



T.C.
ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ
FİZİK ANABİLİM DALI

AKTİF KROMOSFERLİ ÇİFT YILDIZLARIN
İZOKRON YAŞLARI

Yüksek Lisans Tezi

Nurten FİLİZ AK

Danışman: Prof. Dr. Zeki EKER

Ağustos 2006
Çanakkale

ÇANAKKALE ONSEKİZ MART ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

AKTİF KROMOSFERLİ ÇİFT YILDIZLARIN
İZOKRON YAŞLARI

Nurten FİLİZ AK

Prof. Dr. Zeki EKER

Eylül, 2006
ÇANAKKALE

AKTİF KROMOSFERLİ ÇİFT YILDIZLARIN İZOKRON YAŞLARI

Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü

Yüksek Lisans Tezi

Fizik Bölümü, Fizik Anabilim Dalı

Nurten FİLİZ AK

Prof. Dr. Zeki EKER

Eylül, 2006

ÇANAKKALE

YÜKSEK LİSANS TEZİ SINAV SONUÇ FORMU

Nurten Filiz Ak tarafından Prof. Dr. Zeki EKER yönetiminde hazırlanan “**Aktif Kromosferli Çift Yıldızların İzokron Yaşları**” başlıklı tez tarafımızdan okunmuş, kapsamı ve niteliği açısından bir Yüksek Lisans tezi olarak kabul edilmiştir.

.....

Yönetici

.....

Jüri Üyesi

.....

Jüri Üyesi

Müdür
Fen Bilimleri Enstitüsü

TEŞEKKÜR

Bu tez çalışması Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi'nin 2005/22 nolu bilimsel araştırma projesi tarafından desteklenmiştir. Tez içerisinde kullanılan veriler, yürütölmekte olan 104T508 nolu TÜBİTAK projesi kapsamında hazırlanan Aktif Kromosferli ift Yıldızlar Katalogu'ndan alınmıştır.

Bu tezin ortaya çıkmasında yardım ve önerilerini esirgemeyen ve çalışma boyunca fikir ve yorumları ile yol gösteren, ayrıca tezin veri kaynağı olan projede bana yer vererek güzel bir bilimsel çalışma ortamı sunan danıőmanım Prof. Dr. Zeki EKER'e teőekkürü bir borç bilirim. Çalışma boyunca öneri ve görüşlerini bizimle paylaőan ve tezin genel kapsamının belirlenmesinde yardımcı olan Prof. Dr. Osman DEMİRCAN'a teőekkürlerimi sunarım.

Bu tezin ortaya okmasında maddi, manevi ve bilimsel pek çok katkısı olan ve tezime bir anlam kazandıran hayatımın en değerli insanı eőim Yrd. Doç. Dr. Hasan AK'a en içten őükranlarımı sunarım.

Ve son olarak bu tezi, maddi ve manevi desteklerini hiç bir zaman eksik etmeyen, dünyadaki varlık sebebim ve benim için sevgi ve saygıları kalbimin derinliklerinde olan sevgili anne babama ve hayatımın neőesi kardeőlerime armağan ediyorum.

Nurten Filiz Ak

anakkale, Ağustos 2006

AKTİF KROMOSFERLİ ÇİFT YILDIZLARIN İZOKRON YAŞLARI

ÖZET

Oluşumları aynı zaman ve aynı bölgede olan yıldızların, örneğin açık veya küresel küme yıldızları, yaşlarını belirlemede kullanılan izokronlar ile yaş belirleme tekniği, Aktif Kromosferli Çift (CAB, Chromosphericly Active Binaries) yıldızlara uygulanmıştır. Tekniği uygulamak için seçilen 200 yıldızın fiziksel parametreleri (sıcaklık, yarıçap, kütle vs.) ve gözlemsel verileri (görünen parlaklık, renk, paralaks vs.) devam etmekte olan kataloglama çalışmamızdan (TÜBİTAK 104T508 nolu proje) temin edilmiştir. Öncelikle, bu yıldızlar arasından gözlenen ışığa yoldaş yıldızın katkısı boşlanabilecek kadar küçük olan, tek çizgili tayf gösteren sistemler ayıklanmıştır. Tayfında iki veya çok yıldızın etkisi açıkça görülen sistemler arasından bileşenlerin ışık oranları hesaplanabilen 80 CAB yıldızı seçilmiştir. Bunlardan 32 tanesi, H-R diyagramında izokronlar ile yaş belirlenemeyen bölgeye düştükleri ve 11 tanesi de kütle aktarımı komplikasyonu gösterdikleri için, izokronlar ile yaş belirlemeye uygun olmadıkları için seçilmişler arasından çıkartılmıştır. Kalan 37 sisteme, teknik başarı ile uygulanmış ve bu sistemlerin izokron yaşları hataları ile birlikte belirlenmiştir. Tek çizgili olan sistemler de izokron setleri üzerinde işaretlenmiş ve 85 tanesinin muhtemel yaşı belirlenmiştir. Ancak, bu yaşlar iki çizgili sistemlerin yaşları kadar güvenilir değildir. Çünkü, bu tür yıldızlarda, çift sistemlerdeki gibi aynı yaşı teyit edebilecek yoldaşa ait veriler yoktur.

Anahtar sözcükler :

Aktif kromosferli çift yıldızlar, yıldız evrimi, izokronlar, izokron yaşları

Hazırlanan bu Yüksek Lisans tezi Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Bilimsel Araştırma Projeleri Fonu tarafından 2005/22 no'lu proje ile desteklenmiştir.

ISOCHRONAL AGES of CHROMOSPHERICALLY ACTIVE BINARIES

ABSTRACT

Isochrone fitting technique has been applied to chromospherically active binaries. The physical parameters (effective temperatures, radii, masses etc.) and observational data (apparent visual brightness, colors, parallaxes etc.) data has been collected from the Chromospherically Active Binary Catalogue which is a going on project (TÜBİTAK, project number 104T508). In order to close systems with known light ratio the single lined systems were selected out first. From the 80 systems with known light ratios, the 32 system have fell in the region where isochron ages cannot be determined. However, the technique has been applied successfully to 37 systems with known light ratios, and their isochron ages were determined. Nevertheless, the single lined systems were also marked on isochrones and isochron ages were also assigned for them. Ages for single lined systems have more uncertainty then single stars because with an unseen secondary one do not have information weather or not a system already passed through mass transfer stage.

Keywords :

Chromospherically active binaries, stellar evolution, isochrones, isochronal ages

The present M.Sc. thesis was supported by Çanakkale Onsekiz Mart University under the project BAP no 2005/22.

İÇERİK

Sayfa

TEZ SINAVI SONUÇ BELGESİ	ii
TEŞEKKÜR	iii
ÖZET	iv
ABSTRACT	v
BÖLÜM 1 – GİRİŞ	1
BÖLÜM 2 – YILDIZ EVRİMİ VE İZOKRONLAR	5
1. Yıldız Evrimine giriş.....	5
2. Yıldız Evrimi	15
3. Kütle Kaybının Evrim Üzerindeki Etkisi.....	21
4. Metal Bolluğunun Evrim Üzerindeki Etkisi	25
5. Overshootingin Evrim Üzerindeki Etkisi	28
6. İzokronların Elde Edilişi ve İşleyişi	32
6.1. Evrim Yolları ve İzokronlar	32
6.2. İzokronlar ile kümelerin Yaşının Belirlenmesi	37
6.3. İzokronlar ile Çift Sistemlerin ya da Tek Yıldızların Yaşlarının Belirlenmesi	44
BÖLÜM 3 – AKTİF KROMOSFERLİ ÇİFT YILDIZLAR	46
BÖLÜM 4 – KULLANILAN VERİLER	50
1. Evrim Çizgileri Ve İzokronlar	50
2. CAB Sistemleri Ve Parametreleri.....	51
BÖLÜM 5 – YAŞLARIN BULUNMASI	54
1. Seçilen CAB Sistemleri ve Sınıflandırılması.....	54
2. CAB Sistemlerinin Yaşları	65
2. Sistemler Hakkında Özel Açıklamalar.....	72
BÖLÜM 6 – TARTIŞMA ve SONUÇ	87
1. Elde Edilen Verilerin Tartışılması	87
2. Sonuç	92
KAYNAKLAR	97
Çizelgeler Dizini	101
Şekiller Dizini	102
Özgeçmiş	104

BÖLÜM 1. GİRİŞ

Aktif kromosferli çift yıldızlar (CAB, Chromosphericly Active Binaries), F, G veya K tayf türünden, genelde bileşenlerinden biri ya da her ikisi de evrimleşmiş olan, tayfında güçlü CaII H ve K salması gözlenen çift yıldızlardır. Derin konvektif zarf ve çift olmanın getirdiği hızlı dönmenin etkisi ile manyetik dinamo bu yıldızlarda daha etkindir. Konvektif katmanın derinlerinde oluşan manyetik alanlar, konvektif hareketlerle yüzeye kadar taşınır. Manyetik alanlar, fotosfer ve kromosferden geçip koronaya kadar ulaşır. Bu nedenle manyetik aktivite belirteçleri fotosfer ile birlikte kromosfer ve koronada da görülür. Aktivite kendini fotosferde lekeler olarak, kromosferde plaj bölgeleri olarak gösterirken, geçiş bölgesinde morötesi salması (Mitrou et al. 1997), ve koronada yumuşak X-ışın (Dempsey et al. 1993, 1997) ve radyo salması (Wendker 1995) olarak ortaya çıkar. Aktivitenin en temel belirteci olan CaII'nin H ve K çizgi merkezindeki salmalar ve H α çizgisinde gözlenen salmalar, kromosfer kaynaklıdır.

RS CVn ve BY Dra türü çiftleri kapsayan, RS CVn benzeri yıldızlar olarak da bilinen, aktif kromosferli çift yıldız tanımlaması, ilk kez 1988 yılında Strassmeier ve arkadaşlarının hazırladığı CAB katalogunda yapılmıştır (Strassmeier et al. 1988). Bu çalışmada, Hall (1976) tarafından genel özellikleri tanımlanmış olan RS CVn sistemlerin ve Bopp ve Fekel (1997) tarafından tanımlanmış olan BY Dra türü yıldızların, CAB adı altında birleştirilmesi önerilmiştir. Kromosferik aktivite gösterdiği halde, W UMa sistemleri, FK Com türü yıldızlar ve yarı ayırık Algol sistemleri, farklı fiziksel özelliklere sahip olmaları nedeni ile sınıflama dışı bırakılmışlardır (Strassmeier et al. 1988).

Aktif kromosferli çiftlerin evrimsel durumları ve evrim durumlarının aktivite ile ilişkisi ilk kez Popper ve Ulrich (1977) tarafından incelenmiştir. O tarihlerde RS CVn olarak sınıflandırılan 26 yıldız ile yapılan çalışmada, bu sistemlerin genellikle anakol sonrası evrim aşamasında olduklarına dikkat çekilmiştir. Popper ve Ulrich'in çalışmasından günümüze kadar CAB tanımlaması değiştiği gibi bu sınıflamaya giren yıldız sayısında da büyük bir artış olmuştur. Hall (1976), temel çalışmasında 40 kadar

RS CVn sisteminin genel tanımlamasını yaptıktan sonra, Hall, daha sonra listesindeki yıldız sayısını 69'a çıkarmıştır (Hall 1980). Aktif kromosferli çiftlerin ilk kataloglama girişimi 1984 yılında Eker tarafından yapılmış ve bu ilk katalogda 83 sisteme yer verilmiştir (Eker 1984). Ardından Strassmeier et al. (1988)'de 168 sistemin ve Strassmeier et al. (1993)'de 206 sistemin kataloglama çalışması yapılmıştır. Eker'in yürütücülüğünü yaptığı, henüz tamamlanmamış proje kapsamında (TÜBİTAK Bilimsel Araştırma Projesi 104T508) hazırlanan katalog çalışmasında ise bu sayının 300'ün üstüne çıkacağı tahmin edilmektedir, şu anki sayı 287'dir.

CAB olarak sınıflandırılan sistemlerin çoğalması ve gözlemlerle elde edilen verilerin kalite ve sayısının artması, bu sistemlerin evrimsel durumları ve kromosferik aktivitenin evrime katkısı gibi konuların yeniden incelenmesi ihtiyacını ortaya çıkarmıştır. Artan gözlem duyarlılığı, gözlemlerden elde edilen fiziksel parametrelerin de duyarlılığını arttırmıştır. Güneş ve gezegenleri gibi, çift yıldız bileşenlerinin de aynı zamanda aynı buluttan oluştuğu göz önüne alındığında, aynı orijinli sistemlerde daha güvenilir yaşların elde edilmesine olanak veren izokronlarla yaş belirleme tekniği, bu çalışma için tercih edilmiştir. Bu teknik, farklı kütlelere sahip aynı yaştaki birden fazla yıldızla uygulandığında, sistemin kimyasal kompozisyonunun da bulunmasına olanak sağlar.

Diğer çift yıldız sistemlerine göre nispeten daha çok çalışılmış olan CAB yıldızlarının hemen hemen yarısı tutulma göstermektedir. Bu sistemlerin gerek fotometrik analizlerinden gerekse tayfsal çalışmalarından, bileşenlerinin ışık oranlarının ölçülmesi mümkündür. Bileşenlerinin parametreleri ayrı ayrı bilinen CAB sistemlerinin, izokronlar ile yaş belirleme tekniği için seçilmesi uygun düşmektedir.

Bazı sistemlerde, bir bileşenin ışığının, diğer bileşenden gelen katkıyı ölçmeyi engelleyecek kadar baskın olması, ışık oranının belirlenmesini olanaksız kılar. Böyle sistemleri tek yıldız gibi düşünüp yaşlarını izokronlar ile belirlemek mümkündür. Ancak, izokronlar ile belirlenen bu yaşların doğrudan evrim çizgilerinden elde

edilebilecek yaşlara göre daha duyarlı olabileceğini söylemek doğru değildir. Üstelik görünmeyen bir yoldaş yıldızın olması ve bileşenler arası kütle transferinin olup olmadığının bilinmemesi, bu yaşların, benzer tek yıldız yaşlarına göre daha belirsiz olmasına sebep olmaktadır.

İzokronlar ile yaş belirleme tekniğinin daha duyarlı daha güvenilir sonuç vermesi çift veya çoklu sistemlerde bileşenler arası ışık oranlarının, her bir bileşenin rengi veya etkin sıcaklığının ve sistemin mutlak parlaklığının doğru olarak belirlenmesine bağlıdır. Bu nedenle, henüz bitmemiş katalog çalışmamızdan ışık oranları bilinen CAB sistemleri özenle ayıklanmıştır.

200 CAB sistemi arasından, 80 tanesi bu tezin amacına uygun olarak seçilmiştir. Bunlardan 32 tanesi, Maeder ve Meynet (1991) tarafından elde edilen izokronların bulunduğu diyagram üzerinde işaretlendiğinde, anakolda izokronlar ile yaş belirlenemeyen bölgeye düşmektedir. Bir başka 11 tanesi ise, yaş belirlemeye uygun bölgeye düştükleri halde, bileşenler arası kütle aktarımı komplikasyonu gösterdikleri anlaşılmaktadır. Bu nedenle bu 43 sistem izokronlar ile yaşı belirlenemez durumdadır.

İzokronlar yardımıyla yaş belirleme tekniği geri kalan 37 sisteme başarı ile uygulanmıştır, bu sistemlerin yaşları belirlenmiştir. Bileşenlerinden her biri aynı izokron üzerine tam olarak oturan 10 sistemin yaşı için elde edilen göreceli belirsizlik %10'un altındadır. Yaşları duyarlı bir biçimde elde edilmiş olan bu 10 çift yıldızın, Barrado et al. (1994), Barrado et al. (1997) ve Barrado et al. (1998) çalışmalarında, lityum bolluklarından elde edilmiş yaşları, bu çalışmada elde edilen yaşlar ile karşılaştırılmıştır. Açıkça görülmektedir ki, izokronlarla yaş belirleme tekniği ile hesaplanan yaşlar, diğer yöntemlerle elde edilen yaşlar ile uyumlu olduğu gibi, aynı zamanda daha küçük hata değerlerine sahiptir.

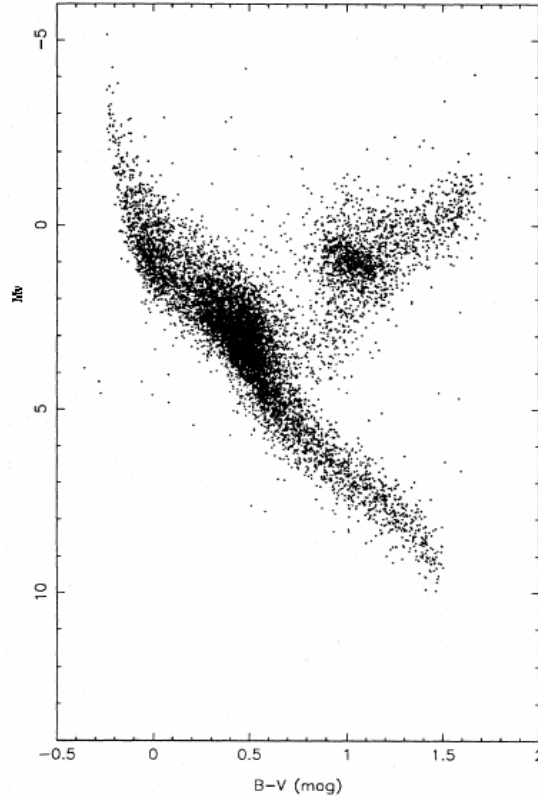
CAB sistemlerinin, dönme hızlarının, dönemlerinin, açısal momentumlarının ve aktivite belirteci olarak ele alınan parametrelerin yaşa bağlı değişimlerinin doğru olarak

elde edilebilmesi için yaşlarının duyarlı olarak belirlenmesi gerekmektedir. Bu çalışmada elde edilen sonuçlar, bu tür incelemelere ışık tutabilecek niteliktedir.

BÖLÜM 2. YILDIZ EVRİMİ ve İZOKRONLAR

1. Yıldız Evrimine Giriş

H-R diyagramı, ilk kez XX. Yüzyılın başlarında Danimarkalı Ejnar Hertzsprung ve Amerikalı Henry Norris Russel tarafından, farklı renkteki (veya tayf türündeki) yıldızları uzaklıktan bağımsız olarak karşılaştırma amacı ile oluşturulmuştur (Şekil 1). Yatay eksene yıldızların tayf türü, rengi veya sıcaklığı, düşey eksene ise ışınım gücü veya mutlak parlaklığı konulduğunda, rasgele bir dağılımın aksine yıldızların belli kollarda birikmesi, yıldız evrimi ile ilgili ilk düşüncelerin ortaya atılmasına sebep olmuştur. Yıldızların çoğunluğunun oluşturduğu, sol üst parlak ve sıcak yıldızlardan, sağ alttaki soğuk ve sönük yıldızlara uzanan kola “anakol” denmektedir.



Şekil 1 Perryman ve grubu tarafından Hipparcoss uydusunun verilerinden elde edilen H-R diyagramı (Perryman M.A.C. et al. 1995)

Anakoldan sonra sıfır mutlak parlaklık civarında devler kolu bulunmaktadır. Süperdevler ve alt devler kollarının yanı sıra anakolun altında sıcak tarafa doğru beyaz cüceler, H-R diyagramında göze çarpan gruplardır.

Bir yıldızın tüm yüzeyinden bütün dalga boylarında birim zamanda yayılan ışınım enerjisine yıldızın ışınım gücü veya lüminositesi denir. Yıldızın ışınması karacisim ışınması olarak düşünülürse,

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 \quad (1)$$

bağıntısı, yıldızın ışınım gücünü verir. Bu bağıntıdaki R ve T yıldızın yarıçapı ve etkin sıcaklığıdır, σ ise Stephan- Boltzman sabitidir.

Yıldızlardan yer yüzeyine belli dalga boyunda, birim zamanda, birim alana gelen ışık miktarı, yıldızın görünen parlaklığı ile ilgilidir ve gözlemlerle belirlenebilir. Yıldızın uzaklığı da biliniyorsa, bu ışık miktarından yıldızın ışınım gücü hesaplanır. Işınım gücünü bildiğimiz bir yıldızın sıcaklığını da bilirse yarıçapını hesaplama imkanımız olur. Öte yandan astrofizikçiler, örtülmeler yardımı ile çift yıldız sistemlerinde doğrudan yarıçap hesaplayabilmektedir. Aynı tekniğin bir başka uygulaması olarak, ay ve gezegenlerin örttüğü bazı yıldızların yarıçaplarını belirleme imkanı da vardır. İnterferometre yöntemi ile de sınırlı sayıda yıldızın yarıçapı ölçülebilmektedir. Yıldız sıcaklıkları, ışınım gücünün elektromanyetik tayftaki dağılımından bulunabilir. Yarıçapı ve sıcaklığı bilinen bir yıldızın ışınım gücünü ve hatta uzaklığını bulmak mümkündür.

Yıldızlar için bilinen bir gerçek, milyonlarca ve hatta milyarlarca sene yüzey sıcaklığı, yarıçap ve ışınım gücünün değişmeden kaldığıdır. Bu nedenle astrofizikçilerin yıldız yapısını anlamak için kullandıkları ilk temel varsayım hidrostatik denge varsayımıdır. Hidrostatik denge,

$$\frac{dP(r)}{dr} = G \frac{M(r)}{r} \rho(r) \quad (2)$$

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \quad (3)$$

denklemleri ile özetlenebilir. Denklem (2)'nin sol tarafı yıldızın içinde, merkezden r kadar uzaklıkta basınç gradyentini ifade eder. Sağ taraf ise, bildiğimiz kütle çekimini yani $\rho(r)$ gram maddenin r yarıçaplı yıldız hacmi içindeki yıldız maddesi ile arasındaki kuvveti ifade eder. Bir başka açıdan bu bağıntı, çekim ile büzülmeye zorlanan yıldız kütesinin, basınç gradyenti ile dengelendiğini ifade eder. Yıldızın bir küresel simetride olması varsayımı ile üretilmiş denklem (3) ise, denklem (2)'deki $M(r)$ fonksiyonunun diferansiyel değeridir.

Yıldızlar aynı zamanda termodinamik denge koşulunu da sağlamalıdır. Yani nasıl ki küresel simetride olan bir yıldızın merkezinden r kadar uzaktaki, dr kalınlıklı katmanlar, (3) ifadesine göre her noktada aynı bir $\rho(r)$ yoğunluğa sahip ise, aynı katman için yine o katmana özgü değişmeyen bir $T(r)$ sıcaklığı olmalıdır. Yani r yarıçaplı her katman $T(r)$ sıcaklığında termodinamik denge durumundadır. Termodinamik denge koşulu, alınan enerjinin verilen enerjiye eşit olmasıdır. Yıldız içindeki her katman kendinden daha sıcak olan bir alt katmandan enerji alır ve aldığı enerjiyi kendinden daha soğuk olan bir üst katmana iletir. İçeriden dışarıya doğru, katmandan katmana aktarılan bu enerji (1) denklemi ile ifade edilen yıldızın ışıınım gücünü oluşturur.

Yıldız içindeki termodinamik denge,

$$\frac{dT(r)}{dr} = - \frac{3\kappa(r)}{16\pi ac} \frac{1}{T^3(r)} \frac{L(r)}{r^2} \quad (4)$$

denklemleri ile ifade edilmiştir.

Açıkça görülmektedir ki, $dT(r)/dr$ 'nin sıfıra eşit olması, katmanlar arasında enerji transferinin olmaması veya her katmanın aynı sıcaklıkta olması anlamına gelir. Işınım gücünün sıfırdan farklı olması, $dT(r)/dr$ 'nin de sıfırdan farklı olmasını gerektirir. Çünkü, (4) denkleminin sağ tarafındaki diğer parametreleri herhangi bir özel durumda sıfır yapan bir olasılık mevcut değildir. Ancak ve ancak, yıldızın enerjisi çekirdek dışında bir kabukta üretiliyorsa, çekirdek içinde $L(r)=0$ olacağı için, sadece çekirdek içinde $dT(r)/dr$ sıfır olabilir.

Sıcaklık gradyenti de basınç gradyenti gibi negatiftir yani yıldızın merkezine gidildikçe hem basınç hem sıcaklık artmak zorundadır. $dT(r)/dr$ 'nin sıfırdan farklı olması ve zamanla değişmemesi, her katmanda içeriden dışarıya doğru enerji akışının sürekliliğinin göstergesidir. Bu enerji akışının sürekliliği ancak sürekli bir enerji kaynağı ile mümkündür. Bugün açıkça bilinmektedir ki yıldızların ana enerji kaynağı füzyon reaksiyonlarıdır. Bu nükleer reaksiyonlar, yıldızın merkezinde çekirdek olarak adlandırılan, sıcaklık ve yoğunluğun uygun olduğu bölgede gerçekleşmektedir. Eğer merkezden r kadar uzaklıktaki katmanın içinde herhangi bir noktada enerji üretimi varsa, bu noktada 1 gram yıldız maddesinden birim zamanda üretilen enerjiyi $\epsilon(r)$ ile gösterebiliriz. Katman içinde üretilen bu enerji alt katmanlardan alınan enerjiye ek bir katkı sağladığından, o katmanın $L(r)$ ışınım gücünde bir artış olacaktır. Katman içindeki ışınım gücündeki artışı ifade eden

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r) \epsilon(r) \quad (5)$$

denklemleri ile yıldız yapısı eksiksiz ifade edilmiş olur. Işınım gücü gradyenti sadece enerji üretiminin olduğu çekirdekte, yani $\epsilon(r) \neq 0$ olduğu bölgede, sıfırdan farklı pozitif bir değer alır. Çekirdek dışındaki tüm katmanlar, alt katmandan aldığı enerjiyi bir üst katmana verdiği için $dL(r)/dr = 0$ olmak zorundadır.

Hidrostatik denge (denklem 2 ve 3), termodinamik denge (denklem 4) ve enerji üretimi (denklem 5) denklemleri diferansiyel formdadır. Yani kısaca, yıldızın yapısını anlamak için çözülmesi gereken dört bağımsız diferansiyel denklem vardır. Ancak çözüm fonksiyonları, yıldızın içindeki kütle dağılımı $M(r)$, basınç değişimi $P(r)$, sıcaklık değişimi $T(r)$ ve enerji üretimi $L(r)$ birbirinden bağımsız değildir. Bir başka ifade ile, bu fonksiyonlardan birinin bilinmesi diğerlerinin de bilinmesini gerektirir. Bu denklemlerin sağ tarafında bulunan $\rho(r)$ yoğunluk değişimini ifade eden fonksiyon, ilk bakışta bilinmesi gereken bir başka fonksiyon olarak görünse de bir problem teşkil etmez. Çünkü ideal gaz yasasına göre basınç ve sıcaklığı bilinen bir gazın yoğunluğunu da bilmek mümkündür.

Birbirine bağımlı bu dört temel fonksiyonun doğrudan bir analitik çözümü yoktur. Çözüm, ancak ve ancak ilgili dört diferansiyel denklemin eş zamanlı çözümü ile mümkündür. Diferansiyel denklemlerin çözümü sınır değerlerinin bilinmesini gerektirir. Çünkü her integralin çözümü bir integrasyon sabitine bağlıdır ve bu sabitler sınır değerleri ile belirlenebilir. Yıldız yapısını tanımlayan dört diferansiyel denklem için dört sınır değeri vardır. Bu sınır değerlerinden ikisi yıldızın merkezi ve ikisi de yüzeyi içindir. Yıldızın merkezinde yani sıfır yarıçaplı bir küre içinde, ışıyım gücü ve kütle sıfıra eşittir, $L(0)=0$ ve $M(0)=0$. Yüzeyde ise, sıcaklık ve basınç sıfır alınabilir, $T(R)=0$ ve $P(R)=0$ 'dir. Gerçekte yıldızların yüzey sıcaklıkları sıfır değildir. Fakat yüzeydeki sıcaklık değeri, merkezdeki sıcaklık değerleri ile kıyaslandığında ihmal edilebilecek kadar küçüktür, bu nedenle ihmal edilir ve $T(R)=0$ yaklaşımı ile çözüm aranır.

Diferansiyel denklemlerin sağ tarafında bulunan yoğunluk $\rho(r)$, enerji üretimi $\epsilon(r)$ ve soğurma katsayısı $\kappa(r)$ fonksiyonları, yıldızın kimyasal yapısını da ilgilendiren fonksiyonlardır. Bir yıldızın kimyasal yapısı, X ; 1 gram yıldız maddesi içindeki hidrojen yüzdesi, Y ; 1 gram yıldız maddesi içindeki helyum yüzdesi ve Z ; 1 gram yıldız maddesi içindeki diğer ağır elementlerin yüzdesi olmak üzere, X , Y , Z sembolleri ile ifade edilir. $X + Y + Z = 1$ olduğu açıktır. İlk yaklaşım olarak Z 'nin değeri çok küçük olduğu için

ihmal edilebilir. Bu durumda yıldızın kimyasal kompozisyonunu, $X(r) = 1 - Y(r)$ bağıntısı ile tek bir bilinmeyene indirgemek mümkündür.

Bu durumda yıldızın iç yapısının anlaşılabilmesi için $M(r)$, $P(r)$, $T(r)$, $L(r)$ fonksiyonlarının yanı sıra $X(r)$ fonksiyonunun da bilinmesi zorunludur. Ancak beş bilinmeyene karşı dört diferansiyel denklem vardır. Özgün bir çözüm imkansız görünmektedir, çünkü özgün bir çözüm, bilinmeyen sayısı kadar bağımsız denklemin olması halinde elde edilebilir. Özgün çözümün varlığı bazı kabullere bağlıdır. Yıldızın yüzeyindeki kimyasal kompozisyon (yıldız maddesini oluşturan elementlerin karışımı) gözlemlerle belirlenebilir. Ancak yıldızın çekirdeğindeki nükleer reaksiyonların kimyasal kompozisyonu sürekli değiştirdiği unutulmamalıdır. Çünkü çözüm için çekirdekteki kimyasal kompozisyonun bilinmesi gerekmektedir.

Yıldız tayflarından elde ettiğimiz, yıldızın atmosferindeki bu günkü kimyasal yapı yani $X(R)$, $Y(R)$ ve $Z(R)$ değerlerinin, yıldızın ilk oluşumu sırasındaki kimyasal yapı ile aynı olduğunu kabul etmek kötü bir varsayım olmaz. Yıldıza dışarıdan farklı kompozisyonda madde karışmadıysa ya da çekirdekte kimyasal kompozisyonu değişen madde yüzeye ulaşmış, yüzey kompozisyonunu değiştirmemişse bu varsayım doğrudur. Yıldızın kimyasal kompozisyonunun dışarıdan gelen madde ile değişmesi çok küçük hatta sıfır olasılıktır. Çekirdekte üretilen helyum yıldızın yüzeyine taşınmadıysa, bu gün belirlenen $X(R)$, başlangıçtaki yani yıldızın sıfır yaşındaki $X(R)$ miktarına eşittir.

Yıldız içerisinde katmanlar arasında maddenin taşınabilmesi ancak konvektif yolla gerçekleşebilir. Çekirdekte üretilen helyumun yüzeye ulaşabilmesi imkansız görünmektedir, çünkü kütlesi $1.6 M_{\odot}$ 'den küçük olan yıldızlarda konvektif hareketlilik yıldızın yalnızca dış katmanlarındadır. Konvektif katmanın derinliği çekirdeğe kadar ulaşamaz. Kütlesi $1.6 M_{\odot}$ 'den büyük olan yıldızlarda ise yüzey katmanları radyatiftir, konvektif katman çekirdektedir ve ancak yıldızın çekirdeğinin içinde karışıma neden olabilir. Nükleer reaksiyonlarla üretilen helyum çekirdek içinde kalır, yüzeye ulaşamaz.

Konu ile ilgili bir başka varsayım da, bugün yıldız tayflarından yıldız yüzeyi için elde edilen kimyasal kompozisyonun, yıldızların başlangıçta tüm katmanlarındaki kompozisyona eşit olduğu varsayımdır. Yani $X(r) = X(R)$, $Y(r) = Y(R)$ ve $Z(r) = Z(R)$ 'dir. Bu doğru bir varsayımdır, çünkü ilk oluşan yıldızların merkezden yüze kadar ulaşan derin bir konveksiyona sahip oldukları bir evreden geçtiği bilinmektedir (Kourganoff 1980). İlk oluşum sırasındaki bu derin konveksiyon yıldız maddesini homojen hale getirmektedir.

Bu durumda gözlemlerle kütlelerini $M(R)$ ve kimyasal kompozisyonundaki hidrojeni $X(R)$ olarak belirlediğimiz bir yıldızın iç yapısını veren dört diferansiyel denklemi, sıfır yaşı için çözmek mümkündür. Çözümler, nümerik integrasyon yolu ile dışarıdan içeriye ve içeriden dışarıya doğru denemeler yolu ile gerçekleşir. Dışarıdan içeriye doğru olan çözümler, bilinen $T(R)=0$, $P(R)=0$ sınır şartlarının yanı sıra, yarıçap R ve yüzeydeki ışıma gücü $L(R)$ değerlerinin rasgele belirlenmesi ile başlar. İçeriden dışarıya doğru olan çözümler ise, $M(0)=0$, $L(0)=0$ bilinen sınır şartlarının yanı sıra $T(0)=T_c$ ve $P(0)=P_c$ 'nin yani merkezi sıcaklık ve merkezi basıncın tahmin edilmesine dayanır. Dışarıdan içeriye ve içeriden dışarıya doğru yapılan nümerik integrasyonlar, dört fonksiyon $M(r)$, $P(r)$, $T(r)$ ve $L(r)$ 'nin iki farklı çözüm setinin elde edilmesi ile sona erer. Dıştan içe ve içten dışa yapılan bağımsız çözümlerin aynı sonuçları üretmesi, yapılan varsayımların doğru tahmin edilmesine bağlıdır. Ancak ve ancak rastgele seçilen dört değer dördünün de doğru tahmin edilmesi durumunda çözüm vardır. Denemeler sonunda anlaşılmıştır ki, çözüm özgündür. Yani bilinen sınır değerleri yanında tahmin edilen R , $L(R)$, T_c ve P_c değerleri özgün değerlerdir. Farklı değer setleri, kütle ve kimyasal kompozisyonu belli bir yıldız için çözüm vermez.

Çözümün bulunması ile, $M(r)$, $P(r)$, $T(r)$ ve $L(r)$ fonksiyonları ve yıldızın yarıçapı R belirlenmiş olur. Bu çözüm yıldızın sıfır yaşı için bulunmuş bir çözümdür. Yıldızın sıfır yaşındaki ışıma gücü $L(R)$ ve yarıçapı belirlendikten sonra (1) denkleminde yüzey sıcaklığı da belirlenebilir. Eğer çözümler belli bir kimyasal yapı ve mümkün olan tüm kütle değerleri için tekrarlanırsa, H-R diyagramı üzerinde sıfır yaş anakolu (ZAMS,

Zero Age Main Sequence) denilen kol elde edilir. Belli bir kimyasal kompozisyon için olan sıfır yaş anakolu üzerinde yıldızın bulunduğu nokta, sadece ve sadece yıldızın kütle bağlıdır ve yıldızın yaşamının başladığı nokta olarak kabul edilir.

Astrofiziğin, evrenin sırlarından birini keşfetmesi, H-R diyagramı ile gerçekleşmiştir demek, hiç de yanlış olmaz. Şekil 1'deki anakolun kalabalık olmasının nedeni, ömürlerinin %90'ının geçtiği anakol aşamasında yıldızların ZAMS'tan çok uzaklaşmamasıdır. Bu durum, H-R diyagramı üzerinde yıldızların rasgele dağılım yerine, belli bir kolun üstünde toplanmalarını açıklamaktadır. ZAMS'ı farklı kimyasal kompozisyonlar için de hesaplamak mümkündür. Farklı kimyasal kompozisyonlar ZAMS çizgisinin kaymasına neden olur. Ancak, Samanyolu içinde Güneş civarındaki yıldızların kimyasal kompozisyonları aşağı yukarı aynıdır. Bu nedenle ZAMS hattı, H-R diyagramı üzerinde sol üst sıcak yıldızlardan sağ alt soğuk yıldızlara doğru uzanan ince bir hat biçimindedir.

ZAMS çizgisinin belirlenmesi ile yıldız evriminin ilk adımı atılmış olur. Yıldızların evrimleşmesinin nedeni, yıldızların sürekli olarak ışık, yani enerji yaymalarındır. Mevcut enerjileri milyarlarca yıl yıldızlara yetse bile nihayetinde son bulur. Bir yıldızın doğumundan ölümüne kadar, H-R diyagramı üzerinde takip ettiği yola evrim yolu denir. Evrim yollarının nasıl hesaplandığını biraz daha ayrıntılı ele almakta fayda vardır.

Yıldız evriminin hızını belirleyen parametre, $\epsilon(r)$ parametresidir. $\epsilon(r)$, yıldızın merkezinden r kadar uzaklıkta 1 gram yıldız maddesinin birim zamanda ürettiği enerji miktarını verir. ϵ^* ise 1 gram hidrojenin tamamıyla helyuma dönüşmesi ile açığa çıkacak enerji miktarıdır. $\epsilon(r)$ 'nin ϵ^* 'a oranı, birim zamanda 1 gram yıldız maddesi içindeki helyuma çevrilen hidrojen miktarı ile orantılıdır. Formül olarak ifade edersek,

$$\dot{X}(r) = \frac{\varepsilon(r)}{\varepsilon^*} \quad (6)$$

dir. Burada

$$\dot{X}(r) = \frac{dX(r)}{dt} = \frac{\Delta X(r)}{\Delta t} \quad (7)$$

şeklinde ifade edilir ve Δt zaman aralığında hidrojen oranındaki değişme,

$$\Delta X(r) = X(r)_t - X(r)_{t+\Delta t} \quad (8)$$

olarak ifade edilirse, (6) denklemi,

$$X(r)_t - \frac{\varepsilon}{\varepsilon^*} \Delta t = X(r)_{t+\Delta t} \quad (9)$$

biçimine dönüşür. Böylece çekirdek içinde, merkezden r kadar uzaklıktaki herhangi bir noktada Δt kadar süre sonra, $X(r)$ hidrojen oranının ne olacağını hesaplama imkanı vardır.

