

**ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

YÜKSEK LİSANS TEZİ

**BAZI HERBIG Ae / Be YILDIZLARININ FOTOMETRİK VE X-IŞIN
VERİLERİNE DAYALI OLARAK İNCELENMESİ**

Şakir Şenol ŞAHİN

ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ ANABİLİM DALI

**ANKARA
2020**

Her hakkı saklıdır

ÖZET

Yüksek Lisans Tezi

BAZI HERBİG Ae / Be YILDIZLARININ FOTOMETRİK VE X-IŞIN VERİLERİNE DAYALI OLARAK İNCELENMESİ

Şakir Şenol ŞAHİN

Ankara Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman: Doç. Dr. Mesut YILMAZ

Bu tez çalışmasında, anakol öncesi (PMS) evrim aşamasında bulunan ve kendilerini oluşturan yıldızlar arası (karanlık) gaz bulutunun içerisinde kısmen veya tamamen gömülü durumda veya bu bulutsuların çok yakınlarında yer alan orta kütleli (çok azı F türünden, çoğunluğu B veya A tayf türünden; $M < 10 M_{\odot}$ olanları) “ön yıldız” (proto yıldız) lar olarak tanımlanan *Herbig Ae / Be* (HAeBe) yıldızları (Herbig 1960) arasından seçilen bazı hedefler incelendi. Bu tür yıldızların çoğunda görülen ışık değişiminin fiziksel mekanizması kesin olarak anlaşılamamıştır ancak, çevresel proto-diskin yıldızı örtmesi sonucunda ortaya çıktığı düşünülmektedir ayrıca çevrelerindeki maddenin tayfları üzerindeki katkısından dolayı, doğru tayf türü analizleri de her zaman yapılamamaktadır. Bu yıldızların çoğu dahil oldukları bulut kompleksinin derinliklerinde gömülü olduğundan, optik bölgede sönümlemeye maruz kalabilirler (Herbig 1960; Finkenzeller ve Jankovics 1984; Waters ve Waelkens 1998). Özellikle kırmızı ve kırmızıöte bölgede gerçekleştirilen fotometrik gözlemler ile, çevresel bulut içerisinde gömülü olan bu PMS cisimlerin değişim doğası ve fiziksel yapıları ortaya çıkarılmaya çalışılmaktadır (örn. Herbst ve Shevchenko, 1999). Önceki çalışmalara ait fotometrik gözlem sonuçları, bu tür yıldızların kısa zaman (birkaç saat veya gün) ölçeklerinden, uzun zaman (birkaç ay) ölçeklerine kadar değişen sürelerde düzensiz yapıda ışık değişimlerinin olduğunu göstermektedir. Bu nedenle optik ışık ölçüm (fotometrik) yöntemiyle yapılan uzun süreli (en az birkaç yıl süreli) incelemelerle hedeflerin; saat, gün ve ay ölçekli olası değişimleri araştırıldı. Ayrıca, bazı üyeleri X-ışın bölgesinde ışınım yayan hedeflerin, Chandra uydusunun veritabanında bulunan yüksek zaman çözünürlüğüne sahip verisi ile çok kısa süreli (dakika mertebesindeki) değişimlerinin incelemesi de yapıldı. Seçilen hedeflerin olası dönemlilikleri literatür sonuçlarıyla karşılaştırıldı. Fotometrik ve X-ışın verisinin analizinden elde edilecek bulguların yıldız evriminin en az anlaşılabilen (anakol öncesi) safhasındaki bu gök cisimlerinin fiziksel yapılarını anlamaya ışık tutacağı düşünülmektedir. Bu sayede, gerek PMS yıldızların evrimleri hakkında gerekse çevresel maddenin fiziksel koşulları hakkında daha fazla bilgiye ulaşılabacaktır.

Haziran 2020, 135 Sayfa

Anahtar Kelimeler: Yıldızlar: Değişen: Herbig Ae / Be Yıldızları - Yıldızlar: Anakol Öncesi - Yöntem: Fotometri - Yöntem: Tayfsal (X-ışın)

ABSTRACT

M. Sc. Thesis

A STUDY OF SOME HERBIG Ae / Be STARS ON THE BASIS OF PHOTOMETRIC AND X-RAY DATA

Şakir Şenol ŞAHİN

Ankara University
Graduate School of Natural and Applied Sciences
Department of Astronomy and Space Sciences

Supervisor: Assoc. Prof. Dr. Mesut YILMAZ

In this thesis, some targets selected from the medium mass stars (very few of the type F, the majority of the type B or A in the spectrum and their mass with about $M < 10 M_{\odot}$) which are in the Pre-Main Sequence (PMS) evolution phase and partially or completely buried in the interstellar (dark) gas cloud which are defined as proto-stars and named *Herbig Ae / Be* (HAeBe) stars (Herbig 1960) were examined. The physical mechanism of light variations seen most of such stars is not fully understood, but it is believed to occur as a result of the surrounding proto-disc covering the star, and due to its contribution on the spectra of the substance around them, accurate spectral type analyzes are not always possible. Since most of these stars are buried deep within the cloud complex they are involved in, they can be subjected to damping in the optical region (Herbig 1960; Finkenzeller and Jankovics 1984; Waters and Waelkens 1998). Especially with the photometric observations carried out in the red and infrared region, the variations nature and physical structures of these PMS objects buried in the environmental cloud are tried to be revealed (eg Herbst and Shevchenko, 1999). Photometric observation results from previous studies show that such stars have irregular light variations in the time ranging from short time (several hours or days) to long time (several months) scales. For this reason, with long-term (at least several years) examinations made with optical light measurement (photometric) method, the objectives are; possible variations of hour, day and month scale were also investigated, and some very short-term, minute-order changes were made with the high-resolution data in the database of Chandra satellite. Possible periodicity of the selected targets were compared with the results of the literature. The findings from the analysis of photometric and X-ray data are thought to shed light on understanding the physical structures of these celestial bodies in the least understandable (Pre-Main Sequence) phase of stellar evolution. In this way, more information will be obtained both on the evolution of PMS stars and on the physical conditions of the environmental matter.

June 2020, 135 Pages

Key Words: Stars: Variables: Herbig Ae / Be Stars - Stars: Pre-Main Sequence - Techniques: Photometric - Techniques: Spectroscopic (X-ray)

TEŞEKKÜR

Kendisini tanıdığım ilk günden beri bilgi ve zamanıyla birlikte yalnızca eğitim değil hayatın getirdiği diğer konularda da tecrübe ve desteğini esirgemeyen danışman hocam Doç. Dr. Mesut YILMAZ'a (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı), tez konumun belirlenmesi ve yüksek lisans eğitimimin başlangıcındaki desteklerinden dolayı Prof. Dr. Sacit ÖZDEMİR'e (Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı), 15 yıldır gösterdiği hayat arkadaşlığı, anlayış ve tezime olan sayısız katkılarından dolayı eşim Zehra ŞAHİN'e, tüm eğitim hayatım boyunca desteğini esirgemeyen annem Işık ŞAHİN'e teşekkür ederim.

"TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi'ne T60 teleskobu ile yapılan T60-67 numaralı projedeki desteklerinden ötürü teşekkür ederim."

Şakir Şenol ŞAHİN
Ankara, Haziran 2020

İÇİNDEKİLER

TEZ ONAY SAYFASI

ETİK.....	i
ÖZET.....	ii
ABSTRACT	iii
TEŞEKKÜR	iv
SİMGELER DİZİNİ	vii
ŞEKİLLER DİZİNİ	viii
ÇİZELGELER DİZİNİ	xiii
1. GİRİŞ	1
2. KURAMSAL TEMELLER VE KAYNAK ÖZETLERİ	3
2.1 Yıldız Oluşumu	3
2.1.1 Yıldızlararası ortam ve yıldız oluşum bölgeleri	3
2.1.2 Moleküler bulutların çökmesi	6
2.1.3 Ön yıldız oluşumu ve anakol öncesi evrim.....	15
2.1.4 Büyük kütleli yıldızların oluşumu	17
2.1.5 Güneş kütleli yıldızların oluşumu	18
2.1.6 Sıfır yaş anakolu	19
2.2 Herbig Ae / Be Yıldızları.....	21
2.2.1 Herbig Ae / Be yıldızlarının gözlemsel özellikleri.....	24
2.2.2 Herbig Ae / Be Yıldızlarında X-Işınları.....	32
2.2.3 Tayfsal enerji dağılımı (Spectral Energy Distribution: SED)	36
2.2.4 HAeBe yıldızlarının evrimi.....	40
2.2.5 HAeBe’lerde madde atımı	43
2.2.6 HAeBe’lerin iç disklerinde kütle birikimi.....	44
2.2.7 Doğrudan görüntülenen disk yapıları	45
3. MATERYAL VE YÖNTEM	48
3.1 Materyal	48
3.2 Yöntem	53
3.2.1 Fotometrik analizler.....	54
3.2.2 X-ışın analizleri	55
4. ARAŞTIRMA BULGULARI	59
4.1 T60-67 Proje Yıldızları ile İlgili Fotometrik Bulgular	59

4.2 Period Analizleri.....	83
4.3 X-Işın Analizleri	107
4.3.1 T60-67 Proje yıldızları ile İlgili X-ışın bulguları	107
5. TARTIŞMA ve SONUÇ	114
KAYNAKLAR.....	120
ÖZGEÇMİŞ.....	135



SİMGELER DİZİNİ

K	Kelvin
$R_{\odot}$	Güneş'in yarıçapı, 6.96×10^{10} cm
$M_{\odot}$	Güneş'in kütlesi, 1.99×10^{33} gr
$L_{\odot}$	Güneş'in toplam ışıınım gücü, 3.86×10^{33} erg sn ⁻¹
m	kadir; parlaklık birimi
T_e	Etkin sıcaklık
$v \sin i$	Dönme hızı
HR	Parlak yıldızlar kataloğu
HIP	Hipparcos kataloğu
α	Sağ açıklık
δ	Dik açıklık
M	Kütle
R	Yarıçap
M_V	Mutlak görsel parlaklık
Δm_V	V bandı ışık değişim genliği
pc	Parsek; Paralaksı 1 olan bir gökcisminin uzaklığı
M_1, M_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin kütlesi
T_1, T_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin etkin sıcaklıkları
L_1, L_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin ışıınım güçleri
R_1, R_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin yarıçapları
Ω_1, Ω_2	Sırasıyla baş ve yoldaş bileşenin yüzey potansiyeli
q	($=m_2/m_1$)Kütle oranı
AB	Astronomi birimi, 149.5×10^6 km
HJD	Güneş merkezli Jülyen günü
T_0	Başlangıç minimum zamanı
P(gün)	Sistemin yörünge dönemi
I	Yıldızın merkezinden salınan ışıınım şiddeti
I_0	Yıldızın kenarlarından salınan ışıınım şiddeti

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 2.1 Orion Nebulası (ESA/Hubble Web Sitesi https://spacetelescope.org	7
Şekil 2.2 Yıldızın içerisinde birim kalınlıkta (dr), birim yüzey alanına (dA) sahip birim kütle elementinin (dM) üzerindeki 3 temel kuvvet	7
Şekil 2.3 Güneş komşuluğu için IMF	11
Şekil 2.4 Ön yıldızların ZAMS'a yaklaşımları sırasında iç yapılarının nasıl değiştiğini gösteren şema	13
Şekil 2.5 Bir ön yıldız ve yığılma diski arasındaki fişkırtma ve birikimin şematik gösterimi.....	14
Şekil 2.6 İlkel yıldız etrafında dönen, manyetize olmuş diskten fişkırtan, iki kutuplu madde akımı modeli.....	15
Şekil 2.7 HR diyagramı.....	20
Şekil 2.8 Farklı kütleli yıldızların anakol ömrü. Noktalar doğum çizgisini temsil etmektedir ve farklı kütleli yıldızlar.....	21
Şekil 2.9 Manyetosferik yığılmaya maruz kalan ön gezegen diskinin fiziksel ve kimyasal yapı taslağı (Henning ve Semenov 2013)	23
Şekil 2.10 HAeBe yıldızlarının Hipparcos mesafelerine göre Hertzsprung-Russell (HR) diyagramı	25
Şekil 2.11 UX Ori türü değişen BF Ori'nin Strömgren sistemindeki optik ışık eğrisi ...	26
Şekil 2.12 Strömgren sisteminde BF Ori'nin renk-parlaklık diyagramı, mavileşme etkisi	27
Şekil 2.13 BF Ori'nin He I (sol) ve Na I çizgilerindeki kısa zaman ölçekli değişim	30
Şekil 2.14 Chandra ile gözlemlenen bazı HAeBe yıldızları için HR diyagramı.....	35
Şekil 2.15 Bazı HAeBe yıldızlarının 0.25'' piksel boyutunda Chandra ACIS görüntüleri	36
Şekil 2.16 AB Aur'un Spektral enerji dağılımı	40
Şekil 2.17 HD 100546 (Malfait vd. 1998b) ve kuyruklu yıldız Hale-Bopp'ın (Crovisier vd. 1997, alttaki tayf) ISO SWS tayfları.....	43
Şekil 2.18 Herbig yıldızı HD 135344B'nin çevresindeki diskten Ks bandında polarize ışık salması	47
Şekil 3.1 Chandra X-ışın Uydusu gözlem verisi arama sayfası	52
Şekil 3.2 20 saniye çözünürlüğe sahip RXJ0806.3 + 1527 için X-ışın ışık eğrisi	56
Şekil 4.1 AS 310 yıldızına ait I ve R bandı ışık eğrileri.....	59
Şekil 4.2 AS 310'a ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği.....	60
Şekil 4.3 BO Cep'e ait UBVRI bandı ışık eğrileri.....	60
Şekil 4.4 BO Cep'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği	61

Şekil 4.5 BO Cep'e ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği	61
Şekil 4.6 BO Cep'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği	62
Şekil 4.7 BO Cep'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği	62
Şekil 4.8 CQ Tau'ya ait UBVRİ bandı ışık eğrileri	63
Şekil 4.9 CQ Tau'ya ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği	63
Şekil 4.10 CQ Tau'ya ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği	64
Şekil 4.11 CQ Tau'ya ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği	64
Şekil 4.12 CQ Tau'ya ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği	65
Şekil 4.13 HD 141569'a ait BVRI bandı ışık eğrileri.....	65
Şekil 4.14 HD 141569'a ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği.....	66
Şekil 4.15 HD 141569'a ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği.....	66
Şekil 4.16 HD 141569'a ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği.....	67
Şekil 4.17 HD 245185'e ait UBVRİ bandı ışık eğrileri	67
Şekil 4.18 HD 245185'ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği	68
Şekil 4.19 HD 245185'ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği	68
Şekil 4.20 HD 245185'ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği	69
Şekil 4.21 HD 245185'ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği	69
Şekil 4.22 LkHa 259'a ait VRİ bandı ışık eğrileri	70
Şekil 4.23 LkHa 259'a ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği	70
Şekil 4.24 LkHa 259'a ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği	71
Şekil 4.25 MacC H12'ye ait VRİ bandı ışık eğrileri.....	71
Şekil 4.26 MacC H12'ye ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği.....	72
Şekil 4.27 MacC H12'ye ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği.....	72
Şekil 4.28 MWC 1080'e ait UBVRİ bandı ışık eğrileri.....	73
Şekil 4.29 MWC 1080'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği.....	73
Şekil 4.30 MWC 1080'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği	74
Şekil 4.31 MWC 1080'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği	74
Şekil 4.32 MWC 1080'e ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği.....	75
Şekil 4.33 V361 Cep'e ait UBVRİ bandı ışık eğrileri	75
Şekil 4.34 V361 Cep'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği	76
Şekil 4.35 V361 Cep'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği	76
Şekil 4.36 V361 Cep'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği	77
Şekil 4.37 V361 Cep'e ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği	77
Şekil 4.38 V373 Cep'e ait BVRI bandı ışık eğrileri	78

Şekil 4.39 V373 Cep'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği	78
Şekil 4.40 V373 Cep'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği	79
Şekil 4.41 V373 Cep'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği	79
Şekil 4.42 V375 Lac 'a ait VRI bandı ışık eğrileri.....	80
Şekil 4.43 V375 Lac'a ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği.....	80
Şekil 4.44 V375 Lac'a ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği.....	81
Şekil 4.45 VV Ser'e ait BVRI bandı ışık eğrileri	81
Şekil 4.46 VV Ser'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği	82
Şekil 4.47 VV Ser'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği	82
Şekil 4.48 VV Ser'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği	83
Şekil 4.49 BO Cep yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı	84
Şekil 4.50 BO Cep yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	84
Şekil 4.51 BO Cep yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	85
Şekil 4.52 BO Cep yıldızının I bandı için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	85
Şekil 4.53 CQ Tau yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı	86
Şekil 4.54 CQ Tau yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı.....	86
Şekil 4.55 CQ Tau yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	87
Şekil 4.56 CQ Tau yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	87
Şekil 4.57 HD 141569 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı	88
Şekil 4.58 HD 141569 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	88
Şekil 4.59 HD 141569 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	89
Şekil 4.60 HD 141569 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	89
Şekil 4.61 HD 245185 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı	90
Şekil 4.62 HD 245185 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	90
Şekil 4.63 HD 245185 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	91
Şekil 4.64 HD 245185 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	91
Şekil 4.65 LkHa 259 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı.....	92
Şekil 4.66 LkHa 259 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	92

Şekil 4.67 LkHa 259 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	93
Şekil 4.68 LkHa 259 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	93
Şekil 4.69 MacC H12 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı	94
Şekil 4.70 MacC H12 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı.....	94
Şekil 4.71 MacC H12 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	95
Şekil 4.72 MacC H12 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	95
Şekil 4.73 MWC 1080 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı	96
Şekil 4.74 MWC 1080 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	96
Şekil 4.75 MWC 1080 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	97
Şekil 4.76 MWC 1080 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	97
Şekil 4.77 V361 Cep yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı.....	98
Şekil 4.78 V361 Cep yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	98
Şekil 4.79 V361 Cep yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	99
Şekil 4.80 V361 Cep yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	99
Şekil 4.81 V373 Cep yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı.....	100
Şekil 4.82 V373 Cep yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	100
Şekil 4.83 V373 Cep yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	101
Şekil 4.84 V373 Cep yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	101
Şekil 4.85 V375 Lac yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı	102
Şekil 4.86 V375 Lac yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	102
Şekil 4.87 V375 Lac yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	103
Şekil 4.88 V375 Lac yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	103
Şekil 4.89 VV Ser yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı	104
Şekil 4.90 VV Ser yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı	104

Şekil 4.91 VV Ser yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	105
Şekil 4.92 VV Ser yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi	105
Şekil 4.93 AS 310'a ait zamana karşı X-ışın sayım değeri	107
Şekil 4.94 AS 310'a ait güç spektrumu	108
Şekil 4.95 AS 310'a ait evrelendirilmiş foton sayım değeri	108
Şekil 4.96 HD 141569'a ait zamana karşı X-ışın sayım değeri	109
Şekil 4.97 HD 141569'a ait güç spektrumu	109
Şekil 4.98 HD 141569'a ait evrelendirilmiş foton sayım değeri	110
Şekil 4.99 V373 Cep'e ait zamana karşı X-ışın sayım değeri.....	110
Şekil 4.100 V373 Cep'e ait güç spektrumu	111
Şekil 4.101 V373 Cep'e ait evrelendirilmiş foton sayım değeri.....	111
Şekil 4.102 V361 Cep'e ait zamana karşı X-ışın sayım değeri.....	112
Şekil 4.103 V361 Cep'e ait güç spektrumu	112
Şekil 4.104 V361 Cep'e ait evrelendirilmiş foton sayım değeri.....	113

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 3.1 T60-67 numaralı projede gözlenen hedef cisimlere ait katalog adları, koordinatlar, tayf türleri, Bessell UBVRİ filtrelerinde parlaklık değerleri ve uzaklıkları.....	49
Çizelge 3.2 T60-67 numaralı projede kapsamında yapılan gözlemler.....	50
Çizelge 3.3 T60-67 numaralı projede gözlenen hedef cisimlere ait alınan görüntülerde indirgenebilen görüntü sayıları ve kayıp oranları	51
Çizelge 3.4 TUG T60 Teleskobu genel özellikleri.....	52
Çizelge 3.5 Chandra X-ışın gözlemleri bulunan yıldızlara ait veri arşivi.....	52
Çizelge 3.6 Chandra X-ışın Uydusu'na ait teknik özellikleri	53
Çizelge 4.1 PGRAM programı ile hesaplanan en olası evreleri	106

1. GİRİŞ

Yıldız evriminin en az anlaşılabilen safhalarından birisi, yıldızlararası gaz ve tozun çökmesi ile ortaya çıkan “ön yıldız” (protostar) evresidir. Bu aşamaya anakol öncesi (Pre-Main Sequence: PMS) evrim adı verilmektedir. Bu gök cisimleri kendilerini oluşturan yıldızlararası (karanlık) gaz bulutunun içerisinde, kısmen veya tamamen, gömülü olabildikleri gibi, bu bulutsuların çok yakınlarında da bulunabilmektedirler. Bu tür cisimlerin düşük kütleli olanları, prototipi olan T Tauri yıldızları olarak bilinirken, orta kütledekileri (çok azı F türünden, çoğunluğu B veya A tayf türünden; $M < 10 M_{\odot}$ olanları) *Herbig Ae / Be* (HAeBe) yıldızları (Herbig 1960) olarak adlandırılır. Çoğunda görülen ışık değişiminin fiziksel mekanizması tam olarak bilinmemektedir; ancak çevresel proto-diskin yıldızı örtmesi sonucunda ortaya çıktığı düşünülmektedir. Çevrelerindeki maddenin tayfları üzerindeki katkısından dolayı bu tür cisimlerin tayf türü analizi de her zaman yapılamamaktadır. Yayıdıkları enerjinin ana kaynağı çekimsel büzülme enerjisi olduğundan, henüz çekirdeklerinde hidrojen füzyonunun başlamadığına inanılmaktadır. Tayflarında bazıları P Cyg profili sergilerken kalsiyum ve hidrojen salma çizgileri görülür, fakat bu yıldızların çoğu dahil oldukları bulut kompleksinin derinliklerinde gömülü olduğundan, optik bölgede ciddi bir sönümlemeye maruz kalırlar (Herbig 1960, Finkenzeller ve Jankovics 1984, Waters ve Waelkens 1998). Özellikle kırmızı ve kırmızıöte bölgede gerçekleştirilen fotometrik gözlemlerle bu PMS cisimlerin değişim doğası ve fiziksel yapıları ortaya çıkarılmaya çalışılmaktadır (Herbst ve Shevchenko 1999). Tayfsal çizgilerde görülen çok sayıdaki maviye kaymış bileşenden, kuvvetli madde atımının var olduğu anlaşılmaktadır. Bunun yanında, görsel bölgedeki ışınlamalarının azalması sırasında, $(U-B)$ ve $(B-V)$ renk indislerinde görülen parlama nedeniyle, bu tür yıldızların üzerlerine madde çökmesi olduğu da düşünülmektedir (Herbst ve Shevchenko 1999). Fotometrik gözlem sonuçları, genellikle düzensiz yapıda ışık değişimleri olduğunu göstermektedir. Bu değişimler kısa zaman (birkaç saat veya gün) ölçeklerinden, uzun zaman (birkaç ay) ölçeklerine kadar değişen sürelerde olabilmektedir.

Bu tez çalışmasında, Herbig Ae / Be yıldızları olarak bilinen orta kütleli anakol öncesi cisimler arasından seçilen bazı hedefler, uzun süreli (en az birkaç yıl) optik ışık ölçüm

(fotometrik) yöntemiyle incelenerek saat, gün ve ay ölçekli olası değişimlerinin ortaya konulması ve ayrıca yüksek zaman çözünürlüğüne sahip (saniye ve ms) X-ışın verisiyle de (eğer varsa) çok kısa süreli dakika mertebesindeki değişimler olası dönemlilikler bakımından incelendi ve literatür sonuçlarıyla karşılaştırıldı. Bu sayede, optik fotometri ve X-ışın verisinin analizinden elde edilecek bulguların, yıldız evriminin en az anlaşılabilen (anakol öncesi) safhasındaki bu gök cisimlerinin fiziksel yapıları ve evrimleri ile çevresel maddenin fiziksel koşullarını anlamada ışık tutacağı düşünülmektedir.



2. KURAMSAL TEMELLER VE KAYNAK ÖZETLERİ

2.1 Yıldız Oluşumu

Yıldız oluşumu terimi, bir yıldızın ortaya çıkış yollarını inceleyen süreci tanımlar. Yıldız oluşumu; yıldızlararası ortam (Interstellar Medium: ISM), yıldızlararası bulutların ürünleri olan anakol öncesi oluşum aşamasındaki genç yıldızimsı cisimler (Young Stellar Object: YSO) ve gezegen oluşum süreçlerinin özelliklerini inceler.

Yıldızların oluşumu için kullanılan model “standart model” olarak adlandırılmaktadır. Standart model, YSO’ları takip eden evrenin sonucu olan ve moleküler bulutların yoğun kısımlarının çökmesi ile oluşan ön yıldızın, belirli aşamalarla büyüyerek yıldızları nasıl oluşturduğunu açıklamaktadır (Heydari-Malayeri 2008). Yıldızlararası ortamda yıldızların doğuşunu; büyük kütleli (10 veya daha büyük Güneş kütleli yıldızlar) ve Güneş kütleli yıldızlar olarak iki şekilde incelemek mümkündür. Bu süreçte büyüme hızı ön yıldızın kütlesi ile ilişkilidir ve birkaç yüzbin ile milyon yıl arasında değişebilmektedir (Montmerle 2006). Büyük kütleli ön yıldızlar Güneş kütleli ön yıldızlara göre daha fazla parlaklığa sahiptir ve anakola ulaştıklarında, etraflarındaki gazı iyonize eder ve bu iyonize gaz radyo teleskoplarla tespit edilebilir. Yıldızların oluşum merkezlerinin tozlarla çevrili olmasından dolayı sadece radyo ve kızılöte gözlemlerle bu oluşum merkezleri incelenebilir (Zeilik vd. 1998). Standart model küçük ve orta kütleli tek yıldızların oluşumunu iyi derecede açıklamaktadır; ancak yıldız sistemleri, kümeler ve büyük kütleli yıldızların oluşumunu açıklama konusunda eksiktir. Bu nedenle ön yıldızları, oluştukları çevreyi ve çevrelerindeki diğer ön yıldızlarla etkileşimlerini iyi derecede açıklamaya çalışan yeni modeller üretilmektedir (E.T. Young 2010).

2.1.1 Yıldızlararası ortam ve yıldız oluşum bölgeleri

Yıldızlararası ortam, yıldızların yaşamlarını sürdürdükleri ve aralarında bulunan büyük boşluklarda yer alan gaz, toz, manyetik alan, kozmik ışınım ile parçacıklardan meydana

gelen ortamdır. ISM'yi dolduran yıldızlararası madde Galaktik diskin toplam kütlesinin ~% 10-15'ini oluşturmaktadır (Ferriere 2001). Bu madde küçük ölçeklerde ve homojen olmayan bir şekilde, Galaktik düzlemin yakını ile spiral kollar boyunca yoğunlaşmıştır (Ferriere 2001). Yıldızlararası hacmin ~%1-2'sini kaplayan dağınık bulutlar yıldızlararası kütlenin de yaklaşık yarısını oluşturmaktadır. Bu yıldızlararası bulutlar üç tipe ayrılırlar: çok soğuk moleküler gazdan oluşan ($T \sim 10-20$ K) ve arkasındaki yıldızların ışığını engelleyen karanlık bulutlar, soğuk ($T \sim 100$ K) atomik gazdan oluşan ve belirli dalgalı boyundaki soğurma çizgileri hariç neredeyse tamamen geçirgen olan yaygın bulutlar ve diğeri ise moleküler ve atomik gazdan meydana gelen orta miktarda görsel sönümlemeye sahip yarı geçirgen bulutlardır (Ferriere 2001).

Düşük parçacık yoğunluklu salma bulutsuları, yakınlarında yer alan sıcak O ve B türü yıldızlardan kaynaklanan şiddetli ışınlam nedeniyle parlayan gaz bulutlarıdır. Sıcak O ve B yıldızları aşırı miktarda moröte ışınlam yayarlar. Dalgaboyu 91.2 nm veya daha azına sahip enerjik fotonlar karşılaştıkları herhangi bir hidrojen atomunu iyonize edebilirler. Bu tip sıcak bir yıldız, gaz bulutu ile çevrili ise, yıldızın yakın hidrojen atomları iyonize olup H II bölgesi oluşturur (Zeilik vd. 1998). Enerjik fotonlar iyonizasyon için kullanıldıklarından yıldızdan uzaklaştıkça azalmaya başlar ve hidrojeni iyonize edecek kadar enerjik fotonlar kalmadığında H II bölgesi sert bir şekilde sona erer. Yıldızdan uzaklaştıkça, ters kare yasası gereği moröte fotonların akısı azalır ve yeniden birleşme (recombination) ile oluşan H I atomlarının iyonlaşması artık mümkün olmaz. H II'nin büyük kısmı uyarılmış nötr hidrojene dönüşür. Bu atomlar, hızlı bir şekilde temel durumuna dönerken birçok düşük enerjili foton yayar ve H II bölgesi, moröte ışınlamı daha düşük enerjili fotonlara dönüştürerek, floresans ışınlamı yapmış olur. Bu olay sırasında yayılan düşük enerjili fotonlar görünür bölgedeki Balmer salma çizgilerini oluştururlar. Balmer çizgilerinin çoğu H α çizgisinin oluşumuna katkıda bulunduğundan kırmızı bir salma nebulası olarak görülür (Zeilik vd. 1998). Serbest-serbest geçişlerin bir sonucu olarak H II bölgesinden sürekli radyo ışınlamı yayılır. Helyumun görünür bölgedeki floresans çizgileri, radyo bölgedeki yeniden birleşme çizgileriyle birlikte (radyo bölgedeki yeniden birleşme çizgileri yüksek uyarılma seviyeleri arasındaki geçişlerden oluşur) salma nebulalarının tayflarındaki çizgiler şiddetlenir (Zeilik vd. 1998). Bu çizgiler;

- i. H II bölgesindeki uyarılma mekanizmasının öğrenilmesini,
- ii. Yıldızlararası ortamdaki element bolluğu oranını (özellikle He / H oranını),
- iii. Galaksimizin spiral yapısının belirlenmesini sağlamaktadır.

H II bölgelerinde sadece gaz bulunmaz, daha büyük parçacıklar, yani toz da bulunur. Toz bulutları ile gözlemcinin konumlarına bağlı olarak, gelen yıldız ışığı bulutlar tarafından saçılır ve toz parçacıklarından süzülen ışık yerine, yıldızın bulut yönündeki saçılmış ışığı görünür; bu şekilde oluşan bulutsuya "*yansıma bulutsusu*" adı verilir (Zeilik vd. 1998). Parçacık boyutlarının görsel bölgede kısa dalgaboylu ışınım ile kıyaslanabilir büyüklükte olmasından dolayı mavi ışık kırmızıdan daha etkili bir şekilde saçılır ve yansıma bulutsuları yıldızın ışığından daha mavi görünür (Baştürk 2015). Yansıma bulutsularının önemli bir gözlemsel özelliği, onlardan gelen ışığın yüksek oranda (genellikle %20-30 kadar) kutuplanmış (polarize) olmasıdır. Yıldızların yaydığı ışık temel olarak kutuplanmamıştır (polarize değildir). Işık, küçük parçacıklar tarafından saçıldığı zaman seçici olarak düzlemsel kutuplanmaya uğrar. Kutuplanma, ışık enine bir dalga olduğu için oluşur ve bu nedenle küçük parçacıklar, ışığı gelen ışığın hareket yönüne dik olarak seçici olarak saçır. Burada gelen yıldız ışığının ve gözlem doğrultusunun açısı önemlidir. Yansıyan yıldız ışığının kutuplanmasını gözlemleyerek yıldızların etrafındaki toz tanelerinin bazı özellikleri anlaşılabilir (Zeilik vd. 1998).

Samanyolu galaksisinde çok sayıda karanlık bölge bulunmaktadır. Bu karanlık bölgeler arkalarındaki yıldız ışığının görsel bölgede neredeyse tamamını soğuran opak karanlık bulutlardır. Mikroskopik toz parçacıklarını yoğun olarak bulunduran bu bulutsular görünen bölgedeki ışığa hidrojen atomlarına göre daha çok direnç gösterir (Baştürk 2015). Çoğu zaman karanlık bulutsular parlak bulutsularla üst üste binebilir. Bu duruma bir örnek olarak Orion takımyıldızındaki Atbaşı Bulutsusu verilebilir. Bazen de "kürecikler" denilen çok küçük karanlık bölgeler parlak bulutsuların üzerinde yer alır (Zeilik vd. 1998).

Yıldızlararası madde aşırı derecede seyrek. Güneş yöresinde, sıcak bölgelerdeki yoğunluğu $\sim 1.5 \times 10^{-26} \text{ g cm}^{-3}$ ile $\sim 2 \times 10^{-20} \text{ g cm}^{-3}$ arasında değişirken en yoğun moleküler bölgelerde $\sim 2 \times 10^{-18} \text{ g cm}^{-3}$ civarındadır. Santimetre küp başına yaklaşık bir

hidrojen atomuna karşılık gelen bu kütle yoğunluğu, Dünya'nın alt atmosferine göre yirmi kat daha küçüktür (Ferriere 2001). Homojen olmayan bu ortamın yoğun bölgeleri olan yıldızlararası soğuk moleküler gaz bulutları yeni yıldız ve gezegen oluşum bölgeleridir. Yıldızlararası maddenin kimyasal bileşimi % 90.8 hidrojen [kütlece % 70.4], % 9.1 helyum [kütlece % 28.1] ve % 0.12 daha ağır elementler yani metaller [kütlece% 1.5] içermektedir (Spitzer 1978). Ortalama olarak, en yaygın metaller, C, N ve O sadece ~1.2 - 3 arasında bolluk faktörüne sahipken ısıya dayanıklı Mg, Si ve Fe ~10 - 100 arasında bolluk faktörüne sahiptirler (Savage ve Sembach 1996). Yıldızlararası maddenin toplam kütesinin yaklaşık olarak % 0.5-1'i gaz yerine toz formundadır (Ferriere 2001).

Bulutlar arasına yayılmış yıldızlararası maddenin geri kalanı ise üç farklı biçimde; sıcak (çoğunlukla nötr) atomik gaz, $\sim 10^4$ K sıcaklıkta ılık iyonize gaz ve $\sim 10^6$ K sıcaklıkta sıcak iyonize gaz şeklinde bulunur (Ferriere 2001).

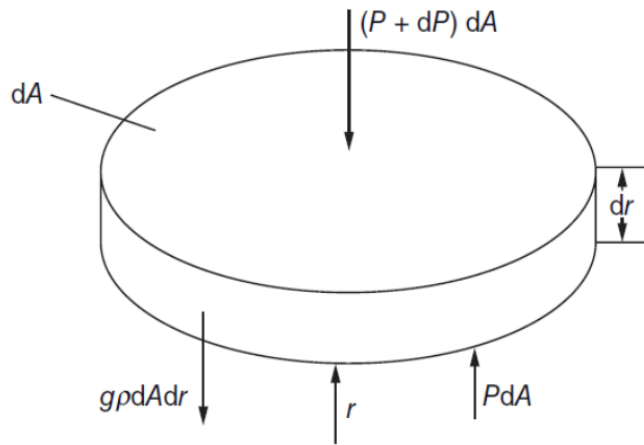
2.1.2 Moleküler bulutların çökmesi

Yıldızlararası ortamı meydana getiren gaz ve toz bazen daha yoğun bölgeler olan moleküler bulutları oluştururlar. Böyle bir moleküler bulutun örneği şekil 2.1'deki Orion Bulutsusu'dur. Orion Bulutsusu Orion Moleküler Bulut Kompleksi adı verilen daha büyük bir sistemin parçasıdır, 9 ışık yılı çapında ve 1000 Güneş kütesindedir (Zuckerman 1973). Bu bulut pek çok yeni yıldızın oluştuğu bir bölgedir.



Şekil 2.1 Orion Nebulası (ESA/Hubble Web Sitesi <https://spacetelescope.org>).

Hidrostatik denge yıldızı oluşturan maddeyi merkeze doğru çeken kütle çekim kuvvetiyle, dışarı iten gaz basıncı arasındaki denge halidir (Baştürk 2015).



Şekil 2.2 Yıldızın içerisinde birim kalınlıkta (dr), birim yüzey alanına (dA) sahip birim kütle elementinin (dM) üzerindeki 3 temel kuvvet (LeBlanc 2010)

Hidrostatik denge denklemi;

$$P(r)dA - [P(r) + dP]dA - \rho(r)dA dr g(r) = 0 \rightarrow \frac{dP(r)}{dr} = -\rho(r)g(r) \quad (2.1)$$

şeklinde ifade edilir. Yıldız oluşum bölgelerindeki gaz bulutları bu denge koşulu gereği küresel simetrik varsayılırlar. Virial teoremine göre yıldız veya galaksi benzeri hidrostatik dengedeki, homojen kütle dağılımına sahip küresel bir yapının kendi kütle çekimi altında çökmesi için toplam kinetik enerjisinin (U), kütle çekimsel enerjisinin (-Ω) yarısına eşit olması gerekir (The Virial Theorem, Web Sitesi: <http://hosting.astro.cornell.edu/academics/courses/astro201/vt.htm>, Erişim Tarihi: 2019) bu durum;

$$2U = -\Omega \quad (2.2)$$

şeklinde ifade edilir. Sıkışan gaz bulutunun çekimsel potansiyel enerjisi artarken, Virial teoremine göre eşitliğin karşı tarafında bulunan toplam termal enerjide artar. Bu durum gazın sıcaklığını artırır. Virial teoremi çekimsel potansiyel enerjinin yarısının gazı ısıtmakta diğer yarısının ise uzaya enerji olarak salınmakta olduğunu gösterir. Çökmekte olan bir gaz bulutu bu enerjiyle ışıyım yapar (Baştürk 2015).

Eş sıcaklıklı (T) ve sabit yoğunluklu (ρ) kabul edilen, parçacık sayısı N ve ortalama molekül ağırlığı μ olan bir gaz bulutunun sahip olduğu kinetik enerji;

$$U = \frac{3}{2}NkT \quad (2.3)$$

Bulutun toplam çekimsel potansiyel enerjisi;

$$\Omega = \frac{-3GM^2}{5R} \quad (2.4)$$

Bu eşitliklerin bileşkesi, Virial dengenin koşulunu verir:

$$3NkT = \frac{3GM^2}{5R} \quad (2.5)$$

Eşitliğin sol tarafı daha büyük olursa termal enerji bulutun genişlemesine neden olur. Eğer sağ taraf daha büyük ise çöküş başlayacaktır (Yoder 2016). İkinci durumu göz önüne alarak küresel bir bulut için;

$$R = \left(\frac{3M}{4\pi\rho} \right)^{1/3} \quad (2.6)$$

hesaplanacaktır. Atomların sayısı parçacık kütlesi başına bulut kütlesi olarak değiştirilirse:

$$M > \left(\frac{5kT}{Gm\mu} \right)^{3/2} \left(\frac{3}{4\pi\rho} \right)^{1/2} = M_J \quad (2.7)$$

Elde edilen bu limit kütle Jean Kütlesi veya Jeans Limiti olarak adlandırılır. Çökmenin meydana gelebilmesi için bulutun kütlesinin Jeans kütlesinden daha büyük olması gerekir. Bu limitin yoğunluk cinsinden karşılığı Jeans Yoğunluğu;

$$\rho > \rho_J = \left(\frac{5kT}{Gm\mu} \right)^3 \left(\frac{3}{4\pi M^2} \right) \quad (2.8)$$

ve bu limitin yarıçap karşılığı Jeans Yarıçapı;

$$R_J = \left(\frac{15kT}{4Gm\mu\rho\pi} \right)^{1/2} \quad (2.9)$$

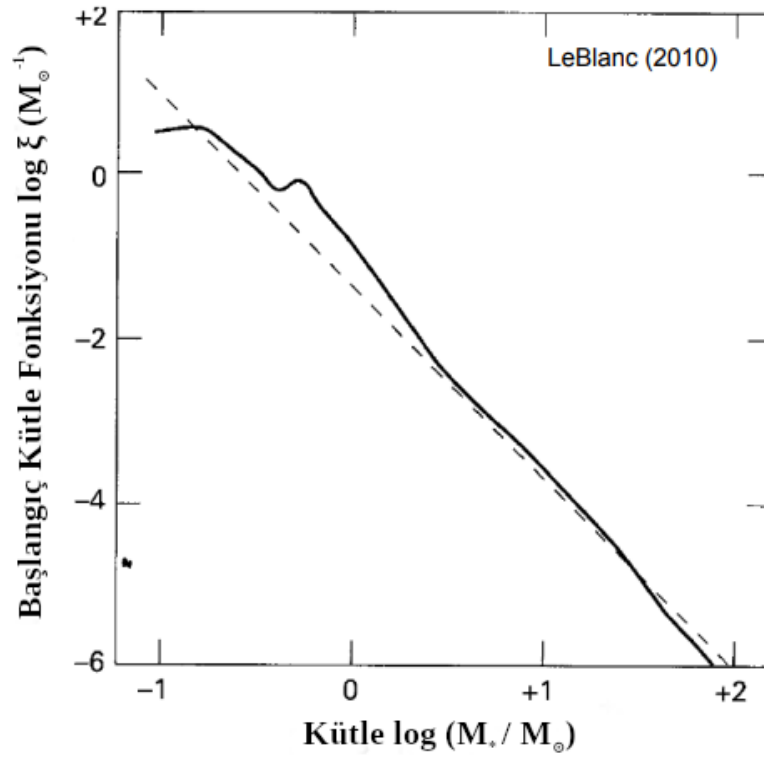
olarak ifade edilir. Gerçekte moleküler bulutlar için kabul edilen şekil ve dinamikler bu kadar basit değildir. Şekil 2.1'deki (Orion Bulutsusu) gibi değişen şekle ve yoğunluğa sahip bulutsularda çökmenin başlaması için gereken kütlenin belirlenmesi zorlaşır. Ancak bu basitleştirilmiş sonuç bir çökmenin başlayarak yıldız oluşumunun başlangıcı hakkında yeterince bilgi vermektedir (Carroll ve Ostlie 2007). Moleküler gaz bulutu bu koşulları sağlasa dahi çökmeyi tetikleyecek bir başlangıç olayına ihtiyaç vardır. Bu

başlatıcı olay için en çok kabul gören beş öneri (Baştürk 2015, Li vd. 2009, Peretto vd. 2013, Zubovas vd. 2013):

- i. Süpernovalarla yayılan şok dalgaları
- ii. Yıldızlararası bulutların birbirleriyle çarpışmaları
- iii. Spiral galaksilerin kollarındaki yoğunluk dalgaları
- iv. Yakınındaki sıcak O ve B türü yıldızın ışıınım basıncı
- v. Bulut içerisindeki türbülans veya manyetik şiddet

Eğer bulut Jeans kütesini fazlasıyla aşıyorsa bulut bölümlerinin ayrı ayrı çökmeye başlayacağı “parçalanma” denilen bir süreç gerçekleşir. Bu durum, küçük yıldızların oluşumlarını tamamlamadan; çok büyük yıldızların yaşamlarını tamamlayıp öldükleri bir sürece neden olabilir ve buna bağlı olarak ağır metaller ortama dağılır.

