

**EGE ÜNİVERSİTESİ FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**  
**(YÜKSEK LİSANS TEZİ)**

**KİMYASAL TUHAF YILDIZLARIN METAL  
BOLLUKLARININ GÖZLEMSEL ÖZELLİKLER  
ÜZERİNE ETKİSİ VE YAYILMA  
MEKANİZMASININ VERİMLİLİĞİ ÜZERİNE**

**Suzan DOĞAN**

Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı  
Bilim Dalı Kodu: 402.02.01  
**Sunuş Tarihi: 17.01.2008**

Tez Danışmanı: Prof. Dr. Mutlu YILDIZ

**Bornova-İZMİR**

### III

**Suzan Doğan** tarafından YÜKSEK LİSANS tezi olarak sunulan “**Kimyasal Tuhaf Yıldızların Metal Bolluklarının Gözlemsel Özellikler Üzerine Etkisi Ve Yayılma Mekanizmasının Verimliliği Üzerine**” başlıklı bu alışma E.Ü. Lisansüstü Eğitim ve Öğretim Yönetmeliği ile E.Ü. Fen Bilimleri Enstitüsü Eğitim ve Öğretim Yönergesi'nin ilgili hükümleri uyarınca tarafımızdan değerlendirilerek savunmaya değer bulunmuş ve **17.01.2008** tarihinde yapılan tez savunma sınavında aday oybirliği/oyçokluğu ile başarılı bulunmuştur.

#### **Jüri Üyeleri:**

#### **İmza**

**Jüri Başkanı : Prof. Dr. E. Rennan Pekünlü**

**Raportör Üye: Prof. Dr. Mutlu Yıldız**

**Üye : Prof. Dr. Hüseyin Erbil**

**ÖZET****KİMYASAL TUHAF YILDIZLARIN METAL BOLLUKLARININ  
GÖZLEMSEL ÖZELLİKLER ÜZERİNE ETKİSİ VE YAYILMA  
MEKANİZMASININ VERİMLİLİĞİ ÜZERİNE****DOĞAN, Suzan****Yüksek Lisans Tezi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü****Tez Yöneticisi: Prof. Dr. Mutlu YILDIZ****Ocak 2008, 63 Sayfa**

Bu çalışmada kimyasal tuhaf yıldızların bir alt sınıfı olan HgMn yıldızlarında yayılma işleminin, yıldızların fiziksel parametrelerine bağlılığı araştırılmıştır. HgMn yıldızlarının Civa ve Mangan bolluklarının öncelikle parlaklık ve renkle olan değişimi incelenmiştir. Bu incelemelere göre Civa bolluğu renk-parlaklık diyagramında kırmızı tarafa doğru artmaktadır, Mangan bolluğu ise Civa'nın tersine azalmaktadır. Ayrıca Civa bolluğunun salt parlaklık arttıkça azalma eğiliminde olduğu görülmüştür.

İkinci olarak, yayılma işleminin yıldızların temel özellikleri ile olan ilişkisini araştırmak için modeller aracılığıyla tek HgMn yıldızlarının temel özellikleri (kütle, yarıçap, yaş, etkin sıcaklık, ışınım gücü ve bolometrik düzeltme) hesaplanmış ve element bolluklarının yıldız kütlesi, yaşı ve sıcaklığı ile olan değişimi araştırılmıştır. Bu incelemelerden, özellikle Civa bolluklarının zamanla artma eğiliminde olduğu görülmüştür. Ayrıca yıldız kütlesi ve etkin sıcaklığı arttıkça Civa bollukları azalma göstermektedir. Mangan bollukları ise temel özelliklerden bağımsız gibi görünmektedir.

Kuramsal B-V değerleri ile gözlemsel B-V değerleri karşılaştırılarak HgMn yıldızlarının, modellerin (normal yıldızların) sahip olduğu (B-V)- $T_e$  ilişkisinden farklı bir ilişkiye sahip olduğu bulunmuş, bir HgMn yıldızının aynı sıcaklıktaki bir modele (normal bir yıldız) göre daha kırmızı olacağı sonucu elde edilmiştir.

**Anahtar sözcükler:** Kimyasal tuhaf yıldızlar, HgMn yıldızları, yayılma, element bollukları.

## VII

### ABSTRACT

#### ON THE EFFECT OF METAL ABUNDANCES ON THE OBSERVATIONAL PROPERTIES OF CHEMICALLY PECULIAR STARS AND EFFICIENCY OF DIFFUSION MECHANISM

DOĞAN, Suzan

MSc in Astronomy and Space Science

Supervisor: Professor Mutlu YILDIZ

January 2008, 63 pages

In this dissertation, dependence of diffusion process on physical parameters in HgMn stars, which are the subgroup of Chemically Peculiar stars, is studied. First, the change of Mercury and Manganese abundances of HgMn stars with absolute magnitude and color are investigated. Mercury abundances increase through the red regions of Color-Magnitude diagram. Contrary to Mercury abundances, Manganese abundances decrease through the red regions of Color-Magnitude diagram.

Secondly, fundamental parameters (mass, radius, luminosity, age, effective temperature and bolometric correction) of single HgMn stars are calculated by using models to research a relation between diffusion mechanism and fundamental parameters. The change of element abundances with stellar mass, age and temperature is investigated. It's seen that Mercury abundances tend to increase with time. This result is in good agreement with diffusion theory. Also, Mercury abundances tend to decrease with increasing stellar mass and temperature. No exact correlation is confirmed between Mn abundance and fundamental parameters of HgMn stars.

By comparing theoretical B-V values with observational B-V values, it's found that HgMn stars have different (B-V)- $T_e$  relation from that of the models (normal stars). HgMn stars seem to be redder than the models (normal stars) which have the same effective temperature.

**Keywords:** Chemically peculiar stars, HgMn stars, diffusion, element abundances.

## **TEŐEKKÖR**

Bu alıŐma sűrecinde bilgi ve gűrűŐlerinden yararlandıĐım Tez DanıŐmanım Prof. Dr. Mutlu YILDIZ'a ve yűksek lisans űĐrenimim boyunca maddi destek veren Tűrkiye Bilimsel ve Teknolojik AraŐtırma Kurumu'na (Proje No:104T138) teŐekkűr ederim.

**İÇİNDEKİLER**

	<u>Sayfa</u>
ÖZET.....	V
ABSTRACT.....	VII
TEŞEKKÜR.....	IX
1. GİRİŞ.....	1
2. KİMYASAL AÇIDAN TUHAF YILDIZLAR.....	4
2.1 Genel Özellikler .....	5
2.2 Yayılma Kuramı.....	9
3. CİVA-MANGAN (HgMn) YILDIZLARI.....	14
3.1 HgMn Yıldızlarının Gözlemsel Özellikleri.....	14
3.2 Yayılma İşleminin Salt Parlaklık ve B-V'ye Bağlılığı .....	23
3.2.1 Civa bolluğunun (B-V) rengine bağlılığı.....	25
3.2.2 Civa bolluğunun salt parlaklığa bağlılığı.....	29
3.2.3 Mangan bolluğunun (B-V) rengine bağlılığı.....	30

## XII

### İÇİNDEKİLER (devam)

#### Sayfa

3.2.4 Mangan bolluğunun salt parlaklığa bağlılığı.....	32
4. HgMn YILDIZLARININ EVRİM DURUMLARI VE YAYILMA İŞLEMİ.....	35
4.1 Kimyasal Tuhaf Yıldızlarının Evrim Durumları.....	35
4.2 HgMn Yıldızlarının Evrim Durumları.....	36
4.3 Civa ve Mangan Bolluklarının Zamana Bağlılığı.....	37
5. HgMn YILDIZLARININ TEMEL ÖZELLİKLERİ.....	39
5.1 Yayılma İşleminin Kütle, Yaş ve Sıcaklığa Bağlılığı.....	42
5.2. HgMn Yıldızlarının Renkleri.....	48
6. SONUÇLAR.....	51
YARARLANILAN KAYNAKLAR.....	55
ÖZGEÇMİŞ.....	63

## XIII

### ŞEKİLLER DİZİNİ

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
3.1 HgMn yıldızlarının Renk-Parlaklık Diyagramı.....	24
3.2 HgMn yıldızları için B-V'ye karşı Civa bollukları.....	27
3.3 HgMn yıldızlarının salt parlaklıklarına karşı Civa bollukları.....	29
3.4 Mangan bolluğu saptanmış olan HgMn yıldızlarının renk-parlaklık diyagramı.....	31
3.5 HgMn yıldızlarının B-V'sine karşılık Mangan bollukları.....	32
3.6 Salt parlaklığa karşı Mangan bollukları.....	33
4.1 Schaller'in $z=0.02$ için elde ettiği evrim yolları ve HgMn yıldızları.....	37
4.2 HgMn yıldızları ve $t=224$ my izokronu.....	38
5.1 B-V'den bulunan kütlelere karşı Civa bollukları.....	42
5.2 Sıcaklıktan bulunan kütlelere karşı Civa bollukları.....	43
5.3 B-V'den bulunan yaşlara karşı Civa bollukları.....	44

**ŞEKİLLER DİZİNİ (Devam)**

<u>Şekil</u>	<u>Sayfa</u>
5.4 Etkin sıcaklıktan bulunan yaşlara karşı Civa bollukları....	45
5.5 Modellerden hesaplanan etkin sıcaklıklara karşı Civa bollukları.....	46
5.6 Farklı çalışmalarda tayf gözlemlerinden elde edilmiş olan etkin sıcaklıklara karşı Civa bollukları.....	47
5.7 HgMn yıldızlarının modelden hesaplanan ve gözlemlerden elde edilen B-V renklerinin karşılaştırılması.....	48

**ÇİZELGELER DİZİNİ**

<u>Çizelge</u>	<u>Sayfa</u>
2.1 Kimyasal açıdan tuhaf yıldızlar için Preston'un yaptığı sınıflandırma.....	7
3.1 HgMn yıldızlarının farklı çalışmalarda gözlemsel yollardan elde edilmiş olan özellikleri.....	18
3.2 Çift çizgili tayfsal çift sistem olduğu bilinen HgMn yıldızlarının literatürde bulunan ışık oranları ve bileşenlerin ayrıştırılmış parlaklıkları.....	26
3.3 HgMn yıldızlarında farklı salt parlaklık aralıklarında Civa bolluğunun (B-V)' ye bağlılığı.....	28
3.4 HgMn yıldızlarında farklı B-V aralıklarında Civa bolluğunun salt parlaklığa bağlılığı.....	30
3.5 HgMn yıldızlarında farklı salt parlaklık aralıklarında Mangan bolluğunun B-V'ye bağlılığı.....	34
3.6 HgMn yıldızlarında farklı B-V aralıklarında Mangan bolluğunun salt parlaklığa bağlılığı.....	34
5.1 HgMn yıldızlarının salt parlaklık ve B-V değerlerinden hesaplanan temel özellikleri.....	40

**ÇİZELGELER DİZİNİ (Devam)**

Çizelge

Sayfa

5.2 HgMn yıldızlarının salt parlaklık ve tayf çalışmalarından elde edilen etkin sıcaklık değerlerinden hesaplanan temel özellikleri.....	41
--	----

## 1. GİRİŞ

Günümüzden yaklaşık olarak iki yüzyıl öncesine kadar Güneş'i ve diğer yıldızları oluşturan maddeye ilişkin hiçbir bilgimiz yoktu. Güneş'in hangi elementlerden oluştuğuna dair ilk çalışmalar 18. yüzyılın başlarında ünlü fizikçi Fraunhofer'ın yapmış olduğu tayfsal gözlemlerdir. 1857 yılında Kirchhoff ve Bunsen'in, günümüzde Kirchhoff yasaları olarak bilinen, maddenin ışınlama etkileşimine dair deneysel yollarla elde ettikleri üç yasanın bulunmasının ardından Güneş'te bulunan elementlere dair ilk bilgiler türetildi.

Bugün biliyoruz ki, yıldızlar çok büyük oranda Hidrojen'den oluşmaktadır. Hidrojen'den sonra en bol bulunan element ise Helyum'dur. Kimyasal içeriğini en iyi bildiğimiz yıldız olan Güneş'in atmosferinin yaklaşık olarak %74'ü Hidrojen, %25'i Helyum'dan oluşmaktadır. Geri kalan yaklaşık %2'lik kısmını ise başta Oksijen (O), Karbon (C), Azot (N), Silisyum (Si) olmak üzere ağır elementler oluşturur. Diğer yıldızların kimyasal içeriği ise çoğunlukla Güneş'inki ile benzer kabul edilir.

Yıldızların kimyasal içeriğine ilişkin doğrudan bilgi üretmenin yegane yolu tayfsal gözlemlerdir. Yıldız tayfları sürekli bir zemin üzerinde pek çok karanlık çizgiler (ya da bantlar) ile bazen parlak çizgilerden oluşur. Bu çizgiler bize yıldızda bulunan elementler ve bunların miktarına ilişkin bilgiler sunar. Gözlenen tayf çizgilerinin, elementlerin laboratuvarında elde edilmiş çizgileri ile karşılaştırılması yoluyla hangi çizginin hangi elemente ait olduğunu tespit etmek mümkündür. Ancak yıldızlarda element bolluklarını belirlemenin

oldukça zor bir süreç olduğunu da belirtmek gerekir. Günümüzde birçok yıldızın yüksek çözünürlüklü tayfları elde edilebilmekte, böylelikle element bolluklarına ilişkin bilgilerimiz gün geçtikçe hem nicelik hem de nitelik olarak artmaktadır.

Yıldızlar, tayflarında görülen elementlere ve bunların çizgi yeğliliklerine göre alt sınıflara ayrılırlar ve her tayf türünün kendine özgü birtakım özellikleri vardır. Ancak, bazı yıldızların tayflarında aynı tayf türünden yıldızların tayflarına göre elementten elemente farklılaşmalar gözlenmektedir. Bunlar A ve B-tipi yıldızlar olup tayflarında bazı elementlerin çizgileri *normal* A ve B yıldızlarında gözlenenlere göre çok daha şiddetlidir. Bu yıldızlar *Kimyasal Açından Tuhaf Yıldızlar* olarak adlandırılırlar. Kimyasal tuhaf yıldızların tayflarındaki şiddetli çizgilerin, elementlerin yıldız yüzeyinde birikmiş olmasından kaynaklandığı düşünülmektedir ve Michaud (1970) tarafından geliştirilen yayılma (difüzyon) kuramı bu durumu açıklayabilen biricik kuramdır.

1970'li yıllardan bugüne kadar kimyasal tuhaf yıldızlarda yayılma işlemine ilişkin birçok kuramsal çalışma yapılmıştır. Bu çalışmalarda farklı elementlerin difüzyon hesapları yapılmış, tuhaf yıldızlarda gözlenen bolluk tuhafıklarının yayılma işlemi ile oluşturulup oluşturulamayacağı tartışılmış ve bu tuhafıkların gözlenebilmesi için gerekli zaman ölçekleri hesaplanmıştır. Bu çalışmalara Michaud (1970), Michaud ve ark. (1974), Alecian (1986), Babel (1993), Seaton (1999), Turcotte (2003), Alecian ve Stift (2006) örnek verilebilir.

Literatürde kuramsal çalışmaların yanı sıra tuhaf yıldızların tayf analizinden element bolluklarının saptandığı birçok gözlemsel çalışma da yer almaktadır. Drake ve ark. (2005), Dolk ve ark. (2003), Dworetzky (2004), Woolf ve Lambert (1999), Adelman (1990, 1996) ve Ryabchikova (1998) bunlardan birkaçıdır. Bu tezde kullanılan gözlemsel veriler büyük oranda bu kaynaklardan alınmıştır.

Tuhaf yıldızlara ilişkin pek çok gözlemsel verinin bulunması bize yayılma kuramını test etme ve kuramsal hesaplamalara ilişkin birtakım kıstaslar koyma olanağı verir. Buradan yola çıkılarak bu çalışmada kimyasal tuhaf yıldızların bir alt sınıfı olan Civa-Mangan (HgMn) yıldızları ele alınmış ve bu yıldızlarda yayılma işleminin yıldızların fiziksel parametrelerine bağlılığını incelemek amaçlanmıştır. Çalışmanın ilk aşamasında gözlemsel verilerden yola çıkılarak birtakım ilişkiler türetmek hedeflenirken, ikinci aşamasında gözlemsel veriler ile modellerden elde edilen özellikler arasında bir ilişki olup olmadığı araştırılmıştır. Bu bağlamda yayılma işleminin zamana bağlılığını araştırmak, tuhaf yıldızlarda element bolluklarından yıldızın yaşına ilişkin bilgi türetmek açısından büyük önem taşır. İkinci bölümde kimyasal tuhaf yıldızlar ve yayılma işlemi ile ilgili olarak gerekli görülen bilgilerin verilmesinin ardından, üçüncü bölümde HgMn yıldızlarının farklı çalışmalarda elde edilmiş olan gözlemsel özellikleri (parlaklık, Civa ve Mangan bollukları, sıcaklık vd.) derlenmiş ve ilk olarak element bolluklarının salt parlaklık ve renk ile değişimi incelenmiştir. Dördüncü bölümde Schaller'in (1992) yıldız modelleri kullanılarak HgMn yıldızlarının evrim durumları ve bollukların zamana bağlılığı incelenmiştir. Beşinci bölümde HgMn yıldızlarının gözlemsel

zelliklerinden Yıldız (2007) tarafından elde edilen modeller aracılığıyla kütle, yaş, sıcaklık gibi temel özellikleri hesaplanmış ve yayılma işleminin bu özelliklere bağlı olup olmadığı araştırılmıştır. Gözlemsel verilerle kuramsal sonuçlar karşılaştırılırken yıldızların *i*) B-V rengi, *ii*) etkin sıcaklığı dikkate alınmıştır. Ayrıca HgMn yıldızlarının normal yıldızlardan farklı (B-V)- $T_e$  ilişkisine sahip oldukları bulunmuştur. Son olarak altıncı bölümde, elde edilen sonuçlar özetlenmiştir.