Sıfır yaş çözümleri bilinen bir yıldızın Δt kadar süre sonra, enerji üretim bölgesinin her noktasında, önce $X(r)_{t+\Delta t}$ değerleri (9) bağıntısı ile ve sonra, $M_{t+\Delta t}(r)$, $P_{t+\Delta t}(r)$, $T_{t+\Delta t}(r)$ ve $L_{t+\Delta t}(r)$ çözümleri aynı yöntemle yeniden elde edilir. Bu da yeni $L(R)$, R ve T_{etkin} değeri anlamına gelir. Yani yıldızın H-R diyagramı üzerindeki yeri değişmiş demektir. Değişen $X(r)$ değerlerinden yeni $Y(r)$ değerlerini elde etmek için $X(r) + Y(r) = 1$ denklemi kullanılır. Yıldızın yakıt olarak hidrojeni kullandığı anakol evrimi süresince $Z(r)$ sabit kalacaktır. Çünkü ilk aşamada hidrojen azalırken helyum artar, diğer

elementler değişmez. Çözümler her Δt adım aralığında her bir yeni t değeri için tekrar edilir. Her yeni çözüm, yıldız için H-R diyagramı üzerinde yeni bir konum demektir.

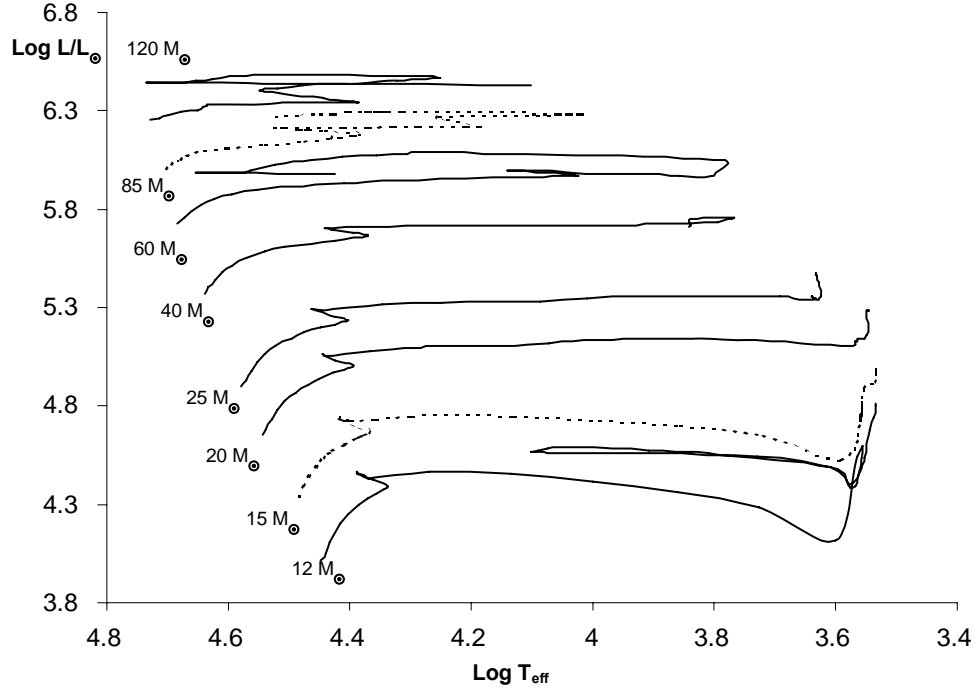
Bu çözümler Güneş için yapıldığında, öyle bir an gelir ki, çözümler Güneş'in bugün gözlemlerden elde edilen $L(R_{\odot})$ ve R_{\odot} değerlerini verir. Bu durumda Güneş'in ZAMS'taki konumundan, bugünkü gözlemsel değerlere eşit sonuç veren çözümlere kadar geçen süre, yani çözümlerdeki Δt 'lerin toplamı

$$t = \sum(\Delta t) \quad (10)$$

Güneş'in bugünkü yaşını verecektir. Benzer bir biçimde yıldızların da H-R diyagramı üzerindeki konumu ve bu konumu elde edene kadar yapılan çözümlerdeki Δt zaman aralıklarının toplamı yıldızın yaşını verecektir.

2. Yıldız Evrimi

İlk evrim modellerinin hesaplandığı 1940'lı yıllarda, yıldız rüzgarları ve doğal olarak kütle kaybı bilinmiyordu. Bu yüzden ilk modeller, kütle'nin yıldızın ömrü boyunca hiç değişmeden kaldığı varsayımı ile hesaplanmıştır. ZAMS üzerindeki her nokta farklı kütle değerine sahip yıldızları temsil eder. Farklı kütle değerleri için birden çok yıldızın evrim yolları elde edilebilir. Schaller et al. (1992) tarafından yapılan çalışmada hesaplanan, 12-120 M_{\odot} başlangıç kütesine sahip yıldızların anakol ve anakol sonrası evrim yolları Şekil 2'de, daha küçük başlangıç kütleli 1.2-9 M_{\odot} yıldızların anakol ve anakol sonrası evrim yolları ise Şekil 3'de gösterilmiştir.

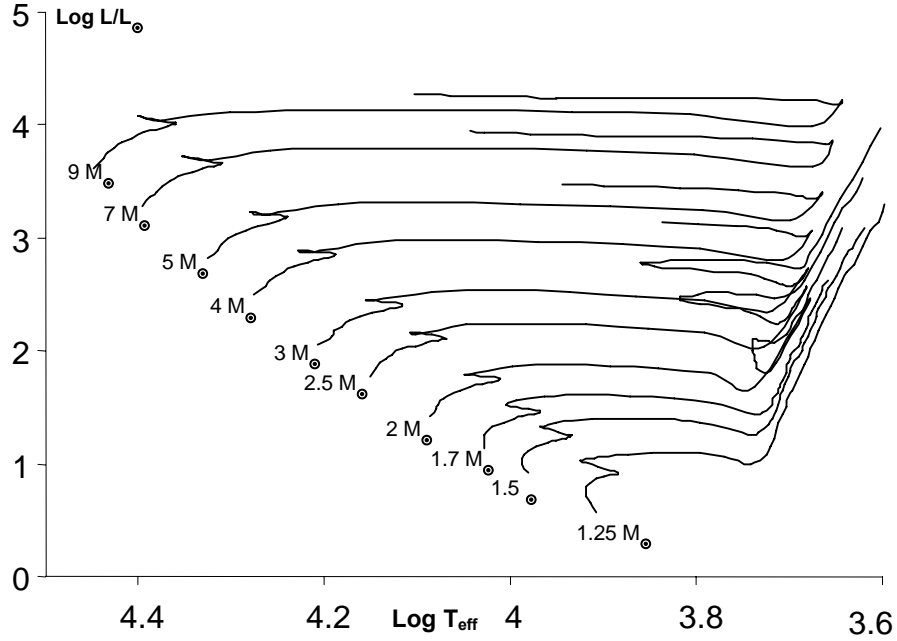


Şekil 2 12 -120 M_{\odot} kütleli yıldızların evrim yolları (Schaller et al. 1992)

Bir yıldızın oluşumundan itibaren geçireceği önemli dönem ve aşamaları biraz daha ayrıntılı incelemekte fayda vardır. Örnek olarak 3 M_{\odot} kütleli, % 71 Hidrojen, % 27 Helyum ve % 2 diğer elementlerden oluşan (bu kompozisyon yaklaşık Güneş'in

kompozisyonuna eşittir, Allen 1983) bir yıldızın yaşamı boyunca ışınım gücü ve yüzey sıcaklığındaki değişimler Şekil 4'de gösterilmiştir (Iben, 1965). Şekil üzerindeki numaralar, yıldız evriminin önemli aşamalarına işaret etmektedir. Bu aşamaları kısaca şöyle özetleyebiliriz:

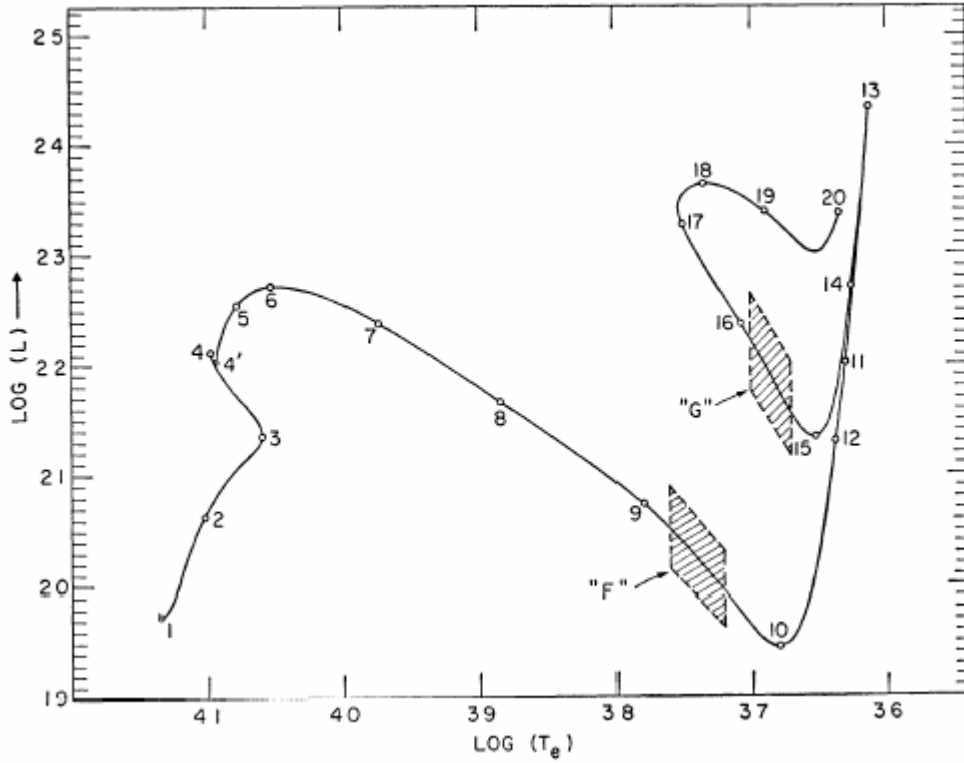
1-3: 1 noktası yıldızın hidrojen yakmaya başladığı sıfır yaşı temsil etmektedir. Bu aşamada, yıldızın merkezindeki hidrojen nükleer reaksiyonlarla zamanla azalır ve konvektif çekirdek giderek büzülür. Bu süre yıldızın toplam ömrünün yaklaşık üçte ikilik kısmına karşılık gelir. Yıldızların ömrünün büyük kısmını anakol civarında geçirmesi, gözlenen yıldızların büyük kısmının anakolda olması ile uyumludur.



Şekil 3 1.25-9 M_{\odot} kütleli yıldızların evrim yolları (Schaller et al 1992).

3-4: Konvektif çekirdeğin kütle kesrinin hızla azaldığı bu aşamada, yıldızın çekirdeği yaklaşık 10^7 yıl boyunca büzülmeye devam eder.

4'-6: 4' noktası civarında, yıldızda çekirdeğin hemen üstünde, kalın bir hidrojen yakan kabuk oluşur. Konvektif çekirdekte hidrojen tükenmiş ve enerji üretimi durmuştur. Çekirdek hızla çökmeye devam eder ve hemen hemen eş sıcaklıklı hale gelir. Kalın kabukta hidrojen yanması, 10^7 yıl kadar sürer ve yıldız bu aşamada 6 noktasına doğru ilerler.



Şekil 4 $3M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın evrimi (Iben, 1965)

6-10: Bu evrede çekirdek çökerken, merkezi sıcaklık hızla yükselir. Kabukta hidrojen yanmaya devam eder ve yıldızın zarf olarak adlandırılan üst katmanları genişler. Bu evre yaklaşık 4.5×10^6 yıl sürer. Bu aşamada ışınım gücünün düşmesinin nedeni, yıldızın tüm yapısındaki değişimlerin bir sonucu olarak hidrojen yakan kabuğun giderek incilmesi ve enerji üretiminin giderek azalmasıdır. Ayrıca, genişleyen ve soğuyan zarf, üretilen enerjinin çok büyük bir kısmını soğurur. $3M_{\odot}$ kütleli bir yıldız, 10 noktasına yaklaşırken, çekirdeğinin büzülmesinden açığa çıkan enerji $7L_{\odot}$, hidrojen

yakan kabuktan açığa çıkan enerji $122 L_{\odot}$ 'dir. Buna karşın, genişleyen zarfın soğurduğu enerji ise $42 L_{\odot}$ 'e karşılık gelir.

10-13: 10 noktası yakınlarında yıldızın yüzeyi o kadar soğuk hale gelir ki, derin bir dış konvektif bölge oluşur. Çekirdek büzülürken yıldızın ışınım gücü diyagramda hemen hemen dik bir şekilde artar ve yarıçap genişler. Konvektif bölgenin kütlesi, ışınım gücündeki artışa benzer biçimde artar. Bu süreç 11 noktasında geçici olarak durur. Evrimin bu aşamasında N^{14} 'ler bir α parçacığı yakalar ve $N^{14}(\alpha,\gamma)F^{18}$, $F^{18}(\beta^+,\nu)O^{18}$ tepkimeleri ile O^{18} 'e dönüşür. Bu reaksiyon kısa bir süre için çekirdeğin genişlemesine neden olur ve yıldızın ışınım gücü 12 noktasındaki değere varana kadar azalır. Mevcut N^{14} 'ler, O^{18} 'e dönüştüğünde bu enerji kaynağı da tükenir ve çekirdek yeniden çökmeye başlar. Bu sırada ışınım gücü ve yarıçap artar ve yıldız 13 noktasına gelir. Bu nokta helyum yanmasının başladığı ve çekirdekteki çökmenin durduğu noktadır.

Helyum yanması üçlü alfa tepkimeleri ile gerçekleşir. Helyum yanması için gereken sıcaklık, hidrojen yanması için gereken sıcaklıktan çok daha büyüktür. Bunun nedeni tepkimenin ilk basamağında, iki helyum çekirdeğinin birleşerek bir berilyum çekirdeği oluşturması için 95 keV'luk enerjiye gereksinim olmasıdır. Yapılan hesaplamalar 10^8 K'lik sıcaklığın bu tepkimelerin oluşması için yeterli olduğunu göstermektedir. Be^8 kararsız bir elementtir ve hemen bozunur. Ancak yıldız içerisinde bozunma gerçekleşmeden bir berilyum çekirdeği ve bir helyum çekirdeği yeniden tepkimeye girerek bir karbon çekirdeği oluşturur ve enerji açığa çıkarır. Berilyumun oluşmasından sonra geçen süre o kadar azdır ki, sanki bir anda 3 α çekirdeği tepkimeye girmiş gibidir. Böylece toplamda tepkimeye giren 3 alfa çekirdeğine karşılık 1 C^{12} (karbon) ve enerji açığa çıkar.

14-18: Çekirdekte helyum yanmaya başladıktan sonra, yıldız yeni bir denge durumuna oturur. Çekirdeğin iç kısmında helyum karbona dönüşürken, kabukta da hidrojen yanması devam eder. Bu evre, böyle bir yıldız için yaklaşık 7.3×10^7 yıl kadar sürer. Bu süre, bu yıldızın toplam ömrünün dörtte birlik kısmına karşılık gelir.

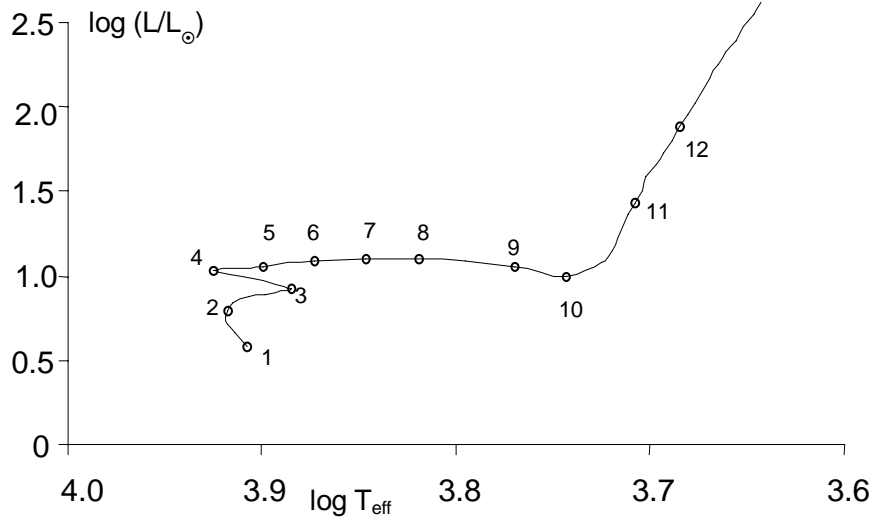
Çekirdekte, yeniden enerji üretiminin başlaması, çekirdeğin genişlemesine ve konvektif hale gelmesine neden olur. Çekirdeğin genişlemesi ile ışınım gücü düşer, çünkü hidrojen yanan kabukta enerji üretimi azalır ve yüzey büzülür, daha sıcak hale gelir. Helyum yanması boyunca ana enerji kaynağı, hidrojen yakan kabuktur. Çünkü hidrojen yakan kabukta üretilen enerji, helyum yakan çekirdekte üretilen enerjiden 6-8 kat daha fazladır.

18-20: Bu aşama yıldızın çekirdeğindeki helyumun tükendiği aşamadır. Helyum bolluğu, küçük değerlere düştüğünde, çekirdeğin içinde gerçekleşen $C^{12}(\alpha,\gamma)O^{16}$ reaksiyonu, 3α reaksiyonundan daha önemli hale gelir. Helyumun bitmesi, fiziksel olarak daha önce hidrojenin bitmesine benzer bir durum ortaya çıkarır. Çekirdek büzülür ve üstündeki katmanları ısıtır. Helyumu tamamen tükenen çekirdeğin hemen üstündeki bir katmanda helyum yanmaya devam eder. 20 noktasında yıldız, O^{16} , C^{12} ve daha ağır diğer geçiş elementlerinden oluşan çöken bir çekirdeğin etrafında, içeride helyum yakan ve dışarıda hidrojen yakan iki büyük kabuk kaynağına sahiptir. Eğer yıldız karbon yakan nükleer reaksiyonları başlatamazsa, çekirdek dejenere olana kadar çökmeye devam eder. Gerçekten $3M_{\odot}$ başlangıç kütleli bu yıldız, merkezinde karbon yanması için gerekli merkezi sıcaklığa ulaşamayacağından, yeni bir enerji üretimi başlatamaz (Clayton 1968).

Yukarıda verilen örnek başlangıçta $3M_{\odot}$ kütleyle sahip bir yıldız içindir. Kütleli daha küçük ve daha büyük olan yıldızlar için yıldız evrimi aşamaları farklılaşır. Örneğin Şekil 5'te $1.25 M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın evrim yolu üzerinde sadece 1-12 evreleri görülmektedir. Yani böyle bir yıldız helyum yakabilecek iç sıcaklığa ulaşmadan beyaz cüce olarak soğuyacaktır.

Daha büyük kütleli yıldızlar ise, kütleli büyüklüğüne göre merkezlerinde sırasıyla karbon, oksijen, silisyum yakan tepkimeler başlatabileceklerdir. Kütleli yeteri kadar büyük değerleri için, yıldızın merkezinde demir çekirdeğin oluşmasına kadar bu nükleer tepkimeler devam eder. Demir, periyodik tabloda en kararlı ve bağlanma enerjisi en güçlü elementtir. Demire kadar olan elementleri üreten nükleer reaksiyonlar yıldızların enerji kaynağı olan yani enerji üreten reaksiyonlardır. Oysa, demirden sonraki

ağır elementlerin oluşumu aksine enerji alan reaksiyonlardır. Demir çekirdeğin oluşması bir yıldız için artık çekirdekte nükleer tepkimeler ile enerji üretemeyeceği anlamını taşır.



Şekil 5 1.25M_☉ başlangıç kütleli bir yıldızın evrimi

Merkezinde demir çekirdek oluşturmaya kadar evrimleşen kütleli yıldızlarda ($M > 20 M_{\odot}$), nükleer reaksiyonlarla enerji üretiminin son aşamasına gelinmiştir. Katman katman kabuklarda, demir oluşumuna kadar olan bütün reaksiyonlar devam etmektedir. Çekirdek büzölmeye devam eder, çekirdek $\sim 10^9$ Kelvin sıcaklığa ulaştığında demir çekirdek kararsız hale gelir ve yıldız süpernova olur. Demirden sonraki elementlerin oluşumu süpernova patlaması sırasında gerçekleşir. Yıldızın çekirdeği çöker, bir karadelik veya nötron yıldızı oluşurken, demire kadar ve patlama sırasında oluşan demirden daha ağır elementler uzaya dağılır.

3. Kütle Kaybının Evrim Üzerindeki Etkisi

İlk modellerin H-R diyagramında yıldızların dağılımını açıklaması, astrofiziğin büyük başarısıdır. Bir sonraki adım, bu ilk modellerin geliştirilmesi olmuştur. İlk evrim modellerinin temel varsayımlarından bir tanesi, yıldızın evrimi boyunca kütesinin değişmeden kaldığıdır. Ancak, bugün bunun çok kaba bir varsayım olduğu bilinmektedir. Yıldızların kütleleri zamanla değişmektedir. Yıldızların kütlelerinin değişmesine neden olan mekanizmaları şöyle özetleyebiliriz.

Nükleer reaksiyonlar ile kütle kaybı: Yıldızın çekirdeğinde gerçekleşen nükleer reaksiyonlar ile Einstein'ın "E=mc²" prensibine dayalı olarak kütlelerin bir kısmı enerjiye dönüşür ve bu enerji yüzeyden ışınım olarak salınır. Anakol aşamasındaki nükleer reaksiyonlarda, her birinin kütleleri 1.00813 akb (atomik kütle birimi) olan 4 hidrojen atomunun, kütleleri 4.00389 akb olan helyuma dönüşmesi esnasında, 0.02863 akb'lik kütle kaybolur. Tepkimeye giren toplam kütle, kaybolan kütleyle oranladığımızda, % 0.7'lik bir kütle kaybı vardır. Nükleer reaksiyonlar yalnızca yıldızın %10'luk kısmını kapsayan çekirdeğinde gerçekleşmektedir. Bunu da dikkate alırsak, yıldızın toplam kütesinin yalnızca %0.07'lik kısmının enerjiye dönüştüğünü görürüz. Böyle bir kütle kaybının değeri, yıldızın toplam kütle yanında ihmal edilebilecek kadar küçüktür. Bu nedenle yıldız evrimi hesaplarında bu türden bir kütle kaybı dikkate alınmaz.

Büyük kütleli yıldızlarda yıldız rüzgarları ile kütle kaybı: Büyük kütleli yıldızlarda (10 M_☉'den büyük) ışınım çok güçlüdür. Bu nedenle ışınım basıncı da çok büyüktür. Işınım basıncı nedeniyle yıldız yüzeyinde rüzgarlar oluşur. Bu rüzgarlar nedeniyle yıldızda büyük miktarlarda kütle kaybı görülür. Çok büyük kütleli erken O türü yıldızlarda rüzgar ile kütle kayıp miktarları 10⁻⁴ M_☉/yıl mertebelerine kadar çıkabilmektedir. Wolf Rayet yıldızları için kütle kaybı biraz farklıdır. Langer (1989), azotça zengin Wolf Rayet yıldızları (WN) ve karbonca zengin Wolf Rayet yıldızları (WC) için kütle kayıp hızlarını sırası ile; 0.6 10⁻⁷ M^{2.5} M_☉/yıl ve 1.0 10⁻⁷ M^{2.5} M_☉/yıl

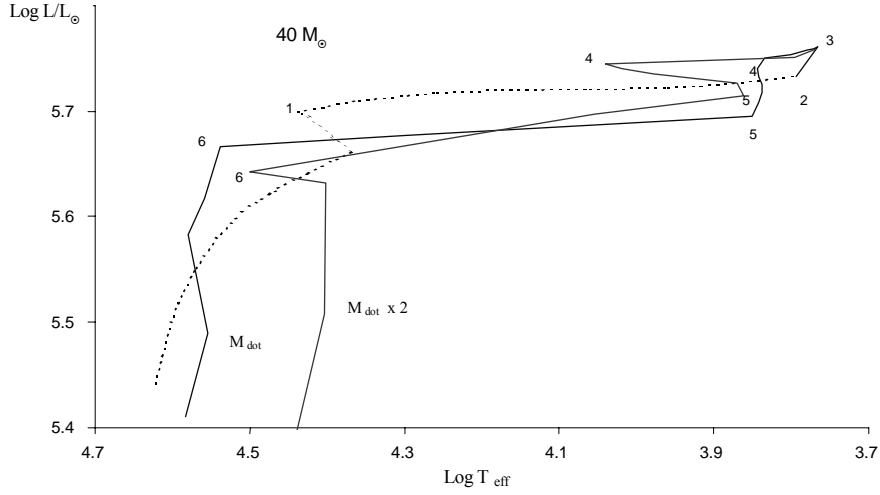
olarak vermiştir. Bu mekanizma ile kütle kaybı, evrim modellerinde özel olarak dikkate alınmaktadır.

Küçük kütleli yıldızlarda yıldız rüzgarı ile kütle kaybı: Küçük kütleli yıldızlarda, yıldız rüzgarı oluşumu çok daha farklıdır. Bu tür yıldızlarda ışınım basıncı, ihmal edilebilecek kadar küçüktür ve yıldız rüzgarı oluşturmaz. Ancak Güneş benzeri yıldızlarda, korona maddesini oluşturan parçacıklar çok hızlıdır ve dolayısıyla kinetik enerjileri çok büyüktür. Bu parçacıkların hızı, korona civarında yıldızın kurtulma hızından büyük olduğunda, hızlı parçacıklardan oluşan madde uzaya dağılır. Bu da koronadan sürekli bir madde kaybına neden olur. Bunun yanı sıra, yıldızın üst katmanlarındaki konvektif hareketlilik, korona deliklerinden ani madde fişkirmalarına, yani flarelere neden olur. Bu tür yıldızlarda kütle kayıp oranları $10^{-13} - 10^{-14} M_{\odot}/\text{yıl}$ civarındadır (Zeilik et al. 1992). Buna göre, Güneş'in 10×10^9 yıllık anakol ömrü boyunca bu yolla kaybedeceği kütle miktarı, toplam kütlelerinin %0.1'i kadar küçük bir değerdir.

Çift yıldızlarda kütle transferi ve kütle kaybı: Çift sistem üyesi olan yıldızlarda, sistemin bileşenlerinden bir tanesi kritik Roche hacmini doldurduğunda, diğer bileşen üzerine kütle aktarımı başlar. Bu durumda sistem üyesi iki yıldızdan bir tanesi kütle kaybederken diğeri kütle kazanır. Sistem üyesi bileşenlerin her ikisinin de kritik Roche hacmini doldurması durumunda ise, bileşenler ortak bir zarf tarafından sarılır. Sistemi saran zarf, ikinci kritik Roche şişimini doldurduğunda ise sistemden kütle kaybı başlar. Çift sistemlerin evrimsel süreçleri tek yıldızın evrimsel süreçlerinden farklıdır. Bu yolla yıldızın kütle kaybetmesi özel bir haldir ve sistemin yapısına bağlıdır. Bu nedenle de kütle kayıp oranları için standart bir değer vermek mümkün değildir. Çift yıldız evrimi ve evrim yolları toplam kütle ve periyoda bağlı olarak özel hesaplanır.

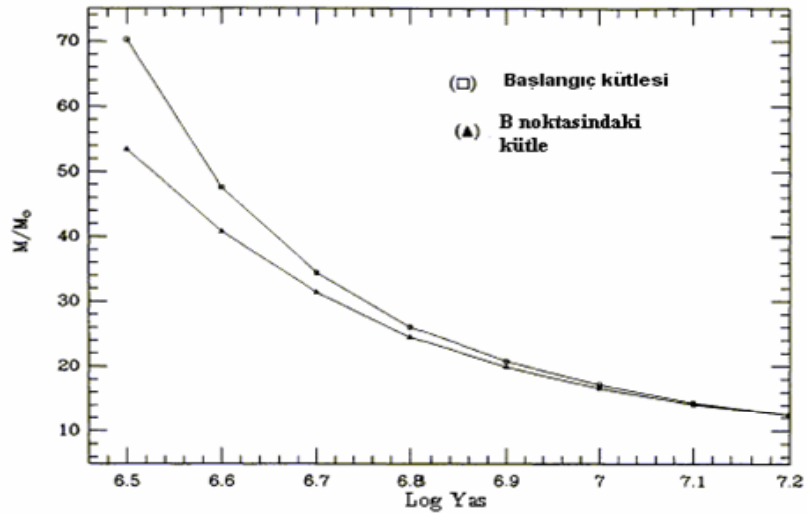
Schaller et al. (1992), çalışmalarında evrim yollarını elde etmek için büyük kütleli yıldızların anakol sonrası kütle kayıp miktarlarını standart ve standartın iki katı şeklinde alıp hesaplarını gerçekleştirmişlerdir. Şekil 6'da $40 M_{\odot}$ kütleli bir yıldız için hem

standart hem de iki kat kütle kayıplı modeller karşılaştırılmıştır. Daha büyük kütleli yıldızlar için bu iki evrim yolu arasındaki fark artmaktadır.



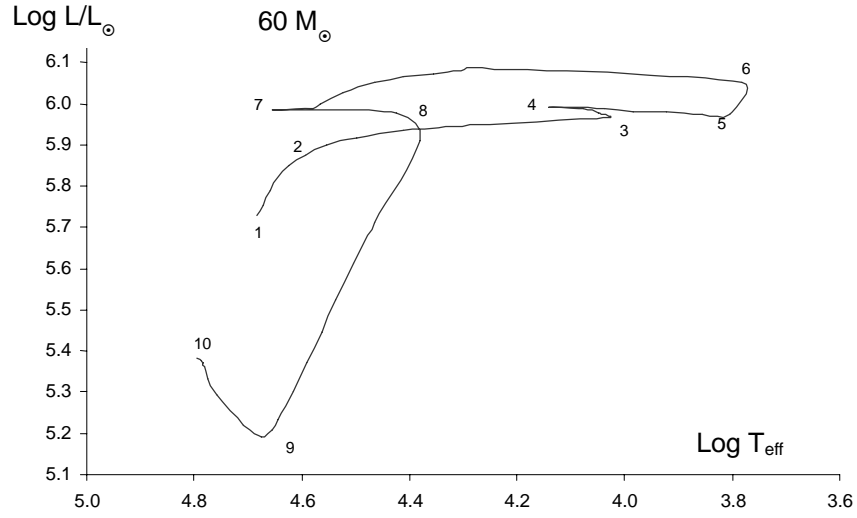
Şekil 6. $40 M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın kütle kaybına bağlı evrim yolları (Schaller et al. 1992).

Şekil 7’de 5×10^6 yaştan daha genç yıldızlar için, anakoldan ayrılma aşamasındaki kütle değerleri ile başlangıç kütleleri karşılaştırılmıştır. Anakol evresinde yıldızlar, rüzgar ile kütlelerinin yaklaşık %10’unu kaybederler. Daha ileri evrim aşamalarında kütle kaybı oranı artar ve büyük kütleli yıldızlar adeta buharlaşırlar (Maeder 1990). kütle



Şekil 7. Genç yıldızlarda B noktasındaki kütlelerinin, başlangıç kütlelerine göre değişimi (Maeder 1990).

Son bir örnek olarak, $60 M_{\odot}$ başlangıç kütleli bir yıldızın evrim yolu Şekil 8’de verilmektedir. Şekilde numaralandırılmış aşamalar, yıldızın anakol (1-4), anakol sonrası (4-6) ve ileri evrim (7-10) aşamalarını göstermektedir. Yıldızın bu evrim aşamalarındaki yaş ve kütle değerleri Tablo 1’de listelenmiştir. Şekilde işaretlenmiş evrim aşamalarına karşılık gelen kütle değerleri incelendiğinde, anakol evrimi boyunca oldukça yavaş olan kütle kayıp hızının, anakol sonrası aşamalarda belirgin bir biçimde arttığı görülmektedir. Başlangıçta kütlesi $60 M_{\odot}$ olan bir yıldız, yaşamını yalnızca $\sim 8 M_{\odot}$ kütleli olarak tamamlar.



Şekil 8. $60 M_{\odot}$ başlangıç kütleli bir yıldızın evrim yolu.

Tablo 1. $60 M_{\odot}$ başlangıç kütleli bir yıldızın Şekil 8’de belirtilen evrim aşamalarındaki yaş ve kütle değerleri.

	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
Yaş 10^6 (yıl)	0.00	1.97	3.44	3.45	3.46	3.46	3.60	3.62	3.87	3.89
Kütle (M_{\odot})	60.00	58.11	48.20	47.94	47.22	45.57	29.19	25.79	8.18	7.82

4. Metal Bolluğunun Evrim Üzerindeki Etkisi

Yapılan gözlemler, yıldızların farklı metal bolluklarına sahip olduğunu ortaya koymuştur. Farklı metal bolluğu değerleri, kimyasal kompozisyonu değiştirir, bu da yıldızların iç yapılarının dolayısıyla da evrimlerinin farklılaşmasına neden olur. Çünkü, yukarıda verilen yıldız iç yapı denklemleri, çekirdekteki hidrojen miktarına, yani kimyasal kompozisyona bağlıdır. Benzer bir biçimde ideal gazların hal denkleminde de kimyasal kompozisyon etkin bir parametredir. Kimyasal kompozisyon temel olarak, yıldızın çekirdeğindeki enerji üretim mekanizması ve donukluk (opasite) üzerinde etkilidir.

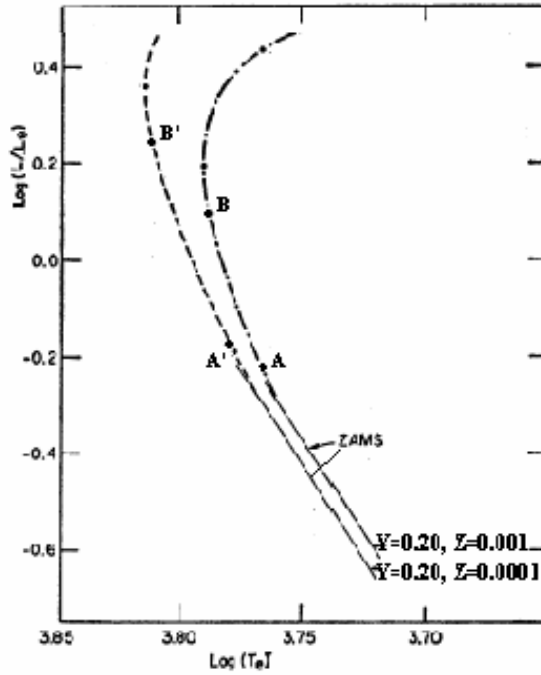
Büyük kütleli yıldızlarda enerji üretim süreci, metal bolluğuna bağlı olarak farklılaşır. Metal bolluğu fazla olan yıldızlar, enerjilerini daha çok CNO çevrimi ile üretirken, metalce fakir yıldızlarda CNO çevriminde katalizör olarak kullanılan karbon, azot ve oksijen yeterince bulunmadığından, enerji daha çok proton-proton zinciri ile üretilir. Bu iki süreçte üretilen enerji miktarları farklıdır, CNO çevrimi ile daha fazla enerji üretilir. Ancak CNO çevrimi yüksek sıcaklığa duyarlı olduğundan büyük kütleli, yani sıcak yıldızlarda daha etkindir. Enerji üretim katsayısı olarak bilinen $\epsilon(r)$, enerji üretim mekanizmalarına bağlı olarak farklı değerler alır. Bu da iç yapı denklemlerini doğrudan etkiler.

Donukluk ya da opasite olarak ifade edilen κ ise, gelen fotonun soğurulması ile ilgilidir. Donukluk doğrudan dalgaboyuna bağlıdır. Buna rağmen iç yapı denklemleri dalgaboyundan bağımsızdır. Sıfırdan sonsuza tüm dalgaboylarındaki soğurmayı temsil eden ortalama soğurma katsayısını ifade eden Rosseland donukluğu kullanılarak dalgaboyuna bağlılık ortadan kaldırılır. Bu katsayı, ortamın sıcaklığına, yoğunluğuna ve kimyasal kompozisyonuna bağlıdır ve iç yapıyı doğrudan her noktada etkiler.

Bunların yanı sıra, yoğunluğun kendisi de metal bolluğuna bağlıdır. Dört iç yapı denkleminde, basınç gradyenti (2), kütle dağılımı (3) ve ışınım gradyenti (5)

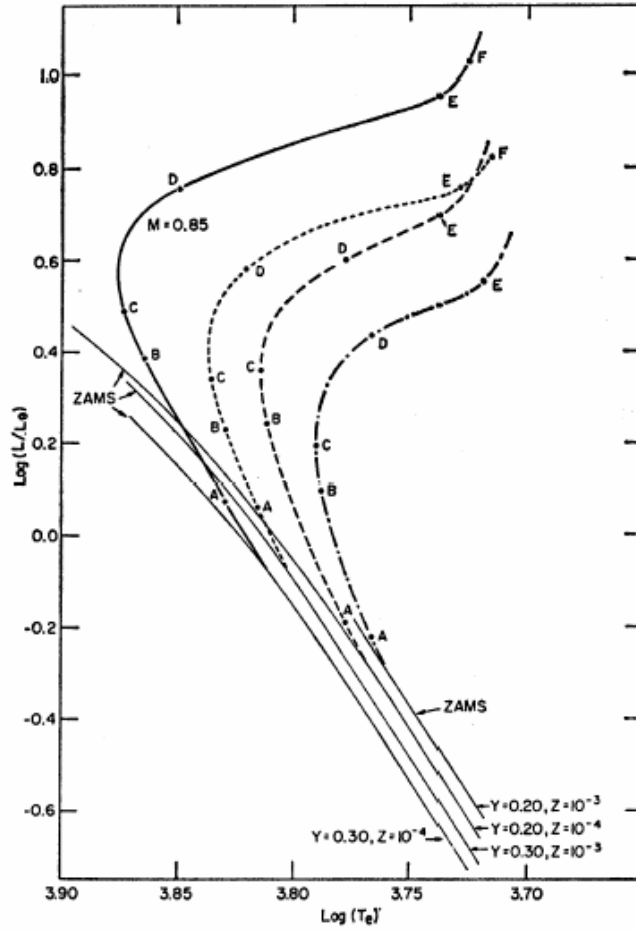
denklemleri yoğunluğa bağlı denklemlerdir. Sıcaklık gradyentini ifade eden denklem (4) ise donukluğa bağlıdır. Bu durum da, dört iç yapı denkleminin her birinin metal bolluğuna doğrudan bağlı olduğunu göstermektedir.