Başlangıç kütle fonksiyonu (Initial Mass Function: IMF) moleküler bulutun ilk kütesine dayanarak bir moleküler bulut parçalandığında oluşması gereken yıldızların kütlelerinin büyüklüğünü gösteren teorik bir dağılımıdır (Yoder 2016). Bir başka deyişle “hangi kütleli yıldızlardan daha fazla, hangilerinden daha az oluştuğunu belirlemekte kullanılan fonksiyondur” (Baştürk 2015). Bir yıldız kümesi için yıldızların parlaklıkları incelenerek bir IMF belirlenebilir ancak yine de evrensel bir IMF’nin varlığı kesin değildir (Salpeter 1955). Şekil 2.3’de Güneş komşuluğu için Stahler ve Palla (2004) tarafından verilen IMF (sürekli eğri) ve Salpeter yasası ($IMF \propto M^{-2.35}$) (süreksiz eğri) göstermektedir ki küçük kütleli yıldızlardan (büyük yıldızlara oranla) çok daha fazla oluşmaktadır (Baştürk 2015).



Şekil 2.3 Güneş komşuluğu için IMF (Stahler ve Palla 2004)

Eğer bulutun yoğunluğu tekdüze ise tüm bulutun çökmesi aynı sürede meydana gelir ve bu durum sadece yoğunluğa bağlıdır. Buna “homolog çökme” adı verilir. Bulut tekdüze değilse merkezi için çökme süresi daha kısa olacak ve içten dışa doğru çökecektir (Yoder 2016). Bir gaz bulutunun yıldız oluşturmak üzere başlangıçtaki şeklinden tek bir noktaya sadece kütleçekim nedeniyle çökmesi için geçen zamana serbest düşme (dinamik) zaman ölçeği (t_{ff}) denir (Baştürk 2015).

$$t_{ff} = \left(\frac{3\pi}{32G\rho_0} \right)^{1/2} \quad (2.10)$$

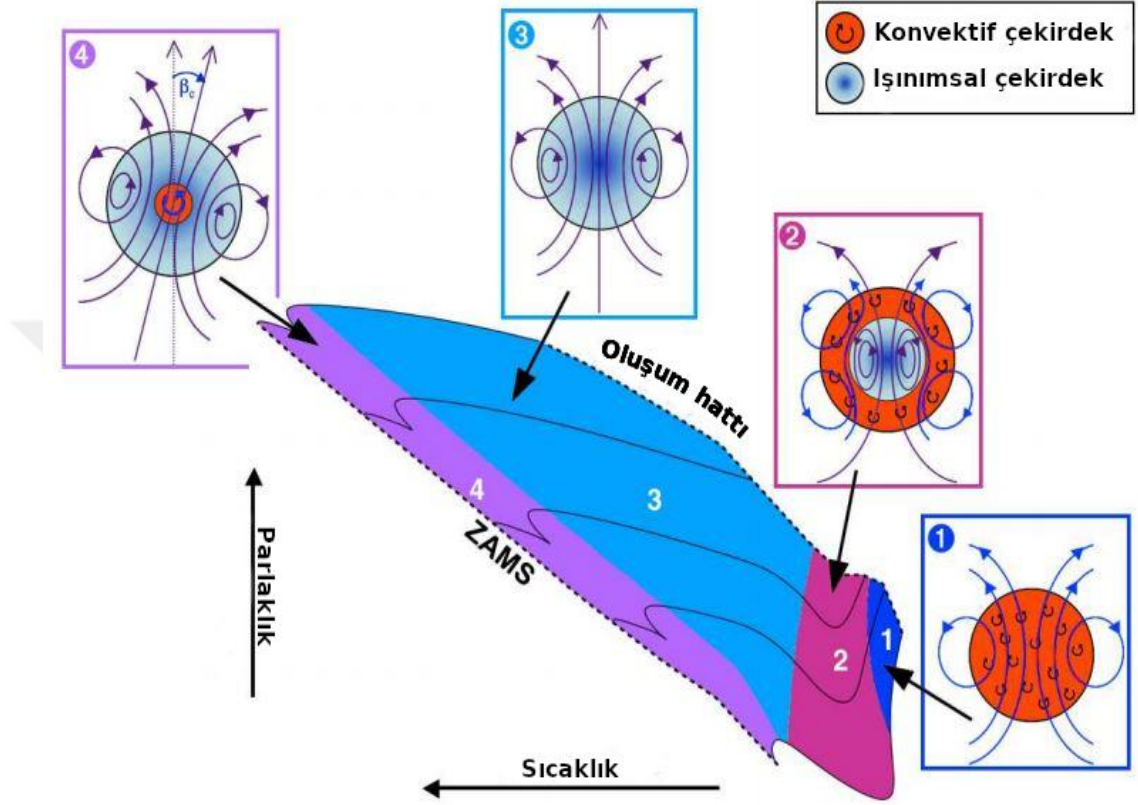
Anakol öncesi yaşam süresi, çökmekte olan bir gaz bulutunun tek enerji kaynağının çekimsel enerji olduğu varsayılarak bu enerjinin termal enerji ve nükleer füzyona dönüşmesi için gereken süre olan Kelvin-Helmholtz zamanı (termal zaman ölçeği) ile belirlenir (Heydari-Malayeri 2008).

$$t_{KH} = \left(\frac{3GM^2}{5RL} \right) \quad (2.11)$$

Çökmekte olan yıldızlararası bulutlar başlangıçta yavaş dönerler. Bulut çökerken, her parçacık dönme eksenine daha yakın hareket eder ve açısal momentum korunumu gereği bulut daha da hızlanır. Bir noktada, dönme hızı o kadar yüksek olabilir ki, merkezci ivme olan v^2/r , birim kütle başına düşen kütle çekim kuvveti ile dengelenir. Bulutun dönme eksenine yakın olan kısımları ekvatora nazaran daha hızlı çöker ve bu da bulutun basıklaşmasına neden olur. Oluşan cismin yapısı artık bir disk şeklindedir. Bu diske çevresel disk denir. Diskteki halkalar bazı durumlarda kararlı olmayıp birkaç parçaya ayrılabilirler. Ayrılan bu küçük parçalar birbirleriyle birleşerek genellikle iki veya üç parça halinde kalmaktadırlar. Eğer her bir parça evrimleşerek bir yıldız oluşturuyorsa, bu durum, çoklu yıldız sistemlerin doğmasına neden olur (Zeilik vd. 1998).

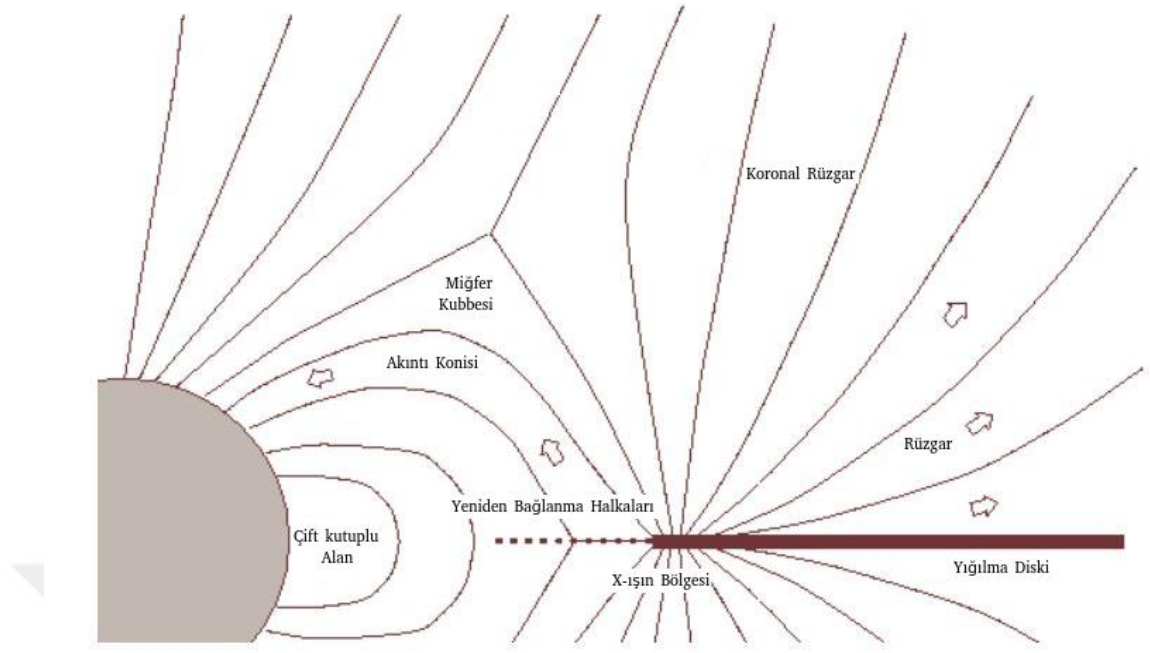
Çevresel disk ve merkezi yıldız birbiriyle yakından bağlantılıdır ve gelişimin bu erken aşamasında birindeki değişiklikler, diğerini de büyük ölçüde etkileyecektir. Yıldızın manyetik alanı, yığılma disklerine kadar uzanır ve diskten yıldıza doğru madde transferini kolaylaştırır (Şekil 2.5). Bu konudaki son çalışmalar farklı kütleli ön yıldızların yaşları ilerledikçe manyetik alanlarının zamanla farklı davrandığını göstermektedir (Hubrig 2009). Örneğin, T Tauri yıldızlarının sahip oldukları güçlü manyetik alanlar bu yıldızların anakol öncesi dönemlerinde oluşup yaşları ilerledikçe güçlenerek varlıklarını sürdürmektedir. HAeBe yıldızlarının ise manyetik alanlarının etkinlikleri zaman içerisinde biraz daha değişir. Bir HAeBe yıldızının iç yapısı, “sıfır yaş anakola (Zero Age Main Sequence: ZAMS)” doğru evrimi sırasında büyük ölçüde değişmektedir. Şekil 2.4 yapıları konvektif ile ışımsal olan anakol öncesi yıldızların yaşam döngüsünü göstermektedir. Düşük kütleli HAeBe'ler hayatlarına tamamen konvektif olarak başlar, hızlı bir şekilde ışımsal çekirdekleri gelişir ve sonra kalan anakol öncesi ömürlerinin çoğunu tamamen ışımsal olarak geçirir. ZAMS'a ulaşmadan hemen önce küçük bir konvektif çekirdek geliştirirler. Büyük kütleli HAeBe yıldızları ise tamamen ışımsal olarak hayatlarına başlayıp sadece ZAMS'a yaklaşırken konveksiyon yapabilirler. Buna karşılık tüm T Tauri yıldızları hayatlarına tamamen konvektif olarak başlarlar. Sonunda ışımsal bir çekirdek geliştirirler, ancak kalın konvektif zarflarını korurlar. Bu konveksiyon onlara yaşamları boyunca güçlü manyetik

alan sağlar. HAeBe'ler bu geniş konvektif bölgeye sahip değildir ve çok daha zayıf alanlar geliştirir (Neiner vd. 2015). Hubrig (2009) HAeBe'lerin manyetik alanlarının küçük yaşlarda en güçlü olduğunu ve ZAMS'a yaklaşırken zayıfladığını bulmuştur.



Şekil 2.4 Ön yıldızların ZAMS'a yaklaşımları sırasında iç yapılarının nasıl değiştiğini gösteren şema (Neiner vd. 2015)

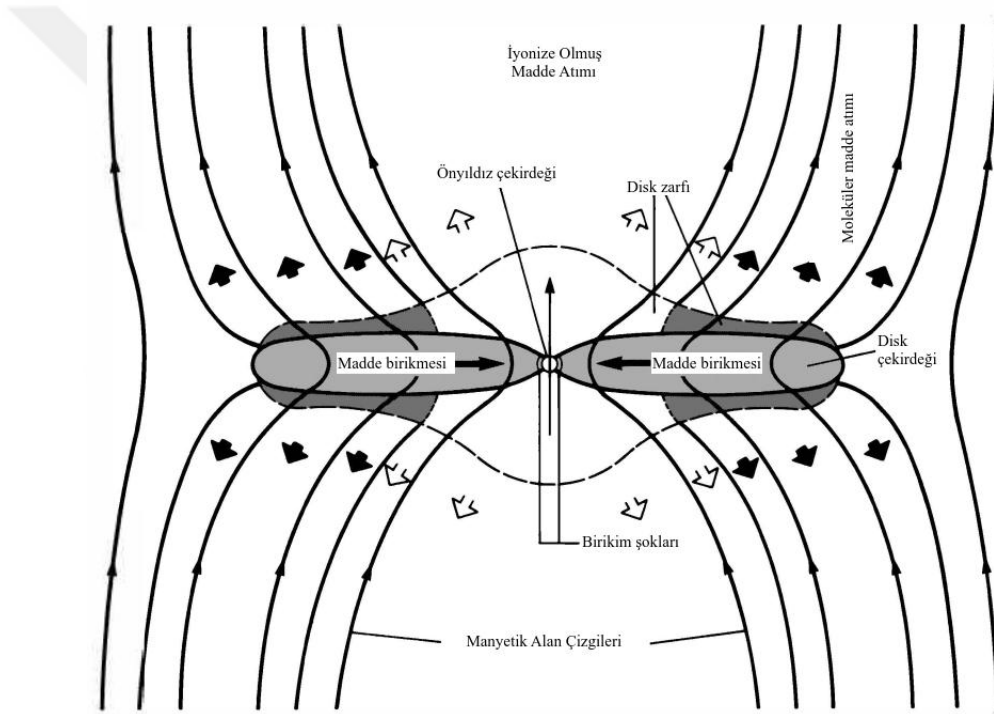
Farklı kütleli yıldızlar farklı iç yapılarla başlayacaktır, ancak yetişkinliğe yaklaşırken benzer bir örüntü izleyeceklerdir



Şekil 2.5 Bir ön yıldız ve yığılma diski arasındaki fişkırmayı ve birikimin şematik gösterimi (De Gouveia ve Dal Pino 2005)

YSO'ların çevresindeki moleküllerin gözlemlerinden, yüksek hızlı gaz akışlarının (30 100 km/s) olduğu anlaşılmıştır. Doppler kayması ölçümleri "çift kutuplu (bipolar) akım" adı verilen zıt yönlerde madde atımları olduğunu göstermiştir. Çift kutuplu akımlar önemli miktarda kütle taşır ve birkaç parsek mesafeye kadar yayılabilir; bu nedenle muazzam miktarda enerji de bu şekilde dışarı atılır. Bu enerji ve akıntı kaynaklarının ne olduğu bilinmemektedir; ancak yıldızların doğuşunun bu tür akıntılar ile ilgili olduğu düşünülmektedir. Bu akıntının etkisiyle molekül çizgileri Doppler kayması etkisiyle enine genişlerler. Kırmızıya kaymış kenar kırmızı kanat, maviye kaymış kenar mavi kanat olarak adlandırılır. Bu akışlar çok enerjiktir ve çevresindeki moleküler bulutun içine önemli miktarda enerji pompalar. Çıkışları açıklamak için örneklenen modellerde, YSO'ların merkezi bir çekirdek etrafında madde birikimini sürdürdükleri öngörülmektedir. Oluşum aşamasındaki ilkel yıldızların gözlemlerinden bu yıldızların fişkırmayı yaptıkları ve etraflarının "migfer" şeklinde bir halka ile çevrili olduğu anlaşılmıştır. Yıldızın etrafında bu madde yoğun bir disk veya gaz ve toz halkası oluşturur. Dönmekte olan bu halka güçlü manyetik alana sahiptir. Gaz, çekirdekten kaynaklanan morötesi ışınlama ile iyonize olmuş durumdadır. Merkezi yıldızın etrafını saran diskin

dönme eksenini boyunca iyonize ve nötr gaz atımının gerçekleştiği iki kanal bulunmaktadır. Bu iki kanaldan yeterince madde dışarıya atılırsa bu madde yıldızlararası ortamla etkileşerek her iki tarafta da gaz lobları oluşturur. Bu şekilde atılan madde miktarı 10^{-4} ile $10^{-6} M_{\odot}/\text{yıl}$ olup, dışarı taşınan açısal momentum dönmeyi 10^5 yıllık sürede yavaşlatır. Büyük kütleli YSO'ların etrafındaki diskin yoğunluğu yaklaşık $10^{14}/\text{m}^3$ olup dönme hızı saniyede birkaç km ve boyutu birkaç parsektir. İki kutuplu akışın varlığı yıldızların oluşumları sırasında etraflarında bir birikim diskinin oluşacağına dair kanıttır ve böyle bir diskin içinde gezegen sistemlerinin de oluşabileceği düşünülmektedir (Zeilik vd. 1998).



Şekil 2.6 İlkel yıldız etrafında dönen, manyetize olmuş diskten fıskıran, iki kutuplu madde akımı modeli (Zeilik vd. 1998)

2.1.3 Ön yıldız oluşumu ve anakol öncesi evrim

Çökmenin başlaması için gerekli koşullara sahip, Jeans koşulunun yerel olarak sağlandığı $1 M_{\odot}$ kütlelerinde küresel simetrik bir bulutta koşulu sağlayan bu bölgenin çökmeye başladığını varsayalım. Başlangıç durumunda optik olarak ince olan bulutta

Virial teoremine göre çökmeye birlikte serbest kalan çekimsel enerjinin yarısı ışınlama sistemden kaçarken bulutun sıcaklığı artar. Ancak sıkışma nedeniyle öncelikle merkezi bölgedeki yoğunluk yükselir ve dinamik zaman ölçeği bu bölgede daha küçüktür. Buna bağlı olarak yoğunluk daha da hızlı yükselir ve $10 - 13 \text{ g / cm}^3$ e ulaştığında bulut optik kalın hale gelir; ışınlamanın bir miktarı tozun yarattığı donuklukla içeride tutulur ve süreç bir miktar adyabatik¹ hale gelir. Sürecin giderek adyabatik hale gelmesi merkezi bölgedeki çökmeyi yavaşlatır ve bu bölge neredeyse hidrostatik dengeye gelir. İşte yaklaşık olarak 5 AB çapındaki bu bölgeye ön yıldız (protostar) adı verilir (Baştürk 2015).

Bir ön yıldızın kütlesi, yıldızın gelişimi ve evrimi sırasında önemli bir değişkendir. Farklı kütlelerdeki ön yıldızların evrimleri izlendiğinde Virial teoremine uygun şekilde, çökme ile birlikte sıcaklık ve ışınlama gücünün de arttığı anlaşılmaktadır. Sıcaklık ve ışınlama gücü ilerleyen süreçte daha da artacaktır. Bu artış, ön yıldız çekirdeği üzerine yağın maddenin kinetik enerjisinin, çekirdekle karşılaştığında şok dalgaları üreterek ısı enerjisine dönüşmesinden kaynaklanır. Çevresel maddenin çekirdeğe düşmeye devam ettiği süre boyunca ön yıldız evresi sürer. Büyüme süreci dengeye geldiğinde ve ön yıldız çevresindeki gazlar dağıldığında bir anakol öncesi yıldız olarak kabul edilir (E.T. Young 2010).

Bu aşamada sıcaklık $\sim 1000 \text{ K}$ ve $\sim 2000 \text{ K}$ arasındadır. Daha sonra toz buharlaşmaya başlar, donukluk düşer. Optik derinliğin $2/3$ olduğu yerdeki (fotosfer) sıcaklık olarak tanımlanan etkin sıcaklık bu nedenle giderek daha derin katmanlara karşılık gelir. Bu nedenle yıldızın etkin sıcaklığı yükselir (Baştürk 2015). 2000 K 'e kadar çıkınca moleküler hidrojenin atomlarına parçalanmasıyla doğan ve enerji tüketen süreç çekirdek dengesinin bozulmasına neden olur ve ikinci çöküş süreci başlar. $1 M_{\text{Güneş}}$ bir yıldız için yarıçapının $1.3 R_{\odot}$ boyutuna kadar küçülmesiyle denge tekrar sağlanır. Ancak ön yıldız materyal biriktirmeye de devam eder. Işınlama gücünün neredeyse sabit kaldığı ancak

¹Adyabatik durum: Termodinamikte ısı ve kütle kaybının veya kazancının olmadığı haldeki süreçtir. Adyabatik bir ortam oluşturabilmek için sınırlanmış alanın ısı ve kütle geçişine karşı tamamen yalıtılmış olması gereklidir. Adyabatik bir süreçte ısı ve kütle değişimi olmadığı için sistemin kazandığı ısı değeri $q=0$ kabul edilir. Başka bir ifadeyle termodinamiğin birinci yasası gereği iç enerjideki değişim ΔU , sistemin yaptığı iş W 'ya eşit olur ($\Delta U=W$) (Hyperphysics, Web Sitesi: <http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/thermo/adiab.html>, Erişim Tarihi 2019)

sıcaklığın giderek arttığı bu evrede, biriken maddenin oluşturduğu şok dalgaları sıcaklığı daha da yükseltir ve çekirdekte ağır hidrojenin (döteryum, ${}^2_1H$) tutuşma koşulu sağlanır. Bu evrede artık ışıınım gücünün %60'ı bu çekirdek tepkimesiyle üretilir. Ağır hidrojenin çekirdek bölgesinde tükenmesiyle yıldızın ışıınım gücü azalır, yüzey sıcaklığı da bir miktar düşer ve yıldız anakol öncesi evrimine başlar (Baştürk 2015).

2.1.4 Büyük kütleli yıldızların oluşumu

Büyük kütleli yıldızların oluşumu dev moleküler bulutların evrimlerinin son aşamasıdır. İlk aşamada OB yıldızlarından oluşan küçük bir grup meydana gelir ve bunlar anakola doğru evrilirler. Moröte ışıınımları etraflarındaki hidrojen moleküllerini ayırır ve gazı iyonlaştırır. Bu ışıınım gaz bulutu içerisinde oyukların açılmasına neden olur ve oluşan H II bölgesi, sıcak olduğu için genişleyerek bu oyuklara dolar. Bu durum moleküler bulutta bir şok dalgasına sebep olur. Şok dalgasının arkasındaki gaz, kütle çekimsel çöküşü başlatacak miktarda sıkışıp yoğunlaşır. Yeni bir OB yıldız grubu öncekinden yaklaşık 1 milyon yıl sonra doğar ve bu işlem tekrar eder. Yıldız oluşumu bir moleküler bulutun bir ucundan başladıktan sonra, zincirleme bir reaksiyon şeklinde bulut boyunca yayılır. Ancak yıldız oluşumunun başlangıç sebebi henüz tam olarak bilinmemektedir. Yıldız doğumu başladıktan sonra dev moleküler bulutların ömürleri uzun sürmemektedir. Şu anda gözlenen birçok moleküler bulutun, hızlı yıkımlarını dengelemek için hızla yeniden oluşmaları gerekmektedir. Bu bulutların nerede ve nasıl oluştuğu Galaksimizin spiral yapısı ile ilgilidir (Zeilik vd. 1998).

Büyük kütleli bir yıldızın doğumunun radyo ve kırmızıöte bölgede gözlenen kendine özgü belirtileri bulunmaktadır. İlk olarak, yıldızlar moleküler bulutlarının çökmesiyle oluşur bu sırada milimetre dalgaboylarında yaydıkları ışıınım görülür. İkincisi, oluşumun ilk evrelerindeki serbest düşme hali tozun sıcaklığını 30 ile 50 K'e çıkartır. Bu toz kırmızıöte bölgede yaklaşık 10 μm 'de en güçlü ışıınım yayar. Üçüncü aşamada önyıldız şekillendikçe iç kısımlardaki toz parçacıklarının sıcaklığı yaklaşık 1000 K'e ulaşır ve bu nedenle 3 μm dalgaboyunda pik yapan bir ışıınım yayar. Dış kısımdaki toz daha soğuk olup, yaklaşık 100 K'dedir. Bu yüzden tayfında biri 3 μm 'ye diğeri 30 μm 'ye yakın iki

karacisim piki görülür. Dördüncü aşamada bu ön yıldız anakola doğru ilerlerken çevresindeki hidrojen gazını iyonize etmesi sonucunda yoğun bir HII bölgesi oluşturur ve bu bölge mikro dalgalı boylarında çok kolay görülür. Beşinci aşamada sıcak iyonize gaz genişler. Toz dışarıya atılır ve soğur. En güçlü ışınımın piki uzak kırmızıöte bölgede oluşur. Toz dağıldığında HII bölgesi radyo dalgalı boyunda zayıf bir süreklilik gösterir. Son olarak, HII bölgesi toz parçacıklarını yayacak kadar genişler ve yıldız optik olarak gözlenebilir (Zeilik vd. 1998).

2.1.5 Güneş kütleli yıldızların oluşumu

Güneş benzeri yıldızların oluşumuyla ilgili gözlemsel veriler eksiktir. Büyük kütleli yıldızlar gibi Güneş kütleli yıldızlar da moleküler bulutlardan doğmaktadır. Sorun hangi moleküler bulutlarda ve nasıl olduğudur. Güneş kütleli yıldızlar daha büyük kütleliyle birlikte oluşabilir. Bu tür pek çok yıldız, OB öbeklerinin oluştuğu karanlık bulutlarda doğmaktadır. Bu tür yıldızların oluşum bölgeleri olan karanlık bulutlar yıldızın optik ve daha kısa dalgalı boyulu ışığını engelleyecek kadar toz parçacıkları içerirler. Bu düşük yoğunluklu moleküler bulutların tipik sıcaklıkları 10 K yoğunlukları $\sim 10^9$ atom / m³ ve kütleleri birkaç 10 - 100 M_☉ kadardır. Kırmızıöte gözlemlerle araştırılmış bazı karanlık bulutların içinde sıcaklığı 200 ile 70 K arasında olan çok sayıda ılık kaynaklar ~ 1 M_☉'de oluşum aşamasındaki ön yıldızlar olabilirler. Yeni doğmakta olan ~ 1 M_☉ yıldızlara en iyi aday anakol öncesi (PMS) yıldızlar olan T Tauri yıldızlarıdır. Hertzsprung–Russell diagramında (Hertzsprung–Russell diagram: H-R diyagramı, HR diyagramı, HRD) anakolun yukarısında bulunurlar ve yaşları 10⁵ ile 10⁷ yıl arasındadır. X-ışın gözlemleri ile bulunan ve çıplak T Tauri yıldızları olarak adlandırılan X-ışın akıları değişken yeni bir sınıf bulunmaktadır. Bu yıldızlar normal fotosferik bir tayfa ve aktif kromosferik bir tayfa sahiptir. Çevrelerindeki disk oluşumunun daha küçük parçalara bölündüğü bir sonraki evrim aşamasını gösteriyor olabilirler. Bu nedenle çevresel ortamları değişken yapıdadır (Zeilik vd. 1998).

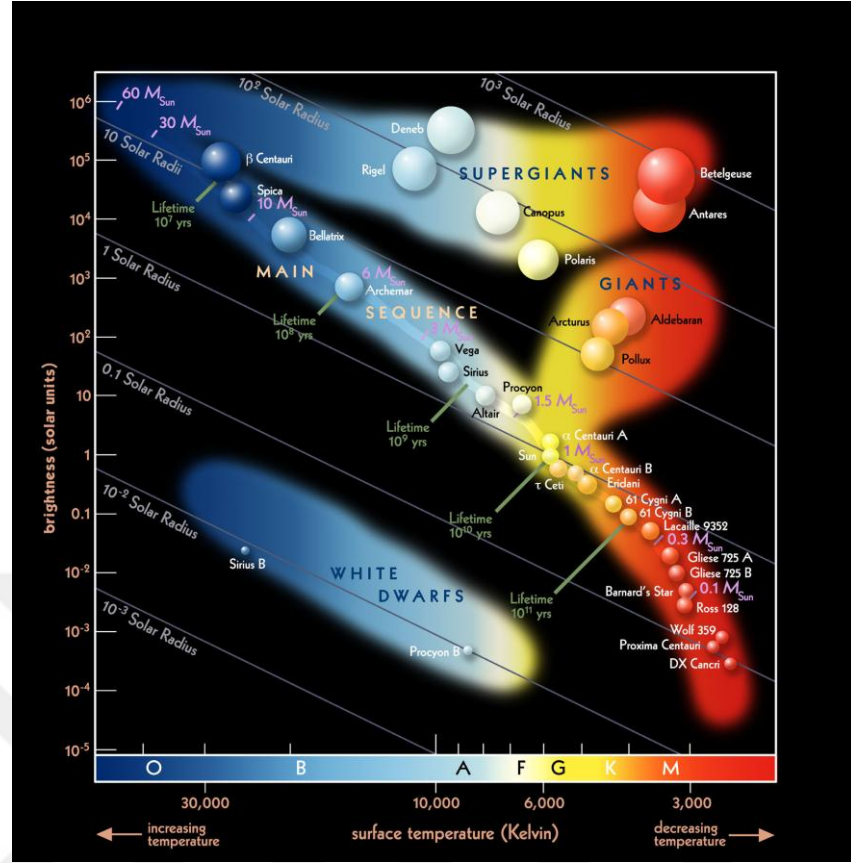
Moleküler bulutlardan yıldız oluşumunu dört ana aşamaya ayırabiliriz (Zeilik vd. 1998):

- i. Yavaş dönen bir bulut merkezinin oluşumu

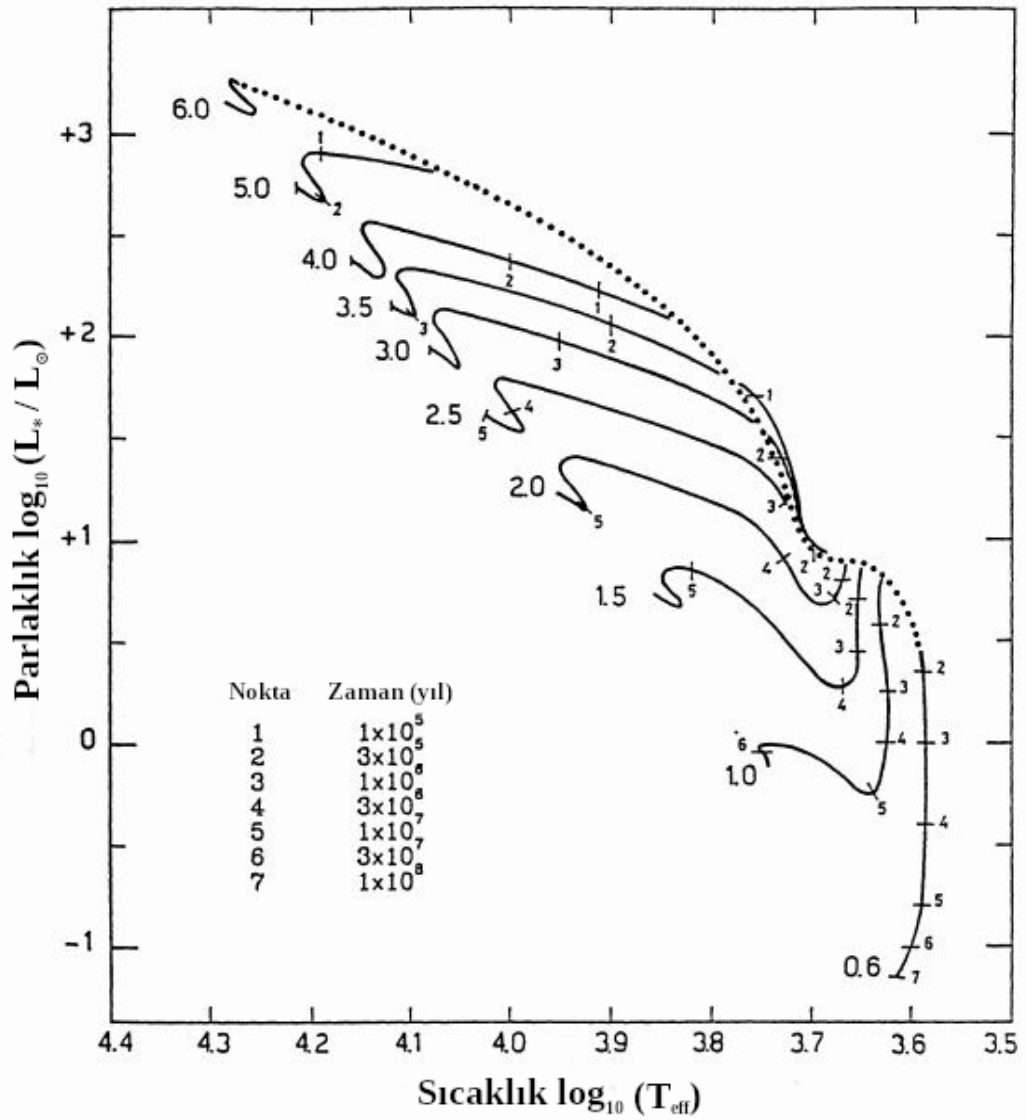
- ii. Serbest düşüşün olduğu zarfın derinliklerinde bir ön yıldız ve disk oluşturmak üzere çekirdeğin çökmesi
- iii. İki kutuplu fışkıрма ve jet şeklinde yıldız rüzgarı oluşması
- iv. Yıldızları çevreleyen maddenin genişleyerek yayılması bunun sonucunda YSO'nun görünmeye başlaması çevresel diskin içinde gezegenlerin veya yoldaş bir yıldızın oluşumunun başlaması.

2.1.6 Sıfır yaş anakolu

Hertzsprung-Russell diyagramı, yıldızların sıcaklıkları, parlaklıkları ve kütleleri arasındaki ilişkileri gösteren grafikdir (Şekil 2.7). Anakol, HR diyagramında yıldızların çekirdeklerinde hidrojen füzyonunun gerçekleştiği bölgedir ve yıldızların çoğu hayatlarının büyük bölümünü burada geçirirler. Sıfır yaş anakolu bir yıldızın anakola ilk ulaştığı ve hidrojenini dengede yakmaya başladığı noktadır. Bu denge yıldız için yetişkinliğin başlangıcını işaret eder. Bir ön yıldızın bu noktaya ulaşması için geçen süre kütle ile ters orantılıdır. Bir Güneş kütlelerinin kesirine sahip yıldızların ZAMS'a ulaşması milyonlarca yıl alırken, 60 güneş kütleli bir yıldız sadece birkaç bin yıl alır (Hayashi 1961). Anakol öncesi yıldızlar anakoldaki yerlerini almadan önce sıcaklık ve parlaklıklarında hızlı değişimler yaşarlar. Şekil 2.8 farklı kütlelerdeki ön yıldızların anakola ulaşmadan önce aldıkları yolları göstermektedir (Bernasconi ve Maeder 1996). Düşük kütleli yıldızlar Hayashi bölgesi adı verilen şekil 2.8'deki neredeyse dik rotaları izleyeceklerdir. HAeBe yıldızları zamanlarının çok azını Hayashi bölgesinde geçirmektedirler, bunun yerine gençliklerinin çoğu neredeyse yatay rotada sürmektedir ve sıcaklıklarındaki artış aynı parlaklıklarını korumalarını sağlamaktadır. (Hayashi 1961).



Şekil 2.7 HR diyagramı (Web Sitesi: <http://www.osservatoriofeynman.eu/kalos/?tag=diagramma-hr>,



Şekil 2.8 Farklı kütleli yıldızların anakol ömrü. Noktalar doğum çizgisini temsil etmektedir ve farklı kütleli yıldızlar (Palla ve Stahler 1994)

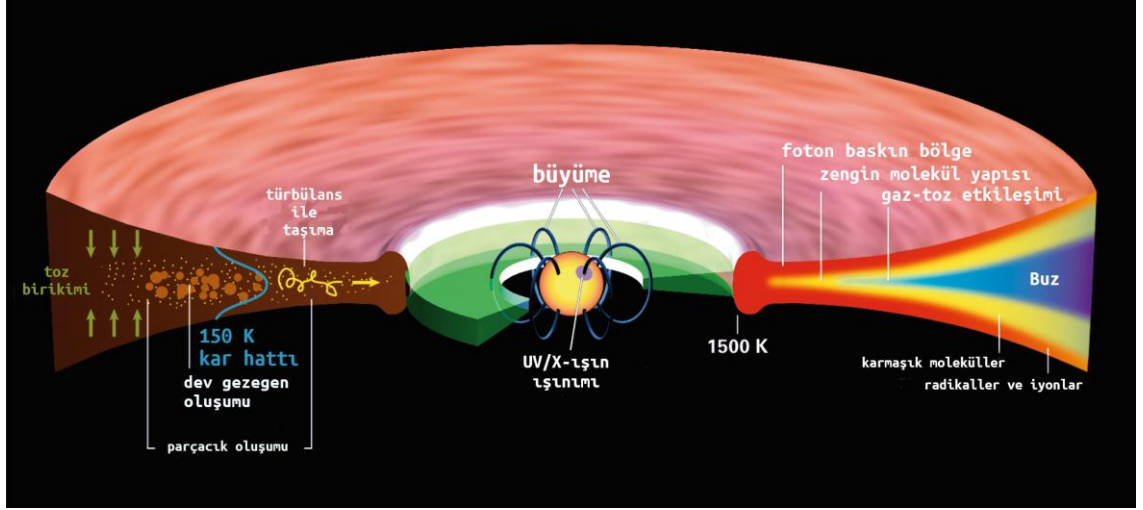
ZAMS'a ulaşana kadar izleri sola doğru takip eder. Her çizginin neredeyse dikey kısmı Hayashi Yolu'nu temsil eder. Bu izleri geçen bir ön yıldız için yaklaşık zaman ölçeği sol altta listelenen nokta ile verilmiştir

2.2 Herbig Ae / Be Yıldızları

Modern astrofizikteki en büyük sorunlardan biri, yıldızların ve gezegenlerin yıldızlararası ortamda nasıl oluştuğudur. Yıldız oluşumu geniş ve karmaşık fiziksel süreçler içerir. Bu süreçlerin her biri zaman, yıldızın ve çevresel maddenin kütlesi, açısal momentum, metalik özelliği ve yıldız oluşumunun gerçekleştiği ortam gibi birçok

farklı parametreye bağlıdır. Yıllar içerisinde düşük kütleli yıldızların oluşumu ($\sim 1M_{\odot}$) gözlemsel ve teorik modellemedeki gelişmelerle birlikte daha iyi anlaşılabilir duruma gelmiştir (örneğin T-Tauri yıldızları Levy ve Lunine 1993). Kütleleri $2M_{\odot}$ ile $10M_{\odot}$ arasındaki yıldızların oluşumuna olan ilginin artmasıyla (Catala 1989, Grady ve Pérez 1998) T Tauri yıldızlarının büyük kütleli muadilleri olan ve ilk kez Herbig (1960) tarafından sistematik şekilde çalışılan Herbig Ae/Be yıldızlarına ilgi de artmıştır.

Yıldız oluşumunun çok farklı iki bölümde gerçekleştiği iyi bilinmektedir (Lada vd. 1993b). Büyük kütleli yıldızlar yalnızca devasa moleküler bulutlar içerisinde oluşurken düşük kütleli yıldızlar bu devasa molekül bulutlarda veya düşük kütleli karanlık bulutlarda oluşabilirler. Bu nedenle HAeBe yıldızları, düşük kütleli ve yüksek kütleli yıldız oluşumu arasındaki geçiş yıldızları olmaları açısından ilginçtirler (Appenzeller 1994). Düşük ve büyük kütleli yıldızların oluşumları arasındaki karakter değişimi; manyetik alan, ışımasal veya konvektif iç yapıya sahip olma, hızlı veya yavaş dönüş arasındaki farklardan kaynaklanır. Dahası, Herbig yıldızlarının etrafındaki diskler genellikle düşük kütleli akrabaları olan T-Tauri yıldızlarının etrafındakinden daha parlaktır ve moloz disklerle çevrili orta kütleli anakol yıldızları olan β Pictoris ve Vega tipi yıldızların da muhtemel atalarıdır. HAeBe yıldızlarının çevresinin gezegen oluşum bölgesi olma olasılığı da bulunmaktadır. Bu hem yıldızların hem de gezegenlerin oluşumunu anlamak için çok önemlidirler (Waters 1998).



Şekil 2.9 Manyetosferik yığılmaya maruz kalan ön gezegen diskinin fiziksel ve kimyasal yapı taslağı (Henning ve Semenov 2013)

HAeBe yıldızları ilk önce, bu alanı başlatan Herbig (1960) tarafından bir çalışmada tartışılmıştır. Herbig bulutsuları ile ilişkide olan Ae ve Be yıldızlarını çalışmıştır ve bu yıldızlara ait üç kriter oluşturmuştur. Bu kriterler: (a) Salma çizgilerine sahip A veya B tip tayfları vardır, (b) karanlık bulutsu bölgelerinde bulunurlar ve (c) yakın çevresindeki bulutsuyu aydınlatırlar. Herbig'in (1960) makalesinin özetinde şöyle belirtmektedir, “bu kriterler seçilen gruba özgün değildir: bulutsuları ile ilişkide olmayan yıldızlarda da bulunabilir.” Bu tanımlamaya ilave eklemeler Finkenzeller ve Mundt (1984) ve Herbig ve Bell (1988) tarafından yapılmıştır. Daha sonra Thé vd. (1994a) tarafından yeni HAeBe yıldız kataloğu yayınlanmıştır.