## 2. KİMYASAL AÇIDAN TUHAF YILDIZLAR

### 2.1. Genel Özellikler

Erken tayf türünden yıldızların bazılarının tayflarına bakıldığında aynı tayf türünden yıldızların tayflarına göre birtakım farklılıklar gösterdiği bilinmektedir. Bunlar A ve B-tipi yıldızlar olup tayflarında kimi elementlerin çizgileri aynı tayf türünden normal yıldızlarda gözlenenlere göre çok şiddetlidir. Bazı ağır elementler ve nadir toprak elementlerinin (Sr, Eu, Cr, Y) beklenenden çok daha şiddetli çizgilerini veren bu yıldızlar, kimyasal açıdan tuhaf yıldızlar ya da kısaca CP (*chemically peculiar*) yıldızları olarak adlandırılır (Preston, 1974).

Çizgi yeğliliklerinin yüksek olması ile ilgili olarak yapılabilecek ilk yorum, yüksek yeğliliklerin bu elementlerin bu yıldızlarda bol bulunmasından kaynaklandığı şeklinde olacaktır. Ancak çizgi yeğliliklerindeki fazlalıklardan yıldızın element bolluğunu sorumlu tutmak, bu yıldızlarda söz konusu elementlerin normal bir yıldızdakinden 10 000 – 100 000 kat daha fazla olmasını beklemek anlamına gelir ki, bu da pek olası bir durum gibi görünmemektedir. Bu durumda tayf çizgilerindeki tuhafılıkların, şiddetli çizgi veren elementlerin büyük olasılıkla yıldız yüzeyinde bazı bölgelerde birikmiş olmalarından kaynaklandığı düşünülmektedir (Michaud, 1970). Yayılma (difüzyon) kuramı tuhaf yıldızların yüzeyindeki homojen olmayan element dağılımını oldukça iyi açıklamaktadır.

Ayrıca küme üyesi olan tuhaf yıldızların da gözlenmiş olması bu yıldızlarda farklı evrimsel süreçlerin işlediğinin bir göstergesidir (Bkz. Preston, 1974; Young ve Martin, 1973; Hubrig ve Schwan, 1991).

Çünkü tuhaf yıldızların yüzeylerindeki kimyasal içerik kümenin diğer üyelerinden farklılıklar göstermektedir. Oysa küme yıldızları aynı anda ve aynı ham maddeden oluştuklarından, aynı veya çok benzer kimyasal içeriğe sahip olmaları beklenir. O halde tuhaf yıldızlarda beliren bu farklılıklar büyük olasılıkla bir takım fiziksel süreçlerle sonradan oluşmaktadır.

Keşfedilen ilk kimyasal tuhaf yıldız A tayf türünden bir tek yıldız olan  $\alpha^2 CVn$ 'dir. Antonio Mauri 1897'de bu yıldızın tayfında daha önce hiçbir A yıldızınının tayfında görülmemiş türden tuhaf çizgiler gözlemledi (Wolff, 1983; Pöhl ve ark, 2003). Bu yıldızın tayfında bir kez iyonlaşmış Silisyum (Si II) çizgileri çok şiddetli, Potasyum (K) çizgileri ise çok zayıftı. Bundan sonra acayip tayflı başka A yıldızları da keşfedilince bu tip yıldızlar  $\alpha^2 CVn$  türü yıldızlar ya da Ap (*A-peculiar, tuhaf A*) yıldızları olarak adlandırılmaya başlandı. 1913 yılında Belopolski  $\alpha^2 CVn$ 'nin tayf çizgilerinin şiddetinin zamanla değişim gösterdiğini, hatta kimilerinin bazen görünüp bazen kaybolduğunu gözlemledi. Sonraki gözlemler şiddetleri değişim gösteren çizgilerin Krom (Cr), Stronsiyum (Sr), Öropyum (Eu) gibi nadir toprak elementlerine ait olduğunu ortaya koydu. Daha sonra bu tür anomalilerin yalnızca A tayf türünden değil, bazı B tayf türünden yıldızlarda da görüldüğü ortaya çıkmıştır. Bunların yanında demir grubu elementlerin şiddetli çizgilerini içeren başka bir tuhaf yıldız grubu daha keşfedildi ve bunlar Am/Fm (metalik A/F) yıldızları olarak sınıflandırıldı (Wolff, 1983; Romanyuk, 2007).

**Tablo 2.1.** Kimyasal açıdan tuhaf yıldızların etkin sıcaklıkları, tayf türleri ve manyetik yapıları gözönünde bulundurularak Preston (1974) tarafından yapılan sınıflandırma. Tablo Kurtz ve Martinez'in (2000) ortaya koyduğu bazı küçük değişiklikler dikkate alınarak Romanyuk (2007) tarafından güncellenmiştir.

<b>Etkin sıcaklık (K)</b>	<b>Manyetik yıldızlar</b>	<b>Manyetik olmayan yıldızlar</b>
7 000 - 10 000	Ap SrCrEu A3-F0	Am, $\lambda$ Boo A0-A1
10 000 - 14 000	Ap Si B8-A2	Ap HgMn B6-B9
13 000 - 18 000	Helyumca fakir Si, SrTi B3-B7	Helyumca fakir PGa B4-B5
18 000 - 22 000	Helyumca zengin B1-B2	

1970'li yıllarda bu yıldızlarda görülen tayfsal tuhaflikların nedeni açıklığa kavuşmaya başladı. Tuhaflık yıldızların tayflarında görülen şiddetli çizgiler, bu yıldızların yüzeylerinde birtakım fiziksel süreçler sonucu kimyasal tuhafliklar oluşmasından kaynaklanıyordu (Michaud, 1970). Buradan yola çıkarak Preston (1974) bu yıldızları CP yıldızları (Chemically Peculiar- Kimyasal açıdan tuhaf) olarak adlandırdı ve tayfında tuhafliklar gösteren tüm yıldızları bu isim altında topladı (Romanyuk, 2007).

Günümüze kadar kimyasal açıdan tuhaf yıldızlara ilişkin birçok sınıflandırma yapılmıştır. Genel olarak bakıldığında kimyasal tuhaf yıldızlar manyetik yapılarına ve tayfta şiddetli çizgi veren elementlere göre alt sınıflara ayrılırlar. Bu sınıflar çoğunlukla şiddetli çizgi veren elementin adını alırlar. Si, SrCrEu, HgMn yıldızları gibi. Bununla birlikte

her grubun belirli etkin sıcaklık aralıklarında yer aldığı görülür. Tuhaf yıldızların etkin sıcaklık ve manyetik alan durumları göz önünde tutularak Preston (1974) tarafından yapılan sınıflandırma Kurtz ve Martinez'in (2000) yaptığı bazı küçük değişiklikler de dikkate alınarak Tablo 2.1'de gösterilmektedir (Romanyuk, 2007).

Bununla birlikte kimyasal tuhaf yıldızlar için Preston'un (1974) yapmış olduğu bir diğer adlandırma da yaygın biçimde kullanılmaktadır:

- **CP1:** Am yıldızları (Metal çizgili yıldızlar)
- **CP2:** Manyetik Ap ve Bp yıldızları
- **CP3:** HgMn yıldızları
- **CP4:** Helyumca fakir B yıldızları

Tuhaf yıldızların bazı alt sınıflarında manyetik alan şiddetleri oldukça yüksektir. A ve B tayf türünden normal yıldızlarda manyetik alan şiddetleri 150 Gauss'u geçmezken, Ap/Bp yıldızlarında 1000-10000 Gauss arasında değişir (Landstreet, 1982). Yer ve Güneş yüzeyindeki manyetik alan 1 Gauss ve güneş lekelerinde ise 1000 Gauss mertebesindedir. Bu değerlerle karşılaştırıldığında Ap/Bp yıldızlarının ne denli kuvvetli manyetik alanlara sahip olduğu anlaşılabilir. Bunlarla birlikte ölçülebilir manyetik alanlara sahip olmayan tuhaf yıldızlar da vardır (örn. Am, HgMn yıldızları).

A ve B türü yıldızlar arasında kimyasal açıdan tuhafliklar gösteren yıldız oranı epeyce fazladır. Tuhaf yıldız oranı tayf türlerine göre değişmekle birlikte genel olarak bakıldığında erken tip yıldızların %25'nin CP yıldızı olduğu görülmektedir (Smith, 1996). Bu oran A6 tayf türünde %50'yi aşmış maksimum değerine ulaşmaktadır. Tuhaf yıldızların

derlendiği en genel katalog Renson ve ark.'ın 1991'de oluşturdukları “Ap/Bp ve Am/Fm Yıldızları Kataloğu” dur. Bu katalogda yaklaşık 6700 yıldız ve bu yıldızların bazı gözlemsel özellikleri bulunmaktadır.

## 2.2. Yayılma Kuramı

Tuhaf yıldızlarda bazı elementler yıldız yüzeyinde homojen olmayan bir dağılım gösterirler. Yukarıda belirttiğimiz gibi, bu homojen olmayan yapıyı en iyi yayılma kuramı açıklar. Yıldızlarda yayılma işlemi genel olarak, (i) homojenleşme, (ii) sıcaklık gradyenti, (iii) basınç gradyenti ve (iv) ışınımsal sürüklenme olmak üzere dört olguya dayanır. Bunlardan ilki, günlük hayatımızda da karşılaştığımız bir olgudur. Bir odanın bir köşesine parfüm sıktığımızı düşünelim. Parfüm odanın diğer bölgelerine de yayılacak ve bir süre sonra odanın içindeki dağılımı homojen hale gelecektir. Köşeye sıkılmış olan parfümün kokusu odanın her yerinden alınabilecektir. Bu olay homojenleşmenin sık rastlanan örneğidir.

İkinci olarak, sıcaklık gradyentinin yayılmayı nasıl etkilediğini görebilmek için ortamın sıcaklığı ile ortamda bulunan parçacıkların hızları arasındaki ilişkiye bakmak gerekir. Bir ortamda parçacık başına düşen ısısal kinetik enerjiyi ortamın sıcaklığı belirler. Her bir parçacığın sahip olduğu kinetik enerji için,

$$\frac{3}{2}kT = \frac{1}{2}m_iV_i^2 \quad (1)$$

eşitliğini yazabiliriz. Burada  $k$  Boltzman sabiti,  $T$  sistemin sıcaklığı,  $m_i$  parçacığın kütlesi,  $V_i$  parçacığın hızıdır. Buradan da görüleceği üzere,  $T$

sıcaklığındaki sistem içinde bulunan farklı kütlelere sahip parçacıkların hızları da farklı olur. Büyük kütleli parçacıkların hızları küçük kütleli parçacıklarınkinden daha düşüktür. Kütleleri küçük olanın hareket kabiliyeti daha fazla olacaktır. Başka bir deyişle, atom ağırlığı az olan parçacıklar buldukları yeri daha çabuk terk etme özelliğine sahiptir.

Basınç gradyentini burada ele alacağımız haliyle, basıncın yükseklikle değişimi olarak tanımlayabiliriz. Basınç gradyentinin yayılma üzerindeki rolünü açıklayabilmek için, ağır ve hafif parçacıklardan oluşmuş iki farklı atmosfer hayal edelim ve bunlarda basıncın yükseklikle nasıl değiştiğine bakalım. Molekül ağırlığı büyük olan parçacıklardan oluşmuş atmosferde basınç gradyenti, hafif parçacıklardan oluşmuş atmosferin basınç gradyentine göre daha keskin olur. Yani ağır parçacıklardan oluşmuş atmosferde basıncın yükseklikle değişimi hızlıdır, hafif parçacıklardan oluşan atmosferde ise basınç yükseklikle daha yavaş değişir. Yıldız atmosferlerinde ağır ve hafif parçacıklar bir arada bulunurlar. Bu durumda molekül ağırlığı büyük olan elementler merkeze doğru gömülme eğilimi gösterirken, molekül ağırlığı küçük olan elementler yıldızın daha üst katmanlarına doğru ilerleyebilirler (Böhm-Vitense, 1989; Yıldız, 2007a). Ancak tuhaf yıldızlarda bunun tam tersi bir durum söz konusudur. Bu tip yıldızların yüzeylerinde bazı ağır elementlerin birikmiş olduğu gözlenmektedir. Bu durumda ağır elementlerin merkeze doğru gömülmesine engel olacak zıt bir etkiden bahsetmek gerekir ki bu da ışınımsal sürüklenmedir.

Işınımsal sürüklenme, fotonların atoma çarpa çarpa onu yüzeye doğru sürüklemesi olarak tanımlanabilir. Yıldızlarda net enerji akışı merkezden yüzeye doğrudur. Erken tip yıldızlarda merkezde üretilen

enerji yüzeye ışınım yoluyla taşınır. Fotonlar merkezde üretilen enerjiyi yüzeye doğru taşırken parçacıklarla etkileşime girerler ve onlara momentum aktarırlar. Etkileşim soğurma ve yeniden salma şeklindedir. Parçacıklar (atomlar ya da iyonlar) her soğurma işleminde yüzeye doğru momentum kazanır. Salma işleminde ise foton gelişigüzel bir doğrultuda salınacağından parçacığın toplam momentumuna net bir etkisi olmaz. Böylelikle parçacıklar foton soğurup saldıça yüzeye doğru sürüklenir. Sürüklenme işlemi sırasında farklı elementler farklı şiddette itilirler. Burada itmenin şiddeti foton soğurup salma sıklığına bağlıdır. En fazla foton soğuran ve yeniden salan element, en büyük itmeye maruz kalır. Bunu da elementin atom ağırlığı ve elektron dizilimi belirler. Elektron sayısı fazla olan elemente daha çok foton çarpar. Bazı ağır elementler bu şekilde yıldızın yüzeyine sürüklenir (Böhm-Vitense, 1989; Yıldız, 2007a).

Yukarıda birbirine zıt etki eden iki mekanizmadan sözedildi: Çekimsel gömülme ve ışınımsal sürüklenme. Bir elementin merkeze mi yoksa yüzeye doğru mu yöneleceğini bu iki kuvvet arasındaki yarış belirler. Tuhaf yıldızlarda bazı ağır elementler için çekim kuvveti radyatif kuvvete yenik düşer, bu elementler ışınım yoluyla yıldız yüzeyine taşınır ve bazı bölgelerde birikir. Dolayısıyla tuhaf yıldızlarda bazı elementlerin normal yıldızlara oranla daha bolmuş gibi gözlenmesinin sebebi, bu elementlerin bu yıldızlarda gerçekten de daha fazla bulunması değil, yıldız yüzeyine taşınmış ve burada birikmiş olmalarıdır (Michaud, 1970).

Belirtmemiz gerekir ki; elementlerin ayrışması ancak yıldızda karıştırma işleminin etkilerinin yayılma işleminin yanında zayıf kaldığı

durumda gerçekleşir. Hızlı dönen yıldızlarda Eddington çevrimi, yıldızın iç ve dış katmanları birbirine karıştırır. Bu da hızlı dönen yıldızlarda yayılma mekanizmasının etkin olamayacağı anlamına gelir. Ancak tuhaf yıldızlar, kendi tayf türünden normal yıldızlara göre oldukça düşük dönme hızlarına sahiptir. Ayrıca A/B tayf türünden yıldızlarda konvektif katman oldukça ince olduğundan konveksiyonun yayılmayı engelleyici bir rol oynaması beklenmez. Michaud'ya (1970) göre yıldız atmosferi yeterince “sakin” ise yayılma işlemi gözlenen tuhafliklara yol açabilmektedir. Düşük dönme hızları ve derin olmayan konvektif katmanları nedeni ile tuhaf yıldızlarda yayılma mekanizmasının rahat çalışabileceği düşünülmektedir.

Tuhaf yıldızlarda yayılma işlemi sonucunda ne tür tuhaflikların görülebileceğine ilişkin 1970'li yıllardan bugüne pek çok kuramsal hesaplamalar yapılmıştır. Bu hesaplamalar temelde süreklilik denklemini çözmeye dayanır. Düzlem-paralel durumda,  $x$  yıldız merkezinden olan uzaklık olmak üzere süreklilik denklemi şöyle yazılır:

$$\frac{\partial N}{\partial t} + \frac{\partial}{\partial x} [N(V_D + V_w)] = 0 \quad (2)$$

Burada  $N$  parçacıkların sayısal yoğunluğu,  $V_D$  difüzyon hızı,  $V_w$  kütle kaybı hızını (örn. yıldız rüzgarının hızı) göstermektedir (Alecian, 1986). Yayılma süreci esas olarak zamana bağlı bir süreçtir. Tuhaf yıldızlarda zamana bağlı yayılma işlemi, bu yıldızlarda ne tür element ayrışmalarının oluşabileceği ve bunun sonucunda hangi zamanda hangi tuhaflikların gözlenebileceğini belirler. Başka bir deyişle, bir yıldızın yüzeyinde belli bir  $t$  anında gözlenen bolluk anomalileri, yayılma işleminin verilen  $t$

zamanı içinde ürettiği element ayrışmasının bir sonucudur. Bu ayrışma sürecini hesaplamak, süreklilik denklemini çözmeyi gerektirir. Bu denklemin çözümü için farklı çalışmalarda farklı yöntemler geliştirilmiştir. Burada birkaç kuramsal hesaplama değinebiliriz: Michaud ve ark. (1974) Civa bolluğundaki fazlalıkları ışınımsal sürüklenme yoluyla açıklayabilen bir model oluşturmuştur. Alecian (1986) zamana bağlı yayılma için bir yöntem geliştirip örnek olarak Mangan bollukları için hesap yapmıştır. Babel (1993) yıldızda kütle kaybının etkisini de hesaba katarak kuramsal hesaplamalar yapıp bunları gözlemlerle karşılaştırmıştır. Bu alanda en güncel çalışmalardan biri ise Alecian ve ark.'ın (2006) 28 element için yapmış olduğu difüzyon hızı hesaplamalarıdır.

### 3. CİVA-MANGAN (HgMn) YILDIZLARI

#### 3.1. HgMn Yıldızlarının Gözlemsel Özellikleri

HgMn yıldızları B-türü tuhaf yıldızlar içinde en çok çalışılmış sınıftır. Bu yıldızlar etkin sıcaklıkları yaklaşık olarak 10 000 ile 15 000 K arasında değişen, manyetik alanları çoğunlukla ölçülemeyecek kadar zayıf olan ya da hiç olmayan B-tipi tuhaf yıldızlardır (Preston, 1974; Shorlin ve ark., 2002).

