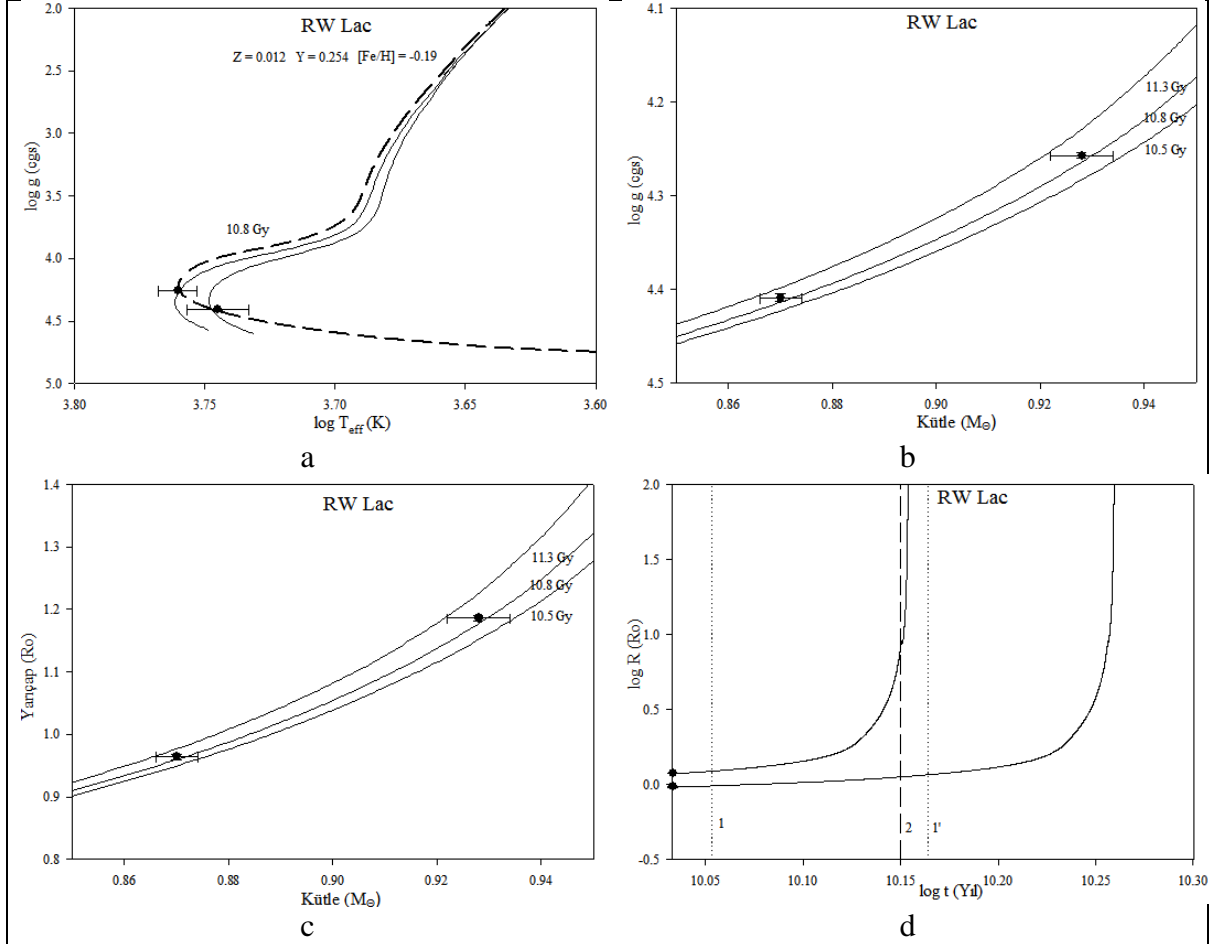


Şekil 51. AI Hya için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 51 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre 32359,4 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.16 RW Lac

EA-tipi ayırık, çok hafif eksantrik ($e = 0,0098$) yörüngeye sahip sistemdir. Lacy ve ark. (2005) Y^2 modelinde $Z = 0,0118$ alarak sistemin yaşını $10,8 \text{ Gy}$ hesaplamıştır. Bu tez kapsamında da RW Lac sisteminin yaşı $Z = 0,012$ alınarak $10,8 \text{ Gy}$ bulunmuştur. Birinci bileşen %96, ikinci bileşen ise %74 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

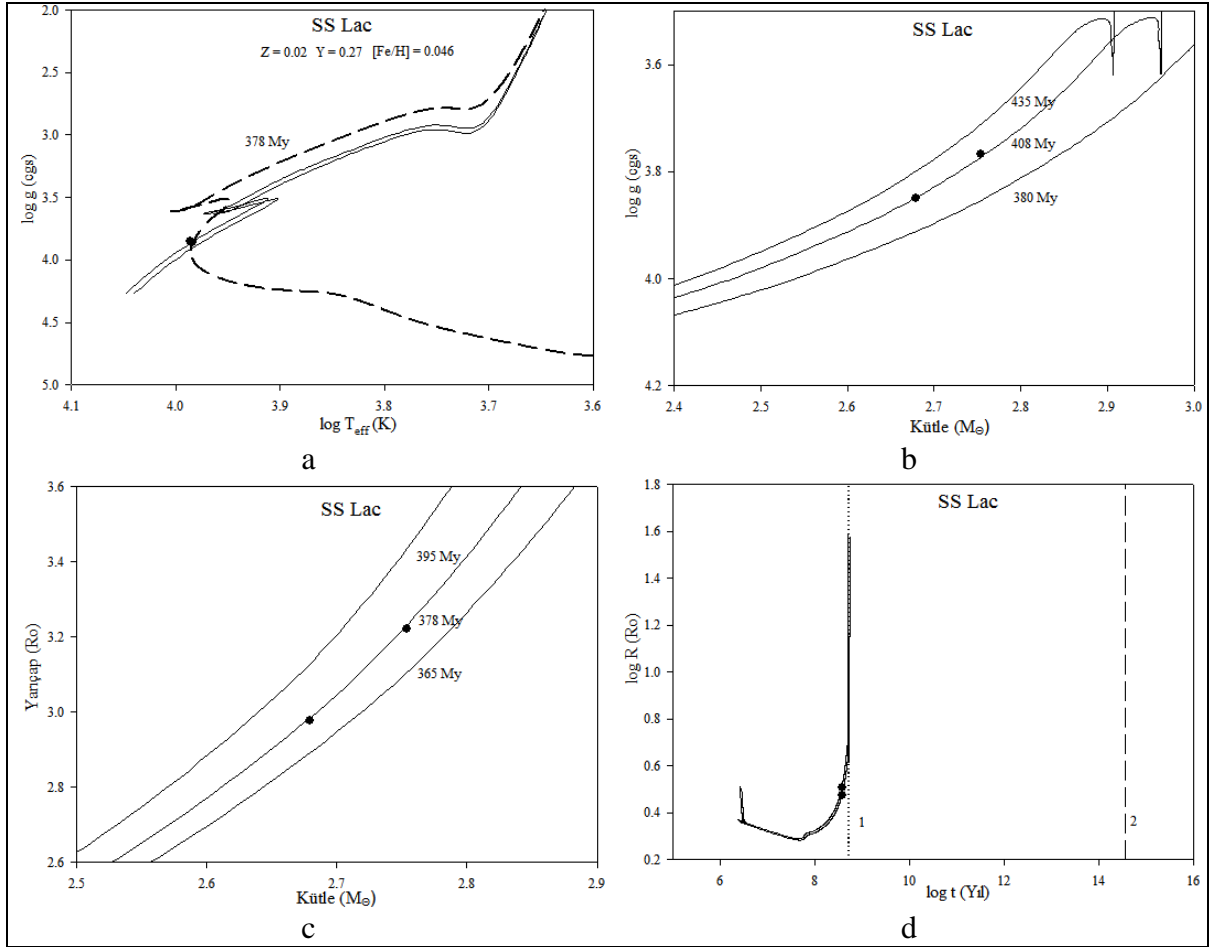


Şekil 52. RW Lac için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 52 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Lacy ve ark. (2005) tarafından Zahn (1992) modeline göre $14,1 \text{ Gy}$ hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir. Bileşenlerden biri anakolu terk ettiğinde diğeri anakolda iken modele göre sistem daireselleşmelidir.

4.17 SS Lac

NGC 7209 açık kümesinin üyesi olan eksantrik ($e = 0,1136$) SS Lac sisteminin verileri Khaliullina ve Khaliullin (2010)'un makalesinden alınmıştır. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşını sistemin yaşını 355 My hesaplamıştır. SS Lac sisteminin yaşı $Z = 0,02$ alınarak 378 My bulunmuştur. Birinci bileşen %76, ikinci bileşen ise %71 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

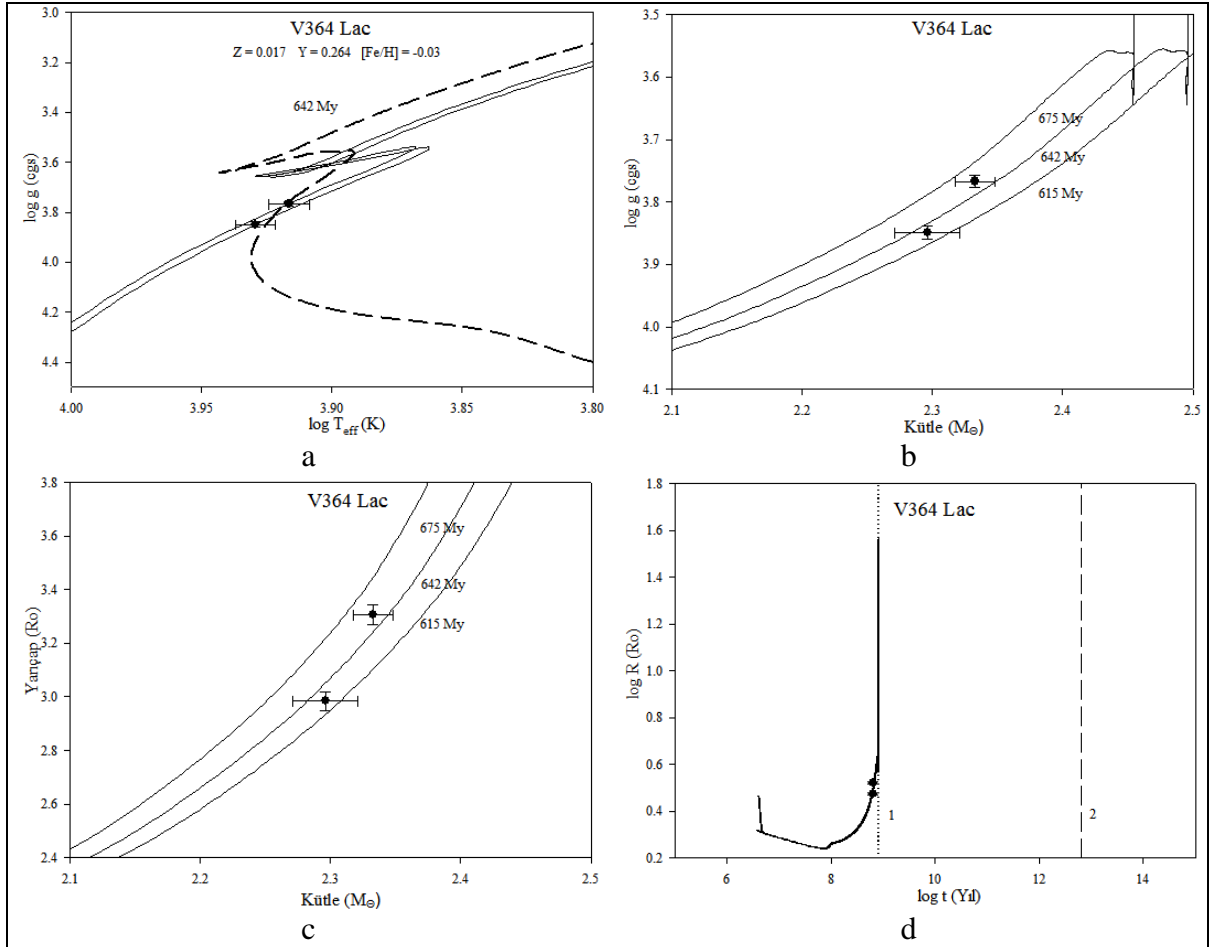


Şekil 53. SS Lac için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 53 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre $0,36 \cdot 10^6$ Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.18 V364 Lac

A tayf tipi orta derecede eksantrik ($e = 0.2873$) sistemdir. Eksen dönmesine görelik etkisinin önemli olduğu düşünülmektedir. Torres G. ve ark. (1999) Claret (1995) modelini kullanarak sistemin yaşını $0,62 \text{ Gy}$ hesaplamışlardır. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak $0,562 \text{ Gy}$ hesaplanmıştır. V364 Lac sisteminin yaşı $Z = 0,017$ alınarak 642 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 84, ikinci bileşen ise % 80 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