Aynı kütleyle sahip yıldızların, farklı metal bolluğuna bağlı olarak H-R diyagramı üzerindeki konumlarının nasıl değiştiği Şekil 9'da gösterilmiştir. Meader ve Meynet (1993) tarafından yapılan çalışmada, $M = 0.85 M_{\odot}$ kütleyle sahip $Z = 0.001$ ve $Z = 0.0001$ metal bolluklarında iki yıldızın evrim yolları hesaplanmıştır. Evrim yolları üzerinde aynı t_1 anına karşılık gelen A ve A' noktaları ile yine aynı t_2 anına karşılık gelen B ve B' noktaları işaretlenmiştir. Metalce fakir olan yıldızın t_1 anındaki A' noktasında ışınım ve sıcaklık değeri, metalce zengin olan yıldızın A noktasındaki ışınım ve sıcaklık değerinden daha büyüktür. İki yıldızın parametreleri arasındaki bu fark evrimin ilerleyen aşamalarında daha da büyür. B ve B' noktaları için L ve T değerleri arasındaki farkın A ve A' noktalarına oranla daha büyük olduğu Şekil 9'da görülmektedir.



Şekil 9. Metal bolluğunun anakol evrimi üzerindeki etkisi.

X, Y ve Z'nin daha başka değerleri için kimyasal kompozisyondaki bu farklılık anakolun genişlemesine, bir bant görünümünde olmasına sebep olmaktadır. Farklılaşma yalnızca anakolda değil daha ileri evrim aşamalarında da etkilidir. Metalce fakir yıldızlar diyagramda anakolun daha alt kısımlarına doğru uzanırken metalce zengin yıldızlar daha üst kısımlarda bulunacaktır. Şekil 10'da (Maeder ve Meynet, 1993), kütlesi $M = 0.85 M_{\odot}$ olan, farklı kimyasal kompozisyonlardaki yıldızlar için evrim yolları gösterilmiştir.

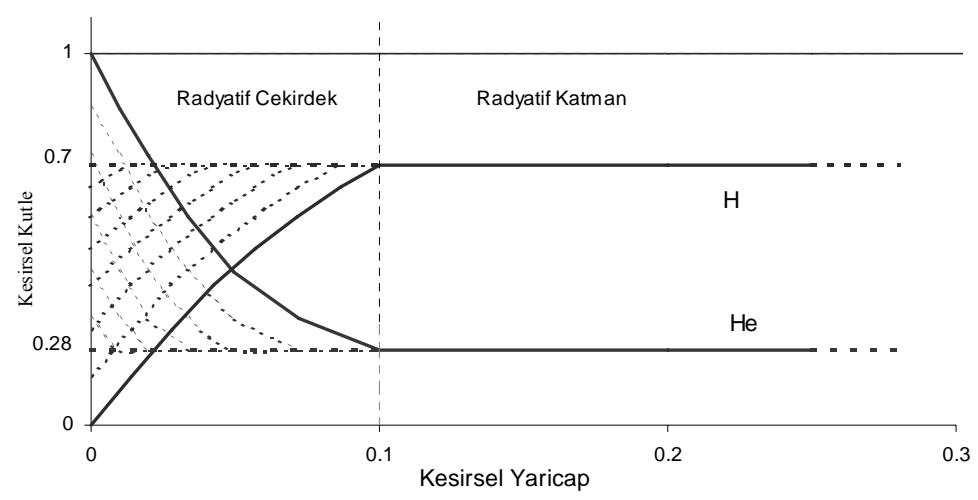


Şekil 10. Metal bolluğunun evrim üzerindeki etkisi. Şekil 9'a benzer olarak, aynı t anına karşılık gelen noktalar işaretlenmiştir.

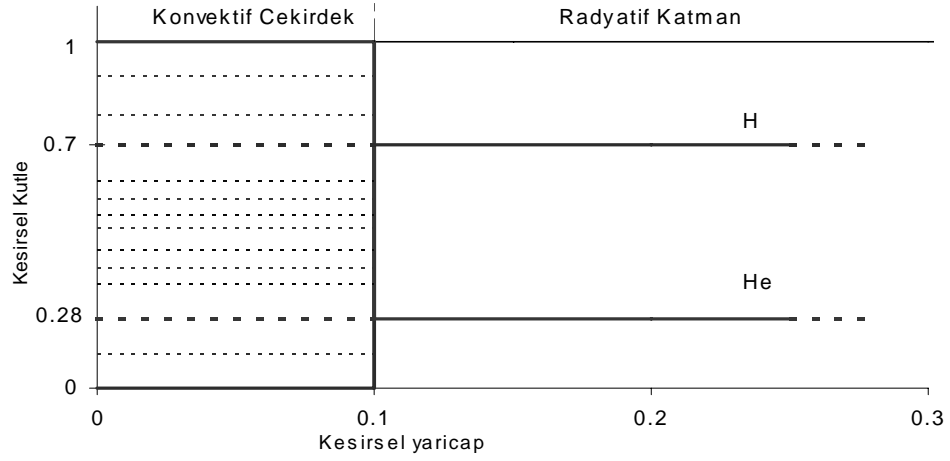
5. Overshootingin Evrim Üzerindeki Etkisi

Konvektif çekirdeğe sahip yıldızlarda, çekirdeğin hemen üst katmanlarında gerçekleşen overshooting olayı, tamamen konveksiyonla alakalıdır. Konvektif çekirdekli yıldızlarda konveksiyon, çekirdeğin içindeki her noktada kimyasal karışımın homojen olmasını sağlar. Çekirdekte gerçekleşen nükleer reaksiyonların oluş hızı, merkezden olan uzaklığa bağlı olarak basınç ve sıcaklığın azalması ile azalsa da, reaksiyonlarda harcanan hidrojenin azalması konveksiyon sebebi ile tüm çekirdek bölgesinde homojen olarak gerçekleşir. Büyük kütleli yıldızlarda çekirdek konvektif olduğundan, anakoldan ayrılma aşamasına gelindiğinde çekirdeğin tamamında hidrojen aynı anda tükenir. Radyatif çekirdekli yıldızlarda durum böyle değildir. Nükleer reaksiyonların hızlı olduğu merkeze yakın bölgelerde hidrojen daha hızlı tükenir ve hidrojenin yıldızın çekirdeğinin merkezinde tükenmesi anakoldan ayrılma aşamasına karşılık gelir. Şekil 11 ve 12’de konvektif ve radyatif çekirdekli yıldızlarda, hidrojen ve helyum oranlarının zamanla değişimi kabaca tasvir edilmiştir (Şekil 11, 12 ve 13’te konunun anlaşılması için abartılı gösterimler yapılmıştır). Kalın çizgiler yıldızın anakoldan ayrılma noktasındaki durumu işaret etmektedir. Radyatif çekirdek için anakoldan ayrılma aşamasında yalnızca çekirdeğin merkezinde hidrojenin tamamı helyuma dönüşmüştür. Çekirdeğin daha üst katmanlarında halen hidrojen bulunmaktadır (Şekil 11). Oysa konvektif çekirdeğe sahip bir yıldız için TAMS evresinde çekirdeğin tamamında H tükenmiştir (Şekil 12).

Şekil 12’deki gösterimde overshooting dikkate alınmamıştır. Oysa konvektif çekirdeğe sahip yıldızlarda, konvektif akımlar zaman zaman konvektif çekirdeğin bitiş noktasının ötesine, yıldızın zarfının içine doğru taşabilmektedir. Bu taşma neticesinde farklı iki katmandaki maddeler yer değiştirir, çekirdek içinde tepkimeler ile üretilen helyum, zarf bölgesine taşınırken çekirdeğe de zarf bölgesinden hidrojen taşınır. Bu da enerji üretiminde kullanılacak maddeye ek bir katkı sağlar, çünkü bu yeni madde de burada tepkimeye girer. Bu olaya genel bir ifade ile “Overshooting” (bire bir karşılığı ‘hedef aşımı’) denmektedir.



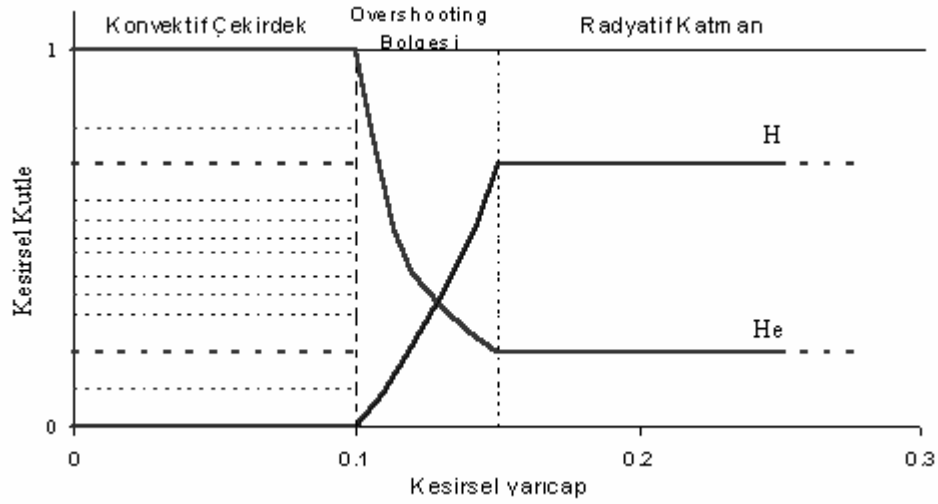
Şekil 11 Radyatif çekirdeğe sahip bir yıldızda H ve He'nun değişimi. Şekilde kalın kesikli çizgiler ZAMS'taki başlangıç durumunu temsil etmektedir. Diğer ince kesikli çizgiler ise anakolun farklı evrelerinde H ve He miktarını temsil etmektedir.



Şekil 12 Konvektif çekirdeğe sahip bir yıldızda H ve He'nun değişimi. Gösterimler Şekil 12 ile benzerdir.

Overshooting yıldızın daha fazla hidrojen tüketmesine sebep olacağından anakol ömrünü de uzatacaktır. Şekil 13'te konvektif çekirdeğin hemen üstündeki overshooting

bölgesi de gösterilmiştir. Bu bölgede hidrojen miktarı çekirdeğe yaklaştıkça azalırken helyum giderek artar. Bu da yıldızın gerek anakolda gerekse anakol sonrası evrim aşamalarında izleyeceği yolu değiştirir. Maeder ve Meynet (1991) çalışmalarında, overshootingin başlangıç kütlesi $1.6 M_{\odot}$ 'den büyük olan yıldızlar için dikkate alınmasının gözlemlerle uyumlu olduğuna dikkat çekmiştir. Bu kütle limitinin altında, Galaksi diskinde bulunan genç yıldızlar için yaklaşık $1.2 M_{\odot}$ civarında bir geçiş bölgesinin varlığı düşünülmektedir, fakat bu geçiş bölgesinde konvektif çekirdeği destekler nitelikte gözlemler henüz elde edilememiştir.



Şekil 13 Konvektif çekirdek ve overshooting için H ve He'un değişimi. Gösterimler Şekil 11 ile aynıdır.

Overshootingi dikkate alan ve almayan modeller arasındaki fark, yıldızın çekirdeğindeki konvektif katman kalınlığına ve overshooting bölgesinin derinliğine bağlı olarak artış göstermektedir. Maeder ve Meynet (1991) tarafından overshooting katsayısı

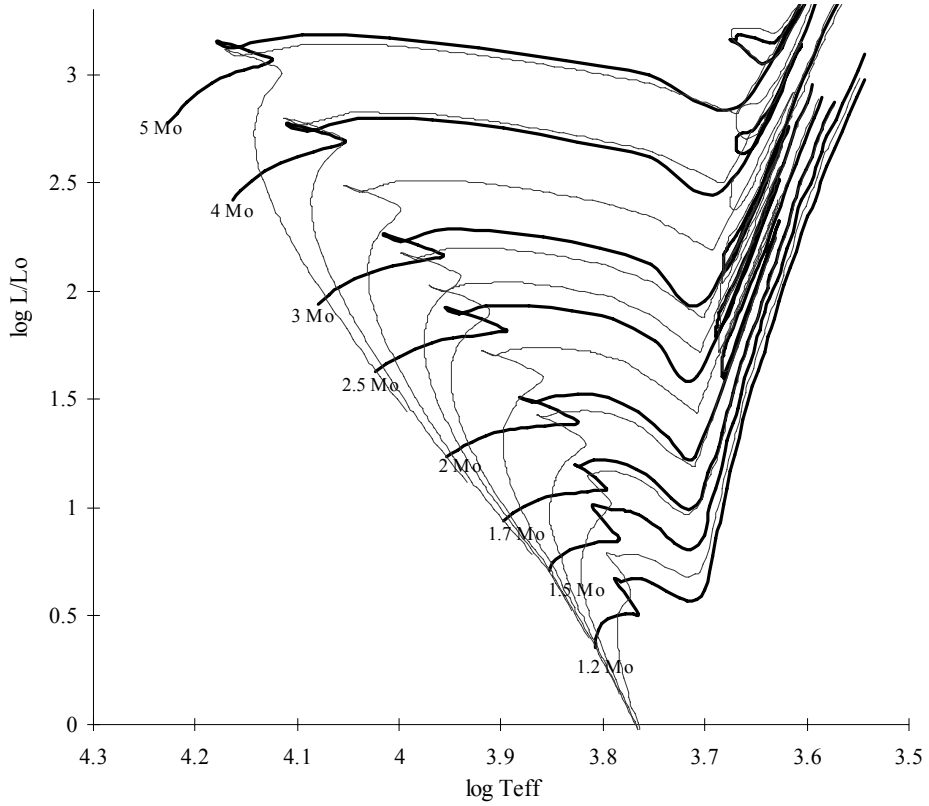
$$\alpha_{\text{over}} = d_{\text{over}} / H_p = 0.25 \quad (11)$$

olarak alınmıştır. Bu ifadede H_p basınç yükseklik katsayısı (pressure scale height), d ise overshootingin gerçekleştiği katmanın kalınlığıdır. Bu değerden daha büyük değerler için hesaplamalara bir örnek olarak Bertelli et al. (1999)'ın çalışması verilebilir. Daha büyük kütleli yıldızlar için bu katsayının büyük değerleri dikkate alınmalıdır. $1.2 M_{\odot}$ 'in altındaki kütle değerleri için çekirdek tamamen radyatif olduğundan, bu yıldızların evrim hesaplarında overshootingin hiç bir etkisi yoktur.

6. İzokronların Elde Edilişi ve İşleyişi

6.1. Evrim yolları ve İzokronlar

Başlangıçtaki kimyasal kompozisyonları aynı, fakat farklı kütle değerlerine (0.8-150 M_{\odot}) sahip yıldızların evrim yolları H-R diyagramına aktarıldığında evrim çizgileri elde edilir. Birbirine benzer görüneler de bütün evrim çizgileri özgündür. Çünkü her bir evrim çizgisinin H-R diyagramı üzerindeki yeri, uzunluğu ve yıldızların evrim yolu üzerindeki hızları farklı farklıdır. Anakol ömrü bütün yıldızlar için aynı şekilde tanımlanır ancak, kütlesi farklı her yıldızın anakolda kalma süresi farklıdır. Kütle arttıkça anakol ömrü de hızla kısalır.



Şekil 14. Evrim yolları (koyu renk) ve izokronlar (açık renk) (Schaller et al 1992, Maeder ve Meynet 1991).

Evrim yolları, bir yıldızın nükleer evrimi boyunca, ışınım gücü ve sıcaklığının değişimine işaret eder. Evrim çizgisi üzerindeki her bir nokta, yıldızın evrim durumunu gösterdiği gibi, yıldızın o anki yaşına da işaret eder. Böylece farklı evrim çizgileri üzerindeki aynı yaşlar birleştirilirse “İzokron” adını verdiğimiz eş yaş çizgileri elde edilir. Şekil 14’te farklı kütleli yıldızların evrim yolları (koyu renk) ve eş yaş çizgileri (açık renk) bir arada verilmiştir.

Tek bir yıldızın H-R diyagramı üzerindeki konumundan, hem evrim çizgileri ile ve hem de izokronlarla yaş belirlenebilir ve bu herhangi bir fark oluşturmaz. Ancak bileşenlerinin orijinleri aynı olan çoklu sistemlerin yaşının belirlenmesinde izokronların belirgin avantajı vardır. Her bir bileşeni aynı yaşta olan çoklu sistemler için yaşı evrim çizgilerinden belirlemek, izokronlardan belirlemeye göre daha zahmetlidir. Çünkü, böyle çoklu sistemlerde her bir bileşenin kütlesi farklı olabilir ve her bir bileşen ayrı bir evrim çizgisi üzerine düşebilir. Bu halde, böyle bir sistemin yaşını belirlemek için bileşenlerinin her birinin ayrı ayrı yaşlarının hesaplanması gerekir. Oysa izokronlar kullanıldığında, sistemin tüm bileşenleri aynı yaş çizgisi üzerinde olacağından, sistemin yaşını belirlemek çok daha kolaydır. CAB sistemleri de en az iki bileşenli sistemler olduklarından yaşlarının belirlenmesinde izokronlar tercih edilmiştir.

Yukarıda anlatılan, kütle kaybı, metal bolluğu, overshooting etkileri evrim yollarında olduğu kadar, evrim yollarından elde edilen izokronlar üzerinde de önemli roller oynamaktadır. Bunları kısaca şöyle özetleyebiliriz:

Kütle kaybının izokronlar üzerindeki etkileri:

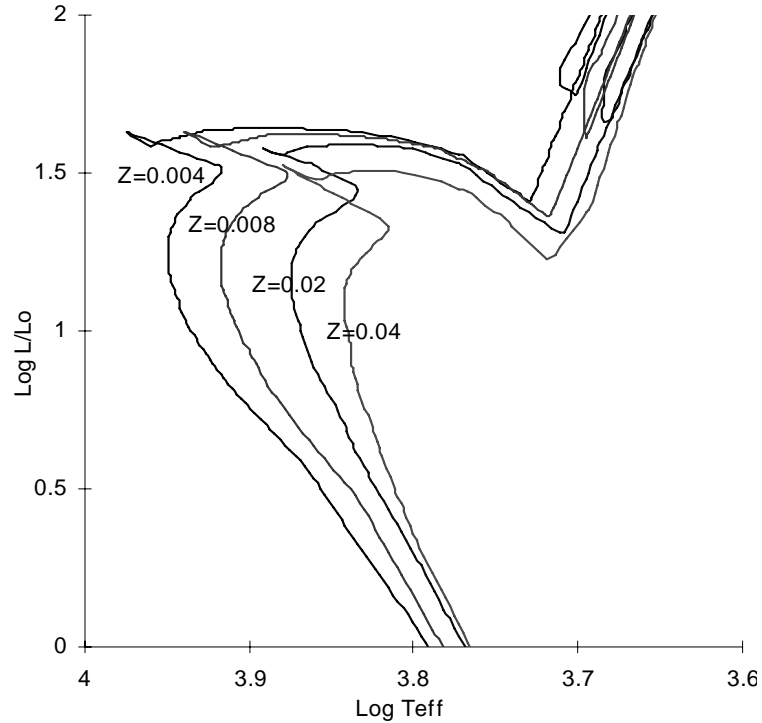
- İzokron setlerinde, küçük kütleli yıldızlar için kütle kayıp değeri sabit standart değer olarak alınır ($M < 12 M_{\odot}$).
- Büyük kütleli yıldızlar için kütle kayıp değeri standart ve iki kat olarak farklı değerlerde farklı izokron setleri hesaplanmıştır ($M \div 12 M_{\odot}$).

- Büyük kütleli yıldızlar, küçük kütleli yıldızlara göre daha kısa yaşadıklarından 4×10^9 yılın üstündeki yaş değerleri için kütle kaybı standart kabul edilir.

Metal bolluğunun izokronlar üzerindeki etkisi:

Metal bolluğunun izokronlar üzerindeki etkisini, aynı kütle değerine sahip, farklı metal bolluklarındaki ($Z = 0.040, 0.020, 0.008, 0.004$ değerleri için) 1×10^9 yıl eş yaş çizgisini gösteren Şekil 15'in üzerinde inceleyebiliriz. Buna göre,

- Metal bolluğu olduğundan küçük alınırsa, yıldızın yaşı, gerçek yaşından daha büyük bulunacaktır.
- Metal bolluğunun artan değerleri için anakoldaki en kırmızı nokta (yani anakol üzerinde, yıldızın yüzey sıcaklığının en düşük olduğu nokta) olan RTO'nun (Red Turn Over, kırmızı dönüm noktası) sıcaklığı azalır.



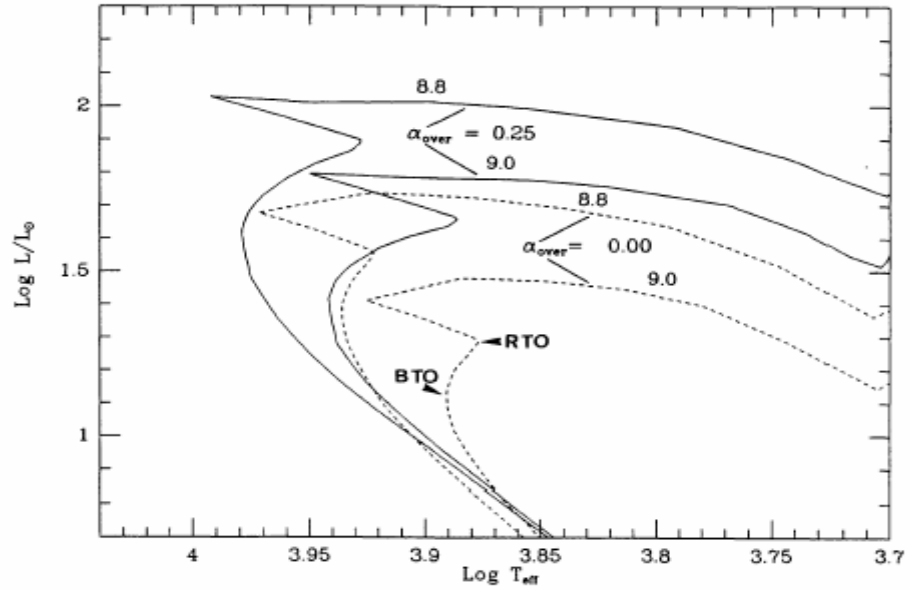
Şekil 15. $Z=0.004, 0.008, 0.02$ ve 0.04 için 1×10^9 yaş izokronları

- Azalan metal bolluğu RTO noktasının L/L_{\odot} değerini artırır.
- Metal bolluğunun artan değerleri için C ve D evreleri arası kısalmır.

Overshootingin izokoronlar üzerindeki etkisi:

Şekil 16'da yaş $10^{8.8}$ ve $10^{9.0}$ için overshootingi dikkate alan ve almayan izokronlar karşılaştırılmıştır. Burada bir kaç ilginç özelliğe dikkat çekmek gerekir:

- Aynı yaştaki yıldızlar için anakol üzerindeki en kırmızı nokta, RTO overshootingli modellerde daha parlaktır ($0^m.9$). Bu nedenle özellikle kümelerin yaşını, izokronun RTO noktasındaki ışınım gücü değerinden belirlerken daha büyük yaşlar elde edilecektir (1.5-2.7 kat kadar büyük).



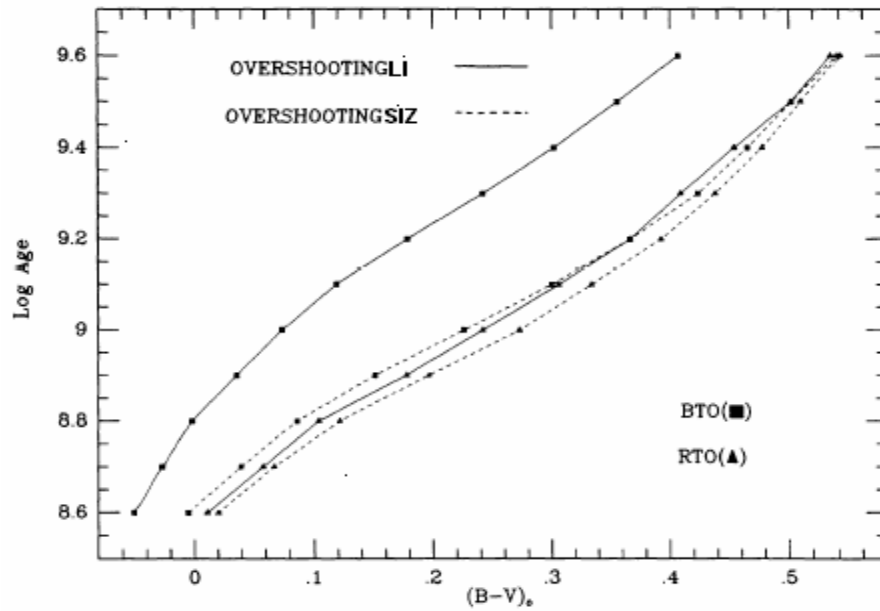
Şekil 16. Log yaş (8.8) ve (9.0) izokronlarında overshootingin etkisi (Maeder ve Meynet 1991).

- Aynı yaştaki yıldızlar için RTO noktasındaki etkin sıcaklık değeri gerçekte overshootinge fazla duyarlı değildir. Overshooting, yıldızın anakolda kalma süresini uzatırken aynı zamanda anakolun sonunu kırmızı tarafa doğru

genişletir. Bu iki etki bir arada olduğundan sıcaklık farkı görülmez. Bu durum $T_{\text{eff}}(\text{RTO})$ 'yu en önemli yaş belirteci yapar.

- Sıklıkla, anakol evresinde izokron üzerindeki en mavi nokta, BTO'nun (Blue Turn Over, Mavi Dönüm noktası) etkin sıcaklığı yaş belirteci olarak dikkate alınmaktadır. Oysa Şekil 16'da bu noktanın overshootinge çok duyarlı olduğu görülmektedir.

Şekil 17'de overshootingi dikkate alan ve almayan izokronlar için sabit bir yaş aralığında, RTO ve BTO noktaları için log yaş – $(B-V)_0$ ilişkisi karşılaştırmalı olarak gösterilmiştir. Daha önce de belirtildiği gibi RTO noktasında bu ilişki overshootingten çok az etkilenir. Oysa BTO'da overshooting dikkate alındığında yaştan 1.6 – 2.2 kat kadar arttığı görülmektedir.



Şekil 17. RTO ve BTO için $(B-V)_0$ -yaş ilişkisinin overshootinge göre karşılaştırması (Maeder ve Meynet 1991).

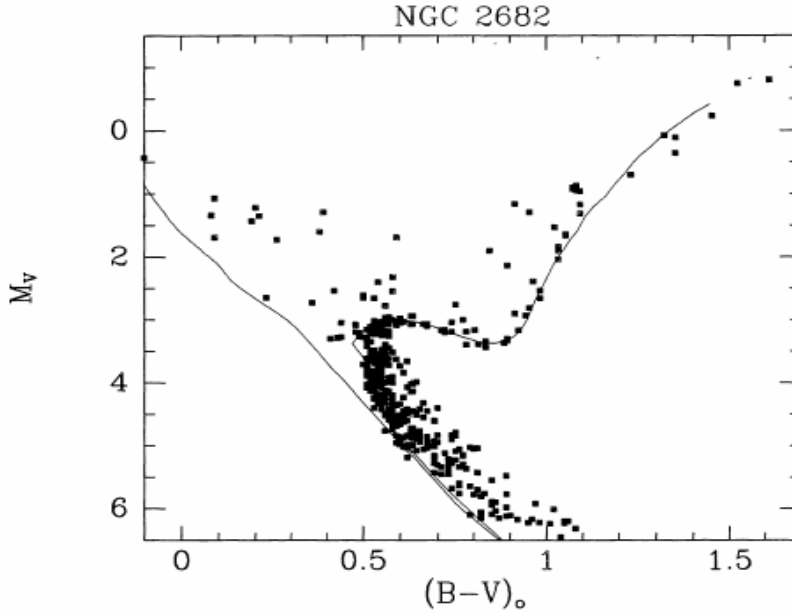
6. 2. İzokronlar ile Kümelerin Yaşının Belirlenmesi

Farklı sayılarda üye yıldızlara sahip binlerce hatta milyonlarca küme, Galaksimizin diskine ve halosuna dağılmıştır. Küme üyesi yıldızların, çift yıldızlar ve çoklu sistemler gibi, birbirine çekimsel olarak bağlı olması ve kimyasal kompozisyonlarındaki benzerlikler, yıldızlar arası ortamda aynı gaz ve toz bulutundan oluştuğunun kanıtıdır. Küme oluşum sürecinin bu günkü küme yaşına göre çok küçük olduğu varsayımına dayalı olarak, kümedeki tüm yıldızların farklı kütlelere sahip olduğu halde aynı yaşta olmaları gerektiği mantıksal bir çıkarımdır. Farklı kütle değerlerine sahip aynı yaştaki yıldızlar bir H-R diyagramı üzerinde işaretlendiğinde, doğrudan bir izokron çizgisi elde edilir. Bu nedenle izokronlar ile yaş bulma tekniği, küme yaşlarının tayininde en çok tercih edilen yöntemdir. Bir kümeye üye olan tüm yıldızların H-R diyagramı üzerindeki dağılımı, belli bir Z değerine sahip tek bir izokron ile temsil edilmektedir.

Kümelerin yaşlarını hesaplamada kullanılan bir başka yöntem H-R diyagramında küme üyesi yıldızların anakoldan ayrılma noktaları (main-sequence turn off) ya da daha özel olarak RTO ve BTO noktalarını kullanan yöntemdir. Bu noktaların evrim bakımından önemi, hem evrim yolları üzerinde belirgin noktalar olması hem de evrimin diğer aşamalarına kıyasla daha kısa sürmesidir. Bu noktadaki yıldızların kütleleri biliniyorsa, o kütledeki yıldızın kaç yaşında bu noktaya geleceği bilgisinden kümenin yaşı elde edilir. Ancak bu durum daha çok orta yaşlı ve yaşlı kümeler için geçerlidir. Çünkü bir küme yıldızının bu noktalara evrimleşmesi için gereken süre, kümenin yaşından daha büyük olduğunda, tüm üyeler hala anakol üzerinde bulunacak ve henüz RTO ya da BTO aşamalarına gelememiş olacaktır. Genç kümelerde henüz hiç bir yıldızın anakoldan ayrılmamış olması küme yaşının doğru olarak hesaplanmasını zorlaştırır. Şekil 21, 22 ve 23'te örnekleri verilen bu tür kümelerin yaşlarını belirlemede izokron setlerinin kullanılması daha büyük avantajlar sağlamaktadır.

Küme yaşlarının hesaplanmasında dikkat edilecek bir diğer önemli bir durum da overshooting etkisinin dikkate alınıp alınmamasıdır. Yapılan araştırmaların verdiği ve

gözlemlerle de desteklenen sonuçlar, overshootingin dikkate alınması için kümenin evrimde en ileri yıldızının başlangıç kütlelerinin $1.6 M_{\odot}$ 'den büyük olmasını gerektirir (Meynet et al. 1993). Büyük kütleli yıldızlar daha hızlı evrimleştiğinden, bir kümenin evrimde en ileri yıldızı aynı zamanda o kümenin en büyük başlangıç kütleli yıldızdır. Başlangıç kütlelerinin $1.6 M_{\odot}$ 'den büyük olması, kümenin yaşının 2×10^9 yıldan daha küçük olması anlamına gelir. Şekil 18'de gösterilen M 67 (NGC 2682) gibi yaşlı kümelerde, overshootingin etkisi yoktur. Bu beklenen bir durumdur, çünkü bu denli yaşlı kümelerin ilk oluşumu sırasında oluşan $1.6 M_{\odot}$ 'den daha büyük kütleli yıldızlar bu süre zarfında evrimlerini tamamlamışlardır. Henüz evrimlerini tamamlamayan küme üyesi yıldızlar ise konvektif bir çekirdeğe sahip değildir. Bu nedenle yaşı 2×10^9 'dan büyük olan kümeler için overshootingi dikkate almayan izokron setleri kullanılmaktadır. Şekil 18'de Meynet et al. (1993)'ün M67 kümesinin renk parlaklık diyagramı üzerine fit ettikleri izokron görülmektedir. Sonuç olarak en iyi uyum gösteren izokron, overshootingi dikkate almayan 4×10^9 yaş izokronudur.



Şekil 18. NGC 2682 (M67) kümesinin yaş tayini (yaş 4×10^9 yıl) (Meynet et al. 1993).

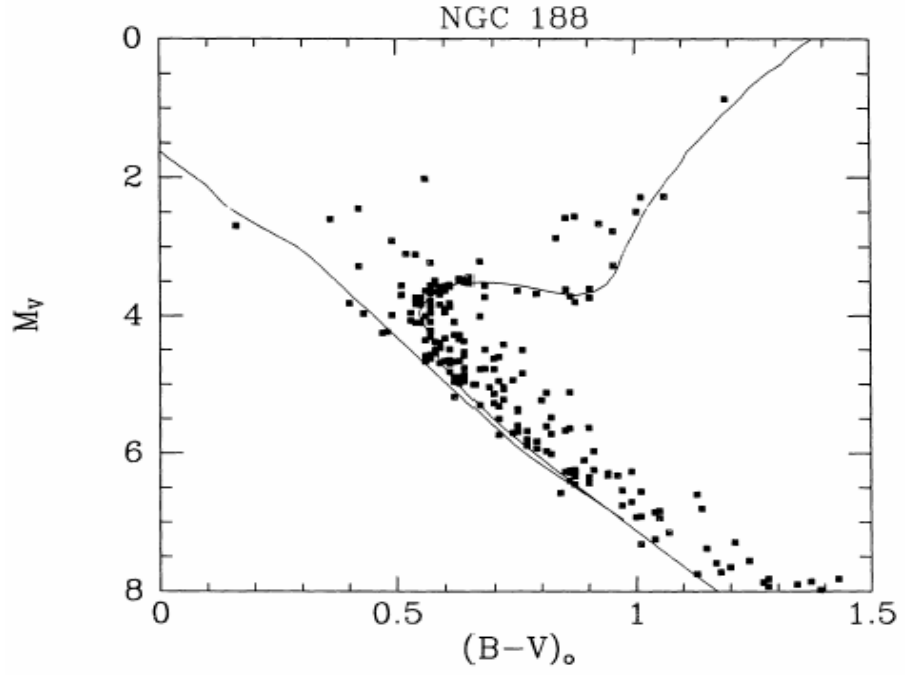
Aynı çalışmada M67 ile beraber 30 kümenin daha yaşları belirlenmiştir. Bu kümeler için kullanılan uzaklık modülleri ve renk düzeltmeleri Tablo 2’de verilmiştir.

Tablo 2 Meynet et al. (1993)’te yaşı belirlenen kümeler ve bunlara ilişkin değerler.