HgMn yıldızlarını Morgan (1933) A-tipi tuhaf yıldızların tayfsal sınıflaması üzerine yaptığı çalışma esnasında keşfetmiştir. Çalışmasında bu tip yıldızlarda gözlenen şiddetli Mangan (Mn II) çizgilerine dikkat çekmiştir. HgMn yıldızlarının en belirgin özelliği olan  $\lambda$  3984 Å'da gözlenen şiddetli Civa (Hg II) çizgisini ise ilk kez Bidelman 1962'de tespit etmiştir. Bugün biliyoruzki, HgMn yıldızları tayflarında Mn I ve Mn II ile Hg II'nin çok şiddetli çizgilerini veren tuhaf yıldızlardır. Bu yıldızlarda elde edilen Civa bolluğu Güneş'te gözlenenenden 400 000 kat, Mangan bolluğu ise 600 kat daha fazladır (Woolf ve Lambert, 1999). Burada HgMn yıldızlarının yalnızca adını aldıkları elementlerin değil, bunların yanında başka elementlerde de bolluk anomalileri gösterdiğini belirtmemiz gerekir. Bu durum tuhaf yıldızların tüm alt sınıfları için geçerlidir. HgMn yıldızları'nda Civa ve Mangan'ın yanı sıra Platin (Pt), Stronsiyum (Sr) ve Gallium (Ga) bolluklarında da fazlalık gözlenmektedir. Ayrıca Helyum (He), Alüminyum (Al), Azot (N) ve Kobalt (Co) bolluğu normal yıldızlarda gözlenen bolluklara göre daha azdır (Woolf ve Lambert, 1999; Jomaron, 1999).

HgMn yıldızlarının B tipi yıldızlardaki oranı oldukça fazladır. Manyetik olmayan B yıldızlarının %16'sı, yavaş dönen yıldızların da %70'i HgMn yıldızıdır (Wolff ve Preston, 1978). Bununla birlikte yüksek dönme hızlarına doğru gidildikçe HgMn özelliği gösteren yıldızların sayısında da azalma görülmektedir: 5 km/s'den daha yavaş dönen HgMn yıldızlarının sayısının normal yıldız sayısına oranı %70 iken, 100 km/s'lik dönme hızlarında bu oran sıfıra düşüyor.

Dönme hızı ile kimyasal tuhaflık arasındaki ilişki birçok çalışmada ele alınan bir konu olmuştur. Smith (1996) yavaş dönen A-yıldızlarının neredeyse tamamının kimyasal bakımdan tuhaf olduğunu söylemektedir. Bu durum yavaş dönmenin erken tip yıldızlarda kimyasal tuhaflığın oluşabilmesi için yeterli bir koşul olup olmadığı sorusunu akla getirir. B-yıldızlarında ise durum biraz daha farklıdır. 100 km/s'den daha hızlı dönen HgMn yıldızı yoktur ancak, dönme hızı 40 km/s'den küçük olup da HgMn özelliği göstermeyen B yıldızlarının da var olduğu bilinmektedir. O halde, yavaş dönmenin kimyasal tuhaflıkların oluşumunda gerekli bir koşul olduğu ancak, tek başına yeterli olmadığı sonucuna varmak mümkündür (Wolff ve Preston, 1978).

HgMn yıldızları manyetik yapı göstermeyen tuhaf yıldızlar olarak sınıflandırılmaktadır. Bu yıldızların manyetik alan durumları ile ilgili olarak yapılan ilk çalışmalarda bu yıldızlarda çok zayıf ama ölçülebilir manyetik alanlar olduğu öne sürülmüştür (Babcock, 1958). Daha sonraki çalışmalar bu tip yıldızlarda manyetik alan varsa bile birkaç 100 Gauss'tan daha az şiddette olduğu sonucuna varılmıştır (Borra and Landstreet, 1980; Landstreet, 1980; Borra ve ark., 1982;). Yakın zamanlarda HgMn yıldızlarında manyetik alan problemi Mathys ve

Hubrig'in (1995) tayfsal çift olan 74 Aqu'da 3.6 kG'luk manyetik alan ölçmesiyle yeniden gündeme gelmiştir (Smith, 1996). Son olarak, B, A ve F türü normal ve tuhaf yıldızların yüksek duyarlıklı manyetik alan ölçümlerini yapan Shorlin ve ark.'nın (2002) ele almış olduğu 10 HgMn yıldızında ölçülebilir şiddette manyetik alanların bulunmadığı sonucunu elde etmiştir.

Son yıllarda birçok HgMn yıldızının tayf analizi yapılmış ve element bollukları saptanmıştır. Smith (1997) ile Wolff and Lambert (1999a) çok sayıda HgMn yıldızının Civa bolluklarını belirlemiştir. Çalışmalarında özellikle Hg II  $\lambda$  3984 çizgisi üzerine yoğunlaşmışlardır. Bunun yanında bazı yıldızlar için Hg I  $\lambda$  4358 çizgisine de bakılmıştır. Ayrıca Profitt ve ark. (1999) ile Wahlgren ve ark. (1995) Hg III çizgilerini de içeren yüksek çözünürlüklü tayf analizleri yapmıştır. Çok sayıda HgMn yıldızının bolluk analizinin yapıldığı en güncel çalışma ise Dolk et al.'a (2003) aittir. Bu çalışmada Hg I  $\lambda$  4358 ile Hg II  $\lambda$  3984 ve  $\lambda$  6149 çizgilerine bakılmıştır. Ayrıca Jomaron (1999) 24 yıldızın Mangan bolluğunu tespit etmiştir. Bunlarla birlikte Ryabchikova ve ark. (1996, 1999), Adelman ve ark. (1990, 1996, 1998, 2006), Zverko (1997);  $\alpha$  And, 112 Her,  $\chi$  Lupi, 33 Gem, 53 Tau,  $\nu$  Her, 46 Dra ve AR Aur gibi iyi bilinen HgMn yıldızlarının tek tek ele alınıp bolluk analizlerinin yapıldığı çalışmalardan birkaçıdır.

Bu çalışmada Smith (1997), Adelman (1996), Ryabchikova (1998, 1999), Wolff ve Lambert (1999), Jomaron ve ark. (1999) ve Dolk'un (2003) Hg II  $\lambda$  3984A çizgisinden elde etmiş oldukları Civa bollukları ile Adelman (1996) ve Jomaron'un (1999) MnI ve MnII çizgilerinden elde

etmiş oldukları Mangan bolluklarının ortalamaları ele alınmıştır. Tablo 3.1’de, çalışılan HgMn yıldızlarının Civa ve Mangan bollukları listelenmektedir. Element bollukları,

$$\log\left(\frac{A_{el}}{A_H}\right) = \log(A_{el}) - 12 \quad (3)$$

şeklinde logaritmik ölçekte ve Hidrojen bolluğuna oranlanmış hali ile verilmiştir. Bunlarla birlikte 61 HgMn yıldızının Hipparcos’tan alınan bazı gözlemsel özellikleri (parlaklık, uzaklık, vb.) ile çeşitli tayf çalışmalarından elde edilmiş olan etkin sıcaklık ve  $\log g$  değerleri de Tablo 3.1’de sunulmaktadır.

HgMn yıldızlarının A-B tayf türünden yıldızlar arasında en yavaş dönen yıldızlar olduğu bilinmektedir (Wolff ve Preston, 1978). Bununla birlikte bu yıldızlarda mikrotürbülans değerleri normal yıldızlara göre çok düşüktür (Adelman, 1994). Bu özellikler HgMn yıldızlarının atmosferlerinin oldukça “sakin” olduğuna işaret etmektedir. Bu nedenle HgMn yıldızlarının yayılma kuramını test etmek için ideal birer laboratuvar olduğunu söylemek mümkündür (Smith, 1996). Buradan hareketle bu çalışmada HgMn yıldızlarında yayılma işleminin yıldızların salt parlaklık ve B-V rengine bağlılığı incelenmiş, daha sonra modeller aracılığıyla bu yıldızların temel özellikleri hesaplanarak, yayılma işleminin kütle, yaş ve sıcaklığa göre nasıl bir değişim gösterdiğine bakılmıştır.

**Tablo 3.1** HgMn yıldızlarının farklı çalışmalarda gözlemsel yollardan elde edilmiş olan teklik/çiftlik, parlaklık, renk, kızıllaşma, uzaklık, Civa ve Mangan bollukları, etkin sıcaklık ve çekim ivmesi gibi özellikleri. Element bollukları logaritmik ölçekte verilmiştir.

No	HD	HR	İsim	T/Ç	V	B-V	E(B-V)	$M_v$	Plx. (mas)	[Hg/H]	[Mn/H]	Te	log g	Kaynak
1	358 A	15	$\alpha$ And A	SB2	2.22	-0.038		-0.190	33.6	-6.03	-3.73	13800	3.75	1, 3, 4
2	1909 A	89	AV Scl A	SB2	6.64	-0.060		0.190	5.13	-5.00	-4.58	12400	4.00	1, 5, 6
3	7374	364	87 Psc	Ç	6.05	-0.082		0.121	6.52	-6.2	-4.7	13126	4.02	1, 5, 7
4	11753	558	$\phi$ Phe	Ç	5.20	-0.060		0.316	10.55	-7.05	-5.86	10612	3.79	1, 5, 7
5	16727	785	11 Per	T	5.76	-0.110		0.209	7.76	-6.94		14550	4.19	1, 8
6	27295	1339	53 Tau	SB?	5.58	-0.069	0.02	0.932	12.20		-4.7	12000	4.25	1, 7
7	27376 A	1347	41 Eri A	SB2	4.19	-0.108	0	0.500	18.27	-6.5	-5.2	12750	4.18	1, 5
8	27376 B	1347	41 Eri B	SB2	4.43	-0.108	0	0.740	18.27	-6.25	-5.7	12250	4.10	1, 5
9	29647	-		T	8.31	0.910	1.03	-1.333	5.64	-5.24	-4.09	12650		1, 9
10	32964 B	1657	66 Eri B	SB2	5.87	-0.059	0.01	1.170	11.65	-6.17		10900	4.25	1, 8
11	33647	1690		SB2	7.43	-0.072	0.06	-1.240	2.03					1
12	33904	1702	$\mu$ Lep	T	3.29	-0.110		-0.471	17.69	-6	-4.4	12750	3.77	1, 5, 7

No	HD	HR	İsim	S/B	V	B-V	E(B-V)	$M_v$	Plx. (mas)	[Hg/H]	[Mn/H]	Te	log g	Kaynak
13	34364 A	1728	AR Aur A	SB2	6.87	-0.060		1.110	7	-6.25	-5.08	10950	4.33	1, 10
14	35548 A	1800		SB2	6.93	-0.038		0.160	4.42	-5.35	-5.21	11088	3.79	1, 5, 7
15	49606	2519	33 Gem	T	5.87	-0.136	0.01	-1.430	3.52	-6.68	-4.38	14400	3.77	1, 7, 8
16	53244	2657	$\gamma$ Cma	T	4.11	-0.110		-1.345	8.11	-7.5		13600	3.40	1, 8
17	53929	2676		T	6.10	-0.129		-0.586	4.6	-7.89	-5.84	13900	3.77	1, 7, 8
18	58661	2844		Ç	5.78	-0.092		0.282	7.95	-5.25	-4.02	13450	3.80	1, 7, 8
19	63975	3059	$\zeta$ Cmi	T	5.12	-0.120	0.02	-0.481	7.76	-7.82		13500	3.36	1, 8
20	70235	3273		T	6.43	-0.079		-0.560	4	-6.42		12350	3.28	1, 8
21	71066	3302		T	5.63	-0.099		0.212	8.25	-6.35		12010	3.95	1, 5
22	72208 A	3361		SB2	7.53	-0.037		1.010	4.96	-6.89		10900	3.87	1, 8
23	75333	3500	14 Hya	T	5.30	-0.090	0.00	-0.339	7.45	-6.33	-4.44	12250	3.72	1, 8, 11
24	77350	3595	$\nu$ Cnc	SB1	5.53	-0.041		-0.202	7.14	-7.05	-6.05	10375	3.50	1, 5
25	78316 A	3623	$\kappa$ Cnc	SB2	5.32	-0.090	0.03	-0.840	6.74	-6.2	-4.38	13470	3.81	1, 5, 7

No	HD	HR	İsim	S/B	V	B-V	E(B-V)	$M_v$	Plx. (mas)	[Hg/H]	[Mn/H]	Te	log g	Kaynak
26	89822 A	4072		SB2	5.13	-0.052		0.310	10.84	-5.3	-5.76	10900	4.07	1, 5, 7
27	101189	4487		T	5.15	-0.040		0.353	10.98	-5.5		11020	3.92	1, 5
28	101391	4493		T	6.35	-0.092		0.312	6.2	-5.89		12500	4.02	1, 8
29	106625	4662	$\gamma$ Crv	SB	2.66	-0.107		-0.857	19.78	-7.42		12000	3.31	1, 8
30	110073	4817	l Cen	SB1	4.71	-0.082	0.03	-0.572	9.19	-6.96		12900	3.75	1, 8
31	124740 A	-		SB2	7.99	-0.018		1.420	4.86	-5.6		10350	4.00	1, 5
32	129174	5475	$\pi$ Boo	T	4.57	-0.002		-0.370	10.28	-5.28		13050	3.97	1, 8
33	141556 A	5883	$\chi$ Lup A	SB2	4.22	-0.045	0.03	0.130	15.86	-5.6	-6.29	10608	3.98	1, 5, 7
34	141556 B	5883	$\chi$ Lup B	SB2	5.67	-0.045	0.03	1.580	15.86			9200	4.20	1, 5
35	143807 A	5971	ı CrB	SB2	5.34	-0.050		0.180	9.29	-5.9	-5.21	11250	3.65	1, 5, 7
36	144206	5982	v Her	T	4.72	-0.094		-0.587	8.68	-5.6	-4.92	12013	3.73	1, 5, 7
37	144661	5998		T	6.32	-0.038	0.03	0.868	8.5	-5.92		15800	4.19	1, 8
38	145389 A	6023	$\phi$ Her	SB1	4.41	-0.045	0.01	0.070	14.27	-6.19	-5.09	11800	3.97	1, 7, 8

No	HD	HR	İsim	S/B	V	B-V	E(B-V)	$M_v$	Plx. (mas)	[Hg/H]	[Mn/H]	Te	log g	Kaynak
39	149121	6158	28 Her	T	5.63	-0.044		0.656	10.12	-6.65	-5.75	10908	3.83	1, 5, 7
40	158704 A	6520		SB2	6.17	-0.065		0.540	7.47	-5.8		13163	4.22	1, 5
41	159082	6532		SB1	6.50	-0.013		0.594	6.59	-6.41		11100	3.97	1, 8
42	165493	6759		SB1	6.21	-0.082		-0.780	4	-6		13890	3.90	1, 5
43	169027	-	38 Dra	T	6.79	-0.071		0.276	4.98	-5.58		11500	4.01	1, 8
44	172044	6997		SB?	5.49	-0.101		-0.531	6.25	-5.46	-4.13	14500	3.89	1, 7, 12
45	172728	7018		T	5.74	-0.045		0.161	7.66	-5.96		10700	3.98	1, 8
46	172883	7028		T	6.00	-0.067		-0.187	5.79	-6.39		11300	4.01	1, 8
47	173524 A	7049	46 Dra A	SB2	5.53	-0.070	0	0.290	8.96	-6.25		11700	4.00	1, 8
48	173524 B	7049	46 Dra B	SB2	6.11	-0.070	0	0.870	8.96	-6.1		11100	4.01	1, 8
49	174933 A	7113	112 Her	SB2	5.60	-0.068	0.03	-0.240	7.1	-5.9	-5.26	13294	4.15	1, 5, 7
50	175640	7143		T	6.20	-0.046		0.165	6.21	-6.35	-4.49	12077	3.92	1, 5, 7
51	178065	7245		SB1	6.63	0.043		-0.183	4.34	-6.65		12193	3.54	1, 5

No	HD	HR	İsim	S/B	V	B-V	E(B-V)	$M_v$	Plx. (mas)	[Hg/H]	[Mn/H]	Te	log g	Kaynak
52	182308	7361		Ç	6.60	-0.098		-0.606	3.62	-6.5	-3.95	13570	3.56	1, 5, 7
53	186122	7493	46 Aql	T	6.33	-0.077		-0.390	4.53	-7.05	-5.8	12194	3.74	1, 5, 7
54	190229	7664		SB1	5.81	-0.095		-0.644	5.12	-6.82	-5.56	13250	3.43	1, 7, 8
55	191110 A	7694	AV Cap	SB2	6.84	0.031		0.810	6.22	-5.3		12000	4.07	1, 5
56	193452	7775		T	6.17	-0.016		1.255	10.4	-5.65	-5.99	10750	4.00	1, 5, 7
57	207857	8349		SB1	6.28	-0.068		-1.306	3.04	-6.12		13300	3.56	1, 8
58	213236	8567	56 Aqr	T	6.36	-0.047		-0.081	5.15	-6.75		11977	4.06	1, 5
59	216494 A	8704	74 Aql	SB2	6.42	-0.082		-0.110	4.96	-6.8		12000	4.05	1, 8
60	220933	8915	69 Peg	T	5.99	-0.066		0.735	8.89	-5.74		10950	4.05	1, 8
61	221507	8937	$\beta$ Scl	T	4.38	-0.090	0.00	0.690	18.28	-5.4	-4.5	12476	4.13	1, 5, 7

Tablo 3.1 için kaynaklar:

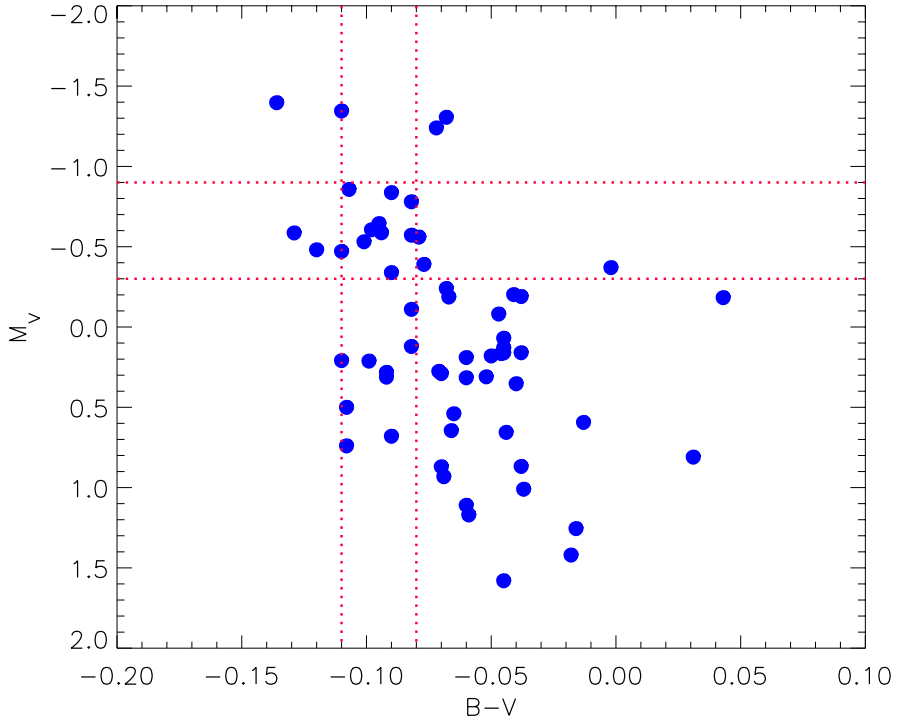
(1) Hipparcos ESA 1997; (2) Berghoefer ve ark., 1996; (3) Ryabchikova, 1998; (4) Ryabchikova, 1999; (5) Dolk, 2003; (6) Wahlgren, 2002; (7) Jomaron, 1999; (8) Woolf ve Lambert, 1999; (9) Adelman, 2001; (10) Nordström, 1994; (11) Adelman ve Pintado, 2000; (12) Smith, 1997.