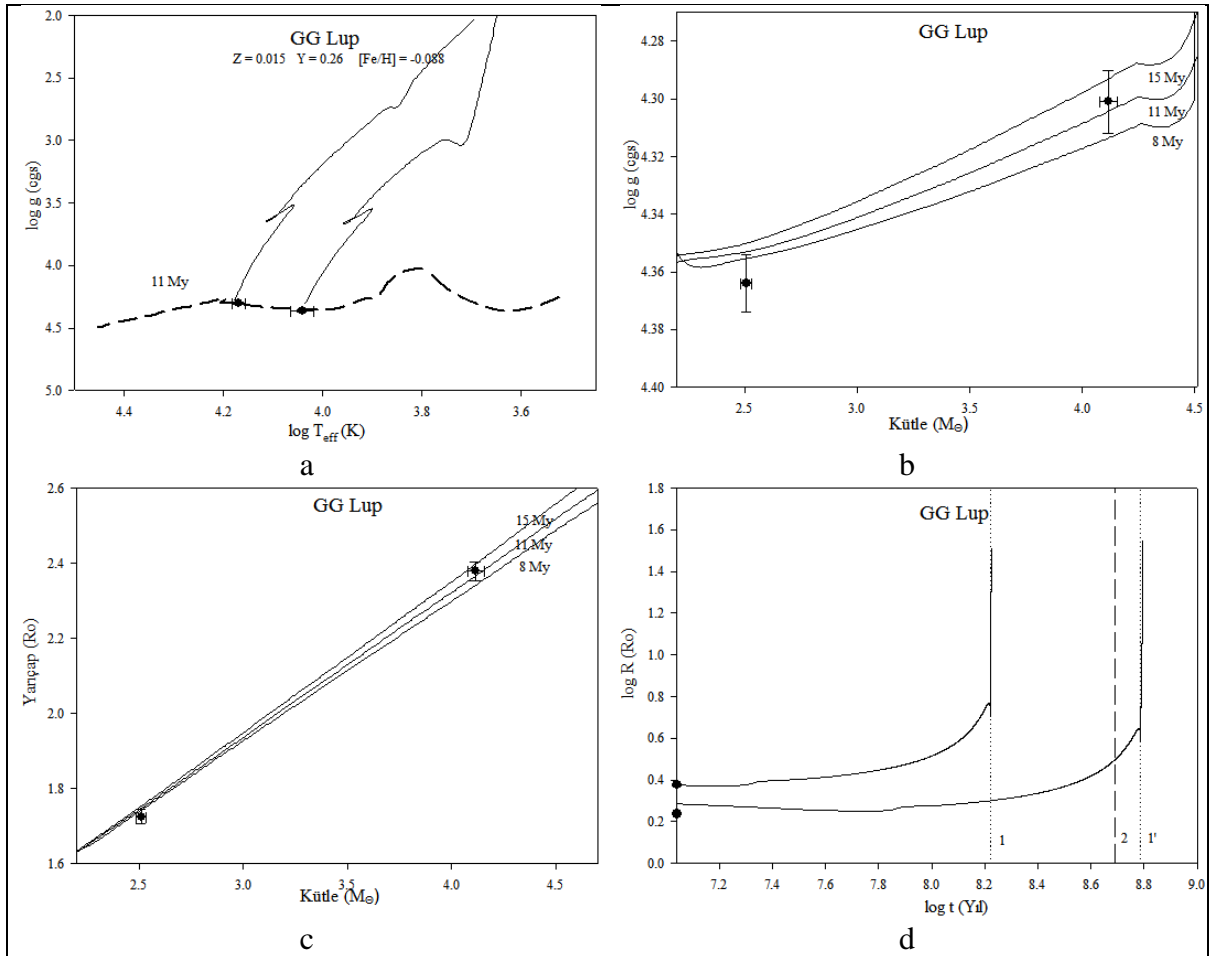


Şekil 54. V364 Lac için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 54 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre yaklaşık $6,3 \cdot 10^3 \text{ Gy}$ hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.19 GG Lup

Geç B tayf türü, kısa eksen dönme dönemine sahip ($U = 101$ yıl), eksantrik ($e = 0,1546$) sistemdir. Andersen ve ark. (1993) yaptıkları çalışmada Claret ve Giménez (1992,1993) modelini kullanarak sistemin yaşının 20 My civarında olduğunu hesaplamışlardır. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak $45,7$ My hesaplanmıştır. GG Lup sisteminin yaşı $Z = 0,015$ alınarak 11 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 6, ikinci bileşen ise % 1 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

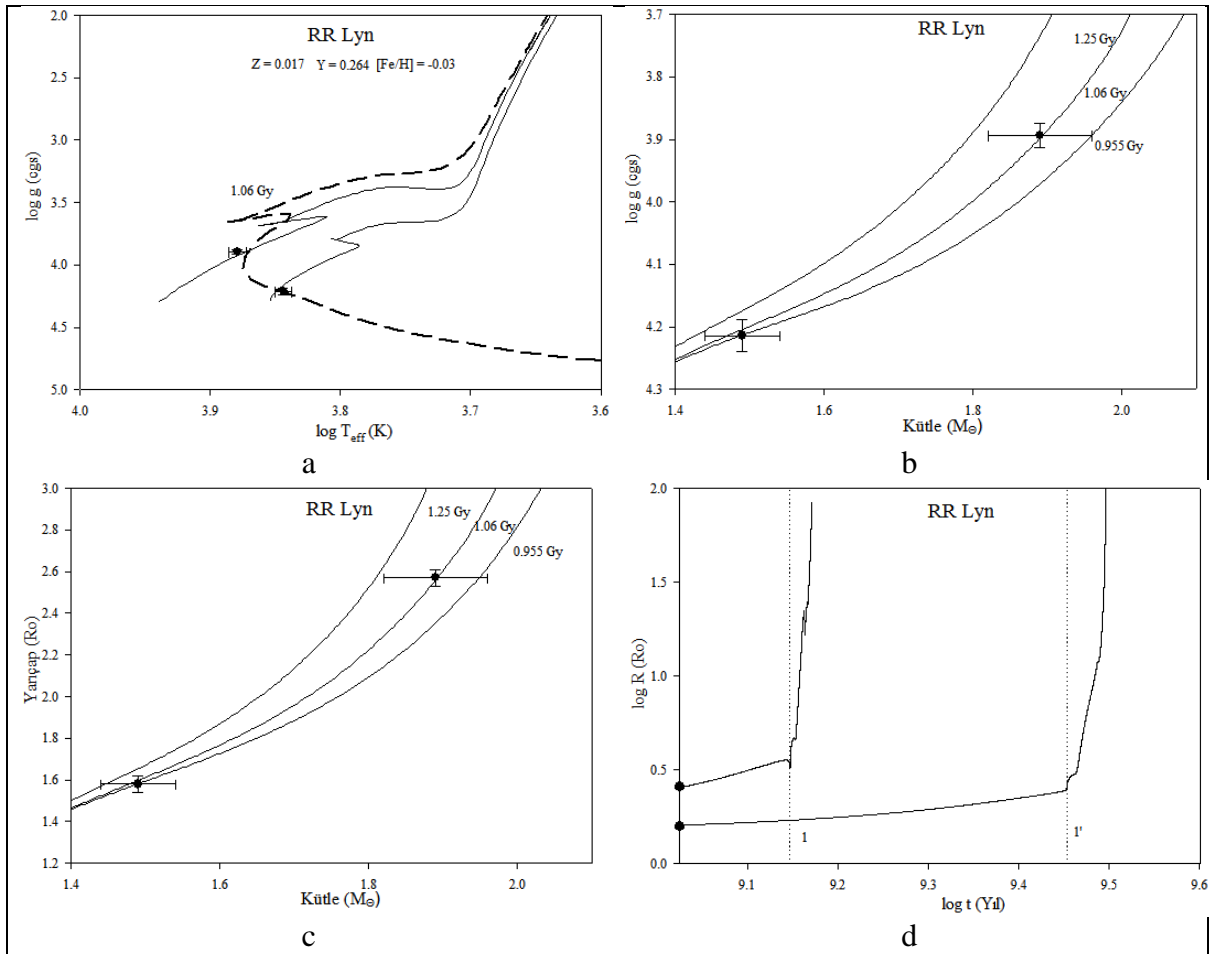


Şekil 55. GG Lup için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 55 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975, 1977) modeline göre yaklaşık $0,49$ Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir. Bileşenlerden biri anakolu terk ettiğinde diğeri anakolda iken modele göre sistem daireselleşmelidir.

4.20 RR Lyn

Uzun eksen dönme dönemine sahip ($U = 2000$ yıl), hafif derecede eksantrik ($e = 0,0782$) sistemdir. Birinci ve ikinci bileşen farklı metalliğe sahiptir. Birinci bileşen metal çizgileri göstermektedir. Khaliullin ve ark. (2001) sistemin yaşını Claret ve Giménez (1992) modelini kullanarak $1,08$ Gy hesaplamışlardır. RR Lyn sisteminin yaşı $Z = 0,017$ alınarak $1,06$ Gy bulunmuştur. Birinci bileşen % 75, ikinci bileşen ise % 37 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

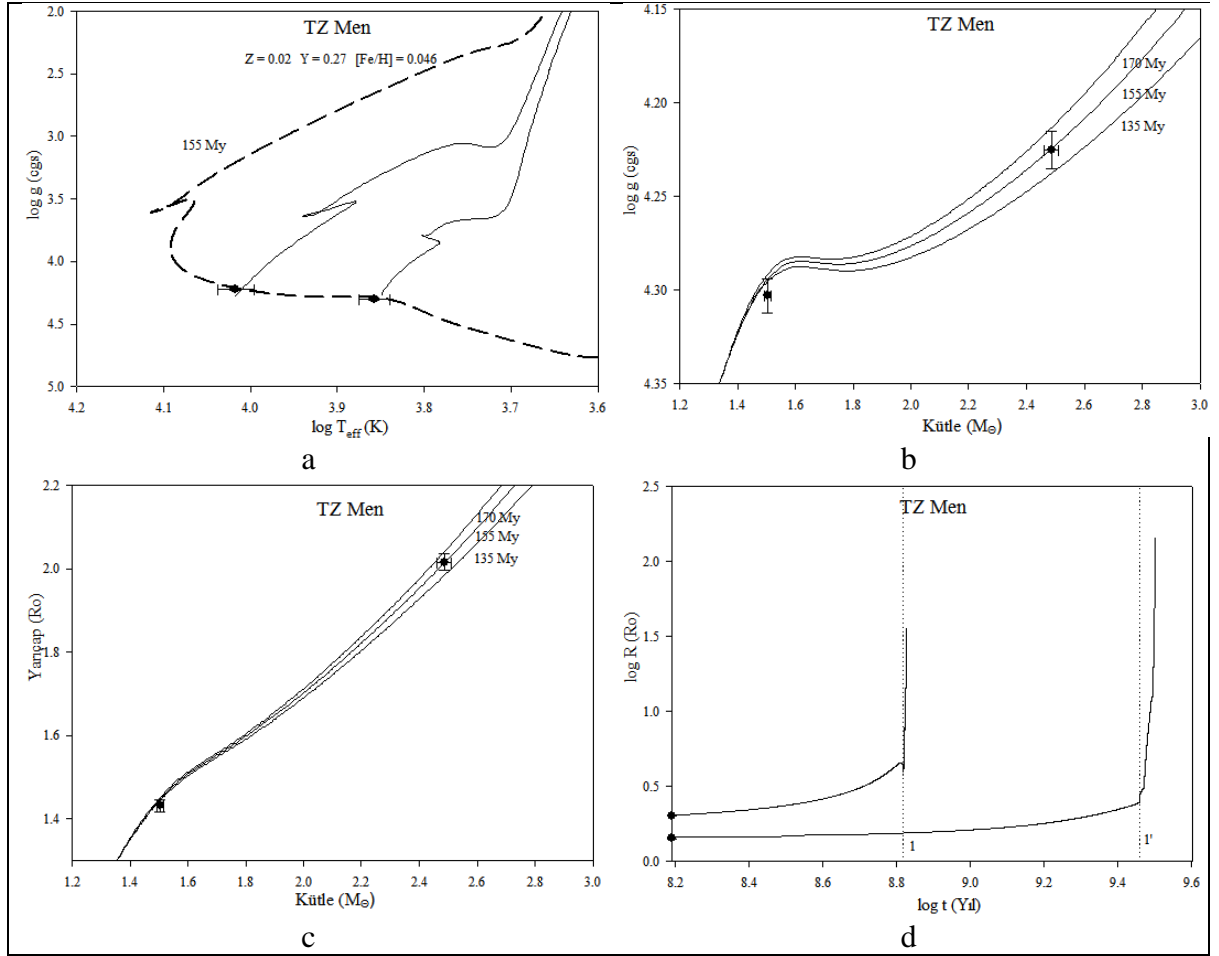


Şekil 56. RR Lyn için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 56 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir.

4.21 TZ Men

A1III+B9V tayf türü hafif derecede eksantrik ($e = 0,035$) sistemdir. Andersen ve Clausen (1987) yaptıkları çalışmada Hejlesen (1980) modelini kullanarak sistemin yaşını 100 My hesaplamışlardır. TZ Men sisteminin yaşı $Z = 0,02$ alınarak 155 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 23, ikinci bileşen ise % 5 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

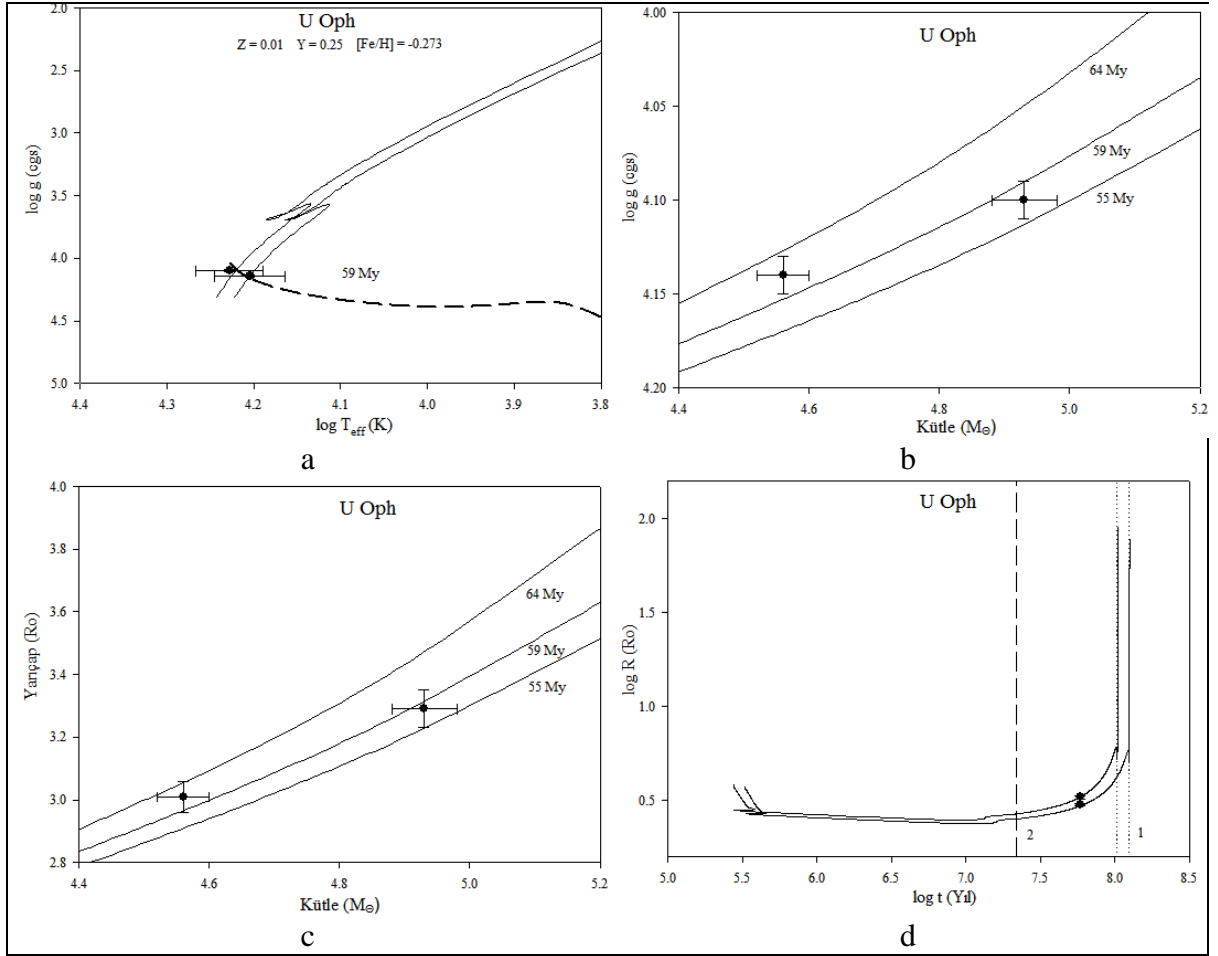


Şekil 57. TZ Men için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 57 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir.