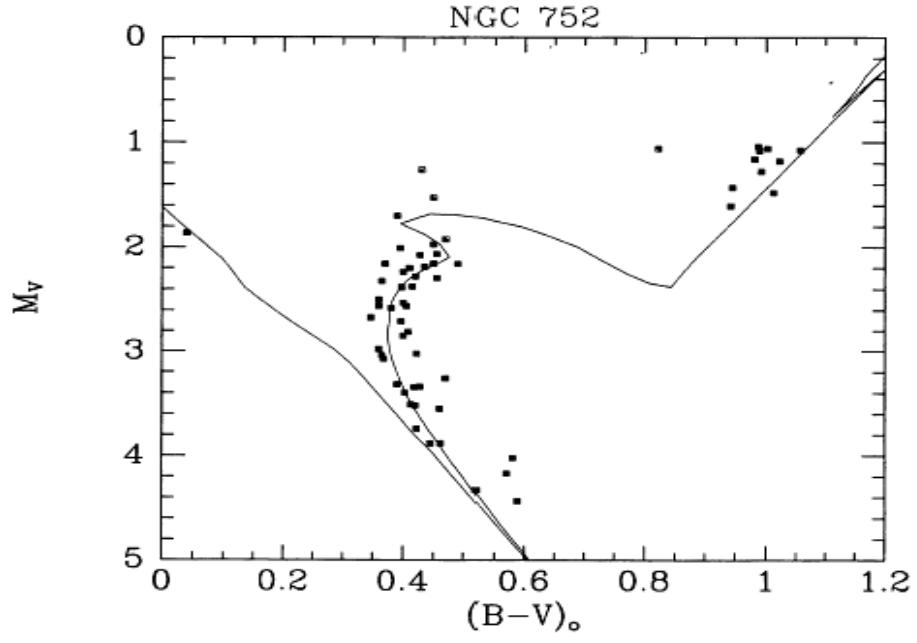
Küme	m-M	E(B-V)	log Yaş
NGC 188	11.35	0.12	9.82
NGC 457	13.60	0.50	7.25
NGC 581	13.26	0.40	7.40
NGC 752	7.88	0.02	9.25
NGC 884	13.65	0.56	7.15
NGC 1039	8.65	0.10	8.25
NGC 1976	8.35	0.05	6.60
NGC 2287	9.15	0.01	8.38
NGC 2355	11.85	0.12	8.98
NGC 2360	10.40	0.08	9.00
NGC 2439	14.00	0.36	7.40
NGC 2516	8.35	0.12	8.15
NGC 2682	9.60	0.03	9.60
NGC 3532	8.35	0.04	8.50
NGC 4755	12.55	0.38	7.15
NGC 5460	9.50	0.12	8.20
NGC 5662	10.30	0.31	7.85
NGC 6025	9.95	0.16	8.10
NGC 6067	12.10	0.32	8.22
NGC 6087	10.30	0.20	7.85
NGC 6231	12.50	0.46	6.75
NGC 6242	11.45	0.39	7.70
NGC 6281	9.00	0.16	8.35
NGC 6475	7.08	0.06	8.35
NGC 6494	10.20	0.36	8.48
NGC 6705	12.70	0.40	8.40
NGC 6791	13.55	0.21	9.95
IC 4651	9.90	0.14	9.28
Alpha Per	5.36	0.09	7.72
Pleiades	5.60	0.04	8.00

Aşağıdaki şekillerde (Şekil 19–23), Meynet ve arkadaşlarının bu çalışmasından seçilen bazı kümelerin izokronlar üzerindeki dağılımları gösterilmiştir. Dikkat edilecek olursa, şekillerde hemen hemen her kümede bazı yıldızların izokron çizgisinden daha yukarıya doğru saptığı yani daha parlak olduğu görülmektedir. Bu, “çift olma etkisi” (binarity effect) olarak bilinir ve izokron çizgisinin üzerinde yer alan yıldızların çift ya

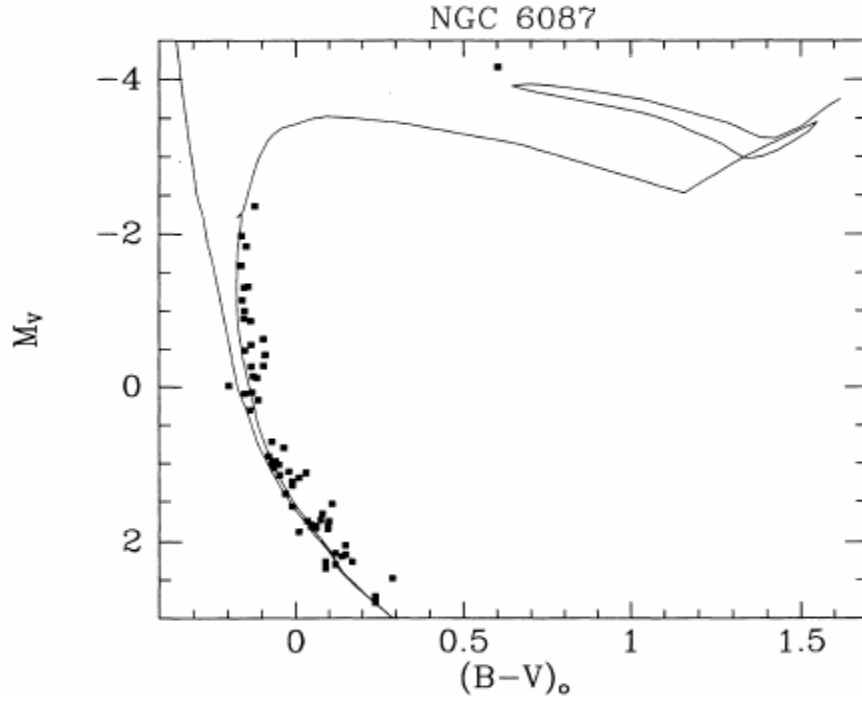
da çoklu sistemler olduğunun bir göstergesidir. Aynı sıcaklıktaki yanyana iki yıldızın birlikte parlaklığı, tek bir yıldızla göre 0.75 kadar daha parlaktır. Diğer bileşenden ya da bileşenlerden kaynaklanan ışık katkısı, tek olarak gözlenen ikili veya çoklu sistemlerin izokron çizgisinden sapmalarına sebep olur.



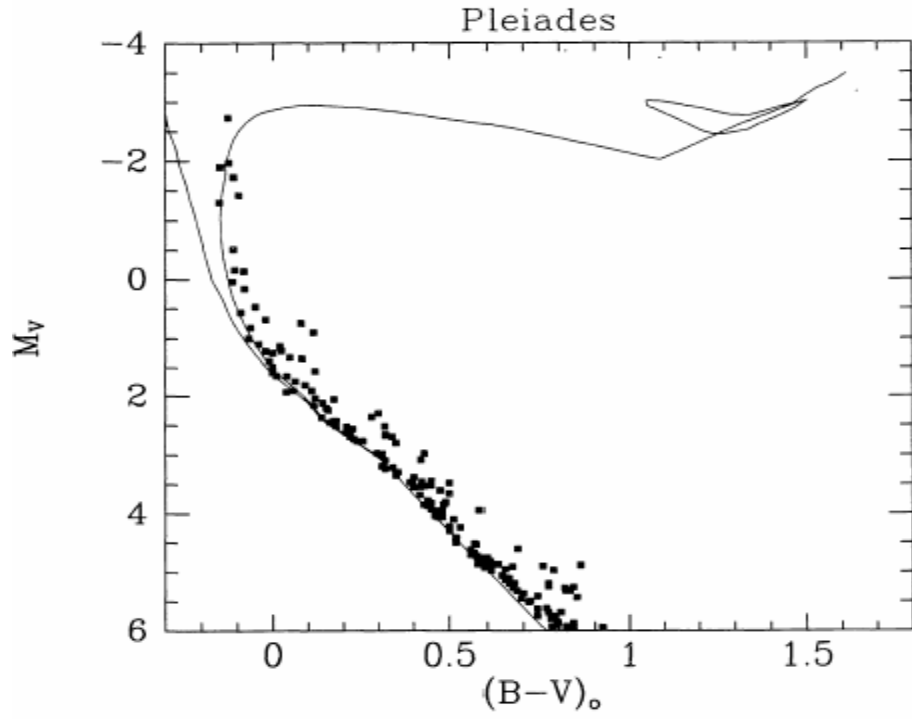
Şekil 19. NGC 188 kümesi; overshootingsiz izokron yaşı 6.6×10^9 yıl (Meynet et al. 1993).



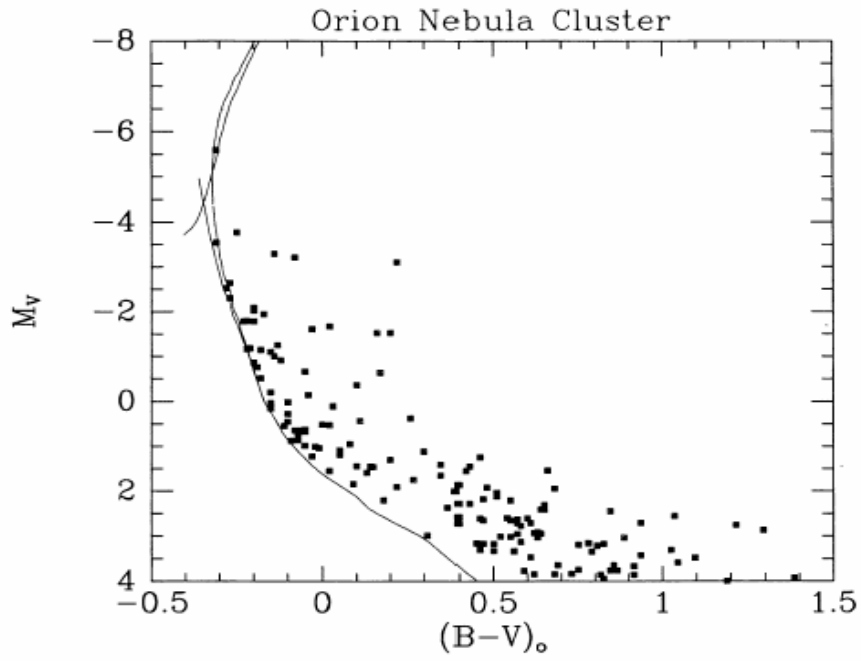
Şekil 20. NGC 752 kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı 1.8×10^9 yıl (Meynet et al. 1993).



Şekil 21. NGC 6087 kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı 7.1×10^7 yıl (Meynet et al. 1993).

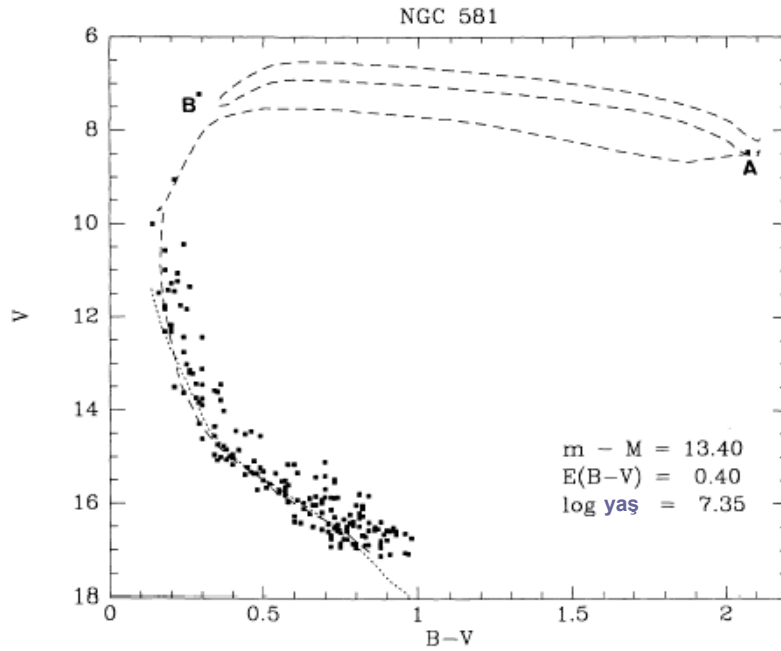


Şekil 22. Pleiades (M45) kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı 1.0×10^8 yıl (Meynet et al. 1993).



Şekil 23. Orion (NGC 1976) kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı 5.6×10^6 yıl (Meynet et al. 1993).

Küme diyagramlarında, izokron üzerindeki evrimde en ileri yıldızın o kümeye ait en büyük kütleli yıldız olduğuna bir örnek olarak, Şekil 24'deki Maeder ve Meynet (1991)'in çalışmalarında yaşını 2.2×10^7 yıl olarak belirledikleri NGC 581 kümesi gösterilebilir (kümenin uzaklık modülü $m-M = 13.40$ ve renk düzeltmesi $E(B-V) = 0.40$ alınmıştır). Şekilde izokronun mavi ilmeğinin sonundaki B ile gösterilen küme üyesi yıldız ve en kırmızı tarafta bulunan A ile gösterilen yıldız diğer küme üyelerinden daha ileri evrim aşamalarında. Bu da bu iki yıldızın diğer küme üyelerine göre daha büyük bir kütle ile oluştuklarının göstergesidir. Aynı durum Şekil 21'deki NGC6087'nin bir üyesi için de görülmektedir. M_V 'si -4^m olan bu yıldız küme içinde evrimde en ileri olan yıldızdır.



Şekil 24. NGC 581 kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaş 2.2×10^7 yıl (Meynet et al. 1993).

6. 3 İzokronlar ile Çift Sistemlerin ya da Tek Yıldızların Yaşlarının Belirlenmesi

Kümelere benzer olarak, çift ya da çoklu bir sisteme üye olan yıldızlar da aynı yaştaadır. Yine benzer bir biçimde, sistem üyesi yıldızların ve sistemin oluşum süresi, sistemin yaşı yanında ihmal edilebilecek kadar küçüktür. Bu durumda, yaş belirlemek için izokronların kullanılmasında kümeler için geçerli olan durumlar çift ya da çoklu sistemler için de geçerlidir. Yani, çift ya da çoklu sistem üyesi bileşenlerin hangi evrim durumunda olursa olsun aynı izokron üzerine düşmesi beklenir.

Tek bir yıldızın yaşını da izokronlar yardımıyla belirlemek mümkündür. Kimyasal kompozisyonu bilinen bir yıldızın etkin sıcaklık ve ışınım gücü ya da (B-V) ve M_v parametreleri duyarlı olarak bulunursa, yaşı da duyarlı olarak hesaplanabilir. Eğer yıldızın Z değeri gözlemlerle belirlenmiş değilse, Z 'deki belirsizlik, diğer gözlem parametrelerindeki hatalara ek olarak bir belirsizlik getirecektir. Çünkü, tek bir yıldız her biri farklı Z değerleri için hesaplanmış izokron setleri üzerinde farklı yaş çizgileri üzerine oturabilir.

Tek yıldızlara göre, çift ya da çoklu sistem üyesi yıldızların yaşlarının belirlenmesinde izokronları kullanmak daha avantajlıdır. Çift ya da çoklu sistem üyesi yıldızlarda, her bir yıldız aynı gaz ve toz buluntundan oluştuğundan Z değerleri de aynı olmak zorundadır. Sistemin Z değeri gözlemlerle belirlenmemiş olsa bile, iki ayrı bileşen Z 'si belli bir tek izokron üzerine oturacağı için yaş ile birlikte Z değerini de belirlemek mümkündür. Tek yıldızlarda böyle bir durum yoktur. Z değerindeki belirsizlik yaşı, yaştaki belirsizlik de Z 'yi etkiler.

Tek yıldızlar için ifade edilen bu olumsuzluk, çift yıldız üyesi olduğu halde, yoldaşı görülemeyen, tek çizgili çift yıldızlar için de söz konusudur. Üstelik çift yıldız üyesi olmanın getirdiği ek bir belirsizlik daha vardır. Tek yıldız evriminin belirsizliklerinin yanı sıra çift yıldız evriminde göz önünde tutulması gereken en önemli nokta çift yıldız sisteminin kütle transferi evresinden geçip geçmemesidir. Çift sistemin

kütle transferi evresinden geçmiş olması durumunda izokronlar ile yaş bulunamaz. Böyle bir sistemin izokron setleri üzerindeki konumundan bir yaş elde edilse bile bu sistemin gerçek yaşı değildir. Kütle transferi komplikasyonu olan sistemlerde izokronlar da tek yıldızlar için hesaplanmış evrim çizgileri de kullanılamaz. Bu tür sistemlerin yaşlarının belirlenebilmesi için, özel modeller yapılmalıdır.

BÖLÜM 3. AKTİF KROMOSFERLİ ÇİFT YILDIZLAR

Aktif kromosferli çift yıldızlar (CAB, Chromosphericly Active Binaries) kromosfer, geçiş bölgesi ve korona aktivitesi güçlü olması ile tanınmış, F tayf türü veya daha geç türde ayrık çift yıldızlardır. CAB'lerin bir veya iki bileşeni de dev, alt dev, veya anakol yıldızı olabilir. Ca II'nin H ve K çizgi merkezinde ve bazen H α da belirgin olan salma, kromosferik aktivitenin en temel belirtecidir. Güneş benzeri aktivite olarak nitelenen bu aktivitenin temelinde manyetik etkinlik bulunur. Manyetik aktivite, güneşin fotosferinde güneş lekelerini oluşturduğu gibi CAB yıldızlarının fotosferlerinde de leke oluşumuna sebep olmaktadır. CAB sistemlerinde soğuk yıldız lekelerinden kaynaklanan fotometrik değişimler vardır.

Yıldızlarda görülen leke kaynaklı ışık değişimleri, 1975 yılına kadar yanlış bir şekilde, gaz akıntıları, yıldızı çevreleyen disk, pulsasyon, presesyon, gel-git etkileri, armutlaşma, yıldızlar arası ortam tarafından soğurulma ya da üçüncü cisim etrafındaki yörünge hareketine atfediliyordu. Yine 1975'ten önce yıldız lekelerinden nadiren bahsediliyor ve genel olarak kabul görmüyordu (Strassmeier et al. 1988). Daha sonra, Hall (1976) ve Bopp & Fekel (1977), bu tür sistemler hakkında nispeten kabul gören çalışmaları ortaya koymuşlardır.

Hall (1976)'ın RS CVn türü yıldızları ve Bopp & Fekel (1977)'in BY Dra türü değişenlerin genel özelliklerini belirlemelerinin ardından güçlü H&K salması gösteren sistemlere yoğun bir ilgi olmuştur. RS CVn yıldızları genellikle F'den K'ya kadar tayf türlerinde cüce, alt dev ya da dev bileşenler içerirken, BY Dra türü değişenler daima dK-dM (cüce K-M) bileşenler içerirler. Her iki grubun üyeleri de güçlü kromosferik aktivite ve büyük leke bölgeleri gibi ortak özellikler gösterirler. Strassmeier et al. (1988), bu her iki grubun da farklı tayf aralığındaki aynı tür aktivite gösteren sistemler olduğunu ileri sürmüştür. Gerçekte bu iki grup arasındaki tayf türü sınırı da tam olarak belirgin değildir, öyle sistemler vardır ki hem BY Dra ve hem de RS CVn olarak sınıflandırılabilir. Buna dayanarak Strassmeier et al. (1988) ilk kez, her iki grubu da

içeren, kromosferik aktif çift yıldızlar tanımlamasını yapmış ve bu tür sistemlerin bir katalogunu oluşturmuştur. Strassmeier et al. (1988), bir yıldızın aktif kromosferli çift sistem (CAB) kabul edilebilmesi için iki ana kriter belirlemiştir. CAB yıldızı, çift ya da çoklu sistem olmalıdır ve bileşenlerinden en az biri kromosferik aktivite göstermelidir.

Kromosferik aktivitenin temel belirteci olan Ca II H&K rezonans çizgilerinin ortasında yer alan salmanın şiddetini belirlemek amacıyla Wilson (1976), en zayıftan en güçlüye doğru salma şiddetini 1'den 5'e kadar sınıflandırmıştır. Bu sınıflamaya göre salma şiddeti $I_K = 1$ olan sistemlerin tamamı ve $I_K = 2$ olan sistemlerin bir çoğu CAB sınıflamasının dışında tutularak 1988'de yayınlanan kataloga dahil edilmemiştir.

Hall (1976) RS CVn türü sistemlerle beraber beş alt grubun tanımını yapmıştır: Uzun dönemli grup, kısa dönemli grup, flare yıldızları, V471 Tau benzeri grup, W UMa grubu. Bu tanımlama her ne kadar tatmin edici olmasa da genel durumu anlama bakımından önemlidir. Strassmeier et al. (1988) çalışmasında bu gruplardan değen durumda olan ve ortak bir zarf içinde bulunduğu düşünülen W UMa türlerini CAB sınıflaması dışında tutmuştur. Benzer bir biçimde güçlü kromosferik aktivite göstermesine rağmen, tek yıldızlar olarak tanımlanan FK Com sistemleri de sınıflamaya dahil edilmemiştir. Anakol öncesi T Tauri sistemleri de muhtemelen hepsinin tek yıldız olması gerekçesi ile CAB olarak sınıflandırılmamıştır. Ayrıca aktif bileşenin kromosferinin pulsasyondan açıkça etkilendiği durumdaki, M devri içeren sistemler de kataloga dahil edilmemiştir.

Daha sonra bu katalog Strassmeier et al. (1993) çalışmasında yenilenmiş ve yeni keşfedilen sistemlerin eklenmesi ile genişletilmiştir. Kromosferik aktif çift sistemler katalogunun üçüncü versiyonu üzerindeki çalışmalar devam etmektedir. Bu çalışmada henüz yayınlanmamış güncel verilere de yer verilmektedir. Katalogun yeni versiyonu ile ilgili çalışmalar Eker ve grubu (Eker Z., Demircan O., Budding E., Erdem A., Çiçek C., Karataş Y., Bilir S., Soyduğan F., Doğru D., **Filiz Ak N.**, Tüysüz M.) tarafından hazırlanmaktadır.

Eker ve grubunun hazırlamakta olduğu bu yeni versiyon katalogda ise daha önceki çalışmalara benzer olarak üç temel kriter belirlenmiştir. Bu kriterlere göre bir sistemin aktif kromosferli çift sistemler kataloguna dahil edilebilmesi için sistemin ikili ya da çoklu sistem olması, aktivite belirteci olan CaII H&K salması, H α ve X-ışın etkinliği göstermesi ve ayrıca ayırık sistem olması gerekmektedir. Ayırık sistemlerde bileşenler Roche loplarnı doldurmamış haldedir ve bileşenler arası kütle aktarımı yoktur.

Dryomova et al. (2005), tutulma gösteren, kısa dönemli, ayırık aktif yıldızlar için bir katalog hazırlamış ve aynı çalışmada izokronları kullanarak yaş belirlemiştir. Ancak katalogda yer alan 31 sistem içerisinde BX And, DD Mon gibi W UMa benzeri olarak sınıflandırılan sistemler de bulunmaktadır. CAB olma kriterlerinde sistemin ayırık olması gerektiği göz önünde tutulduğunda, Dryomova et al. (2005) çalışmasını CAB katalogları arasında saymak anlamlı görünmemektedir.

CAB yıldızları çoğunlukla ayırık sistemler olduğu için (yarı ayırık sistemler eski kataloglarda mevcuttur) bileşenlerin bağımsız olarak tek yıldız gibi evrimleştini kabul edebiliriz. Böylece, çift yıldızın her iki bileşenin H-R diyagramı üstündeki yerini bilmek, en yakın izokrona göre yaşını belirlemek için yeterli olabilir.

CAB sistemlerinin evrim durumları ile ilgili yapılan ilk çalışmalarda Ulrich ve Popper (1974) ve Popper ve Ulrich (1977), 26 tane RS CVn türü sistemin H-R diyagramı üzerindeki dağılımlarına bakmışlar ve bu sistemlerin benzer kütle, kütle oranı, açısal momentum değerlerine sahip olduklarını belirlemişlerdir. Ayrıca sistemlerin büyük bir kısmının anakol sonrası evrim aşamasında olduğu ve bu sistemlerin tek yıldız gibi evrimleştiklerini belirtmişlerdir. Ancak bu çalışmalarda yalnızca RS CVn sistemleri ele alınmıştır ve ele alınan sayı, tüm CAB sistemleri hakkında bir genelleme yapamayacak kadar azdır.

Eker (1992), 146 CAB sisteminin uzay hızlarını hesaplayıp sistemleri bazı alt gruplara ayırdığında, alt gruplardaki sistemlerin benzer kinematik özelliklere ve yaşlara sahip olduklarını belirlemiştir. Bu yaşlar sistemlerin uzay hız dağılımlarından hesaplanmıştır. Bu çalışmada yıldızların her biri için ayrı bir yaş verilmemiş ancak anakol, alt dev ve dev yıldızlar ile onların yüksek ve düşük uzay hızlarına sahip grupları için yaş verilmiştir.

Barrado et al. (1994, 1997, 1998), çalışmalarında evrim çizgilerini kullanarak CAB sistemlerinin yaşlarını hesaplamış ve yaşa bağlı kütle dağılımlarını incelemiştir. 1997 yılındaki çalışmada sistemlerin yaşlarının yanı sıra Li bollukları da incelenmiştir. 1998 yılındaki çalışma ise daha çok sayıda yıldız ile yapılmış ve yıldızlar Eker (1992)'e benzer olarak alt gruplara ayrılmıştır. Barrado ve arkadaşlarının bu çalışmalarda ele aldığı yıldız sayısı 100'ü geçmemektedir.

Padova grubunun izokron setlerini (Girardi et al. 2000) kullanarak yaklaşık 14000 F ve G anakol yıldızının yaş çalışmasını yapan Nordstrom et al. (2004), çalışmada sistemlerin kromosferik aktivite gösterip göstermediklerini dikkate almamıştır. Ayrıca, CAB sistemlerinin F'den M'ye kadar tayf türlerinde anakol, dev, alt dev yıldızlar olabileceklerini göz önünde bulundurduğumuzda, bu çalışma CAB yıldızlarının küçük bir kısmını kapsamaktadır.

CAB sistemlerinin genel özelliklerinin daha iyi belirlenebilmesi için, onların yaşlarının duyarlı bir şekilde hesaplanması ve yaşa bağlı olarak diğer parametrelerinin nasıl dağılımlar gösterdiğine bakılması gerekmektedir. Bu nedenle, bu çalışmada ele alınan 200 CAB sistemi için yaşların, iyi belirlenmiş parametreler ile duyarlı bir biçimde tayin edilmesi amaçlanmaktadır.

BÖLÜM 4. KULLANILAN VERİLER

1. Evrim Çizgileri ve İzokronlar

Bu çalışmada, yukarıda sıkça bahsi geçen evrim yolları için Schaller et al. (1992)'den alınan veriler kullanılmıştır. Schaller ve arkadaşları $120-0.8 M_{\odot}$ başlangıç kütleli yıldızların $Z=0.020$ ve $Z=0.001$ metal bolluğu değerleri için evrime bağlı olarak değişen kütle, ışınım gücü ve sıcaklıklarının yanı sıra çekirdekte H, He, C, N, O elementlerinin nükleer reaksiyonlarla değişen bolluk değerlerini hesaplamışlardır. Hesaplamalarında yıldız rüzgarı ile ilgili kütle kayıp hızlarını metal bolluğunun karekökü ile orantılı olarak farklı değerlerde almışlardır. Fakat özellikle büyük kütleli yıldızlarda anakol sonrası evrimde kütle kaybının arttığını göz önüne alarak iki kat kütle kayıplı evrim yollarını da ayrıca hesaplamalarına eklemişlerdir. $1.6-120 M_{\odot}$ kütleli yıldızlarda overshootingi dikkate almışlar, $1.5 M_{\odot}- 1.2 M_{\odot}$ kütleli yıldızları bir geçiş olarak kabul ettiklerinden hem overshootingli hem de overshootingsiz hesaplamalar yapmışlardır. Bu değerden daha küçük kütleli yıldızların evrim yollarını hesaplarken, overshootingin etkisi dikkate alınmamıştır.

Bu tez çalışmasında kullanılan izokronlar, Maeder ve Meynet (1991) tarafından, Schaller (1992)'nin evrim yolları kullanılarak hesaplanmıştır. Maeder ve Meynet daha sonra farklı kütle kayıp hızları ve overshooting katsayılarını inceleyerek hesaplamalarını geliştirmişlerdir (Meynet G., özel görüşme, Eylül 2004). Bu izokron setlerinde, Overshootingi dikkate alan izokronlar $3 \times 10^6 - 6.3 \times 10^9$ yaş aralıkları için ve dikkate almayan izokronlar ise 4×10^9 ve 1.3×10^{10} yaş aralıkları için metal bolluğunun dört farklı değerine göre ($Z=0.004, 0.008, 0.02$ ve 0.04 için) ayrı ayrı setler halinde hesaplanmıştır. Ayrıca He-Flash ve He-yanma evresi sonrasında dikkate alan hesaplamaları da $1.9 \times 10^9 - 1.3 \times 10^{10}$ yaş aralığı için vermişlerdir. Her bir izokron seti ayrı tablolar halindedir. Tablolarda her bir izokron için verilen parametreler şöyledir.

- a) Güneş kütlesi cinsinden ZAMS'taki başlangıç kütlesi

- b) Logaritmik olarak T_{eff} , etkin sıcaklık
- c) M_{bol} ; bolometrik mutlak parlaklık
- d) M_V ; görsel mutlak parlaklık
- e) U-B renk ölçeği (Johnson sisteminde)
- f) B-V renk ölçeği (Johnson sisteminde)
- g) Logaritmik olarak yüzey çekim ivmesi (g , cm/s^2 biriminde)
- h) Logaritmik, L/L_{\odot} ; ışınım gücünün Güneşinkine oranı
- i) İzokron boyunca Güneş kütlesi cinsinden gerçek kütle değerleri verilmiştir.

Herhangi bir yıldızın H-R diyagramındaki konumu teorik sistem olarak adlandırılan; $T_{\text{eff}} - L/L_{\odot}$ ya da gözlemsel sistem olarak adlandırılan (B-V) – M_V kullanılabilir. Bu tez çalışmasında yıldızların renk ve V bandındaki (vizüel) mutlak parlaklığına göre çizilmiş olan izokron setleri tercih edilmiştir

2 CAB Sistemleri ve Parametreleri

Aktif kromosferli yıldızların verileri için, Eker ve gurubunun hazırlamakta olduğu CAB katalogunun üçüncü genişletilmiş versiyonu kullanılmıştır. Bu katalogda gerek daha önce CAB olarak tanımlanan sistemler hakkında yapılmış çalışmalara, gerekse yeni belirlenen CAB'lerin incelenmesine geniş yer verilmektedir. Bu yeni katalog 2000'e yakın kaynaktan toplanan veriler ile yaklaşık 300 aktif kromosferli yıldızın en güncel bilgilerini içermektedir. Katalog ile ilgili çalışmalar halen devam etmektedir. Katalogta yıldızların sıcaklık, renk, parlaklık, kütle yarıçap gibi temel parametrelerinin yanı sıra X-ışın ışınımı, radyo ışınımı, mor ötesi ışınımı, leke aktivitesi ile ilgili bilgilerine, lityum ve demir bollukları gibi özelliklerine de yer verilmiştir.

CAB yıldızlarının yaşlarının belirlenmesinde kullanılan izokron setleri, x ekseninde etkin sıcaklık ve y ekseninde görsel mutlak parlaklık olacak şekilde diyagramlara aktarılmıştır. Buna göre bir yıldızın yaşını belirlemek için sıcaklığının, V

bandındaki görsel (vizüel) parlaklığının ve uzaklığının bilinmesi gerekmektedir. Her bir yıldızın bu parametreleri literatürden taranmış ve hazırlanmakta olan CAB kataloguna titizlikle kaydedilmiştir. Bu yeni CAB katalogu, en güncel verileri içerdiğinden, yıldızların parametreleri doğrudan buradan alınmıştır.

Yıldızların yaşlarını belirlemede etkin bir faktör olan ağır elementlerinin bolluk değerleri, CAB yıldızlarının bir çoğu için bilinmemektedir. Nordstrom et al. (2004), çalışmalarında gerek tayfsal gerek fotometrik yöntemler ile belirlenebilen demir bolluğunun, toplam ağır element bolluğu ile ilişkisini çok sayıda F ve G yıldızını kullanarak irdemiştir. Bu çalışmada genel bir kullanım olarak demir bolluğunu ifade eden $[Fe/H]$ terimini,

$$[Fe / H] = \log \left[\frac{(Fe / H)_{Yıldız}}{(Fe / H)_{Güneş}} \right] \quad (12)$$

ve benzer olarak da metal bolluğunu ifade eden $[Me/H]$ terimini,

$$[Me / H] = \log \left[\frac{(Me / H)_{Yıldız}}{(Me / H)_{Güneş}} \right] \quad (13)$$

olarak tanımlanmıştır.

Nordstrom et al. (2004), demir ve metal bolluğu arasında birebir bir ilişki olduğunu göstermiştir (bakınız Şekil 25). Eker ve grubunun sürdürdüğü kataloglama çalışmasında, CAB yıldızlarının ölçülmüş $[Fe/H]$ değerleri de yer almaktadır. Yıldızın metalisitesi ve demir bolluğu arasındaki bu bağıntı ile yıldızın demir bolluğundan metalisite değerini, yani iç yapı denklemlerinde kullanıldığı hali ile Z_* değerini hesaplamak mümkündür.

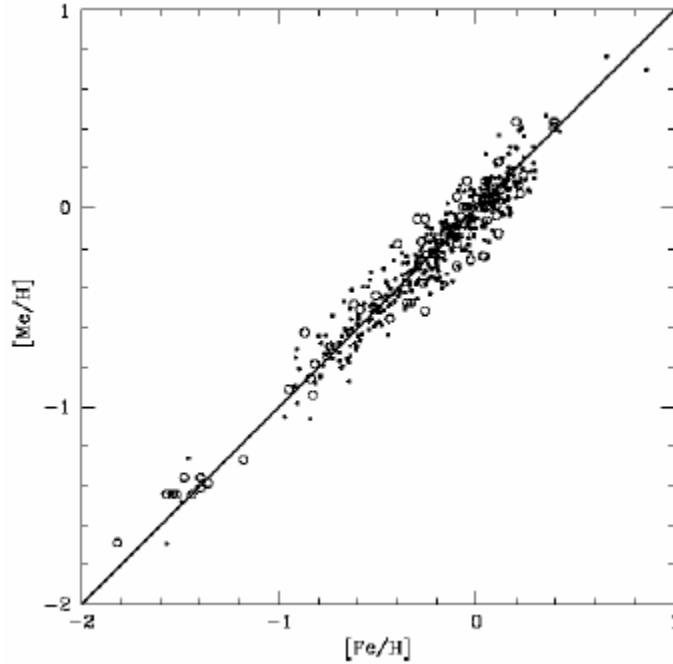
(12) ve (13) bağıntıları ve demir ve metal bollukları arasındaki ilişkiyi kullanarak

$$10^{[\text{Fe}/\text{H}]} = \frac{N_*(\text{Fe})/N_*(\text{H})}{N_\odot(\text{Fe})/N_\odot(\text{H})} \approx \frac{Z_*}{Z_\odot} \quad (14)$$

bağıntısını yazmak mümkündür. Bir başka ifade ile,

$$Z_* = 10^{[\text{Fe}/\text{H}]} \cdot Z_\odot \quad (15)$$

dir. Güneş'in metalisite değeri $Z_\odot = 0.02$ (Allen 1983) olarak alınmıştır. (15) bağıntısı ile hesapladığımız Z_* değerleri, farklı Z değerleri için hazırlanmış izokron setlerinden hangisini kullanmamız gerektiği bilgisini ortaya çıkarmaktadır. Herhangi bir $[\text{Fe}/\text{H}]$ değeri bulunmayan CAB sistemleri için doğrudan $Z_* = 0.02$ tercih edilmiştir.



Şekil 25 $[\text{Fe}/\text{H}]$ ve $[\text{Me}/\text{H}]$ arasındaki ilişki (Nordstorm et al. 2004)

BÖLÜM 5. YAŞLARIN BULUNMASI

1. Seçilen CAB Sistemleri ve Sınıflandırılması

İlk olarak Meader ve Meynet'in çalışmalarından alınan veriler ile izokron diyagramları oluşturuldu. Bu diyagramlar, x ekseninde T_{eff} etkin sıcaklık ve y ekseninde M_v mutlak parlaklık bulunacak şekilde, dört farklı Z değeri için elde edildi. Hazırlanan bu diyagramlar üstünde bir yıldızın işaretlenebilmesi için, yıldızın M_v mutlak parlaklığının ve T_{eff} etkin sıcaklığının bilinmesi gerekmektedir. Çift ya da çoklu sistemler için de durum aynıdır. Her bir bileşenin ayrı ayrı mutlak parlaklıkları hesaplanmış ve etkin sıcaklıklarını biliniyor olması gerekmektedir.

Birden fazla üyesi olan, birbirleri çekimsel olarak bağlı sistemlerin aynı yıldızlar arası maddeden aynı zamanda oluştuğu varsayımına göre, bileşenlerinin her birinin aynı yaşta ve yaklaşık aynı metal bolluğu değerinde olması beklenir. Bu da sisteme dahil her bir yıldızın aynı izokron üzerinde bulunması demektir. Eğer bir çift yıldız sisteminin tek bir bileşeni H-R diyagramında işaretlenebiliyorsa, bu sistem tek yıldız gibi kabul edilerek izokronlar yardımıyla yaşı bulunabilir. Bütün bu varsayımlar altında mevcut CAB sistemlerinin bir ön sınıflamasına ihtiyaç vardır.

Eker ve grubunun çalışmaları devam etmekte olan CAB katalogunda, literatür verisi toplama işlemi tamamlanmış olan 219 sistem bulunmaktadır. Bu sistemlerin yaşlarının doğru bulunabilmesi için, sistemin en az bir bileşeninin M_v ve T_{eff} değerlerinin bilinmesi gerekmektedir. Öncelikle, sıcaklığı bilinmeyen yıldızlar için (B-V) renk değerlerinden, T_{eff} sıcaklığına geçiş için kullanılan Allen (1983)'in verdiği kalibrasyon tabloları yardımıyla sıcaklıklar belirlenmiştir. Bu 219 sistem arasından, uzaklığı bilinmediği için M_v mutlak parlaklık değeri hesaplanamayan, sistemin mutlak parlaklığı bilindiği halde bileşenlerinin ışık oranları bilinmeyen, bileşenlerinin her biri için hem T_{eff} ve hem de (B-V) değeri bilinmeyen 19 sistem, eksik veri nedeniyle listeden çıkartılmıştır.

Geri kalan sistemler iki alt gruba ayrılmıştır. Birinci alt grupta, bileşenlerinden yalnızca bir tanesinin parlaklık ve sıcaklığı bilinen sistemler yer almaktadır. Bunlarla beraber, her iki bileşenin parlaklık ve sıcaklığı da aynı değerlere sahip olan, yani aynı sıcaklık ve aynı parlaklığa sahip iki yıldızdan oluşan, “ikiz yıldızlı sistemler” olarak adlandırılan sistemler de bu gruba dahil edilmiştir. Çünkü bu tür yıldızlar diyagramlarda aynı nokta üzerine düşerler ve bu durumda da çift olma avantajı geçersiz hale gelir. Birinci alt grupta bulunan sistemler ve bunların parametreleri, Tablo 3’te listelenmiştir.

Birinci alt grupta bulunan sistemler de kendi içinde sınıflara ayrılmaktadır:

- İkiz yıldız içeren sistemler (1-8 satırlar): Bu tür sistemlerin her iki bileşeni de aynı sıcaklık ve aynı parlaklık değerine sahiptir. Sistem üyesi yıldızlar tek yıldız gibi kabul edilerek yaşları belirlenebilir.
- Tek bileşenin parametreleri bilinen sistemler (9-95 satırlar): Bu tür sistemlerin bileşenlerinden biri baskın haldedir. Diğer bileşenin ışık katkısı birinciye kıyasla ölçülemeyecek kadar küçük olduğundan sistemin gözlenen verileri, parlak bileşenin verileri olarak kabul edilmiştir.
- Sıcaklığı bilinmeyen sistemler: Bu alt gruptaki sistemlerden 96-111 satırlarında bulunanlar, yine ikinci bileşeni çok sönük olan sistemlerdir ancak diğerlerinden farklı olarak bunların literatürdeki mevcut çalışmalarında sıcaklıklarına ilişkin bir bilgi bulunmamaktadır. Bu yıldızlar için, B-V renk değerlerinden Allen (1983)’in verdiği kalibrasyon tabloları kullanılarak bir sıcaklık değeri belirlenmiştir. Bu özel durumun belirtilmesi açısından Tablo 3’te sıcaklık değerlerinin sonuna ‘*’ işareti konulmuştur.