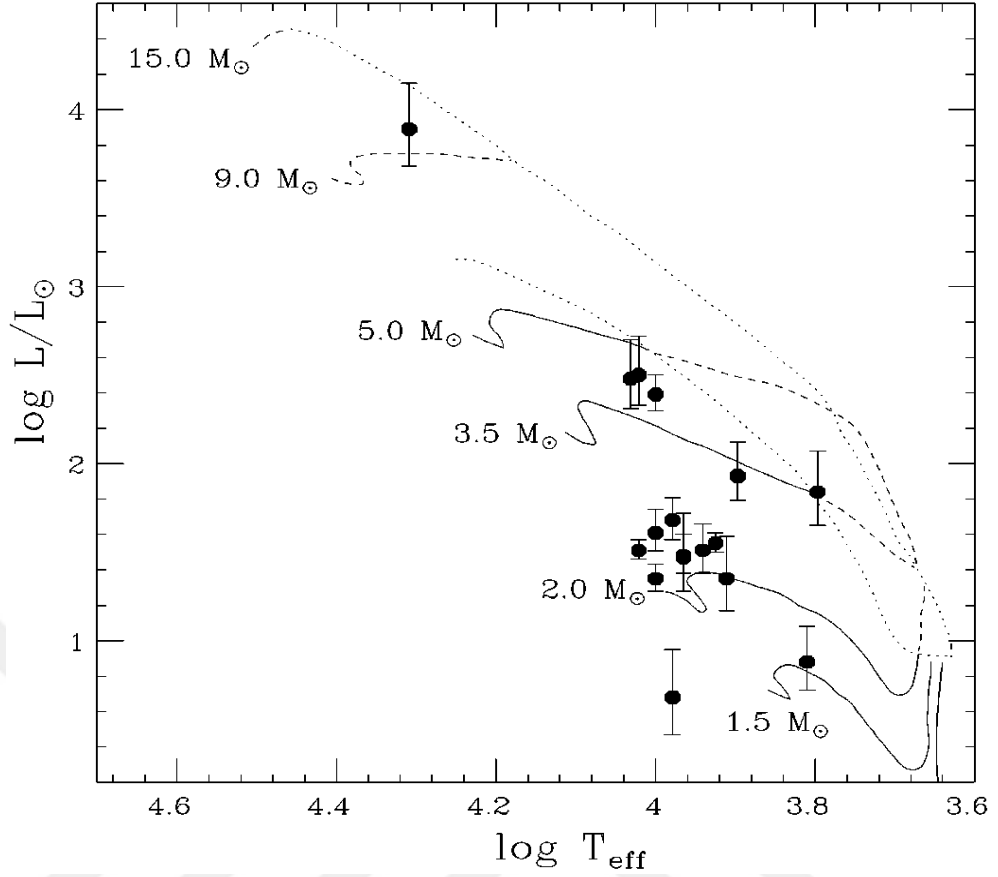
Herbig'in deneysel tanımı geçmiş yıllarda çok faydalı olsa da listesindeki özelliklerin çoğunu ihtiva eden ancak tamamını bulundurmeyen yeni nesnelerin keşfedilmesi, tanımın tekrar düzenlenmesini gerektirmiştir. Yeni özellik listesi HAeBe yıldızları için daha yararlı bir tanım halini almıştır: (a) Salma çizgileri gösteren ve tayf türü A veya B olan (b) sıcak, soğuk veya her ikisinden kaynaklanan çevresel maddeden dolayı kırmızıöte (IR) renk artışı gösteren (c) III ile V parlaklık sınıfları aralığında yer alan yıldızlardır. Tanımlamada (b) ölçütü “klasik” Be ve Ae yıldızlarını HAeBe tanımının dışında tutar çünkü bu yıldızların IR fazlalıkları, çevresel diskteki iyonize gazın serbest-serbest geçişinden kaynaklanmaktadır (Gehrz vd. 1974, Dachs ve Wamsteker 1982, Dougherty ve Taylor 1992, Waters ve Marlborough 1994). Bunun yanı sıra (c) ölçütü

büyük kütleli anakol sonrası basık ekvatoryal madde atımları olan B[e] türü süperdev yıldızlarını tanımdışı bırakır (Zickgraf vd. 1986). HAeBe grubunun gerçek üyeleri ile çevresel maddeli (Circumstellar Matter, CSM) diğer yıldız türleri arasındaki karışıklık, özellikle de simbiyotik yıldızlar ve gezegenimsi bulutsuların merkezlerindeki B türü yıldızlar için sürmektedir.

2.2.1 Herbig Ae / Be yıldızlarının gözlemsel özellikleri

X-ışınlarından radyo dalgaboyu aralığına kadar geniş bir yelpazede yapılan gözlemler, HAeBe yıldızlarının doğal süreçlerinin anlaşılmasını sağlamaktadır. Gözlemlerden yıldız rüzgarları, çift kutuplu (bipolar) fışkırmalar, birikim, çevresel diskler ve zarflar için kanıtlar bulunmuştur (Waters 1998).

HAeBe yıldızlarını tanımlayan temel mutlak parametrelerin doğrudan belirlenebilmesi ya tayfsal çift ya da çoklu sistemlerin üyeleri olduklarında veya Hipparcos benzeri gözlem uyduları ile yapılan paralaks ölçümleriyle mümkündür. Bu nedenle sadece birkaç nesne için fiziksel parametrelerini belirlemek mümkün olmuştur. Özellikle ilgi çekici çalışmalar; Kardopolov vd. (1981), Casey vd. (1993) ve Lagrange vd. (1993) tarafından gerçekleştirilen tek çizgili tayfsal gözlemler örnek verilebilir. Bir başka örnek ise Corporon vd. (1994) tarafından çift çizgili tayfsal çalışma TY CrA'dır. Her iki bileşen için $2.8 M_{\odot} \pm 0.2$ ve $1.5 \pm 0.1 M_{\odot}$ kütleleri hesaplanmıştır. Çift sistemin birincil yıldızı, eşzamansız olarak dolanırken, ikincil bunu süper eşzamanlı olarak gerçekleştirir. Schöller vd. (1996) tarafından NX Pup çift sisteminin sırasıyla A ve B bileşenleri için tayf türü ve kütleleri F0 - F2 ile $2 M_{\odot}$ ve F7 - G4 ile $1.6 - 1.9 M_{\odot}$ olarak belirlenmiştir.

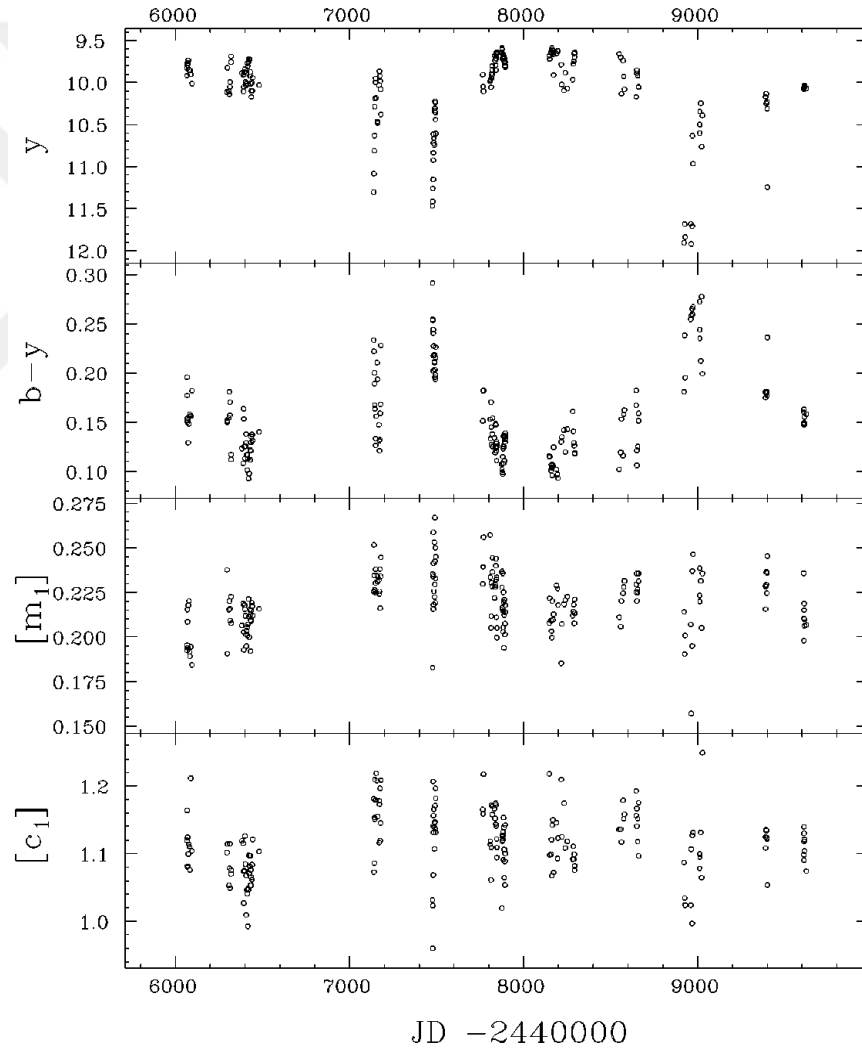


Şekil 2.10 HAeBe yıldızlarının Hipparcos mesafelerine göre Hertzsprung-Russell (HR) diyagramı (van den Ancker vd. 1998a)

Düz çizgiler evrimsel izleri göstermektedir (Palla ve Stahler 1993). Noktalı çizgiler, yıldızların ilk kez görünür hale geldiği ve yarı-statik büzülme evrelerine başladıkları 10^{-4} ve $10^{-5} M_{\odot} / \text{yıl}$ değerlik oranları için “doğum çizgisi” konumunu gösterir

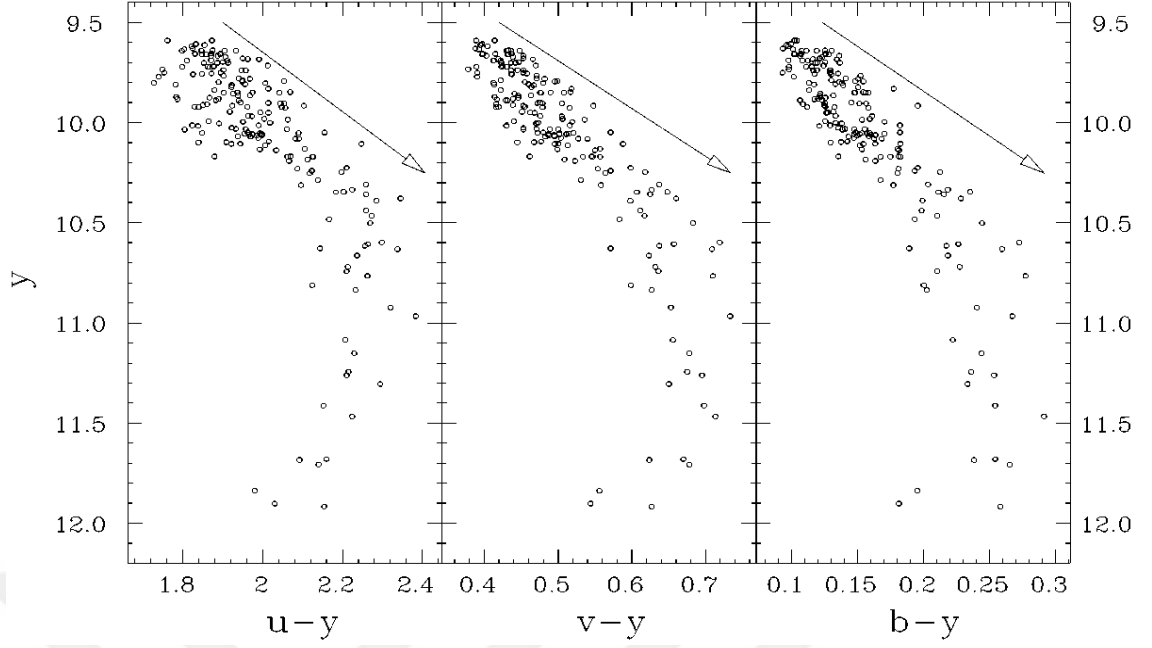
HAeBe yıldızlarının optik sürekliliği, kısa zaman ölçeğinde değişim gösterebilir, bu da yıldızlarda farklı fiziksel mekanizmaların gerçekleştiğini düşündürür ve farklı değişim özellikleri gözlemlenebilir. Tespit edilen en belirgin değişim türü, V bandı parlaklığındaki 3 kadirlik farklar, artan kızarıklık ve polarizasyon dereceleriyle birlikte haftalar süren yavaş bir düzelme ile karakterize edilir. Bu değişimler çevresel toza ait kolon yoğunluğundaki değişimden kaynaklanır (Wenzel 1968, Wenzel vd. 1971, Herbst vd. 1983a, b, Finkenzeller ve Mundt 1984, Zatsjeva ve Chugainov 1984, Davies vd. 1990, Biba ve Thé 1991, Friedemann vd. 1992, Grinin vd. 1994, Voshchinnikov vd. 1996, Shevchenko vd. 1997, van den Ancker vd. 1998a). Bazı HAeBe yıldızları, soluklaşırken bir renk değişimi yaşar; yani, belirli bir parlaklığa ulaştıktan sonra, sönmeye devam ederken yıldız daha mavi hale gelir (Wenzel 1968, Zatsjeva 1973,

Evans vd. 1989, Bibo ve Thé 1990, Voshchinnikov ve Grinin 1992). Mavimsi etki muhtemelen dağınık ışıktan toplam akıya olan katkının artmasından kaynaklanmaktadır. Bu değişimler, HAeBe yıldızlarını çevreleyen toz kabuğunun düz olmadığını ve topaklandığını göstermektedir. Parlaklıktaki büyük düşüşler sadece tayf türü A0 veya üstü olan yıldızlarda görülür (Finkenzeller ve Mundt 1984, Bibo ve Thé 1991). HAeBe yıldızlarının Hipparcos fotometrisi ile van den Ancker vd. (1998a) tarafından yapılan çalışma bu sonucu doğrulamaktadır. Kuvvetli bir değişen olan Herbig Be yıldızlarının eksikliğinin, bu yıldızların çoğunun anakol öncesi yığılma safhasında optik olarak gözlenemez olmasından kaynaklandığı ileri sürülmüştür.



Şekil 2.11 UX Ori türü değişen BF Ori'nin Strömgren sistemindeki optik ışık eğrisi (Waters 1998)

Çevresel maddenin sönümlemesinden kaynaklanan derin, düzensiz minimuma dikkat edilmelidir



Şekil 2.12 Strömgren sisteminde BF Ori'nin renk-parlaklık diyagramı, mavileşme etkisi (Waters 1998)

Renkler mavileşirken yıldız $y \sim 11.5$ kadirinden daha düşük parlaklıklara doğru sönmektedir. Oklar, yıldızlararası kızarıklık vektörünün eğimini göstermektedir

HAeBe yıldızları için öngörülen dönme hızları Finkenzeller (1985) ve Böhm ve Catala (1995) tarafından belirlenmiştir. Her iki çalışmanın da sonuçları, HAeBe yıldızlarının *vsini* için ortalama değerlerde, genellikle 60 ile 200 km/sn aralığında döndüğünü göstermektedir; ortalama olarak T Tauri yıldızlarından daha hızlı, klasik Be yıldızlarından daha yavaş dönerler.

Anakol öncesi cisimler; düşük kütleli T Tauri'ler, oluştukları bulutsulara gömülü ve optikçe görünmeyen büyük kütleli genç yıldızimsı cisimler (Most Massive Young Stellar Objects, MYSOs) ve ara kütlelerdeki optikçe parlak Herbig Ae / Be yıldızları olarak üç sınıfta incelenirler. Anakol öncesi bu cisimlerde parlaklık değişimleri üç türde gerçekleşmektedir. Tip I değişimleri RS Cvn yıldızları benzeri büyük ve soğuk lekelerden kaynaklanır. Tip II değişimleri klasik T Tauri'lerin karakteristik özelliği olan donukluğa ait süreklilik seviyesindeki değişimlerden kaynaklanır. Tip III değişimleri ise tayfsal türleri K0 veya daha erken olan ve HAeBe yıldızlarında ihtiva eden erken T Tauri (Early T Tauri Stars, ETTS) yıldızlarında görünen, önceki iki tip parlaklık değişimi ile ilişkilendirilemeyen düzensiz değişimlerdir. Bu değişimler dönemli

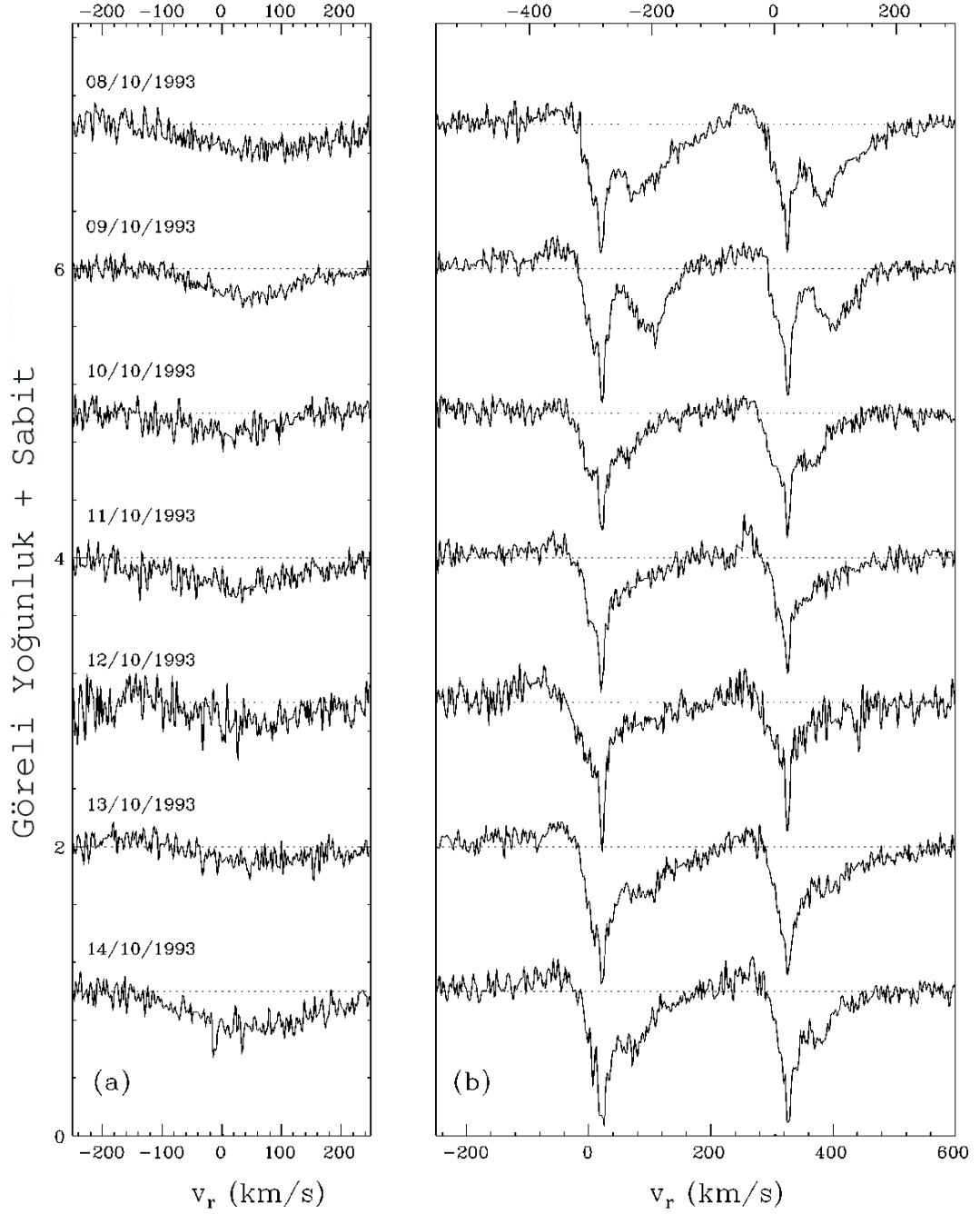
olmayan Algol benzeri minimumlar veya UX Ori türü değişimler olarak tanımlanmaktadır. Tip III türü düzensiz değişimler Herbig Ae yıldızlarında gözlemlenirken Herbig Be yıldızlarında görülmez, buna bağlı olarak Herbig Ae yıldızları Herbig Be yıldızlarından çok T Tauri yıldızlarına benzerler. Ancak tıfı türlerindeki temel farklılık yıldızların zarflarının yapısı ve zarfın ışınlmsal özelliğinden kaynaklanmaktadır. HAeBe yıldızlarının tıfı çizgilerini normal anakol yıldızlarından ayıran şey, tanım gereğı, salma çizgilerinin varlığı ve aynı zamanda salma ve soğurma özelliklerinin karmaşık değişimidir (Herbig 1960, Cohen ve Kuhl 1979, Hamann ve Persson 1992). Bazı yıldızlarda P Cygni profillerinin yanı sıra H α salması da tek ve çift tepe salmalı geniş bir çeşitlilik göstermektedir (Garrison ve Anderson 1977). H α salmasındaki bu değişkenlik HD 163296 (Pogodin 1994) ve AB Aurigae (Catala 1997) gibi birkaç yıldız için kanıtlanmıştır. Hamann ve Persson (1992), HAeBe ve T Tauri'lerdeki salma çizgilerindeki benzerlikleri göstererek çıkış kollarının disk rüzgârıyla yönlendirildiğini söylerken, Catala (1997) AB Aurigae'nin H α salmasını bir kromosferik rüzgâr modeli ile yeniden üretmiştir.

HAeBe yıldızlarında yasaklanmış çizgiler (Herbig 1960, Cohen ve Kuhl 1979, Finkenzeller 1985, Hamann 1994, Böhm ve Catala 1994, Corcoran ve Ray 1997, Böhm ve Hirth 1997) yıldızların çevresel zarfları için önemli bir kanıttır ve genel olarak bu yıldızlarda alt kütle analoglarından daha simetrik olarak görünürler (Appenzeller vd. 1984, Edwards vd. 1987).

Optik ve morötede HAeBe yıldızlarının soğurma çizgilerinin şiddetleri karmaşık bir yapı oluşturmaktadır. AB Aurigae'nin UV tayfının “Uluslararası Moröte Gezmini” (International Ultraviolet Explorer: IUE) ile yoğun bir şekilde izlenmesiyle Mg II ve Fe II çizgilerinde farklılıklar olduğunu gözlenmiştir (Praderie vd. 1986). Mg II çizgilerinde, çizgi profillerinin mavi kanatlarında 45 ± 6 saatlik belirgin bir periyodiklik tespit edilmiş, ancak Fe II çizgileri için net bir periyodik davranış bulunamamıştır. Aynı yıldızın Ca II K çizgisindeki optik oluşum 32 ± 4 saat periyodiklik vermiştir (Catala vd. 1986). AB Aurigae'nin diğer optik çizgilerinin izlenmesi sırayla 20 dakikadan 8-10 saate kadar değişen zaman ölçeklerinde farklılık göstermiştir (Catala vd. 1997). HD 162396 için yapılan benzer çalışmada belirtiler Mg II çizgileri için 50 ± 8 saat ve Ca II K çizgisi

için 35 ± 5 saat olarak bulunmuştur (Catala vd. 1989). Bu yıldızlar için Ca II K periyodu aynı zamanda yıldızların dönme periyodunu vermektedir. Kromosferin neden olduğu, diferansiyel olarak dönen bir rüzgâr ise UV çizgilerinin oluşmasına neden olmaktadır (Catala vd. 1989).

Bazı HAeBe yıldızlarının He I, Na I, O I ve Si II çizgilerinde gözlenen soğurma ve ters P Cygni profillerinin, çevresel maddenin yıldız etrafındaki düzensiz dağılımından kaynaklandığı düşünülmektedir (Graham 1992). Ayrıca IUE ile gözlenen HAeBe yıldızlarına ait çeşitli tayflarda gözlenen kırmızıya kaymış Ly α salması için benzer yorumlar yapılmaktadır (Blondel vd. 1993). Parlak bir HAeBe yıldızı olan HR 5999'un fotometrik ve tayfsal değişimi incelendiğinde; yıldızın UV değişimine bağlı olarak, optikçe kalın yığılma diski ile çevrili olduğu düşünülmüştür (Pe´rez vd. 1993). UX Ori yıldızı incelendiğinde ise yıldızın fotometrik ve tayfsal değişiminin, kuyruklu yıldız benzeri kütlelerin yıldız üzerine düşmesinden kaynaklandığı düşünülmüştür (Grinin vd. 1994). Kırmızıya kayan soğurma çizgilerinin değişim deseni, β Pictoris'te gözlenen değişim desenine benzemektedir (Ferlet vd. 1993). Bu durum HAeBe yıldızları arasında β Pictoris fenomeni olarak adlandırmış ve bazı HAeBe yıldızlarının UV ve optik tayflarında gözlenen ve değişim gösteren, kırmızıya kayan soğurma çizgilerinin özellikleri için doğrulayıcı olmuştur (Grady vd. 1996). Bazı HAeBe yıldızlarında görülen kırmızıya kayan Na I soğurma çizgisinin; küçük ve yoğun madde kümelerinin yıldıza düşmesi sonucu oluştuğu düşünülmektedir ancak bu soğurucu parçaların yıldıza çok yakın bir bölgede bulunması gerekmektedir ($<10 R$) (Sorelli vd. 1996). C IV çizgilerinin varlığı ise bu yıldızlarda uyarılmış gazı işaret eder (Grady vd. 1996) ancak bazı HAeBe yıldızlarında orta sıcaklıkta genişleyen bir kromosferden dolayı da C IV çizgileri oluşmaktadır (Catala 1988).



Şekil 2.13 BF Ori'nin He I (sol) ve Na I çizgilerindeki kısa zaman ölçekli değişim (De Winter 1996)

HAeBe yıldızlarının kırmızıöte tayfları, çevresel gaz ve tozun kompozisyonunu ve geometrisini belirlemek için kullanılır. Yapılan çalışmalar hem C hem de O bakımından zengin toz bileşenlerinin varlığını göstermektedir (Cohen 1975, Blades ve Whittet 1980, Aitken ve Roche 1981, Allen vd. 1982, Whittet vd. 1983, Brooke vd. 1993, Chen ve Graham 1993, Wooden 1994, Waelkens vd. 1996). HAeBe yıldızlarının

yaklaşık %20'sinde, 3.29, 6.2, 7.7, 8.6 ve 11.3 mm'de iyi bilinen IR salma bantları görülür (Brooke vd. 1993) ve bu polisiklik aromatik hidrokarbonların (Polycyclic Aromatic Hydrocarbons, PAHs) varlığını gösterir. PAH'ların konumu belli değildir ancak salmaları tespit edilmiştir (Prusti vd. 1994). Silikatların salma karakteri ise 10 mikronda yayılan malzemenin genelde optik olarak ince olduğunu göstermektedir.

HAeBe yıldızlarında hidrojenin yeniden birleşme çizgileri ile ilgili çalışmalar yapılmıştır (Bunn ve Drew 1992, Nisini vd. 1995, Drew vd. 1997), yeniden birleşme çizgisine ait ışınım, yıldızın yakınında madde atımına veya diskte bulunan yüksek yoğunluklu gazı dair bir kanıt olarak gösterilmiştir. Kırmızıöte'deki H I çizgilerinin gücünden 10^{-8} - 10^{-6} $M_{\odot}$ /yıl aralığında kütle kaybı oranlarını elde edilmiştir. Bu kütle kaybı oranları belirsizdir, çünkü çizgi şekilleri bir madde atımı ile uyumlu değildir (Nisini vd. 1995).

Kasım 1995'te Avrupa Uzay Ajansı tarafından başlatılan Kızılötesi Uzay Gözlemevi (ISO) 2.4 ile 180 μ m arasında orta ($\lambda/\Delta\lambda \leq 1000$) ve yüksek ($\lambda/\Delta\lambda \leq 1-3 \cdot 10^4$) çözünürlükteki yüksek sinyal/gürültü oranına sahip tayflarla HAeBe yıldızlarında karbon ve oksijen açısından zengin tozların çeşitli özelliklerdeki salma tayflarını ortaya çıkarmıştır (Kessler vd. 1996). ISO gözlemleri, HAeBe yıldızlarının hepsinde olmasa da önemli bir kısmında PAH salmasının varlığını göstermektedir. ISO görevi ile aynı zamanda bu nesneler için çeşitli silikat emisyon özelliklerinin varlığının bulunması ise önemli bir sonuçtur.

HAeBe yıldızlarındaki yasak salma çizgileri, özellikle [O I] ve [S II] çizgileri, diske dair geometrik özellikleri türetmek için kullanılmaktadır. Düşük kütleli T Tauri yıldızları ile yapılan kıyaslamalara dayanarak (Appenzeller vd.1984); maviye kayan salma çizgileri, optik olarak kalın yığılma disklerinin basık bölümleri nedeniyle belirsizleşen çift kutuplu fıskırmaların kanıtı kabul edilir. HAeBe yıldızlarında [O I] salma çizgisine dair bulgular ise maviye kayan çizgiler için kanıt oluşturur. Yıldızların çoğunda, yıldızın hızıyla merkezde toplanmış [O I] vardır ve normal çizgi genişliğindedir (50-100 km/s).

Yıldızlararası tozun tayfsal analizleri ile HAeBe yıldızlarında 9.7 μm 'daki silikatın emisyon yaptığını ve çevresel kabuktaki tozun bu dalga boyunda optik olarak ince olduğunu göstermiştir. Bu toz ve sıcaklık yapısı dağılımı optik olarak kalın disklerin varlığına ters düşmektedir. (Waters 1998).

2.2.2 Herbig Ae / Be Yıldızlarında X-Işınları

Teorik olarak yıldızlar için iki ana X-ışını salma mekanizması bulunmaktadır. Birincisi sıcak yıldızlardır. Sıcak yıldız çevresel plazmayı birkaç 10^6 K'ye ısıtır ve yumuşak X ışını emisyonuna yol açan güçlü rüzgarlara sahiptir. İkincisi ise soğuk yıldızlardır. Bu tür yıldızlar sahip oldukları manyetik alanların dinamo etkisiyle oluşan konveksiyonla, dış ortamlarını ısıtırlar, daha sert (≥ 10 MK) X-ışın emisyonlarına sahiptirler (Stelzer 2008). Anakol üzerindeki yıldızlar için, orta B ve A tayfsal türleri arasında, yıldızların güçlü rüzgarlara ya da konvektif zarflara sahip olmadığı ve dolayısıyla X-ışını yayıcıların bulunmadığı kritik bir bölge vardır. Bununla birlikte, A ve B tipi yıldızlarından X ışını tespitleri özellikle ROSAT All-Sky Survey katalogları gibi çeşitli çalışmalarda bildirilmiştir; (Berghöfer vd. 1996, Hünsch vd. 1998). Fiziksel bir açıklamanın bulunmayışından dolayı, bu yıldızların X-ışını salması genellikle bilinmeyen, çözülmemiş geç tip yoldaşlarına atfedilmiştir. Bununla birlikte, B-türü yıldızlarla ilişkili X-ışını kaynaklarının, soğuk yoldaşlara sahip olanlardan X-ışın yayıcılardan büyük farkları bulunmamaktadır bu nedenle X-ışınlarının daha yakın tayfsal yoldaşlardan kaynaklandığı fikri düşünülmektedir. Bu durum, anakol öncesi ara kütleli Herbig Ae/Be yıldızları için daha karmaşıktır. ROSAT ve ASCA'daki düşük hassasiyetli cihazlar % 30-50 oranında tespitlerde bulunmuştur (Zinnecker ve Preibisch 1994, Hamaguchi vd. 2005). Anakol A ve B türü yıldızların aksine, HAeBe yıldızları, yıldız oluşumunun kalıntıları olan malzemeden kaynaklı diskler ve zarflar ile çevrilidir. Yıldız ve yığılma diski arasındaki manyetik bağlantının, düşük kütleli anakol öncesi yıldızlarının X-ışını özelliklerinde önemli değişikliklere yol açtığı kabul edilmiştir. X-ışın emisyonunun, klasik T Tauri yıldızlarında (cTTS) yığılmayı bastırdığı görülmüştür (Preibisch vd. 2005, Telleschi vd. 2007a). Yıldız-disk ikilisinin manyetik olarak yeniden bağlanması parlamalara sebep olmaktadır (Favata vd. 2005). Bazı nesnelerde aşırı yumuşak X-ışın artıklarının gözlenmesinde, birikim şoklarından (Kastner vd. 2002,

Stelzer ve Schmitt 2004) veya püskürme şoklarından (Güdel vd. 2007) kaynaklanan emisyonun neden olduğu düşünülmektedir. Bu mekanizmaların hala büyüme safhasında olan HAeBe yıldızlarında da rol oynayabileceği düşünülmektedir.

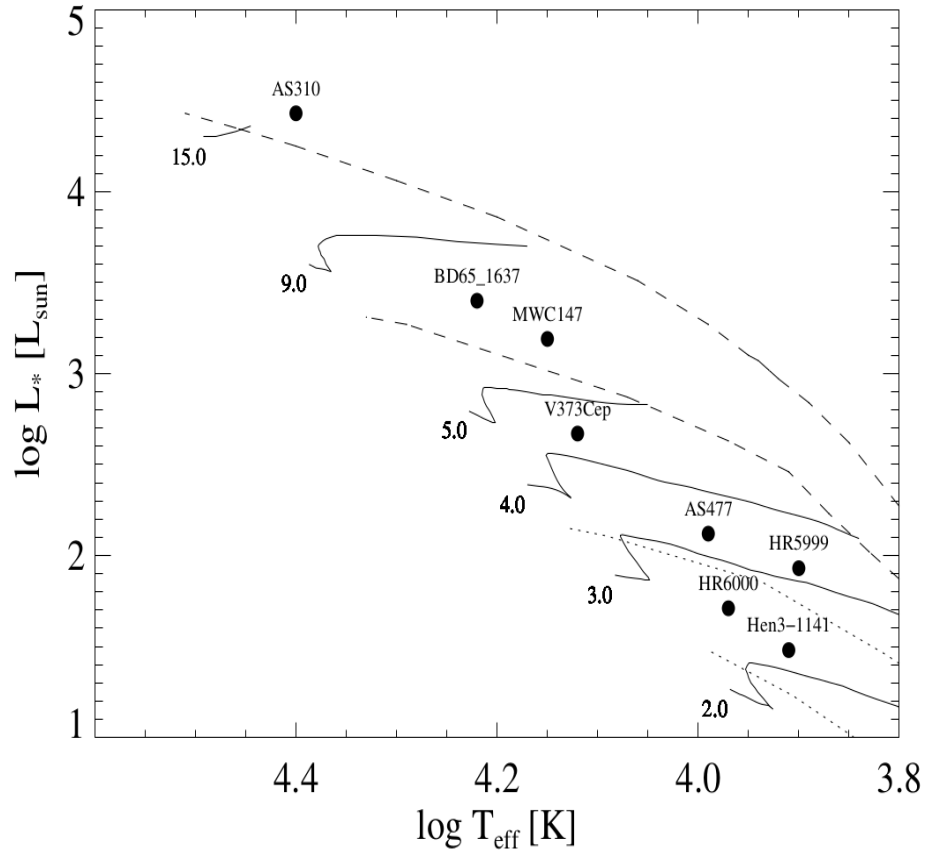
HAeBe yıldızları A ve B türü anakol yıldızlarının atalarıdır. Anakoldaki orta kütleli yıldızlarının $\sim\%$ 5'i manyetik Ap / Bp yıldızları olduğundan, HAeBe yıldızlarının da aynı veya daha yüksek bir kesiminin yıldız oluşum işleminin kalıntısı olarak manyetik alanlara sahip olması beklenir. Bu alanları ölçmeye yönelik ilk girişimler başarısız olmakla birlikte, yeni spektropolarimetrik aletlerle, HAeBe yıldızlarının manyetik alan tespitleri yapılmaktadır. Çalışılan bazı HAeBe yıldızları için manyetik alanlar pozitif olarak ölçülmüştür. Anakoldaki A ve B türü yıldızların aksine, HAeBe yıldızları, yıldızın dönme enerjisi tarafından sağlanan ve manyetik alanların devamlılığını sağladığı görülen bir dinamoya sahip olabilir (Tout ve Pringle 1995). Manyetik alanları bulunan HAeBe yıldızlarının ışımsal evrimleri ile manyetik alanların geniş ölçekli düzenli yapılarının uyumu bu alanların dinamodan ziyade oluşumun başından beri var olduğunu göstermektedir (Alecian vd. 2008). Bu küresel alanların X-ışınları üretmedeki etkinliği belirsizdir.

HAeBe yıldızlarında X-ışın üretimi için bir başka olası mekanizma, manyetik alanların rüzgarı yönlendirerek onun geometrisini ve dinamiğini etkilemesi ile ilgilidir. Manyetik olarak sınırlandırılmış rüzgar şoku (Magnetically Confined Wind Shock, MCWS) modeli olarak adlandırılan bu durum, başlangıçta Ap türü yıldız IQ Aur'dan gelen X-ışın emisyonunu açıklamak için geliştirilmiştir (Babel ve Montmerle 1997b). Ayrıca O türü yıldız Θ Ori C'ye de başarıyla uygulanmıştır (Babel ve Montmerle 1997a, Gagné vd. 2005) ve Orion'daki bazı sıcak yıldızların güçlü ve değişen X-ışın emisyonunun da nedeni olabilir (Stelzer vd. 2005). Modelin HAeBe yıldızlarına uygulanması rüzgar hızlarının ve X-ışın sıcaklıklarının uyumuna bağlıdır. Genelde yavaş HAeBe rüzgarları ($\leq 600 \text{ km s}^{-1}$) ve ölçülen yüksek X-ışın sıcaklıkları ($> 1 \text{ keV}$) nedeniyle bu durum şüpheli görünmektedir (Skinner vd. 2004, Stelzer vd. 2006b). Bununla birlikte, bir MCWS'nin HAeBe yıldızı AB Aur'dan gelen X-ışın emisyonu için en olası açıklama olduğu düşünülmektedir (Telleschi vd. 2007b). AB Aur, yüksek çözünürlüklü bir X-ışın spektrumunun elde edildiği ilk HAeBe yıldızıdır. Yüksek O VII çizgi akısı ile teşhis

edilen yumuşak emisyon artışı, cTTS'ye benzer (Güdel ve Telleschi 2007), ancak bunun aksine yüksek yoğunluklara ulaşmaz. He triplet çizgilerinin analizlerinden, AB Aur'dan gelen X-ışınlarının rüzgar bölgesindeki yıldız yüzeyinden önemli bir mesafede kaynaklandığını göstermektedir. X-ışını kaynağı ile AB Aur rüzgarı arasındaki doğrudan ilişki, X-ışını ışık eğrisinin değişimiyle, rüzgarın oluşturduğu moröte çizgilerinde eş zamanlı periyodikliğin gözlenmesiyle desteklenmektedir.

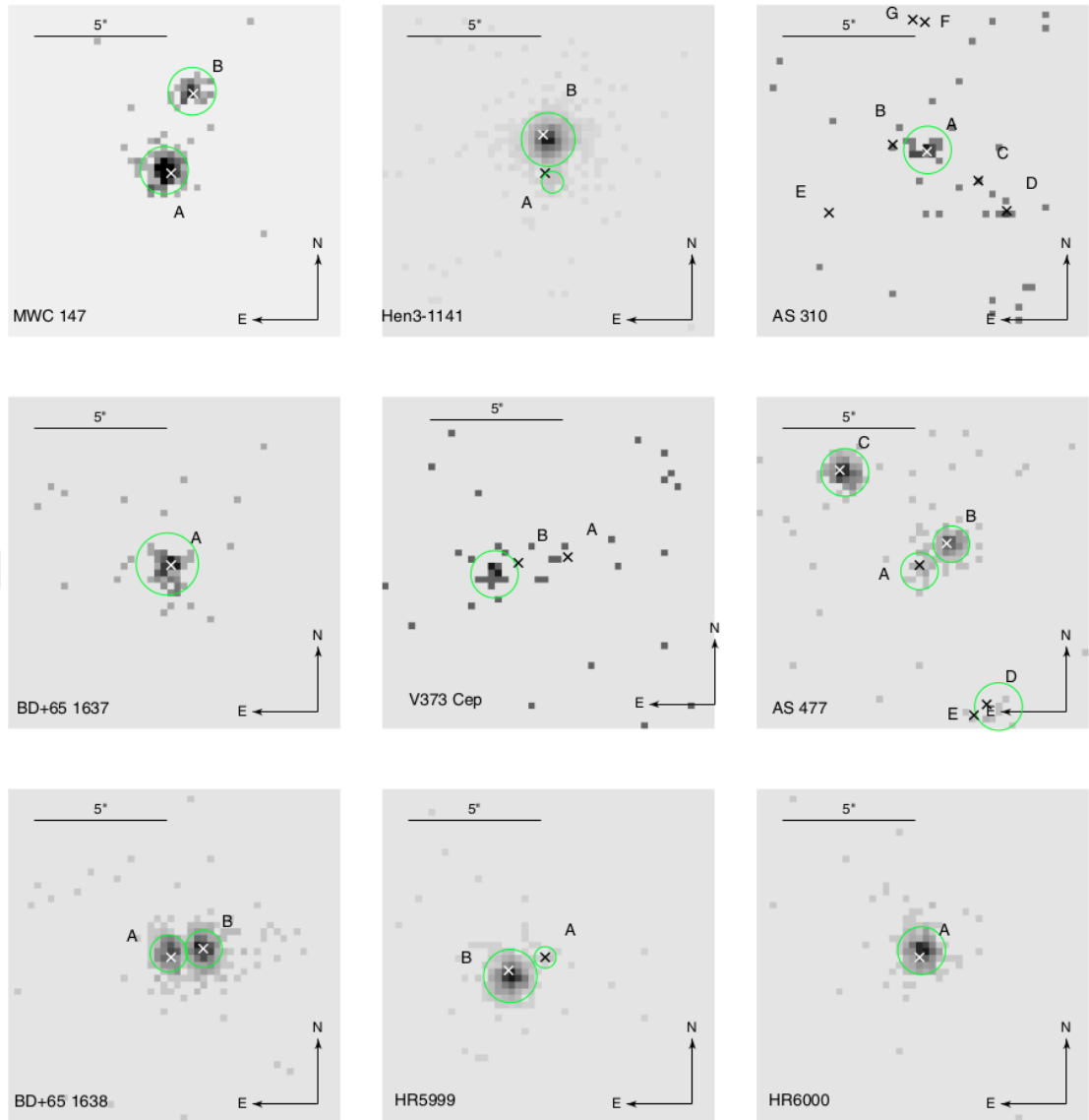
HAeBe yıldızlarının X-ışın emisyonu için net ve özgün bir açıklama yapılamamıştır. Anakoldaki A ve B türü yıldızlara benzer şekilde, T Tauri benzeri yoldaşlar HAeBe yıldızlarında gözlenen X-ışın emisyonunun nedeni olabilir. Birçok HAeBe yıldızının yüksek X-ışını parlaklığı ($\log L_x[\text{erg/s}] \sim 30 \dots 31$) yoldaş hipotezine karşı kullanılmıştır, ancak Skinner vd. (2004), X-ışın parlaklık aralığının, geç tip anakol öncesi bir yıldızın tipik emisyon seviyesiyle uyumlu olduğunu göstermiştir. HAeBe yıldız çiftleri, yüksek açisal çözünürlüklü çalışmalarında incelenmiş ve anakol yıldızlarından daha fazla çift gözlenmiştir. HAeBe çiftlerinin parlaklık oranları, yoldaşların çoğunun birinci bileşenden daha düşük kütleye sahip olduğunu göstermektedir; yani bunlar T Tauri yıldızlarıdır ve doğaları gereği güçlü X-ışını yayıcıları olmalıdırlar (Şekil 2.14) (Stelzer vd. 2008).

Chandra, X-ışınlarında, kırmızıöte görüntüleme gözlemlerine (adaptive optics) oldukça yakın değerlerde, yay-saniyesi altında uzaysal çözünürlük sağlayan tek uydudur. Bu, $\sim 1''$ den büyük ayrıklığa sahip görsel yoldaşların çoğunun, ilk kez X-ışınlarında gözlenebileceği anlamına gelir (Şekil 2.14) (Stelzer vd. 2008).