### 3.2. Yayılma İşleminin Salt Parlaklık ve Renge Bağlılığı

Genel olarak tuhaf yıldızlarda kimyasal tuhaflığın kaynağı çekimsel gömülme ve ışınımsal sürüklenme ise yayılmanın yıldız kütlelerine ve zamana bağlılığını bekleriz. Çünkü *i)* çekimsel gömülme çekim ivmesine, çekim ivmesi de kütleyle bağlıdır; *ii)* ışınımsal sürüklenme foton dağılımına, foton dağılımı da bir bakıma yıldızın evrimine (zamana) bağlıdır. Bu bölümde HgMn yıldızlarında Civa ve Mangan bolluklarının salt parlaklık ve B-V rengine göre değişimi incelenecektir. Tuhaf yıldızlarda bolluk anomalileri kütleyle ve/veya zamana bağlı ise, element bolluklarının salt parlaklık ve renge göre değişim göstermesini umabiliriz. Salt parlaklık yıldızın kütlelerine, renk ise yıldızın sıcaklığına bağlıdır. Bununla birlikte yıldızlar evrimleştikçe hem parlaklık hem de renk değişime uğrar. Anakol ömrü boyunca yıldızların parlaklıkları zamanla artarken, sıcaklıkları giderek azalır. Ele almış olduğumuz erken tip yıldızların evrim yollarına bakılacak olursa B-V'nin zamanla değişiminin salt parlaklıktaki değişimden daha fazla olduğu görülür. O halde B-V'deki değişim zamanın bir fonksiyonu, salt parlaklıktaki değişim ise esas olarak kütlelerin bir fonksiyonu olarak sembolize edilebilir.

Element bollukları parlaklık ve/veya B-V rengine bağlı ise, renk-parlaklık diyagramında dikey ve/veya yatay doğrultuda değişim görmeyi bekleriz. Yukarıda belirtildiği üzere renk-parlaklık diyagramında B-V rengi boyunca (yatay doğrultudaki) değişim zamanla olan değişime işaret edecektir. Salt parlaklık boyunca (dikey doğrultudaki) değişim ise hem kütlelerin hem de zamanın bir fonksiyonu olacak ancak, kütleyle daha çok

bağlı olacaktır. Civa ve Mangan bolluklarının renk-parlaklık diyagramında B-V rengi ve salt parlaklık ile nasıl değişim gösterdiğini görebilmek için, parametrelerden birini sabit tutmak amacıyla, belli bir salt parlaklık aralığı ele alınıp bu aralıkta yer alan HgMn yıldızlarının element bolluklarının B-V rengi ile nasıl değiştiğine bakılacak, benzer şekilde belli bir B-V aralığı ele alınıp bollukların bu kez salt parlaklığa bağlılığı incelenecektir. Bu inceleme önce Civa sonra da Mangan bollukları için yapılacaktır.



Şekil 3.1 HgMn yıldızlarının renk-parlaklık diyagramı

### 3.2.1. Civa bolluğunun (B-V) rengine bağılılığı

Civa bollukları saptanmış olan HgMn yıldızlarının renk-parlaklık diyagramı Şekil 3.1'de görülmektedir. Bu renk-parlaklık diyagramı oluşturulurken Hipparcos'un uzaklık verileri kullanılmıştır. Tek yıldızlar için bu değerler aynen alınmış, ancak çift yıldızlar için birtakım düzeltmeler yapılmıştır. Ele alınan objelerin yaklaşık olarak %60'ı çift sistemdir. Bunların da bir kısmı çift çizgili (SB2) bir kısmı da tek çizgili tayfsal çift (SB1) yıldızdır. Burada tek çizgili tayfsal çift sistemlere ilişkin yapılan çalışmalar bu tip sistemler için ışık oranı ( $I_1/I_{\text{toplam}}$ ) sınırının minimum %90 civarında olduğunu göstermektedir. Yani birinci bileşenin toplam ışık oranındaki payı bu değerden büyük ise ikinci bileşenin çizgisi görülmemektedir. Bu ışık oranından, tek çizgili tayfsal çiftlerde birinci bileşenin parlaklığının sistemin parlaklığından  $0^m.08$  kadar sönük olması gerektiği sonucu çıkar. Sonuç olarak tek çizgili tayfsal çift yıldızlar için,

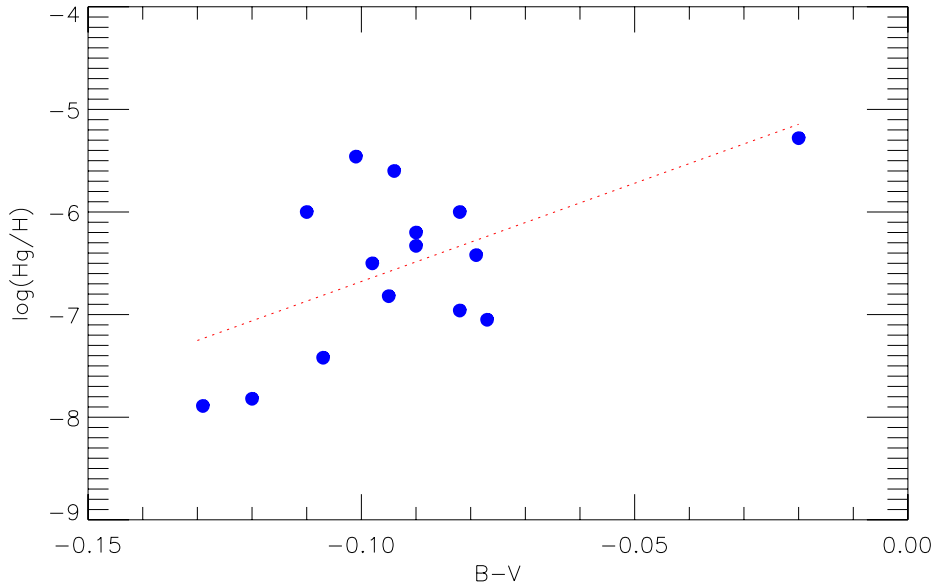
$$m_1 = m_{\text{top}} + 0^m.08 \quad (4)$$

şeklinde bir düzeltme yapılmıştır. Çift çizgili tayfsal çift yıldızlar için yaygın olarak kullanılan yöntem, bileşenleri ikiz gibi kabul ederek her ikisinin de aynı parlaklığa sahip olduğunu varsaymaktır (Örn. Hubrig ve ark., 2000). Bu da toplam parlaklığa 0.75 kadirlik bir düzeltme yapmak anlamına gelir. Burada ise yalnızca, bileşenleri ikiz olduğu bilinen sistemler için 0.75 kadirlik düzeltme yapılmış, diğer sistemler için bileşenlerin literatürde verilen ışık oranları kullanılarak birinci ve ikinci bileşenin parlaklıkları ayrıştırılmıştır. Diyagramda kimyasal tuhaflık gösteren bileşenin parlaklığı kullanılmıştır. Çift çizgili tayfsal çift

**Tablo 3.2** Çift çizgili tayfsal çift sistem olduğu bilinen HgMn yıldızlarının literatürde bulunan ışık oranları ve bileşenlerin ayrıştırılmış parlaklıkları.

HD	$I_A/I_B$	$m_{top}$	$m_A$	$m_B$	$M_A$	$M_B$	HgMn	Açıklama
358	-	2.06	2.22	4.21	-0.19	2	A ve B	1
1909	12	6.55	6.64	9.33	0.19	2.89	A	2
27376	1.25	3.55	4.19	4.43	0.50	0.74	A ve B	3
32964	1.00	5.12	5.87	5.87	1.17	1.17	B	4
33647	1.00	6.68	7.43	7.43	-1.24	-1.24	?	5
34364	-	6.14	6.87	6.98	1.11	1.21	A	6
35548	2.40	6.55	6.93	7.88	0.16	1.10	A	7
72208	1.00	6.78	7.53	7.53	1.01	1.01	A	8
78316	11.50	5.23	5.32	7.97	-0.84	1.82	A	9
89822	5.23	4.94	5.13	6.93	0.31	2.10	A	10
124740	8.00	7.86	7.99	10.25	1.42	3.68	A	11
141556	3.80	3.97	4.22	5.67	0.13	1.58	A ve B	12
143807	2.58	4.98	5.34	6.36	0.18	1.20	A	13
145389	10.70	4.23	4.33	6.90	0.07	2.64	A	14
158704	8.50	6.05	6.17	8.49	0.54	2.86	A	15
173524	1.70	5.03	5.53	6.11	0.29	0.87	A ve B	16
174933	6.00	5.43	5.60	7.54	-0.24	1.71	A	17
191110	1.20	6.18	6.84	7.04	0.81	1.01	A	18
216494	1.31	5.8	6.42	6.71	-0.11	0.19	A	19

<sup>1</sup> Bileşenlerin parlaklıkları Pan et al.,1992'den alınmıştır. <sup>2</sup> Işık oranı 6350 Å için 12 (Wahlgren, 2002) ve 3984 Å için yine 12'dir (Dolk, 2003). Burada da V bandı için ışık oranı 12 kabul edilmiştir. <sup>3</sup> Dolk'un (2003) 3984 Å için türettiği ışık oranı kullanılmıştır. <sup>4</sup> Catanzaro'ya (2004) göre bileşenler neredeyse ikizdir ( $M_a/M_b=0.98$ ,  $R_a/R_b=0.99$ ). Bileşenlerin parlaklıkları eşit kabul edilmiştir. <sup>5</sup> Catanzaro'ya (2004) göre bileşenler ikizdir ( $M_a/M_b=1$ ,  $R_a/R_b=1$ ). Bileşenlerin parlaklıkları eşit kabul edilmiştir. <sup>6</sup> Bileşenlerin parlaklıkları Nordstrom, 1994'ten alınmıştır. <sup>7</sup> Harman'a (1997) göre H beta çizgisi için ışık oranı 2.45, 6402 Å çizgisi için ışık oranı 2.34'tür. Bu ışık oranlarının ortalaması alınmıştır. <sup>8</sup> Hubrig'e (1996) göre ikiz kabul edilip bileşenlerin parlaklıkları eşit alınmıştır. <sup>9</sup> Ryabchikova'nın (1998) V bandı için ışık oranı kullanılmıştır. <sup>10</sup> Harman'a (1997) göre 4520 Å çizgisi için ışık oranı 5.45, 6402 Å çizgisi için ışık oranı 5.01'dir. Bu ışık oranlarının ortalaması alınmıştır. <sup>11</sup> Dolk'un (2003) 3984 Å için türettiği ışık oranı kullanılmıştır. <sup>12</sup> Işık oranı Dworetsky'den (1971) alınmıştır. <sup>13</sup> Harman'a (1997) göre 4520 Å çizgisi için ışık oranı 2.7, 6402 Å çizgisi için ışık oranı 2.46'dır. Bu ışık oranlarının ortalaması alınmıştır. <sup>14</sup> Zavala'ya göre (2007) bileşenlerin parlaklık farkı 2.57' dir. Işık oranı buradan türetilmiştir. <sup>15</sup> Dolk'un (2003) 3984 Å için türettiği ışık oranı kullanılmıştır. <sup>16</sup> Adelman'ın (1998) 5000 Å için türettiği ışık oranı kullanılmıştır. <sup>17</sup> Ryabchikova vd.'nin (1996) 5000 Å için türettiği ışık oranı kullanılmıştır. <sup>18</sup> Işık oranı Catanzaro'dan (2003) alınmıştır. <sup>19</sup> Işık oranı Catanzaro'dan (2006) türetilmiştir.



**Şekil 3.2** B-V'ye karşı civa bollukları. Kırmızı tarafa doğru civa bolluğunun artma eğilimi olduğu görülüyor.

sistemler için ışık oranları ve bileşenlerin ayrı ayrı parlaklıkları Tablo 3.2'de sunulmaktadır.

Yukarıda belirtilen düzeltmeler gözönünde tutularak elde edilen renk-parlaklık diyagramına bakıldığında yıldızların salt parlaklıklarının kabaca -1.5 ile 1.5 kadir arasında, B-V renklerinin ise -0.14 ile 0.04 arasında değiştiği görülmektedir (Bkz. Şekil 3.1). İlk olarak Civa bolluğu ile B-V rengi arasında bir ilişki olup olmadığını görebilmek için bu diyagramda belli bir salt parlaklık aralığı seçilmiştir. Burada incelemeyi belli bir aralıkta yapmamızın sebebi değişkenlerden birini sabit tutmaktır. Seçilen salt parlaklık aralığı ( $-0.9 < M_v < -0.3$ ) renk-parlaklık diyagramında yatay çizgilerle belirtilmiştir. Şekil 3.2'de ise bu aralıkta

yer alan yıldızların civa bollukları B-V'ye göre noktalanmıştır. Görüldüğü üzere Civa bollukları azalan B-V ile (yani kırmızı tarafa doğru) artma eğilimi göstermektedir. B-V boyunca değişim zamanla olan değişime işaret eder. Bu eğilim civa bolluklarının yıldız evrimleştikçe artma eğilimi gösterdiğine işarettir. Bu aralık için bulunan eğim 19'dur.

Farklı salt parlaklık aralıkları ele alındığında benzer sonuçlar elde edilmekte, yalnızca eğimler değişmektedir. Farklı salt parlaklık aralıklarında Civa bolluğunun B-V'ye göre değişimi Tablo 3.3'te verilmiştir. Civa bolluğu tüm aralıklarda artan B-V ile artma eğilimindedir ancak, değişimin en keskin olduğu aralık salt parlaklığın en yüksek olduğu aralıktır. Düşük salt parlaklık aralıklarına doğru eğimler küçülmektedir. Buradan, büyük kütleli yıldızlarda bolluğun zamanla değişiminin küçük kütlelere kıyasla daha hızlı olduğu sonucunu çıkarmak mümkündür.

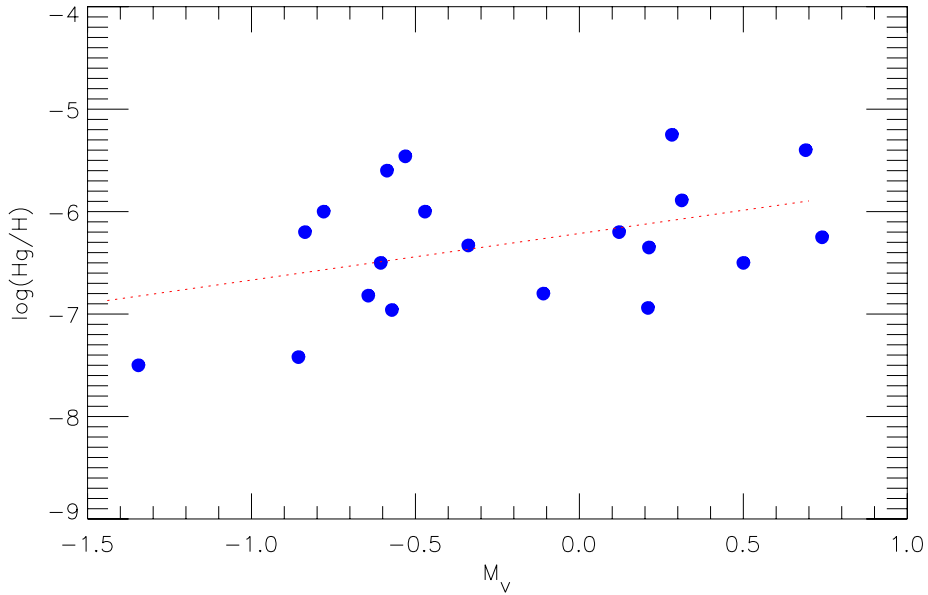
**Tablo 3.3** HgMn yıldızlarında farklı salt parlaklık aralıklarında Civa bolluğunun (B-V)'ye bağlılığı.

Salt Parlaklık Aralığı	$\Delta \log(\text{Hg}/\text{H})/\Delta(\text{B-V})$
$-0.9 < M_v < -0.3$	19.1
$-0.3 < M_v < 0.3$	4.3
$0.3 < M_v < 0.9$	3.5

### 3.2.2. Civa bolluğunun salt parlaklığa bağıllığı

Civa bolluğunun salt parlaklıkla nasıl değiştiğini görebilmek için renk-parlaklık diyagramında bu kez belirli bir B-V aralığı ( $-0.11 < B-V < -0.08$ ) seçiyoruz. Bu aralıktaki HgMn yıldızlarının civa bolluklarının salt parlaklıkla değişimi Şekil 3.3'te gösterilmiştir.