4.22 U Oph

U Oph sistemi B5V+B5V tayf türü hafif derecede eksantrik ($e = 0,003$) sistemdir. Holmgren (1991) Hejlesen (1980)'in çalışmasından yararlanarak sistemin yaşını 63 My ve Khaliullina ve Khaliullin (2009) yaptıkları çalışmada Claret ve Giménez (1991) modelini kullanarak 39,8 My hesaplamışlardır. $Z = 0,01$ alınarak 59 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 56, ikinci bileşen ise % 47 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

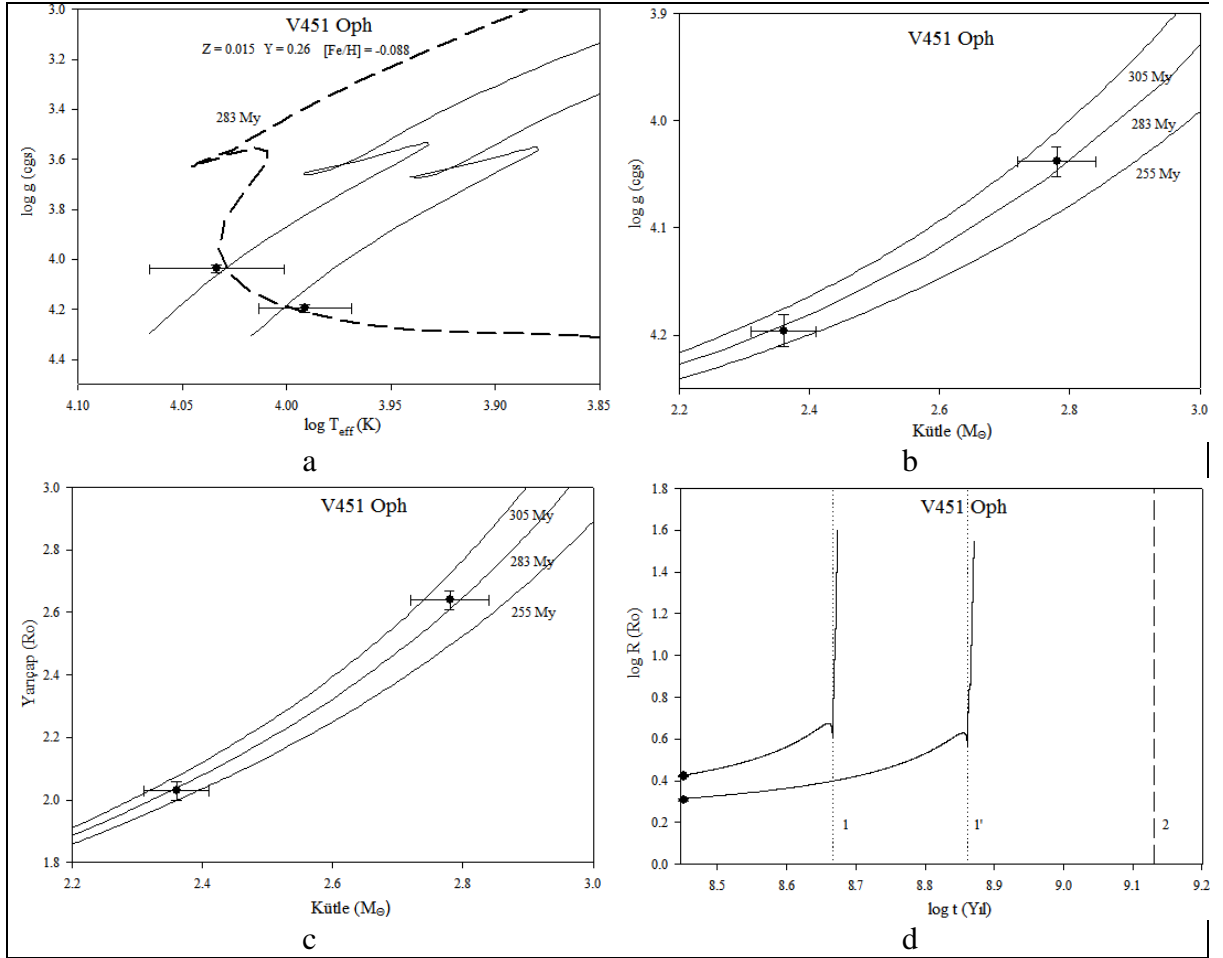


Şekil 58. U Oph için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 58 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975, 1977) modeline göre yaklaşık 0,022 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir. Modele göre sistemin dışmerkezliği sıfır olmalıydı. Çünkü yıldızlar 2 noktasından geçmiştir.

4.23 V451 Oph

V451 Oph sistemi ayırık B9+A0 tayf türü hafif derecede eksantrik yörüngeye sahip ($e = 0,0125$) sistemdir. Clausen ve ark. (1986), Hejlesen (1980)'in çalışmasından yararlanarak sistemin yaşını $0,2 \text{ Gy}$ ve Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak $0,229 \text{ My}$ hesaplamışlardır. $Z = 0,015$ alınarak 283 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 61, ikinci bileşen ise % 39 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

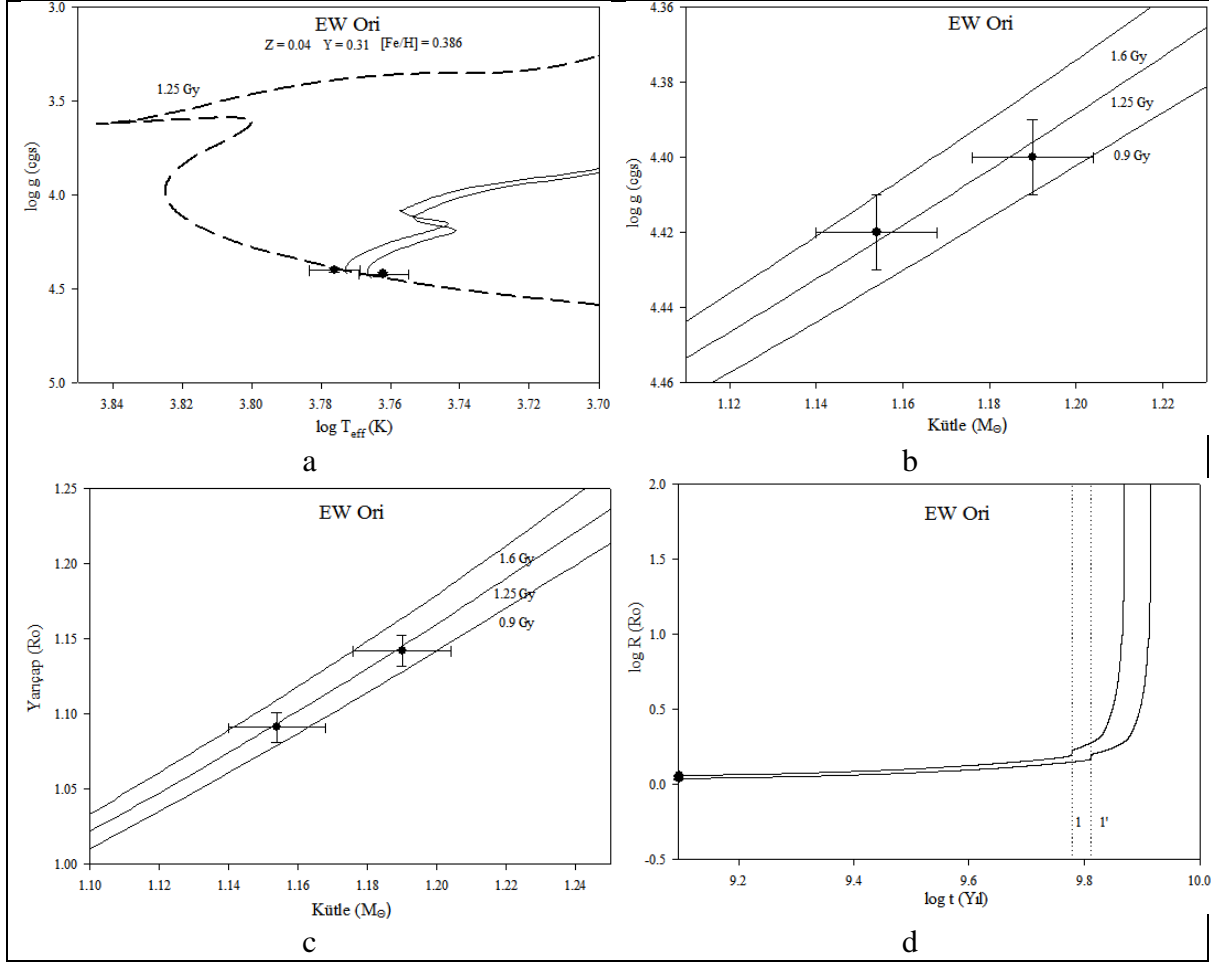


Şekil 59. V451 Oph için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 59 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975, 1977) modeline göre yaklaşık $1,35 \text{ Gy}$ hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.24 EW Ori

GO tayf türü ayırık, hafif derecede eksantrik ($e = 0,079$) örten çift yıldız sistemidir. Popper ve ark. (1986) yaptıkları çalışmada Hejlesen (1975) modeline dayanarak sistemin sıfır yaş anakoluna yakın olduğunu hesaplamışlardır. Bu çalışmada EW Ori sisteminin yaşı $Z = 0,04$ alınarak 1,25 Gy bulunmuştur. Birinci bileşen %20, ikinci bileşen ise %19 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

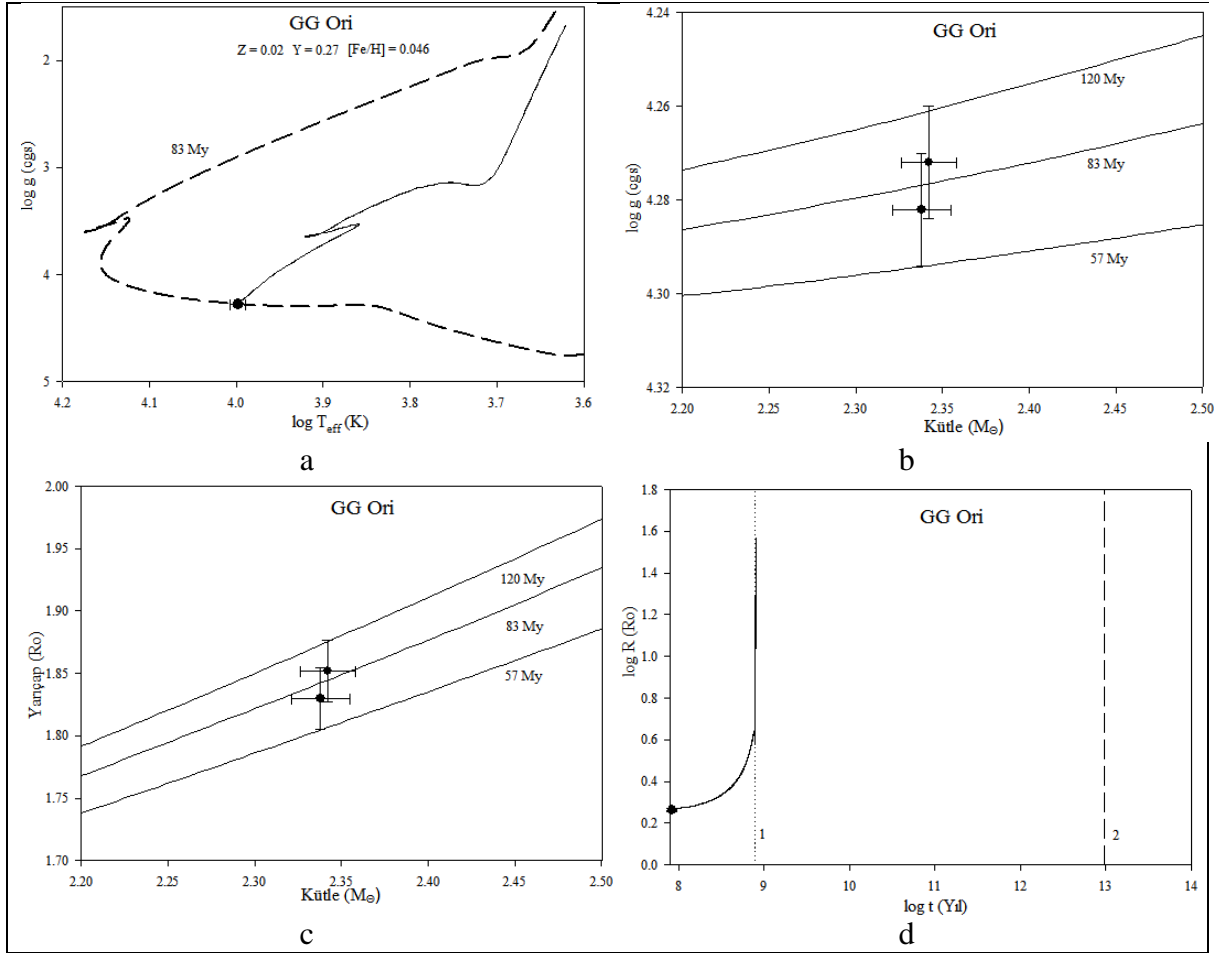


Şekil 60. EW Ori için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 60 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. Her iki bileşen sıfır yaş anakoluna yakındır.