Şekil 2.14 Chandra ile gözlemlenen bazı HAeBe yıldızları için HR diyagramı (Stelzer vd. 2008)

Veriler üzerine yerleştirilen Palla & Stahler (1999) tarafından geliştirilen evrimsel modellerdir. Düz çizgiler Güneş birimi kütesine sahip yıldızların yollarıdır. Noktalı çizgiler 1 ve 5 Myr izokronlardır. Kesik çizgiler yığılma oranları $10^{-4} M_{\odot}/\text{yıl}$ ve $10^{-5} M_{\odot}/\text{yıl}$ olan doğum çizgileridir



Şekil 2.15 Bazı HAeBe yıldızlarının 0.25'' piksel boyutunda Chandra ACIS görüntüleri (Stelzer vd. 2008)

Çarpı işaretleri, çoklu sistemdeki her bir bileşenin optik/IR konumunu, daireler ise algılanan X-ışını kaynaklarının konumuna merkezlenmiş foton yayılma alanlarını göstermektedir

2.2.3 Tayfsal enerji dağılımı (Spectral Energy Distribution: SED)

HAeBe yıldızlarının tayfsal enerji dağılımı (Spectral Energy Distribution: SED); kırmızıöte dalgaboyunda çevresel madde (CSM) miktarının varlığı ile tanımlanır, ayrıca bunun yanında çevresel gazın moröte (UV) sürekliliğine katkıda bulunduğu dair kanıtlar da vardır. Bu durum, CSM'nin geniş bir sıcaklık ile yoğunluk aralığında

olduğunu gösterir. CSM'nin SED üzerinde yarattığı tayfsal belirsizlikler ve yıldız tozunun neden olduğu sönümleme gibi etkilerden dolayı yıldızın fotosferinden kaynaklanan gerçek SED'di ayırmak zorlaşır. SED değişimi çok farklı zaman ölçeklerinde gözlemlenebilir. Bu durum eşzamanlı olmayan gözlemlerle SED'in yorumlanmasını zorlaştırır (Waters 1998).

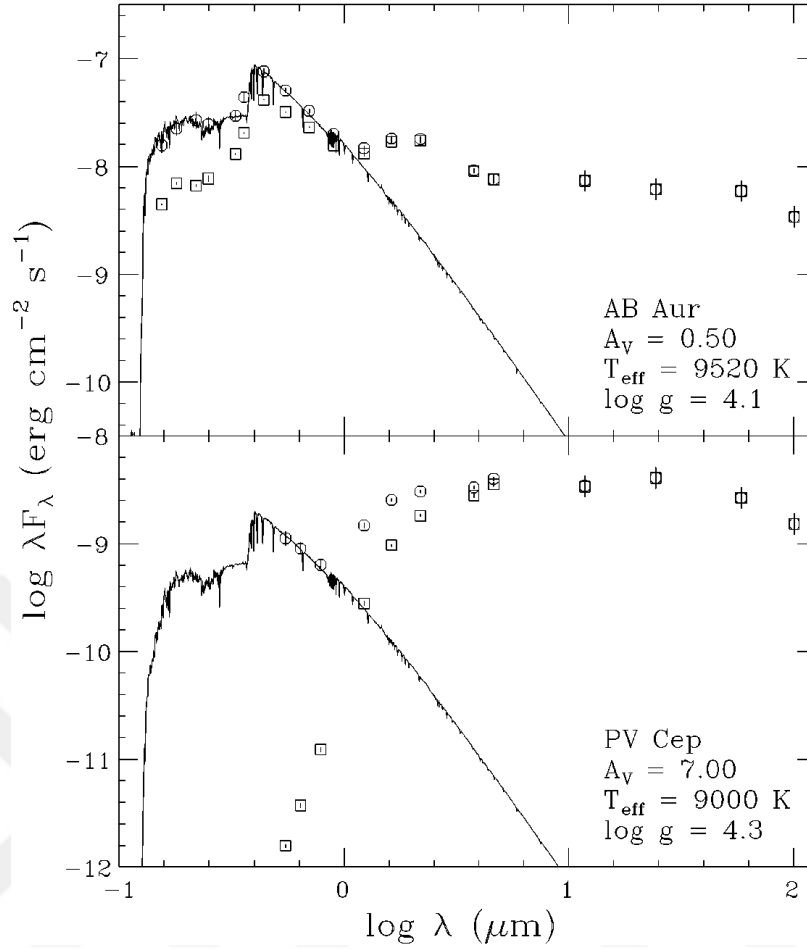
HAeBe yıldızlarının UV sürekliliği, yıldızların yakınındaki T_{eff} değerini aşan sıcak gazlara atfedilebilecek bir artış ile tanımlanmaktadır (Blondel ve Tjin A Djie 1994, Meeus vd. 1998). Artığın parlaklığı ise sönümleme düzeltmesine bağlıdır. HAeBe yıldızları yüksek miktarda yıldızlararası sönümlemeye sahiptirler ve genelde yıldız oluşum bölgelerinde bulunurlar. Bu nedenle sönümleme miktarları yıldızlararası ortam için türetilen ortalama eğriden önemli ölçüde sapabilir. Bu durum yıldızın kadir değerinde veya UV fazlalığında ek bir belirsizlik oluşturmaktadır. T Tauri yıldızlarının yığılma bölgelerinde sıcak gaz bulunmaktadır (Bertout vd. 1988) ancak bu sıcak gaz HAeBe yıldızlarının SED değerini çok daha az etkilemektedir çünkü HAeBe yıldızlarının yüksek sıcaklıkları ile birlikte çok daha küçük yığılma oranlarına sahiptirler. HAeBe yıldızlarındaki UV artışı, yığılan madde açısından değerlendirildiğinde $10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ 'a yakın oranlar elde edilir (Blondel ve Tjin A Djie 1994). Çoğu HAeBe yıldızının optik tayfında donukluğun gözlenemeyişi, sıcak gazın bu dalgalı boyundaki katkısının düşük olmasından kaynaklanır (Böhm ve Catala 1993; Ghandour vd. 1994). Bu özellik kütle yığılma oranlarına kısıtlamalar koymak için kullanılabilir. Ancak FU Ori türü yıldızlarda, CSM'nin katkısı SED'in tamamına hakimdir (örneğin, Z CMa; Hartmann ve Kenyon 1996).

X-ışın gözlemleri, HAeBe yıldızlarının yakınında çok sıcak gazın varlığını doğrulamaktadır; ancak yeri ve kökeni açık değildir (Damiani vd. 1994, Zinnecker ve Preibisch 1994, Skinner ve Yamauchi 1997). X-ışınların kaynağı büyük olasılıkla yıldız rüzgârıdır ancak düşük kütleli T Tauri bileşenin varlığına dair olasılık da bulunmaktadır (Zinnecker ve Preibisch 1994). Bu duruma bir örnek olarak HD 104237'de tespit edilen X-ışınlarının HAeBe yıldızının koronasından ya da daha düşük kütleli bir T Tauri bileşeninden veya her ikisinden de kaynaklanabileceğini önerilmiştir (Skinner ve Yamauchi 1997). HAeBe yıldızlarının konvektif dış katmanlara sahip olduğu net olarak

bilinmediğinden, birincil bileşen etrafındaki koronada gerçekleşen fiziksel mekanizmalardan sorumlu yapı belirsizdir. Diferansiyel dönmeye dayanan olası bir mekanizma bu duruma sebep olabilir (Vigneron vd. 1990, Tout ve Pringle 1995). Benzer tayfsal türdeki HAeBe olmayan yıldızlarda X-ışın salmasının saptanması, X-ışın özelliklerinin yıldızın HAeBe doğasıyla ilişkili olmayabileceğini; ancak aktif bir kromosfer ile düşük kütleli bir bileşenden kaynaklanabileceğini göstermektedir (Berghöfer vd. 1997).

HAeBe yıldızları, uzun dalgalı boylarında ($\lambda > 1 \mu\text{m}$), farklı sıcaklıklardaki yıldızlararası tozdan kaynaklandığı düşünülen güçlü ışımlar yaparlar. Orta IR ($\geq 10 \mu\text{m}$) dalgalı boylarında tespit edilen ilk HAeBe yıldızlarından biri R Mon'dur (Mendoza 1966, Low ve Smith 1966). Pek çok HAeBe yıldızının SED'leri, $\lambda \sim 1-2 \mu\text{m}$ 'de keskin bir IR fazlalığı gösterir; bu fazlalık 1500 K'ne kadarki toz sıcaklıklarına karşılık gelir. Bir grup HAeBe yıldızının IR özellikleri incelenmiş ve IR sürekliliğinin eğimine bağlı olarak üç gruba ayrılabilmesi önerilmiştir (Hillenbrand vd. 1992). I. gruptaki kaynaklar, yaklaşık $\lambda F_\lambda \sim \lambda^{-4/3}$ ile verilen IR eğimlerine sahiptir. II. grup yıldızlar daha uzun dalgalı boyuna doğru parlaklığı artan tayflara sahiptir. III yıldızlar ise, klasik Be yıldızlara benzer küçük artıklara sahiptir ve buradaki artık muhtemelen bir çevresel diskteki serbest-serbest salınımdan kaynaklanmaktadır. CSM'nin farklı türdeki geometrileri, örneğin I. ve II. gruptaki disklerle birlikte bulunan zarflar arasındaki farkı ayırt etmek için bu sınıflandırma kullanmıştır (Hillenbrand vd. 1992). Tozlu çevresel disklerden IR ve milimetre dalgalı boylarında gerçekleşen salınımına dair birçok model geliştirilmiştir (Kenyon ve Hartmann 1987, Adams vd. 1988, Bertout vd. 1988, Beckwith vd. 1990, Hillenbrand vd. 1992, Natta 1993, Efstathiou ve Siebenmorgen 1996, Steinacker ve Henning 1996, Hchikov ve Henning 1997). Grup I kaynaklarına ait SED'ler, $10^{-6} M_\odot/\text{yıl}$ düzeyinde birikim hızına sahip, optik olarak kalın çevresel diskler olarak modellenmiştir (Hillenbrand vd. 1992). Ancak elde edilen birikim hızına göre, yakın kırmızıöte de önemli miktarda disk nedenli salma olmalıdır ama bu salma gözlenememiştir. HAeBe yıldızlarında ki bu birikim enerjisi diğer dalgalı boylarında (optik, moröte) görünmez, bunun yerine, $1-2 \mu\text{m}$ 'de gözlenen kırmızıöte artık, bu yıldızlarda bir kovuğun varlığını gösterir.

HAeBe’lerde SED’lerinin optik olarak kalın disklerden çok zarflarla tutarlı olması bu yıldızlarda görülen yakın IR dalgaboylarındaki salmaların aslında PAH’lar gibi düşük sıcaklıklardaki çok küçük taneciklerden kaynaklandığı düşünülmektedir (Hartmann vd. 1993). Bazı HAeBe yıldızlarında yapılan araştırmalarda, örneğin B tipi yıldızların %20’sinde bu tip salmalar gözlenmiştir (Brooke vd. 1993). PAH’lar ve çok küçük tanecikler yüksek miktarda bulunmuyorlarsa bu parçacıkların 2 ile 10 μ m’deki salma miktarının tamamı hesaplanamamaktadır (Natta vd. 1993b). Önemli miktarda yakın IR artığına sahip birkaç HAeBe yıldızında (örneğin AB Aur) PAH’ların olmayışı ise bir iç kovuğun varlığının ispatı için PAH’ların çözüm olamayacağını göstermiştir. Gömülü üç HAeBe yıldızının karşılaştırmalı bir çalışmasında, moröte dalgaboylarında bakış doğrultusu boyunca soğrulan ve kırmızıötede tekrar salınan enerji arasındaki dengesizliğin disk benzeri bir geometriden kaynaklandığını belirtilmiştir (Meeus vd. 1998). Ayrıca, UX Ori türü değişen HD 142666 ve değişen olmayan HAeBe yıldızı HD144432’nin hemen hemen aynı SED’lere ve tayfsal türe sahip oldukları, ancak yine farklı bir eğim açısında görüntülenen disk benzeri bir geometriyle tutarlı, farklı çevresel sönümleme ve değişime sahip oldukları belirtilmiştir (Meeus vd. 1998).



Şekil 2.16 AB Aur'un Spektral enerji dağılımı

(SED) [Hillenbrand vd. 1992 grup I] ve PV Cep (grup II). Kareler gözlenen akı değerlerini, daireler düzeltilmiş dataları göstermektedir. $\lambda \sim 1-2 \mu\text{m}$ 'de bir IR artığının başlangıcı görülmektedir

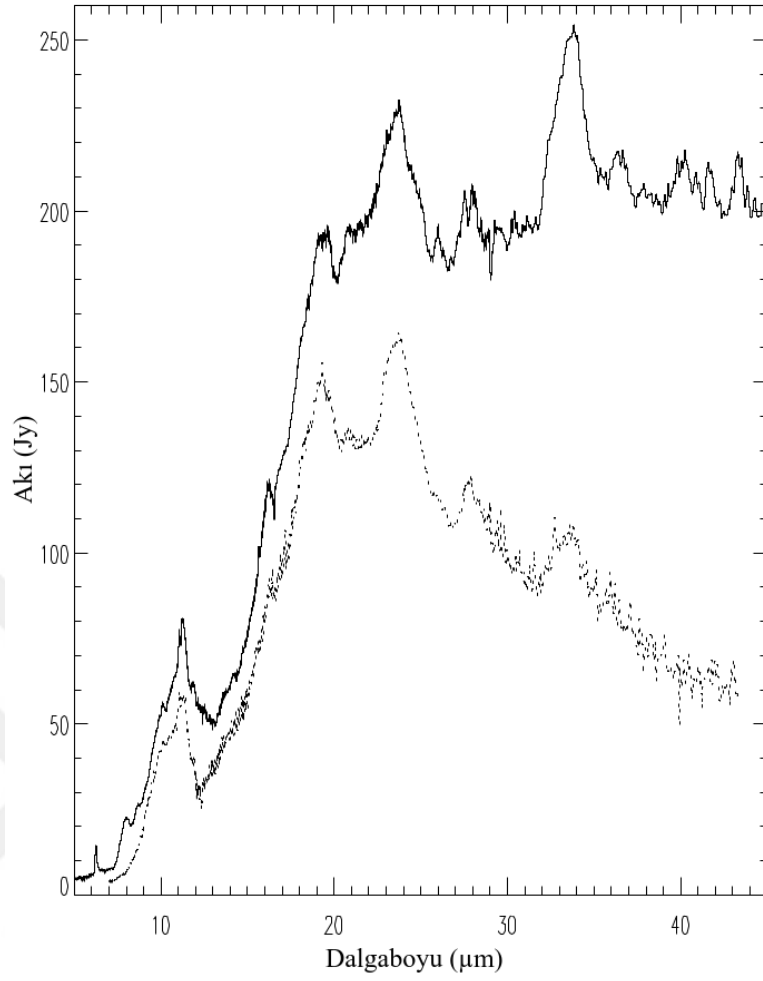
2.2.4 HAeBe yıldızlarının evrimi

HAeBe yıldızları, küçük ve büyük kütleli yıldız oluşumları arasındaki ortak eleman olduklarından yıldız evrimi açısından önemli bir yere sahiptirler. Küçük ve büyük kütleli yıldızların oluştuğu ortamlar ile PMS evrimini belirleyen çeşitli fiziksel süreçler hakkında bilgi taşımaktadırlar (Appenzeller 1994). HAeBe yıldızlarına ait PMS evrimsel modelleri birçok araştırmacı tarafından ortaya konmuştur (Palla ve Stahler 1993, D'antona ve Mazzitelli 1994, Swenson vd. 1994, Bernasconi 1996). Teorik olarak, galaksimizdeki HAeBe yıldızlarının kütleleri 2 ile 8-10 $M_{\odot}$ aralığındadır (Palla ve Stahler 1993). Alt sınır, yarı-statik büzülmelere başladıklarında yıldızların radyatif olarak stabil olduğu kütleye karşılık gelir. Üst sınır, yıldızların gömülü zarflardan

çıkmadan önce hidrojen yakmaya başladığı kütleyle karşılık gelir; yani “yıldız doğum çizgisi”nin ZAMS ile kesiştiği yeri belirtir (Stahler 1983). Daha yüksek kütleli PMS yıldızlarının, ZAMS'a ulaşmadan önce optik olarak görünür olması beklenmez. Ancak sınır değer, metalisiteye ve çevreye bağlıdır; be nedenle büyük Magellan bulutundaki büyük kütleli HAeBe analoglarının gözlenmesi gerekmektedir (Beaulieu vd. 1996). Hem küçük hem de büyük kütleli yıldızlara göre, orta kütleli yıldızlar önyıldız aşamasında nispeten uzun bir zaman geçirirler. Bu etki, Orion Bulutsusu'ndaki ilgili kütle aralığında bulunan PMS yıldızlarının gözlemleri ile desteklenmiştir (Hillenbrand 1997). HAeBe yıldızlarının Hertzsprung-Russell (HR) diyagramındaki yeri ve model hesaplamalarının sonuçları arasında iyi bir uyum vardır, ancak yığılma, gözlemlenen bolometrik parlaklığın sadece küçük bir kısmını oluşturmaktadır.

Genç açık kümelerde ve öbeklerde HAeBe yıldızlarının kütle aralığındaki PMS yıldızlarının sayımları pek çok kişi tarafından çalışılmıştır [örneğin Orion (Hillenbrand 1997), NGC1333 (Lada vd. 1996), NGC6611 (Hillenbrand vd. 1993, De Winter vd. 1997), NGC2264 (Lada vd. 1993a), NGC6383 (Thé vd. 1985) ve NGC6530 (van den Ancker vd. 1997b)]. Bu çalışmalardan kümelerin bazılarında PMS yıldızları içinde HAeBe yıldızlarının daha az olduğu görülmüştür. NGC2244'te PMS yıldızlarının SED'leri ve tayfsal türleri üzerinde yapılan araştırmada, yıldızların %10'unun kırmızıöte artığına sahip olduğu gözlenirken, en az %60'ında artığın gözlenmediğini belirtmiştir (Pérez vd. 1987). Bu veriler, kümeden kümeye farklılıklar sergilerken bu gölgelerdeki HAeBe olgusu için birkaç milyon yıllık bir bozulma süresi göstermektedir. Öte yandan, ZAMS sonrası yaşları yaklaşık 10 Myr olan HAeBe yıldızlarının oluşumu, zengin kümelerdeki disklerin gözlenenden önemli ölçüde daha uzun süre yaşayabileceğini göstermektedir (van den Ancker vd. 1997a). Parlak HAeBe yıldızı BD+ 40°4124'ın çevresel maddesinin gözlenmesi, kızılöte kaynaklarının %80'inden fazlasının içeren küçük bir kümeyi ortaya çıkarmıştır (Hillenbrand vd. 1995). Bu araştırmalar, orta kütleli yıldız oluşum bölgelerindeki disklerin, büyük kütleli yıldız oluşum bölgelerindekilerden daha uzun yaşayabildiğini göstermiştir. Sıcak yıldızlar daha zengin bulutlarla kaplı olma eğilimindedirler ve bu durum HAeBe yıldızlarının tayfsal türleri ile etrafındaki çevresel bulutun zenginliği arasında açık bir bağımlılık göstermektedir.

HAeBe yıldızlarının çevresel maddeleri ile birlikte evrimleri sırasında, Lada'nın (1987) T Tauri yıldızları için önerdiği şekilde, yoğun biçimde gömülü oldukları ortamlarından görünür hale geçmeleri gerekmektedir. Çok genç HAeBe yıldızlarının kırmızıöte sürekliliğine, tozdan (zarf ve diskteki) gelen termal radyasyon hakimdir, oysa ince yapı çizgileri bipolar madde atımları ile çevresel maddenin taşındığı şoklardan kaynaklanmaktadır. Bu erken aşamada, birikim oranları hala yüksektir, 10^{-6} - 10^{-5} $M_{\odot}$ /yıl, ve yıldız henüz optik olarak görünmemektedir. İleri aşamada, yıldız ışığının daha fazlası çevresel zarftan çıkabilecek hale gelir ve kırmızıöte tayfı foton ağırlıklı bölgenin (Photon Dominated Region, PDR) karakterini geliştirir. Bir sonraki aşamada, yığılma 10^{-7} $M_{\odot}$ /yıl'ın altına düşer ve yıldız açıkça görülür. Kırmızıöte tayfsal enerji dağılımında halen disk/zarf kompleksi hakimdir. Son olarak, birikim daha da azaldıkça, bir β Pictoris veya muhtemel bir Vega türü yıldız evresi izlenir. Işınım basıncı gibi tanecik temizleme işlemlerinin, tipik anakol ömründen çok daha kısa zaman ölçeklerinde diskleri yok etmesi beklenmektedir. Disklerin anakol boyunca varlığı, yıldızlararası taneciklerin tesadüfi çarpışmalar yoluyla daha büyük kütleçekimsel cisimler halinde diski yeniden oluşturduğunu gösterir. HAeBe yıldızları üzerindeki kuyruklu yıldız etkilerinin, tipik Güneş çevresindeki kuyruklu yıldızlardan daha büyük olduğu gözlemlenmiştir (Grady vd. 1996). β Pictoris'te de 10 μm 'deki silikat özelliğinden kuyruklu yıldızların varlığına dair kanıt gözlenmektedir (Telesco ve Knacke 1991, Knacke vd. 1993). β Pictoris'in diskinin iç bölgelerindeki temizlenmiş kısımlar ve disk asimetrisini açıklamak için bir gezegenin varlığı uygun görülmüştür (Roques vd. 1994, Lazzaro vd. 1994, Lagage ve Pantin 1994, Burrows vd. 1995).



Şekil 2.17 HD 100546 (Malfait vd. 1998b) ve kuyruklu yıldız Hale-Bopp'ın (Crovisier vd. 1997, alttaki tayf) ISO SWS tayfları

11.3 μm , 16.5 μm , 23.5 μm , 27.5 μm ve 33.8 μm 'de gözlemlenen katı hal yapısındaki benzerlikler, özellikle forsterit gibi kristal silikatlara bağlıdır

2.2.5 HAeBe'lerde madde atımı

HAeBe yıldızları, T Tauri yıldızlarına göre sadece oluştukları farklı ortam nedeniyle değil, derin konveksiyon bölgelerinin bulunmaması nedeniyle de farklılık göstermektedirler. Moröte bölgede, HAeBe yıldızlarının kromosferik aktiviteleri gözlemlenmiştir (Praderie vd. 1986, Catala, 1988). Yüzey konveksiyon bölgelerinin varlığına dair diferansiyel dönme (Vigneron vd. 1990) ve döteryum yanması (Palla ve Stahler 1990) önerilmiştir. Ancak, HAeBe yıldızlarının sınırlı konveksiyon bölgelerinin yıldız evrimi sırasında klasik ışıma bölgesine katıldığında ortadan kaybolduğu

gözlendiğinden aktiviteleri ile ilgili önceki önerilerin, uygun olmadığı anlaşılmıştır (Palla ve Stahler 1993).

Çevresel disk kaynaklı yığılma T Tauri yıldızlarında olduğu gibi HAeBe yıldızlarında da yıldız aktivitesinin kaynağı olarak kabul edilmektedir (Bertout vd. 1988, Blondel vd. 1993, Edwards vd. 1993, Ray ve Mundt). Bu hipotez, her iki tür nesne için gözlemlenen madde atımları benzerliği ile uyumludur (Mundt ve Ray 1994). Rüzgar kuvvetleri ile çevresel disklerin önemini gösteren parametreler arasında da benzer uyum gözlenmiştir (Bertout 1989, Cabrit vd. 1990, Blondel vd. 1993).

Hem birikimin hem de madde atımlarının baskınlığı evrimle birlikte azalır; ancak erken evrelerde bu durum sabit bir oranda gerçekleşmez. Çok genç bir yıldız olan Z CMa tipik bir FU Orionis yıldızdır (Hartmann vd. 1989) ve 3.6pc kada kadar uzanan jetleri, en az 15 HH nesnesini aydınlatmaktadır (Poetzel vd. 1989). Z CMa'nın SED'inden, yıldızın parlaklığından daha yüksek bir yığılma parlaklığına karşılık gelen, yaklaşık $10^{-3} M_{\odot}/\text{yıl}$ olan bir yığılma oranı hesaplanmıştır (Poetzel vd. 1989). Anakoldaki veya anakola yakın HAeBe yıldızları için tipik yığılma ve madde atım oranları, sırasıyla yılda $10^{-8} M_{\odot}/\text{yıl}$ ve $10^{-9} M_{\odot}/\text{yıl}$ 'dır (Blondel vd. 1993; Grady vd. 1996).

2.2.6 HAeBe'lerin iç disklerinde kütle birikimi

B ve A türü anakol öncesi yıldızlarda yığılmaya ilişkin önde gelen model manyetosferik etkidir. Bu model, yıldız oluşum sürecinin ilk evresinde, orta kütleli ön yıldızların özelliklerinin, düşük kütleli ön yıldızların özelliklerine benzer olduğu gerekçesiyle kısmen kabul görmüştür. Bu modelde, malzeme iç diskten yıldız yüzeyindeki bir veya daha fazla bölgeye uzanan manyetik alan çizgileriyle yıldızın üzerinde yönlendirilir. Sıcak, şoklanmış yüzey bölgeleri, yıldızın fotosferik tayfında süreklilik üstünde fazlalıklar ve çizgi salması oluşturur. Burada gözlenen fazlalık yıldızla yığılan madde miktarının oranını belirlemek için kullanılır. Kütle birikim hızı, yıldız oluşumunda hem zaman ölçeğini hem de verimliliği belirlediği için yıldız oluşumundaki kilit bir fiziksel niceliktir ve farklı oluşum modelleri arasında bir ayırıcı olarak kullanılabilir.

Manyetosferik birikim modeli Herbig Ae yıldızları için iyi çalışsa da, erken B-tipi yıldızlarda gözlenen moröte (UV) aşırıliklerini açıklayamamaktadır (de Wit vd. 2014). Manyetosferik toplanma modeline daha fazla destek, Herbig Ae yıldızları ve klasik T-Tauri yıldızları arasındaki tayfsal çizgilerdeki lineer polarizasyon ölçümleri, dönen diskin geometrisi ve iç disk yarıçapı gibi gözlenen benzerliklerden gelir (de Wit vd. 2014). Son olarak, hidrojen çizgi profilleri manyetosferik birikim için beklenenlerle de tutarlıdır (de Wit vd. 2014). Ancak bu çalışmanın getirdiği problem, yıldızların manyetik alanlarının sistematik olarak taranmasının HAeBe'nin küçük bir kısmı ($\sim 6\%$) dışında zayıf veya var olmayan manyetik alanları göstermesidir. Manyetosferik biriktirme modelinin çalışması için bir kiloGauss manyetik alan gereklidir (de Wit vd. 2014). Muhtemelen güçlü manyetik alanların kuvveti ile bağlantılı olarak, Herbig Ae/Be yıldızlarında birbirine bağlı jet oluşumu olgusu nadir görünmektedir (seçim etkileri göz ardı edilememesine rağmen). Bununla birlikte, keşfedilmiş olanlarının özellikleri düşük kütleli genç yıldızlarinkine benzer olduğu görülmüştür (de Wit vd. 2014). Zayıf X-ışınları bu jetlerden yayılır ve (zayıf) kozmik ışınlar üretebilirler (de Wit vd. 2014). Bu durum dış konvektif tabakalarda manyetosferik birikimi destekleyebilecek güçlü alanların yer aldığı ve jet etkisinin çok yüksek oranda gözlemlendiği T Tauri yıldızları için farklıdır (de Wit vd. 2014). Güçlü UV fazlalığını açıklamak için alternatifler aranırken, fazlalığın iç diskteki gazdan geldiği seçeneği ağırlık kazanmıştır. Gözlem tarafında, bazı sistemlerde sıcak bir iç disk algılanmaktadır ve CO salması UV floresansı ile açıklanabilmektedir (de Wit vd. 2014).

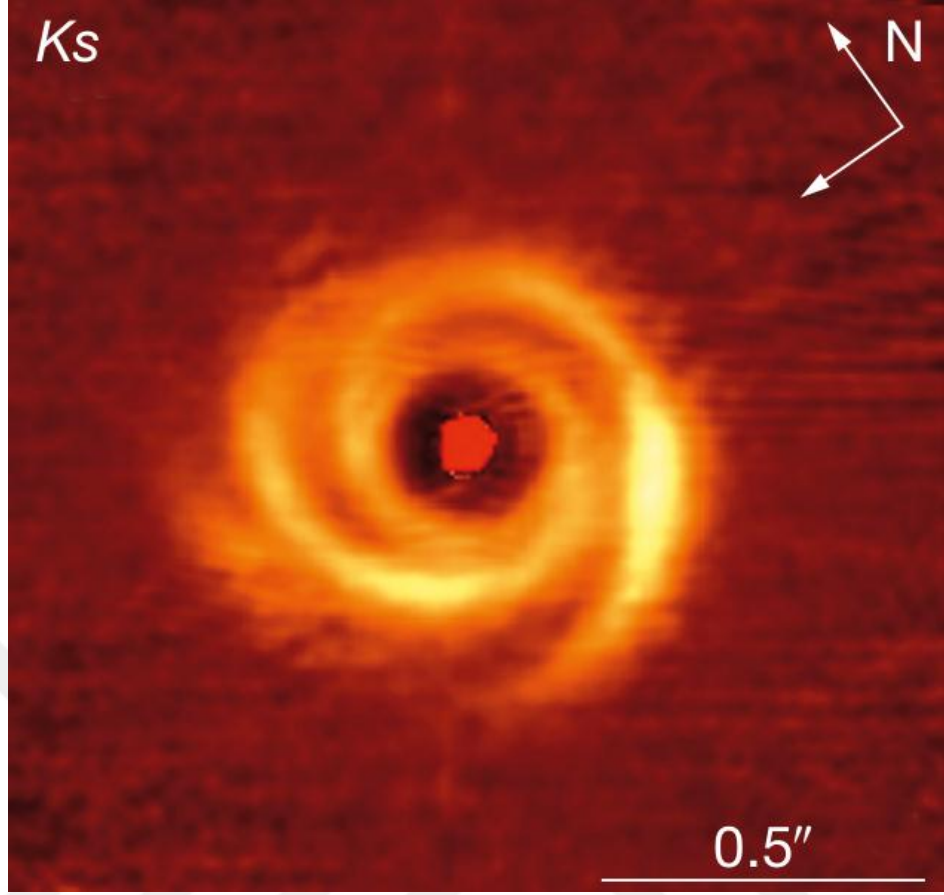
2.2.7 Doğrudan görüntülenen disk yapıları

Yığılma tayflarının analizi ve gezegen oluşum süreçlerine ait gözlemler dolaylı görüntüleme tekniklerinin avantajlarını ortaya koymuştur. Polarimetrik diferansiyel görüntüleme (Polarimetric Differential Imaging, PDI) Subaru ile Ötegezegenlerin ve Disklerin Keşifleri (Strategic Explorations of Exoplanets and Discs with Subaru, SEEDS) araştırmaları ve NACO kamerası ile yapılan sistematik çalışmalar HAeBe yıldızlarındaki disklerin boşluklar, spiral kollar ve asimetrisi içerdiklerini gösteren doğrudan kanıtlar sunmuştur (de Wit vd. 2014). Farklı disk yapılarına dair kabul gören bir model, gezegenlerin disk içinde oluşması şeklindedir. ALMA Cycle 0 sonuçları,

disk altyapıları ve devam eden gezegen oluşumu hakkında daha fazla kanıt sağlamaktadır (de Wit vd. 2014). ALMA ayrıca, bir gezegen diskin içinde bir boşluk açmak için yeterince büyük bir hale geldiğinde gaz içindeki ısımasal basınç darbelerinin neden olduğu toz engellerinin varlığına dair kanıtlar sağlamıştır (de Wit vd. 2014). Geçiş diskleri, bu tür toz tutucuların varlığının gözlemsel bir kanıtı olabilir. Gezegensel bir sisteme gelişen ilkel çevresel diskteki toz dört evrimsel aşamadan geçecektir;

- i. Toz tükenme boşluğu oluşumu,
- ii. Milimetre büyüklüğündeki tozun uzaklaştırılması,
- iii. İç bölgelerde tozun tükenmesi
- iv. Gezegenimsilerin halka içindeki konsantrasyonu.

Bu dört adımlı teori hala belirsizdir (de Wit vd. 2014). Bu disklerdeki tozun kırmızıöte spektroskopi ve spektro-interferometri çalışmaları önceden oluşmuş ve ikincil tozlar arasında belirgin farklılıklar gösterir ve bu evrim düzenine dair daha fazla bilgi sunmaktadır (de Wit vd. 2014). A-tipi yıldızların etrafındaki diskler için, HAEB'lerin β Pic gibi evrimsel haleflerinde, gaz ikincil durumda görünmektedir, oysa 30-Myr-yaşındaki HD 21997 sisteminde gaz hala ilkel olmalıdır (de Wit vd. 2014). Her ne kadar disk ömrü, orta kütleli yıldızlar için düşük kütleli yıldızlar için olduğundan daha kısa olsa da, bu kütle bağımlılığını açıklamak için hiçbir mekanizma tanımlanmamıştır (de Wit vd. 2014). Çift yıldız olmanın disk evrimi üzerindeki rolü şimdiye kadar ihmal edilmiştir. Herbig Ae/Be yıldızlarının etrafındaki yoldaşların araştırılması, tek Herbig yıldızlarının nadir olduğunu gösterilmiştir (de Wit vd. 2014). Ayrıca metalisite yığılma oranına bağlı olduğu görülmektedir (de Wit vd. 2014). Yeni Herbig Ae/Be ve orta kütleli T-Tauri yıldızlarına yönelik araştırmalar Macellan Bulutları ve Orion'da devam etmekte olup, bu soruları yakın gelecekte daha ayrıntılı olarak incelememize yardımcı olabilir (de Wit vd. 2014).



Şekil 2.18 Herbig yıldızı HD 135344B'nin çevresindeki diskten Ks bandında polarize ışık salması (Garufi vd. 2013)

Bu NACO polarizasyon diferansiyel görüntü verileri, bir çift spiral kol yapısını ve merkez yıldızın etrafındaki bir iç boşluğu açıkça göstermektedir

3. MATERİYAL VE YÖNTEM

3.1 Materyal

Bu tez çalışmasında seçilmiş bazı HerbigAe/Be (HAeBe) yıldızlarının optik bölgedeki fotometrik gözlemleri, TÜBİTAK Ulusal Gözlemevi (TUG)’nde bulunan 60 cm ayna çaplı T60 teleskobu ve ona bağlı olan FLI ProLine 3041-UV 2Kx2K CCD kamerası (2009-2011) kullanılarak 2.5 yıl boyunca yürütülen bir gözlem projesi çerçevesinde (proje no: T60-67) gerçekleştirildi. Adayların gözlemlerinde Bessell UBVRI filtre sistemi kullanıldı. Seçili yıldızlara ait ham veriler, IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) yazılımı kullanılarak düzeltilmiş veriler haline getirildi. Aletsel hatalardan arındırılan ham görüntüler için diferansiyel parlaklık ölçümleri yapıldı. Diferansiyel parlaklık değerleri için, aynı frame içerisinde yer alan uygun mukayese yıldızları seçilerek gerçekleştirildi. Bu çalışmada toplam 13 adet hedef cisim seçildi. Seçilen yıldızlara ait katalog bilgileri Çizelge 3.1 de listelendi. Yapılan gözlemlere ait istatistiki bilgiler ise Çizelge 3.2’de verildi. Çizelge 3.3’de ise bu çalışmada kullanılan veriler listelenmiştir. Çizelge 3.4’ ise T60 teleskobunu genel özellikleri belirtildi.

Belirlenen yıldızların X-ışın verileri (varsa) Chandra uydusuyla yapılan gözlemlerden alındı ve Chandra Veri Arşivi (Chandra Data Archive)’nden alındı. X-ışın uydusuna ait verilerin alındığı yere ait bir ekran görüntüsü Şekil 3.1’de ve X-ışın uydusunun özellikleri de Çizelge 3.5’de verilmiştir. Verilerinin analizinde uydunun kendisine ait analiz programı olan CIAO (Chandra Interactive Analysis of Data) yazılımı kullanıldı.

Çizelge 3.1 T60-67 numaralı projede gözlenen hedef cisimlere ait katalog adları, koordinatlar, tayf türleri, Bessell UBVRI filtrelerinde parlaklık değerleri ve uzaklıkları

Hedef Cisim	Koordinatlar (2000)	Tayf Türü	Filtre	Parlaklık (*)	Uzaklık (pc)(*)
AS 310, LBN 026.48+02.56, IRAS 18306-0500, PK 026+01.1	18 33 21.2 -04 58 02	B1e	U	--	2500
			B	13.42	
			V	12.49	
			R	--	
			I	--	
V373 Cep, 2MASS J21430682+6606542, IRAS 21418+6552, LkHa 234	21 43 06.8 +66 06 54.2	B5Ve	U	--	1250
			B	12.7	
			V	11.82	
			R	--	
			I	--	
VV Ser, 2MASS J18284786+0008397, IRAS 18262+0006	18 28 47.9 +00 08 39.8	B6	U	--	420
			B	13.1	
			V	--	
			R	11	
			I	--	
BO Cep, 2MASS J22165406+7003450, IRAS 22156+6948	22 16 54.061 +70 03 45	F5Ve	U	--	400
			B	11.98	
			V	11.55	
			R	11.16	
			I	10.84	
DI Cep, 2MASS J22561153+5840017, AS 499	22 56 11.53 +58 40 01.8	G8V:ev	U	--	435
			B	12.01	
			V	11.15	
			R	--	
			I	--	
LkHa 259, 2MASS J23584164+6626126, MacC H4	23 58 41.6 +66 26 12.6	A9e	U	--	760
			B	16.63	
			V	14.67	
			R	--	
			I	--	
V628 Cas, MWC 1080A, 2MASS J23172558+6050436, IRAS 23152+6034	23 17 25.6 +60 50 43.4	B0eq	U	--	2500
			B	12.78	
			V	11.582	
			R	--	
			I	--	
V375 Lac, 2MASS J22344101+4040045, IRAS F22324+4024	22 34 41.01 +40 40 04.5	A4	U	--	880
			B	14.5	
			V	12.94	
			R	--	
			I	--	
HD 141569, 2MASS J15495775-0355162, IRAS 15473-0346, BD-03 3833	15 49 57.8 -03 55 16.3	A2V(e)K9mB9_IB	U	--	111
			B	6.9	
			V	7	
			R	7.1	
			I	--	
CQ Tau, HD 36910, 2MASS J05355845+2444542	05 35 58.5 +24 44 54.1	F5IVe	U	11.29	163
			B	10.78	
			V	10	
			R	10.6	
			I	--	
HD 245185, 2MASS J05350960+1001515, V1271 Ori	05 35 09.6 +10 01 51.5	A0Vae	U	10.05	430
			B	10.03	
			V	10	
			R	10	
			I	--	
MacC H12, HBC 1	00 07 02.6 +65 38 38.2	F4	U	--	845
			B	17.35	
			V	16.23	
			R	13.4	
			I	--	
V361 Cep, 2MASS J21425017+6606351, BD+651637	21 42 50.61+66 06 35.1	B3IV-Vne	U	10.21	895
			B	10.56	
			V	10.53	
			R	10.29	
			I	--	

*Parlaklık ve uzaklık değerleri SIMBAD veri tabanından alınmıştır.