Tablo 3. Tek bileşenin parametreleri bilinen ya da ikiz yıldızlara sahip sistemler ve parametreleri.

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	SB	P dolanma (gün)	Z	B-V	Teff	Mv	Tutulma R.H. eğrisi	
1	BI Cet	8358	G6V/IV+G6V/IV	SB2	0.516		0.71	5570/5570	4.74/4.74	Yok	+
2	BD+23 2297	95559	K1V+K1V	SB2	1.526		0.872	5120/5210	6/6	Var	+
3	DK Dra	106677	K1III+K1III	SB2	64.440	0.003	1.12	4524/4507	1.15/1.15	Yok	+
4	IL Com	108102	F8V+F8V	SB2	0.962	0.013	0.48	6138/6138	3.68/3.68	?	+
5	CD-59 4623	114630	G0V+G0V	SB2	4.233	0.010	0.592	5880/5880	3.91/3.91	Olabilir	+
6	LS TrA	137164	K2IV+K2IV	SB2	49.431	0.006	1.02/1.02	4700/4700	2.71/2.71	?	+
7	V1423 Aql	191262	G5V+G5V	SB2	5.434	0.015	0.66	5660/5660	4.81/4.81	Yok	+
8	FF And		dM1e+dM1e	SB2	2.170		1.5	3600/3600	9.25/9.25	Yok	+
9	BC Psc	28	K0IIIb	SB1	72.930	0.010	1.04	4710	1.65	?	+
10	BD Cet	1833	K1III+F	SB1	35.100	0.006	1.13	4460	-0.21	?	+
11	BU Cet	3196	(F7V+) G4V	SB1	2.082	0.020	0.567	6084	3.58	Yok	+
12	zeta And	4502	K1III	SB1	17.769	0.006	1.12	4658	0.324	?	+
13	QU And	7205	G8IV-V+dM	SB1	18.013	0.007	0.75	5360	4.07	Yok	+
14	AY Cet	7672	WD+G5III	SB1	56.824	0.008	/0.900	5300	0.96	Yok	+
15	UV For	10909	K0IV	SB1	30.107	0.008	0.93	4830	2.32	?	+
16	XX Tri	12545	K0III	SB1	23.969		1.04	4750	1.4	Yok	+
17	VY Ari	17433	K3-4V-IV	SB1	13.198	0.016	0.92	4750	3.463	Yok	+
18	EP Eri	17925	K1V+K2V	SB1		0.027	0.865	5235	5.97	?	-
19	WZ Ari	19485	G4V+G6V	SB2	6.150	0.023	0.672	5407	4.92	?	-
20	EL Eri	19754	G8III-IV	SB1	48.263	0.008	1.026	4700	1.27	?	+
21	V510 Per	19942	G5IV	SB1	45.779		0.9	5020	0.94	?	+
22	BD+04 532	21018	G5III	SB1	287.201	0.010	0.82	5154	-1.268	?	+
23	EI Eri	26337	G5IV+G0V	SB1	1.947	0.028	0.67	5555	3.155	Yok	+
24	BD+14 690	27691	F9V	SB1	4.000		0.56	6210	3.78	Yok	+
25	V918 Tau	28291	G8V	SB1	41.657	0.021	0.741	5539	5.157	Yok	+
26	V492 Per	28591	K1III	SB1	21.289	0.011	1.089	4700	0.94	?	+
27	V1198 Ori	31738	G6IV+G1V	SB2		0.020	0.7	5517	4.47	?	-
28	BM Cam	32357	K0III	SB1	80.898	0.008	1.121	4510	-0.32	?	+
29	CL Cam	33363	K0III	SB1	20.869		1.072	4711	1.66	Yok	+
30	YZ Men	34802	K1IIIp	SB1	19.310	0.004	1.09	4537	1.25	Yok	+
31	V1149 Ori	37824	K0III	SB1	53.575	0.020	1.1	4457	0.68	Yok	+
32	TZ Col	39576	G1V	SB1			0.6	5900	4.34	Yok	-
33	SZ Pic	39917	K0IV/III+G3IV/III	SB2		0.004	0.81	5310	1.36	Yok	-
34	ZI 498	39937	F7IV	SB1		0.020	0.656	5432	0.425	?	-
35	TY Pic	42504	G8III+F	SB1	106.800	0.008	1.02	4750	0.324	Yok	+
36	TZ Pic	46697	K2III+K0IV?	SB1	13.637	0.008	1.14	4440	1.43	Yok	+
37	V361 Pup	54579	G0	SB2		0.010	0.585	5940	4.177	?	-
38	V344 Pup	61245	K1IV/III	SB1	11.761	0.008	1.03	4679	1.62	Yok	+
39	BM Lyn	62668	K0III	SB1	69.323		1.095	4660	1.213	Var	-
40	LU Hya	71071	K1IV	SB1	16.537	0.020	0.95	4946	3.84	?	+
41	VX Pyx	72688	K0II+F6IV	SB1	45.130	0.026	0.95	4976	0.738	Yok	+
42	IL Hya	81410	K1/2III/IV+G5V/IV	SB2	12.905	0.006	/1.02	4823	1.81	Yok	+

Tablo 3'ün devamı

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	SB	P dolanma (gün)	Z	B-V	Teff	Mv	Tutulma	R.H. Eğrisi
43	FF Uma	82286	K0IV+K0IV	SB2			0.958	4910	2.79	Var	-
44	IN Vel	83442	K2IIIp	SB1	52.270	0.021	1.17	4715	1.55	Yok	+
45	DY Leo	85091	F9V+K0V	SB2	3.390	0.002	0.61	5780	4.433	?	+
46	LZ Vel	86005	K4III+K1/2III	SB2		0.013	1.31	4050	-3.25	?	-
47	FG Uma	89546	G9III	SB1	21.360	0.006	0.98	4850	1.05	?	+
48	DS Leo	95650	dM2e+M0	SB2	1.528	0.002	1.46	3634	9.35	?	+
49	EE UMa	99967	K2IIICN-1	SB1	74.873		1.27	4312	-1.083	?	+
50	GT Mus	101379	K4III+	SB1	61.448	0.010	0.78	4000	-1.38	?	+
51	V838 Cen	102077	K0/1V+K5V	SB1		0.003	0.92	4808	5.41	?	-
52	HU Vir	106225	K2III+F1V?	SB1	10.388	0.002	1.022	4896	3.065	Yok	+
53	IM Vir	111487	G5V+K-M	SB1	1.309		0.9	5050	5.81	Var	+
54	IN Com	112313	G5III-IV	SB1		0.000	0.81	5200	-0.4	Yok	+
55	BQ CVn	112859	G8IIIp	SB2			0.98	4990	1.57	?	-
56	IS Vir	113816	K2III	SB1	23.655	0.016	1.057	4730	0.882	Yok	+
57	BM CVn	116204	G8III	SB1	20.625	0.013	1.16	4526	1.97	Yok	+
58	BD+36 2368	116378	G5V	SB1	17.764		1.4	5570	3.54	?	+
59	IN Vir	116544	K2-3IV+(G5-K0V)	SB1	8.190	0.013	1.16	4600	3.81	Yok	+
60	IT Com	118234	K0III	SB1	59.054	0.013	1.08	4700	1.628	Yok	+
61	V764 Cen	118238	K2IIIp	SB1	27.740	0.015	1.17	4575	0.535	Yok	+
62	V851 Cen	119285	K3V/IV	SB1	11.989	0.012	1.08	4770	3.211	Yok	+
63	V841 Cen	127535	K11V/Ve+?	SB1	5.998	0.014	1.08	4700	5.65	Yok	+
64	DE Boo	131511	K1V	SB1	125.369	0.024	0.83	5115	5.69	?	+
65	UV CrB	136901	K2III	SB1	18.667	0.008	1.244	4516	-0.04	?	+
66	V2253 Oph	152178	K0III	SB1	314.470		1.095	4902	-0.34	?	+
67	BD+44 2760	161570	G7III	SB1	45.623		0.95	4943	0.7	?	+
68	V826 Her	161832	K3III	SB1	99.557		1.39	3914	-1.17	?	+
69	V832 Ara	165141	G8III+WD	SB1	5200.000	0.007	/1.010	4860	-0.05	Yok	+
70	omi Dra	175306	G9III	SB1	138.420	0.006	1.19	4345	-0.332	Yok	+
71	V4138 Sgr	181809	K0III-IV	SB1	13.047	0.016	1	4902	1.78	Yok	+
72	V4139 Sgr	182776	K2-3 III	SB1	45.180	0.017	1.221	4277	1.5	?	+
73	BD+17 4009	184591	F/K0III	SB2			0.87	5120	0.67	?	-
74	V1764 Cyg	185151	K1III+F	SB1	40.142	0.006	1.25	4495	0.37	Yok	+
75	V4091 Sgr	190540	K0III	SB1	16.887	0.008	1.2	4302	1.131	?	+
76	AT Cap	195040	K2III+F?	SB1	23.206		1.14	4500	-0.02	Yok	+
77	BN Mic	202134	K1IIIp	SB1	63.090	0.017	1.073	4770	1.734	?	+
78	BD+39 4529	203454	F8V+~K5V	SB2	3.243	0.011	0.53	6051	4.28	Yok	+
79	AS Cap	205249	K1III	SB1	49.137	0.026	1.028	5000	0.89	?	+
80	V2075 Cyg	208472	K0III	SB1	22.623		1.07	4720	1.38	?	+
81	V350 Lac	213389	K2IV-III	SB1	17.755	0.008	1.17	4500	0.874	Yok	+
82	AZ Psc	217188	K0III	SB1	47.121	0.014	1.01	4720	1.56	Yok	+
83	KU Peg	218153	G9-K0II-III	SB1	1411.000		1.12	4700	1.24	?	+
84	lamda And	222107	G8III-IV	SB1	20.521	0.006	1.01	4842	1.641	Yok	+
85	V413 And	223971	A7V+G0III	SB1	50.115		0.67	5630	0.8	Var	+

Tablo 3'ün devamı

No	Sistemin	HD numarası	Tayf Türü	SB	P dolanma (gün)	Z	B-V	Teff	Mv	Tutulma R.H.	Eğrisi
	Adı										
86	V833 Tau	283750	K5V	SB1	1.788	0.008	1.12	4600	6.862	?	+
87	V988 Tau	284414	K2V	SB1	590.600		0.907	5073	5.36	Yok	+
88	V1355 Ori	291095	K0/2IV	SB1	3.872	0.016	0.95	4750	3.22	?	+
89	DM UMa		K2-3IV	SB1	7.492		1.065	4700	3.6	Yok	+
90	V383 Lac		K1V	SB1			0.83	5200	6.383	?	-
91	V642 Mon		G9IV	SB2			0.77	5248	3	?	-
92	V858 Cen		K1V+K6V	SB2	1.044	0.010	0.9	4950	5.634	Var	-
93	BD+36 2193		G6V	SB2	7.151	0.005	0.669	5500	5.05	?	+
94	FK Uma		G1IV-V	SB2	6.572	0.020	0.62	6000	4.077	Yok	+
95	TV Crt	98800	K5V	SB1	262.150		1.24	4500	5.77	?	+
96	BD+45 4408	38	dK6	SB1			1.41	3576*	7.8	?	-
97	BF Psc	9313	K0	SB1	53.504		0.96	4671*	2.75	?	+
98	V1197 Ori	38099	K4III	SB1	143.040		1.47	3500*	-0.304	?	+
99	V403 Aur	39743	G8III	SB1	83.200		0.994	4570*	0.28	Yok	+
100	BD+42 1790	65195	G5III+dF	SB1	37.900		0.791	5200*	0.845	?	+
101	BD+28 1600	71028	K0III	SB1			1.05	4541*	0.724	?	-
102	BD+40 2194	80492	K0III	SB1	23.853		0.93	4770*	0.57	?	+
103	DW Leo	90385	G8III	SB1	99.850		0.94	4750*	2.2	?	+
104	FR Boo	122767	K0III	SB1	1189.180		1.33	4000*	0.264	?	+
105	V846 Her	148405	G6III	SB1	52.453		0.91	4820*	0.976	?	+
106	V832 Her	155989	G5III	SB1	122.560		0.84	5030*	1.02	Yok	+
107	V1971 Cyg	193891	K0III	SB1	38.787		1.03	4580*	0.546	?	+
108	BH Ind	204128	K1IIICNIVp	SB1	22.349	0.019	1.04	4560*	1.689	?	+
109	V405 And		M0Ve+DM5e	SB1	0.465		1.44	3500*	8.61	Olabilir	+
110	DV Psc		K4-5V	SB2	0.309		1.07	4400*	9.9	Var	+
111	WW Cep		G3	SB2	4.601		0.849	5034*	8.92	Var	-
112	AR Psc	8357	K1IV/V+G5/6V	SB2	14.302	0.002	0.85	/4880	5.15/4.4	Yok	+
113	BC Phe	8435	G7V/IV+G3:V	SB2	0.657	0.005	0.75	5000/	3.7/4.7	?	+
114	BQ Hyi	14643	K0IV-III + G4IV	SB2	18.379	0.002	0.88	/4800	3.32/1.87	Var	+
115	BD+02 2705	118981	F9V+K0V	SB2	14.495	0.014	0.57	6011/	4.19/6.03	?	+
116	EV Dra	144110	G5V+K0V	SB2	1.671	0.025	0.68	5248/	5.02/6.02	Yok	+
117	V815 Her	166181	G6V	SB1	1.810	0.024	0.71	5542/	5.01/7.31	?	+
118	CD-38 13404	180445	G8V+K5V	SB2		0.003	0.8	5105/	5.523/7.243	?	-
119	LN Peg		G8V+K5V	SB2	1.844	0.006	0.739	5444/	5.64/3.14	?	+
120	V1379 Aql	185510	K0III+sdB	SB1	20.662	0.010	1.14	30000/4800	3.31/1.674	Var	+

* işaretli sıcaklıklar (B-V) değerlerinden hesaplanmıştır.

- Eksik verili sistemler (112-119): Birinci alt grubun son kısmında bulunan bu sistemlerde, her iki bileşenin de ışık katkısı belirlenebilmiştir. Ancak ikinci bileşene ilişkin bir sıcaklık ya da bir renk değeri belirlenemediğinden, yalnızca tek bir bileşeninden yaş hesaplanabilir. Diğer bileşenin verileri eksiktir.
- V1379 Aql sistemi: Son olarak 120. satırda bulunan V1379 Aql sisteminin özel bir durumu vardır. Bu sistemin sıcak olan bileşeni bir beyaz cücedir. Kullandığımız izokronlar, beyaz cüce evresindeki yıldızların yaşını belirlemeye uygun değildir. Bu nedenle V1379 Aql sisteminin sadece dev olan soğuk bileşeninden yaş belirlenebilir.

Tablo 3'te yer alan sütunlarda, sistemin adı Henry-Draper katalog numarası, tayf türü sırasıyla verilmiştir. SB açıklaması altında sistemin tayfında ayırt edilebilen bileşen sayısı yer almaktadır. Sistemin dolanma dönemi, metal bolluğu, B-V renkleri, Sıcaklıkları ve mutlak parlaklıkları Eker ve grubunun hazırlamakta olduğu katalogdan alınmıştır. Son iki sütunda bulunan açıklamalarda ise sistemde tutulma olup olmadığı ve radyal hız eğrisinin çözülüp çözülmediği işaretlenmiştir. Tutulma sütunundaki soru işaretleri bu konu ile ilgili bir bilgi olmadığına işaret etmektedir. Tablo 4'te yer alan bilgiler de Tablo 3 ile aynıdır.

İkinci alt grupta bulunan, her iki bileşenin parametreleri hakkında bilgi sahibi olduğumuz sistemler ise Tablo 4'te listelenmiştir.

Bu gruptaki sistemlerden DH Leo (1), V819 Her(2) ve HD 57853 (4), üç bileşenli sistemlerdir. DH Leo ve V819 Her sistemlerinin her üç bileşenin de sıcaklık ve parlaklık bilgileri mevcuttur. HD 57853 üçlü sisteminin ise iki bileşenin sıcaklık ve parlaklığı bilinmektedir, üçüncü bileşen çok sönük olduğundan renk ve sıcak bilgisi mevcut değildir.

BD+10 4514 (3), QX Ser (5) ve ksi Boo (6) sistemleri ise iki bileşenin yanı sıra bir de görsel bileşene sahiptir. Görsel bileşenler, sisteme fiziksel olarak bağlı olan

bileşenlerdir. Görsel bileşene sahip olan bu sistemlerden QX Ser sisteminin soğuk bileşeni ve görsel bileşeni için bir sıcaklık değeri yoktur. Ancak her üç bileşen için de ayrı ayrı (B-V) değerleri literatürde mevcut olduğu için yine Allen (1983)'in tabloları kullanılarak bir sıcaklık belirlenmiş ve bunların da sonlarına '*' işareti konularak belirtilmiştir.

QX Ser'e benzer olarak PW Her (75), GK Hya (76), EZ Peg (77) ve KX Peg (78) sistemlerinin de bileşenlerinin sıcaklıkları yoktur ancak (B-V) değerleri vardır. Bu sistemlerdeki bilinmeyen sıcaklıklar da Allen (1983)'in tabloları kullanılarak sıcaklık belirlenmiş ve '*' ile işaretlenmiştir.

Son iki satırda bulunan, V965 Sco (79) ve CF Tau (80) sistemlerinin bileşenlerinin parlaklık oranları literatürdeki çalışmalarında mevcut değildir. Sistemin toplam mutlak parlaklığı bilindiği halde, bileşenlerin ayrı ayrı parlaklığı bilinmemektedir. Ancak, bu sistemin sıcak ve soğuk bileşenlerinin yarıçapları bilindiğinden, $L = 4\pi R^2\sigma T_e^4$ bağıntısından, yıldızların tüm dalga boylarındaki bolometrik ışınım gücünü bulmak mümkündür. Bolometrik ışınım güçlerinden, Güneş'in bilinen bolometrik ışınım gücü ve parlaklığı ile oranlanarak bolometrik parlaklıklar elde edilir. Güneş'in bolometrik ışınım gücü ve parlaklık değerleri için Allen (1983)'in verdiği değerler alınmıştır. İzokron diyagramlarında bolometrik parlaklık yerine görsel mutlak parlaklık, M_v kullanılmaktadır. Bu nedenle son bir düzeltme olarak yine Allen (1983)'in verdiği bolometrik düzeltme değerleri kullanılarak, sistemlerin her iki bileşeni için ayrı ayrı görsel mutlak parlaklık değeri, M_v elde edilmiştir. Parlaklıkları bu yolla elde edilen sistemler, '**' işareti ile belirtilmiştir.

Tablo 4. En az i ki bileşenin parametreleri bilinen sistemler ve parametreleri

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P			R	Mv	Tutulma R.H.	
				SB dolanma (gün)	Z	B-V				Teff
1	DH Leo	86590	(K2V+K5V)+K5V	SB3 1.070	0.094	0.80/1.11/1.1	(5100/4100)/4400	(0.97/0.67)/	(5.47/7.64)/7.13	yok +
2	V819 Her	157482	G8IV-III+(F2V+F8V)	SB3 2.230	0.016	(?)/0.68	(6890/6030)/5602	(1.87/1.29)/7	(2.33/3.35)/1.972	var +
3	BD+10 4514	202908	(F9V+G0V)+G1V	SB2 3.966		(0.57/0.59)/0.61	(6115/6115)/5819	(/)	(4.39/4.6)/Gor. Bil.5.0	yok +
4		57853	F9.5V+(K3V+K5V)	SB3 122.169	0.020	0.59	5900/(5000?)	1/(0.75/)	3.998/(6.498/)	yok +
5	QX Ser	141690	((G2IV-V+M2V)+G5-8V)	SB2 4.671	0.023	(0.63/1.5)/0.81	(5942/3105)/5161	(> 1.7/)	(2.62/8.92)/4.53	var +
6	ksi Boo	131156	G8V+K5V	?	55380.0	0.015	0.74/0.94	0.77/0.55	5.4/Gor. Bil.7.56	? -
7	AP Psc	352	K2-4III+F	SB1 96.439		1.38	6657/4106	2-4/45	2.44/-1.185	var +
8	CF Tuc	5303	G0V-IV + K4V-IV	SB2 2.798	0.003	0.68	5900/4500	1.53/4.29	3.34/4.03	var +
9	eta And	5516	G8IV-III + G8IV-III	SB2 115.718	0.007	0.98/094	4898/4898	11/11	0.59/1.04	yok +
10	CS Cet	6628	(G8-K1)III/IV+IV	SB1 27.322	0.001	1/0.49	6250/4843	/5.5	3.74/2.33	yok +
11	AI Phe	6980	~F7V+K0IV	SB2 24.592	0.020	0.49/0.85	6310/5010	1.816/2.93	3.12/3.29	var +
12	UV Psc	7700	G8V+K3V	SB2 0.861		0.73/0.20	5780/4850	1.14/0.85	5.25/6.69	var +
13	TZ Tri	13480	F5+K0III	SB2 14.729		0.77	6440/5530	/13	0.7/0.92	? +
14	UX For	17084	G6V+K0.5V	SB2 0.955	0.008	0.75	5500/4500	0.98/0.83	5.13/6.81	yok +
15	UX Ari	21242	K0IV+G5V	SB2 6.437	0.001	0.864	5678/5048	1.11/5.78	4.32/3.3	yok +
16	V7111 Tau	22468	K1IV+G5IV	SB2 2.838	0.005	/0.920	5400/4800	1.76/3.8	3.764/4.89	yok +
17	V1082 Tau	22694	K1IV+K1IV	SB2 8.651	0.004	0.83	5000/4960	1.2/1.2	6.16/6.16	? +
18	AG Dor	26354	K0V+K4V	SB2 2.562	0.046	0.91	4900/4000	0.95/>0.47	5.9/9.07	yok +
19	V818 Tau	27130	G6V+K6V	SB2 5.609		0.713/1.19	5600/4600	1/0.8	5.3/7.6	var +
20	BD+17 703	27149	G3V+G6V	SB2 75.659	0.020	0.654/0.714	5700/5500	1/1	4.815/5.161	olabilir +

Tablo 4. Devam

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	SB	P dolanma (gün)	Z	B-V	Teff	R	Mv	Tutulma R.H.	
												sıcak/soğuk
21	RZ Eri	30050	Am+K0IV	SB2	39.282	0.003	0.271/0.845	7000/4900	2.79/6.8	1.36/1.82	var	+
22	BD+64 487	30957	K2-3V+K5V	SB2	44.396		0.985	4900/4900	/	6.452/7.002	?	+
23	Alf. Aur	34029	G1III+K0III	SB2	104.023	0.008	0.6/0.9	5700/4940	9.2/12.2	0.2/0.35	yok	+
24	TW Lep	37847	F6IV+K2III	SB2	28.344	0.013	1.06	7000/4750	/11.5	2.477/1.477	?	+
25	OU Gem	45088	K3V+K5V	SB2	6.992	0.003	0.94	4925/4550	0.75/0.63	6.231/7.424	yok	+
26	YY Gem	60179	M1Ve+M1Ve	SB2	0.814		1.454	3820/3758	0.66/0.58	8.7/8.83	var	+
27	AE Lyn	65626	F8IV-V + G5IV	SB2	11.068	0.020	0.625	6100/5400	3.2/3.7	1.96/2.54	?	+
28	RZ Cnc	73343	K1III+K4III	SB2	21.643	0.006	1.21	4600/4365	10.2/12.2	2.03/1.97	var	+
29	BF Lyn	80715	K3V+K3V	SB2	3.804	0.021	0.98	4730/4730	>0.78/>0.78	5.11/6.12	yok	+
30	UV Leo	92109	GOV+G2V	SB2	0.600	0.008	0.603/0.629	5916/5861	1.081/1.186	4.638/4.787	var	+
31	V829 Cen	101309	G5V+K1IV	SB2	11.710	0.006	0.92	5600/4750	/5.5	3.27/3	?	+
32	DQ Leo	102509	A7IV+G7III	SB2	71.691	0.021	0.20/0.87	7800/5100	2.7/8.7	1.29/0.85	yok	+
33	RS CVn	114519	F4IV+G9IV	SB2	4.798	0.003	.420/0.910	6700/4836	1.99/4	3.49/3.56	yok	+
34	BL CVn	115781	G5IV+K1III	SB2	18.692		1.14	5400/4750	3/14.8	3.29/1.02	yok	+
35	BH CVn	118216	F2IV+K2IV	SB2	2.613	0.003	0.34/1.36	6938/4660	3.1/3.27	1.897/3.644	yok	+
36	BH Vir	121909	G0V+G2V	SB2	0.817	0.010	0.61	6000/5850	1.22/1.11	4.58/4.67	var	+
37	RT CrB	139588	G5V+K0V	SB2	5.117		0.66/0.838	5781/5134	2.651/2.946	2.69/3.07	var	+
38	MS Ser	143313	K2IV-III+G8V	SB2	9.015		0.94/1.23	5500/4600	1/3.5	3.78/5.06	?	+
39	TZ CrB	146361	F9V+G0V	SB2	1.140		0.599/	6000/5900	1.14/1.1	4.18/4.34	yok	+
40	WW Dra	150708	G2IV+K0IV	SB2	4.630		0.6/1.1	5880/4650	2.3/3.9	3.31/4.13	Var	+

Tablo 4. Devam

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	SB	dolanma. (gün)	Z	B-V		Teff	R		Mv	Tutulma R.H. egrisi
							sıcak/soguk	sıcak/soguk		sıcak/soguk	sıcak/soguk		
41	epsilon UMi	153751	A8-F0V + G5III	SB1	39.481	0.010	0.89	7370/5011	1.7/12	1.181/-0.739	var	+	
42	V824 Ara	155555	G5IV+K0IV-V	SB2	1.682	0.020	0.82	5400/5050	1.55/1.42	4.55/5.42	yok	+	
43	V792 Her	155638	F3V+K0III	SB2	27.537	0.007	0.45/1.07	6700/4820	2.6/12.3	1.6/0.35	var	+	
44	V835 Her	163621	K1V+K7V	SB2	3.304		0.88	5200/4000	0.9/0.6	5.87/7.984	yok	+	
45	Z Her	163930	K0IV+F5	SB2	3.993	0.013	0.45/0.95	5948/5000	1.85/2.73	2.795/3.396	var	+	
46	V772 Her	165590	G0V+[M1V]	SB1	0.880	0.015	0.66	5915/4055	0.9/0.58	4.9/8.14	var	+	
47	V885 Her	165590	K7V+M0V	SB2	25.763		1.3	3979/3979	0.6/	8.23/8.83	yok	+	
48	V1817 Cyg	184398	K2III-II+A2V	SB2	108.578	0.016	0.01/1.23	9000/4400	2.25/40	1/-1.5	yok	+	
49	HK lac	209813	K0III+FIV	SB2	24.428	0.008	1.08	7039/4588	/12.03	3.29/0.88		+	
50	BD+15 4053	191179	K0IV+G2IV	SB2		0.001	0.79	5700/4900	1/1.9	3.52/2.61	?	-	
51	MR Del	195434	K2V+K6V	SB2	0.522	0.002	0.87	4759/4755	0.77/0.7	5.692/6.302	var	-	
52	ER Vul	200391	G0V+G5V	SB2	0.698		0.610/0.675	6000/5514	1.598/1.559	4.22/4.91	var	+	
53	KZ And	218738	dK2 + dK2	SB2	3.033		0.9	5117/5117	>0.74/>0.69	6.5/6.86	yok	+	
54	SZ Psc	219113	K1IV+F8V	SB2	3.965	0.002	0.44 / 1.00	6090/4910	0.0968/0.3293	3.894/2.754	var	+	
55	CQ Aur	250810	F5V+K1IV	SB2	10.623		0.41/1.04	5450/4750	1.9/8.7	3.79/2.39	var	+	
56	HP Aur	280603	G2V+G8V	SB2	1.423		0.45	7000/6200	1.05/0.8	4.634/4.7	var	+	
57	V808 Tau	283882	K3V+K3V	SB2	11.929		1.029	4650/4520	>0.8/>0.8	6.468/6.768	olabilir	+	
58	V511 Lyr	337518	K0V+K5V	SB2	2.735		0.8	5500/4700	1.18/0.88	5.67/6.86	yok	+	
59	MM Her	341475	G2IV+K1IV	SB2	7.960		0.68/1.14	5655/5235	1.59/2.85	3.72/4.09	var	+	
60	V471 Tau		dK2+WD	SB1	0.521	0.004	0.91	34500/5040	0.0107/0.96	10.26/6.01	var	+	

Tablo 4. Devam

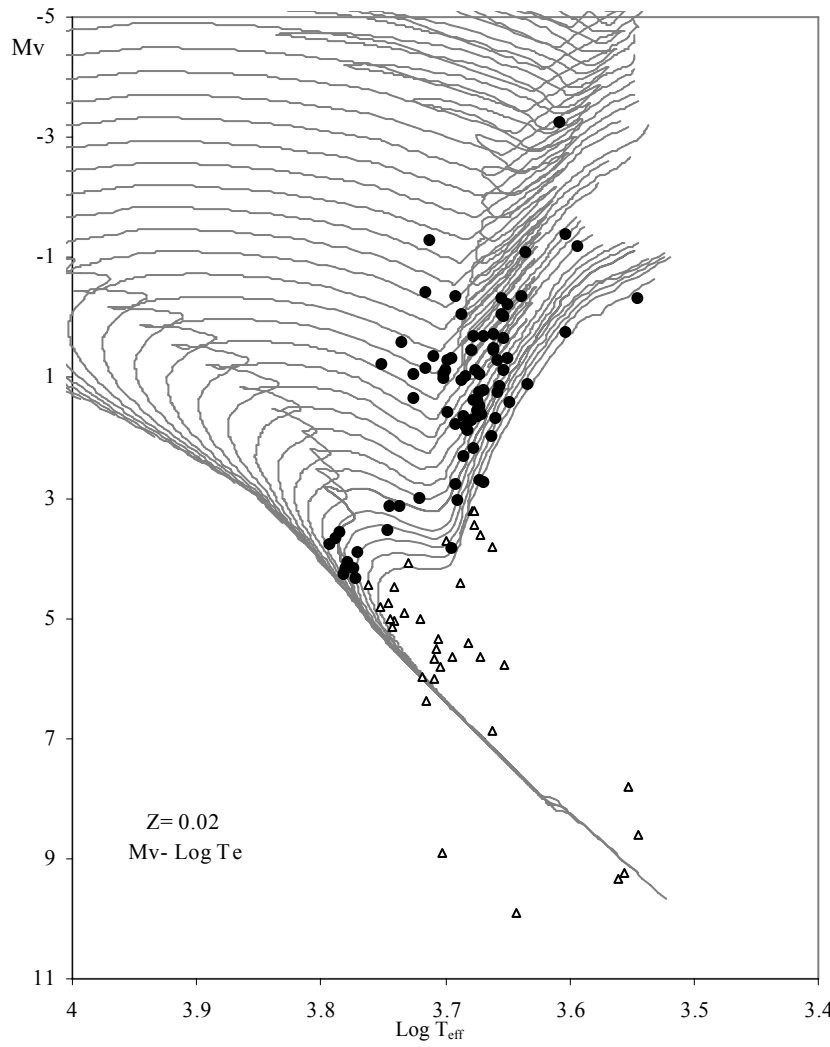
No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P			Teff	R	Mv	Tutulma R.H: eğrisi	
				SB dolanma. (gün)	Z	B-V					
61	GU Boo		M0V+M1.5V	SB2	0.489	0.010	3920/3810	0.623/0.62	8.6/8.89	var	+
62	DF Uma		dM0e+dM5	SB2	1.034		5117/3240	0.66/0.51	8.39/12.3	?	+
63	CG Cyg		G9.5V+K3V	SB2	0.631		5200/4400	1/0.83	5.55/6.4	var	+
64	V1430 Aql		G5V+K0III-IV	SB2	0.874		5780/5260	1.11/0.86	6.02/7.2	var	+
65	RS Ari		F8IV-V + G5IV	SB2	8.803		5860/4940	3.8/3.7	8.69/8.99	var	+
66	UX Com		G2V+K1III-IV	SB2	3.642	0.007	5900/4300	1/2.5	4.97/4.37	var	+
67	RS UMi		G0+G-K	SB2	6.169		5940/4420	1.78/3.89	2.183/2.088	var	+
68	RW UMa		F9V+K1IV	SB2	7.328	0.002	5950/4400	2.31/4.24	2.49/3.59	var	+
69	SS Boo		G0V+K1IV	SB2	7.606		6000/5100	1.31/3.28	4.58/4.21	var	+
70	LX Per		F8V+G8IV-V	SB2	8.038	0.006	6004/4998	1.64/3.05	3.91/3.83	var	+
71	RT And		G0V+K2V	SB2	0.629	0.012	6200/5770	1.26/0.92	4.81/6.31	var	+
72	VV Mon		K0IV+G2IV	SB2	6.051		6360/4790	1.8/6.2	3/2.1	var	+
73	SS Cam		F6IV+K0IV	SB2	4.824		6400/4700	2.2/6.4	3.68/3.01	var	+
74	RU Cnc		F5IV+K1IV	SB2	10.173		6490/4800	1.89/4.83	3.5/2.98	var	+
75	PW Her		K0IV+F8-G2	SB2	2.881		5900*/4750	1.4/3.8	3.97/3.17	var	+
76	GK Hya		F8V+G8IV	SB2	3.587		6270*/5160*	1.51/3.39	3.5/2.51	var	+
77	EZ Peg		G5III-IV + K0V	SB2	11.660		5260*/4830*	/	4.4/5.09	?	+
78	KX Peg	212280	F5-F8V+G8IV	SB2	45.282		6300*/5100*	1.7/4.8	2.93/2.13	var	+
79	V965 Sco	158393	K0III+F2IV	SB2	30.969		6900/4750	5.7/14	1.015**/1.35**	yok	+
80	CF Tau	284137	G0	SB2	2.756		5660/4590	1.56/2.38	4.10**/4.48**	var	-

* işaretli sıcaklıklar (B-V) değerlerinden hesaplanmıştır.

** işaretli parlaklıklar, yarıçap ve sıcaklıktan elde

2. CAB Sistemlerinin Yaşları

Birinci alt grupta bulunan, tek bileşenini H-R diyagramında işaretlenebilen sistemlerin izokronlar üzerindeki dağılımları Şekil 26'da gösterilmiştir. Dikkat edilecek olursa, üçgenlerle gösterilen yıldızlar izokron çizgilerinin bulunmadığı bölgelere düşmektedir. Bu yıldızlar, evrimlerinin erken aşamalarındaki anakol yıldızlarıdır. İzokron çizgilerinin üst üste bindiği ya da bulunmadığı bölgelere düştüklerinden, bu tür yıldızlar için izokronlar ile her hangi bir yaş belirlemek mümkün değildir. Bunların yanı



Şekil 26. Tek bileşeninin parametreleri bilinen sistemlerin izokronlar üzerindeki dağılımları

sıra bu sistemlerin yaşlarının elde edilememesinin bir sebebi de, bu yıldızların sıcaklık ve parlaklıklarının hatalı olarak verilmesi olabilir. Yaş belirlemeye uygun olmayan bu sistemlerin isimleri Tablo 5’te listelenmiştir.

Tablo 5. Birinci alt gruptan, izokronlarla yaşının belirlenmesi mümkün olmayan sistemler.

Sistemin	HD		Sistemin	HD		Sistemin	HD	
No	Adı	Numarası	No	Adı	Numarası	No	Adı	Numarası
1	BI Cet	8358	13	DY Leo	85091	25	BD+36 2193	...
2	BD+23 2297	95559	14	DS Leo	95650	26	TV Crt	98800
3	V1423 Aql	191262	15	V838 Cen	102077	27	BD+45 4408	38
4	FF And	...	16	IM Vir	111487	28	V405 And	...
5	QU And	7205	17	IN Vir	116544	29	DV Psc	...
6	VY Ari	17433	18	V851 Cen	119285	30	WW Cep	...
7	EP Eri	17925	19	V841 Cen	127535	31	AR Psc	8357
8	WZ Ari	19485	20	DE Boo	131511	32	BC Phe	8435
9	V918 Tau	28291	21	V383 Lac	...	33	EV Dra	144110
10	V1198 Ori	31738	22	V858 Cen	...	34	V815 Her	166181
11	CD-38 13404	180445	23	V833 Tau	283750	35	V988 Tau	284414
12	V1355 Ori	291095	24	DM UMa	...			

Birinci alt grupta bulunan, tek yıldız gibi düşünülerek yaşı belirlenen sistemler, belirlenen yaşları, tahmin edilen hataları ve metal bollukları Tablo 6’da listelenmiştir. Buna göre tek bileşeninden yaşı belirlenebilen 85 sistemden 4 tanesinin yaşlarındaki belirsizlik %10’un altındadır. Geriye kalan sistemlerin 23 tanesinin yaşlarındaki belirsizlik %20’nin altında 57 tanesinin ise %20 ve üzerindedir. Bu belirsizlikler, gözlem hatalarından kaynaklanan M_v ve T_{eff} ’deki hataların yansımasıdır. Eğer bu sistemlerde kütle transferinden kaynaklanan komplikasyonlar varsa, izokronlardan belirlenen yaş doğru yaş değildir. Böyle sistemlerin yaşının belirlenebilmesi sistemin kütle ve dolanma dönemlerine bağlı özel hesaplanmış çift yıldız evrimi modelleri ile mümkün olabilir. Tek bileşenine ilişkin parametrelerini bildiğimiz bu sistemlerin, kütle transferi komplikasyonlarına sahip olup olmadığına dair herhangi bir bilgi yoktur. Tayfında veya ışık eğrisinde ikinci bileşene ait bilgi yoksa, tek bir bileşenin gözlemlerinden kütle transferinin olup olmadığını söylemek mümkün olmaz. Bu tablodaki sistemlerin yaşları belirlenirken, sistem üyesi yıldızların diyagramdaki konumları ve M_v ve T_{eff} ’deki belirsizlikler dikkate alınmıştır.