4.25 GG Ori

Orion OB1 osasyonuna (oymak) üye olup orta derecede eksantrik ($e = 0,2218$) sistemdir. Anakol öncesi evrede veya anakol başlangıcında olduğu düşünülmektedir. Torres G. ve ark. (2000), Claret (1995) modelini kullanarak sistemin yaşının 7,7 ile 65-82 My arasında önermişler ayrıca Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak 52,5 My hesaplamışlardır. GG Ori sisteminin yaşı $Z = 0,02$ alınarak 83 My bulunmuştur. Birinci ve ikinci bileşen ise % 10 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

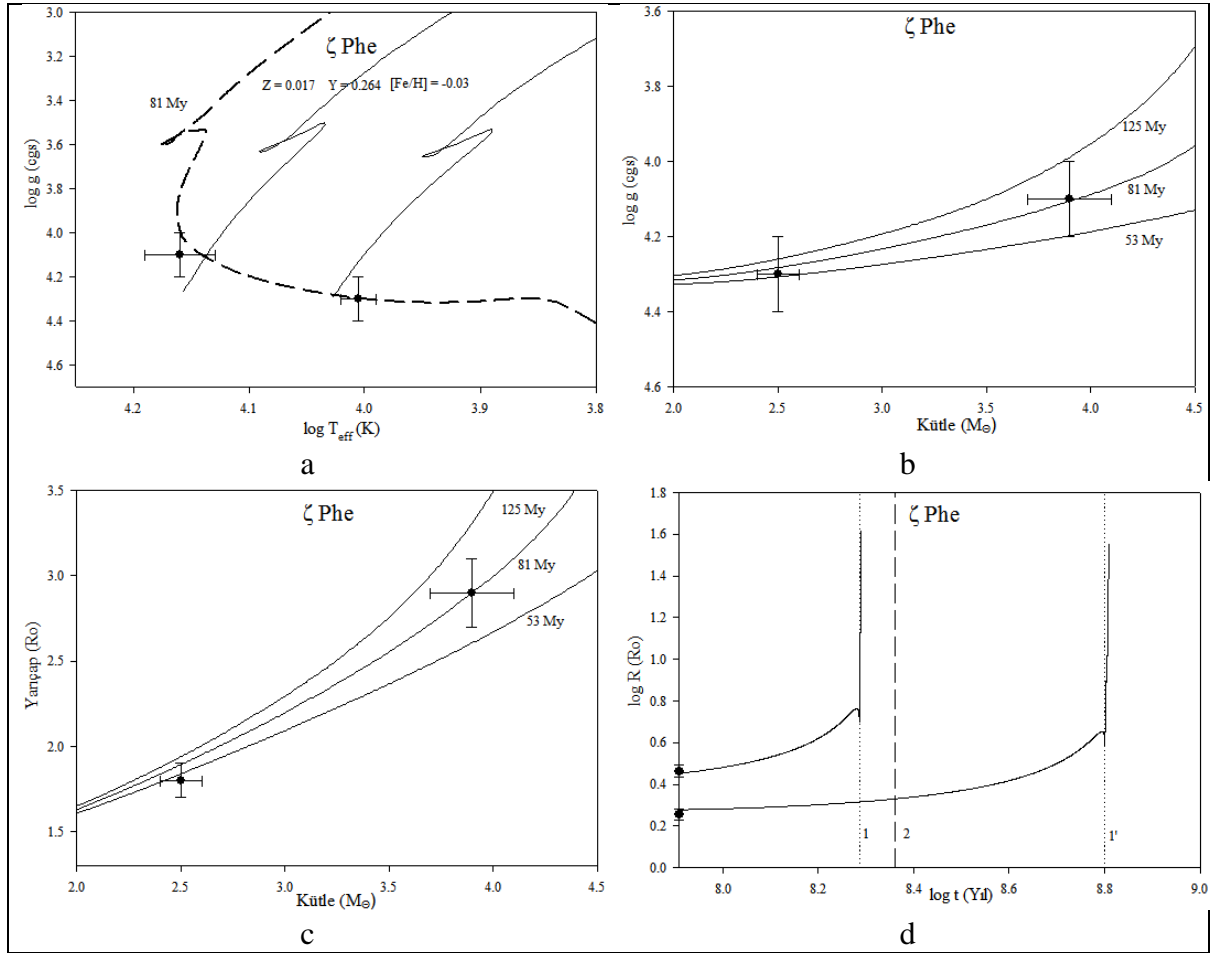


Şekil 61. GG Ori için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 61 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975, 1977) modeline göre yaklaşık $9,6 \cdot 10^3$ Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.26 ζ Phe

Kısa eksen dönme dönemi ($U = 44,2$ yıl) olan hafif derecede eksantrik yörüngeye sahip ($e = 0,0113$) sistemdir. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak 115 My hesaplamışlardır. ζ Phe sisteminin yaşı $Z = 0,017$ alınarak 81 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 4, ikinci bileşen ise % 1 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

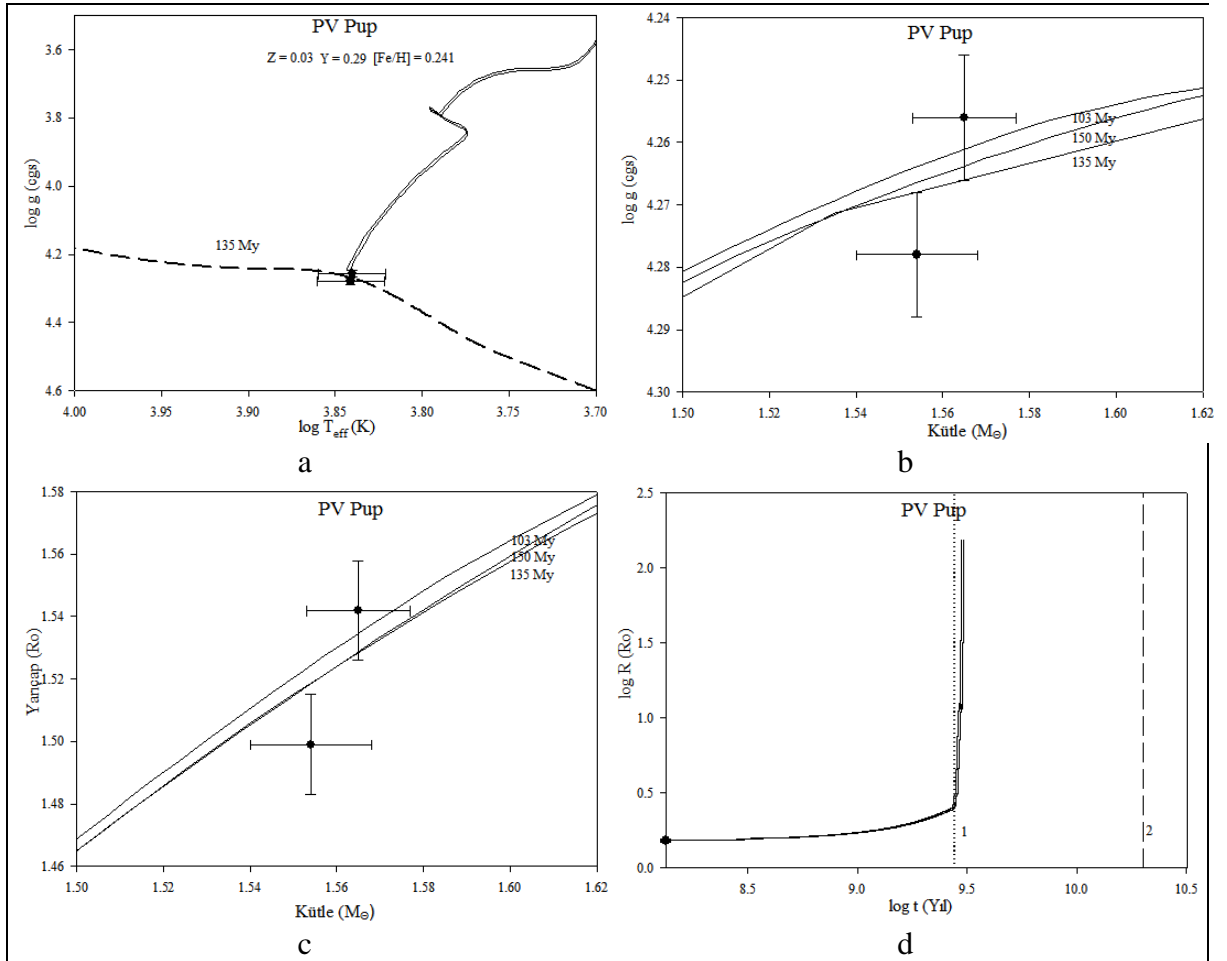


Şekil 62. ζ Phe için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 62 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975, 1977) modeline göre yaklaşık 229 My hesaplanmış daireselleşme (t_{cire}) yaşı işaretlenmiştir. Modele göre yörünge daireselleştiği zaman bileşenlerden biri anakoldadır.

4.27 PV Pup

Geç A tayf tipi, oldukça kısa döneme ($P = 1,67$ gün) sahip, hafif derecede eksantrik yörüngeye sahip ($e = 0,05$) sistemdir. Vaz ve Andersen (1984) tarafından Hejlesen (1980) modelini kullanarak sistemin yaşının 0,4 ile 1 Gy arasında olduğunu Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak 0,234 Gy hesaplamışlardır. PV Pup sisteminin yaşı $Z = 0,03$ alınarak 135 My bulunmuştur. Birinci ve ikinci bileşen % 4 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

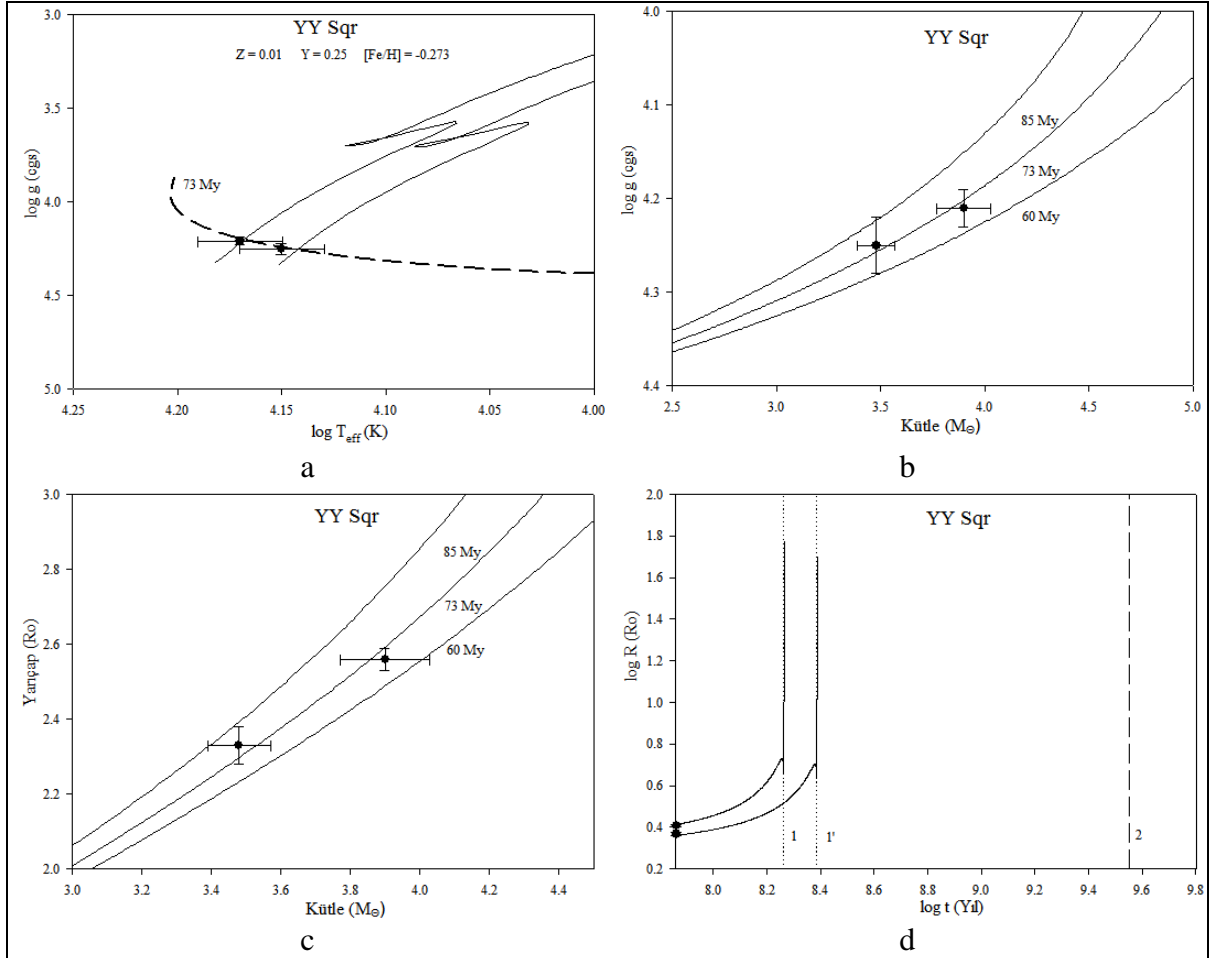


Şekil 63. PV Pup için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 63 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre yaklaşık 10,72 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.28 YY Sqr

B5+B6 tayf türünden eksantrik ($e = 0.1587$) sistemdir. Lacy (1993) tarafından Hejlesen(1987) modelini kullanarak 45 My ve Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak 81,3 My hesaplanmışlardır. YY Sqr sisteminin yaşı $Z = 0,01$ alınarak 73 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 40, ikinci bileşen ise % 30 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