(SIMBAD, Web Sitesi: <http://simbad.u-strasbg.fr/simbad/>, Erişim Tarihi: 2019)

Çizelge 3.2 T60-67 numaralı projede kapsamında yapılan gözlemler

Hedef Cisim	FRAME SAYISI										TOPLAM FRAME
	10 Deneme Gözlemi	10C	10D	11A	11B	11C	11D	12A	12B	TOPLAM	
AS 310, LBN 026.48+02.56, IRAS 18306-0500, PK 026+01.1										0	68
										0	
										0	
		34								34	
		34								34	
V373 Cep, 2MASS J21430682+6606542, IRAS 21418+6552, LkHa 234						101	191	116		408	2302
						102	191	116		409	
						102	188	116		406	
	132					102	191	116		541	
	132					100	190	116		538	
VV Ser, 2MASS J18284786+0008397, IRAS 18262+0006						161		46	111	318	1838
						161		47	111	319	
						162		47	113	322	
	116					164		47	112	439	
	117					164		47	112	440	
BO Cep, 2MASS J22165406+7003450, IRAS 22156+6948			83	6		102				191	962
			85	6		103				194	
			85	6		102				193	
			85	6		100				191	
			86	6		101				193	
DI Cep, 2MASS J22561153+5840017, AS 499			83	14						97	492
			85	14						99	
			85	13						98	
			86	14						100	
			86	12						98	
LkHa 259, 2MASS J23584164+6626126, MacC H4			93	19		105				217	1085
			94	19		106				219	
			94	19		103				216	
			94	18		106				218	
			93	17		105				215	
V628 Cas, MWC 1080A, 2MASS J23172558+6050436, IRAS 23152+6034			88	18						106	536
			90	18						108	
			90	18						108	
			90	17						107	
			89	18						107	
V375 Lac, 2MASS J22344101+4040045, IRAS F22324+4024			49					55		104	529
			49					56		105	
			52					56		108	
			50					56		106	
			50					56		106	
HD 141569, 2MASS J15495775-0355162, IRAS 15473-0346, BD-03 3833					224			60	110	0	1578
					224			61	110	395	
					223			60	110	393	
					225			61	110	396	
					224			60	110	394	
CQ Tau, HD 36910, 2MASS J05355845+2444542							213	42		255	1276
							213	42		255	
							213	42		255	
							213	42		255	
							213	43		256	
HD 245185, 2MASS J05350960+1001515, V1271 Ori							214	30		244	1223
							213	31		244	
							214	31		245	
							214	31		245	
							214	31		245	
MacC H12, HBC 1										0	168
										0	
									56	56	
									56	56	
									56	56	
V361 Cep, 2MASS J21425017+6606351, BD+651637						101	191	116		408	2038
						102	191	116		409	
						102	188	116		406	
						102	191	116		409	
						100	190	116		406	

Çizelge 3.3 T60-67 numaralı projede gözlenen hedef cisimlere ait alınan görüntülerde indirgenebilen görüntü sayıları ve kayıp oranları

Hedef Cisim	TOPLAM	TOPLAM FRAME	İndirgenebilen FRAME SAYISI	KAYIP ORANI (%)	
AS 310, LBN 026.48+02.56, IRAS 18306-0500, PK 026+01.1	0	68	0	---	U
	0		0	---	B
	0		0	---	V
	34		24	29.4	R
	34		24	29.4	I
V373 Cep, 2MASS J21430682+6606542, IRAS 21418+6552, LkHa 234	408	2302	166	59.3	U
	409		164	59.9	B
	406		159	60.8	V
	541		276	49.0	R
	538		282	47.6	I
VV Ser, 2MASS J18284786+0008397, IRAS 18262+0006	318	1838	0	100.0	U
	319		289	9.4	B
	322		293	10.2	V
	439		372	15.3	R
	440		390	11.4	I
BO Cep, 2MASS J22165406+7003450, IRAS 22156+6948	191	962	145	24.1	U
	194		178	8.2	B
	193		171	11.4	V
	191		167	12.6	R
	193		171	11.4	I
DI Cep, 2MASS J22561153+5840017, AS 499	97	492	0	100.0	U
	99		0	100.0	B
	98		0	100.0	V
	100		0	100.0	R
	98		0	100.0	I
LkHa 259, 2MASS J23584164+6626126, MacC H4	217	1085	0	100.0	U
	219		0	100.0	B
	216		200	7.4	V
	218		218	0.0	R
	215		215	0.0	I
V628 Cas, MWC 1080A, 2MASS J23172558+6050436, IRAS 23152+6034	106	536	84	20.8	U
	108		90	16.7	B
	108		93	13.9	V
	107		88	17.8	R
	107		92	14.0	I
V375 Lac, 2MASS J22344101+4040045, IRAS F22324+4024	104	529	0	100.0	U
	105		0	100.0	B
	108		37	65.7	V
	106		37	65.1	R
	106		37	65.1	I
HD 141569, 2MASS J15495775-0355162, IRAS 15473-0346, BD-03 3833	394	1578	0	100.0	U
	395		237	40.0	B
	393		244	37.9	V
	396		243	38.6	R
	394		243	38.3	I
CQ Tau, HD 36910, 2MASS J05355845+2444542	255	1276	143	43.9	U
	255		243	4.7	B
	255		119	53.3	V
	255		237	7.1	R
	256		248	3.1	I
HD 245185, 2MASS J05350960+1001515, V1271 Ori	244	1223	174	28.7	U
	244		180	26.2	B
	245		179	26.9	V
	245		177	27.8	R
	245		177	27.8	I
MacC H12, HBC 1	0	168	0	---	U
	0		0	---	B
	56		54	3.6	V
	56		54	3.6	R
	56		54	3.6	I
V361 Cep, 2MASS J21425017+6606351, BD+651637	408	2038	166	59.3	U
	409		174	57.5	B
	406		182	55.2	V
	409		287	29.8	R
	406		287	29.3	I

Çizelge 3.4 TUG T60 Teleskobu genel özellikleri (www.tug.tubitak.gov.tr)

Model	OMI RC06
Optik sınıf	Ritchey- Chrétien
Ayna çapı	600 mm
Odak uzaklığı	6000 mm
Odak oranı	f/10
Ayırma gücü	0.23"
Odak ölçeği	34"/mm
Filtre Tekerleği	12 yuvalı
Kubbe	ASH-DOME, "R" modeli 14'6" (4.33 m) çaplı, 100 san/devir

Şekil 3.1 Chandra X-ışın Uydusu gözlem verisi arama sayfası <https://cda.harvard.edu/chaser>

Çizelge 3.5 Chandra X-ışın gözlemleri bulunan yıldızlara ait veri arşivi

Kaynak Adı	Gözlem No	Gözlem Süresi [s]	Kullanıma Açılış Tarihi
AS 310	6399	376415	30.05.2007
HD 141569	981	19681	27.06.2002
V373 Cep	6400	211628	11.03.2006
V361 Cep	6400	211628	11.03.2006

Çizelge 3.6 Chandra X-ışın Uydusu'na ait teknik özellikleri

Parametre	
Ayna Türü	Wolter-I
Aygıtlar	ACIS dizileri (S, I) HRC HETG LETG
Gözlem Aralığı	ACIS: 0.2-10 keV HRC: 0.1-10 keV HETG: 0.4-10 keV LETG: 0.09-3 keV
Çap	1.2 m
Odak Uzunluğu	10 m
CCD Özellikleri	ACIS-I: 4 adet önden aydınlatmalı ACIS-S: 4 adet önden, 2 adet arkadan aydınlatmalı 1024 x 1024 (1 px = 0.49", 23 μ m)
Görüş Alanı	ACIS-I: 16.9' x 16.9' ACIS-S: 8.3' x 50.6'

3.2 Yöntem

Herbig Ae/Be (HAeBe) yıldızları ($M < 10 M_{\odot}$) A veya B tayf türünden, anakola yeni gelmekte olan, T Tauri yıldızlarının daha büyük kütleli örnekleri olan, genç gök cisimleridir. Bazıları hala oluştukları bulutsunun içerisinde gömülü durumdadır veya bu bulutsunun yakınları civarında görülebilmektedirler. Tayflarında kalsiyum ve hidrojen salma çizgileri görülür. Çekirdeklerinde hidrojen yakmaya başlamışlardır. Fotometrik gözlemler sayesinde, çevresel bulutsu içerisinde yeni çıkmakta olan bu anakol öncesi cisimlerin bazı fiziksel yapıları ortaya çıkarılmaya çalışılmaktadır (Herbst ve Shevchenko 1999). Bu tür PMS cisimlerden yapıları gereği yüksek enerji bölgesinde ışınım gelmesi beklenmemekle beraber, bazı üyelerinin X-ışın kaynakları olduğu görülmüştür (Stelzer vd. 2009, Hamaguchi vd. 2000).

HAeBe yıldızları 3 tür ışık değişim sergiler: I. türde; yüzeyinde büyük soğuk leke barındıran yıldızın dönmesi sonucunda oluşan modülasyonlar değişime neden olmaktadır. II. türde ise yıldız yüzeyine doğru oluşan sıcak gaz akışı değişime neden olmaktadır. III. tür değişim UX Ori türü düzensiz değişim grubuna girmektedir (Herbst vd. 1994). Bu çalışmada gözlenen bazı seçilmiş HAeBe yıldızlarının uzun dönemli (en

az 1 yıl süreli) fotometrik gözlemleri gerçekleştirilerek, değişim yapıları, genlikleri ve dönemlilikleri araştırıldı. Özellikle TUG T60 robotik teleskobu ile yapılan gözlemler sayesinde, düzensiz veya yarı-düzenli yapıdaki değişim profilleri yakalanmaya çalışıldı.

Özellikle II. tür değişim gösteren HAeBe yıldızlarında, aşırı miktarda söndüklerinde (U-B) veya (B-V) renklerinde parlama görülebilmektedir. Bu olgu çevresel maddenin yıldız yüzeyine düşmesi sonucu oluşan parlamanın neden olduğu düşünülmektedir. Dolayısıyla tez çalışmasında seçilen hedeflerde bu olgunun varlığı araştırıldı. Bu nedenle UBVRİ bantlarında gözlem yapıldı ve 13 kaynağın ışık eğrileri ile renk-parlaklık grafikleri elde edildi. Işık eğrilerinin bir dönemlilik gösterip göstermediğini anlamak için ise NASA (National Aeronautics and Space Administration)'ya ait PGRAM² programı ile dönem analizi uygulandı.

3.2.1 Fotometrik analizler

Gözlemler “karşılaştırmalı” fotometriye göre indirgendi. Literatürden alınan mukayese/denet yıldızlarına göre [Fernandez (1995), Ismailov ve Grankin (2007) veya Wenzel ve Brückner (1978)] hedef yıldızının göreceli parlaklığı elde edildi. Literatürde mukayese bulunamaması durumunda ise CCD'nin görüş alanına giren uygun yıldızlardan yeni mukayeseler belirlendi. Gözlemsel verilerin indirgenmesinde standart indirgeme adımları (Bias, Dark, Flat düzeltmeleri) IRAF (v2.16.1) ve MYRaf (v1.0 beta ve v1.5 beta) programları kullanılarak gerçekleştirildi.

Işık eğrileri ve renk-parlaklık grafikleri oluşturmak için aynı evreye karşılık gelecek şekilde IDL program kodu ile ara değer bulma yöntemi uygulanarak zaman ve parlaklık düzeltmeleri yapıldı. IDL çıktıları ile PGRAM programı ile “Lomb-Scargle” algoritması uygulanarak olası dönemler elde edildi. Elde edilen ışık eğrileri ve renk-parlaklık grafiklerinin sonuçları X-ışın verileri ile birlikte analizleri yapılarak sonuçlar değerlendirildi.

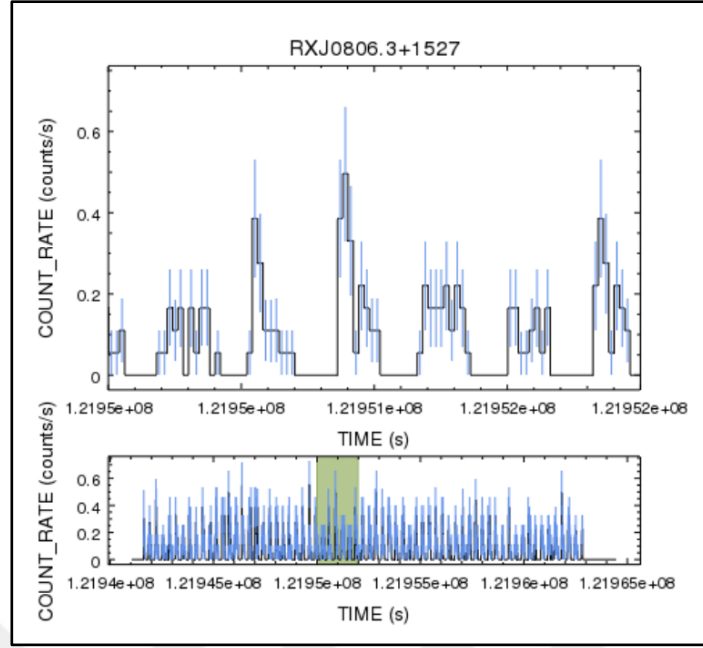
²<https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Pgram/nph-pgram>

3.2.2 X-ışın analizleri

İlgili yıldızların X-ışın verileri, Chandra Veri Arşivi (Chandra Data Archive)'nde bu yıldızlara ait olay dosyalarından sağlanmıştır. Tipik olarak tüm X-ışını detektörleri tek tek fotonları ölçer. Mevcut X-ışını cihazları, X-ışını fotonunun detektöre geldiği uzaysal konumu, varış zamanını ve foton enerjisini (veya foton enerjisiyle ilgili bazı özellikleri) ölçer. En temel düzeyde, olay listesi bu nitelikleri içeren 4 boyutlu bir dizi olarak düşünülebilir. Bu temel olay listesinden bir görüntü oluşturulabilir. Bununla birlikte, bir görüntü oluşturulurken, gözlenen niteliklerden gelen bilgilerin çoğu, verileri bölüp eksenleri daraltırken kayba uğrar. Bir foton normalde dört temel durumdan daha fazla özelliğe sahiptir ve her durum için ne kadar ayrıntılı çalışılırsa, görüntüde de buna bağlı daha fazla filtreleme yapmak gerektirmektedir. Olay listesinden çıkarılabilen en yaygın veri ürünleri şunlardır:

- i. Görüntü (Image); uzaysal eksenli ikili, enerji ve zaman bilgilerinden yoksundur
- ii. Tayf (Spectra); tayfsal eksenli ikili, konum ve zaman bilgisinden yoksundur
- iii. Işık eğrisi (Lightcurves); zaman eksenli ikili, konum ve enerji bilgisinden yoksundur
- iv. Kaynak listesi (Source Lists); Kaynakların uzaysal konum, enerji ve zaman koordinatlarını barındırır.

Olay dosyasından çıkarılan ışık eğrisi, zaman bölmesi başına sayımların histogramıdır. Işık eğrisi sütunları genellikle zaman, sayım, istatistiksel hata, sayım oranı, sayım oranı belirsizlikleri ve poz süresini içeren FITS tabloları olarak saklanır. Poz süresi, gözlemin iyi zaman aralıklarını ve ölü zamanı hesaba katarak zaman bölmesinin etkili uzunluğudur. Titreme nedenli periyodik aletsel sinyaller veya uzay aracı yörünge döneminden kaynaklanan aletsel hataların oluşturduğu yapay periyodiklik gerçek ışık eğrisini etkileyebilir (<https://cxc.harvard.edu>)



Şekil 3.2 20 saniye çözünürlüğe sahip RXJ0806.3 + 1527 için X-ışın ışık eğrisi
(<https://cxc.harvard.edu>.)

Güçlü periyodik davranış gözlenmektedir. İkili boyutlarının seçimi bazen değişimi maskeleyebilir veya yapay/aletsel frekansları vurgulayabilir. Üst grafik, alt grafikte gösterilen tam ışık eğrisinin vurgulanan kısmının yakınlaştırılmış görünümüdür

X-ışın astronomisi Poisson istatistiği alanına dahildir. Büyük, seyrek dizili ve düşük sayım değerli bu veri setleri kaynak tespitinde zorluklara sebep olur. Bilinen ya da bilinmeyen X-ışın kaynaklarından istatistiksel olarak önemli parlaklık değişimlerini tanımlamak için özel yöntemler gerekir. Kaynak algılama algoritmaları, her kaynak için farklı özelliklerde FITS tablolarını (kaynak listesi) oluşturur. Bu tablo genel olarak hata payları ile birlikte RA ve Dec; net kaynak sayıları ve belirsiz arka plan sayıları; sinyal-gürültü oranı; kaynak için bir bölge tanımlayıcısı ve kullanılan tespit yöntemine özgü bir dizi parametre içerir. Kaynak listesi, aday kaynakların listesidir ve kaynak algılama algoritması tarafından belirlenen özellikler, özel yöntemlerle türetilmiş veriler kadar güvenilir değildir. Buradaki tespit araçlarının fotometri araçları olarak ele alınmaması gerekir; güvenilir, bilimsel olarak geçerli sonuçları belirlemek için kaynakların tam ve ayrıntılı bir analizi yapılmalıdır.

X-ışını görevleri için kalibrasyon verileri, cihazlardaki fiziksel değişiklikler ve cihazların daha iyi anlaşılması nedeniyle zamanla değişme eğilimindedir. Sonuç olarak,

kalibrasyon verileri analiz yazılımından bağımsız tutulur, böylece kullanıcılar yazılımı yeniden kurmak zorunda kalmadan yeni kalibrasyon ürünlerini kullanabilirler. Tüm X-ışını görevleri için kalibrasyon veritabanları, NASA'nın HEASARC tarafından tanımlanan CALDB adlı ortak bir dizin yapısı kullanır. CALDB, dizinleme bilgileri içeren FITS dosyalarından oluşur. Tipik olarak, X-ışını astronomisindeki standart veri işleme, tüm detektör etkilerinden bağımsız olarak fiziksel birimlerde veri ürünleri oluşturmaz. Aksine, veriler Poisson istatistiklerini korumak için aletsel alanda tutulur ve kalibrasyon dosyaları kullanılarak analiz adımı sırasında detektör hakkındaki bilgiler dahil edilir. Sık sık güncellenen kalibrasyon ürünleri arasında, yük aktarım verimsizlikleri (CTI) ve olay dosyasının yeniden işlenmesi sırasında kullanılan düzeltmeler ve pozlama haritaları oluşturmak veya ARF ve RMF'leri hesaplamak için kullanılan detektör kuantum verimlilikleri ve tekdüzelik haritaları yer alır.

HAeBe yıldızlarının X-ışın kaynaklarının tespiti için gözlemlerin yüksek ayırma güçlü teleskoplar tarafından yapılması gerekmektedir. Bu tür yıldızlarda X-ışın analizi yapılabilmesi için gerekli ayırma gücüne sahip uygun teknolojik cihaz X-ışın gözlemevi olan Chandra'dır. CIAO, Chandra X-ışın Merkezi tarafından Chandra X-ışın Teleskobu'nda veri analizi için geliştirilmiş bir yazılım paketidir. Yer veya uzay temelli diğer astronomik gözlemlerindeki verilerle de kullanılabilir. Analizlerde CIAO 4.12 versiyonu kullanılmıştır. Analizde izlenen adımlar özetle şu şekilde sıralanabilir;

- i. Veriler Chandra arşivinden indirilmesi
- ii. Güncel kalibrasyon dosyaları ile ön indirgemenin uygulanması
- iii. Arkaplan gürültüsünü engellemek için enerji aralığı belirleyerek görüntünün işlenmesi
- iv. Kaynağın DS9 programı yardımıyla görüntülerde belirlenmesi
- v. Chandra Dünya ve Dünya'nın Güneş etrafındaki yörünge hareketi sırasında foton varış sürelerindeki farkı düzeltmek için "kütle merkezi" düzeltmesinin uygulanması
- vi. Literatürde kaynağa ait olası dönem bilgisinin araştırılması
- vii. X-ışın ışık eğrisinin elde edilmesi
- viii. Gregory-Loredo Bayesian algoritmasını kullanarak; olasılık ağırlıklı,

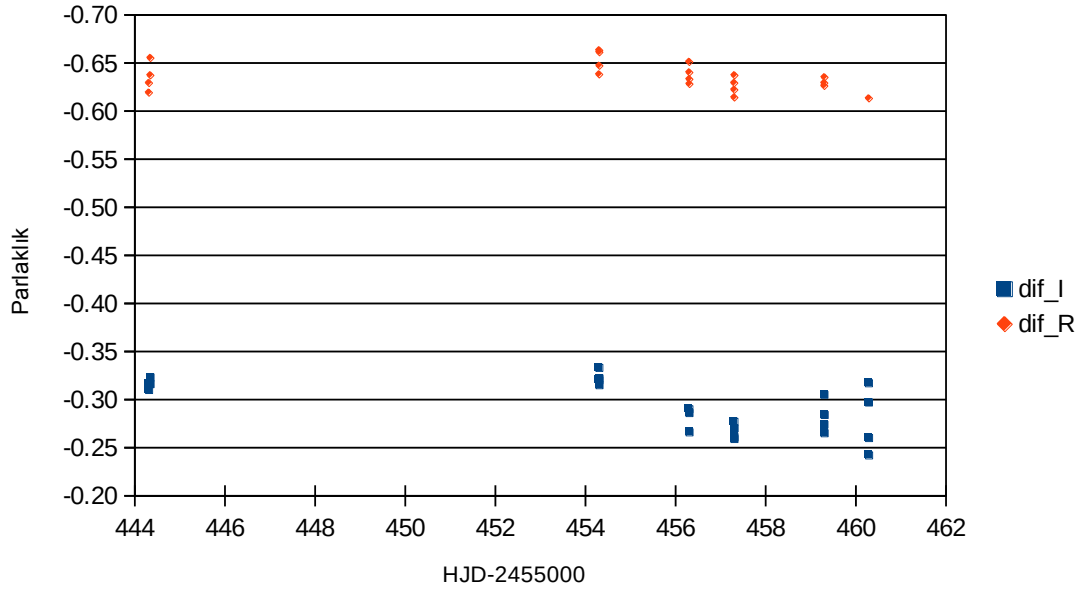
- optimal ışık eğrisinin oluşturulması ve bir önceki ışık eğrisi ile karşılaştırılması
- ix. Periyodik bir sinyalin frekansını belirlemek için, güç spektrumunun (Fourier dönüşümünün genliği) hesaplanması (Güç spektrumu sonucu elde edilecek güçlü pik değeri dönemlilik tespiti için kullanıldı)
 - x. Verinin evrelendirilmesi ve varyasyonun en parlak kısmı için bir dizi İyi Zaman Aralığı (GTI) oluşturulması
 - xi. Elde edilen GTI değerlerinin, ACIS maruz kalma süresinde uygun zaman sınırlarına hizalanması
 - xii. Son olarak elde edilen verinin en parlak noktası için tayfi çıkarılmasıdır.
 - xiii. Sonuçlar optik veriler ile karşılaştırılarak yıldız sistemlerinin yapısını anlamak ve yıldızların X-ışın değişeni özelliklerini belirlemek için kullanıldı.

4. ARAŞTIRMA BULGULARI

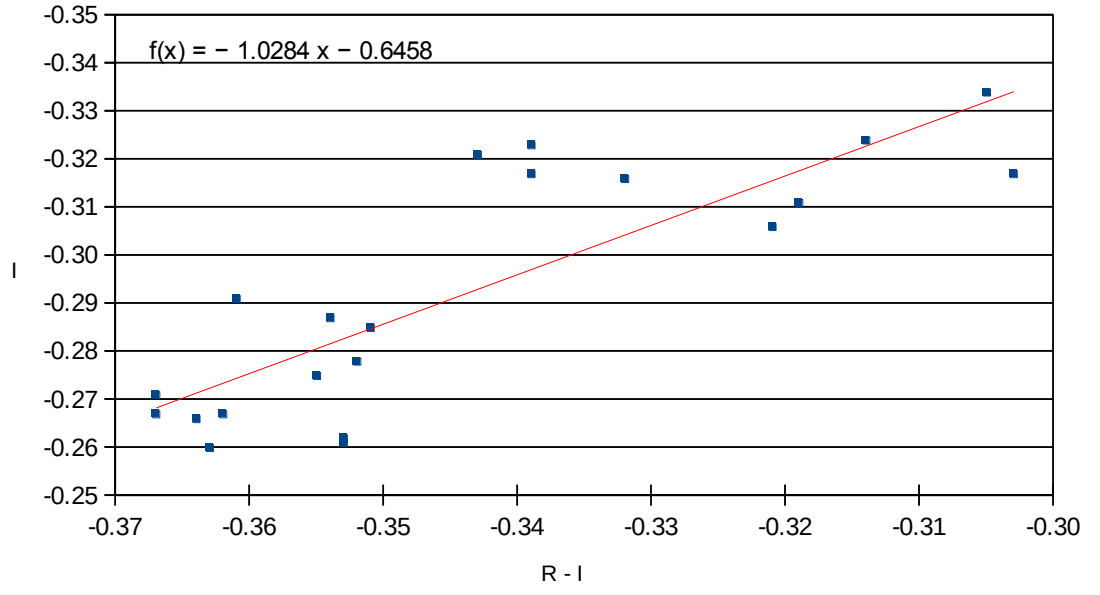
TUG T60 (T60-67) projesi kapsamında yıldızların fotometrik ve X-ışın veri analizleri sonucunda elde edilen ışık eğrileri, renk-parlaklık grafikleri ve periyot hesaplamaları gerçekleştirilerek aşağıdaki sonuçlara ulaşıldı.

4.1 T60-67 Proje Yıldızları ile İlgili Fotometrik Bulgular

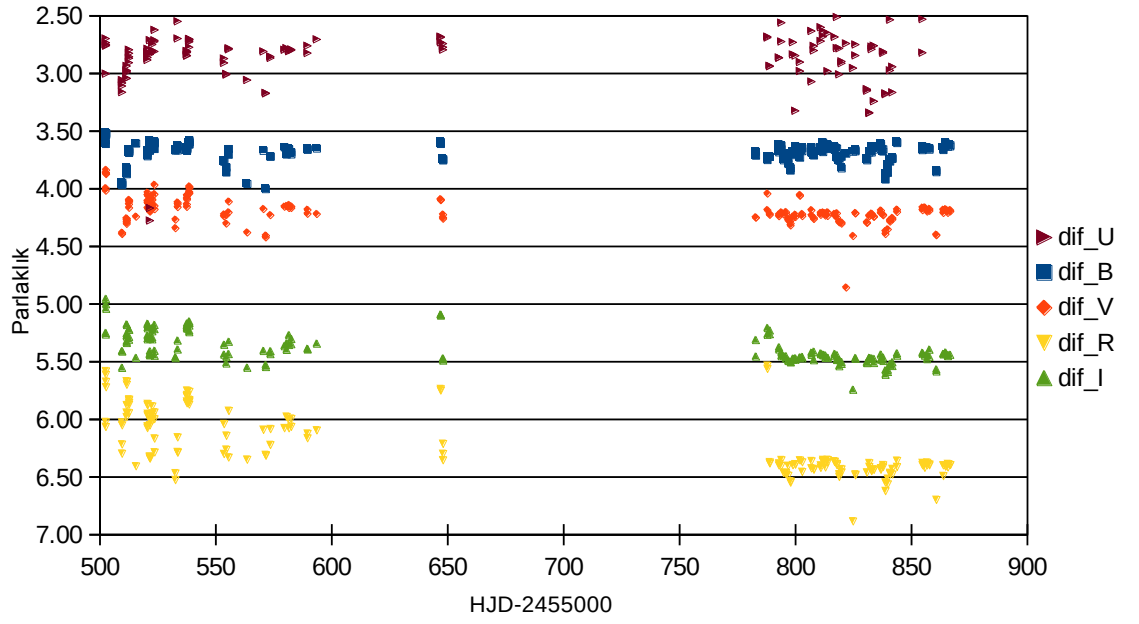
Aday yıldızlar için gerçekleştirilen fotometrik analiz sonuçlarına ait ışık eğrileri ve renk-parlaklık grafikleri aşağıda Şekil 4.1 Şekil 48 aralığında verildi.



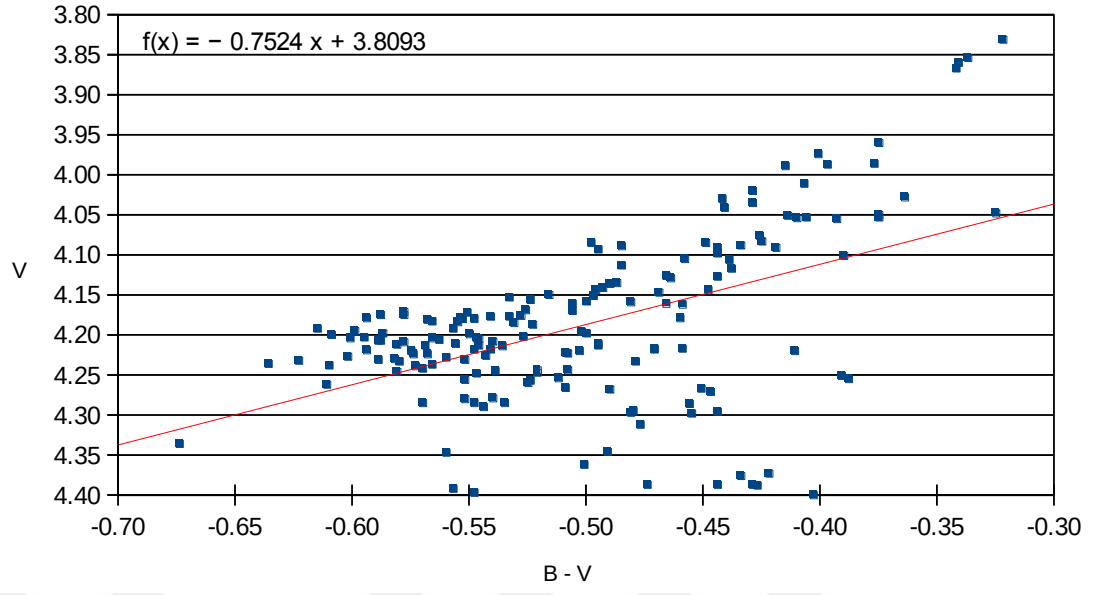
Şekil 4.1 AS 310 yıldızına ait I ve R bandı ışık eğrileri



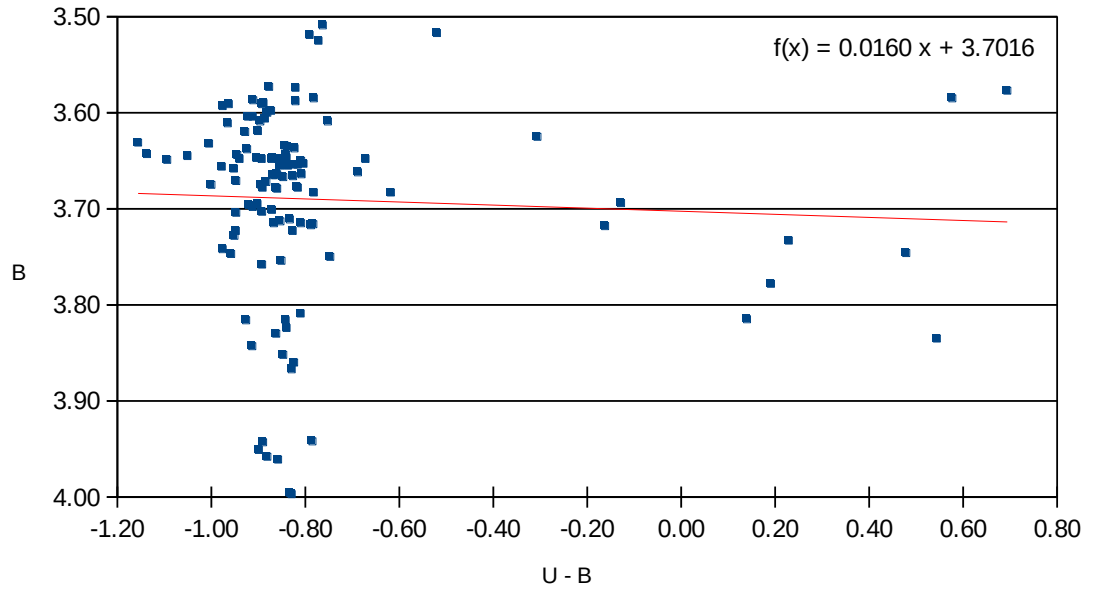
Şekil 4.2 AS 310'a ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



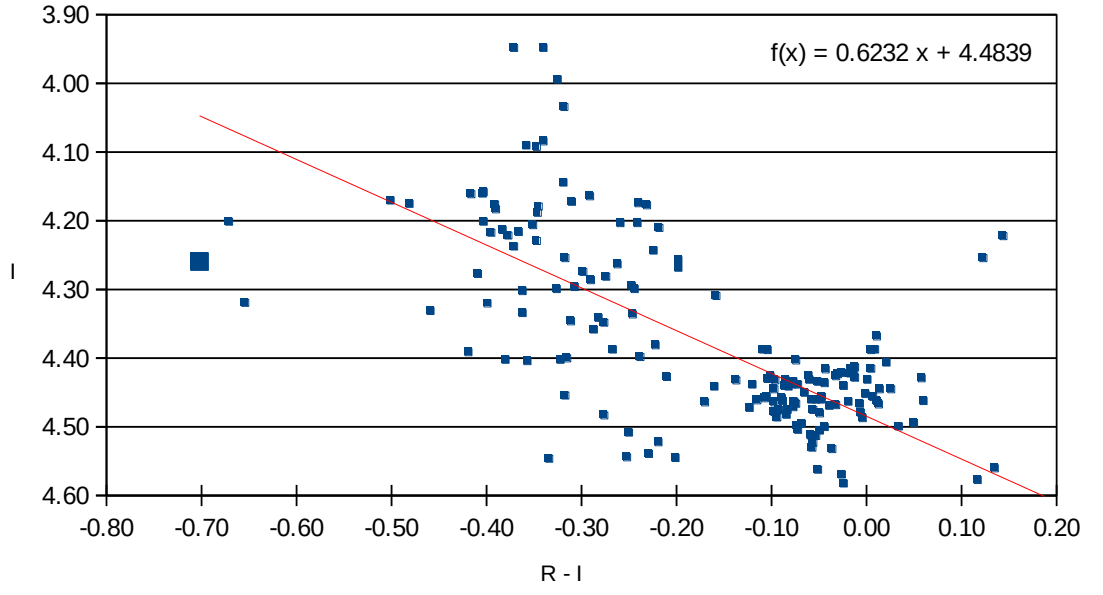
Şekil 4.3 BO Cep'e ait UBVRI bandı ışık eğrileri



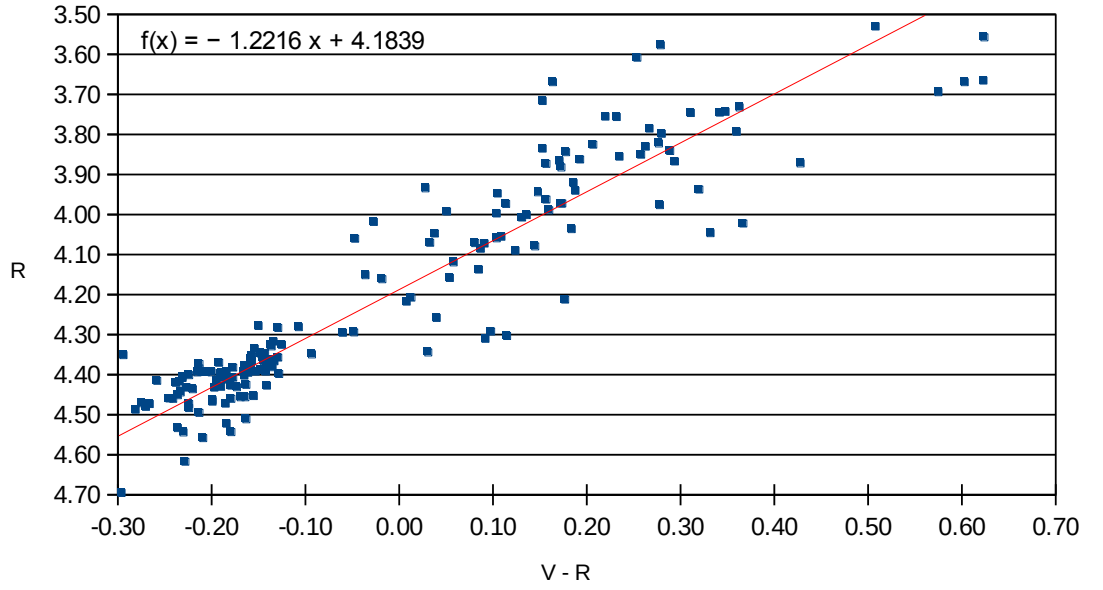
Şekil 4.4 BO Cep'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği



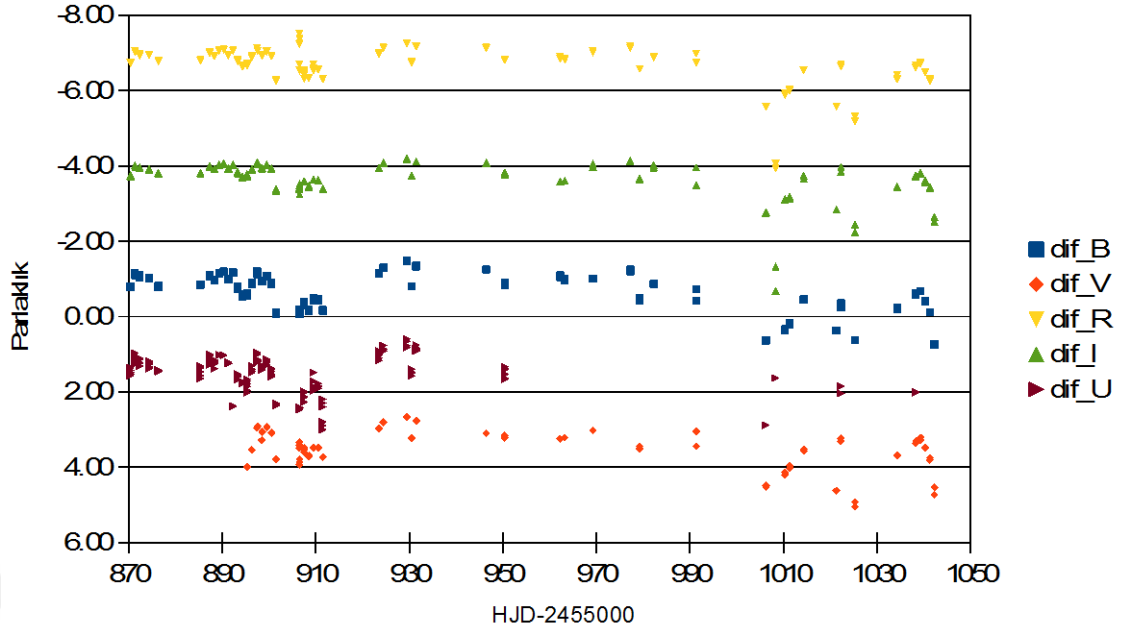
Şekil 4.5 BO Cep'e ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği



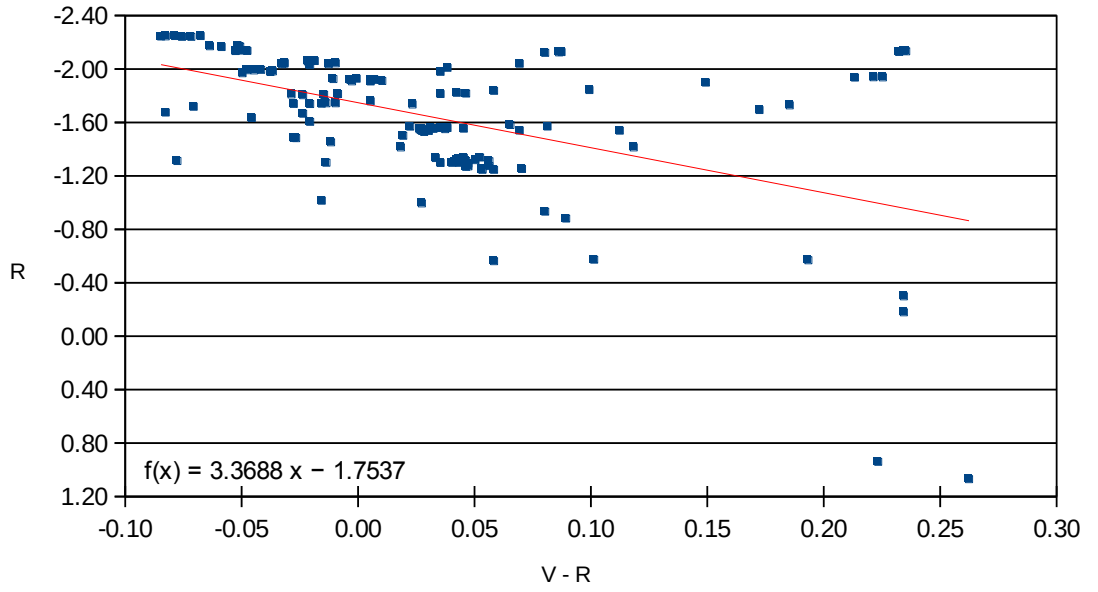
Şekil 4.6 BO Cep'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



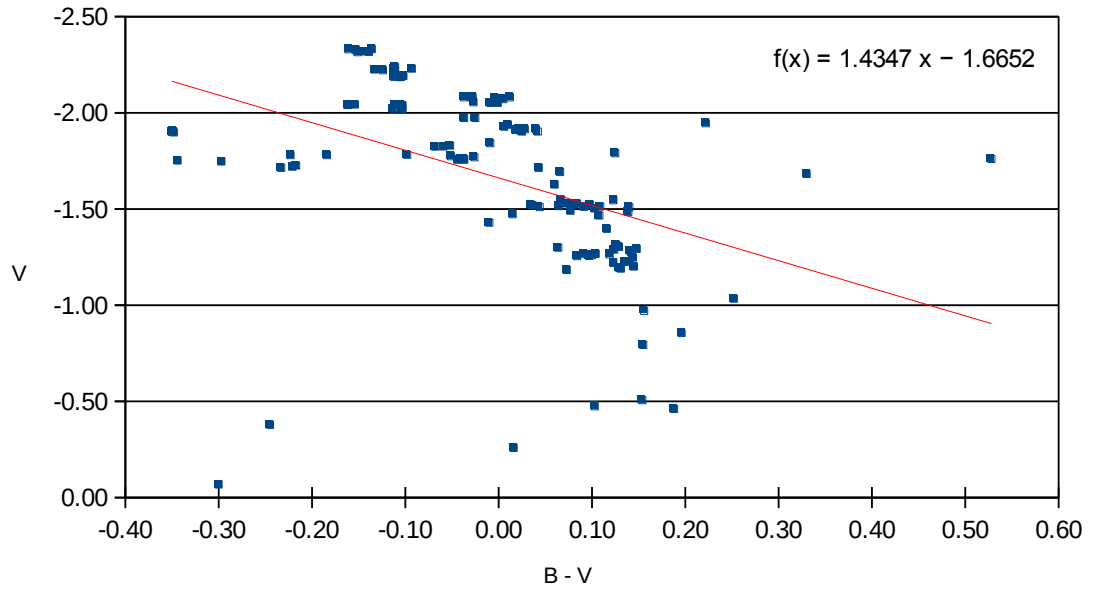
Şekil 4.7 BO Cep'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



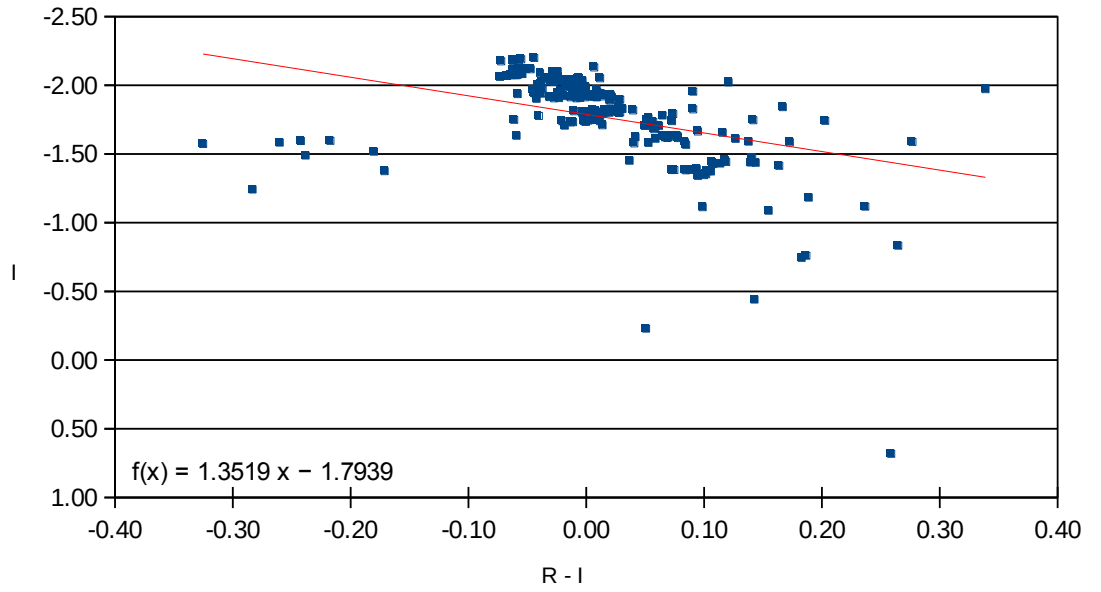
Şekil 4.8 CQ Tau'ya ait UBVRİ bandı ışıık eğrileri



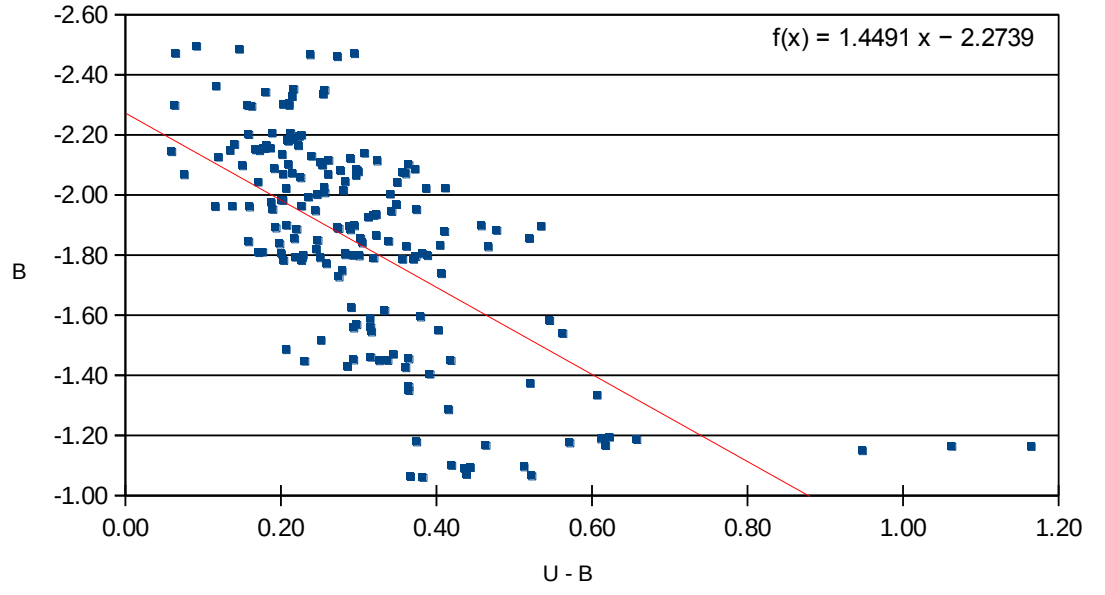
Şekil 4.9 CQ Tau'ya ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