Tablo 6. Tek bileşeni bilinen sistemler ve yaşları

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Tutulma R.H. Eğrisi	Gözlemsel Metalisite	İzokron Metalisitesi	İzokron Yaşı	Yaştaki Belirsizlik	Görelî Belirsizlik
1	AY Cet	7672	G5III	56.824	Yok +	0.008	0.008	7.56 10 ⁸	0.55 10 ⁸	7.27
2	BD+14 690	27691	F9V	4.000	Yok +		0.02	3.71 10 ⁹	0.30 10 ⁹	8.09
3	V413 And	223971	A7V+G0III	50.115	Var +		0.02	7.62 10 ⁸	0.65 10 ⁸	8.59
4	IN Com	112313	G5III-IV		Yok +		0.02	3.13 10 ⁸	0.27 10 ⁸	8.69
5	XX Tri	12545	K0III	23.969	Yok +		0.02	1.84 10 ⁹	0.20 10 ⁸	11.13
6	EL Eri	19754	G8III-IV	48.263	? +	0.008	0.008	1.41 10 ⁹	0.16 10 ⁹	11.48
7	EI Eri	26337	G5IV+G0V	1.947	Yok +	0.028	0.02	4.47 10 ⁹	0.51 10 ⁹	11.53
8	BD+04 532	21018	G5III	287.201	? +	0.010	0.02	1.78 10 ⁸	0.20 10 ⁸	11.53
9	SZ Pic	39917	K0IV/III+G3IV/III		Yok -	0.004	0.004	1.12 10 ⁹	0.13 10 ⁹	11.59
10	BQ CVn	112859	G8IIIp		? -		0.02	1.12 10 ⁹	0.13 10 ⁹	11.59
11	UV CrB	136901	K2III	18.667	? +	0.008	0.008	1.12 10 ⁹	0.13 10 ⁹	11.59
12	TY Pic	42504	G8III+F	106.800	Yok +	0.008	0.008	1.00 10 ⁹	0.11 10 ⁹	11.60
13	LN Peg		G8V+K5V	1.844	? +	0.006	0.008	3.98 10 ⁹	0.46 10 ⁹	11.60
14	V2253 Oph	152178	K0III	314.470	? +		0.02	3.16 10 ⁸	0.36 10 ⁸	11.61
15	V642 Mon		G9IV		? -		0.02	3.16 10 ⁹	0.36 10 ⁹	11.61
16	FG Uma	89546	G9III	21.360	? +	0.006	0.008	1.59 10 ⁹	0.18 10 ⁹	11.61
17	BD+44 2760	161570	G7III	45.623	? +		0.02	6.76 10 ⁸	0.78 10 ⁸	11.61
18	V832 Her	155989	G5III	122.560	Yok +		0.02	7.08 10 ⁸	0.82 10 ⁸	11.61
19	LZ Vel	86005	K4III+K1/2III		? -	0.013	0.02	7.08 10 ⁷	0.82 10 ⁷	11.61
20	AS Cap	205249	K1III	49.137	? +	0.026	0.02	7.08 10 ⁸	0.82 10 ⁸	11.61
21	VX Pyx	72688	K0II+F6IV	45.130	Yok +	0.026	0.02	5.01 10 ⁸	0.58 10 ⁸	11.61
22	V510 Per	19942	G5IV	45.779	? +		0.02	7.13 10 ⁸	0.82 10 ⁸	11.61
23	ZI 498	39937	F7IV		? +	0.020	0.02	5.62 10 ⁸	0.65 10 ⁸	11.61
24	V832 Ara	165141	G8III+WD	5200.000	Yok +	0.007	0.008	5.62 10 ⁸	0.65 10 ⁸	11.61
25	BD+40 2194	80492	K0III	23.853	? +		0.02	7.94 10 ⁸	0.92 10 ⁸	11.62
26	AT Cap	195040	K2III+F?	23.206	Yok +		0.02	7.94 10 ⁸	0.92 10 ⁸	11.62
27	KU Peg	218153	G9-K0II-III	1411.000	? +		0.02	1.78 10 ⁹	0.20 10 ⁹	11.64
28	lamda And	222107	G8III-IV	20.521	Yok +	0.006	0.008	2.00 10 ⁹	0.41 10 ⁹	20.55
29	UV For	10909	K0IV	30.107	? +	0.008	0.008	5.01 10 ⁹	1.16 10 ⁹	23.14
30	YZ Men	34802	K1IIIp	19.310	Yok +	0.004	0.004	5.01 10 ⁹	1.16 10 ⁹	23.14
31	EE UMa	99967	K2IIICN-1	74.873	? +		0.02	5.01 10 ⁸	1.16 10 ⁸	23.14
32	HU Vir	106225	K2III+F1V?	10.388	Yok +	0.002	0.004	5.01 10 ⁸	1.16 10 ⁸	23.14
33	DW Leo	90385	G8III	99.850	? +		0.02	5.01 10 ⁹	1.16 10 ⁹	23.15
34	BD+02 2705	118981	F9V+K0V	14.495	? +	0.014	0.02	5.01 10 ⁹	1.16 10 ⁹	23.15
35	V361 Pup	54579	G0		? -	0.010	0.02	7.08 10 ⁹	1.64 10 ⁹	23.17
36	zeta And	4502	K1III	17.769	? +	0.006	0.008	1.26 10 ⁹	0.29 10 ⁹	23.17
37	BD Cet	1833	K1III+F	35.100	? +	0.006	0.008	1.26 10 ⁹	0.29 10 ⁹	23.19
38	V492 Per	28591	K1III	21.289	? +	0.011	0.02	1.26 10 ⁹	0.29 10 ⁹	23.19
39	IS Vir	113816	K2III	23.655	Yok +	0.016	0.02	1.26 10 ⁹	0.29 10 ⁹	23.19
40	V764 Cen	118238	K2IIIp	27.740	Yok +	0.015	0.02	1.26 10 ⁹	0.29 10 ⁹	23.19
41	V1971 Cyg	193891	K0III	38.787	? +		0.02	1.26 10 ⁹	0.29 10 ⁹	23.19
42	BM Cam	32357	K0III	80.898	? +	0.008	0.008	1.00 10 ⁹	0.23 10 ⁹	23.20
43	GT Mus	101379	K4III+	61.448	? +	0.010	0.02	1.00 10 ⁹	0.23 10 ⁹	23.20
44	BF Psc	9313	K0	53.504	? +		0.02	1.00 10 ¹⁰	0.23 10 ¹⁰	23.20
45	V1197 Ori	38099	K4III	143.040	? +		0.02	1.00 10 ¹⁰	0.23 10 ¹⁰	23.20

Tablo 6'nın devamı

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Tutulma R.H. Eğrisi	Gözlenen Metalisite	İzokron Metalisitesi	İzokron Yaşı	Yaştaki Belirsizlik	Görelî Belirsizlik	
46	FR Boo	122767	K0III	1189.180	?	+		0.02	1.00 10 ¹⁰	0.23 10 ¹⁰	23.20
47	V846 Her	148405	G6III	52.453	?	+		0.02	1.00 10 ⁹	0.23 10 ⁹	23.20
48	BM Lyn	62668	K0III	69.323	Var	-		0.02	2.00 10 ⁹	0.46 10 ⁹	23.21
49	V1764 Cyg	185151	K1III+F	40.142	Yok	+	0.006	0.008	2.00 10 ⁹	0.46 10 ⁹	23.21
50	V2075 Cyg	208472	K0III	22.623	?	+		0.02	2.00 10 ⁹	0.46 10 ⁹	23.21
51	V826 Her	161832	K3III	99.557	?	+		0.02	1.59 10 ⁹	0.36 10 ⁹	23.22
52	omi Dra	175306	G9III	138.420	Yok	+	0.006	0.008	1.59 10 ⁹	0.36 10 ⁹	23.22
53	BD+39 4529	203454	F8V+~K5V	3.243	Yok	+	0.011	0.02	3.55 10 ⁹	0.82 10 ⁹	23.22
54	LU Hya	71071	K1IV	16.537	?	+	0.020	0.02	8.91 10 ⁹	2.07 10 ⁹	23.22
55	V403 Aur	39743	G8III	83.200	Yok	+		0.02	8.91 10 ⁸	2.07 10 ⁸	23.22
56	V4138 Sgr	181809	K0III-IV	13.047	Yok	+	0.016	0.02	1.78 10 ⁹	0.41 10 ⁹	23.23
57	BD+28 1600	71028	K0III		?	-		0.02	1.58 10 ⁹	0.36 10 ⁹	23.23
58	V344 Pup	61245	K1IV/III	11.761	Yok	+	0.008	0.008	3.98 10 ⁹	0.92 10 ⁹	23.24
59	FF Uma	82286	K0IV+K0IV		Var	-		0.02	3.98 10 ⁹	0.92 10 ⁹	23.24
60	DK Dra	106677	K1III+K1III	64.440	Yok	+	0.003	0.02	3.98 10 ⁹	0.92 10 ⁹	23.24
61	IL Com	108102	F8V+F8V	0.962	?	+	0.013	0.02	3.98 10 ⁹	0.92 10 ⁹	23.24
62	BU Cet	3196	(F7V+) G4V	2.082	Yok	+	0.020	0.02	3.98 10 ⁹	0.92 10 ⁹	23.24
63	CL Cam	33363	K0III	20.869	Yok	+		0.02	2.82 10 ⁹	0.65 10 ⁹	23.24
64	IT Com	118234	K0III	59.054	Yok	+	0.013	0.02	2.82 10 ⁹	0.65 10 ⁹	23.24
65	IL Hya	81410	K1/2III/IV+G5V/IV	12.905	Yok	+	0.006	0.008	3.16 10 ⁹	0.73 10 ⁹	23.24
66	V1149 Ori	37824	K0III	53.575	Yok	+	0.020	0.02	2.51 10 ⁹	0.58 10 ⁹	23.25
67	IN Vel	83442	K2IIIp	52.270	Yok	+	0.021	0.02	2.51 10 ⁹	0.58 10 ⁹	23.25
68	V4139 Sgr	182776	K2-3 III	45.180	?	+	0.017	0.02	2.51 10 ⁹	0.58 10 ⁹	23.25
69	BN Mic	202134	K1IIIp	63.090	?	+	0.017	0.02	2.51 10 ⁹	0.58 10 ⁹	23.25
70	V350 Lac	213389	K2IV-III	17.755	Yok	+	0.008	0.008	2.51 10 ⁹	0.58 10 ⁹	23.25
71	AZ Psc	217188	K0III	47.121	Yok	+	0.014	0.02	2.51 10 ⁹	0.58 10 ⁹	23.25
72	BC Psc	28	K0IIIb	72.930	?	+	0.010	0.02	3.57 10 ⁹	0.83 10 ⁹	23.25
73	BQ Hyi	14643	K0IV-III + G4IV	18.379	Var	+	0.020	0.02	2.51 10 ⁹	0.58 10 ⁹	23.25
74	TZ Col	39576	G1V		Yok	-		0.02	7.94 10 ⁹	1.85 10 ⁹	23.29
75	TZ Pic	46697	K2III+K0IV?	13.637	Yok	+	0.008	0.008	7.94 10 ⁹	1.85 10 ⁹	23.29
76	BM CVn	116204	G8III	20.625	Yok	+	0.013	0.02	7.94 10 ⁹	1.85 10 ⁹	23.29
77	BD+36 2368	116378	G5V	17.764	?	+		0.02	6.31 10 ⁹	1.47 10 ⁹	23.30
78	V4091 Sgr	190540	K0III	16.887	?	+	0.008	0.008	6.31 10 ⁹	1.47 10 ⁹	23.30
79	BD+42 1790	65195	G5III+dF	37.900	?	+		0.02	6.31 10 ⁸	1.47 10 ⁸	23.30
80	BD+17 4009	184591	F/K0III		?	-		0.02	5.62 10 ⁸	1.31 10 ⁸	23.30
81	FK Uma		G1IV-V	6.572	Yok	+	0.020	0.02	5.62 10 ⁹	1.31 10 ⁹	23.30
82	CD-59 4623	114630	G0V+G0V	4.233	Olabilir	+	0.010	0.02	7.94 10 ⁹	1.85 10 ⁹	23.30
83	LS TrA	137164	K2IV+K2IV	49.431	?	+	0.006	0.008	7.94 10 ⁹	1.85 10 ⁹	23.30
84	V1379 Aql	185510	K0III+sdB	20.662	Var	+	0.010	0.02	2.00 10 ⁹	0.52 10 ⁹	25.86
85	BH Ind	204128	K1IIICNIVp	22.349	?	+	0.019	0.02	7.08 10 ⁹	3.28 10 ⁹	46.33

İkinci alt grupta bulunan, en az iki bileşenin parametreleri bilinmesine rağmen, tüm bileşenleri anakol üzerinde olması nedeniyle izokronlar ile yaş belirlemeye uygun olmayan sistemler Tablo7’de listelenmiştir. Bu grupta bulunan toplam 80 sistemden, 30 tanesi için herhangi bir yaş vermek mümkün değildir.

Tablo 7. İkinci alt gruptan, yaşı belirlenmeye uygun olmayan sistemler

Sistemin	HD		Sistemin	HD		Sistemin	HD	
No	Adı	Numarası	No	Adı	Numarası	No	Adı	Numarası
1	DH Leo	86590	11	YY Gem	60179	21	V511 Lyr	337518
2	ksi Boo	131156	12	BF Lyn	80715	22	V471 Tau	...
3	UV Psc	7700	13	V824 Ara	155555	23	GU Boo	...
4	UX For	17084	14	V835 Her	163621	24	DF Uma	...
5	V1082 Tau	22694	15	V772 Her	165590	25	CG Cyg	...
6	AG Dor	26354	16	V885 Her	165590	26	V1430 Aql	...
7	V818 Tau	27130	17	MR Del	195434	27	RS Ari	...
8	BD+17 703	27149	18	KZ And	218738	28	UX Com	...
9	BD+64 487	30957	19	HP Aur	280603	29	RT And	...
10	OU Gem	45088	20	V808 Tau	283882	30	EZ Peg	...

İkinci grupta bulunan, ışık oranı bilinen diğer sistemleri, alt sınıflara ayırarak vermek daha açıklayıcı olacaktır. Alt sınıflara ayırırken, sistemlerin izokron yaşındaki belirsizlik dikkate alınmıştır. Yaşı çok iyi belirlenen sistemlerde belirsizlik %10’un altındadır. Diğer iki alt grupta ise, belirsizliği büyük olan sistemler ve problemlili sistemler yer almaktadır.

1. Yaşı iyi belirlenen sistemler:

Bu sistemlerin izokron metalisitesi, yaşları ve bu yaşlardaki belirsizlikler Tablo 8’de listelenmiştir. Bu sistemlerde elde edilen yaşın hatası, her bir bileşenin H-R diyagramındaki konumunun belirsizliğinden çok daha küçük olabilmektedir. Bunun nedeni, bileşenlerin, sistemin yaşını temsil eden izokron çizgisinden sapmalarının oldukça küçük olmasıdır.

Tablo 8. İkinci alt gruptan yaşı iyi belirlenen sistemler

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Gözlenen Metalisite	Tutulma R.H. Eğrisi	İzokron Metalisitesi	İzokron Yaşı	Yaştaki Belirsizlik	Görelî Belirsizlik
1	V965 Sco	158393	K0III+F2IV	30.969		Yok +	0.04	1.26 10 ⁹	0.02 10 ⁹	1.56
2	RT CrB	139588	G5V+K0V	5.117		Var +	0.02	3.38 10 ⁹	0.06 10 ⁹	1.62
3	DQ Leo	102509	A7IV+G7III	71.691	0.021	Yok +	0.04	5.91 10 ⁸	0.13 10 ⁸	2.20
4	SZ Psc	219113	K1IV+F8V	3.965	0.002	Var +	0.02	3.98 10 ⁹	0.12 10 ⁹	3.17
5	LX Per		F8V+G8IV-V	8.038	0.006	Var +	0.008	7.94 10 ⁹	0.41 10 ⁹	5.17
6	Z Her	163930	K0IV+F5	3.993	0.013	Var +	0.02	3.98 10 ⁹	0.21 10 ⁹	5.17
7	AE Lyn	65626	F8IV-V + G5IV	11.068	0.020	? +	0.02	2.19 10 ⁹	0.11 10 ⁹	5.39
8	VV Mon		K0IV+G2IV	6.051		Var +	0.02	2.77 10 ⁹	0.16 10 ⁹	5.99
9	CQ Aur	250810	F5V+K1IV	10.623		Var +	0.04	6.31 10 ⁹	0.49 10 ⁹	7.77
10	Alf. Aur	34029	G1III+K0III	104.023	0.008	Yok +	0.02	5.27 10 ⁸	0.42 10 ⁸	7.97

Tablo 9. Hatası %10-%60 arasında olan sistemler ve elde edilen yaşları.

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	Gözlenen Metalisite	Tutulma R.H. Eğrisi	İzokron Metalisitesi	İzokron Yaşı	Yaştaki Belirsizlik	Görelî Belirsizlik
11	V1817 Cyg	184398	K2III-II+A2V	0.016	Yok +	0.004	8.83 10 ⁸	0.89 10 ⁸	10.08
12	PW Her		K0IV+F8-G2		Var +	0.02	7.94 10 ⁹	0.81 10 ⁹	10.29
13	CS Cet	6628	(G8-K1)III/IV+FV	0.001	Yok +	0.008	6.31 10 ⁹	0.68 10 ⁹	10.87
14	TZ CrB	146361	F9V+G0V		Yok +	0.04	3.55 10 ⁹	0.41 10 ⁹	11.61
15	epsilon UMi	153751	A8-F0V + G5III	0.010		0.02	2.51 10 ⁸	0.33 10 ⁸	13.14
16	RZ Eri	30050	Am+K0IV	0.003		0.04	3.38 10 ⁹	0.50 10 ⁹	14.79
17	V819 Her	157482	G8IV-III+(F2V+F8V)	0.016		0.02	1.59 10 ⁹	0.25 10 ⁹	15.77
18	TZ Tri	13480	F5+K0III			0.02	8.60 10 ⁸	1.40 10 ⁸	16.29
19	BD+10 4514	202908	(F9V+G0V)+G1V			0.02	5.01 10 ⁹	1.03 10 ⁹	20.55
20	HK Lac	209813	K0III+FIV	0.008		0.008	2.00 10 ⁹	0.41 10 ⁸	20.55
21	BL CVn	115781	G5IV+K1III			0.02	5.01 10 ⁹	1.03 10 ⁹	20.55
22		57853	F9.5V+(K3V+K5V)	0.020		0.02	7.94 10 ⁹	1.63 10 ⁹	20.56
23	AP Psc	352	K2-4III+F			0.004	3.98 10 ⁹	0.82 10 ⁹	20.57
24	eta And	5516	G8IV-III + G8IV-III	0.007		0.008	1.00 10 ⁹	0.21 10 ⁹	20.60
25	TW Lep	37847	F6IV+K2III	0.013		0.02	1.59 10 ⁹	0.33 10 ⁹	21.14
26	AI Phe	6980	~F7V+K0IV	0.020		0.02	3.98 10 ⁹	0.99 10 ⁹	24.77
27	MM Her	341475	G2IV+K1IV			0.008	1.00 10 ¹⁰	0.26 10 ¹⁰	25.89
28	SS Boo		G0V+K1IV			0.02	1.00 10 ¹⁰	0.26 10 ¹⁰	25.89
29	GK Hya		F8V+G8IV			0.04	2.00 10 ⁹	0.52 10 ⁹	25.91
30	KX Peg	212280	F5-F8V+G8IV			0.04	2.00 10 ⁹	0.52 10 ⁹	25.91
31	BD+15 4053	191179	K0IV+G2IV	0.001		0.008	3.98 10 ⁹	1.16 10 ⁹	29.21
32	V792 Her	155638	F3V+K0III	0.007		0.004	1.59 10 ⁹	0.49 10 ⁹	30.85
33	SS Cam		F6IV+K0IV			0.02	3.98 10 ⁹	1.47 10 ⁹	36.90
34	V829 Cen	101309	G5V+K1IV	0.006		0.008	7.94 10 ⁹	2.93 10 ⁹	36.90
35	RU Cnc		F5IV+K1IV			0.02	3.16 10 ⁹	1.17 10 ⁹	36.91
36	QX Ser	141690	((G2IV-V+M2V)+G5-8V)	0.023		0.02	6.31 10 ⁹	3.69 10 ⁹	58.49
37	UV Leo	92109	GOV+G2V	0.008		0.008	1.00 10 ¹⁰	0.58 10 ¹⁰	58.49

2. İzokron yaşının belirsizliği %10- %60 arasında olan sistemler:

Her iki bileşenin de sıcaklık ve parlaklıkları ayrı ayrı bilinen sistemlerden 27 tanesi bu gruba girmektedir. Bu sistemlerin yaşlarının belirsizliğinin büyük olmasının nedeni, bileşen parametrelerinin hatalı hesaplanması ya da sistemin doğasından kaynaklanan özel durumlara sahip olmasıdır. Bu sistemlerin, metal bolluğu değerleri, yaşları ve yaşlarındaki belirsizlikler Tablo 9’da listelenmiştir.

3. Problemlı Sistemler:

Problemlı sistemler sınıflamasına aldığımız 13 sistem için herhangi bir yaş belirlemek mümkün görünmemektedir. Bu sistemlerden BH Vir ve ER Vul, anakol üzerinde izokronların çok kalabalık olduğu bir bölgeye düşmektedir. Diğerlerinde ise kütle aktarımı komplikasyonunun izleri görölmektedir. Problemlı sistemler ve problemleri Tablo 10’da listelenmiştir.

Tablo 10: Problemlı Sistemler

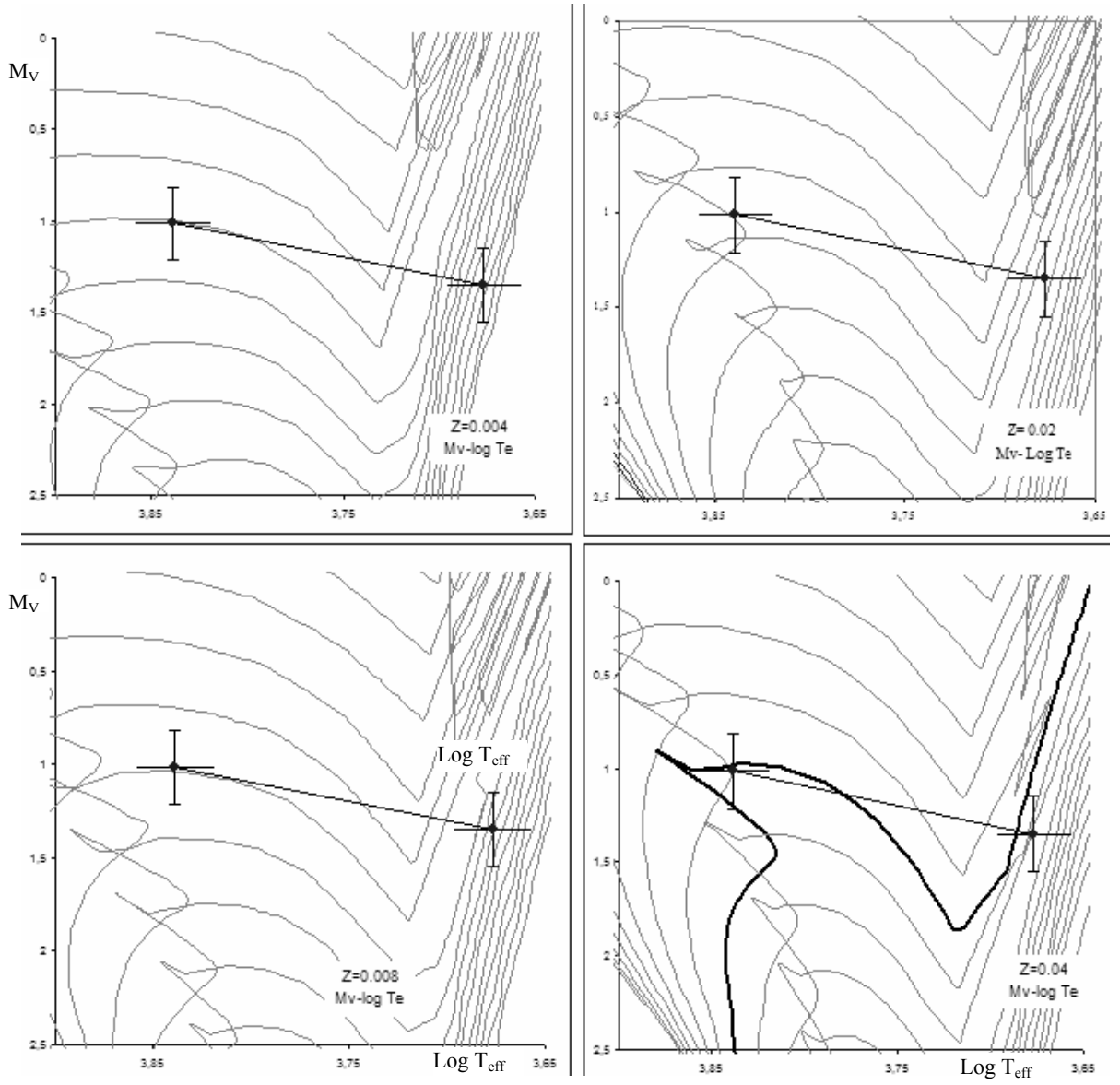
Sistemin No	HD Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	Gözlenen Metalisite	Problem
1	BH Vir	121909	G0V+G2V	0.817	0.010	Anakol belirsizliği
2	ER Vul	200391	G0V+G5V	0.698		Anakol belirsizliği
3	CF Tuc	5303	G0V-IV + K4V-IV	2.798	0.003	Kütle transferi komplikasyonu
4	UX Ari	21242	K0IV+G5V	6.437	0.001	Kütle transferi komplikasyonu
5	V711 Tau	22468	K1IV+G5IV	2.838	0.005	Kütle transferi komplikasyonu
6	RZ Cnc	73343	K1III+K4III	21.643	0.006	Kütle transferi komplikasyonu
7	RS CVn	114519	F4IV+G9IV	4.798	0.003	Kütle transferi komplikasyonu
8	BH CVn	118216	F2IV+K2IV	2.613	0.003	Kütle transferi komplikasyonu
9	MS Ser	143313	K2IV-III+G8V	9.015		Kütle transferi komplikasyonu
10	WW Dra	150708	G2IV+K0IV	4.630		Kütle transferi komplikasyonu
11	RS UMi		G0+G-K	6.169		Kütle transferi komplikasyonu
12	RW UMa		F9V+K1IV	7.328	0.002	Kütle transferi komplikasyonu
13	CF Tau	284137	G0	2.756		Kütle transferi komplikasyonu

3. Sistemler Hakkında Özel Açıklamalar

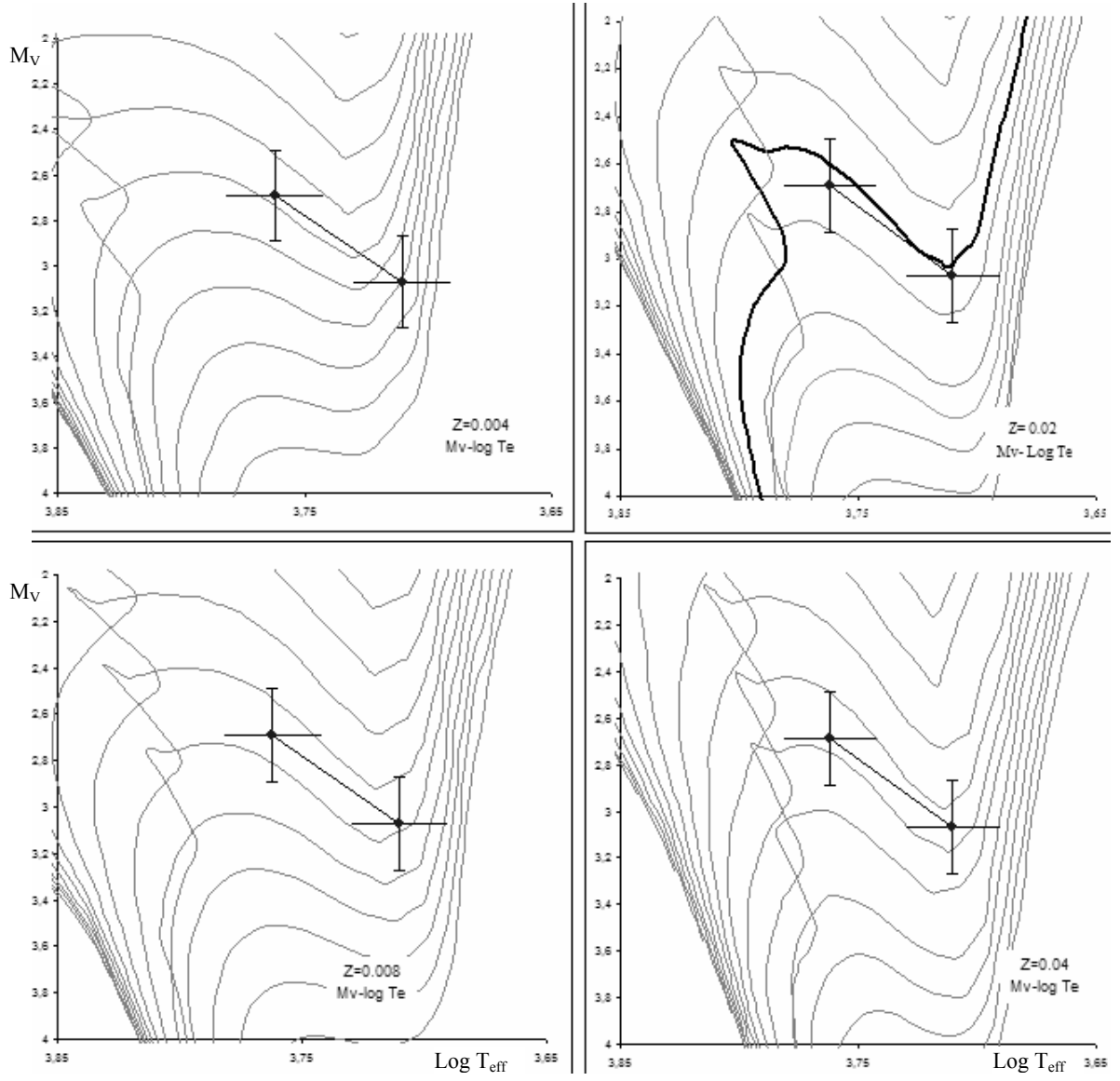
V965 Sco: İki bileşenin diyagram üzerindeki konumları ve sistemin yaşını veren izokron Şekil 27'de gösterilmiştir. Şekilden de görüldüğü gibi bileşenlerin izokrona sapması, hata barları ile gösterilen konumlarındaki belirsizlikten daha küçüktür. V965 Sco için literatürde yayınlanmış herhangi bir metal bolluğu değeri bulunmamaktadır. Sistemin bileşenlerinin diyagramdaki konumuna en uygun izokrona göre metal bolluğu değeri, Güneş'in metal bolluğunun iki katına karşılık gelmektedir. Sistemin belirlenen yaşı, 1.26 milyar yıl ve yaştaki belirsizlik de %1.56'dır.

RT CrB: İzokronlar üzerindeki konumunu gösteren Şekil 28'e göre RT CrB'yi en iyi temsil eden izokrona $Z=0.02$ ve yaş 3.38 milyar yıl bulunmuştur. Bileşenlerin izokrona sapmasına göre elde edilen yaştaki belirsizlik ise %1.62'dir.

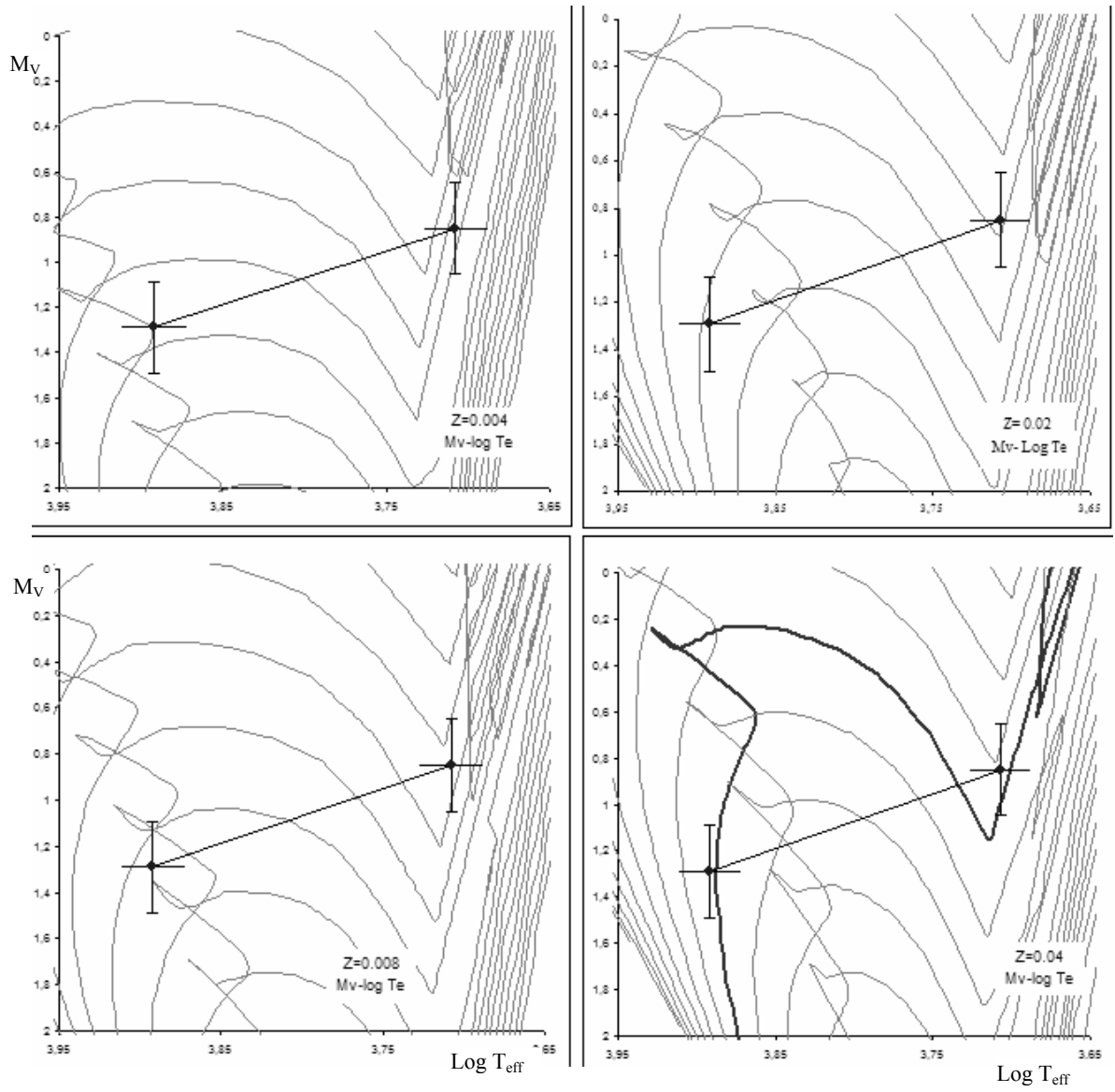
DQ Leo: Literatürden bulunan metalisite değeri, $Z=0.021$ 'dir. Ancak sistemin bileşenlerinin M_v ve T_{eff} değerleri, dört farklı metalisite değeri için çizilmiş izokron setlerinin bulunduğu diyagramlara aktarıldığında sistemi en iyi tanımlayan izokronun $Z = 0.04$ olduğu görülmüştür (Şekil 29). DQ Leo sisteminin bu izokron setlerinden bulunan yaşı 591 milyon ve hatası da %2.2'dir.