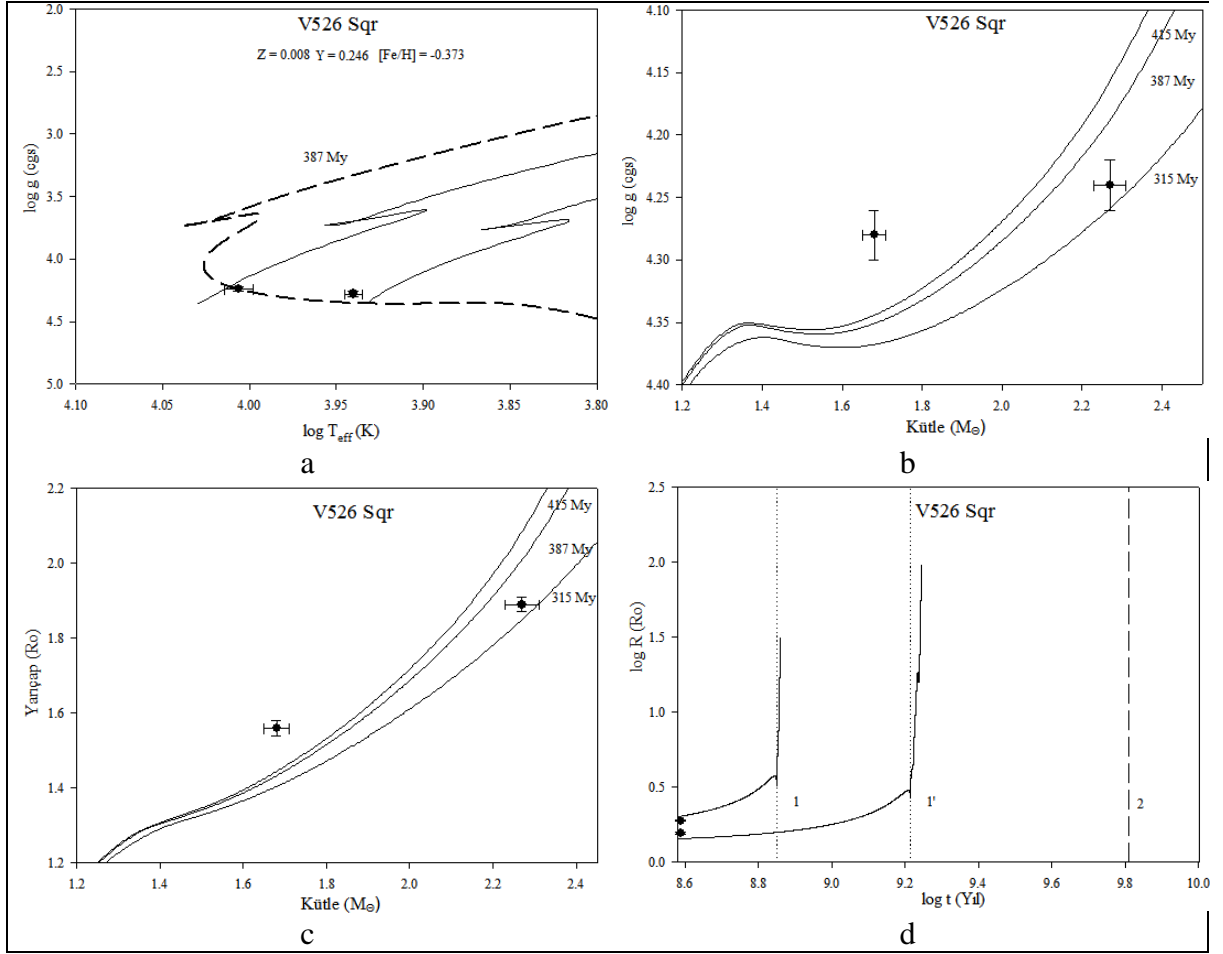


Şekil 64. YY Sqr için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 64 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre yaklaşık 3,55 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.29 V526 Sqr

B9,5+A2 tayf türünden orta derecede eksantrik ($e = 0.2194$) sistemdir. Lacy (1993) çalışmasında Hejlesen (1987) modelini kullanarak 200 My ayrıca Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak 355 My hesaplamışlardır. V526 Sqr sisteminin yaşı $Z = 0,008$ alınarak 387 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 54, ikinci bileşen ise % 23 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

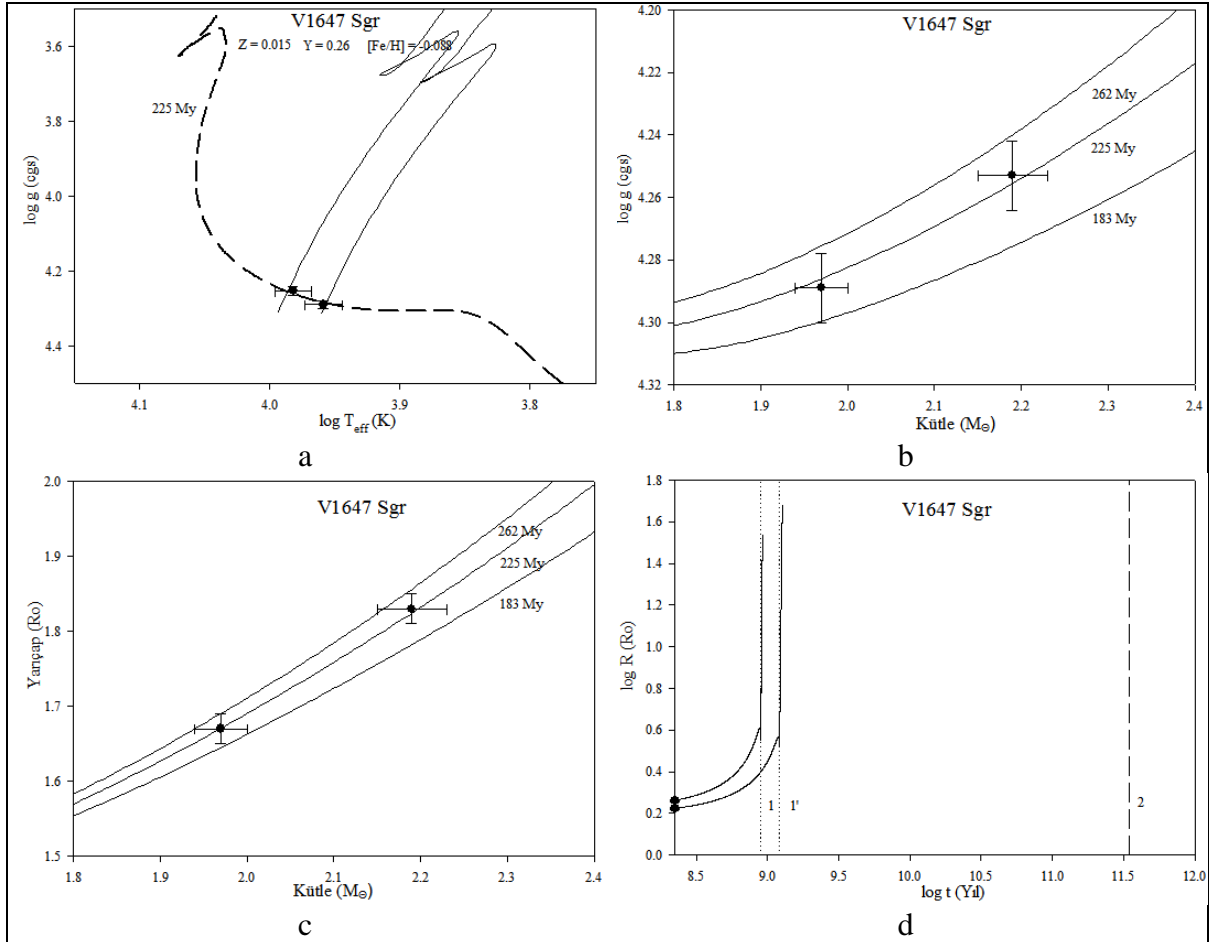


Şekil 65. V526 Sqr için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 65 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975, 1977) modeline göre yaklaşık 6,46 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.30 V1647 Sgr

Erken A tayf türü oldukça eksantrik ($e = 0,41$), kısa dönemli ($P = 3,28$ gün) sistemdir. Andersen ve Giménez (1985) yaptıkları çalışmada sistemin yaşını Hejlesen (1987) modelini kullanarak 0,1 - 0,2 Gy arasında ve Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak 0,132 Gy hesaplamışlardır. V1647 Sgr sisteminin yaşı $Z = 0,015$ alınarak 225 Gy bulunmuştur. Birinci bileşen % 25, ikinci bileşen ise % 18 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

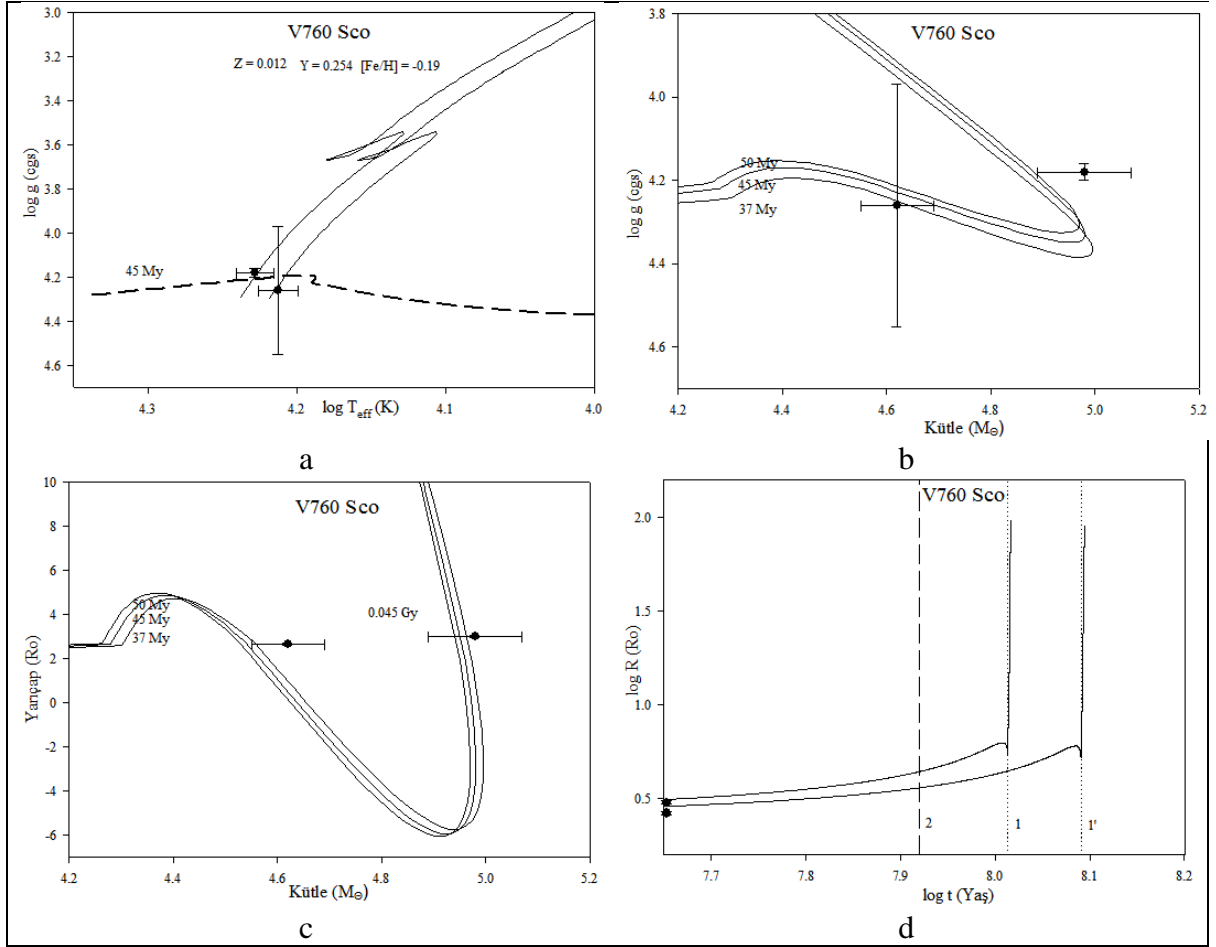


Şekil 66. V1647 Sgr için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 66 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975,1977) modeline göre yaklaşık 346,7 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir.

4.31 V760 Sco

B4V tayf türü, hafif derecede eksantrik yörüngeye sahip ($e = 0,025$) sistemdir. Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Claret (2004) modeli kullanılarak sistemin yaşını 45,7 My hesaplamışlardır. V760 Sco sisteminin yaşı $Z = 0,012$ alınarak 45 My bulunmuştur. Birinci bileşen % 44, ikinci bileşen ise % 36 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.