Şekil 3.3'te parlaklık arttıkça civa bolluklarının azalma eğilimi gösterdiği görülmektedir. Salt parlaklık boyunca değişim esas olarak kütleyle ilişkilidir. O halde gözlenen civa bolluklarının artan parlaklık ile azalması, bollukların büyük kütleli yıldızlara doğru azalma eğilimi gösterdiğine işaret eder. Ancak burada salt parlaklık boyunca değişimin zamana da bağlı olduğunu belirtmemiz gerekir. Çünkü salt parlaklık



**Şekil 3.3** Seçilen B-V aralığında yer alan HgMn yıldızlarının salt parlaklıklarına karşı civa bollukları. Parlaklık azaldıkça civa bolluklarının artma eğilimi gösterdiği görülmektedir.

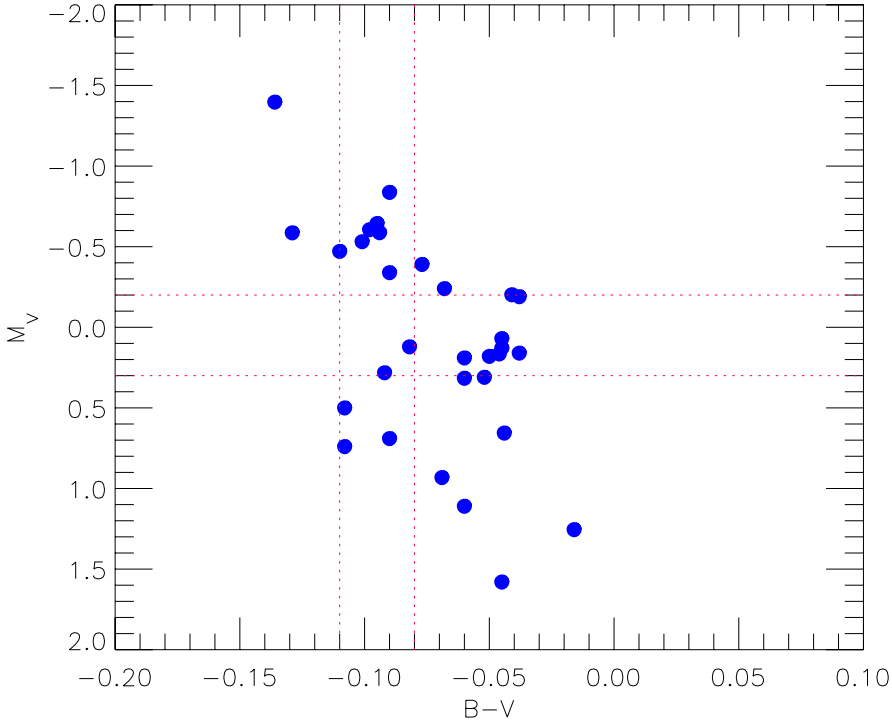
**Tablo 3.4** HgMn yıldızlarında farklı B-V aralıklarında Civa bolluğunun salt parlaklığa bağlılığı.

B-V Aralığı	$\Delta \log(\text{Hg}/\text{H})/\Delta M_v$
$-0.11 < \text{B-V} < -0.08$	0.45
$-0.08 < \text{B-V} < -0.05$	0.15
$-0.05 < \text{B-V} < -0.02$	0.24

arttıkça yani büyük kütleli yıldızlara doğru yıldızların ortalama yaşı da düşer. Farklı B-V aralıkları seçilip benzer inceleme yapıldığında eğilimin aynı olduğu görülmektedir. Seçilen aralıklar ve bu aralıklar için elde edilen eğimler Tablo 3.4'te verilmiştir.

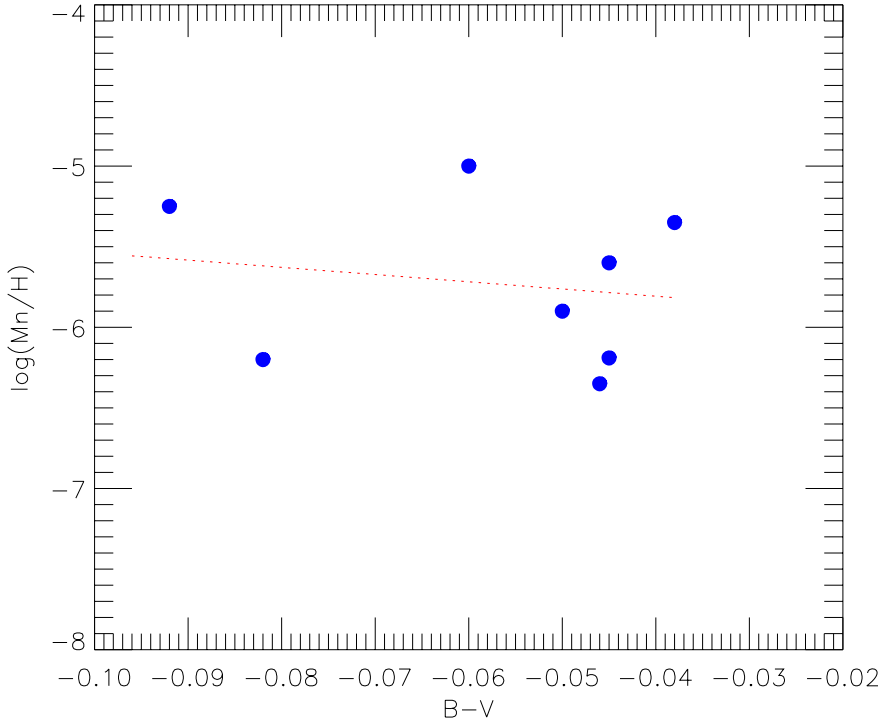
### 3.2.3. Mangan bolluğunun (B-V) rengine bağlılığı

Şekil 3.4'te mangan bolluğu bilinen HgMn yıldızlarının renk-parlaklık diyagramı görülmektedir. Civa bollukları için yapmış olduğumuz incelemeye benzer şekilde Mangan bollukları saptanmış olan HgMn yıldızlarının renk-parlaklık diyagramında belirli bir salt parlaklık aralığı seçiyoruz. Seçilen salt parlaklık aralığı Şekil 3.4'te belirtilmiştir. Bu salt parlaklık aralığında yeralan HgMn yıldızlarının mangan bolluklarının B-V rengi ile olan değişimine bakıldığında Mangan bolluğunun artan B-V ile (kırmızı tarafa doğru) azaldığı görülmektedir (Şekil 3.5). B-V doğrultusundaki değişimin zamanla ilişkili olduğu düşünülürse, yıldızın Mangan bolluğunun zamanla azaldığı söylenebilir. Farklı salt parlaklık aralıkları için Mangan bolluklarının B-V ile değişimi Tablo 3.5'te sunulmaktadır.



**Şekil 3.4** Mangan bolluğu saptanmış olan HgMn yıldızlarının renk-parlaklık diyagramı.

Burada bulunan ilişki, civa bolluğu için elde edilenin tam tersidir. Bolluğun zamanla artması kuram ile uyum içerisindedir. Peki Mangan bolluğunun zamanla azalmasının sebebi ne olabilir? Burada gözönünde tutmamız gereken bir nokta var: Ele alınan HgMn yıldızlarının bir kısmı altdevdir. Dolayısıyla bu yıldızların konvektif katmanlarının derinleşmiş olmasını bekleriz. Bu durumda yıldızlar evrimleştikçe yıldızın yüzeyi ile iç katmanları konveksiyon yoluyla birbirine karışıyor olabilir. Eğer karıştırma işlemi mevcut ise yüzeydeki anormal element bollukları zamanla azalır ve yayılma işleminin etkisi zayıflar. Elbette bu durum

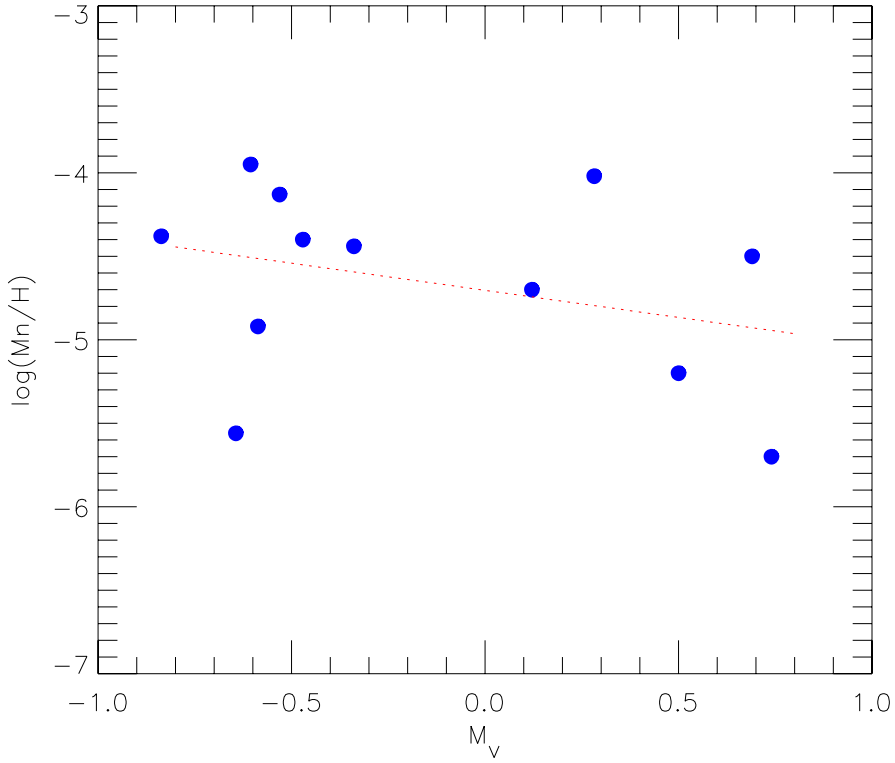


**Şekil 3.5** Seçilen salt parlaklık aralığında yeralan yıldızların B-V'sine karşılık Mangan bollukları. Kırmızı tarafa doğru Mangan bollukları azalmaktadır.

ancak yıldızın yüzeyi ile daha iç katmanları arasındaki bolluk farkı çok keskin ise gerçekleşebilir. Bolluk farkının az olması durumunda Mangan bolluğundaki düşüş de kaydadeğer olmaz.

### 3.2.4. Mangan bolluğunun salt parlaklığa bağlılığı

Mangan bolluklarının salt parlaklıkla nasıl değiştiğini görebilmek için renk-parlaklık diyagramında bir (B-V) aralığı seçiyoruz. Seçilen aralık ( $-0.11 < B-V < -0.08$ ) Şekil 3.4'te gösterilmiştir. Şekil 3.6'da ise bu aralıkta yeralan yıldızların salt parlaklıklarına karşılık Mangan bollukları



Şekil 3.6 Salt parlaklığa karşı Mangan bollukları.

çizilmiştir. Mangan bollukları ile salt parlaklık arasında belirgin bir ilişki olduğu söylenemez. Eğim sifira çok yakındır, ayrıca noktalar oldukça saçılmış bir görüntü oluşturmaktadır. Bu incelemeye göre Mangan bollukları ile salt parlaklık dolayısıyla da kütle arasında bir ilişkinin varlığından bahsetmek pek de mümkün görünmemektedir. Farklı B-V aralıkları için elde edilen eğimler Tablo 3.6'da verilmiştir.

**Tablo 3.5** HgMn yıldızlarında farklı salt parlaklık aralıklarında Mangan bolluğunun B-V'ye bağılılığı.

Salt Parlaklık Aralığı	$\Delta \log(\text{Mn}/\text{H})/\Delta(\text{B}-\text{V})$
$-0.85 < M_v < -0.2$	-11.9
$-0.2 < M_v < 0.3$	-22.2
$0.3 < M_v < 0.9$	-7.7

**Tablo 3.6** HgMn yıldızlarında farklı B-V aralıklarında Mangan bolluğunun salt parlaklığa bağılılığı.

B-V Aralığı	$\Delta \log(\text{Mn}/\text{H})/\Delta M_v$
$-0.11 < \text{B}-\text{V} < -0.08$	-0.33
$-0.06 < \text{B}-\text{V} < -0.03$	-0.57

## 4. HgMn YILDIZLARININ EVRİM DURUMLARI VE YAYILMA İŞLEMİ

### 4.1. Kimyasal Tuhaf Yıldızların Evrim Durumları

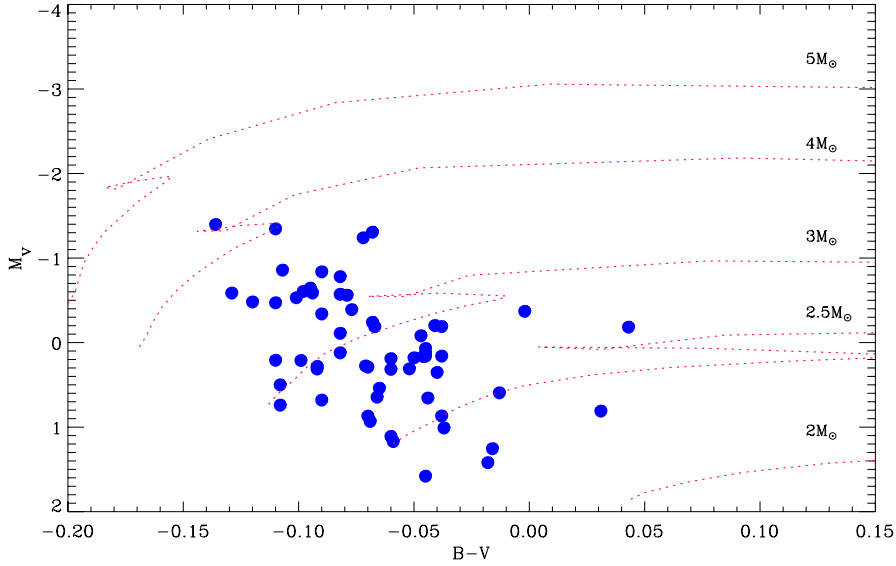
Kimyasal tuhaf yıldızların evrim durumlarını araştırmak, gözlenen tuhafıkların yıldız yaşamlarının hangi basamağında oluştuğuna dair bilgi edinmek açısından önemlidir. Buradan, kimyasal tuhafıkların oluşabilmesi için gerekli zaman ölçeğine dair fikir sahibi olmak mümkün olabilir. Bu yıldızların evrim durumları uzun yıllardır tartışmalı bir konu olmuştur (Pöhl ve ark., 2003). İçlerinde, evrim durumları en çok çalışılmış olan grup CP2 yani manyetik Ap/Bp yıldızlarıdır. Oetken (1984) manyetik CP yıldızlarının anakol ömrünün son basamaklarında yer aldıklarını dolayısıyla tuhafıkların ancak anakol ömrünün sonlarına doğru ortaya çıktığını öne sürmüştür ve bu hipotez daha sonra Hyades ve UMa kümelerindeki tuhaf yıldızları çalışan Hubrig ve Schwan (1991) ile Hubrig ve Mathys'in (1994) elde ettiği sonuçlarla desteklenmiştir. Sonraları, Hubrig et al. (2000) kimyasal tuhafıkların anakol ömrünün %30'unu tamamlamış olan yıldızlarda görüldüğü sonucuna ulaşmıştır. Gomez'in (1998) bulguları ise yukarıda bahsedilenlerden farklıdır. Gomez, çalışmasında yaklaşık 1000 tane CP yıldızının Hertzsprung-Russell (HR) diyagramını oluşturmuş ve bu yıldızların tıpkı normal yıldızlar gibi anakol bandının tamamında yer almakta olduğunu göstermiştir. Bununla birlikte North (1993), North ve ark. (1997) ve Wade'de (1997) CP yıldızlarının anakol bandının her basamağında görüldüğüne ilişkin bulgular elde etmiştir. Pöhl ve ark. (2003) genç tuhaf yıldızların da var olup olmadığını araştırmak için genç (yaşları 100

milyon yılı geçmeyen) kümelerdeki tuhaf yıldızları incelemiş ve bu kümelerde bulunan CP2 yıldızlarının anakol ömürlerinin %5 ila %36'sını tamamlamış oldukları sonucunu elde etmişlerdir. Özetle, kimyasal tuhaf yıldızların evrim durumlarına ilişkin çalışmalara bakıldığında bulguların farklı iki hipotezi desteklediği görülmektedir (Pöhl, 2003): *i*) CP2'lerde gözlenen tuhafliklar, bu yıldızlar sıfır yaş anakoluna (SYAK) oturduktan hemen sonra oluşmaktadır, *ii*) Gözlenen tuhafliklar yıldızların anakol yaşamlarının %30'unu tamamladıktan sonra görülmeye başlamaktadır.

Bu çalışmada ise CP3 yani HgMn yıldızlarının HR diyagramındaki yeri, evrim durumları ve Civa/Mangan bolluklarının zamanla değişim gösterip göstermediği incelenmiştir.