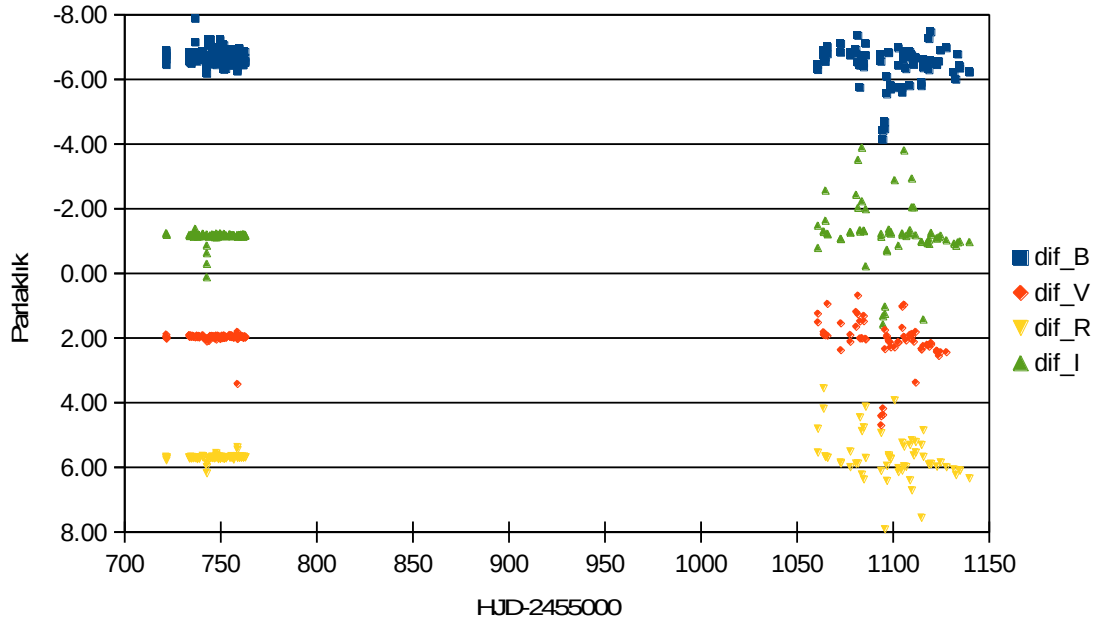
Şekil 4.10 CQ Tau'ya ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği



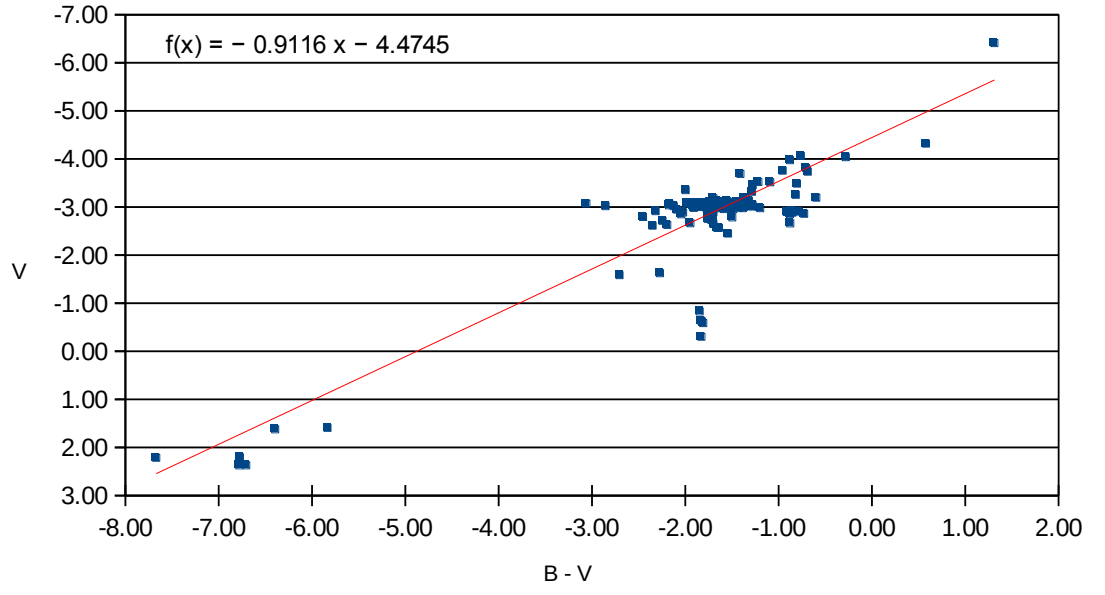
Şekil 4.11 CQ Tau'ya ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



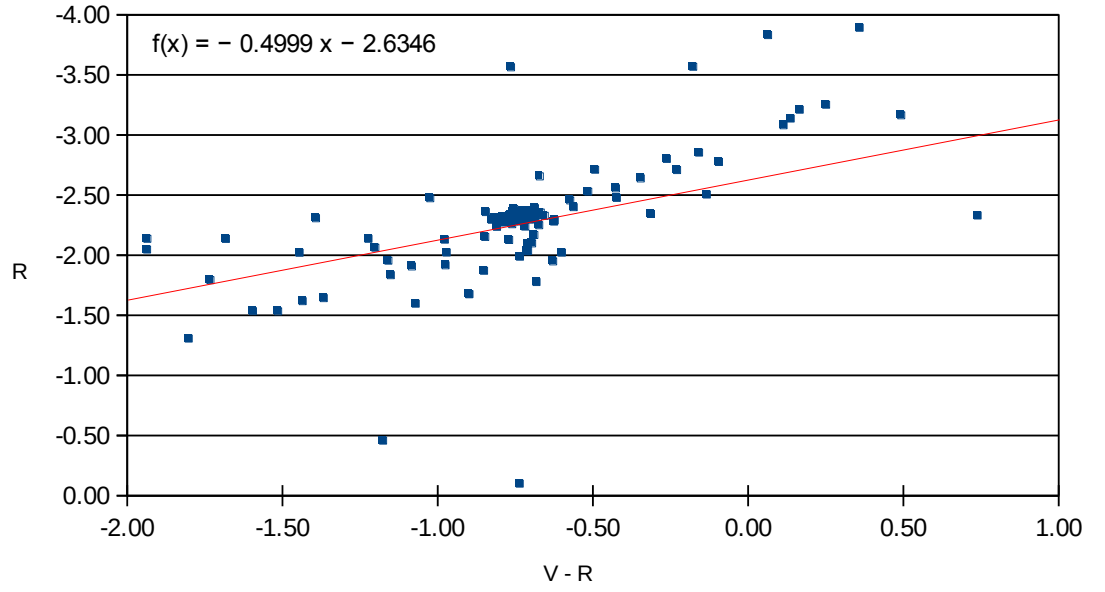
Şekil 4.12 CQ Tau'ya ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği



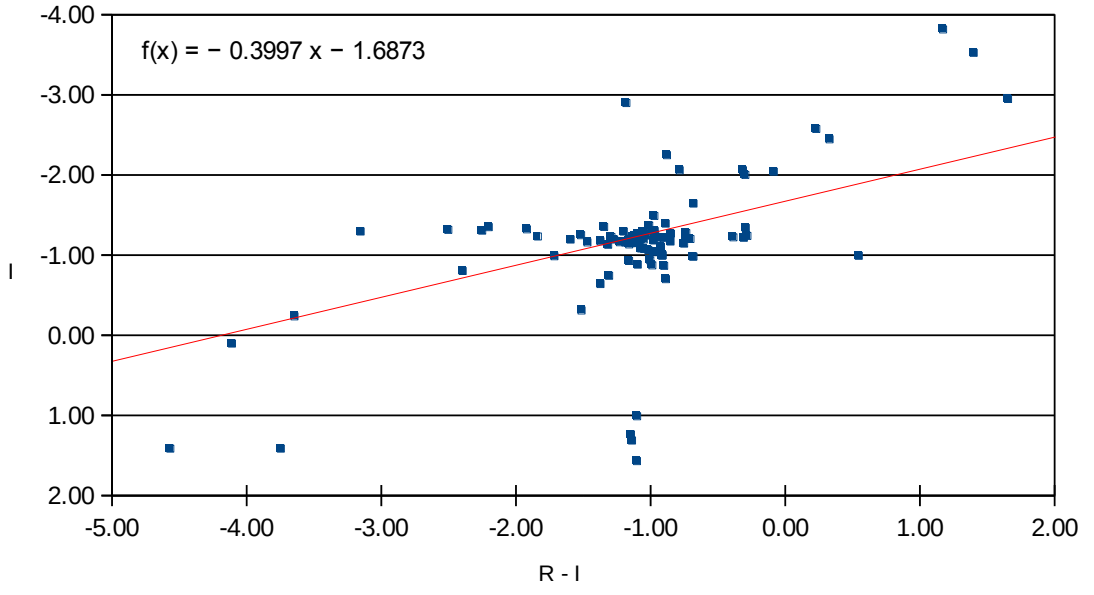
Şekil 4.13 HD 141569'a ait BVRI bandı ışık eğrileri



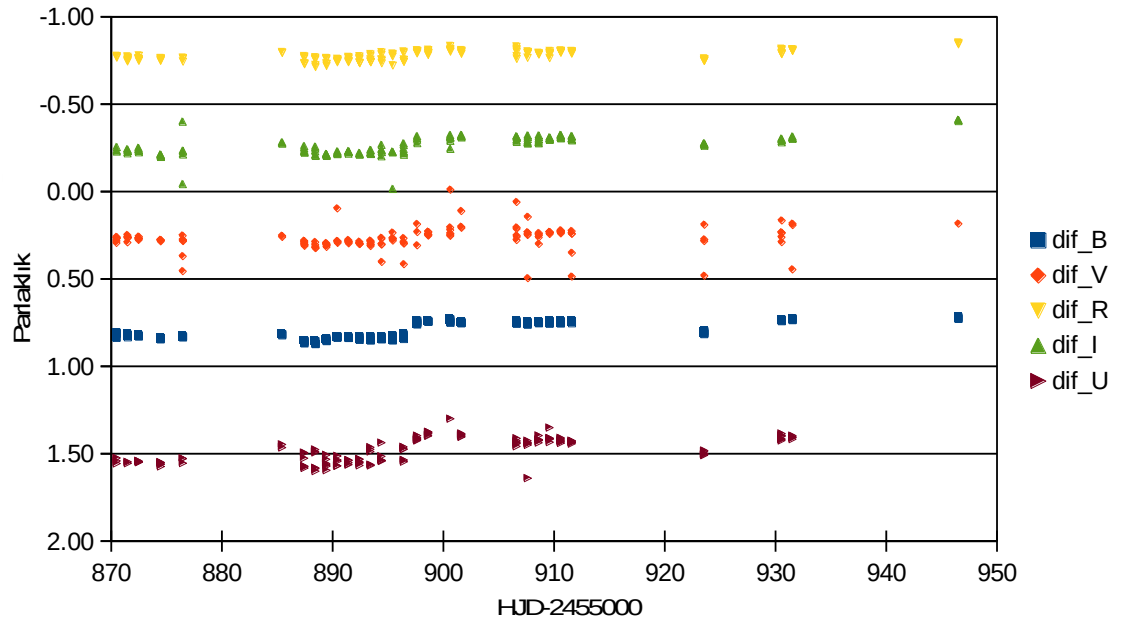
Şekil 4.14 HD 141569'a ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği



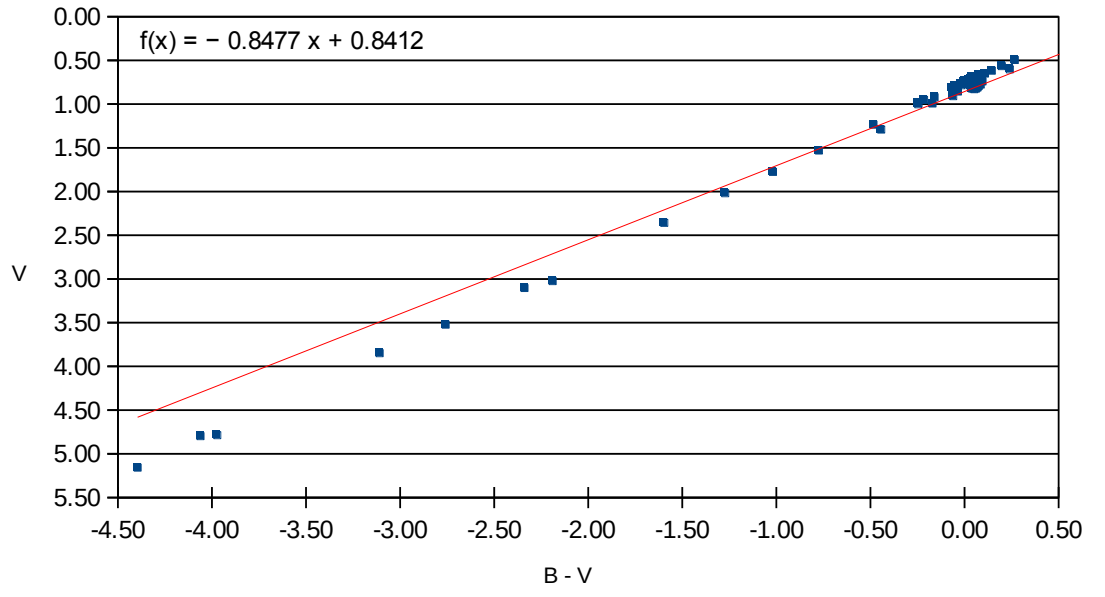
Şekil 4.15 HD 141569'a ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



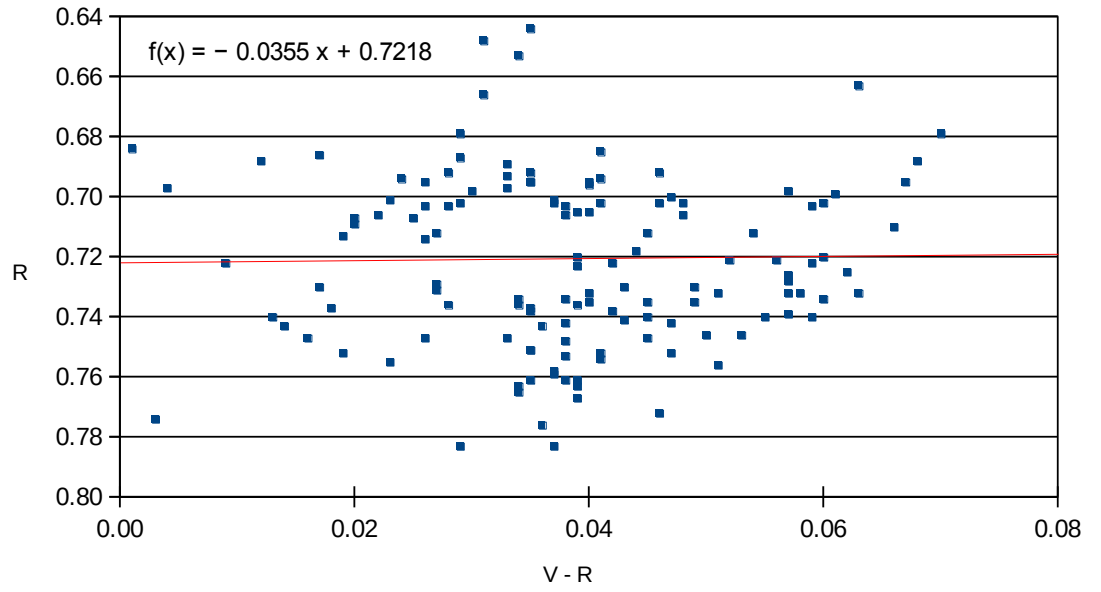
Şekil 4.16 HD 141569'a ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



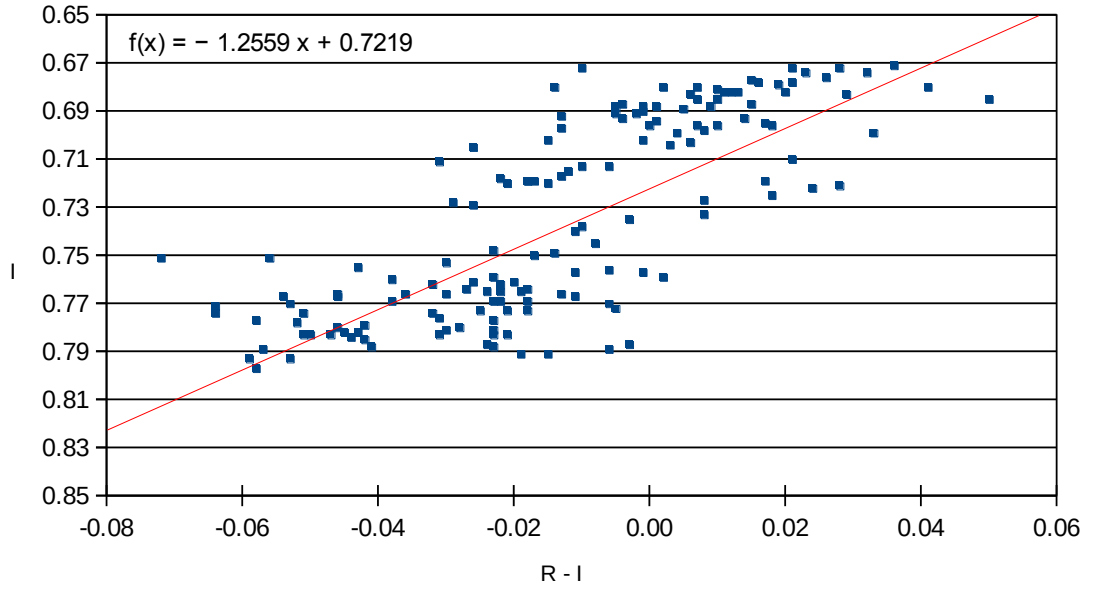
Şekil 4.17 HD 245185'e ait UBVRI bandı ışık eğrileri



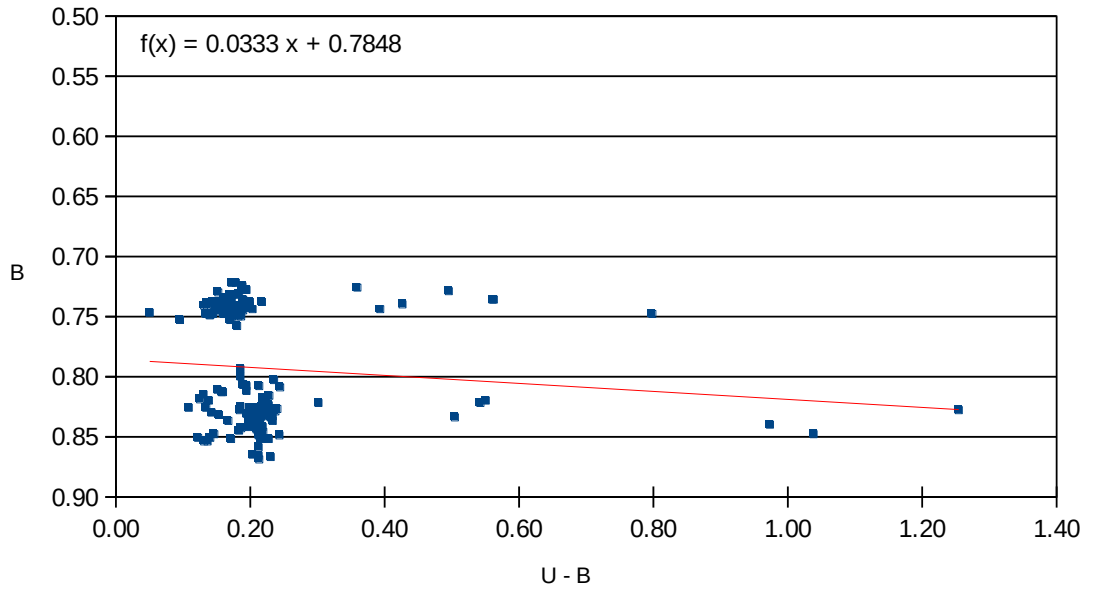
Şekil 4.18 HD 245185’ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği



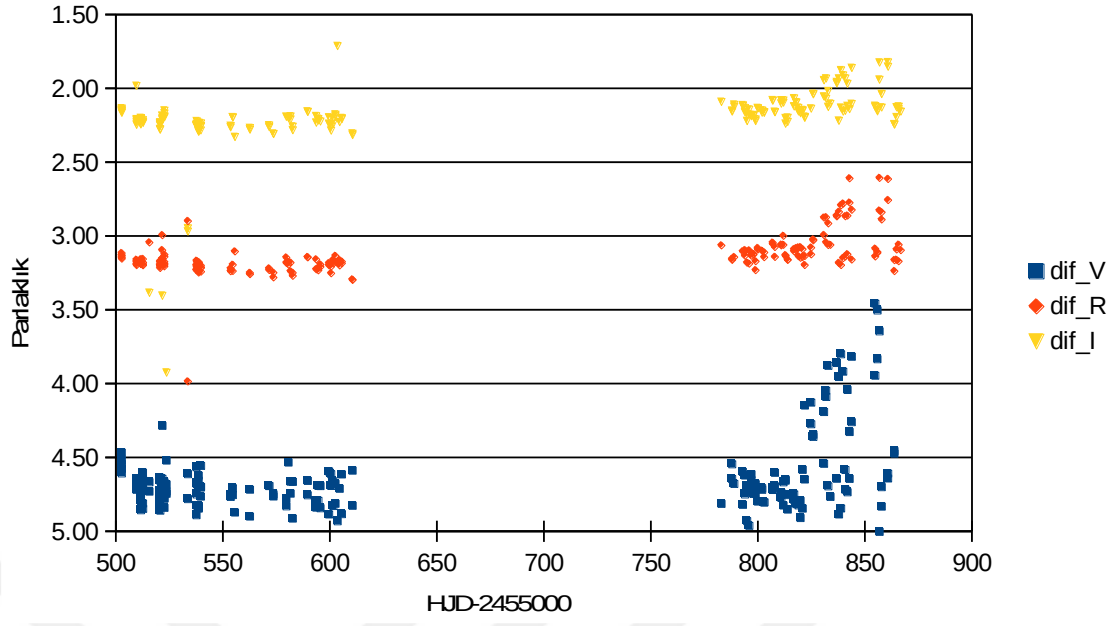
Şekil 4.19 HD 245185’ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



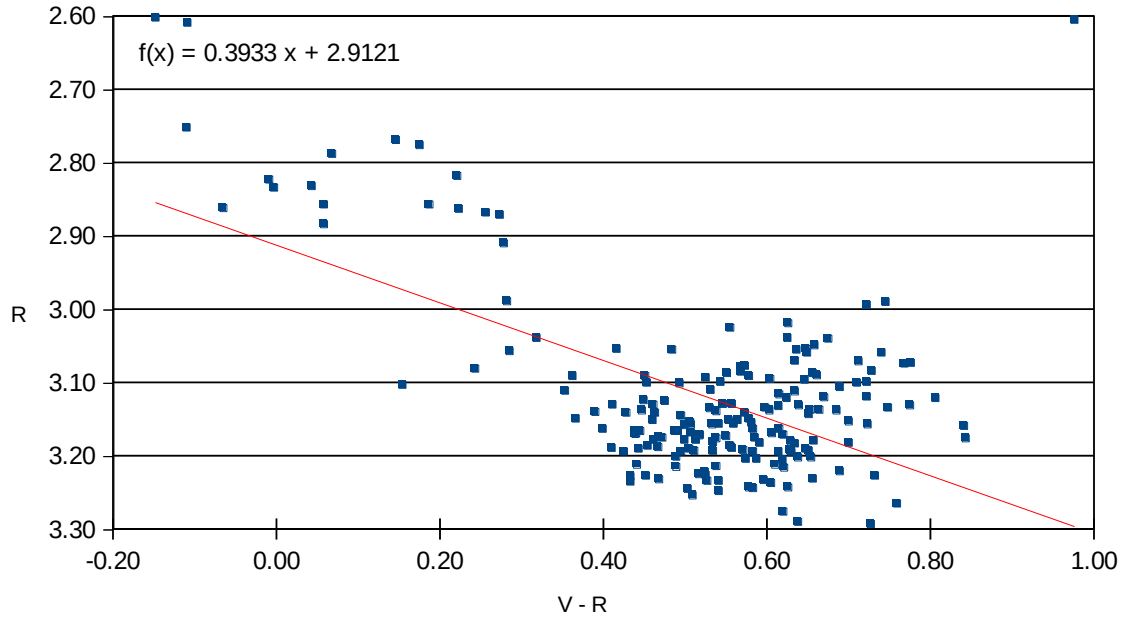
Şekil 4.20 HD 245185'ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



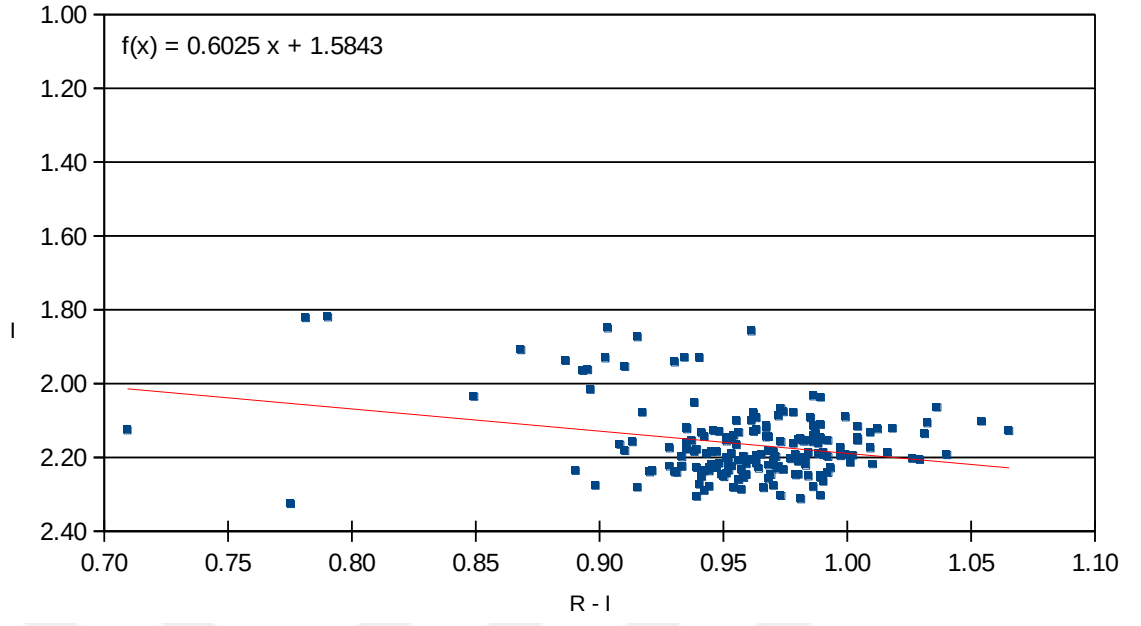
Şekil 4.21 HD 245185'ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği



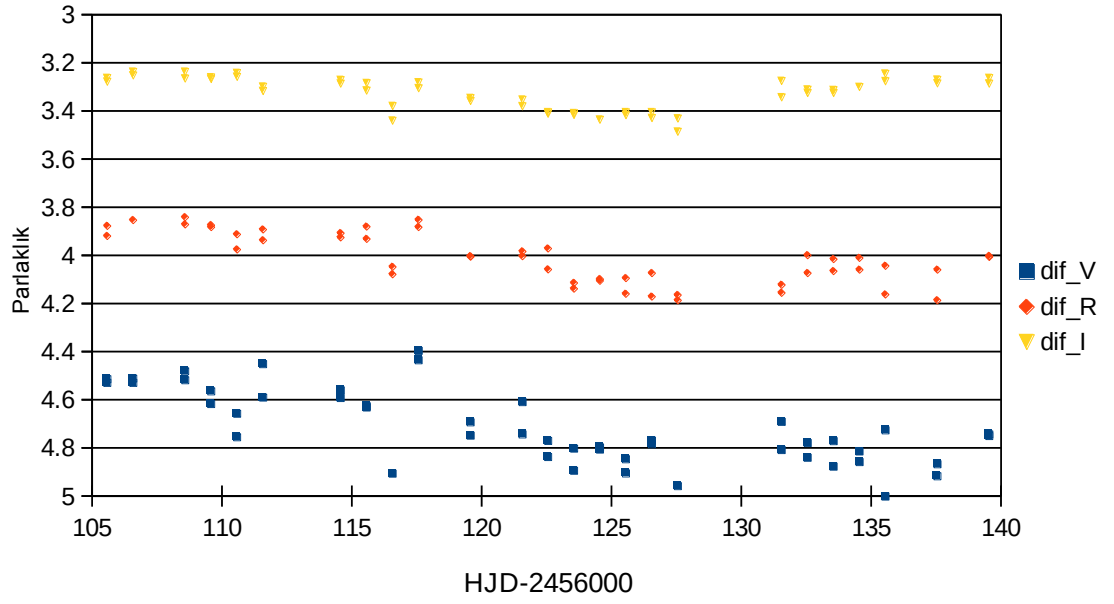
Şekil 4.22 LkHa 259'a ait VRI bandı ışık eğrileri



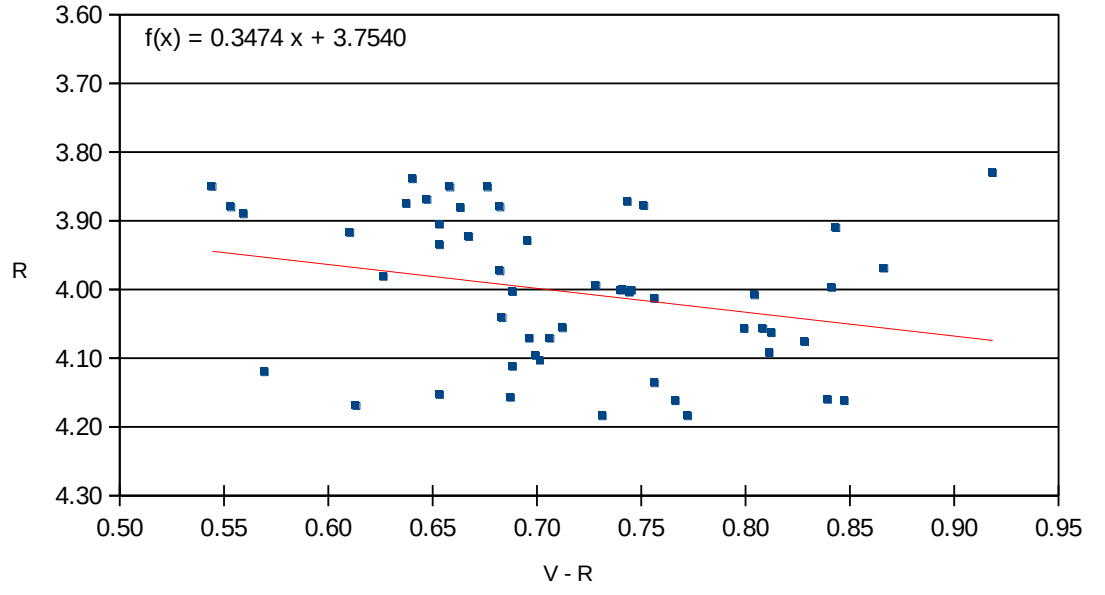
Şekil 4.23 LkHa 259'a ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



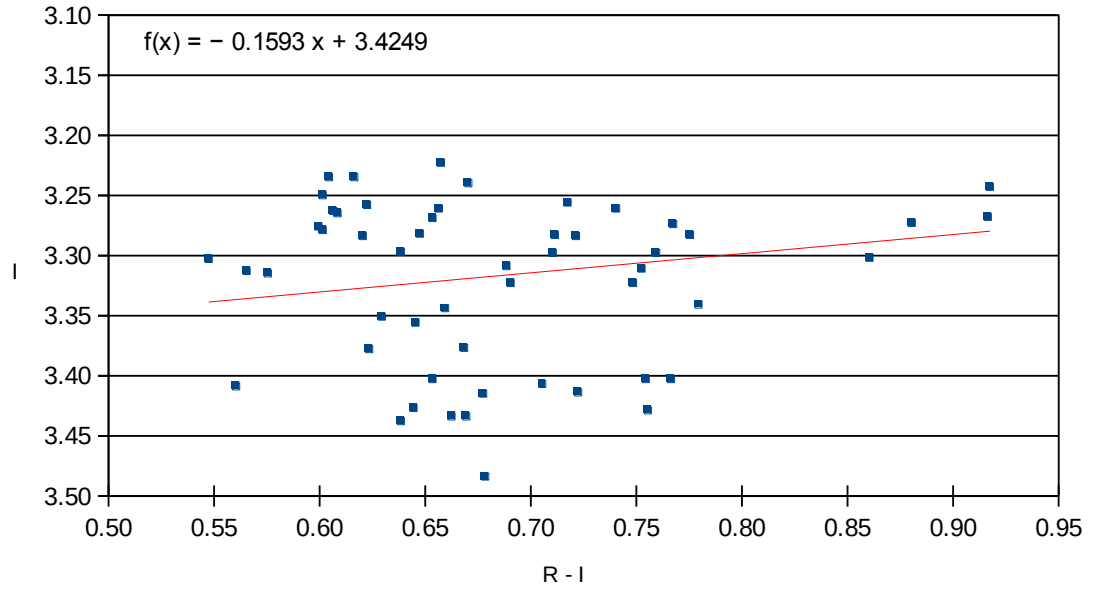
Şekil 4.24 LkHa 259'a ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



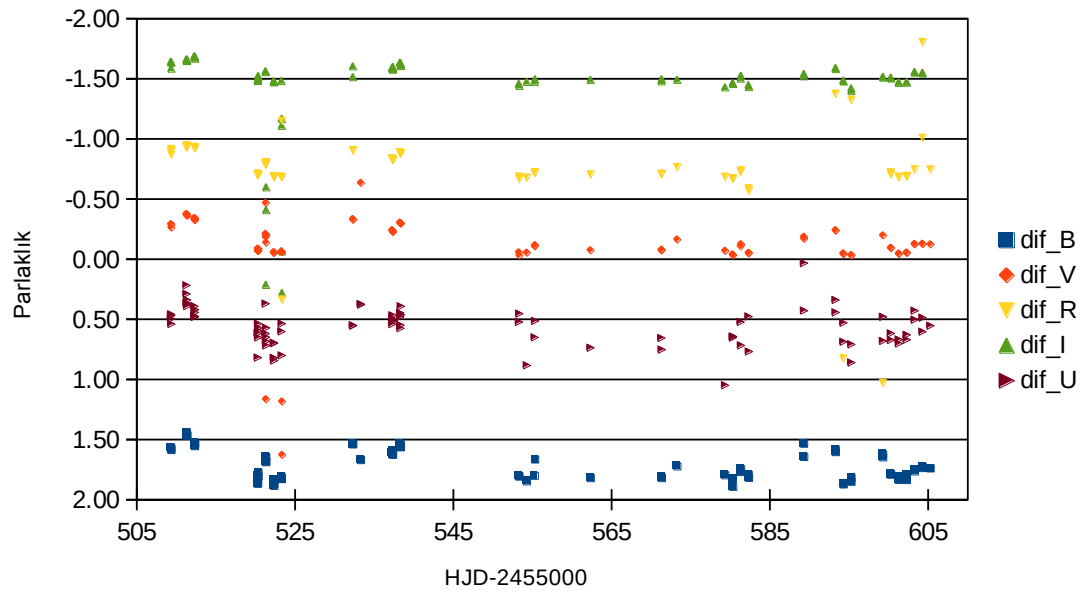
Şekil 4.25 MacC H12'ye ait VRI bandı ışık eğrileri



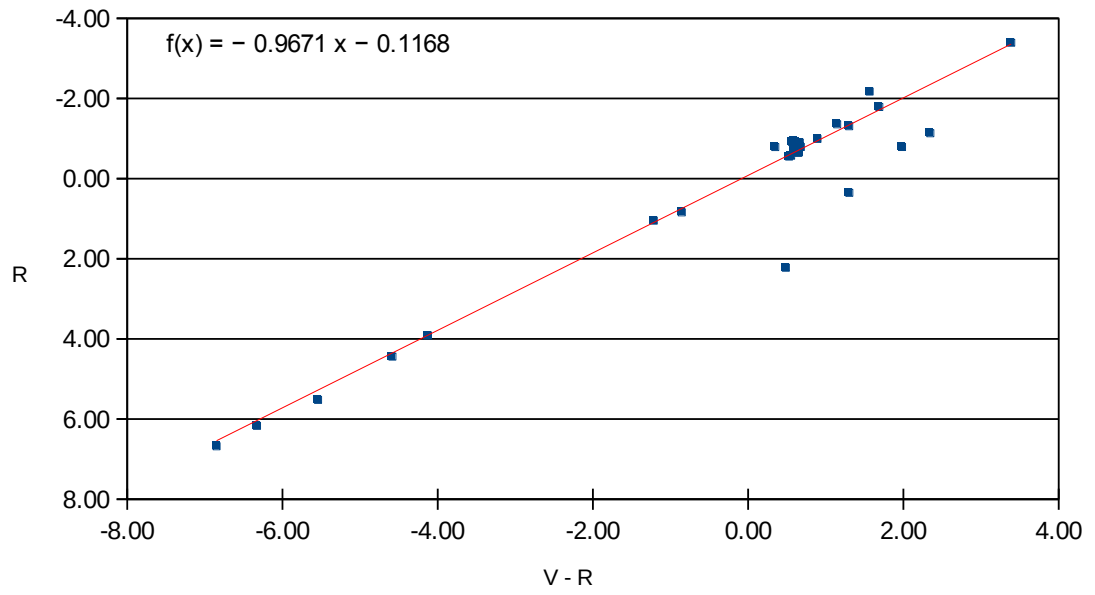
Şekil 4.26 MacC H12'ye ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



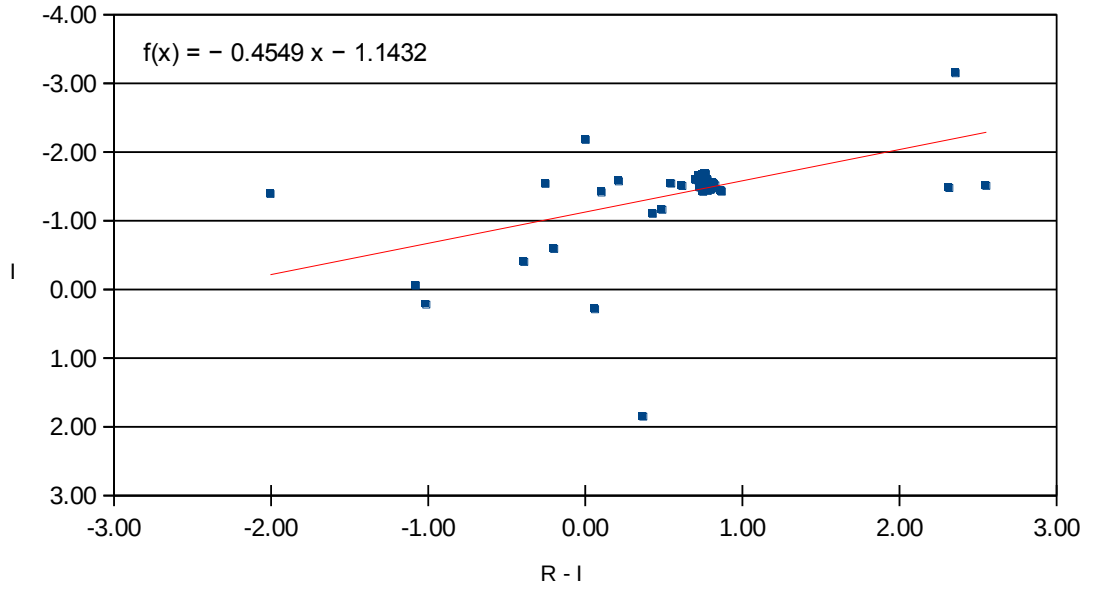
Şekil 4.27 MacC H12'ye ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



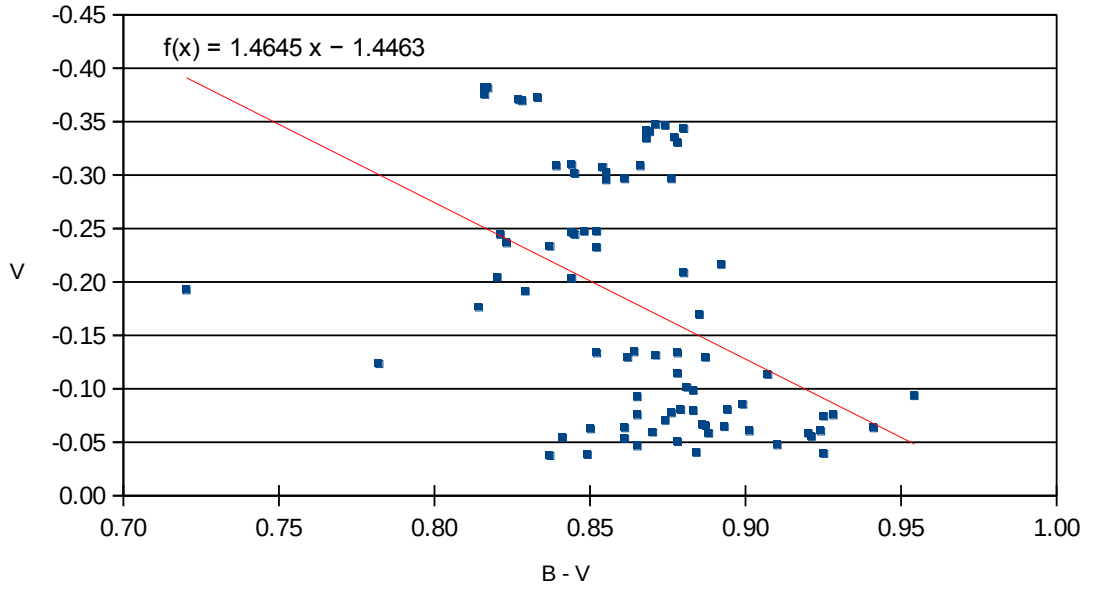
Şekil 4.28 MWC 1080'e ait UBVRİ bandı ışık eğrileri