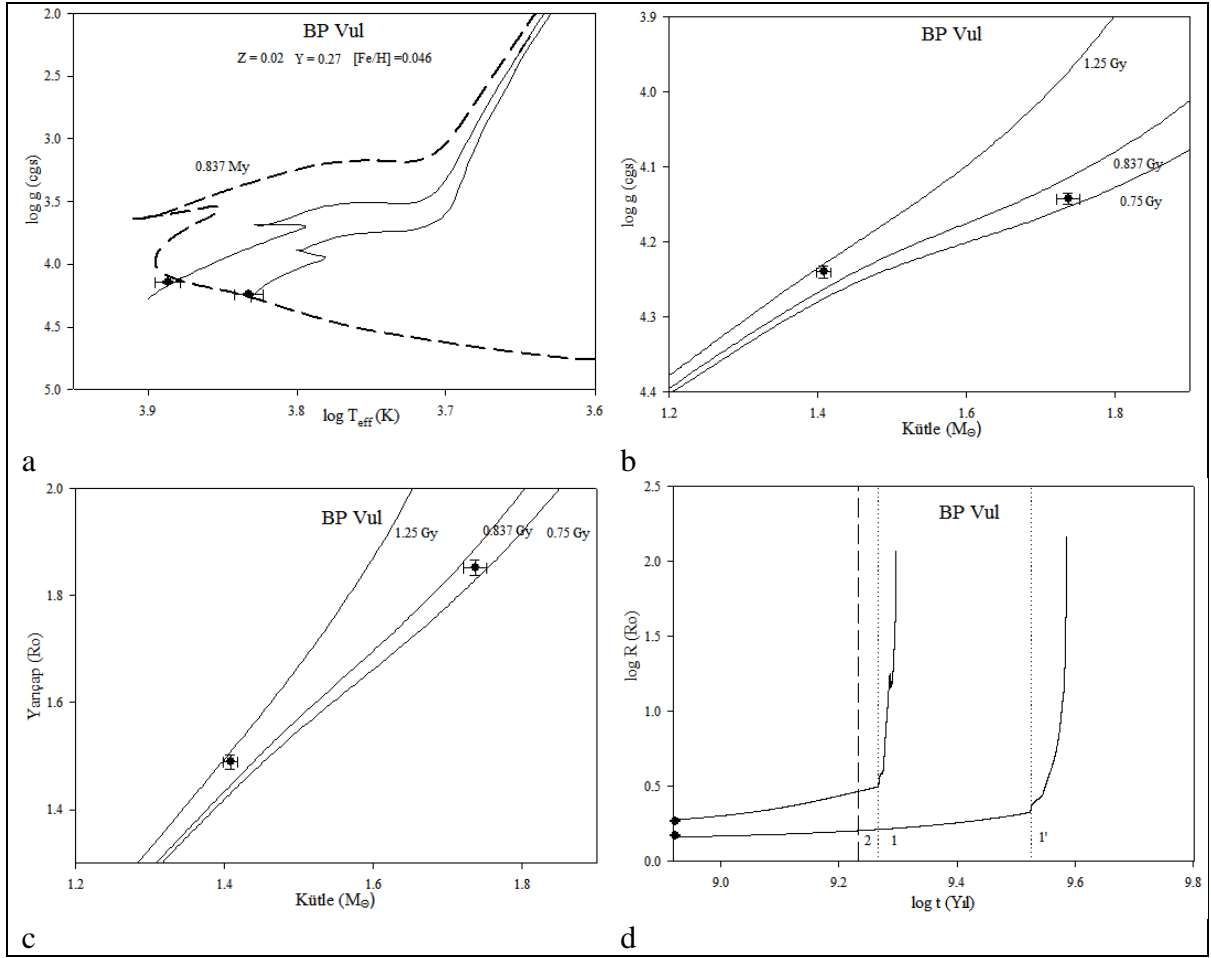


Şekil 67. V760 Sco için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.

Şekil 67 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Khaliullin ve Khaliullina (2010) tarafından Zahn (1975, 1977) modeline göre yaklaşık 0,083 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir. Modele göre her iki bileşen anakolda iken yörünge daireselleşir.

4.32 BP Vul

A7m+F2m tayf türü, küçük derecede eksantrik yörüngeye sahip ($e = 0,0345$) sistemdir. Lacy ve ark. (2003), Y^2 ve Claret (1995) modellerinin kullanarak sistemin yaşının 1 Gy civarında olduğunu hesaplamışlardır. BP Vul sisteminin yaşı $Z = 0,02$ alınarak 0,837 Gy bulunmuştur. Birinci bileşen % 45, ikinci bileşen ise % 25 oranında anakol evrimini tamamlamıştır.



Şekil 68. BP Vul için elde edilen evrim yolları ve izokron eğriler.

Şekil 68 (d) panelinde 1 ve 1' dikey noktalı çizgiler sistemin bileşenlerinin anakoldan ayrıldığı zamanları işaret etmektedir. 2 dikey çizgisi Lacy ve ark. (2003) tarafından Zahn (1992) modeline göre 1,71 Gy hesaplanmış daireselleşme (t_{circ}) yaşı işaretlenmiştir. Bu modele göre her iki bileşende anakolda iken yörüngeleri daireselleşmelidir.

BÖLÜM 5

TARTIŞMA VE SONUÇ

Yıldız kümelerindeki varsayımlara benzer olarak çift yıldız sistemlerinin de aynı gaz bulutundan oluştuğunu böylelikle aynı yaşta ve aynı kimyasal bileşimde olduğu varsayılırsa çift yıldızların yaşları izokronlarla (eşyaş eğrileri) belirlenebilir. Bu tez çalışmasında Bulut ve Demircan (2007) eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlar kataloğundan seçilen 32 sistemin yaşları hesaplanmıştır. Bunun için Yi ve ark. (2001,2003), Kim ve ark. (2002), Woo ve ark. (2004) tarafından geliştirilen Y^2 modeli seçilmiştir. Model yıldızların evrimini anakol öncesi evreden başlatmaktadır. Diğer modeller ise anakol öncesi evreyi katmayıp, yıldızın yaşını sıfır yaş anakolundan itibaren başlatmışlardır. Anakol öncesi evrede zaman kütleyle yüksek dereceden bağlıdır ve Güneş bolluğu için $0,4 M_{\odot}$ kütledeki yıldız için yaklaşık 200 My sürerken $1 M_{\odot}$ için 43 My ve $5,2 M_{\odot}$ için 1 My'dan küçük sürer. Bu durum özellikle genç yaştaki sistemlerin, evrimlerinde anakol öncesi evrede olan yıldızların ve açık yıldız kümelerinin yaşlarının hesaplanması için önemlidir.

Çalışılan sistemlerden SS Lac sistemi dışında diğer yıldızların mutlak parametreleri Bulut ve Demircan (2007) kataloğundan alınmıştır. Bu yıldızların verileri Khaliullin ve Khaliullina (2010) çalışmasından alınmıştır. Hesaplamalar güneş karışımı için yapılmıştır. Bu durum için $[\alpha/Fe] = 0$ alınmıştır. Elde edilen sonuçlar Çizelge 9'da listelenmiştir. Bu çizelgede hesaplamalarda kullanılan Z, Y, [Fe/H] değeri ve hesaplanan yaş değerleri verilmiştir. Bu sistemler için literatürde hesaplanmış yaş değerler verilerek hesapladığımız yaşlarla literatürün karşılaştırılması yapılmıştır. Hesaplanan yaş değerlerine göre bileşen yıldızların evrim durumları incelenmiştir. Hesaplamalarda duyarlılık yıldızların kütlelerine ve yaşlarına bağlı olarak değişmektedir. Özellikle küçük kütleli yaşlı yıldızlar HRD'da zamanla fazla yer değiştirmediklerinden duyarlılık küçüktür. Tersine büyük kütleli genç yıldızlar diyagramda hızlı yer değiştirirler.

Yaşları hesaplanan IT Cas, V541 Cyg, GG Ori, PV Pup sistemlerinin fiziksel özellikleri birbirlerine yakın oluşu yaş hesaplamayı zorlaştırmıştır. Buna rağmen PV Pup dışındaki sistemler için bulunan yaş değerleri literatürle uyumludur.

Literatürdeki yaşlar ile hesapladığımız yaşlar arasındaki farkın, hesapladığımız yaşlara oranı % 50'yi aşan V1143 Cyg, GG Lup, PV Pup dışındaki sistemlerin literatürdeki yaşlarla uyumlu olduğu kabul edilebilir. Özellikle yaşı 1 Gy daha büyük yaşlar için uyum daha iyidir. Daha genç sistemlerde farklar daha büyüktür. Uyumun % 50'yi aştığı

yıldızların mutlak parametreleri ve yaş hesaplamalarında kullanılan Z ve $[Fe/H]$ gibi kimyasal özellikler kullandığımız değerlerden farklı olabilmekte, bu durum hesaplanan yaşlarda önemli farklılıklar oluşturabilmektedir. Literatürde V1143 Cyg sisteminin yaşları için kullanılan model eskidir. GG Lup sistemi ise genç bir sistemdir ve sıfır yaş anakoluna yakındır.

Eksantrik yörüngeli yıldızların yörüngenin daireselleşme yaşları (t_{circ}) için literatürde Zahn (1975, 1977, 1992) modellerine göre verilen değerler bulduğumuz yaş grafiklerinin (d) panellerinde kesikli dikey çizgilerle işaretlenmiştir. Yıldızların yaşlarının belirlenmesi özellikle eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlar için önemlidir. Çünkü eksantrik yörüngeli örten çift yıldızlar için yörüngenin daireselleşme yaşları (t_{circ}) ile bileşenlerin eş dönme yaşlarının (t_{syn}) hesaplanması, yıldızların yaşları özellikle de anakol evrim durumlarının bilinmesini gerektirmektedir. Bu yüzden bu tip yıldızların yaşlarının hesaplanması önem taşır. Hesaplanan Z değeri ile yıldızların başka özellikleri kullanılarak yıldızların herhangi bir kümeye ait olup olmadığı da araştırılabilir.

Çizelge 9. Sonuçlar ve karşılaştırma tablosu

Sıra No	Yıldız İsmi	Tez Sonuçları				Literatür		Karşılaştırma
		Z	Y	[Fe/H]	t(Gy)	t(Gy)	Ref.	%
1	BW Aqr	0,020	0,270	0,046	2,49	2,5	2	0,4
2	WW Cam	0,020	0,270	0,046	0,510	0,490 ve 0,457	3,1	3,9 ve 10,4
3	IT Cas	0,017	0,264	0,030	2,48	2,1 - 2,8	4	15,3 - 12,9
4	MU Cas	0,010	0,250	-0,273	0,089	0,0955	1	7,3
5	V459 Cas	0,010	0,250	-0,273	0,605	0,525	1	13,2
6	EK Cep	0,015	0,260	-0,088	0,02	0,02	5	0
7	EY Cep	0,023	0,276	0,113	0,103	0,012 – 0,126	6	88,3 – 22,3
8	TV Cet	0,012	0,254	-0,190	1,25	1,7	7	36
9	α CrB	0,010	0,250	-0,273	0,435	0,2 – 0,4	8	54 – 8
10	V477 Cyg	0,015	0,260	-0,088	0,545	0,64	9	17,4
11	V541 Cyg	0,015	0,260	-0,088	0,197	0,25 ve 0,302	10,1	26,9 ve 53,3
12	V1143 Cyg	0,033	0,296	0,298	0,425	1,58	11	271,8
13	V1147 Cyg	0,009	0,248	-0,32	0,183	0,170	1	7,1
14	RX Her	0,020	0,270	0,046	0,225	0,214	1	4,9
15	AI Hya	0,025	0,280	0,153	0,987	0,912	1	7,6
16	RW Lac	0,012	0,254	-0,19	10,8	10,8	12	0
17	SS Lac	0,020	0,270	0,046	0,378	0,355	1	6,1
18	V364 Lac	0,017	0,264	-0,03	0,642	0,62 ve 0,562	13,1	3,4 ve 12,5
19	GG Lup	0,015	0,260	-0,088	0,011	0,020 ve 0,046	14,1	81,8 ve 318,2
20	RR Lyn	0,017	0,264	-0,03	1,06	1,08	15	1,9
21	TZ Men	0,020	0,270	0,046	0,155	0,1	16	35,5
22	U Oph	0,010	0,250	-0,273	0,059	0,063 ve 0,040	17,1	6,8 ve 32,2
23	V451 Oph	0,015	0,260	-0,088	0,283	0,2 ve 0,229	18,1	29,3 ve 19,1
24	EW Ori	0,040	0,31	0,386	1,25	-	19	
25	GG Ori	0,020	0,270	0,046	0,083	0,053	1	36,1
26	ζ Phe	0,017	0,264	-0,03	0,081	0,115	1	42
27	PV Pup	0,030	0,290	0,241	0,135	0,4-1 ve 0,234	20,1	196,3-640,7 ve 73,3
28	YY Sgr	0,010	0,250	-0,273	0,073	0,081	1	11
29	V526 Sgr	0,008	0,246	-0,373	0,387	0,2 ve 0,355	21,1	48,3 ve 8,3
30	V1647 Sqr	0,015	0,260	-0,088	0,225	0,1-0,2 ve 0,132	22,1	56-11,1 ve 41,3
31	V760 Sco	0,012	0,254	-0,190	0,045	0,046	1	2,2
32	BP Vul	0,020	0,270	0,046	0,837	1	23	19,5

Referanslar: 1) Khaliullin ve Khaliullina (2010) 2) Clausen (1990) 3) Lacy ve ark. (2002) 4) Lacy ve ark. (1997) 5) Poper (1987) 6) Lacy ve ark. (2006) 7) Jorgensen (1979) 8) Tomkin ve Popper (1986) 9) Değirmenci ve ark.(2003) 10) Lacy (1998) 11) Andersen ve ark. (1987) 12) Lacy ve ark. (2005) 13) Torres ve ark. (1999) 14) Andersen ve ark. (1993) 15) Khaliullin ve ark. (2001) 16) Andersen ve Clausen (1987) 17) Holmgren (1991) 18) Clausen ve ark. (1986) 19) Popper ve ark. (1986) 20) Vaz ve Andersen (1984) 21) Lacy (1993) 22) Andersen ve Giménez (1985) 23) Lacy ve ark. (2003)