#### **4.2. HgMn Yıldızlarının Evrim Durumları**

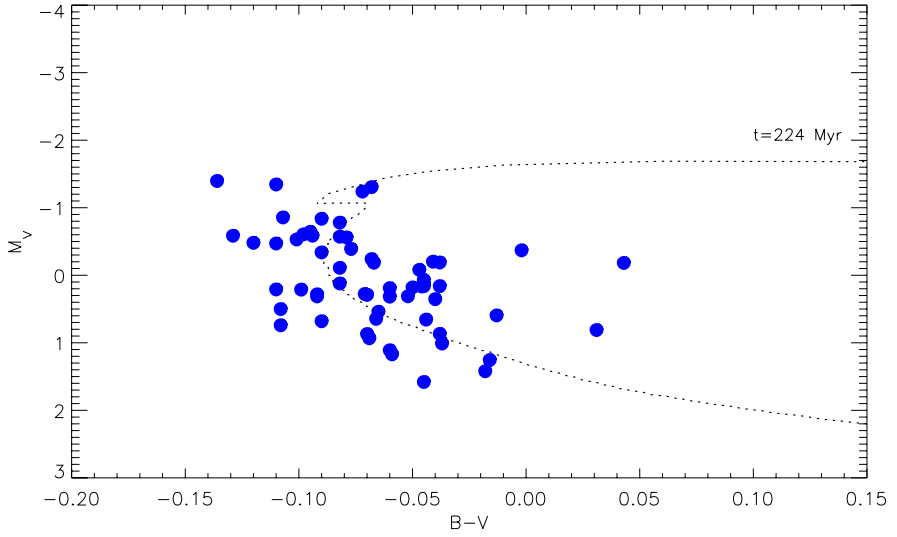
Bu çalışmanın başlangıç evresinde HgMn yıldızlarının evrim durumlarını görmek için Schaller'in (1992)  $Z=0.02$  için yapmış olduğu modeller kullanılmıştır. Şekil 4.1'de HgMn yıldızları Schaller'in evrim yolları ile birlikte noktalanmıştır. HgMn yıldızlarının  $2.5-4M_{\odot}$  kütle aralığında yer aldıkları görülmektedir. Bunların da çoğu  $3M_{\odot}$  çizgisi üzerinde yoğunlaşmaktadır. Yıldızların neredeyse tamamı anakol yıldızıdır. Yalnızca birkaç yıldız anakol ömrünü tamamlamış gibi görünmektedir. Görece büyük kütleli HgMn yıldızları anakol yaşamlarının yarısını geçmişken, küçük kütleli HgMn yıldızları SYAK'na daha yakın ya da anakol yaşamlarının ortalarında. Genel olarak HgMn yıldızlarının, anakol bandının her yerinde bulunabildiği görülmektedir.



Şekil 4.1 Schaller'ın  $Z=0.02$  için elde ettiği evrim yolları ve HgMn yıldızları.

### 4.3. Civa ve Mangan Bolluklarının Zamana Bağlılığı

Civa ve mangan bolluklarının yıldızların evrim durumuyla nasıl değiştiğini görebilmek için renk-parlaklık diyagramında HgMn yıldızlarını nispeten genç ve yaşlılar olmak üzere ikiye ayıran bir izokron ele alıyoruz. Civa bolluğu bulunmuş olan HgMn yıldızlarını renk-parlaklık diyagramında ikiye ayıran izokron ( $t=224$  milyon yıl izokronu) Şekil 4.2'de verilmiştir. Nispeten genç ve yaşlı HgMn yıldızlarının ortalama Civa bollukları kıyaslandığında arada göze çarpan bir farklılaşma olmamakla birlikte yaşlı yıldızlarda bollukların biraz daha fazla olduğu görülmektedir. 224 milyon yıldan genç HgMn yıldızlarının



**Şekil 4.2** HgMn yıldızları ve  $t=224$  my izokronu.

Civa bolluklarının ortalaması  $-6.1$ ,  $224$  my'dan yaşlı olanların ise  $-5.9$ 'dur. Ortalama Mangan bolluklarında ise daha belirgin bir farklılaşma vardır.  $224$  my'dan genç yıldızların ortalama Mangan bolluğu  $-4.9$ , yaşlı olanların ise  $-5.3$ 'tür. Nispeten yaşlı HgMn yıldızlarında Mangan bollukları daha düşüktür. Bu sonuçlar, yukarıda B-V rengi için yapmış olduğumuz incelemelerde elde ettiklerimizle uyum içerisindedir.

## 5. HgMn YILDIZLARININ TEMEL ÖZELLİKLERİ

Tuhaf yıldızların temel özelliklerini belirlemek, gözlenen kimyasal tuhaflıklar ile yıldızların fiziksel özellikleri arasında bir ilişki olup olmadığını araştırmak açısından önem taşır. Bu bölümde HgMn yıldızlarının temel özelliklerinin belirlenişi anlatılıp ardından yayılma işleminin bu özelliklere bağlılığı incelenecektir.

Schaller'in yıldız modelleri yeterince sık olmadığından bu çalışmada HgMn yıldızlarının kütlelerine karşılık gelen kütleler için DOMOV projesinden yeni ve daha sık modeller alındı. Modeller 2.3-5.2  $M_{\odot}$  kütle aralığı için 0.1  $M_{\odot}$ 'lik adımlarla elde edilmiştir. Modellerin genel özellikleri Yıldız'da (2007b) verilmiştir. Kimyasal kompozisyon olarak Asplund (2005) ve ark.'ın türetmiş olduğu güneş kimyasal kompozisyonu kullanılmış ve dönme hesaba katılmamıştır. Bu varsayım HgMn yıldızlarının düşük dönme hızlarıyla uyum içerisindedir.

Tuhaf yıldızların bolometrik düzeltmelerinin normal yıldızlarınkinden farklı olduğu bilinmektedir (bkz. Lanz, 1984). Bu çalışmada Landstreet (2007) ve ark.'nın tuhaf yıldızlar için uyguladığı bolometrik düzeltme formülü kullanılmıştır:

$$BC_{Ap} = -4.891 + 15.147 \frac{5040}{T_e} - 11.517 \left( \frac{5040}{T_e} \right)^2 \quad (5)$$

Bu modeller kullanılarak tek olduğu bilinen HgMn yıldızlarının gözlemsel özelliklerinden kütle, yarıçap, yaş, ısıtma, etkin sıcaklık ve bolometrik düzeltmeleri hesaplandı. Bunun için renk-parlaklık

**Tablo 5.1** HgMn yıldızlarının salt parlaklık ve B-V değerlerinden hesaplanan temel özellikleri. Kütle (M), yarıçap (R) ve ışınımgücü (L) güneş biriminde verilmiştir.

HD no	M	R	$T_e$ (K)	L	$t$ ( $10^8$ )	BC
16727	3.32	2.28	12810	125.8	0.61	-0.71
33904	3.63	3.21	12435	221.7	1.37	-0.64
49606	4.72	4.59	13765	682.7	0.91	-0.89
53929	4.00	3.13	13635	304.2	0.92	-0.87
63975	3.78	3.10	13050	249.7	1.11	-0.76
70235	3.38	3.83	10860	182.8	2.10	-0.34
71066	3.17	2.40	12145	112.8	1.10	-0.59
75333	3.34	3.27	11450	165.2	1.86	-0.45
101189	2.71	2.72	10120	69.7	3.02	-0.20
101391	3.05	2.35	11845	97.5	1.21	-0.53
144206	3.53	3.63	11550	210.9	1.75	-0.47
144661	2.50	2.10	10300	44.6	2.18	-0.24
149121	2.60	2.31	10340	54.7	2.54	-0.24
169027	2.89	2.59	10935	86.0	2.12	-0.36
172728	2.82	2.94	10180	83.6	2.93	-0.21
172883	3.10	3.30	10640	124.9	2.41	-0.30
175640	2.82	2.94	10195	84.0	2.91	-0.22
186122	3.27	3.54	10870	157.1	2.17	-0.34
213236	2.95	3.31	10130	103.7	2.83	-0.21
220933	2.71	2.18	10930	61.0	1.67	-0.36
221507	2.90	1.96	11945	70.3	0.28	-0.55

diyagramında HgMn yıldızları farklı kütleler için modellerden elde edilen evrim yolları ile birlikte noktalandı ve yıldızların özellikleri buradan ara değer yöntemi ile bulundu. Temel özelliklerin saptanmasında iki farklı veri kullanıldı. İlkinde temel özellikler, salt parlaklık ve B-V verileri kullanılarak saptanırken, ikincisinde salt parlaklık ile tayf çalışmalarından elde edilmiş olan etkin sıcaklık ( $T_e$ ) değerleri

**Tablo 5.2** HgMn yıldızlarının salt parlaklık ve tayf çalışmalarından elde edilen etkin sıcaklık değerlerinden hesaplanan temel özellikleri. Kütle (M), yarıçap (R) ve ışınım gücü (L) güneş biriminde verilmiştir.

HD no	M	R	$T_e$ (K)	L	$t$ ( $10^8$ )	BC
29647	4.30	4.70	12650	508.1	1.24	-0.68
33904	3.70	3.13	12750	232.5	1.23	-0.70
49606	4.87	4.33	14410	726.5	0.79	-1.00
53244	4.60	4.43	13600	601.2	0.95	-0.86
53929	4.07	3.08	13900	320.7	0.83	-0.91
63975	3.89	3.01	13500	269.8	0.93	-0.84
70235	3.68	3.37	12355	237.5	1.41	-0.63
71066	3.14	2.43	12010	110.1	1.21	-0.56
75333	3.20	2.40	12250	116.2	1.04	-0.61
101189	2.87	2.47	11025	81.2	1.97	-0.37
101391	3.20	2.23	12505	109.4	0.66	-0.66
144206	3.63	3.50	12015	229.7	1.55	-0.56
149121	2.70	2.17	10905	59.8	1.67	-0.35
169027	3.00	2.46	11500	94.8	1.58	-0.47
172728	2.90	2.77	10700	90.5	2.40	-0.31
172883	3.22	3.10	11300	140.4	1.96	-0.43
175640	3.18	2.46	12080	116.1	1.21	-0.58
186122	3.53	3.16	12190	198.1	1.47	-0.60
213236	3.29	2.78	11980	142.7	1.49	-0.56
220933	2.72	2.18	10955	61.3	1.64	-0.36

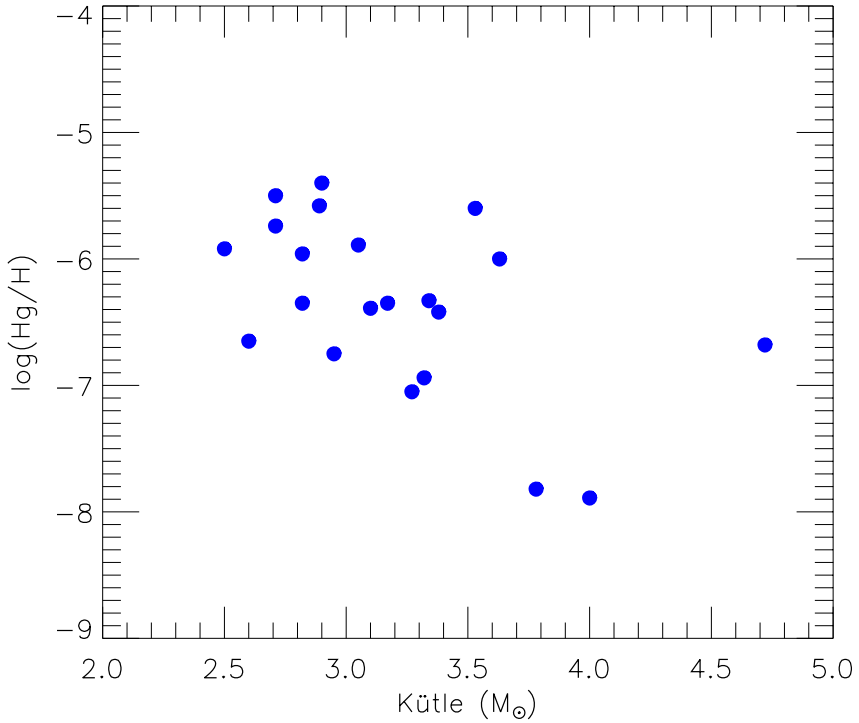
kullanılarak hesaplandı. Böylelikle HgMn yıldızlarının temel özellikleri bu yıldızlara ilişkin her iki gözlemsel veriden yola çıkılarak belirlenmiş oldu. Tablo 5.1’de B-V verileri kullanılarak elde edilen özellikler, Tablo 5.2’de de etkin sıcaklıklardan bulunan özellikler listelenmiştir.

HgMn yıldızlarının temel özellikleri hesaplanırken esas olarak amaçlanan, yayılma işleminin yıldızın kütle, yaş, sıcaklık gibi özellikleri ile bir ilişkisi olup olmadığını araştırmak idi. Gözlenen bolluk

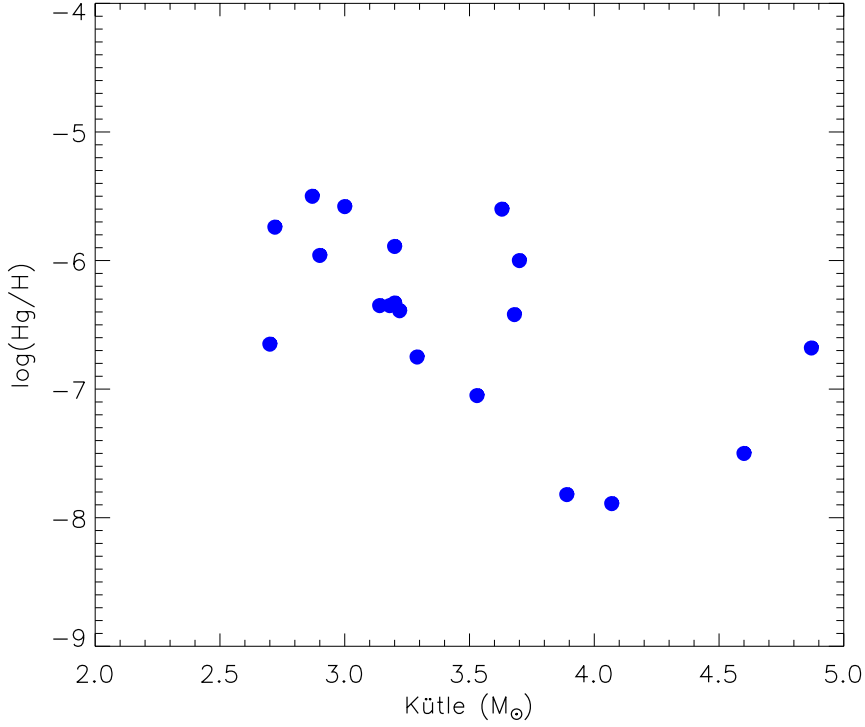
anomalileri ile temel özellikler arasındaki olası ilişkilerden, yayılma kuramı için bir takım kıstaslar üretmek mümkün olabilir. Burada Civa ve Mangan bolluklarının kütle, yaş ve etkin sıcaklığa bağlılığı incelenecektir.

### 5.1. Yayılma İşleminin Kütle, Yaş ve Sıcaklığa Bağlılığı

Bölüm 3'te Civa ve Mangan bolluklarının salt parlaklık ve B-V rengi gibi gözlemsel özelliklere bağlılığı incelendi. Bu bölümde ise bollukların, gözlemsel veriler kullanılarak modellerden hesaplanan temel özellikler



Şekil 5.1 B-V'den bulunan kütlelere karşı Civa bollukları.

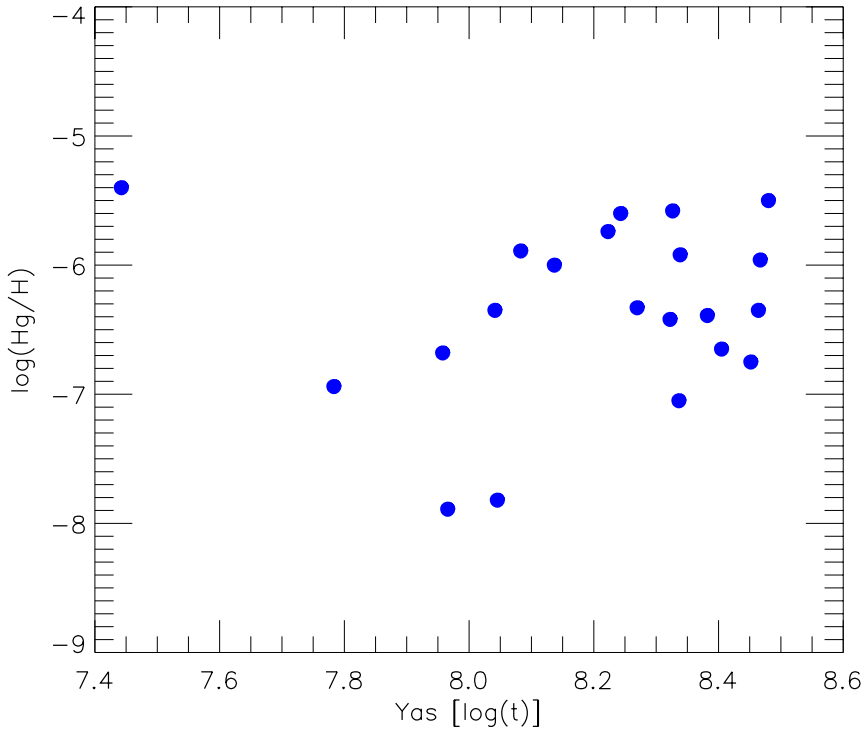


**Şekil 5.2** Etkin sıcaklıktan bulunan kütlelere karşı Civa bollukları.

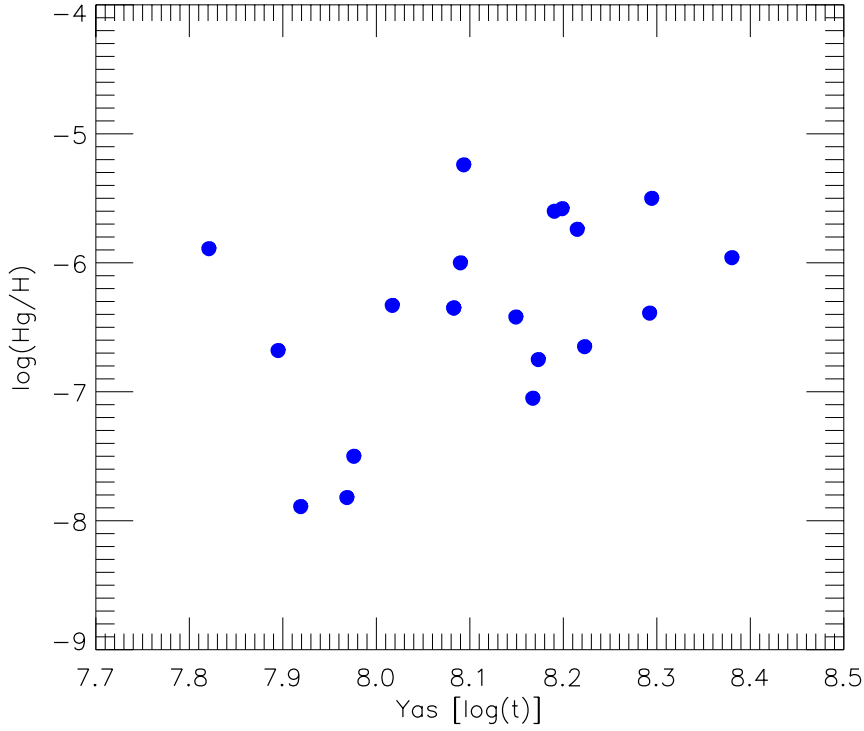
ile olan ilişkisine bakılacaktır. İlk olarak, yayılma-kütle ilişkisini incelemek için Civa bollukları modellerden elde edilen kütlelere değişimine bakıyoruz. Şekil 5.1’de, yıldızların B-V’si kullanılarak hesaplanan kütlelere karşı Civa bollukları noktalanmıştır. Görüleceği üzere, genel olarak kütle arttıkça Civa bollukları azalma eğilimi göstermektedir. Şekil 5.2’de ise tayfsal gözlemlerden elde edilen etkin sıcaklıklar kullanılarak hesaplanan kütlelere karşı Civa bollukları noktalanmıştır. İki ayrı yoldan bulunan kütlelerden oluşturulan bu iki grafik için sonuçlar benzerdir ve eğimler birbirine oldukça yakındır

(Şekil 5.1 için, -0.68; Şekil 5.2 için, -0.72). Ayrıca Bölüm 3'te salt parlaklığın kütlelerin bir belirteci olduğunu belirtilmiş ve parlak yıldızlara doğru (başka bir deyişle büyük kütlelere doğru) Civa bolluklarının azalma eğiliminde olduğu görülmüştü. O halde her iki incelemede elde edilen sonuçlar birbiriyle uyum içerisindedir.