Şekil 27. V965 Sco sisteminin farklı Z değerindeki izokron setleri üzerindeki konumları

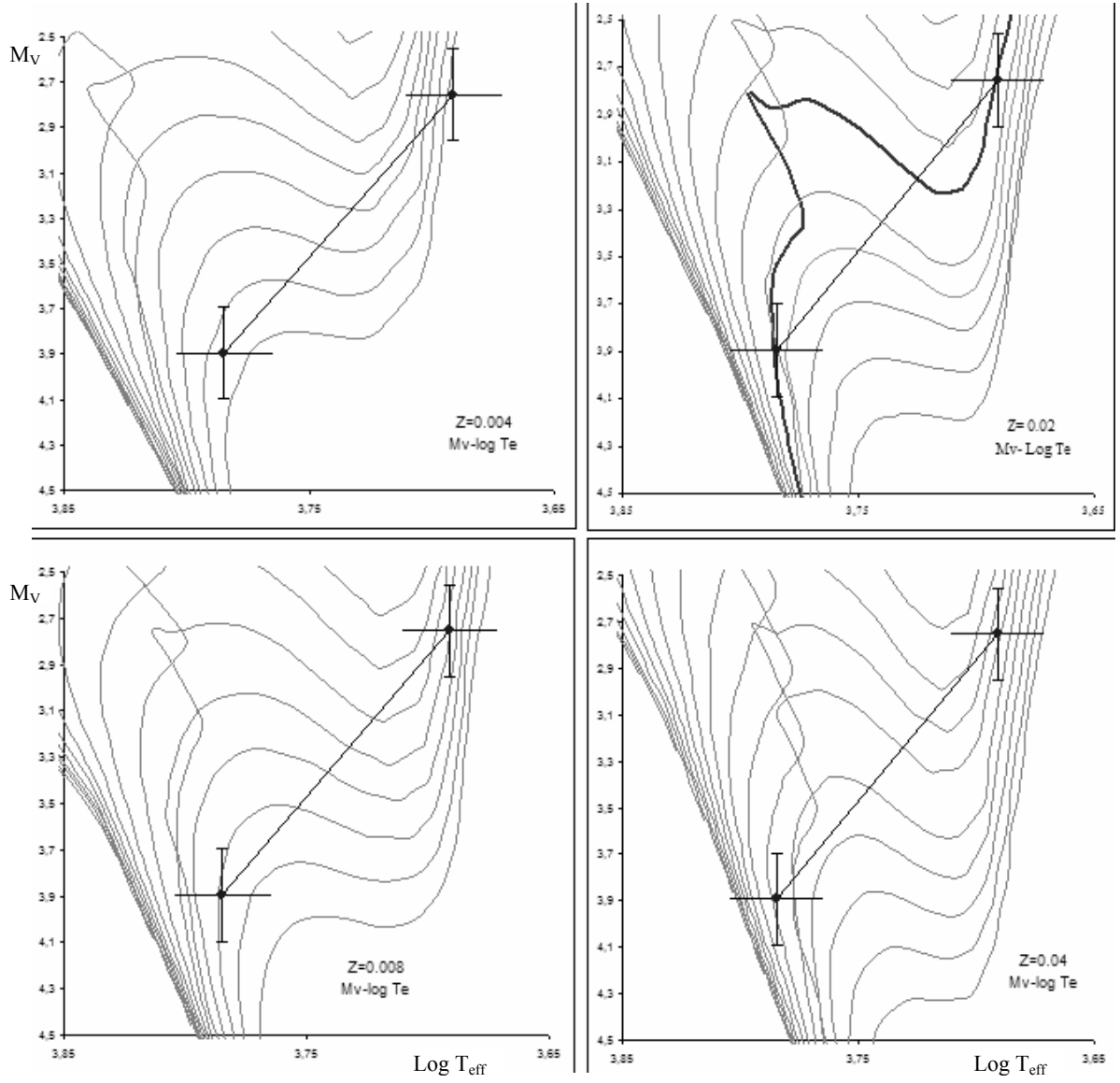


Şekil 28. RT CrB sisteminin farklı Z değerindeki izokron setleri üzerindeki konumları



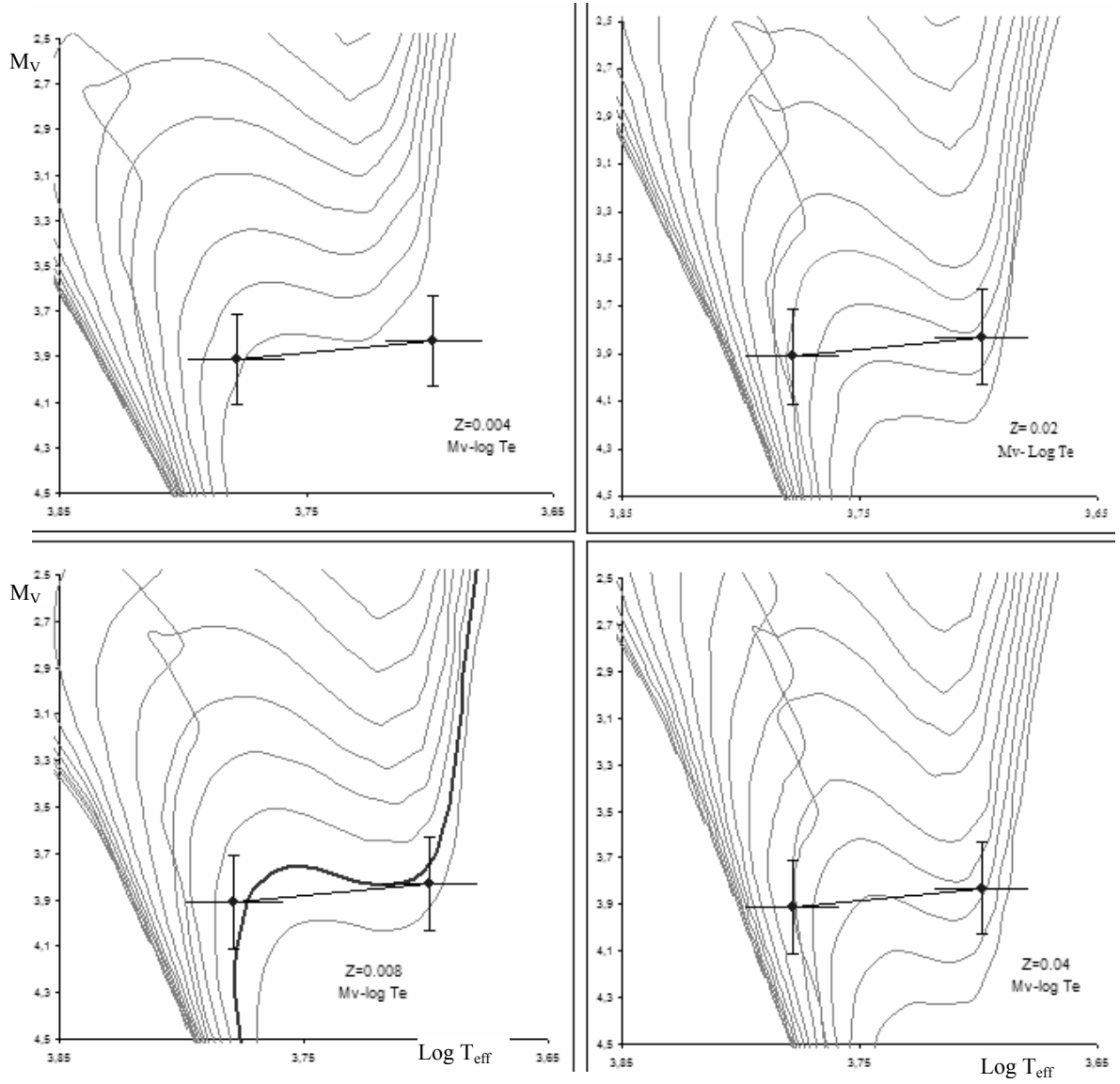
Şekil 29. DQ Leo sisteminin farklı Z değerindeki izokron setleri üzerindeki konumları.

SZ Psc: DQ Leo sistemindeki duruma benzer bir biçimde SZ Psc'yi, en iyi tanımlayan izokron setinden elde edilen metaliyte değeri literatürde verilen metaliyte değerinden farklıdır. En uygun Z değerine (0.02) göre çizilmiş izokron setleri üzerinde sistemin bileşenlerinin durumu Şekil 30'da verilmiştir.



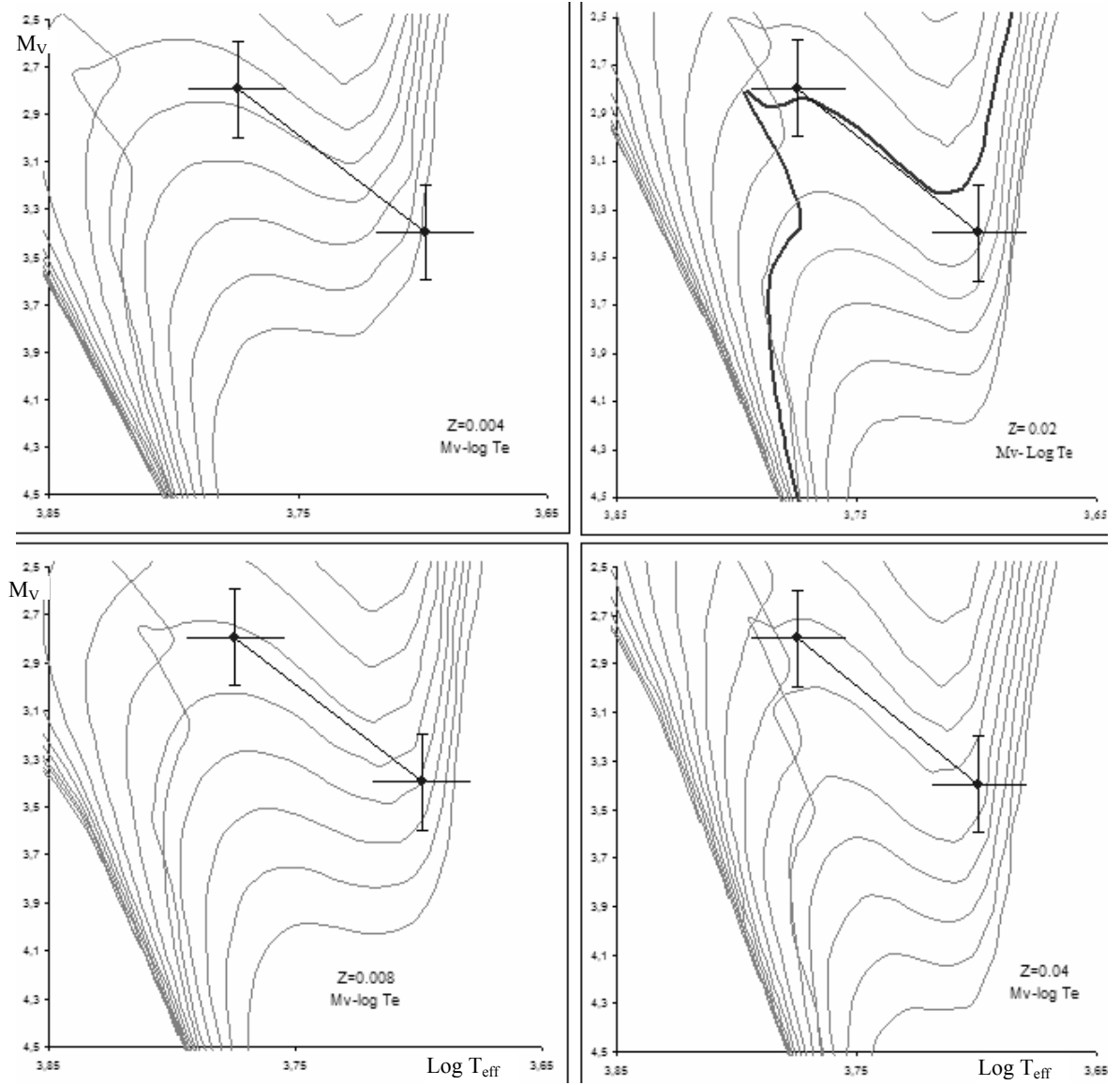
Şekil 30. SZ Psc sisteminin farklı Z değerindeki izokron setleri üzerindeki konumları

LX Per: Şekil 31’de koyu çizilmiş olan izokron sistemin yaşını belirtmektedir. Buna göre sistemin yaşı yaklaşık 8 milyar yıldır. LX Per için literatürde verilen Z değerine en uygun olan $Z=0.008$ değeri alınmıştır. Şekilden de görüldüğü gibi sistemin bileşenlerinin, koyu renkli izokrondan olan sapsmaları oldukça küçüktür.



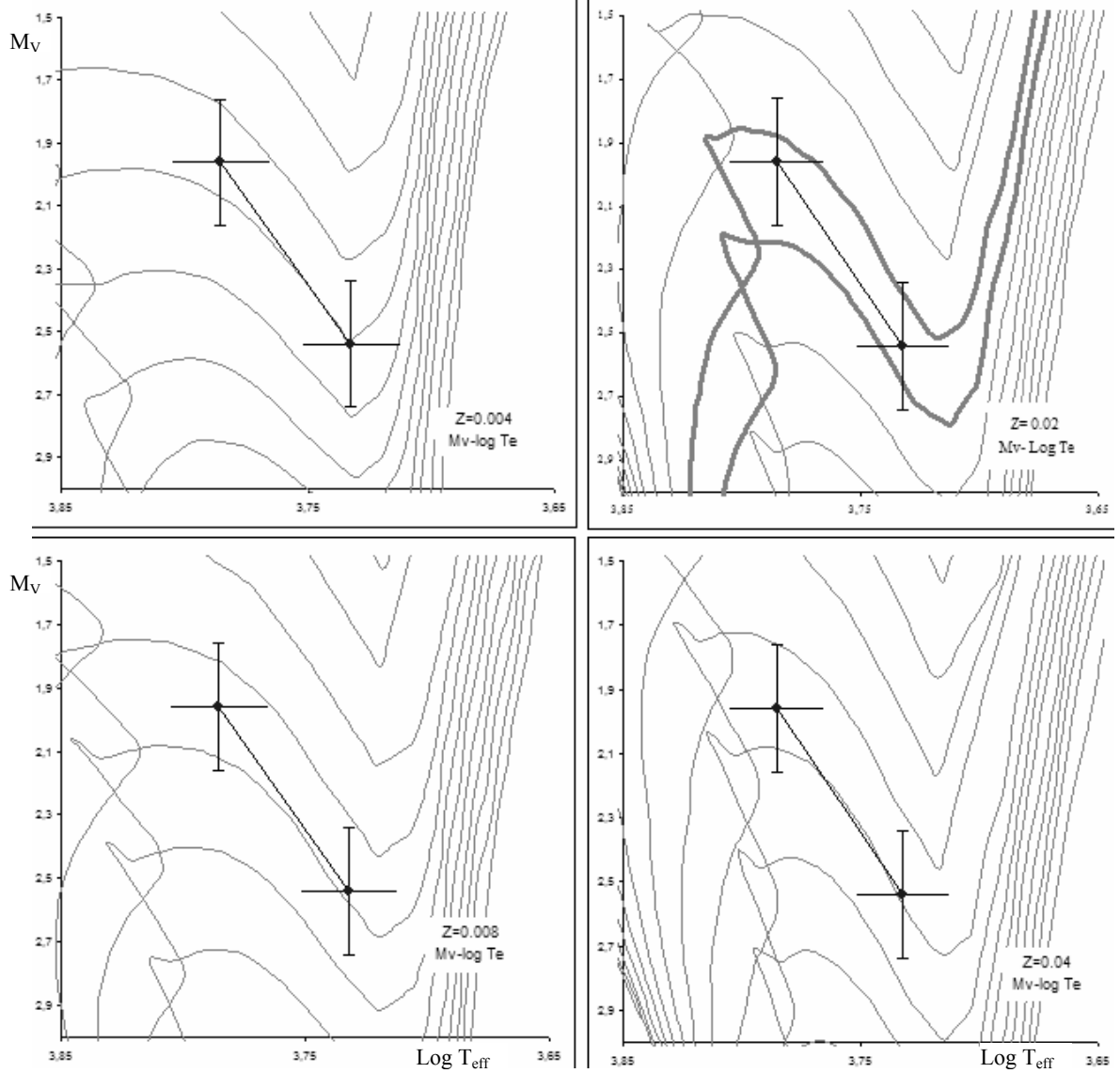
Şekil 31. LX Per sisteminin farklı Z değerindeki izokron setleri üzerindeki konumları

Z Her: Şekil 32’de gösterildiği gibi, bileşenlerin her ikisini birlikte tanımlayan izokron, $Z=0.02$ için elde edilmiş set üzerinde koyu renkle gösterilmiştir. Bu metalite değeri literatürde verilen $Z=0.013$ değerine en yakın izokron setine işaret etmektedir. Şekil 32’de gösterilen, bileşenlerin izokronlar üzerindeki konumlarına bakıldığında, soğuk olan bileşenin parlaklığının beklenenden daha küçük olduğu dikkat çekmektedir.



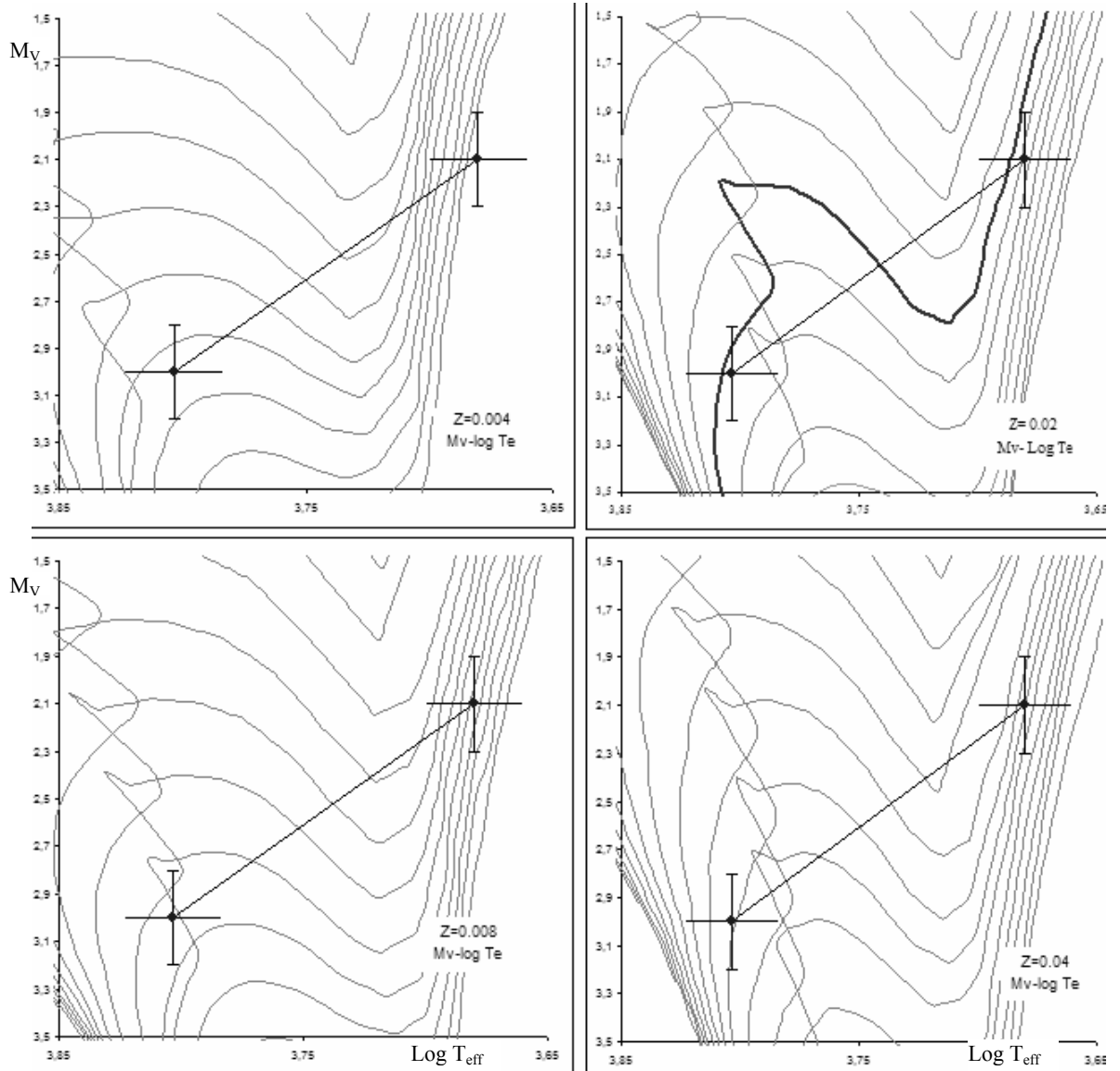
Şekil 32. Z Her sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron

AE Lyn: Bu sistemin yaşı, Güneş bolluğundaki izokron setlerinden 2.190 milyar yıl bulunmuştur. Şekil 32’de gösterildiği gibi, bileşenler koyu renkle gösterilen iki izokronun arasında olması gereken bir başka izokron üzerinde bulunmaktadır. Bu nedenle bu sistemin yaşı, koyu renkli iki izokronun verdiği yaşların ara değeri olarak dikkate alınmıştır. Yaşın hesaplanmasındaki belirsizlik, %5.39’dur.



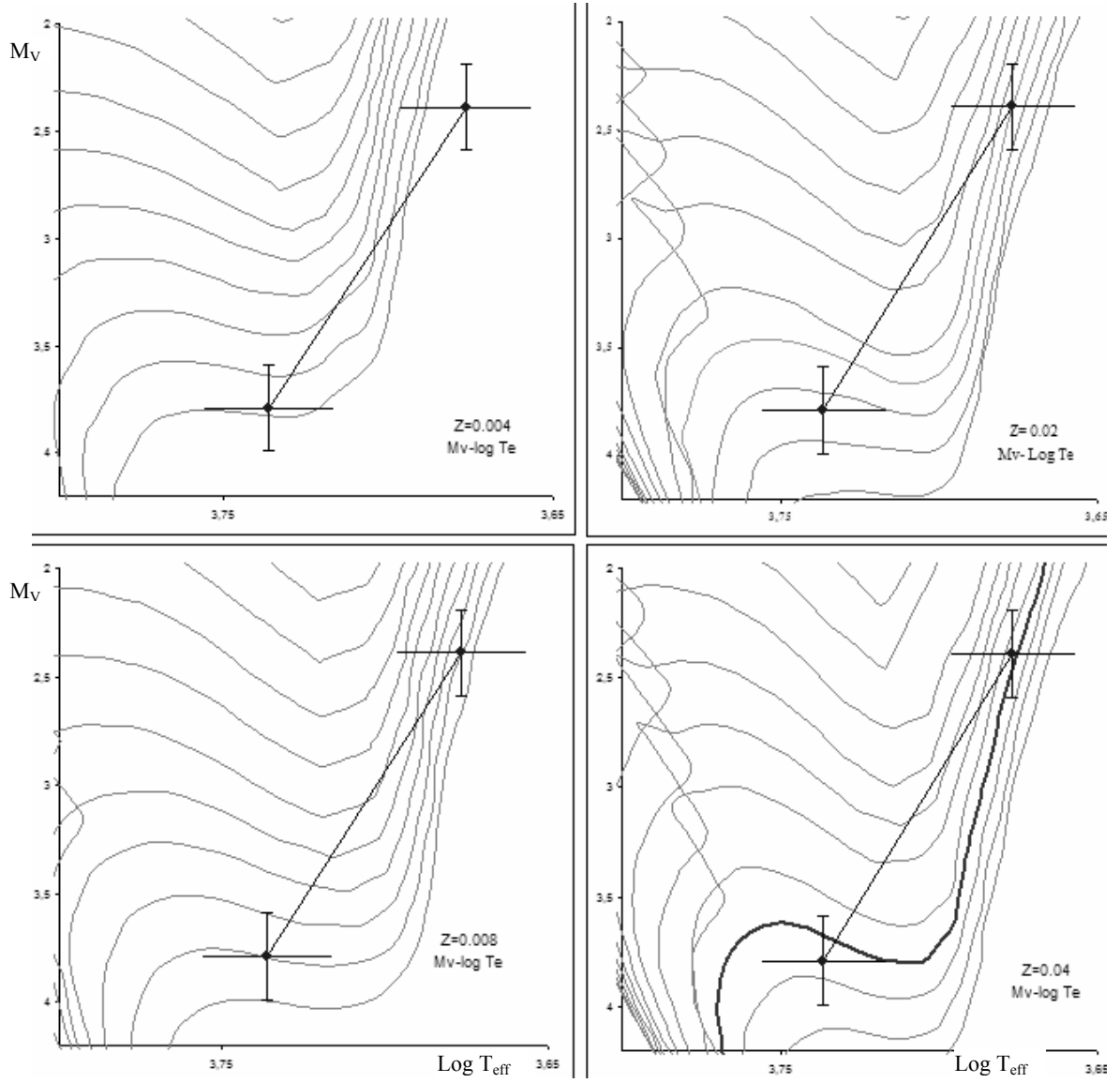
Şekil 33. AE Lyn sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron

VV Mon: VV Mon sistemi için literatürde herhangi bir Z değeri bulunmamaktadır. Ancak buradaki yaş belirleme çalışmasında sistemin yaşı 2.770 milyar yıl ve metal bolluğu değeri de 0.02 olarak elde edilmiştir. Sistem ve izokronlar Şekil 34'te gösterilmiştir.



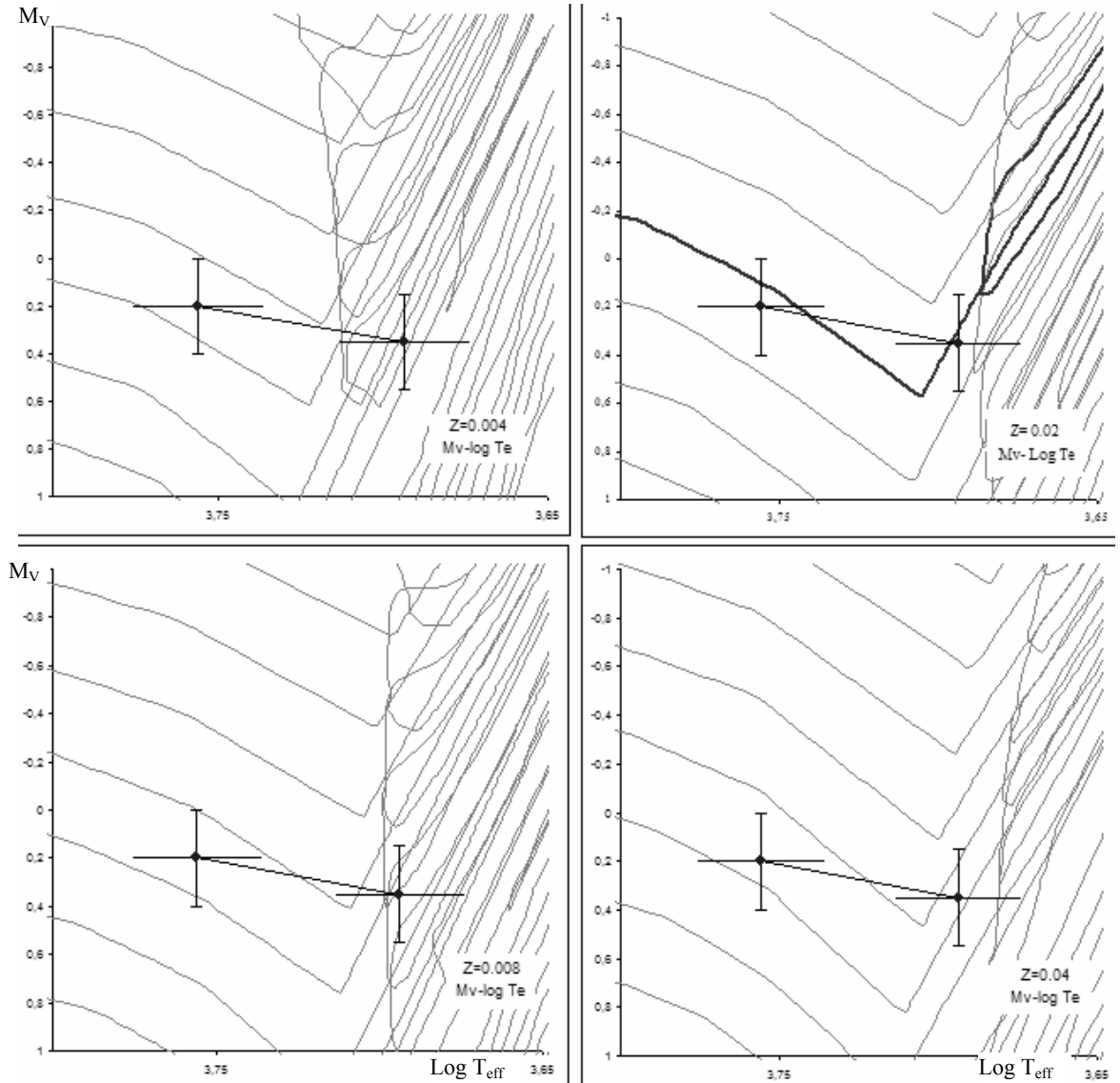
Şekil 34. VV Mon sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron

CO Aur: Bu sistem için literatürde belirlenmiş herhangi bir Z değeri yoktur. Burada, izokronlar yardımıyla sistemin yaşı 6.310 milyar yıl ve metal bolluğu değeri de $Z=0.04$ olarak tespit edilmiştir.



Şekil 35. CO Aur sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron

Alfa Aur: DQ Leo ve SZ Crt'ye benzer olarak, bu sistemin literatürden bulunan Z değeri izokronlardan elde edilen Z değerinden farklıdır. Ancak, yaştaki belirsizliği bu kadar küçük olan Alfa Aur'un, izokronlardan elde edilen Z değeri de daha güvenilirdir. Alfa Aur sistemi için mevcut izokron setlerinden elde edilen yaş 527 milyon yıldır. Sistemin bileşenlerinin diyagram üzerindeki konumları Şekil 36'da gösterilmiştir.

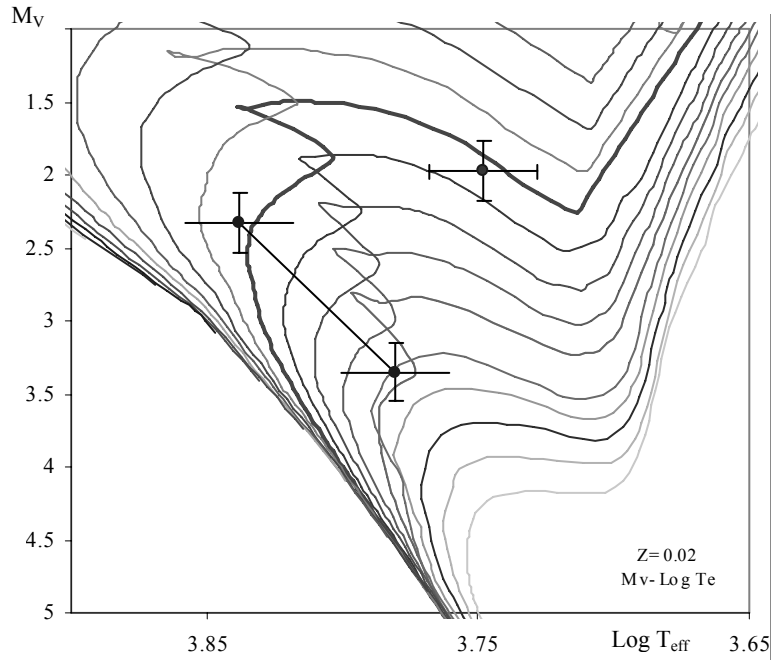


Şekil 36. Alfa Aur sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron

Hesaplanan yaşlardaki belirsizlik büyük olan sistemlerden bazıları için açıklamalar aşağıda verilmektedir.

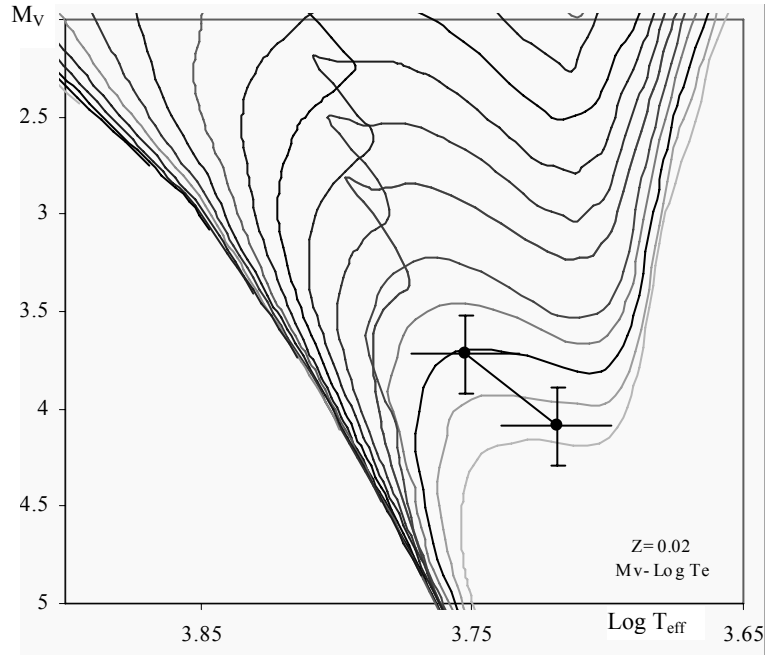
Epsilon UMi: Sistemin A tayf türünden olan sıcak bileşenin parametreleri çok iyi belirlenebilmiş değildir. Bu nedenle bu sistemin belirsizlikleri hesaplanırken soğuk olan bileşene ait belirsizlik dikkate alınmıştır.

V819 Her: V819 Her sistemi üç bileşenli bir sistemdir. V819 Her, F2 ve F8 tayf türünden olan bir ikili sistem bir de büyük yörüngede dolanan üçüncü bileşenden oluşmaktadır. Bunlardan F8 tayf türünden olan en sönük bileşenin parlaklığının yanlış hesaplanmış olması ihtimali yüksektir. Çünkü Şekil 37'den de görüldüğü gibi diğer bileşenler aynı izokron üzerinde bulunurken en sönük bileşen bu izokron üzerinde değildir. Bu sistemin yaşı belirlenirken en sıcak ve en soğuk olan parlak iki bileşen dikkate alınmıştır.



Şekil 37. V819 Her sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron

MM Her: MM Her sisteminin sıcak olan bileşeni, evriminin daha ileri aşamadaki soğuk bileşene göre daha parlaktır (Şekil 38). Bu nedenle sistemin her iki bileşeni de aynı izokron üzerine düşmemektedir. Bileşenlerin diyagram üzerindeki konumları kütle aktarım komplikasyonu ihtimalini akla getirmektedir. Yani sistem, bileşenlerinin birbirine kütle aktardığı bir evreden geçip yeniden ayrık hale gelmiş olabilir. Ancak bileşenlerin konumlarını hata sınırları içinde tanımlayabilen bir izokron var gibi görünmektedir. Şekil 38’de MM Her isteminin diyagramlar üzerindeki konumları gösterilmiştir.

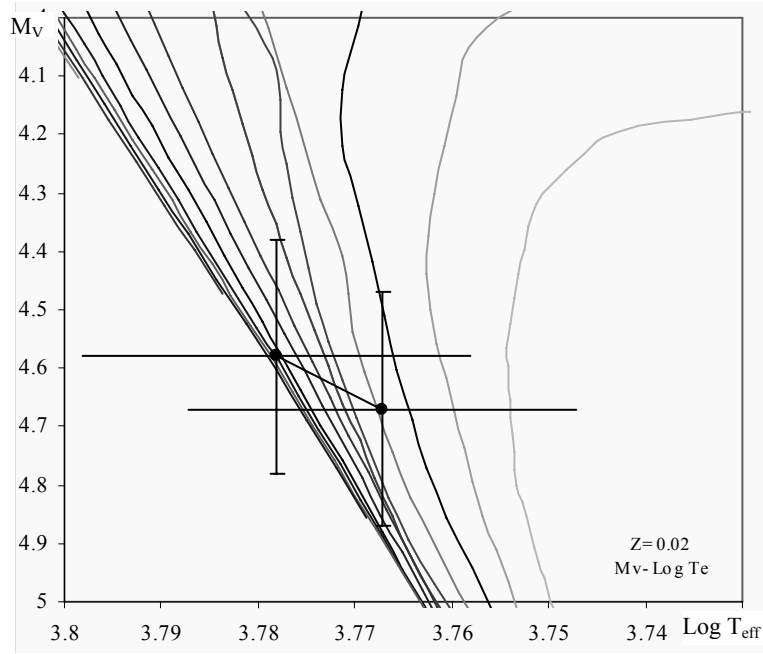


Şekil 38. MM Her sisteminin bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları

QX Ser: V819 Her’e benzer olarak bu sistem de üç bileşenli bir sistemdir. Ancak sistemin M2 tayf türünden olan bileşeni çok sönük olduğundan bu bileşen yaş belirleme için kullanılamamıştır. Diğer iki bileşen de aynı izokron üzerine düşmemektedir. Bu halde, ya M2 tayf türünden olan bileşenin çok sönük olması nedeniyle parlaklık oranları hesaplanamamış ya da yakın ikili arasında yani M2 ve G2 bileşenlerinde kütle aktarımı komplikasyonları vardır. Ancak bu iki durumdan da tam olarak emin olmak mümkün

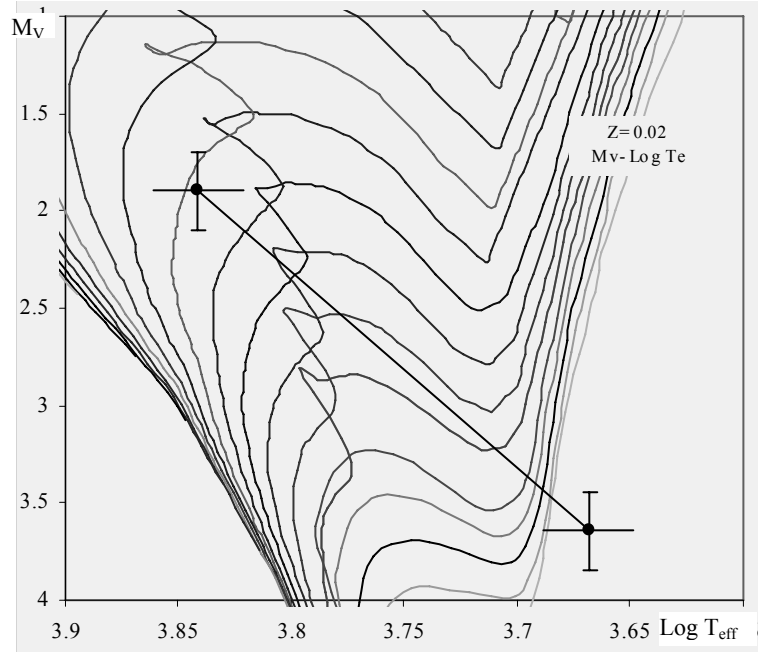
değildir. Bu nedenle geniş hata sınırları içinde sistemin yaşını temsil edebilecek bir izokrona göre sistem yaşı tahmin edilmiştir.

Problemlı sistemler sınıfında bulunan BH Vir ve ER Vul sistemleri, izokronların kalabalık olduğu, yaş belirlemenin mümkün görünmediği bir bölgede bulunmaktadır. Örnek olarak Şekil 40'da BH Vir sisteminin izokron setleri üzerindeki konumları gösterilmiştir. Şekilden de görüldüğü gibi sistemin bileşenlerinin sıcaklık ve parlaklıklarının belirlenmesinde yapılan hatalar dikkate alındığında sistemin yaşı için kesin bir değer vermek imkansız görünmektedir. **ER Vul** sistemi de BH Vir'e benzerdir.



Şekil 39. BH Vir sisteminin bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları

Problemlı sistemler arasındaki, CF Tuc, UX Ari, V711 Tau, RZ Cnc, RS CVn, BH CVn, MS Ser, WW Dra, RS UMi, RW UMa, CF Tau sistemlerinde kütle transferinden kaynaklanan komplikasyonlar olduğu düşünölmektedir. Bu sistemlerde genel olarak evrimleşmiş olan bileşen soğuk olan bileşendir. Bu da bu sistemlerde soğuk bileşenden sıcak bileşene kütle aktarımı yapılmış olabileceği ihtimalini güçlendirmektedir.