KAYNAKLAR

- Alexander D. R., ve Ferguson J. W., 1994. Low-temperature Rosseland opacities. *Astrophysical Journal*, 437: 879-891.
- Andersen J. ve Gimenez A., 1985. Absolute dimensions of eclipsing binaries. VII - V 1647 Sagittarii. *Astronomy and Astrophysics*, 145: 206-214.
- Andersen J., Clausen J. V., Gimenez A., 1993. Absolute Dimensions of Eclipsing Binaries - Part Twenty - Gg-Lupi - Young Metal Deficient B-Stars. *Astronomy and Astrophysics*, 277: 439.
- Andersen J., Clausen J. V., Nordstrom B., 1987. Absolute dimensions of eclipsing binaries. XII - TZ Mensae. *Astronomy and Astrophysics*, 175: 60-70.
- Andersen J., Nordstrom B., Garcia J. M., Gimenez A., 1987. Absolute dimensions of eclipsing binaries. X - V1143 Cygni. *Astronomy and Astrophysics*, 174: 107-115.
- Apparicio A., Bertelli G., Chisoi C., ve Garcia-Pelayo J.M., 1990. CCD UBVR photometry of the old rich open cluster King 2 - Comparison with theoretical models. *Astronomy and Astrophysics*, 240: 262
- Bahcall J. N. ve Pinsonneault M. H., 1992. Solar models, neutrino experiments, and helioseismology. *Rev. Mod. Phys.*, 60: 297.
- Bahcall J. N. 1989, *Neutrino Astrophysics*. Cambridge Univ.Press. Cambridge.
- Bahcall J. N. ve Loeb A., 1990. Element diffusion in stellar interiors. *Astrophysical Journal*, 360: 267-274.
- Bertelli G., Betto R., Chiosi C., Bressan A. ve Nasi, E., 1990. Theoretical isochrones with convective overshoot. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 85: 845-853.
- Bertelli G., Girardi L., Marigo P. ve Nasi E., 2008. Scaled solar tracks and isochrones in a large region of the Z-Y plane. I. From the ZAMS to the TP-AGB end for 0.15-2.5 M_{\odot} stars. *Astronomy and Astrophysics*, 484: 815-830.
- Bertelli G., Nasi E., Girardi L. ve Marigo P., 2009. Scaled solar tracks and isochrones in a large region of the Z-Y plane. II. From 2.5 to 20 M_{\odot} stars. *Astronomy and Astrophysics*, 508: 355-369.
- Bulut İ., 2003. Örten Çift Yıldızlarda Eksen Dönmesi (Doktora Tezi). Ankara Üniversitesi.
- Bulut İ. Demircan O., 2007. A new catalogue for eclipsing binary stars with eccentric orbits. *MNRAS*, 378: 179-181.
- Biermann L., 1948. Konvektion in rotierenden Sternen. *Zeitschrift für Astrophysik*, 25: 135

- Bruzual G. A., 1983. Spectral Evolution of Galaxies. I-Early-type, *Astrophysical Journal*, 273, 105
- Böhm-Vitense E., 1992. *Stellar Astrophysics, Vol. 3: Stellar Structure and Evolution*. Cambridge University Press. 285 p.
- Canuto V., 1970. Electrical Conductivity and Conductive Opacity of a Relativistic Electron Gas. *Astrophysical Journal*, 159: 641
- Castellani M., Bono G., Buonanno R., Caputo F, Castellani V, Corsi C. E., Dall'Ora M., Marconi M., Monelli M., Nonino M., Pulone L., Ripepi V., Smith H. A., Walker A. R., 2003. The Carina Project: color magnitude diagram and radial distribution. *Memorie della Società Astronomica Italiana*, 74: 874.
- Chaboyer B. ve Kim Y.-C., 1995. The OPAL Equation of State and Low-Metallicity Isochrones. *Astrophysical Journal*, 454: 767.
- Claret A., Gimenez A., 1991. Evolutionary stellar models with core overshooting and mass loss - Apsidal motion constants. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 87: 507-512.
- Claret A., 1995. Stellar models until He burning - I. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 109: 441
- Claret, A., Giménez, A., ve Cunha N. C. S., 1995. Circularization and synchronization times in the main sequence of detached eclipsing binaries. I. Using the formalism by Tassoul. *Astronomy and Astrophysics*, 299: 724.
- Claret A., 2004. New grids of stellar models including tidal-evolution constants up to carbon burning. I. From 0.8 to 125 M_{sun} at $Z=0.02$. *Astronomy and Astrophysics*, 424: 919-925.
- Claret A., Gimenez A., 1991. Evolutionary stellar models with core overshooting and mass loss - Apsidal motion constants. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 87: 507-512.
- Claret A., Gimenez A., 1992. Evolutionary stellar models using Rogers and Iglesias opacities, with particular attention to internal structure constants. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 96: 255-268.
- Claret A., Giménez A., 1993, in: Weiss W.W., Baglin A. (eds.) Inside the Stars, Proa IAU Colloq.137.PASPC(inpress)
- Clausen J. V., 1991. Absolute dimensions of eclipsing binaries. XIX: BW Aquarii - A late F-type indicator of overshooting. *Astronomy and Astrophysics*, 246, 397.

- Clausen J. V., Gimenez A. ve Scarfe C., 1986. Absolute dimensions of eclipsing binaries. XI - V 451 Ophiuchi. *Astronomy and Astrophysics*, 167: 287-296.
- Boer de K.S. ve Seggewiss W., 2008. *Stars and Stellar Evolution*. EDP Sciences. 314 p.
- Degirmenici Ö.L., Gülmen Ö., Sezer C., İbanoğlu C., ve Çakırlı Ö., 2003. Up-to-date UBV light and O–C curves analyses of the eclipsing binary V477 Cygni. *Astronomy and Astrophysics*, 409: 959–967.
- Demarque P., ve McClure R. D., 1977. in *The Evolution of Galaxies and Stellar Populations*, ed. B.M. Tinsley & R. B. Larson (New Haven: Yale Univ. Obs.), 199
- Demarque P., Woo J.H., Kim Y.C. ve Yi S., 2004. Y^2 isochrones with an improved Core Overshoot Treatment. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 155 : 667 – 674.
- Demarque P. ve Larson R. B., 1964. The Age Of Galactic Cluster NGC 188. *Astrophysical Journal*, 140: 544-552.
- Demarque P., Virani S. N., Murphy E. J., Woo J.H., Kim Y.C., Yi S. K., 2008. A cgi synthetic CMD calculator for the YY Isochrones. *arXiv*, 801: 451.
- Demarque P., Sarajedini A. ve Guo X.-J., 1994. The gap in the color-magnitude diagram of NGC 2420: A test of convective overshoot and cluster age. *Astrophysical Journal*, 426: 165-169.
- Dinescu D. I., Demarque P., Guenther D. B. ve Pinsonneault, M. H., 1995. The Ages of the Disk Clusters NGC 188, M67, and NGC 752, Using Improved Opacities and Cluster Membership Data. *Astrophysical Journal*, 109: 2090.
- Dotter A., Chaboyer B., Jevremovic D., V. Kostov., E. Baron., ve Ferguson J. W., 2008. The Dartmouth Stellar Evolution Database. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 178: 89-101.
- Hayashi Ch., 1966. Evolution of protostars. *Annu. Rev. Astron. Astrophys.* 4: 171–192
- Hegedüs T., 1988. An updated list of eclipsing binaries showing apsidal motion. *Bull. Inform. CDS*, 35; 15-28.
- Hegedüs T., 1989. Errata and Supplement to the list of Eclipsing Binaries Showing Apsidal Motion. *Bull. Inform. CDS*, 36; 23-27.
- Hejlesen P. M., 1975. Copenhagen Univ. Obs. private distribution.
- Hejlesen P. M., 1980. Studies in stellar evolution. II - Age and mass calibrations for hydrogen burning evolutionary stages. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 39: 347-377.

- Hejlesen P. M., 1987. Studies in stellar evolution. III -The internal structure constants. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 69: 251-262.
- Hertzsprung E., 1911. Potsdam Pub. 63.
- Hubbard W. B. ve Lampe M., 1969. Thermal Conduction by Electrons in Stellar Matter. *Astrophysical Journal Supplement*, 18: 297.
- Holmgren D. E., Hill G. ve Fisher W.,1991. Absolute dimensions of early-type eclipsing binary stars. III - U Ophiuchi. *Astronomy and Astrophysics*, 248: 129-138.
- Iben I., 1965. Stellar Evolution. I. The Approach to the Main Sequence. *Astrophysical Journal*, 141: 993.
- Iben I. Jr., 1974. Post Main Sequence Evolution Of Single Stars. *ARA&A*, 12: 215-257
- Iben I., 1966. Stellar evolution. III. The evolution of a $5M_{\odot}$ star from main sequence through core helium burning. *Astrophysical Journal*, 143: 483-504
- Iglesias C. A., Rogers F. J.,1996. Updated Opal Opacities. *Astrophysical Journal*, 464: 943.
- Itoh N., Adachi T., Nagakawa M., Kohyama Y., ve Munakata H., 1989. Neutrino energy loss in stellar interiors. III - Pair, photo-, plasma, and bremsstrahlung processes. *Astrophysical Journal*, 339: 354-364. (erratum 360,741)
- Johnson H. L. ve Sandage A.R., 1956. Three-Color Photometry in the Globular Cluster M3, *Astrophysical Journal*, 124: 379-391.
- Jorgensen H. E., 1979. Four-Colour Photometry of Eclipsing Binaries, XII A: TV Cet, Light Curves, Photometric Elements and Determination of Helium Content. *Astronomy and Astrophysics*, 72: 356-360.
- Girardi L., Bressan A., Bertelli G. ve Chiosi C., 2000. Low-mass stars evolutionary tracks & isochrones (Girardi+, 2000). *Astronomy and Astrophysics*, 141: 371.
- Gunn J. E., Stryker L. L. ve Tinsley B. M., 1981. Evolutionary Synthesis of the Stellar Population in elliptical Galaxies. *Astrophysical Journal*, 249: 48-67.
- Green E. M., Demarque P. ve King C. R., 1987, The Revised Yale Isochrones and Luminosity Functions (New Haven: Yale Univ. Obs.)
- Grevesse N. ve Noels A., 1993, in Origin and Evolution of the Elements, ed. N. Prantzos, E. Vangioni-Flam ve M. Casse (Cambridge : Cambridge Univ. Press), 14
- Grevesse N., Noels A. ve Sauval A. J., 1996. in Cosmic Abundances, ed.. Holt S. S ve Sonneborn G. (San Francisco: ASP), 117.
- Guenther D., ve Demarque P., 1997. Seismic Tests of the Sun's Interior Structure, Composition, and Age, and Implications for Solar Neutrinos. *Astrophysical Journal*, 484: 937.

- Guenther D. B., Demarque P., Kim Y.-C ve Pinsonneault M. H., 1992. Standard solar model. *Astrophysical Journal*, 387: 372-393.
- Khaliullin K.F., Khaliullina A.I. ve Krylov A.V., 2001. Precision WBVR Photoelectric Photometry of the Eclipsing System RR Lyncis. *Astronomy Reports*, 45: 888-898.
- Khaliullin Kh F. ve Khaliullina A. I., 2010. Synchronization and circularization in early type binaries on main sequence. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 401: 257-274.
- Kim Y.C., Demarque P., Yi S., ve Alexander D., 2002. The Y^2 Isochrones For α -Element Enhanced Mixtures. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 143: 499–511.
- Kozhunna-Platais V., Demarque P., Platais I., Orosz J. A. ve Barnes S., 1997. The Age of NGC 3680 and a Test of Convective Overshoot. *Astrophysical Journal*, 113: 1045-1056.
- Kurucz R., 1979. Model atmospheres for G, F, A, B, and O stars. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 40: 1-340.
- Kurucz R., 1992. in *The Stellar Population in Galaxies*, ed. B. Barbuy & A. Renzini (Dordrecht : Reidel), 225
- Lacy C. H. S., Torres G., Claret A. ve Sabby J. A., 2003. Absolute Properties of the Main-Sequence Eclipsing Binary Star BP Vulpeculae. *The Astronomical Journal*, 126: 1905-1915.
- Lacy C. H. S., 1993. The photometric orbit and apsidal motion of V526 Sagittarii. *Astronomical Journal*, 105: 1096-1102.
- Lacy C. H. S., 1997. Absolute Dimensions and Masses of YY Sagittarii and V526 Sagittarii. *Astronomical Journal*, 113: 1091.
- Lacy C. H. S., Claret A., Sabby J. A., 2004. Absolute Properties of the Eclipsing Binary Star V459 Cas. *Astronomical Journal*, 128: 1340-1347.
- Lacy C. H. S., Claret A., Sabby J. A., 2004. Absolute Properties of The Upper Main-Sequence Eclipsing Binary Star MU Cas. *Astronomical Journal*, 128: 1840-1846
- Lacy C. H. S., Torres G., Latham D. W., 1997. Absolute dimensions and Masses of IT Cas. *Astronomical Journal*, 114: 1206-1221
- Lacy C. H. S., Torres G., Claret A. ve Menke J.L., 2006. Absolute Properties of The Main-Sequence Eclipsing Binary Star EY Cep. *Astronomical Journal*, 131: 2664-2672.
- Lacy C. H. S., Torres G., Claret A. ve Sabby A. J., 2002. Absolute Properties of the Main-Sequence Eclipsing Binary Star WW Camelopardalis. *Astronomical Journal*, 123:

1013–1022.

- Lacy C. H. S. et al., 1997, *Astronomical Journal*, 114, 1206
- Lacy C. H. S., 1998, Absolute Dimensions and Masses of V541 Cygni and the General Theory of Relativity. *The Astronomical Journal*, 115: 801-808.
- Lacy C. H. S., Torres G., Claret A., Vaz L. P. R., 2005. Absolute Properties of the Eclipsing Binary Star RW Lacertae. *The Astronomical Journal*, 130: 2838-2846
- Larson R. B. ve Tinsley, B. M., 1978. Star Formation Rates in Normal and Peculiar Galaxies. *Astrophysical Journal*, 219: 46-59
- Lejeune Th., 1998. A standard stellar library. II. (Lejeune+ 1998). *Astronomy and Astrophysics*, 130: 65
- Lejeune Th., Cuisinier F. ve Buser R., 1997. Standard stellar library for evolutionary synthesis. I. Calibration of theoretical spectra. *Astronomy and Astrophysics*, 125: 229-246.
- Lejeune Th., Cuisinier F.ve Buser R., 1998. A standard stellar library for evolutionary synthesis. II. The M dwarf extension. *Astronomy and Astrophysics*, 130: 65-75.
- Linda S. S. ve John S. G. III, 2007. *Galaxies in the Universe: An Introduction*. Cambridge University Press.431 p.
- Meynet G., Mermilliod J.C. ve Maeder A., 1993. New dating of galactic open clusters. *Astronomy and Astrophysics*, 98: 477-504.
- McWilliam A., ve Rich R. M., 1999. in Proc. ESO Workshop. Chemical Evolution from Zéro to High Redshift, ed. J. R. Walsh & M. R. Rosa (Berlin: Springer), 73.
- Norris J. E., Ryan S. G.ve Beers T. C., 2001. Extremely Metal-Poor Stars. VIII. High-Resolution, High Signal-to-Noise Ratio Analysis of Five Stars with $[Fe/H] < -3.5$. *Astrophysical Journal*, 561: 1034-1059.
- Pagel B. E. J. ve Portinari L., 1998. $\Delta Y/\Delta Z$ from fine structure in the main sequence based on Hipparcos parallaxes. *MNRAS*, 298: 747-752.
- Palla F. ve Stahler S.W., 1991. The evolution of intermediate-mass protostars. I - Basic results. *Astrophysical Journal*, 375: 288-299.
- Palla F. Stahler S.W.,1993. The Pre-Main-Sequence Evolution of Intermediate-Mass Stars. *Astrophysical Journal*, 418: 414.
- Patten B. M. ve Pavlovsky C. M.,1999. A Photometric Survey for Low-Mass Members of IC 2391. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 111: 210-216.
- Petrova A.V. ve Orlov V.V., 1999. Apsidal motion in double stars: I. catalog.