Yayıma işleminin zamana bağlılığını incelemek, tuhaf yıldızların yaşlarına ilişkin bilgi üretmek bakımından büyük önem taşımaktadır. Yıldızların yaşlarını tayin etmek zor bir iştir. Tuhaflik gösteren element bolluğu ile yıldızın yaşı arasındaki olası bir ilişki, bolluklardan yıldızın



Şekil 5.3 B-V'den bulunan yaşlara karşı Civa bollukları.



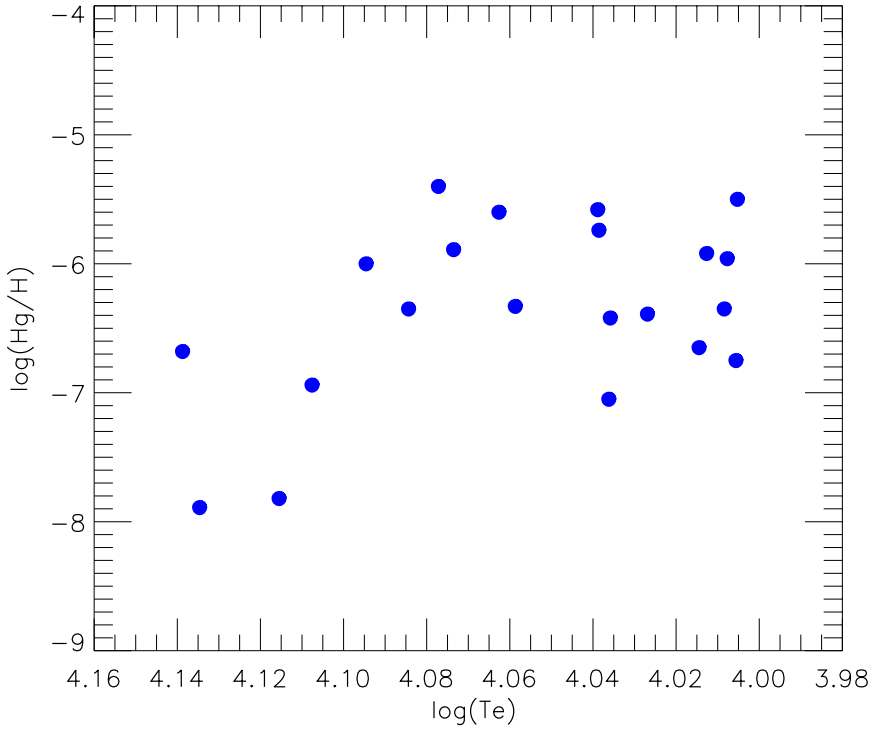
**Şekil 5.4** Etkin sıcaklıktan bulunan yaşlara karşı Civa bollukları.

yaşını yaklaşık olarak belirlememizi sağlayabilir. Böyle bir ilişkinin türetilmesi durumunda element bolluğuna yaş belirteci olarak bakılabilir.

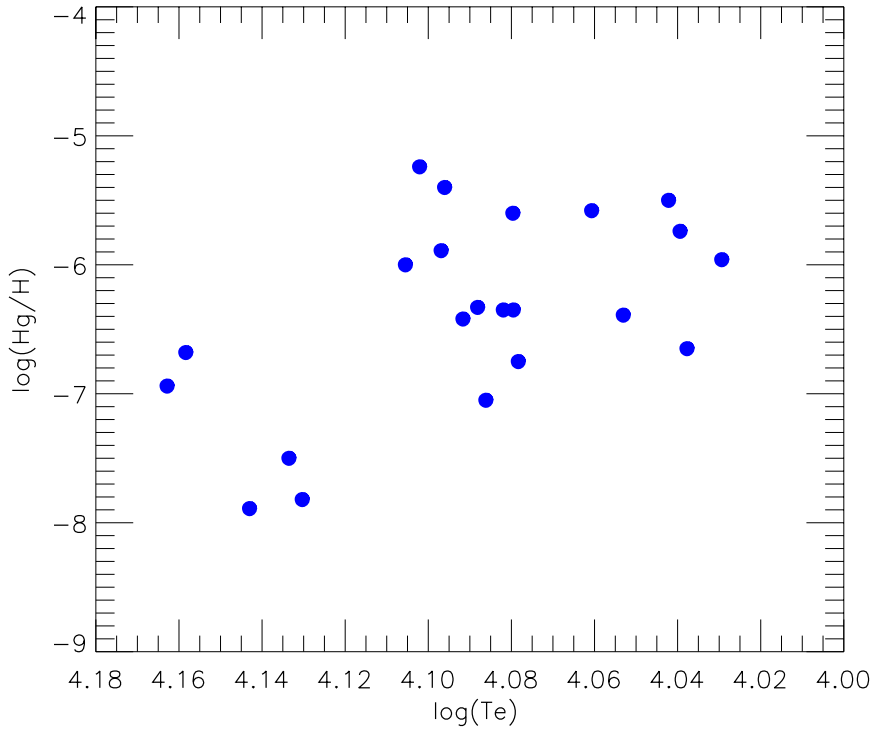
Yayıma işleminin zamana bağlılığını görebilmek için Civa bolluklarını yaşa karşı noktıyoruz. Şekil 5.3'te B-V kullanılarak elde edilmiş olan yaşlara karşı Civa bollukları noktalanmıştır. Burada Civa bolluğunun artan yaş ile birlikte artış gösterdiği görülmektedir. Şekil 5.4'te Civa bollukları bu kez  $T_e$  kullanılarak elde edilen yaşlara karşı noktalanmıştır. Burada artan yaşlara doğru düşük bollukların gözlenmediği sonucu açıktır. Civa bollukları için zamanla artan bir alt

limit var gibi görünmektedir. Bu sonuç, Bölüm 3'teki renk-parlaklık diyagramı incelemelerinde (B-V) boyunca değişimin zamanın bir belirteci olduğu varsayımına dayanarak elde edilen sonuç ile uyum içerisindedir. Bölüm 3'te, artan (B-V) ile (yani yıldız evrimleştikçe) Civa bolluklarının artma eğiliminde olduğu sonucu elde edilmişti.

Son olarak, yayılma işleminin sıcaklıkla olan ilişkisini görebilmek için ele alınan yıldızların etkin sıcaklıklarına karşı Civa bolluklarını noktıyoruz. Şekil 5.5'te (B-V) rengi kullanılarak modellerden hesaplanan etkin sıcaklıklara göre Civa bolluklarının değişimi



**Şekil 5.5** Modellerden hesaplanan etkin sıcaklıklara karşı Civa bollukları.



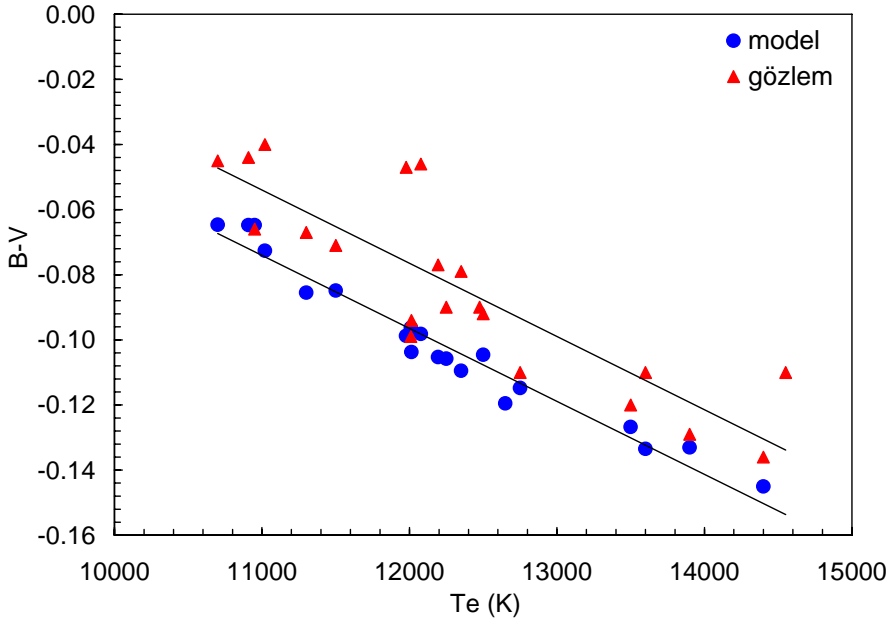
**Şekil 5.6** Farklı çalışmalarda tayf gözlemlerinden elde edilmiş olan etkin sıcaklıklara karşı Civa bollukları.

gösterilmektedir. Burada düşük sıcaklıklara doğru Civa bolluğunun azaldığı görülmektedir. Tayf gözlemlerinden elde edilen etkin sıcaklıklar ele alındığında da benzer sonuç bulunmaktadır. Gözlemlerden elde edilmiş olan etkin sıcaklıklara göre Civa bollukları Şekil 5.6'da noktalanmıştır.

Şekil 5.5 ve 5.6'da hem modellerden hem de gözlemlerden elde edilen etkin sıcaklıklar için Civa bolluğunun düşük sıcaklıklara doğru arttığı görülmektedir. Bu da renk-parlaklık diyagramında kırmızı tarafa

doğru Civa bolluklarının artma eğilimi gösterdiği anlamına gelir. Bu sonuç Bölüm 3’te renk-parlaklık diyagramı incelemelerinde bulunan ile uyum içerisinde olmakla birlikte yayılma kuramı ile de uyum içerisinde dir.

## 5.2. HgMn Yıldızlarının Renkleri



**Şekil 5.7** HgMn yıldızlarının tayflarından elde edilmiş etkin sıcaklarına karşı modelden hesaplanan ve gözlemlerden elde edilen B-V renklerinin karşılaştırılması.

Yıldızların ışınmaları karacisim ışınmasına çok yakındır. Özellikle kısa dalgaboylarında ne kadar enerjinin yıldızdan kaçabileceği ağır element bolluğuna ( $Z$ ) bağlıdır. Bu bakımdan  $Z$  yıldızların rengini belirleyen önemli faktörlerden birisidir. Öte yandan yayılma kuramına göre genel olarak bütün kimyasal tuhaf yıldızlarının en azından yüzeyi de

içeren dış katmanlarda  $Z$ 'nin zamanla farklılaşmasını bekleriz. Bu bakımdan, normal yıldızlarla HgMn yıldızlarının (B-V)- $T_e$  ilişkilerinin farklı olması gerekir.

HgMn yıldızları üzerine yapılan tayfsal çalışmalarda etkin sıcaklıkların elde edilmiş olduğunu belirtmiştik. Gözlemsel olarak elde edilmiş etkin sıcaklıktan (B-V)- $T_e$  ilişkisinden yararlanarak kuramsal (B-V) renklerini hesaplamak mümkündür. Bununla birlikte yıldızların gözlemsel (B-V) değerlerini de bilmekteyiz. Bu durumda yıldızların etkin sıcaklıklarından modeller kullanılarak sahip olması beklenen (B-V) renkleri ile gözlemlerden elde edilen (B-V)'lerinin karşılaştırmasını yapabiliriz. Burada etkin sıcaklıktan (B-V) rengi hesaplanırken Lejeune ve ark.'nın (1998) Güneş metal bolluğu için (B-V)- $T_e$  ilişkisi kullanılmıştır.

Modellerle normal yıldızlar (Andersen, 1991) arasında (B-V)- $T_e$  ilişkisi açısından bir uyum vardır. Bu nedenle, HgMn yıldızlarının modelden hesaplanan (B-V) rengi ile gözlemlerden elde edilen (B-V) rengini karşılaştırabiliriz. Şekil 5.7'de etkin sıcaklıklardan modelin verdiği (B-V) ile gözlemsel (B-V) değerleri birlikte noktalanmıştır. HgMn yıldızlarının normal yıldızlardan farklı bir (B-V)- $T_e$  ilişkisine sahip olduğu görülmektedir. Normal yıldızlarda sağlanan ilişkiden türetilen rengi  $(B-V)_{\text{Model}}$  ile, gözlemlerden elde edilen  $(B-V)_{\text{Gözlem}}$  ile gösterecek olursak, bunların arasında şöyle bir ilişki buluyoruz:

$$(B-V)_{\text{Gözlem}} = (B-V)_{\text{Model}} + 0.02 \quad (6)$$

Görüldüğü üzere HgMn yıldızları modelden beklenen (B-V) renginden matematiksel olarak daha büyük bir (B-V)'ye sahiptir. Bu da belli bir  $T_e$  etkin sıcaklığına sahip bir HgMn yıldızının, aynı etkin sıcaklığa sahip normal bir yıldızdan daha kırmızı olduğu anlamına gelir.

HgMn yıldızlarının aynı sıcaklıktaki normal yıldızlara göre daha kırmızı olması yüzeydeki ağır element birikiminden kaynaklandığı düşüncesiyle uyumludur. Yıldız yüzeyinde biriken ağır elementler atmosferin soğurma katsayısını arttırarak, yüksek enerjili fotonların kaçmasını engelleyici bir etki doğurur. Yıldızdan salınan yüksek enerjili foton sayısının azalması, yıldızı kırmızılaştıracaktır. Bunun yanında bazı HgMn yıldızlarında çok zayıf da olsa manyetik alanların var olduğuna dair ölçümler yapıldığını daha önce belirtmiştik. Eğer bu yıldızlarda manyetik yapılar mevcut ise, manyetik alanlar da atmosfer koşullarını etkileyebilir ve yıldızın rengini kırmızılaştırmaya etki doğurabilir.

## 6. SONUÇLAR

Kimyasal açıdan tuhaf yıldızlarda bazı elementlerin beklenenden çok daha şiddetli çizgiler vermesinin sebebi, söz konusu elementlerin bu tip yıldızlarda bol bulunmaları değil, yıldız yüzeyinde birikiyor olmalarıdır. Yıldız yüzeyindeki birikmeleri açıklayabilen tek kuram yayılma kuramıdır. Buna göre kimi elementler çekim kuvveti etkisiyle yıldızın merkezine doğru gömülürken, kimi elementler ışınımsal yollarla yıldızın üst katmanlarına doğru sürüklenir ve yüzeyde birikir. Sonuç olarak bu yıldızların tayfında iç kısımlara gömülen elementlerin çizgileri çok zayıf iken, yüzeyde biriken elementlerin çizgileri normal bir yıldızdakinden çok daha şiddetli olur. Elbette bu ayrışmanın gerçekleşebilmesi için yıldızda karıştırma işleminin etkin olmaması gerekir. Bu nedenle yavaş dönme, kimyasal tuhafılıkların oluşabilmesi için gerekli koşuldur.

Kimyasal tuhaf yıldızlardan HgMn yıldızları B tayf türünden yıldızlar arasında en yavaş dönenleri olması sebebiyle bu yıldızlar yayılma kuramını test etmede ideal laboratuvarlardır. Bu çalışmada HgMn yıldızlarında yayılma işleminin öncelikle salt parlaklık ve B-V rengine bağlılığı incelenmiş, buradan yayılmanın yıldız kütlesi ve evrimi ile ilişkili olup olmadığına dair ipuçları elde etmek hedeflenmiştir. Bu amaçla 61 HgMn yıldızının farklı çalışmalardan Civa ve Mangan bollukları derlenip bunların salt parlaklık ve B-V ile değişimine bakılmıştır.

Bu incelemelerden elde edilen sonuçlara göre, HgMn yıldızlarında Civa bollukları artan salt parlaklık ile birlikte azalma eğilimi

göstermektedir. Salt parlaklığın kütlelerin bir belirteci olduğu düşünülecek olursa, büyük kütleli yıldızlara doğru gidildikçe Civa bolluklarının azalma gösterdiği sonucu ortaya çıkmaktadır. Civa bolluklarının (B-V) ile değişimine bakıldığında renk-parlaklık diyagramında kırmızı tarafa doğru bollukların artış gösterdiği görülmüştür. Bu da yıldızlar evrimleştikçe Civa bolluklarının artma eğilimi gösterdiğine işaret etmektedir. Bu sonuç yayılma kuramı ile uyum içerisindedir. Mangan bollukları salt parlaklıktan dolayısıyla da kütlede bağımsız gibi görünmektedir. Mangan bolluklarının (B-V)'ye bağlılığı ise Civa için bulunanın tam tersidir. Kırmızı tarafa doğru Mangan bollukları azalma göstermektedir. Civa ile Mangan bollukları arasındaki bu farklılaşma bu elementlerin yıldızların farklı katmanlarında farklı karakter göstermesinden kaynaklanabilir.