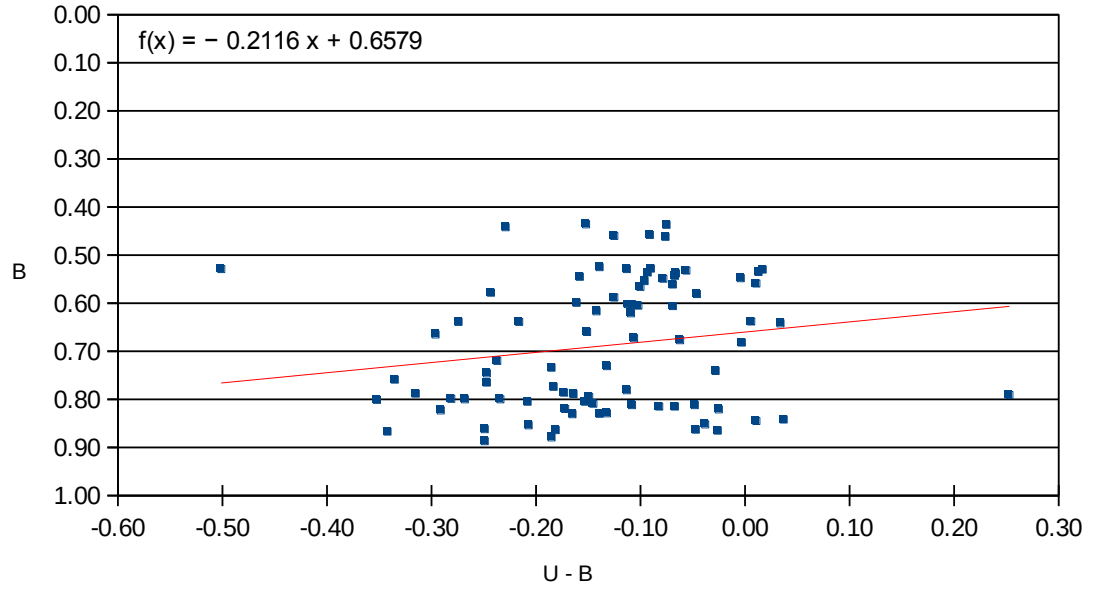
Şekil 4.29 MWC 1080'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



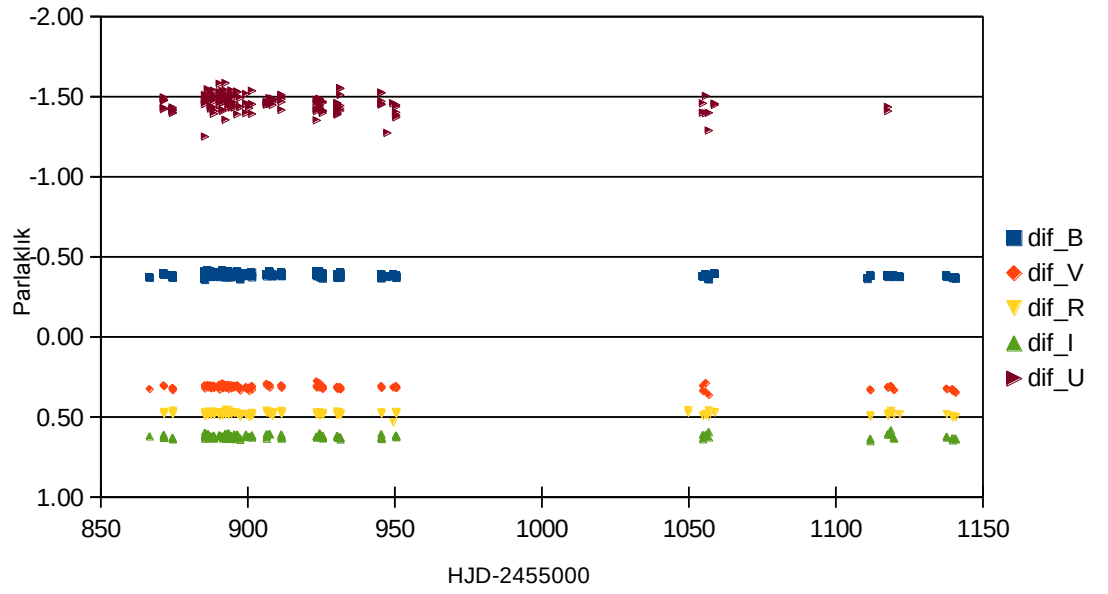
Şekil 4.30 MWC 1080'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



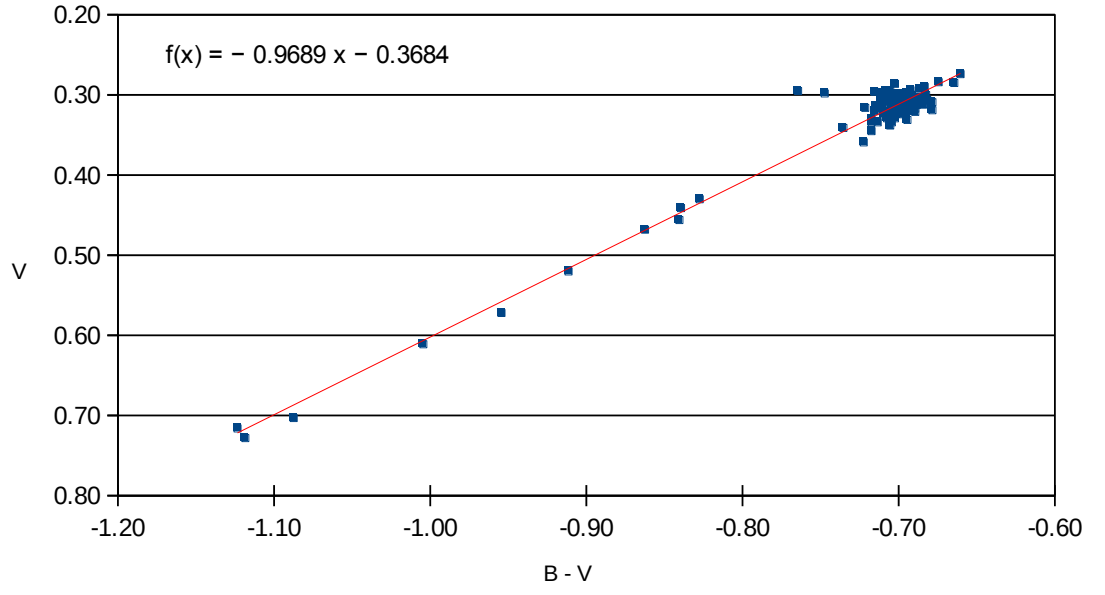
Şekil 4.31 MWC 1080'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği



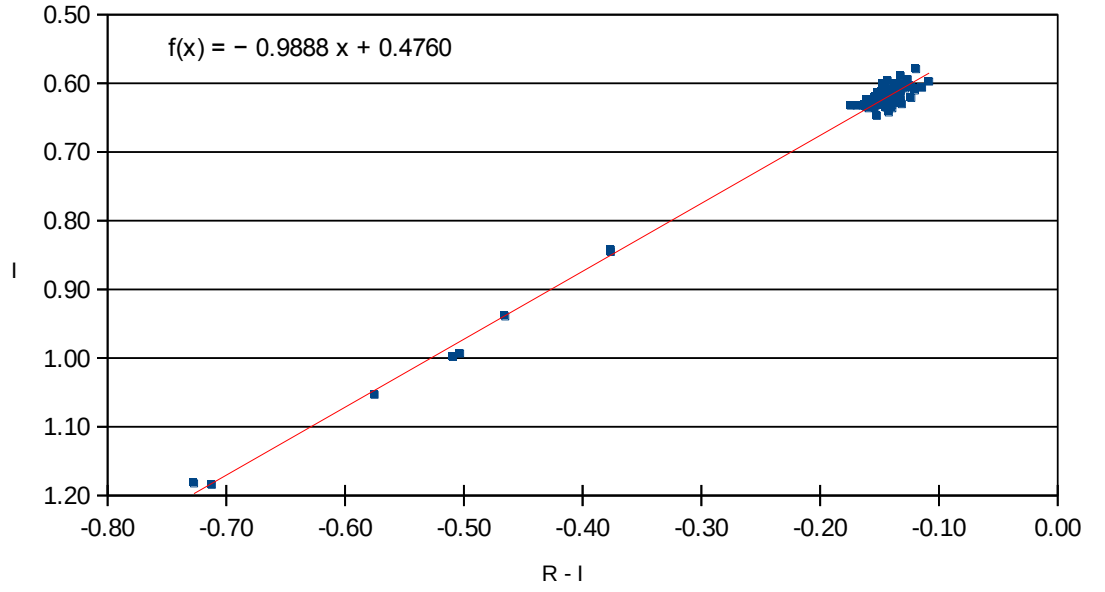
Şekil 4.32 MWC 1080'e ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği



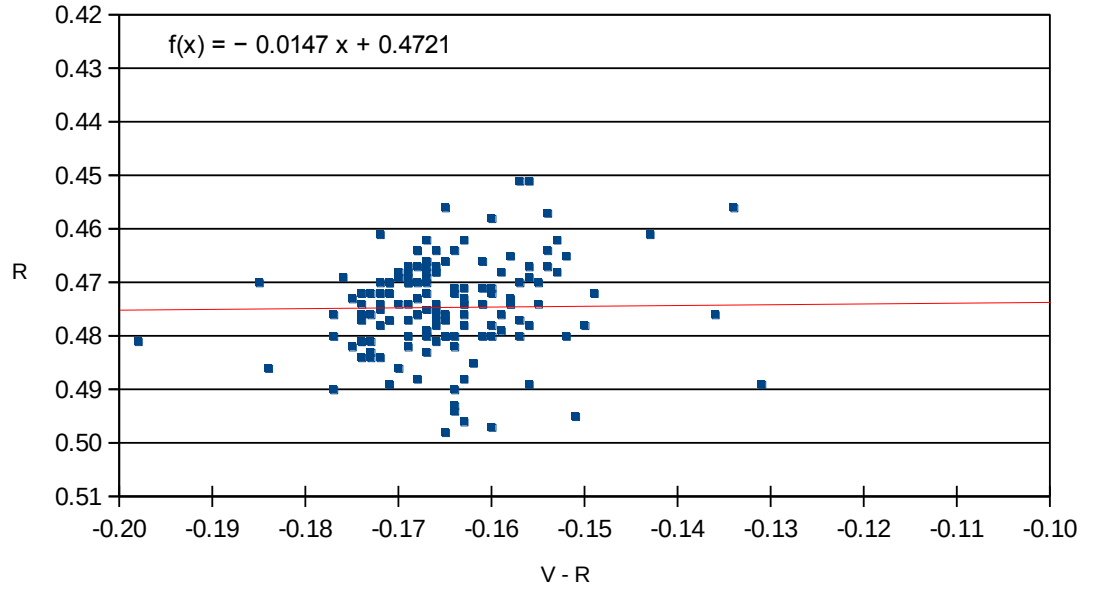
Şekil 4.33 V361 Cep'e ait UBVRİ bandı ışık eğrileri



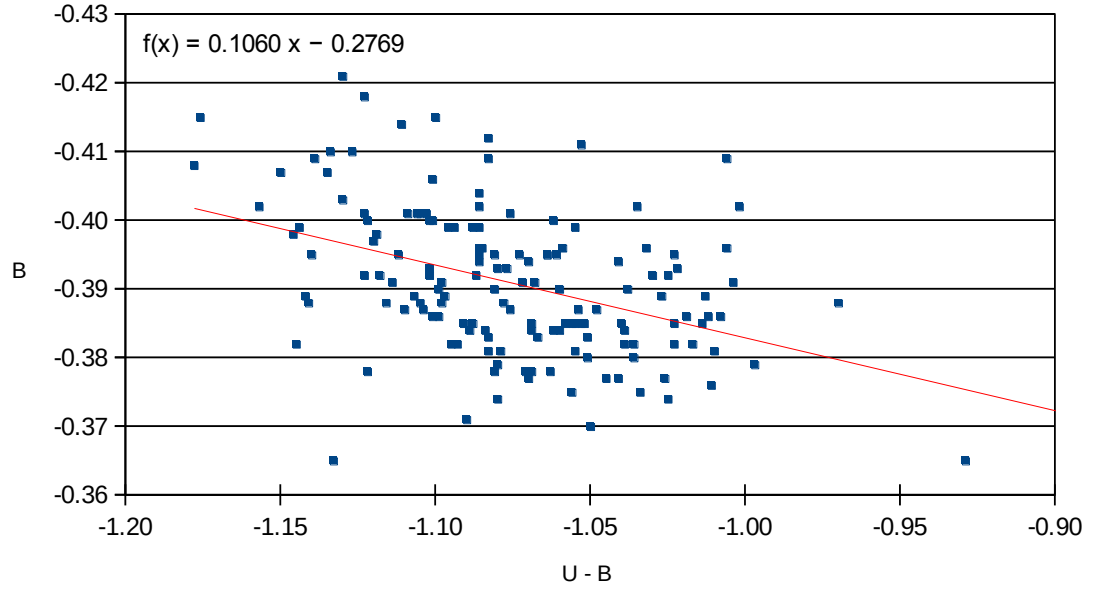
Şekil 4.34 V361 Cep'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği



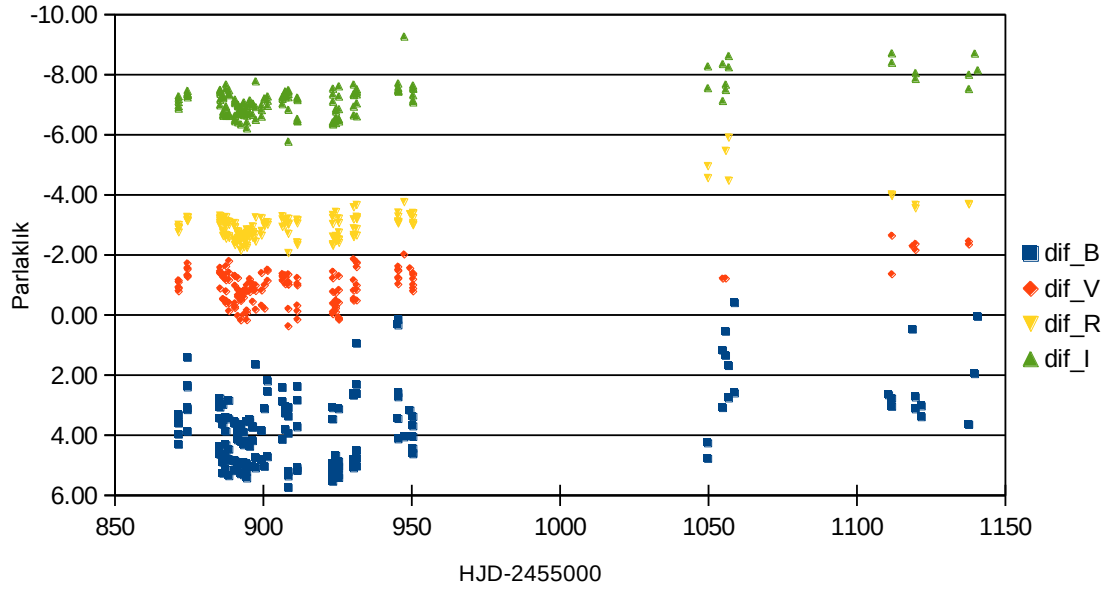
Şekil 4.35 V361 Cep'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



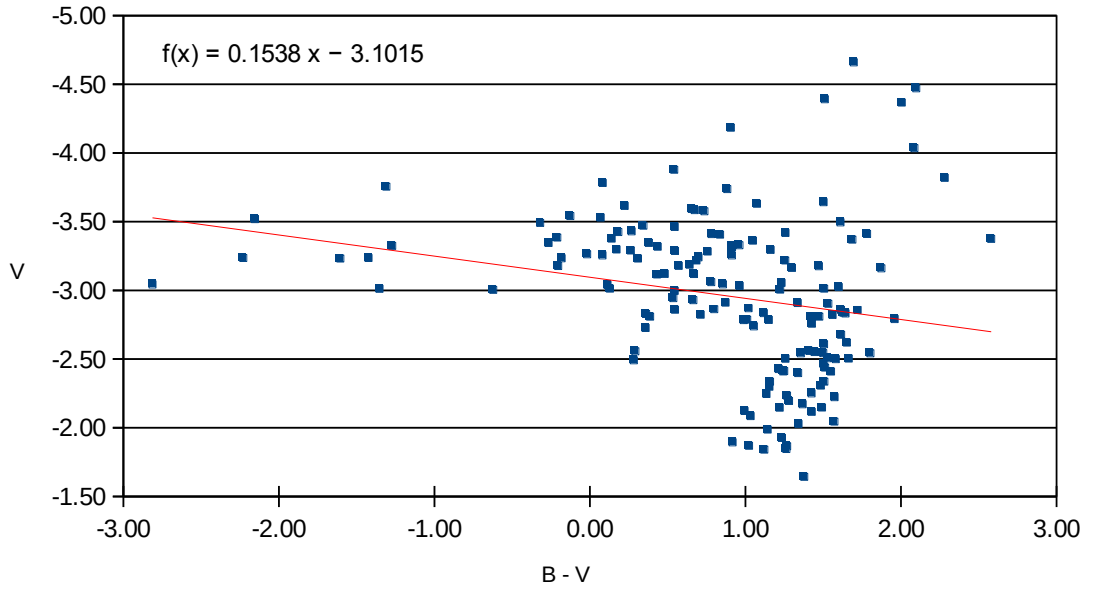
Şekil 4.36 V361 Cep'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



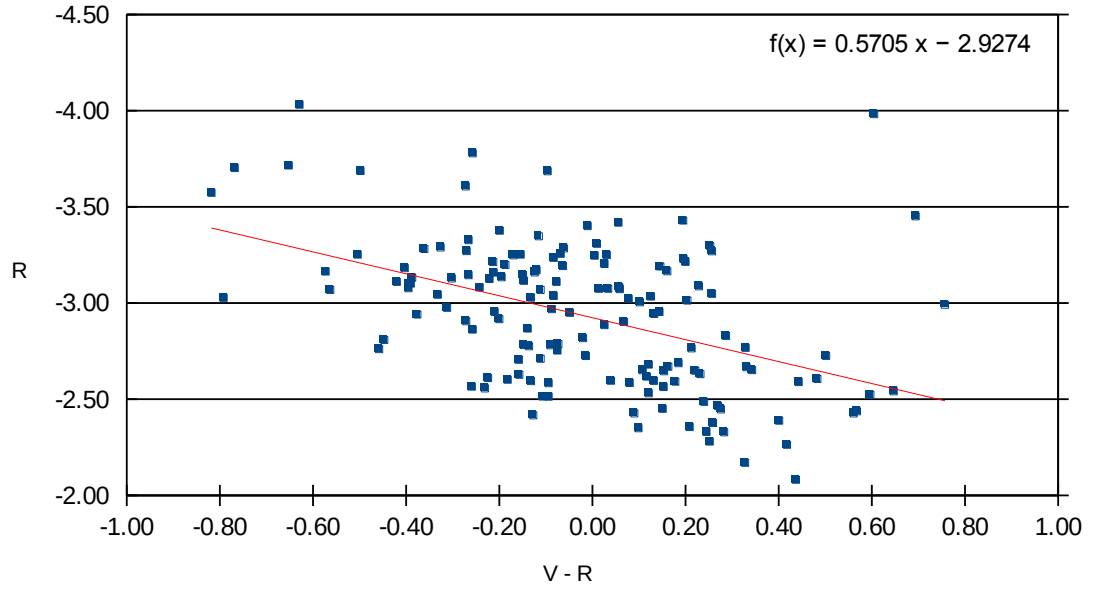
Şekil 4.37 V361 Cep'e ait renk (U-B) – parlaklık (B) grafiği



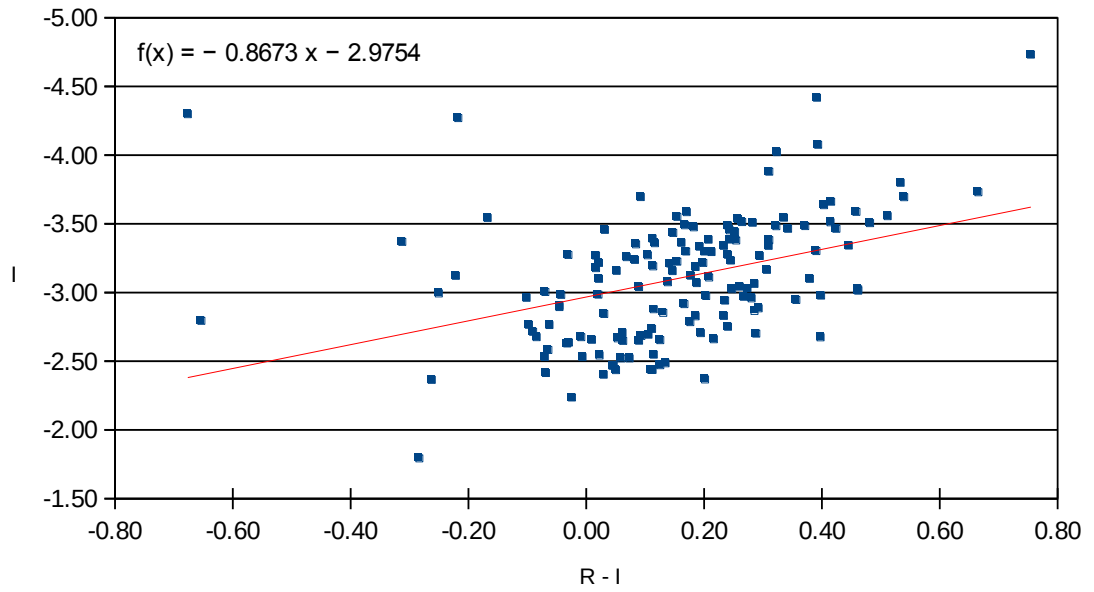
Şekil 4.38 V373 Cep 'e ait BVRI bandı ışık eğrileri



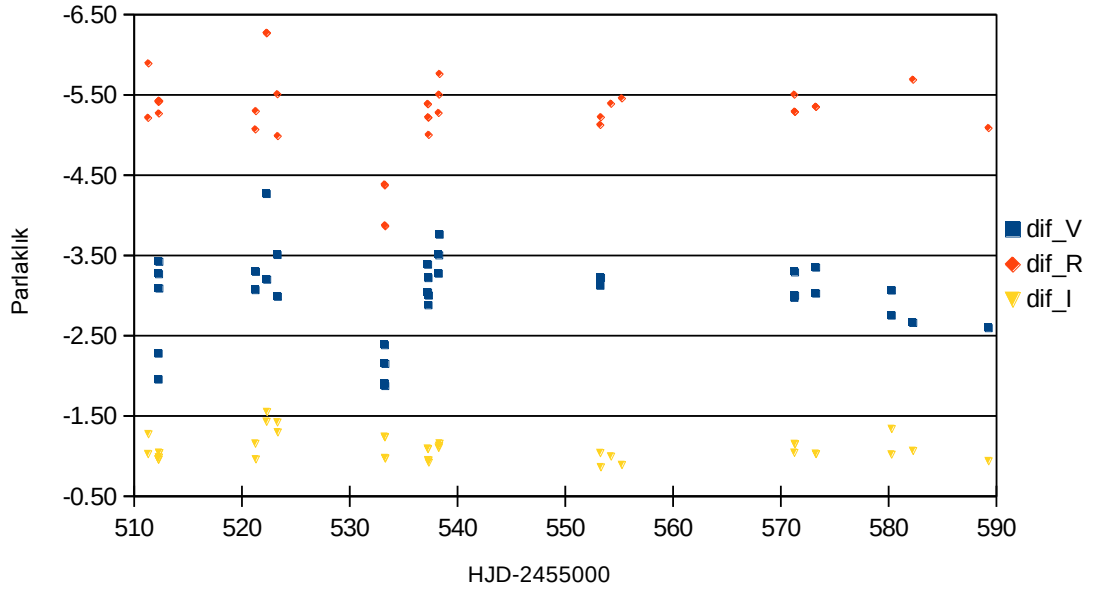
Şekil 4.39 V373 Cep'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği



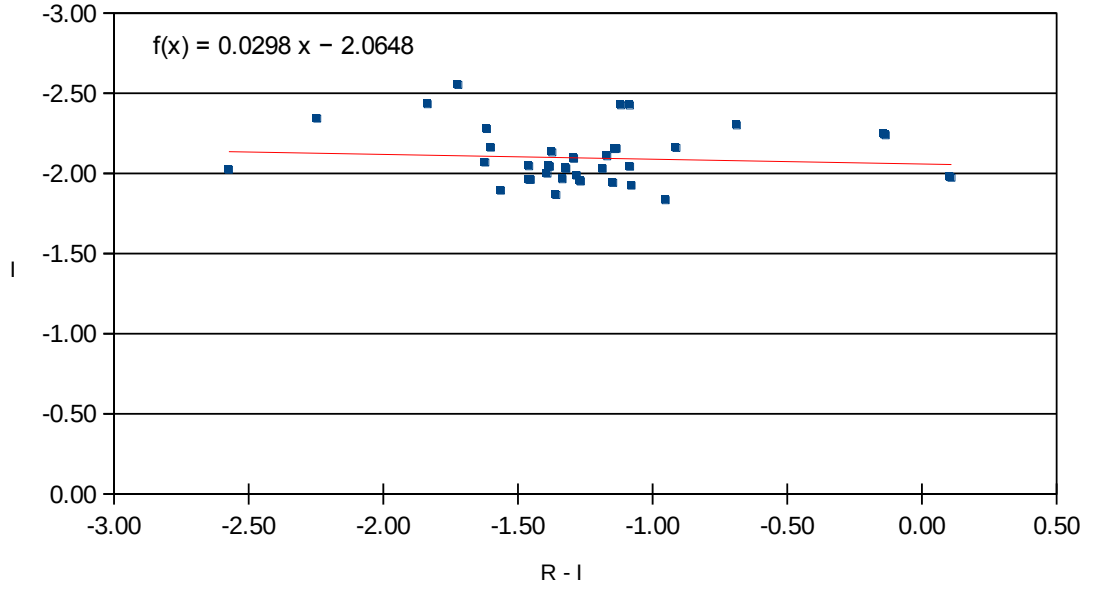
Şekil 4.40 V373 Cep'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



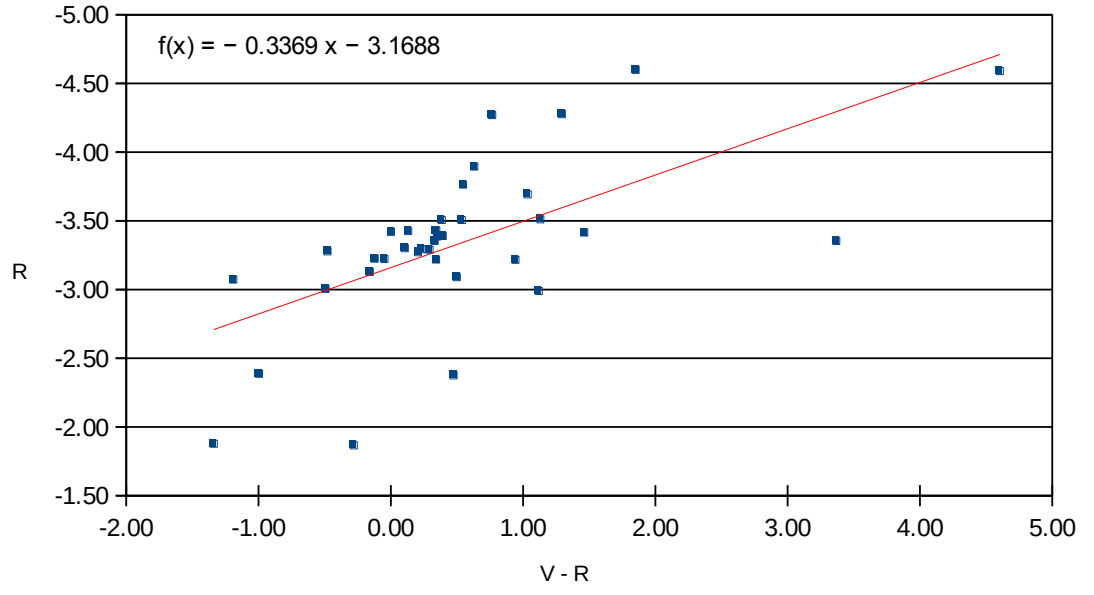
Şekil 4.41 V373 Cep'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



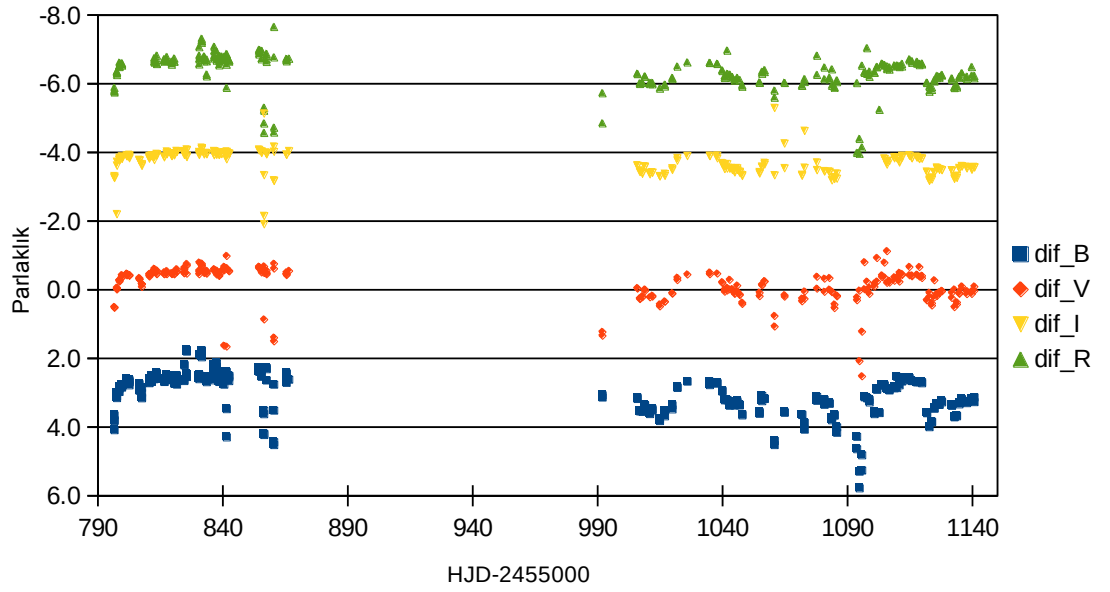
Şekil 4.42 V375 Lac 'a ait VRI bandı ışık eğrileri



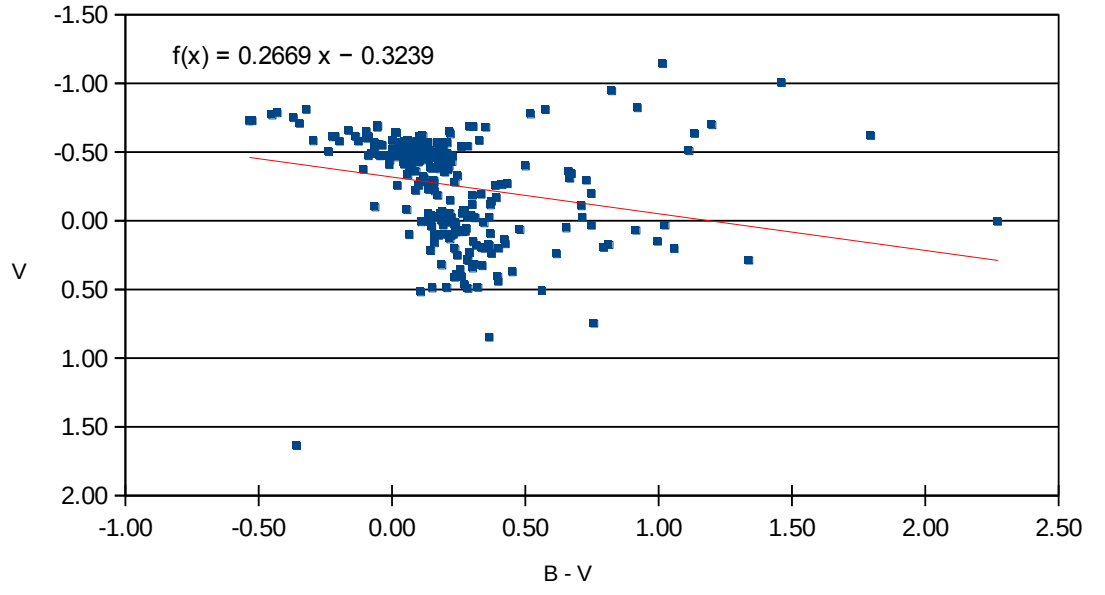
Şekil 4.43 V375 Lac'a ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği



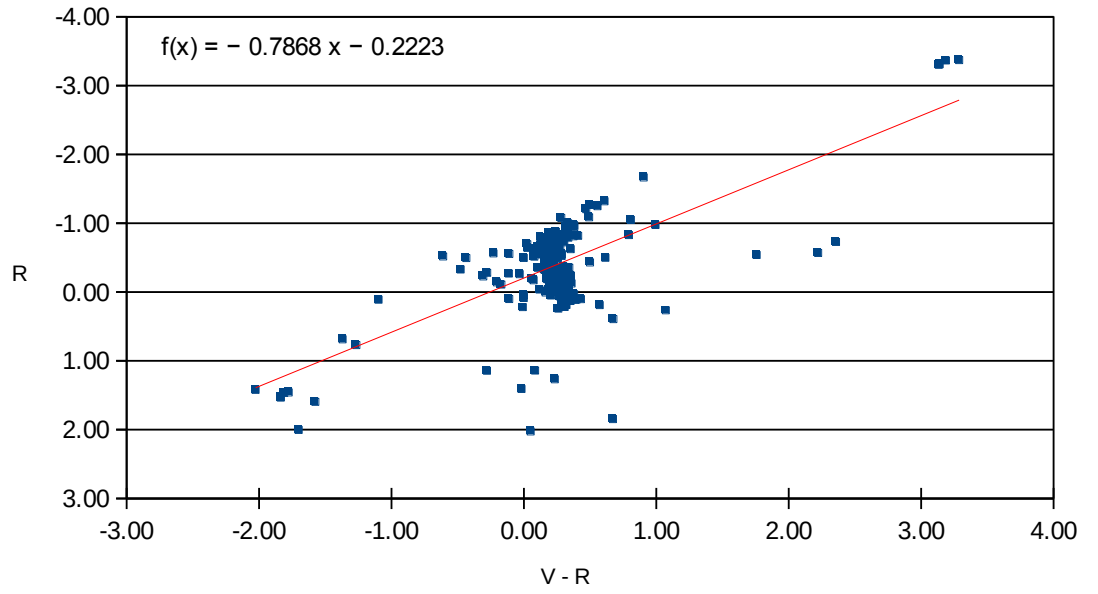
Şekil 4.44 V375 Lac'a ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



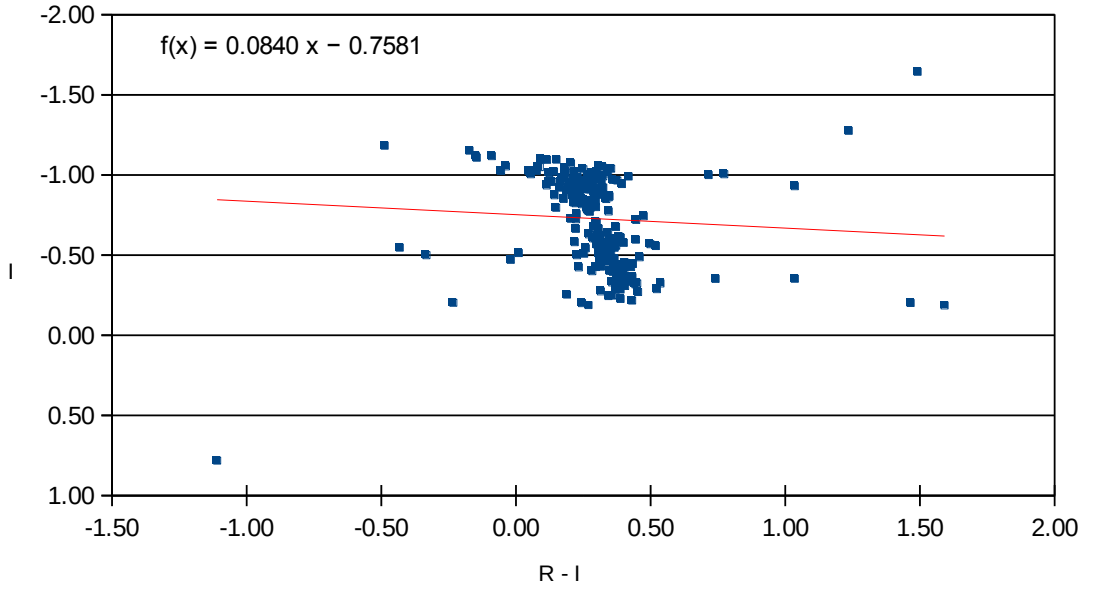
Şekil 4.45 VV Ser'e ait BVRI bandı ışıık eğrileri



Şekil 4.46 VV Ser'e ait renk (B-V) – parlaklık (V) grafiği



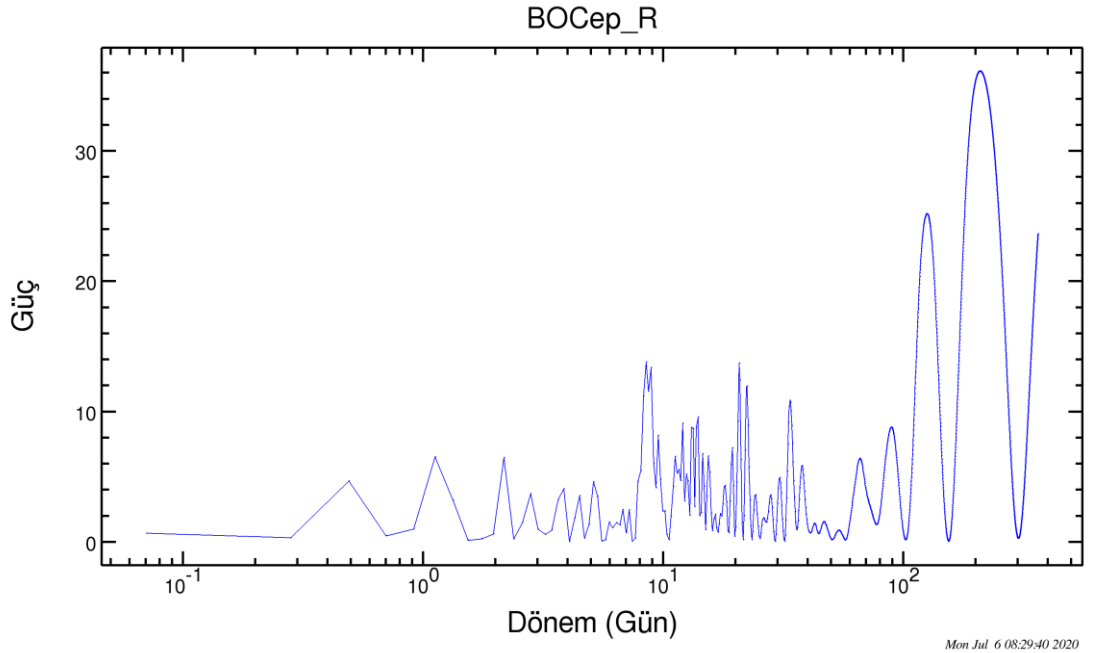
Şekil 4.47 VV Ser'e ait renk (V-R) – parlaklık (R) grafiği



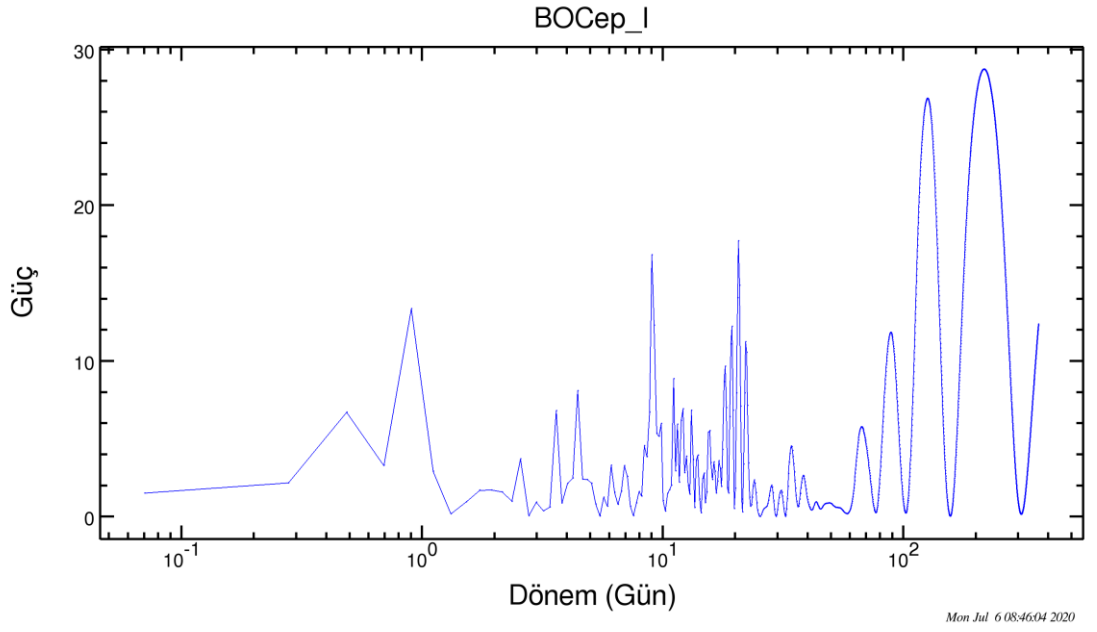
Şekil 4.48 VV Ser'e ait renk (R-I) – parlaklık (I) grafiği

4.2 Period Analizleri

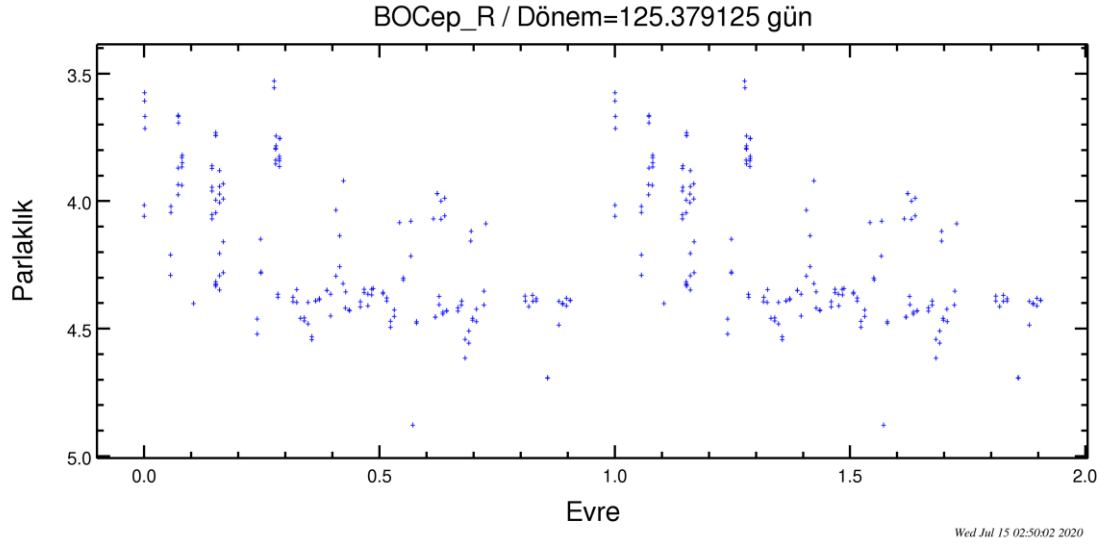
Herbig Ae / Be yıldızlarının çoğunda görülen ışık değişiminin fiziksel mekanizmasının çevresel proto-diskün yıldızı örtmesine bağlı olduğu düşünülmektedir. Bu yıldızların çoğu dahil oldukları bulut kompleksinin derinliklerinde gömülü olduğundan, optik bölgede ciddi bir sönümlemeye maruz kalırlar (Herbig 1960, Finkenzeller ve Jankovics 1984, Waters ve Waelkens 1998). Özellikle kırmızı ve kırmızıöte bölgede gerçekleştirilen fotometrik gözlemler ile, çevresel bulut içerisinde gömülü olan bu PMS cisimlerin değişim doğası ve fiziksel yapıları ortaya çıkarılmaya çalışılmaktadır (Herbst ve Shevchenko 1999). Bu nedenle ışık eğrileri elde edilen 11 hedef cismin R ve I renk filtrelerine ait periodlar alındı ve yapılan Lomb-Scargle dönem analizi sonuçları aşağıda grafikler halinde Şekil 4.49 - Şekil 4.82 aralığında verildi. İki filtrede elde edilen ortak ve en yüksek güç değerine karşılık gelen frekansa göre ışık eğrileri evrelendirilerek Şekil 4.51 - Şekil 4.88 aralığında verildi.