- Astrophysical Journal.*, 117: 587-602.
- Pietrinferni A., Cassisi S., Salaris M. ve Castelli F., 2004. A Large Stellar Evolution Database for Population Synthesis Studies. I. Scaled Solar Models and Isochrones. *Astrophysical Journal*, 612: 168-190.
- Popper D. M., Lacy C. H., Frueh M. L. ve Turner, A. E., 1986. Properties of main sequence eclipsing binaries - Into the G stars with HS Aurigae, FL Lyrae, and EW Orionis. *Astronomical Journal*, 91: 383-404.
- Popper D. M., 1987. A Pre-Main-Sequence Star in the Detached Binary EK Cep. *Astrophysical Journal*, 313: 81-83
- Pickles A. J., 1985. Differential population synthesis of early-type galaxies. III - Synthesis results. *Astrophysical Journal*, 290: 340-369.
- Peletier R. F., Valentijn E. A. ve Jameson R. F. 1990. Near-infrared photometry of bright elliptical galaxies. *Astronomy and Astrophysics*, 233, 62.
- Prochaska J. X., Naumov S. O., Carney B. W., McWilliam A. ve Wolfe, A. M., 2000. The Galactic Thick Disk Stellar Abundances. *Astrophysical Journal*, 120: 2513- 2549.
- Renzini A. ve Fusi P.F., 1988. Tests of evolutionary sequences using color-magnitude diagrams of globular clusters. *ARAA*, 26: 199-244.
- Russell H. N., 1913. Giant and dwarf stars. *Observatory*, 36: 324-329.
- Rich R. M., 1992. in *The Stellar Populations of Galaxies*, ed. B. Barbuy & R. Renzini (Dordrecht: Reidel), 29.
- Rogers F. J. ve Iglesias, C. A., 1995. in *Astrophysical Applications of Powerful New Databases*, ed. S. J. Adelman & W. L. Wiese (San Francisco: ASP), 78.
- Rogers F. J., Swenson F. J., Iglesias C. A., 1996. OPAL Equation-of-State Tables for Astrophysical Applications. *Astrophysical Journal*, 456: 902.
- Rogers F. J., 1994. in *The Equation of State in Astrophysics*, ed. G. Chabrier & E. Schatzman (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 16.
- Rogers F. J. ve Iglesias C. A., 1995. in *Astrophysical Applications of Powerful New Databases*, ed. S. J. Adelman & W. L. Wiese (San Francisco: ASP), 78.
- Rogers F. J., Swenson F. J. ve Iglesias, C. A., 1996, . OPAL Equation-of-State Tables for Astrophysical Applications. *Astrophysical Journal*, 456: 902.
- Salaris M. ve Cassisi S., 2005. *Evolution of Stars and Stellar Populations*. John Wiley & Sons Inc. 374 p.
- Salpeter E.E., 1955. The Luminosity Function and Stellar Evolution. *Astrophysical Journal*, 121: 161.

- Sandage A. R., 1957. Observational Approach to Evolution. II. A computed luminosity function for K0-K2 Stars from $M_v = +5$ to $M_v = -4,5$. *Astrophysical Journal*, 125: 435-445.
- Schneider P., 2006. Extragalactic Astronomy and Cosmology. Springer. New York 132-135.
- Schwarzschild K., 1906. On the equilibrium of the Sun's atmosphere. *Nachrichten von der Königlichen Gesellschaft der Wissenschaften zu Göttingen*, 195: 41-53.
- Schaerer D., Meynet G., Maeder A., ve Schaller G., 1993. Grids of stellar models. II. (Schaerer+ 1993). *A&AS*, 98: 523.
- Schaller G., Schaerer D., Meynet G. ve Maeder A., 1992. New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z = 0.020$ and $Z = 0.001$. *A&AS*, 96: 269-331.
- Shaviv G. ve Salpeter E., 1973. Convective Overshooting in Stellar Interior Models. *Astrophysical Journal*, 184: 191-200.
- Stothers R. B., 1991. Observational tests of convective core overshooting in stars of intermediate to high mass in the Galaxy. *Astrophysical Journal*, 383: 820-836.
- Stassun K. G., Van den Berg M., Mathieu R. D., Verbunt F., 2002. BVI photometry in M67. *A&A*, 382: 899.
- Tassoul J.L., 1987. On Synchronization in Early – Type Binaries. *Astrophysical Journal*, 322 : 856 – 861.
- Tassoul J.-L., 1988. On Orbital Circularization in Detached Close Binaries. *Astrophysical Journal*, 324 : 71-73.
- Tayler R.J., 2004. *The Stars: Their Structure and Evolution (2nd ed.)*. Cambridge University Press. 239 p.
- Thoul A. A., Bahcall J. N. ve Loeb A., 1994. Element diffusion in the solar interior. *Astrophysical Journal*, 421: 828-842.
- Tinsley B. M., 1980. Evolution of the Stars and Gas in Galaxies. *Fundamentals of Cosmic Physics.*, 5: 287-388
- Tomkin J., Popper D. M., 1986. Rediscovery of eclipsing binaries. XV - Alpha Coronae Borealis, a main-sequence system with components of types A and G. *Astronomical Journal*, 91: 1428-1437
- Torres G., Lacy C. H. S., Claret A., Zakirov M. M., Arzumanyants G. C., Bayramov N., Hojaev A. S., Stefanik R. P., Latham D. W., Sabby J. A., 1999. Absolute

- Dimensions of the A-Type Eclipsing Binary V364 Lacertae. *The Astronomical Journal*, 118: 1831-1844.
- Torres G., Lacy C. H. S., Claret A. ve Sabby J. A., 2000. Absolute Dimensions of the Unevolved B-Type Eclipsing Binary GG Orionis. *The Astronomical Journal*, 120: 3226-3243.
- Özdemir S., Gürol B., Demircan O., 2005. *Astronomi ve Astrofizik*. Asil Yayın Dağıtım Ltd. Şti. Ankara. 429 s.
- VandenBerg D. A., Swenson F. J., Rogers F. J., Iglesias C. A. ve Alexander D. R., 2000. Models for Old, Metal-poor Stars with Enhanced α -Element Abundances. I. Evolutionary Tracks and ZAHB Loci; Observational Constraints. *Astrophysical Journal*, 532: 430-452.
- Vandenberg D. A., Bell R. A., 1985. Theoretical isochrones for globular clusters with predicted BVRI and Stromgren photometry. *Astrophysical Journal Supplement Series*, 58: 561-621
- VandenBerg D. A., Bergbusch P. A. ve Dowler P. D., 2006. The Victoria-Regina Stellar Models: Evolutionary Tracks and Isochrones for a Wide Range in Mass and Metallicity that Allow for Empirically Constrained. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 162: 375-387.
- Vaz L. P. R. Ve Andersen J., 1984. Absolute dimensions of eclipsing binaries. IV – PV Puppis, a detached late A-type system with equal, intrinsically variable components. *Astronomy and Astrophysics*, 132: 219-228.
- Vitense E., 1953. Die Wasserstoffkonvektionszone der Sonne. Mit 11 Textabbildungen. *Zs. f. Astrophys*, 32: 135.
- Yi S., Kim Y.C., ve Demarque P., 2003. The Y^2 Stellar Evolutionary Tracks. *ApJS*, 144: 259–261.
- Yi S., Demarque P., Kim Y.C., Lee Y.W., Ree C. H., Lejeune T., ve Barnes S., 2001. Toward Better Age Estimates For Stellar Populations: The Y^2 Isochrones For Solar Mixture. *ApJS*, 136: 417–437.
- Zahn J.P., 1975. The Dynamical Tide in Close Binaries. *Astronomy and Astrophysics*, 41 : 329 – 344.
- Zahn J.P., 1977. Tidal Friction in Close Binary Stars, *Astronomy and Astrophysics*, 57 : 383 – 394.

ÇİZELGELER	Sayfa No
Çizelge 1. Çift yıldız sistemlerinden elde edilen veriler.....	4
Çizelge 2. Kimyasal bileşim ve konvektif çekirdek için kritik kütle.....	61
Çizelge 3. Y^2 izokronlarından elde edilen veriler.....	62
Çizelge 4. Y^2 evrim yollarından elde edilen bilgiler.....	63
Çizelge 5. Y^2 modelinde α – elementleri zenginleşmesi için varsayılan element bollukları.....	64
Çizelge 6. Y^2 modelinde [Fe/H], Z ve [α /Fe] arasındaki dönüşümler.....	66
Çizelge 7. Seçilen yıldızların temel ve eksen dönmesi parametreleri.....	69
Çizelge 8. Seçilen yıldızların mutlak parametreleri.....	70
Çizelge 9. Sonuçlar ve karşılaştırma tablosu.....	106

ŞEKİLLER

Sayfa No

Şekil 1. Çift yıldızlarda yörünge elemanları.....	2
Şekil 2. Örtlen çift yıldızlarda tutulma olma koşulu.	3
Şekil 3. Eksantrik yörüngeli örtlen çift yıldızlarda eksen dönmesi.....	6
Şekil 4. Şematik HR Diyagramı.	8
Şekil 5. HR diyagramının üç farklı şekilde kullanılması.....	9
Şekil 6. Yıldızların temel denklemleri ve birbirleriyle bağlantısı.....	10
Şekil 7. Standart Güneş Modeli.....	19
Şekil 8. Güneşteki element bolluğu.....	25
Şekil 9. Anakol öncesi evrim yolları.....	29
Şekil 10. Sıfır yaş anakolu ve anakol sonrası evrimi yolları.....	30
Şekil 11. İleri evrim aşamaları.....	31
Şekil 12. M67 için CMD.....	32
Şekil 13. Çeşitli açık kümelerin renk-parlaklık diyagramları.....	33
Şekil 14. M3 için CMD	34
Şekil 15. İzokronlar ve tanımı.....	35
Şekil 16. log L ve log Teff düzleminde izokronlar.....	37
Şekil 17. log g ve log Teff düzleminde izokronlar.....	38
Şekil 18. Mv ve (B-V)0 düzleminde izokronlar.....	38
Şekil 19. V364 Lac sistemi için izokronlar ve evrim yolları.....	41
Şekil 20. M67 için CMD.....	42
Şekil 21. Ülker için CMD.....	42
Şekil 22. Carina cüce gökadası için CMD.....	43
Şekil 23. Y2 modelinde evrim yolları ve izokronlar.....	44
Şekil 24. İzokronlar ve kütleler.....	45
Şekil 25. Evrim Yollarına Kimyasal Bileşimin Etkisi.....	47
Şekil 26. Z sabit olması durumunda izokronlar.....	47
Şekil 27. Z değişiminin yaş hesabına etkisi.....	48
Şekil 28. Metalce zayıf yıldız kümeleri için izokronlar.....	49
Şekil 29. 1, 2, 5 ve 10 Gy yaşlarında dört sentetik renk-parlaklık diyagramı.....	53
Şekil 30. Sentetik renk-parlaklık diyagramlarına çift yıldızların etkisi.....	54

Şekil 31. Işınım gücü-etkin sıcaklık diyagramında Y2 izokronları.....	57
Şekil 32. CMD'de Y2 izokronları.....	57
Şekil 33. kütle-yıldız sayısı diyagramında Y2 izokronları.....	58
Şekil 34. Güneş için Y2 modeli ile elde edilen dört sonuç grafiği.....	60
Şekil 35. Farklı Z değerleri için izokronlarda α -elementleri karışımının etkisi.....	65
Şekil 36. Yıldızların çekim ivmesi ve etkin sıcaklık grafikleri.....	67
Şekil 37. BW Aqr için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	71
Şekil 38. WW Cam için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	73
Şekil 39. IT Cas için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	74
Şekil 40. MU Cas için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	75
Şekil 41. V459 Cas için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	76
Şekil 42. EK Cep için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	77
Şekil 40. EY Cep için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	78
Şekil 41. TV Cet için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	79
Şekil 42. α CrB için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	80
Şekil 43. V477 Cyg için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	81
Şekil 44. V541 Cyg için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	82
Şekil 45. V1143 Cyg için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	83
Şekil 46. V1147 Cyg için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	84
Şekil 47. RX Her için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	85
Şekil 48. AI Hya için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	86
Şekil 49. RW Lac için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	87
Şekil 50. SS Lac için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	88
Şekil 51. V364 Lac için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	89
Şekil 52. GG Lup için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	90
Şekil 53. RR Lyn için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	91
Şekil 54. TZ Men için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	92
Şekil 55. U Oph için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	93
Şekil 56. V451 Oph için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	94
Şekil 57. EW Ori için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	95
Şekil 58. GG Ori için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	96
Şekil 59. ζ Phe için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	97
Şekil 60. PV Pup için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	98

Şekil 61. YY Sqr için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	99
Şekil 62. V526 Sqr için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	100
Şekil 63. V1647 Sqr için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	101
Şekil 64. V760 Sco için elde edilen evrim yolları ve izokron eğrileri.....	102
Şekil 65. BP Vul için elde edilen evrim yolları ve izokron eğriler.....	103

ÖZGEÇMİŞ

KİŞİSEL BİLGİLER:

Adı Soyadı: Mümin GÜNEŞ

Doğum Yeri: Bursa

Doğum Tarihi: 01.01.1984

EĞİTİM DURUMU:

Lisans Öğrenimi: Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü (2007).

Yüksek Lisans Öğrenimi: Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Uzay Bilimleri ve Teknolojileri (2008 - 2011).

Bildiği Yabancı Diller: İngilizce

BİLİMSEL FAALİYETLERİ:

İŞ DENEYİMİ:

İLETİŞİM:

E-posta Adresi: mmngns@hotmail.com