Kimyasal açıdan tuhaf yıldızların evrim durumları oldukça tartışmalı bir konudur. Kimyasal tuhafıkların yıldız anakola geldiğinde mi, yoksa anakol evriminin bir kısmını tamamladıktan sonra mı oluştuğu sorusunun cevabı tartışmalıdır. Bu çalışmada Schaller'in (1992) evrim modelleri kullanılarak HgMn yıldızlarının evrim durumları incelenmiştir. Buradan HgMn yıldızlarının anakol bandının her yerinde bulunabildiği sonucu elde edilmiştir.

Çalışmanın diğer aşamasında tek olduğu bilinen HgMn yıldızlarının gözlemsel özelliklerinden Yıldız'dan alınan (2007b) modeller aracılığıyla temel fiziksel özellikleri (kütle, yarıçap, ışıngücü vd.) türetilmiş ve yayılma işleminin bu özelliklerle olan ilişkisi incelenmiştir. Temel özellikler hesaplanırken yıldızların hem (B-V)'si hem de tayf çalışmalarından elde edilen etkin sıcaklığı ( $T_e$ ) kullanılmıştır.

Yayıma işleminin özellikle zamana bağlılığını incelemek element bolluklarından yıldızın yaşına ilişkin bilgi türetebilmek açısından önem taşır. İncelemelerden elde edilen sonuçlar şu şekilde özetlenebilir:

- i)* Civa bollukları büyük kütleli yıldızlara doğru gidildikçe azalmaktadır. B-V'den ve  $T_e$ 'den hesaplanan kütlelere karşı Civa bolluklarının değişimi birbirine oldukça yakındır. İlki için eğim -0.68, ikincisi için -0.72 olarak bulunmuştur.
- ii)* Civa bollukları zamanla artma eğiliminde olduğu görülmüştür. Gözlenen B-V'den ve  $T_e$ 'den elde edilen yaşlar için sonuçlar birbirine benzerdir. Buradan Civa atomlarının yıldız yüzeyine sürekli olarak taşınmaya devam ettiği ve kaynağın zamanla tükenmediği sonucunu çıkarmak mümkün olabilir.
- iii)* Civa bolluğu düşük etkin sıcaklıklara doğru artma eğilimindedir. Bu da bollukların renk-parlaklık diyagramında soğuk tarafa doğru, başka bir deyişle yıldız evrimleştikçe arttığı anlamına gelir.
- iv)* Mangan bollukları ile kütle, yaş ve etkin sıcaklık arasında Civa bollukları için bulunanlara benzer bir ilişki bulunamamıştır. Bunun iki sebebi olabilir: Mangan'ın difüzyonu bu parametrelerden bağımsız olabilir ya da Mangan bolluğu saptanmış olan yıldız sayısının az olması sebebi ile veri eksikliğinden dolayı ilişki türetilenmemiştir.

Bu çalışmada ayrıca HgMn yıldızlarının kuramsal B-V değerleri hesaplanıp bunlar gözlemsel B-V değerleri ile kıyaslandı. Burada HgMn yıldızlarının modellerde (normal yıldızlarda) sağlanan (B-V)- $T_e$  ilişkisinden farklı bir ilişkiye sahip olduğu sonucu elde edildi. Bu incelemeye göre HgMn yıldızları aynı sıcaklıktaki modele (normal bir yıldıza) göre daha kırmızı renge sahip olmaktadır. Ortalama (B-V) farkı 0.02'dir.

HgMn yıldızlarının bolluk analizlerine ilişkin yapılan çalışmalardan elde edilen veriler bize bu yıldızlardaki tuhaflıkları açıklayan tek kuram olan yayılma kuramına ilişkin birtakım kıstaslar koyma olanağı vermektedir. Bu çalışmada özellikle Civa bollukları için belirgin ilişkilerin varlığı ortaya konabilmiştir. Bu ilişkiler kuramsal hesaplamaları test etmek açısından önemlidir.

## KAYNAKLAR DİZİNİ

- Adelman, S. J. and Davis Philip, A. G.**, 1990, Elemental abundances of the Mercury-Manganese stars HR 4817 and  $\chi$  Lupi, *Astronomy and Astrophysics*, 238, p111-115.
- Adelman, S. J., Davis Philip and A. G., Adelman, C. J.**, 1996, Elemental abundances of the Mercury-Manganese stars HR 89 and 33 Geminorum, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 282, p953-957.
- Adelman, S. J., Ryabchikova, T. A. and Davydova, E. S.**, 1998, Elemental abundance analyses with DAO spectrograms-XVIII. The double-lined spectroscopic binary 46 Draconis, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 297, p1-17.
- Adelman, S. J.; Pintado, O. I.**, 2000, Elemental abundance analyses with Complejo Astronomico El Leoncito REOSC echelle spectrograms. IV. Extensions of nine previous analyses, *Astronomy and Astrophysics*, v.354, p.899-903.
- Adelman, S. J., Snow, T. P., Wood, E. L., Ivans, I. I., Sneden, C., Ehrenfreund, P., Foing, B. H.**, 2001, An elemental abundance analysis of the mercury manganese star HD 29647, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 328, p1144-1150.
- Adelman, S. J., Caliskan, H., Gulliver, A. F. and Teker, A.**, 2006, Elemental abundance analyses with DAO spectrograms-XXIX. The Mercury-Manganese Stars 53 Tau,  $\beta$  Tau,  $\gamma$  Crv and  $\nu$  Her, *Astronomy and Astrophysics*, 447, p685-690.
- Alecian, G.**, 1986, Time dependent diffusion of elements in stars. I - A method for numerical simulation of diffusion in stellar envelopes, *Astronomy and Astrophysics*, 168, p204-210.
- Alecian, G. and Stift, M. J.**, 2006, Radiative diffusion in stellar atmospheres: diffusion velocities, *Astronomy and Astrophysics*, 454, p571A.
- Andersen, J.**, 1991, Accurate masses and radii of normal stars, *Astronomy and Astrophysics Review*, 3, p91-126.

## KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

- Asplund, M., Grevesse, N. and Sauval, A. J.,** 2005, The Solar Chemical Composition, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis in honor of David L. Lambert, ASP Conference Series*, Vol. 336, p25.
- Babcock, H. W.,** 1958, A Catalog of magnetic stars, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 3, p141.
- Babel, J.,** 1993, Diffusion models for magnetic Ap stars, *ASP Conference Series*, Vol. 44.
- Berghoefter, T. W., Schmitt, J. H. M. M. and Cassinelli, J. P.,** 1996, The ROSAT all-sky survey catalogue of optically bright OB-type stars, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 118, p481-494.
- Bidelman, W. P.,** 1962, Line identifications in peculiar stars, , 135, p651.
- Borra, E. F. and Landstreet, J. D.,** 1980, The magnetic fields of the Ap stars, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 42, p421-445.
- Borra, E. F. Landstreet, J. D. and Mestel, L.,**1982, Magnetic stars, *Annual Reviews of Astronomy and Astrophysics*, 20, p191-220.
- Catanzaro, G., Leone, F. and Leto, P.,** 2003, HD 191110 a SB2 system with HgMn and Hg components. Orbital elements and abundance analysis, *Astronomy and Astrophysics*, 407, p669-677.
- Catanzaro, G., Leto, P.,** 2004, Orbital solutions for SB2 systems with a HgMn component, *Astronomy and Astrophysics*, 416, p661-668.
- Catanzaro, G.; Leone, F.,** 2006, Spectroscopic analysis of the SB3 system 74Aqr†, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373, p330-336.
- Dolk, L., Wahlgren, G. M. and Hubrig, S.,** 2003, On the elemental abundance and isotopic mixture of mercury in HgMn stars, *Astronomy and Astrophysics*, 402, p299-313.
- DOMOV,** Tübitak 104T138.

## KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

- Drake, N. A., Nesvacil, N., Hubrig, S., Kochukhov, O., de La Reza, R., Polosukhina, N. S., Gonzalez, J. F.,** 2005, Spectroscopic analysis of chemically peculiar stars: abundance determination of lithium and some rare earth elements, *From Lithium to Uranium: Elemental Tracers of Early Cosmic Evolution, IAU Symposium proceedings of the international Astronomical Union 228, Cambridge University Press*, p89-90.
- Dworetzky, M. M.,** 1972, Orbit of the Double-Lined Binary Mercury Star Chi LUPI, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 84, p254.
- Dworetzky, M. M.,** 2000, Helium abundances in HgMn and normal stars, *The A-Star Puzzle, held in Poprad, Slovakia, Edited by J. Zverko, J. Ziznovsky, S.J. Adelman, and W.W. Weiss, IAU Symposium, No. 224. Cambridge, UK: Cambridge University Press, 2004.,* p727-733.
- ESA,** 1997, SP-1200, The Hipparcos and Tycho Catalogue.
- Gomez, A. E., Luri, X., Grenier, S., Figueras, F., North, P., Royer, F., Torra, J., Mennessier, M. O.,** 1998, The HR-diagram from HIPPARCOS data. Absolute magnitudes and kinematics of BP - AP stars, *Astronomy and Astrophysics*, 336, p953-959.
- Harman, D. J.,** 1997, MSc Project Report, university College London. (Nerden aldın?)
- Hubrig, S. and Schwan, H.,** 1991, Magnetic AP stars in the Hyades and Ursae Majoris superclusters, *Astronomy and Astrophysics*, vol. 251, p469-473.
- Hubrig, S.; Mathys, G.,** 1994, The evolutionary state of magnetic AP stars, *Astronomische Nachrichten*, 315, no: 5, p343-348.
- Hubrig, S.; Mathys, G.,** 1996, The  $\lambda$  3984 feature in late-B spectroscopic binaries, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 120, p457-462.

### KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

- Hubrig, S., North, P. And Mathys, G.,** 2000, Magnetic Ap stars in the Hertzsprung-Russell diagram, *Astrophysical Journal*, 539, p352-363.
- Jomaron, C. M., Dworetsky, M.M., Allen, C. S.,** 1999, Manganese abundances in Mercury-Manganese stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 303, p555-564.
- Kurtz D. and Martinez, P.,** 2000, *Baltic Astronomy*, 9, 253.
- Landstreet, J.D.,** 1980, The measurement of magnetic fields in stars, *Astronomical Journal*, 85, p611-620.
- Landstreet, J. D., Bagnulo, S., Andretta, V., Fossati, L., Mason, E., Silaj, J., Wade, G. A.,** 2007, Searching for links between magnetic fields and stellar evolution: II. The evolution of magnetic fields as revealed by observations of Ap stars in open clusters and associations, *Astronomy and Astrophysics*, 470,p685-698.
- Lejeune, T., Cuisinier, F., Buser, R.,** 1998, A standart stellar library for evolutionary synthesis II. The M dwarf extension, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 130, p65-75.
- Mathys, G. and Hubrig, S.,** 1995 Magnetic fields of the HgMn spectroscopic binaries  $\chi$  LUPI and 74 Aquarii, *Astronomy and Astrophysics*, 293, p810-814.
- Maury, A.,** 1897, *Ann. Astron.Obs. Harvard*, vol. 28, Part 1.
- Michaud, G.,** 1970, Diffusion processes in A stars, *Astrophysical Journal*, 160, p641M.
- Michaud, G., Reeves, H. and Charland, Y.,** 1974, Diffusion and isotope anomalies of Hg in Ap stars, *Astronomy and Astrophysics*, 37, p313M.
- Morgan, W. W.,** 1933, Some evidence for the existence of peculiar branch of the spectral sequence in the interval B8-F0, *Astrophysical Journal*, 77, p330M.
- Nordstrom, B., Johansen, K. T.,** 1994, Radii and masses for young star AR Aurigae, *Astronomy and Astrophysics*,. 282, p787-800.

### KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

- North, P.**, 1993, Chemically Peculiar Stars in Clusters - Upper and Lower Age Limits of Cp-Stars, *Peculiar versus Normal Phenomena in A-type and Related Stars*, International Astronomical Union, Colloquium No. 138, p577.
- North, P., Jасhek, C., Hauck, B., Figueras, F., Torra, J., Kunzli, M.**, 1997, Absolute Magnitudes of Chemically Peculiar Stars, *Proceedings of the ESA Symposium 'Hipparcos - Venice '97'*, p239-244.
- Pan, X., Shao, M., Colavita, M. M., Armstrong, J. T., Mozurkewich, D., Vivekanand, M., Denison, C. S., Simon, R. S., Johnston, K. J.**, 1992, Determination of the visual orbit of the spectroscopic binary Alpha Andromedae with submilliarcsecond precision, *Astrophysical Journal*, 384, p624-633.
- Pöhl, H., Maitzen, H. M. and Paunzen, E.**, 2003, On the evolutionary status of chemically peculiar stars of the upper main sequence, *Astronomy and Astrophysics*, 402, p247-252.
- Preston, G. W.**, 1974, The chemically peculiar stars of the upper main sequence, *Annual Review Of Astronomy And Astrophysics*, 12, p257-277.
- Profitt, C. R., Jönsson, P., Litzen, U., Pickering, J. C. and Wahlgren, G. M.**, 1999, Goddard high-resolution spectrograph observations of the B III resonancedoublet in early B stars: abundances and isotope ratios, *Astrophysical Journal*, 516, p342-348.
- Renson, P., Gerbaldi, M. and Catalano, F. A.**, 1991 General catalogue of AP and AM stars, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*, 89, p429R.
- Romanyuk, I. I.**, 2007, Main-sequence magnetic CP stars: II. Physical parameters and chemical composition of the atmosphere, *Astrophysical Bulletin*, v62, no1., p72-101.

## KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

- Ryabchikova, T. A., Zakharova, L. A. and Adelman, S. J.,** 1996, Elemental abundance analyses with DAO spectrograms-XIV. The double-lined spectroscopic binary 112 Herculis, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 283, p1115-1132.
- Ryabchikova, T. A., Malanushenko, V. P. and Adelman, S. J.,** 1998, The double-lined spectroscopic binary alpha Andromedae: orbital elements and elemental abundances, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, vol. 27, no. 3, p356-358 351.
- Ryabchikova, T., Kotchoukhov, O., Galazutdinov, G., Musaev, F., Adelman, S. J.,** 1998, Discovery of the secondary star of the HgMn binary kappa CANCRI, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, 27, no. 3, p258-260.
- Ryabchikova, T. A., Malamushenko, V. P., and Adelman, S. J.,** 1999, Orbital elements and abundance analyses of the double-lined spectroscopic binary  $\alpha$  Andromedae, *Astronomy and Astrophysics*, 351, p963-972.
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., Maeder, A.,** 1992, New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at  $Z = 0.020$  and  $Z = 0.001$ , *Astronomy and Astrophysics Supplement*, 96, no. 2, p269-331.
- Seaton, M. J.,** 1999, Diffusion of Iron-group elements in the envelopes of HgMn Stars, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 307, p1008S.
- Shorlin, S. L. S.; Wade, G. A., Donati, J. F., Landstreet, J. D., Petit, P., Sigut, T. A. A. and Strasser, S.,** 2002, A highly sensitive search for magnetic fields in B, A and F stars, *Astronomy and Astrophysics*, 392, p637-652.
- Smith, K. C.,** 1996, Chemically peculiar hot stars, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 237, p77S.

### KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)

- Smith, K. C.**, 1997, Elemental abundances in normal late-B and HgMn stars from co-added IUE spectra, *Astronomy and Astrophysics*, 319, p928-947.
- Turcotte, S.**, 2003, Diffusion and Settling in Ap/Bp Stars, *ASP Conference Series*, Vol. 305, p199.
- Wade, G. A.**, 1997, Evolutionary estimates for 10 magnetic AP stars calculated from their rigid rotator geometries, *Astronomy and Astrophysics*, 325, p1063-1069.
- Wahlgren, G. M., Leckrone, D. S., Johansson, S. G., Rosberg, M. and Brage, T.**, 1995, The abundances of Pt, Au, and HG in the chemically peculiar HgMn-type stars  $\kappa$  Cancri and  $\chi$  Lupi, *Astrophysical Journal*, 444, p438-451.
- Wahlgren, G. M., Hubrig, S., Dolk, L.**, 2002, The Double-Lined Spectroscopic Binary AV Scl, *Information Bulletin on Variable Stars*, 5290, 1.
- Wolff, S. C., Preston, G.**, 1978, Late B-type stars - Rotation and the incidence of HgMn stars, *Astrophysical Journal Supplement Series*, 37, p371-392.
- Wolff, S. C.**, 1983, *The A-Type Stars: Problems and Perspectives* (Monograph series on Nonthermal Phenomena in stellar atmospheres, NASA SP-463).
- Wolf, V. M. and Lambert, D. L.**, 1999, Mercury Elemental and Isotopic Abundances in Mercury-Manganese Stars, *The Astrophysical Journal*, 521, p414-431.
- Yıldız, M.**, 2007a, Astrofiziğe Giriş Ders Notları (basılmamış).
- Yıldız, M.**, 2007b, Models of  $\alpha$  Centauri A and B with and without seismic constraints: time dependence of the mixing-length parameter, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 374, p1264-1270.
- Young, A. and Martin, A. E.**, 1973, A search for Ap stars in open clusters, *Astrophysical Journal*, 181, p805-810.

**KAYNAKLAR DİZİNİ (Devam)**

- Zavala, R. T., Adelman, S. J., Hummel, C. A., Gulliver, A. F., Caliskan, H., Armstrong, J. T., Hutter, D. J., Johnston, K. J., Pauls, T. A.,** 2007, The Mercury-Manganese Binary Star  $\phi$  Herculis: Detection and Properties of the Secondary and Revision of the Elemental Abundances of the Primary, *The Astrophysical Journal*, 655, p1046-1057.
- Zverko, J., Ziznovsky, J. and Khokhlova, V. L.,** 1997, An Analysis of Disentangled Spectra of the Double-Lined Eclipsing Binary AR Aurigae by Means of Spectrum Synthesis, *Contributions of the Astronomical Observatory Skalnaté Pleso*, vol. 27, p41.

## ÖZGEÇMİŞ

Suzan Doğan, 1982 yılı Almanya, Hilden doğumludur. İlk, orta ve lise öğrenimini İzmir’de tamamladıktan sonra 2005 yılında Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü’nden birincilikle mezun olmuştur. Halen, Ege Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı, Astrofizik Bilim Dalı’nda Yüksek Lisans öğrenimine devam etmektedir.