Şekil 40. BH CVn sisteminin bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları

BÖLÜM 6. TARTIŞMA ve SONUÇ

1. Elde Edilen Verilerin Tartışılması

Problemlerli sistemler olarak sınıflandırılan yıldızların yaşının belirlenememesinin nedeni, sistemlerin gözlemlerden elde edilen parametrelerindeki hatalar ya da verilerinin eksik olması değildir. Bir çoğu tutulma gösteren, dikkatli çalışılmış çok verisi olan bu sistemlerin her iki bileşeninin parlaklığı ve parlaklık oranları, etkin sıcaklıkları çok iyi bilinmesine rağmen, H-R diyagramında bileşenlerin konumları, izokron yaşı belirlemeye uygun değildir.

Tayfsal çalışmalarından ve ışık eğrilerinden henüz anakolda G0V+G2V ve G0V+G5V tayf türünden olduğu belirlenen BH Vir ve ER Vul sistemlerinin bileşenleri, anakol üzerinde izokronların sıkışık olduğu, yani belirsizliğin yaş hesaplamaya engel olduğu bölgeye düşmektedir. BH Vir'in bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları temsil eden Şekil 40'da hemen hemen paralel, çok sayıda izokron çizgisinin birbirine çok yakın olduğu görülmektedir. BH Vir'in bileşenlerinin konumlarındaki hata barlarının getirdiği belirsizlik ile, sistem için hangi izokronun en uygun olduğunu belirlemek mümkün değildir.

Anakol dışında, izokronların benzer şekilde paralel ve çok kalabalık olduğu bölge, asimtotik devler kolu olarak adlandırılan, anakol sonrasında kabukta hidrojen yanmasının da nispeten yavaşlamasının ardından, dış konvektif katmanın derinliğinin artmaya başladığı, yıldız yüzeyinin en soğuk ve en sönük olduğu noktadan, helyum yanmasının başladığı evreye kadar olan, asimtotik devler kolu olarak adlandırılan bölgedir. Ancak bu bölgede belirsizlikler, anakoldaki belirsizlikler kadar büyük değildir. Bunun iki nedeni vardır. Birincisi, bu bölgeye kadar evrimleşmiş bir bileşeni olan sistemlerde, diğer bileşenin izokronlarla yaşı belirlenebilecek bölgelere evrimleşmiş

olma ihtimali büyüktür. İkincisi, her iki bileşeni de asimtotik devler bölgesinde olan sistemler için hesaplanan yaşın belirsizliği, her zaman yaşın değerinden küçüktür.

Evrimin ileri aşamalarındaki daha kütleli bileşen, anakol sonrası aşamalarda her zaman evrimde geride olan bileşene göre daha soğuktur. Daha soğuk olan bu bileşen ancak asimtotik devler kolunda yeterince yükseldikten sonra, evrimde geride olan bileşene göre parlak hale gelebilir.

Problemlili sistemlerin listelendiği Tablo 10'da her iki bileşeni anakolda olan BH Vir ve ER Vul dışındaki sistemlerin hemen hemen hepsinde soğuk bileşen evrimleşmiş bileşendir. Bu sistemlerde dikkat çeken bir durum, bileşenlerden bir tanesi asimtotik devler koluna evrimleşmiş olsa bile, sıcak bileşenin konumuna uygun olan izokron dikkate alındığında daima olması gerekenden daha soğuk ve daha sönüktür. Benzer bir biçimde, henüz anakolun hemen sonrasındaki evrim aşamasında dahi, daha ileri evrim aşamasındaki bileşen beklenenden sönük ve soğuktur. Yüzey etkin sıcaklığına bakıldığında, asimtotik devler kolunda olduğu halde, daha az kütleli bileşene göre daha sönük olan sistemlere bir örnek olarak Şekil 40'da gösterilen BH CVn verilebilir.

RS CVn sistemleri arasında bazılarının soğuk bileşenin beklenenden sönük olduğuna Popper ve Ulrich (1977) çalışmasında da dikkat çekilmiştir. Bu durumun bir muhtemel sebebi, bileşenler arasındaki kütle transferi olabilir.

Çift yıldızların evrim modellerinde (Kopal 1959, de Loore 1981) tasvir edilmiştir ki, evrimde ileri bileşen, yörünge ve yörünge boyutları uygun olduğunda, Roche lobunu doldurduğu takdirde daha az kütleli bileşene kütle aktarmaya başlar. Yine yörünge dinamiklerinden (Demircan et al. 2006, Eker et al. 2006) biliyoruz ki büyük kütleli bileşen küçük kütleli bileşene kütle aktardığında, yörünge dolanım periyodu kısalmır. Bu da yörünge, dolayısıyla Roche loplalarının boyutlarının küçülmesi anlamına gelir. Yıldızın evrimleştikçe yarıçapının büyümesi ve kütle aktarımı nedeniyle Roche lobunun giderek küçülmesi, sistemdeki kütle aktarımını hızlandırır. Yani bu ilk kütle aktarım

evresi çok hızlı gerçekleşir. Kısa sürede her iki bileşenin kütlesi eşitlenir ve bundan sonra kütle aktarımı devam ederse, yörünge periyodu büyür. Yörünge periyodunun büyümesi aynı zamanda yörünge boyutlarının ve bileşenlerin Roche loblarının büyümesi anlamına gelir. Evrimde ileri durumda bulunan bileşenin içinde olduğu Roche lobunun büyümesi ile kütle aktarımı sona erer. Sistemin evrimleştikçe yarıçapının artması ile Roche lobunu yeniden doldurması durumuna kadar bir kütle transferi söz konusu olmaz. Bu yüzden, kütlelerin eşitlenmesinden sonraki aşamada küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene kütle aktarımı çok daha yavaş gerçekleşir. Kütle transferinin devam etmesine bağlı olarak evrimde ileri bileşen daha küçük kütleli hale gelebilir. Karşılaştırma bakımından, Tablo 11’de kütle aktarımı komplikasyonu gösterdiği düşünülen sistemlerin sıcaklık, yarıçap, parlaklık ve kütleleri listelenmiştir.

Tablo 11. Kütle aktarımı komplikasyonu gösterdiği düşünülen sistemler ve parametreleri

No	Sistemin	HD	Tayf Türü	P dolanma	Teff	R	Mv	Kütle
	Adı	numarası		(gün)	sıcak/soğuk	sıcak/soğuk	sıcak/soğuk	sıcak/soğuk
1	CF Tuc	5303	G0V-IV+K4V-IV	2.798	5900/4500	1.53/4.29	3.34/4.03	1.03/1.17
2	UX Ari	21242	K0IV+G5V	6.437	5678/5048	1.11/5.78	4.32/3.3	1.1/0.95
3	V711 Tau	22468	K1IV+G5IV	2.838	5400/4800	1.76/3.8	3.764/4.89	1.14/1.45
4	RZ Cnc	73343	K1III+K4III	21.643	4600/4365	10.2/12.2	2.03/1.97	3.20/0.54
5	RS CVn	114519	F4IV+G9IV	4.798	6700/4836	1.99/4	3.49/3.56	1.37/1.44
6	BH CVn	118216	F2IV+K2IV	2.613	6938/4660	3.1/3.27	1.897/3.644	1.05/0.42
7	MS Ser	143313	K2IV-III+G8V	9.015	5500/4600	1/3.5	3.78/5.06	0.86/0.71
8	WW Dra	150708	G2IV+K0IV	4.630	5880/4650	2.3/3.9	3.31/4.13	1.36/1.34
9	RS UMi		G0+G-K	6.169	5940/4420	1.78/3.89	2.183/2.088	1.26/1.23
10	RW UMa		F9V+K1IV	7.328	5950/4400	2.31/4.24	2.49/3.59	1.56/1.49
11	CF Tau	284137	G0	2.756	5660/4590	1.56/2.38	4.10*/4.48*	1.11/?

Bu sistemler incelendiğinde, tamamında soğuk bileşenin daha büyük yarıçapa sahip olduğu görülmektedir. Bir çoğunda, soğuk bileşen diğerinden daha sönüktür. Bu sistemlerin bileşenleri izokron setlerinde işaretlendiğinde, hepsinde evrimsel olarak daha ileri aşamadaki yıldızın izokrona göre beklenenden daha sönük olduğu gözlenmektedir. Bu tez çalışmasında, bahsedilen bu özellikler kütle aktarımı komplikasyonu olarak nitelendirilmiştir. Kütle aktaran bileşen üst katmanlarını yeterince kaybedince

merkezindeki basınç ve sıcaklık azalır. Basınç ve sıcaklığın azalması ile birlikte enerji üretimi de azalır. Azalan enerji üretimi, bu bileşenin ışınım gücünün küçük olmasına neden olur.

Ancak, etki bu kadarla da sınırlı değildir. Üstüne kütle alan bileşen, kütle artması sebebi ile, tıpkı anakoldaki daha kütleli sistemlerin merkezi basınç ve sıcaklıklarının da yüksek olması gibi, daha yüksek merkezi basınç ve sıcaklık değerlerine sahip olur. Artan iç basınç ve sıcaklık, enerji üretimini ve dolayısıyla kütle alan bileşenin ışınım gücünü artırır.

Kısaca özetlersek, kütle transferi başlayana kadar, tek yıldız gibi evrimleşen bileşenler, sistemin yaşını temsil eden izokron üzerinde oldukları halde, kütle transferinin başlaması ile birlikte değişen ışınım güçlerine göre diyagramda birden bire yer değiştirirler. Bunun sonucunda, evrimde ileri yıldız daha sönük, geri olan yıldız ise daha parlak hale gelir ve izokron setleri üzerinde sistemin yaşını temsil edecek uygun bir izokron bulmak imkansız olur.

Bu sistemlerden UX Ari, RZ Cnc ve BH CVn ile ilgili ışık eğrisi analizi çalışmalarından sistemlerin kütle aktardığı tespit edilmiştir. UX Ari için Huenemoerder et al. (1989), RZ Cnc için Olson (1989) ve Cester et al. (1977), BH CVn için ise Schrijver ve Zwaan (1991) çalışmalarında kütle transferinin olduğu belirtilmiştir. Ayrıca CF Tuc için Andres et al. (1999), V711 Tau için Frasca ve Lanza (2005) ve RS UMi için Popper (1990), sistemin dolanma dönemlerinde bir değişimin söz konusu olduğunu kaydetmişlerdir. Bu çalışmalar, kütle aktarım komplikasyonu gösterdiğini düşündüğümüz sistemler için elde ettiğimiz bulguları destekler niteliktedir.

Bu şekilde kütle aktarımı komplikasyonu gösteren sistemlerin standart izokronlardan ya da evrim çizgilerinden yaşlarını bulabilmek mümkün değildir. Bu tür sistemlerin yaşlarının ancak ve ancak sisteme özel olarak hesaplanmış evrim modelleri ile hesaplanması mümkün olabilir. Bu özel evrim modellerinde, sistemin periyodu,

boyutu ve dolayısıyla aktarılan kütle miktarına göre sistemde meydana gelecek değişiklikler ve bu değişikliklere bağlı olarak H-R diyagramındaki konumu teorik olarak belirlenir. Sistemin gözlenen değerlerine göre bu özel evrim çizgileri kullanıldığında bu sistemin yaşı belirlenebilir.

Kütle transferi aşamasından geçmiş sistemlerin izokronlar yardımıyla yaşını belirlemek mümkün olmasa da, bu tür sistemleri belirlemek için izokronlar kullanılabilir.

2. Sonuç

Orijinleri aynı, yani açık ve küresel küme yıldızları gibi, yıldızlar arası ortamda aynı gaz ve toz bulutundan aynı zamanda oluşmuş sistemlerin yaşını bulmakta kullanılan, izokronlar ile yaş belirleme tekniği, aktif kromosferli çift (CAB) yıldızlara başarı ile uygulanmıştır. 10 tane CAB sisteminin yaşı %10 relatif belirsizlikten daha iyi olacak şekilde belirlenebilmiştir.

İzokronlar ile yaş belirleme tekniği, çift yıldız bileşenlerinin geçmişte aynı zamanda ve aynı gaz ve toz bulutundan oluşması varsayımına dayanmaktadır. İhtimal olarak çok küçük de olsa, galaksimiz içinde, yıldız çarpışmaları sonucu, farklı orijindeki iki farklı yıldız bir çift yıldız oluşturabilir. Bu ihtimali teorik olarak hesaplamak mümkündür ancak, bu hesaplama bu tezin amacının dışındadır. Böyle çift yıldız sistemlerinden izokronlar ile yaş belirlenemez. Çünkü, kütlesi ve kimyasal kompozisyonu farklı iki yıldızın aynı yaşta olması halinde bile tek bir izokron üzerine oturması mümkün değildir.

Aynı orijinden gelme ve aynı yaşta olma ön şartı, izokronların doğru sonuç vermesi için yeterli değildir. Doğru yaş bulmanın ikinci ön şartı da, çift yıldız bileşenlerinin, yakın çift yıldızlarda sıkça görülebilen kütle aktarımı aşamasından geçmemiş olmasıdır. Bunun nedeni, izokronların tek yıldız evrim modellerine uygun olarak hesaplanan evrim yollarından elde edilmiş olmasıdır. Bu durumda, sistemin her bir bileşeni tek yıldız gibi evrimleşmelidir ki, izokronlardan sistem için bir yaş belirlenebilsin. Çift yıldız evriminin herhangi bir aşamasında bileşenlerden birinin diğerinin üzerine kütle aktarması, kütle kaybeden ve kütle kazanan her iki bileşenin de H-R diyagramındaki konumunun değişmesine yol açar. Kütlenin değişmesi, yıldızın iç yapısını değiştirecek, bu da doğrudan çekirdek içindeki enerji üretiminin ve ışınlam gücünün değişimine sebep olacak ve dolayısıyla bileşenlerin diyagram üzerindeki konumları, sistemin yaşını veren izokrondan farklı olacaktır.

Bütün bu şartlar sağlansa bile, izokronlar ile yaş belirleme tekniğinin doğru sonuç vermesi, bileşenlerin parlaklık oranlarının ve etkin sıcaklık veya renklerinin doğru belirlenmiş olmasına da bağlıdır. Bileşenlerin H-R diyagramı üzerindeki konumuna bağlı belirsizlikler, doğru yaş izokronunun bulunmasını zorlaştırabilir. Bu da yaş izokronundaki belirsizlik anlamına gelir. Her bir bileşenin konumundaki belirsizlikler, doğrudan izokron yaşındaki belirsizliklere yansımaz. Tek bir yıldız için yaşta büyük hata getiren belirsizliğe sahip çift yıldız bileşenleri, tek bir izokron çizgisi üzerine oturuyorsa, yaştaki belirsizlik büyük oranda azalabilir. Bu çalışmada elde edilen izokron yaşlarındaki belirsizlikler, her bir bileşenin diyagram üzerindeki konumuna ait belirsizlikten değil, bileşenlerin yaş izokronundan sapmalarına göre belirlenmiştir.

Çift yıldız bileşenlerinin kütle farkı büyük ise, kütleli bileşen diğerine göre çok daha hızlı evrimleşecektir. Bu durumda, bileşenler arasındaki parlaklık farkı, sönük yıldızın sistemin toplam parlaklığına katkısının hesaplanabilmesine olanak vermeyecek kadar büyük olabilir. Sönük yıldız görülemeyen bu tür çift yıldızlar tablolarında SB1 sembolü ile işaretlenmiştir.

SB1 sistemler kütle aktarımı aşamasından geçmemiş ise, sistemin görünen bileşeni tek yıldız gibi düşünülebilir. Ancak bu halde, bu yıldızın konumundaki belirsizlik, doğrudan izokron yaşındaki belirsizliğe etki eder. Bununla beraber, yıldız anakol ya da asimtotik devler kolu gibi, izokronların kalabalık ve sıkışık olduğu bir bölgeye düşerse, elde edilen yaştaki belirsizlik çok daha büyük olmaktadır. Bu nedenle SB1 sistemlerin izokron yaşları, her iki bileşeni de görülebilen SB2 sistemlerinin yaşlarına oranla daha büyük hatalar içermektedir.

SB1'lerde yalnızca tek bir bileşenin görünüyor olması, sistemin kütle aktarım evresinden geçip geçmediğini belirlememizi olanaksız kılar. Bu da, yıldızın mutlak parlaklık ve sıcaklığındaki belirsizliklere ek bir belirsizlik oluşturur. Bu etkiler göz önüne alındığında, tek bir bileşeni görülen sistemlerin izokronlardan elde edilen yaşı, herhangi bir sisteme üye olmayan tek bir yıldız için elde edilen yaştan daha belirsizdir.

Elde edilen yaşların doğruluğunun test edilmesi bakımından, izokronlar yardımı ile yaşlarını en küçük belirsizliklerle hesapladığımız 10 sistem için Tablo 12’de bir karşılaştırma yapılmıştır. Tabloda, sistemlerin izokron yaşlarının yanı sıra, Barrado et al. (1994, 1997,1998) çalışmalarında lityum bolluk analizlerinden elde edilen yaşlar verilmiştir.

Tablo 12. Yaşı iyi belirlenen sistemler için elde edilen sonuçların karşılaştırması

No	Sistemin Adı	HD numarası	Tayf Türü	P dolanma (gün)	izokron Yaşı	Relatif Belirsizlik	Lityum yaşları			
							Sıcak	Belirsizlik	Soğuk	Belirsizlik
1	V965 Sco	158393	K0III+F2IV	30.969	$1.26 \cdot 10^9$	1.56				
2	RT CrB	139588	G5V+K0V	5.117	$3.38 \cdot 10^9$	1.62	$3.69 \cdot 10^9$	13.12	$2.86 \cdot 10^9$	6.46 ⁽¹⁾
3	DQ Leo	102509	A7IV+G7III	71.691	$5.91 \cdot 10^8$	2.2	-		$9.39 \cdot 10^8$... ⁽³⁾
4	SZ Psc	219113	K1IV+F8V	3.965	$3.98 \cdot 10^9$	3.17	$3.13 \cdot 10^9$	69.55	$2.24 \cdot 10^9$	18.89 ^(1,2)
5	LX Per		F8V+G8IV-V	8.038	$7.94 \cdot 10^9$	5.17				
6	Z Her	163930	K0IV+F5	3.993	$3.98 \cdot 10^9$	5.17	$1.03 \cdot 10^9$	33.17	$4.73 \cdot 10^9$	7.14 ^(1,2)
7	AE Lyn	65626	F8IV-V + G5IV	11.068	$2.19 \cdot 10^9$	5.39	$2.11 \cdot 10^9$	10.57	$2.02 \cdot 10^9$	13.08 ^(1,2)
8	VV Mon		K0IV+G2IV	6.051	$2.77 \cdot 10^9$	5.99	$2.47 \cdot 10^9$	50.20	$2.81 \cdot 10^9$	20.71 ⁽¹⁾
9	CQ Aur	250810	F5V+K1IV	10.623	$6.31 \cdot 10^9$	7.77	$1.16 \cdot 10^9$	13.61	$1.03 \cdot 10^9$	73.44 ⁽¹⁾
10	Alf. Aur	34029	G1III+K0III	104.023	$5.27 \cdot 10^8$	7.97	$4.65 \cdot 10^8$	8.39	$5.38 \cdot 10^8$	14.13 ⁽¹⁾

⁽¹⁾Barrado et al. (1994), ⁽²⁾ Barrado et al. (1997), ⁽³⁾ Barrado et al. (1998)

V965 Sco ve LX Per sistemleri, Barrado’nun çalışmalarında yer almadığından, karşılaştırma yapma imkanı yoktur. Barrado’nun elde ettiği yaşlar için verdiği hata sınırları dikkate alındığında, RT CrB, Sz Psc, Z Her, VV Mon ve Alfa Aur için önerdiği Li yaşları ile izokron yaşları, belirsizlik sınırları içinde, birbirlerini doğrular niteliktedir.

Barrado ve arkadaşları, çalışmalarında DQ Leo sistemi için herhangi bir belirsizlik önermemiştir. Griffin ve Griffin (2004), DQ Leo sisteminin 71 günlük dolanma dönemine sahip olduğunu belirlemiş ve sistemin radyal hızlarının analizinden elde ettikleri sonuçlara göre sıcak bileşenin kütleini $2 M_{\odot}$ ve soğuk bileşenin kütleini ise $2.1 M_{\odot}$ olarak vermişlerdir. Ayrıca sistemlerin tayf türlerini de A7IV ve G7III olarak

belirlemişlerdir. Schaller et al. (1992), yıldızların teorik evrim yollarını hesapladıkları çalışmalarında, $2 M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın anakoldan ayrılma yaşının 850 milyon yıl olduğunu belirtmişlerdir. Schaller ve arkadaşlarının verdiği bu değer, hatalar dikkate alındığında DQ Leo sistemi için bu çalışmada elde edilen yaş ile uyumludur.

Tablo 12’de CQ Aur için elde edilen yaşlar karşılaştırıldığında, iki yöntemle elde edilen yaşların çok farklı olduğu görülecektir. Hazırlamakta olduğumuz CAB katalogunda, bu sistem için var olan veriler, sistemin tutulma gösterdiğini ancak fotometrik çalışmalarının yetersiz olduğunu ortaya koymaktadır. Sistem, $9^m.05$ gibi sönük bir görünen parlaklığa sahiptir. Sistemin sönük olması ve çalışmalarının yetersiz olması, parametrelerin hatalı ölçülmesine neden olabilir. Öte yandan, Hipparcos paralaksına göre uzaklığı, 242 ± 82.6 parsektir (ESA, Hipparcos and Tycho Catalogue 1997), yani sistem nispeten uzaktır. Uzaklıktaki hataya ek olarak, bir de yıldızlar arası ortamdan kaynaklanan kızarma etkisi düşünüldüğünde, CQ Aur’un bileşenlerinin diyagram üzerindeki konumlarının hatalı olma ihtimali yüksektir. Bu nedenle de sistemin izokron yaşı belirsizdir.

Popper (1990), CQ Aur sistemi hakkındaki çalışmasında, yıldızlar arası ortamdan kaynaklanan kızarmayı dikkate almamış ve sıcak ve soğuk bileşenlerin kütlelerini sırasıyla $1.63 M_{\odot}$ ve $2 M_{\odot}$ olarak vermiştir. Schaller et al. (1992)’nin hesaplamalarına göre, $2 M_{\odot}$ kütleli bir yıldızın bütün yaşam süresi, 1 milyar yıl civarındadır. Buna göre CQ Aur sisteminin 6 milyar yıl civarında bir yaşa sahip olması imkansızdır. Bu sistem için yaşın hatalı bulunması, izokronlarla yaş belirleme yönteminin bir eksikliğinden kaynaklanmamaktadır.

CAB sistemleri üzerinde yapılan uygulamalar, izokronlar yardımıyla yaş belirleme tekniğinin kümeler için olduğu kadar çift yıldız sistemleri için de uygulanabilir olduğunu göstermektedir. Bu yöntemle bir çift yıldız sisteminin yaşının doğru ve duyarlı belirlenebilmesi için,

1. Kütleleri farklı her iki bileşen, aynı kimyasal kompozisyon ve aynı yaşta olmalıdır (Günümüzde genel kabul gören düşünceye göre, birbirine çekimsel olarak bağlı olan sistemler aynı yaşta ve aynı kimyasal kompozisyondadır).
2. Bileşenler ayrık ve kütle aktarım aşamasından geçmemiş olmalıdır.
3. Her iki bileşenin de H-R diyagramı üzerindeki konumları doğru belirlenmiş olmalıdır.
4. Bileşenler, izokronların kalabalık olduğu, yaşın belirlenmesine uygun olmayan bölgelere düşmemelidir.

Bunların yanı sıra bu yöntemin, anakol sonrası evrim aşamasındaki yıldızlar için daha iyi çalıştığı açıkça görülmektedir. Çünkü, anakol üzerinde izokronlar birbirine çok yakındır. Bu durum, gözlemsel hatalar dikkate alındığında sistemin yaşının duyarlı olarak belirlenmesini engellemektedir.

Sonuç olarak, izokronlar yardımıyla yaş belirleme tekniği CAB sistemleri üzerinde başarılı sonuçlar vermiştir. Her iki bileşenin parametreleri bilinen 37 CAB sisteminin yaşları ve kimyasal kompozisyonları belirlenmiştir. Bunların yanı sıra, tek bir bileşenin parametreleri bilinen CAB sistemleri de tek yıldız gibi kabul edilmiş ve buna göre 85 tanesi için yaş belirlenmiştir. Her iki bileşeni bilinen sistemlerden 11 tanesinin kütle transferinden kaynaklanan komplikasyonlar gösterdiği belirlenmiştir.

KAYNAKLAR

- Allen, C. W. 1983, “Astrophysical Quantities”, The Athlone Press, USA, reprinted third edition, pg 206.
- Anders, G. J., Coates, D. W., Thompson, K., Innis, J. L. 1999, “Observations of active-chromosphere stars - V. A photometric study of the RS CVn system CF Tuc (HD 5303)”, MNRAS, 310, 377.
- Barrado, D., De Castro, E., Fernandez-Figueroa, M. J., Cornide, M., Garcia-Lopez, R. J. 1998, “The age-mass relation for chromospherically active binaries. II Lithium Depletion in giant components”, A&A, 337, 739.
- Barrado, D., Fernandez-Figueroa, M. J., Garcia-Lopez, R. J., De Castro, E., Cornide, M. 1997, “The age-mass relation for chromospherically active binaries. I The evolutionary status”, A&A, 326, 780.
- Barrado, D., Fernandez-Figueroa, M. J., Montesinos, B., De Castro, E. 1994, “The age-mass relation for chromospherically active binaries. II Lithium Depletion in dwarf components”, A&A, 290, 137.
- Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Vallenari, A. 1999, “Unraveling the History of Star Formation in the Galactic Disk with GAIA”, BaltA. 8, 271.
- Bopp B.W., Fekel F.C. 1977, “Binary incidence among the BY Draconis variables”, AJ, 82, 490.
- Cester, B. et al. 1977, “Revised photometric elements of 12 semidetached systems”, A&A, 61, 469.
- Clayton, D. D. 1968, “Principles of stellar evolution and nucleosynthesis”, Mc Graw-Hill book company, USA, ch 6, pg 484.
- de Loore, C. 1981, “Mass exchange on close binary stars and the effect on stellar evolution”, IAUS, 93, 136.
- Demircan, O., Eker, Z., Karatas, Y., Bilir, S., 2006, “Mass loss and orbital period decrease in detached chromospherically active binaries”, MNRAS, 366, 1511.

- Dempsey, R. C., Linsky, J. L., Fleming, T. A.; Schmitt, J. H. M. M 1993, "The ROSAT All-Sky Survey of active binary coronae. I - Quiescent fluxes for the RS Canum Venaticorum systems", *ApJS*, 86, 599.
- Dempsey, R. C., Linsky, J. L., Fleming, T. A.; Schmitt, J. H. M. M 1997, "The ROSAT All-Sky Survey of Active Binary Coronae. III. Quiescent Coronal Properties for the BY Draconis--Type Binaries", *ApJ*, 478, 358.
- Eker, Z. 1992, "Kinematics and age of RS CVn and BY Dra stars", *ApJS*, 79, 481.
- Eker, Z. 1984, "Reference catalog of RS CVn stars", *Wisconsin Astrophysics*, 212.
- Eker, Z., Demircan, O., Bilir, S., Karatas, Y. 2006, "Evidences on secular dynamical evolution of detached active binary orbits and contact binary formation", *MNRAS*, in press.
- ESA, 1997, *Hipparcos and Tycho Catalogues*, ESA SP-1200.
- Frasca, A., Lanza, A. 2005, "Orbital period variation in close binaries from radial velocity data and magnetic activity cycles. II. HR 1099", *A&A*, 429, 309.
- Girardi, L., Bresson, A., Bertelli, G., Chiosi, C. 2000, "Evolutionary tracs and isochrones for low and intermediate mass stars: From 0.15 to 7 Msun and from $Z=0.0004$ to 0.03", *A&AS*, 141, 371.
- Griffin, R. E. M., Griffin, R.M. 2004, *MNRAS*, 350, 685
- Hall, D.S. 1976, "The RS CVn binaries and binaries with similar properties", *mpvs. Coll.* 287.
- Hall, D.S. 1980, in *Solar Phomena in Stars and Stellar Systems*, ed. W.S. Fitch, Dordrecht, Reidel, p 287
- Huenemoerder, D. P., Buzasi, D. L., Ramsey, L. W., 1989, "Fiber optic echelle CCD spectral monitoring of UX ARIETIS", *AJ*, 98, 1398.
- Iben, I. J. 1965, "Stellar Evolution. II. The Evolution of a $3 M_{\text{sun}}$ Star from the Main Sequence Through Core Helium Burning", *ApJ*, 142, 1447.
- Kopal, Z. 1959, "Semi-detached binaries and stellar evolution", *ASPL*, 8,81.
- Kourganoff, V. 1980, "Introduction to advanced astrophysics", Reidel Publishing Company, Holland, pg 73.
- Langer, N. 1989, "Mass depent mass loss rates of Wolf Rayet Stars", *A&A*, 220, 135.

- Maeder, A. 1990, "Tables for massive star evolution at various metallicities", *A&AS*, 84, 139.
- Maeder, A., Meynet, G. 1991, "Tables of isochrones computed from stellar models with mass loss and overshooting", *A&AS*, 89, 451.
- Meynet, G., Mermilliod, J. C., Maeder, A. 1993, "New dating of galactic open clusters", *A&AS*, 98, 477.
- Mitrou, C. K., Mathioudakis, M., Doyle, J. G., Antonopoulou, E. 1997, "EUV Emission from RS Canum Venaticorum binaries" *A&A*, 317, 776.
- Nordstrom, B., Mayor, M., Andersen, J., Holmberg, J., Pont, F., Jorgensen, B.R., Olsen, E. H., Udry, S., Mowlavi, N. 2004, "The Geneva-Copenhagen survey of solar neighbourhood ages, metallicities and kinematic properties of ~14000 F and G dwarfs", *A&A*, 418, 989.
- Olson, E. C. 1989, "Photometry of long-period Algol binaries. VI - Multicolor photometric solutions for RZ CANCRI", *AJ*, 98, 1002.
- Perryman, M. A. C., Lindegren, L., Kovalevsky, J., Turon, C., and 19 coauthors 1995, "Paralaxes and Hertzsprung Russell diagram for the preliminary Hipparcos Solution H30", *A&A*, 304, 69.
- Popper, D. M. 1990, *A.J.*, 100, 247.
- Popper, D. M., Ulrich, R. K. 1977, "The evolutionary status of RS CVn binaries", *ApJ*, 212L, 131.
- Schaller, G, Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A. 1992, "New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at $Z=0.02$ to $Z=0.001$ ", *A&AS*, 96, 269.
- Schrijver, C. J., Zwaan, C. 1991, "Activity in tidally interacting binaries", *A&A*, 251, 183.
- Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Fekel, F. C., Scheck, M. 1993, "A catalog of chromospherically active binary stars (second edition)", *A&AS*, 100, 173.
- Strassmeier, K. G., Hall, D. S., Zeilik, M., Nelson, E., Eker, Z., Fekel, F.C. 1988, "A catalog of chromospherically active binary stars", *A&AS*, 72, 291.
- Ulrich, R. K., Popper, D. M. 1974, "Eclipsing binaries with H&K emission", *BAAS*, 6, 461.

- Wendker, H. J. 1995, "Radio continuum emission from stars: a catalogue update.", *A&AS*, 109, 177.
- Wilson, O. C. 1976, "Absolute magnitudes of stars from widths of chromospheric CaII emission lines", *ApJ*, 205, 823.
- Zeilik, M., Gregory, S. A., Smith, E. P. 1992, "Introductory astronomy and astrophysics", Saunders College Publishing, USA, pg 210.

Çizelgeler Dizini

Tablo No	Açıklama	Sayfa
Tablo 1	60 M _☉ başlangıç kütleli bir yıldızın Şekil 9’da belirtilen evrim aşamalarındaki yaş ve kütle değerleri.....	24
Tablo 2	Meynet et al. (1993)’te yaşı belirlenen kümeler ve bunlara ilişkin değerler	39
Tablo 3.	Tek bileşenin parametreleri bilinen ya da ikiz yıldızlara sahip sistemler ve parametreleri	56
Tablo 4.	En az iki bileşenin parametreleri bilinen sistemler ve parametreleri.....	61
Tablo 5.	Birinci alt gruptan, yaşı belirlenmeye uygun olmayan sistemler.....	66
Tablo 6	Tek bileşeni bilinen sistemler ve yaşları.....	67
Tablo 7.	İkinci alt gruptan, yaşı belirlenmeye uygun olmayan sistemler.....	69
Tablo 8.	İkinci alt gruptan yaşı belirlenmeye uygun olmayan sistemler	70
Tablo 9.	Hatası %10-%60 arasında olan sistemler ve elde edilen yaşları.....	70
Tablo 10.	Problemlili Sistemler.....	72
Tablo 11	Kütle aktarımı komplikasyonu gösteren sistemler ve parametreleri.....	89
Tablo 12	Yaşı iyi belirlenen sistemler için elde edilen sonuçların karşılaştırması...	95

Şekiller Dizini

Şekil No	Açıklama	Sayfa
Şekil 1	H-R diyagramı (Perryman M.A.C. et al 1995),.....	5
Şekil 2	12 -120 M_{\odot} kütleli yıldızların evrim yolları (Schaller et al 1992),.....	15
Şekil 3	1.25-9 M_{\odot} kütleli yıldızların evrim yolları (Schaller et al 1992),.....	16
Şekil 4	3 M_{\odot} kütleli bir yıldızın evrimi (Iben, I.J., 1965),.....	17
Şekil 5	Başlangıçta 1.25 M_{\odot} kütleli bir yıldızın evrimi	20
Şekil 6	40 M_{\odot} kütleli bir yıldızın kütle kaybına bağlı evrim yolları. (Schaller et al. 1992)	23
Şekil 7	Genç yıldızlarda B noktasındaki kütlelerinin, başlangıç kütlelerine göre değişimi.	23
Şekil 8	60 M_{\odot} başlangıç kütleli bir yıldızın evrim yolu.....	24
Şekil 9	Metal bolluğunun anakol evrimi üzerindeki etkisi.....	26
Şekil 10	Metal bolluğunun evrim üzerindeki etkisi. Şekil 9'a benzer olarak, aynı t anına karşılık gelen noktalar işaretlenmiştir	27
Şekil 11	Radyatif çekirdeğe sahip bir yıldızda H ve He'un değişimi davranışı. Şekilde kalın kesikli çizgiler ZAMS'taki başlangıç durumunu temsil etmektedir. Diğer ince kesikli çizgiler ise anakolun farklı evrelerinde H ve He miktarını temsil etmektedir	29
Şekil 12	Konvektif çekirdeğe sahip bir yıldızda H ve He'un değişimi. Gösterimler Şekil 11 ile benzerdir	29
Şekil 13	Konvektif çekirdek ve overshooting için H ve He'un değişimi. Gösterimler Şekil 11 ile aynıdır.....	30
Şekil 14	Evrime yolları (koyu renk) ve izokronlar (açık renk) (Schaller et al 1992, Maeder ve Meynet 1993),.....	32
Şekil 15	Z=0.004, 0.008, 0.02 ve 0.04 için $1 \cdot 10^9$ yaş izokronları.....	34
Şekil 16	Log yaş (8.8) ve (9.0) izokronlarında overshootingin etkisi.....	35
Şekil 17	RTO ve BTO için (B-V) ₀ -yaş ilişkisinin overshootinge göre karşılaştırması..	36
Şekil 18	NGC 2682 (M67) kümesinin yaş tayini.....	38
Şekil 19	NGC 188 kümesi; overshootingsiz izokron yaşı $6.6 \cdot 10^9$	40

Şekil 20	NGC 752 kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı $1.8 \cdot 10^9$	41
Şekil 21	NGC 6087 kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı $7.1 \cdot 10^7$	41
Şekil 22	Pleiades (M45) kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı $1.0 \cdot 10^8$	42
Şekil 23	Orion kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı $5.6 \cdot 10^6$	42
Şekil 24	NGC 581 kümesi; kütle kayıplı ve overshootingli izokron yaşı $2.2 \cdot 10^7$	43
Şekil 25	[Fe/H] ve [Me/H] arasındaki ilişki (Nordstorm et al. 2004).....	53
Şekil 26	Tek bileşenin parametreleri bilinen sistemlerin izokronlar üzerindeki dağılımları.....	65
Şekil 27	V965 Sco sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	73
Şekil 28	RT CrB sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	74
Şekil 29	DQ Leo sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	75
Şekil 30	SZ Psc sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	76
Şekil 31	LX Per sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	77
Şekil 32	Z Her sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	78
Şekil 33	AE Lyn sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	79
Şekil 34	VV Mon sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	80
Şekil 35	CQ Aur sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	81
Şekil 36	Alfa Aur sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	82
Şekil 37	V819 Her sisteminin bileşenleri ve sistemin yaşını veren izokron.....	83
Şekil 38	MM Her sisteminin bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları.....	84
Şekil 39	BH Vir sisteminin bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları.....	85
Şekil 40	BH CVn sisteminin bileşenlerinin izokron setleri üzerindeki konumları.....	86

Özgeçmiş

1981 yılında Eskişehir’de doğdu. İlk, orta ve lise öğrenimini Eskişehir’de tamamladıktan sonra 1999 yılında girdiği Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü’den 2003 yılında astronom unvanıyla mezun oldu. Aynı yıl Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı’nda yüksek lisans eğitimine başladı. 2005 yılında Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Fizik Anabilim Dalı’na yatay geçiş yaptı. 2005 yılında evlendi.

Halen Çanakkale Onsekiz Mart Üniversitesi Fizik Bölümünde yürütülmekte olan 104T508 numaralı TÜBİTAK projesi kapsamında burslu öğrenci olarak eğitime devam etmektedir.