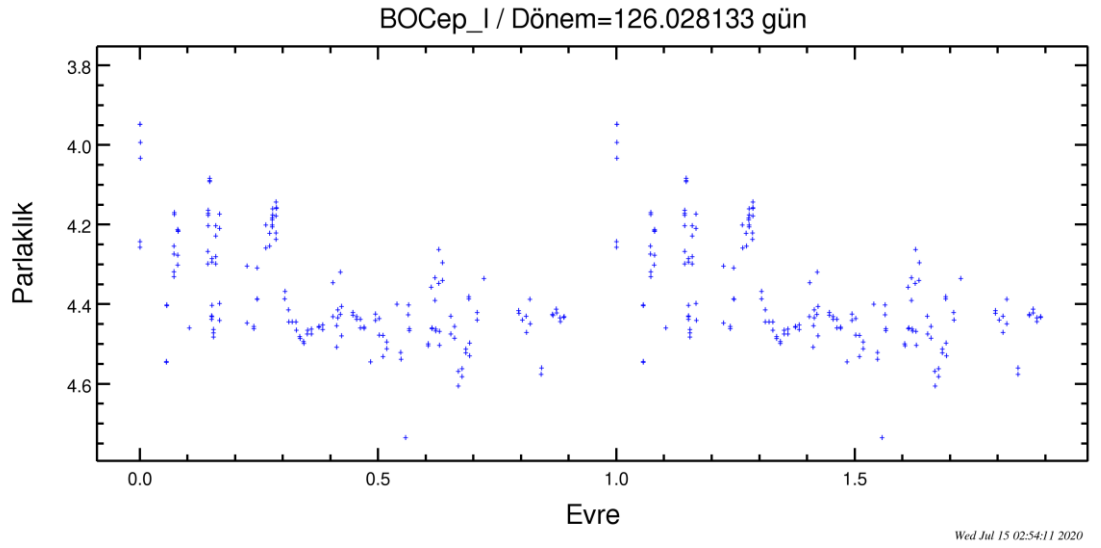
Şekil 4.49 BO Cep yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



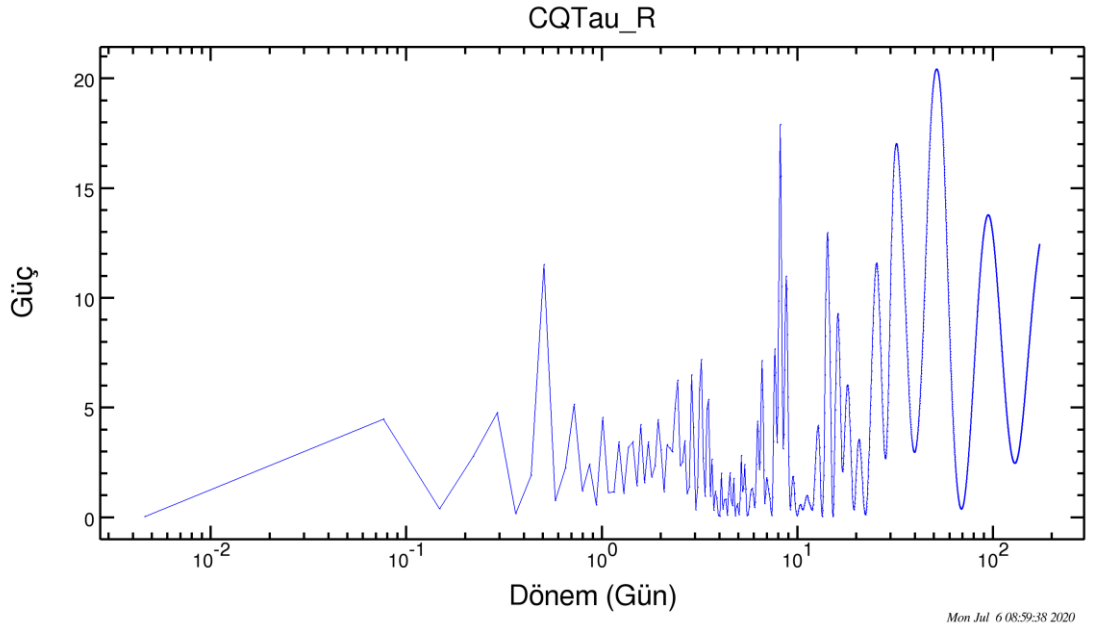
Şekil 4.50 BO Cep yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



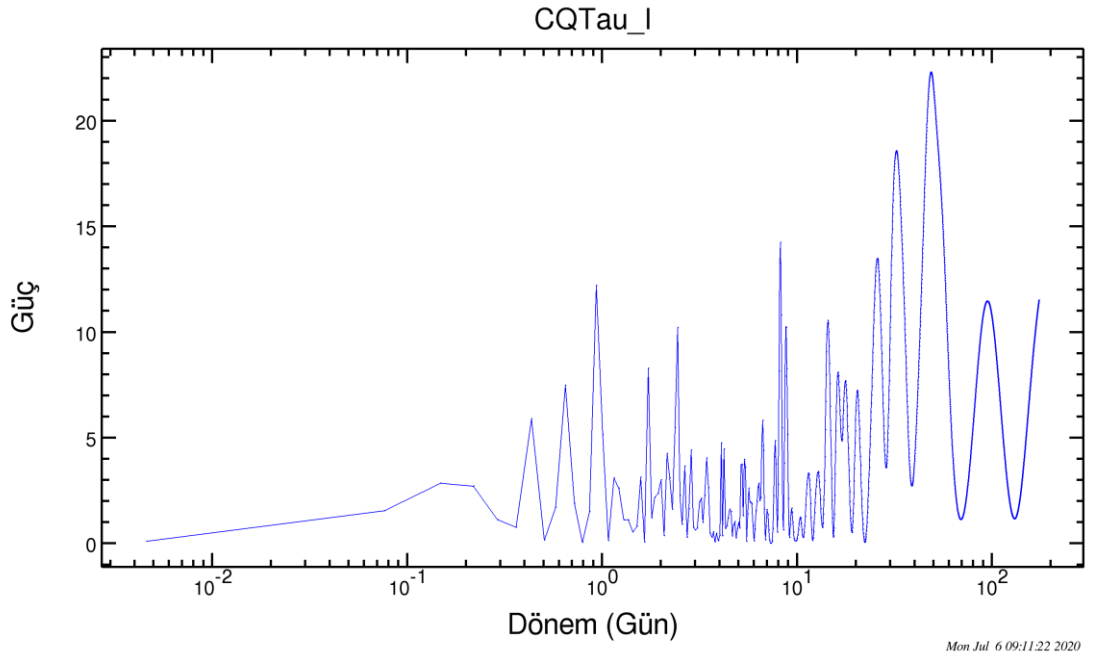
Şekil 4.51 BO Cep yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



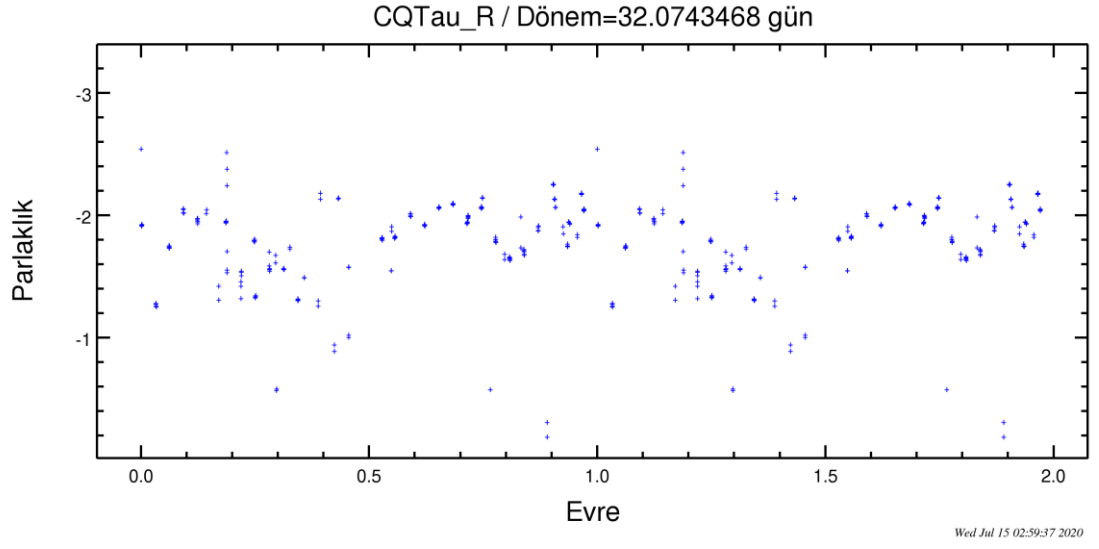
Şekil 4.52 BO Cep yıldızının I bandı için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



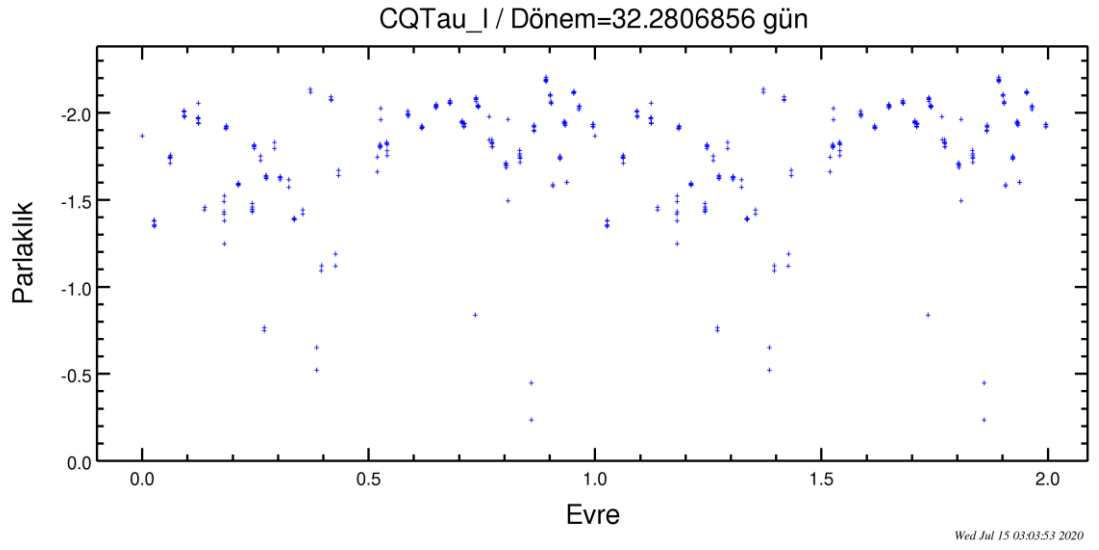
Şekil 4.53 CQ Tau yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



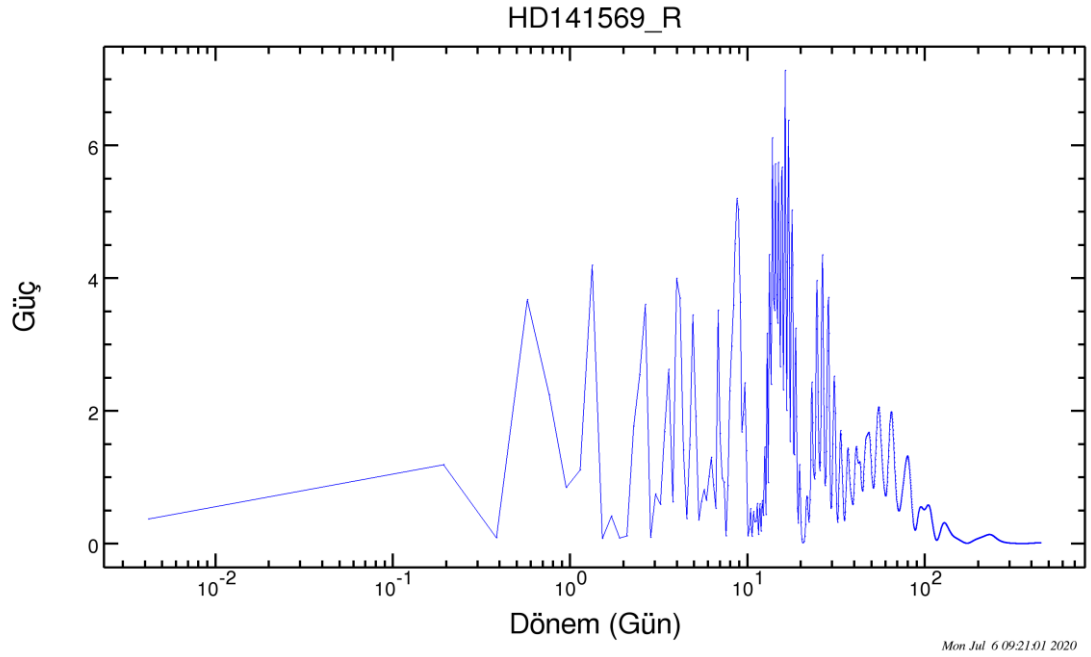
Şekil 4.54 CQ Tau yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



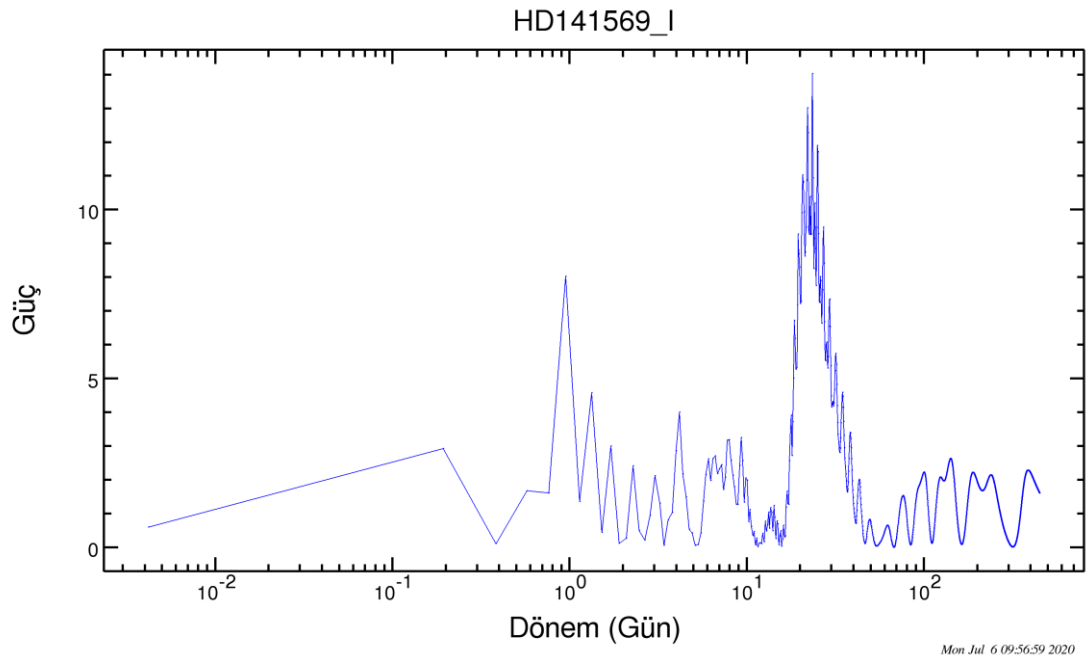
Şekil 4.55 CQ Tau yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



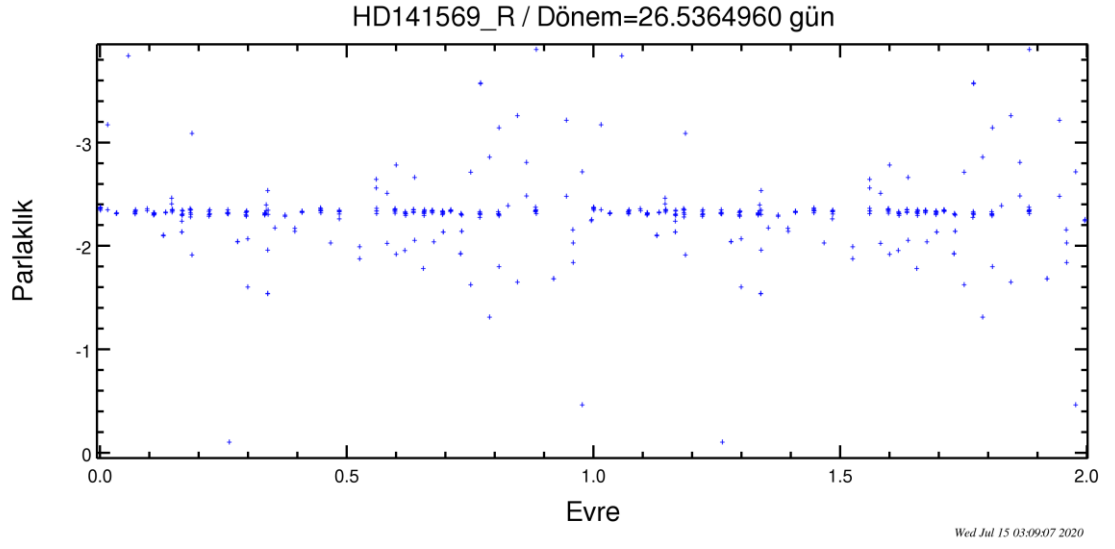
Şekil 4.56 CQ Tau yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



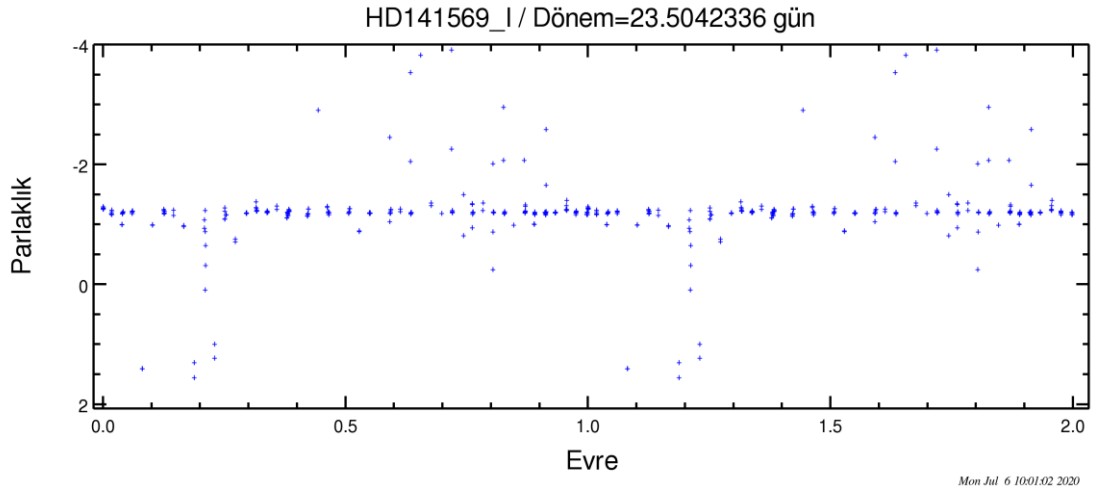
Şekil 4.57 HD 141569 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



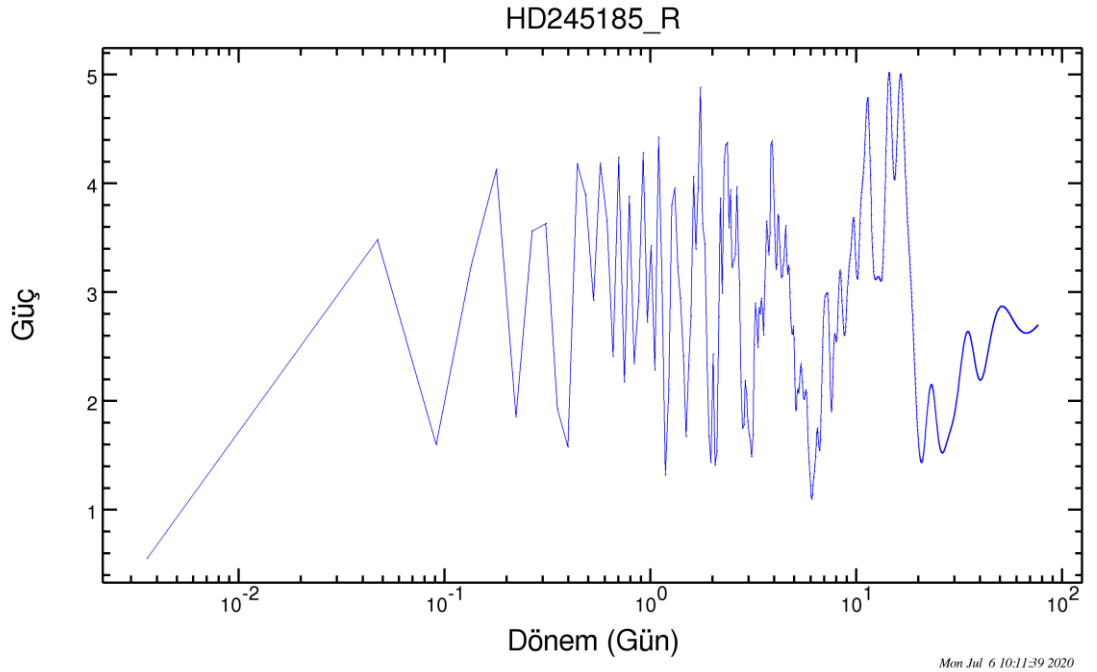
Şekil 4.58 HD 141569 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



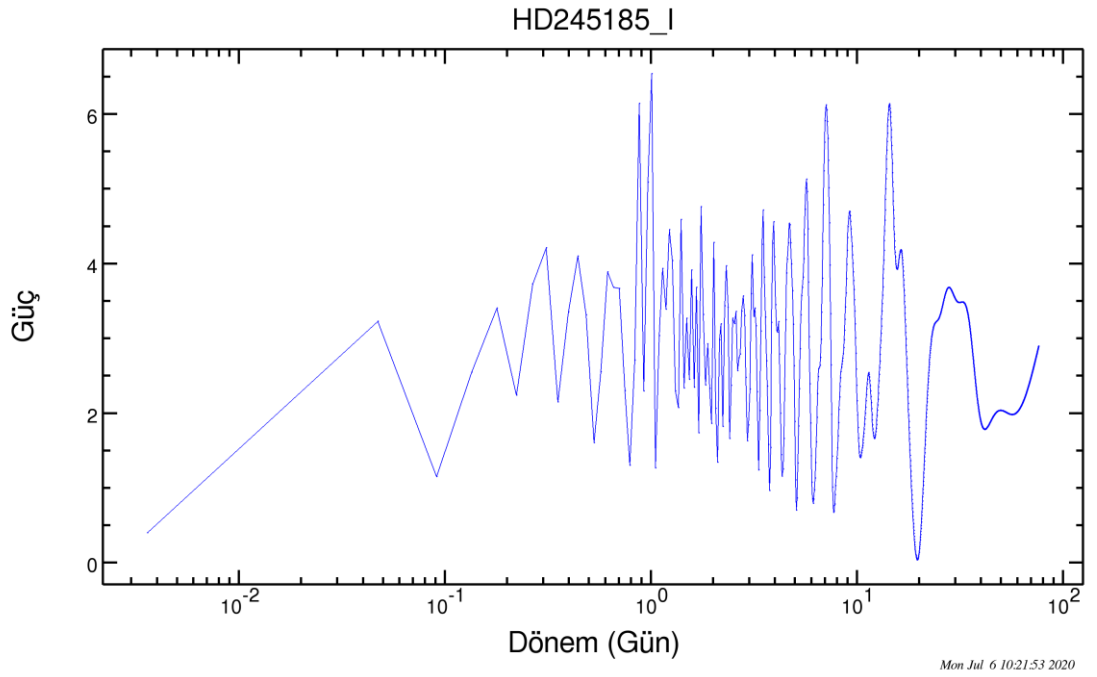
Şekil 4.59 HD 141569 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



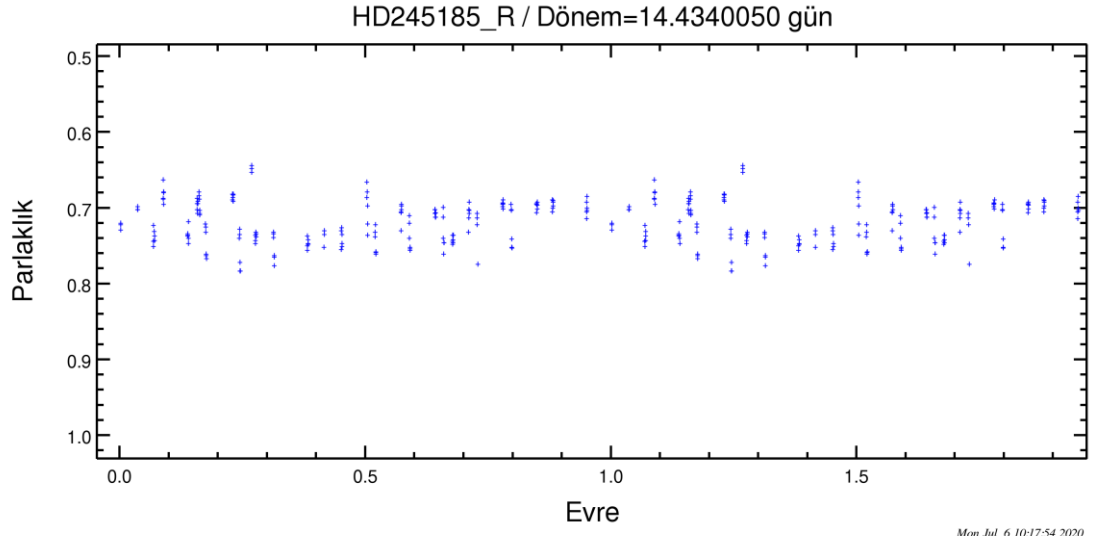
Şekil 4.60 HD 141569 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



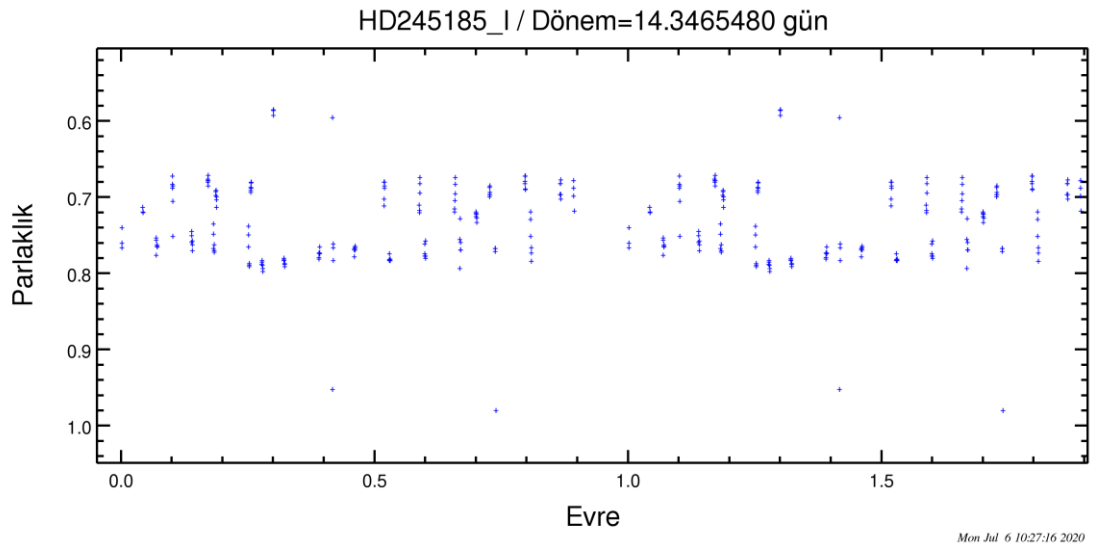
Şekil 4.61 HD 245185 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



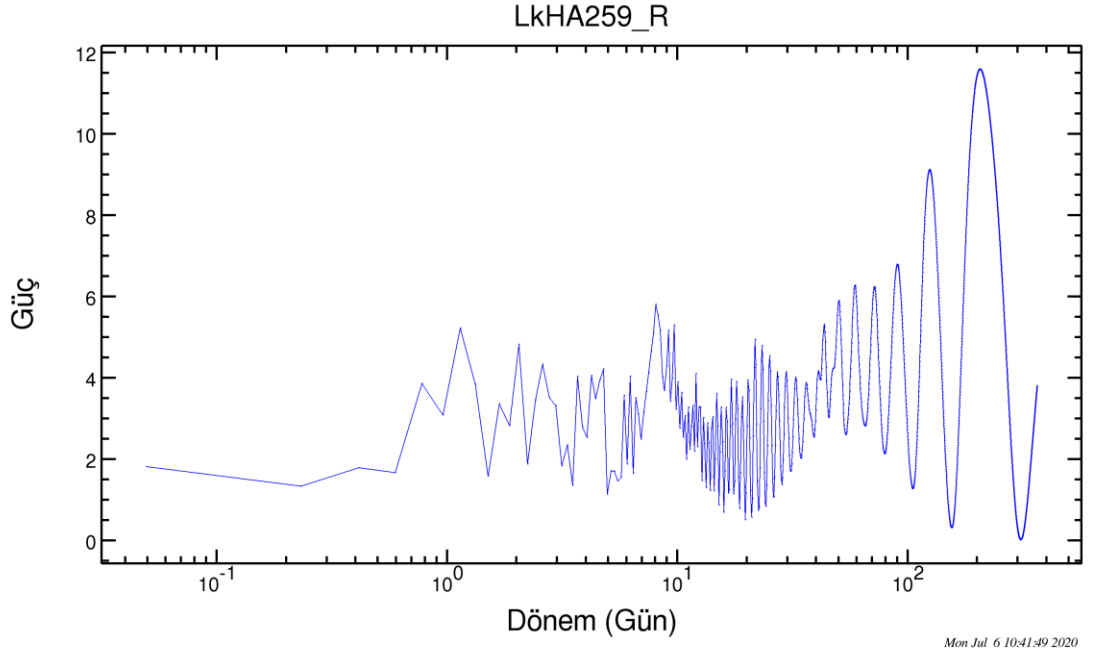
Şekil 4.62 HD 245185 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



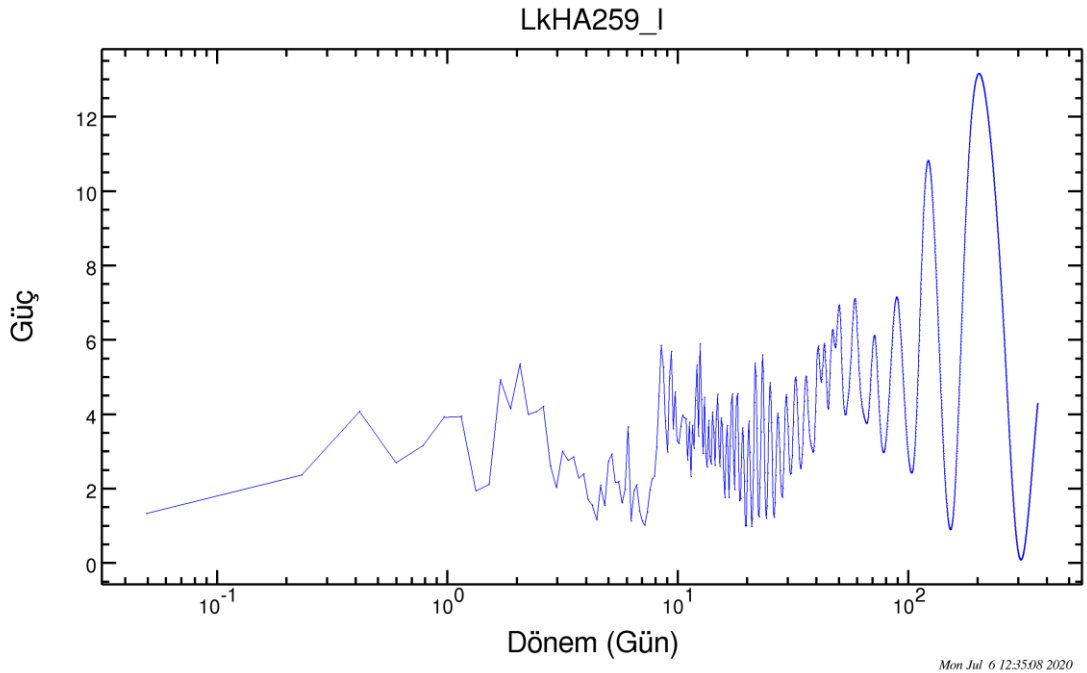
Şekil 4.63 HD 245185 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



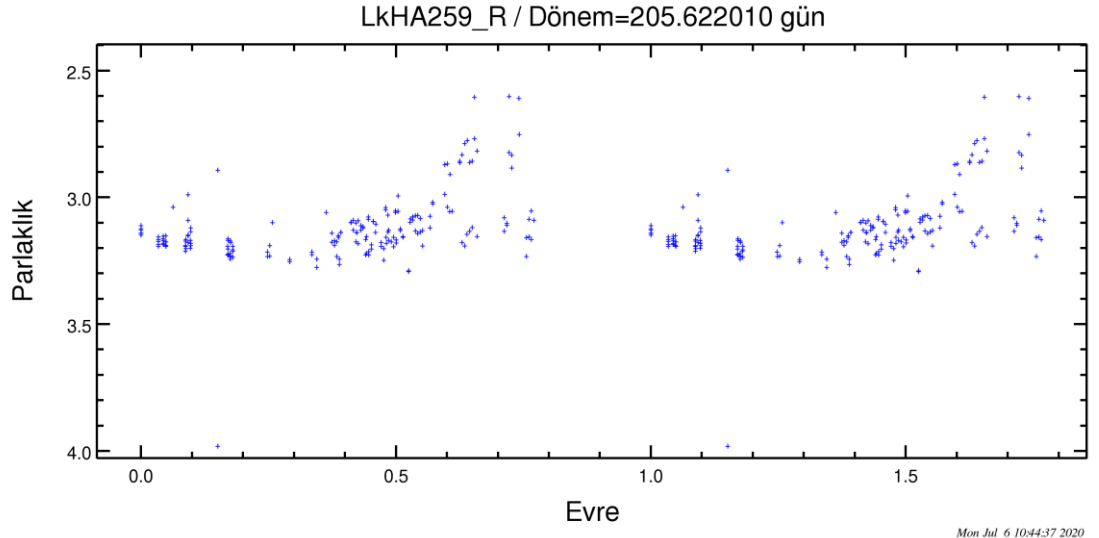
Şekil 4.64 HD 245185 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



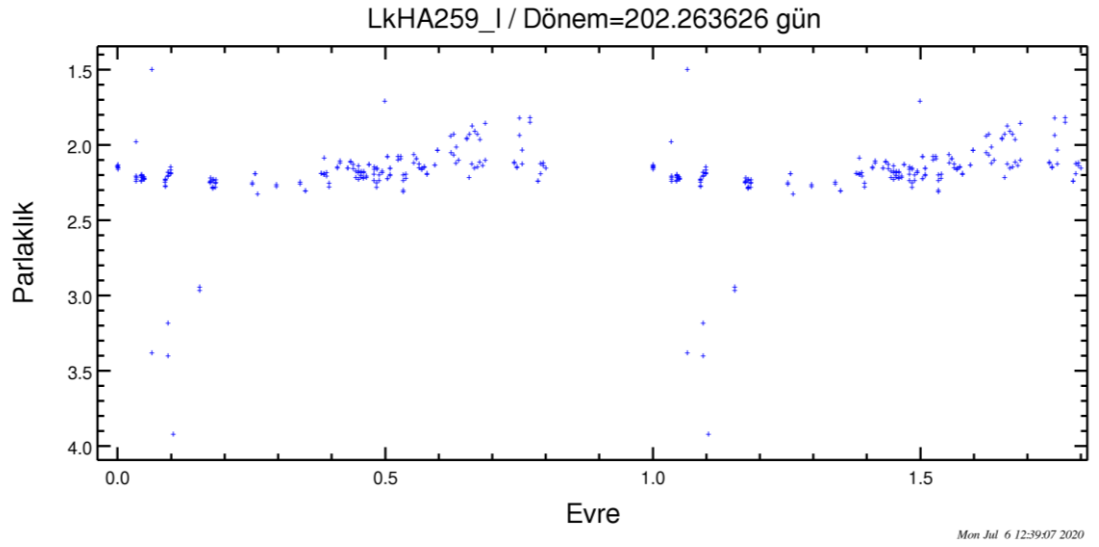
Şekil 4.65 LkHa 259 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



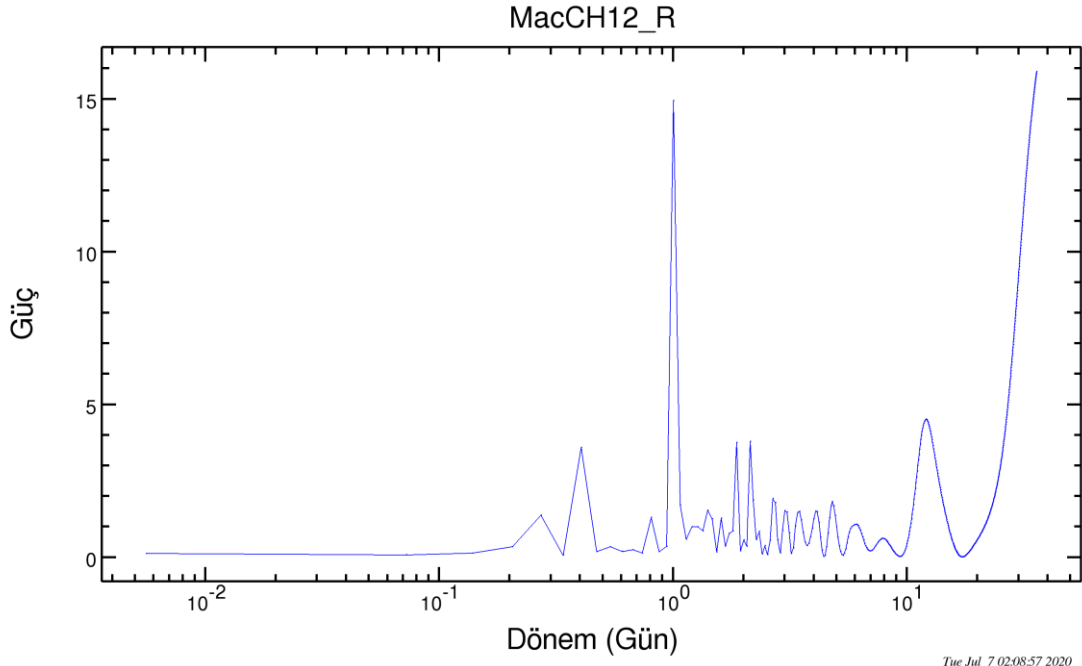
Şekil 4.66 LkHa 259 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



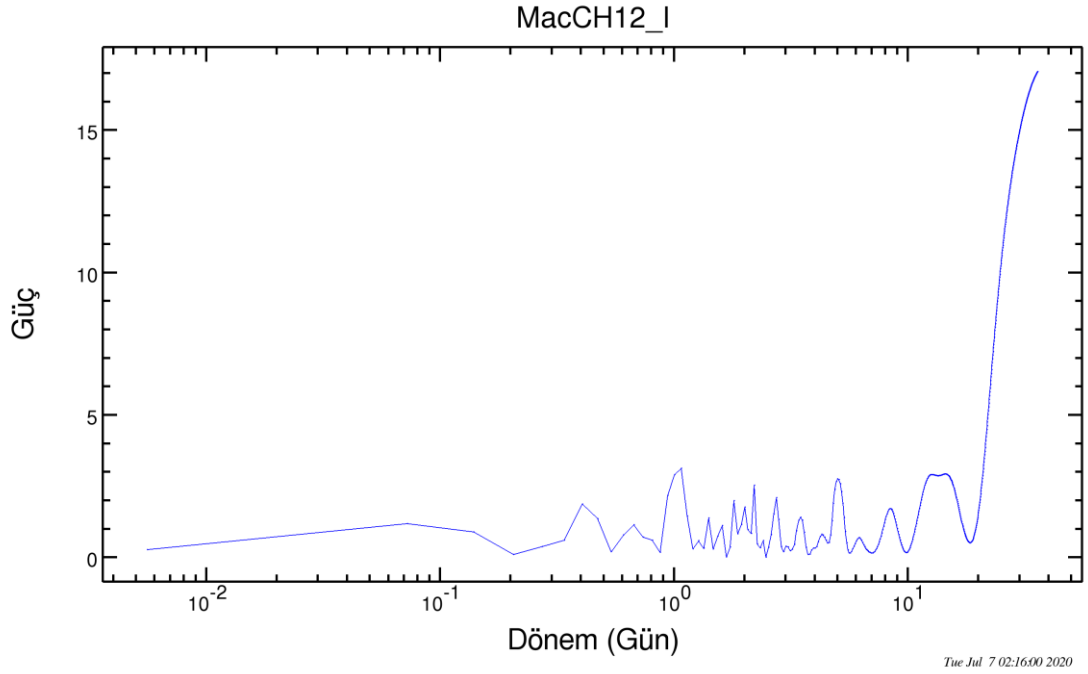
Şekil 4.67 LkHa 259 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



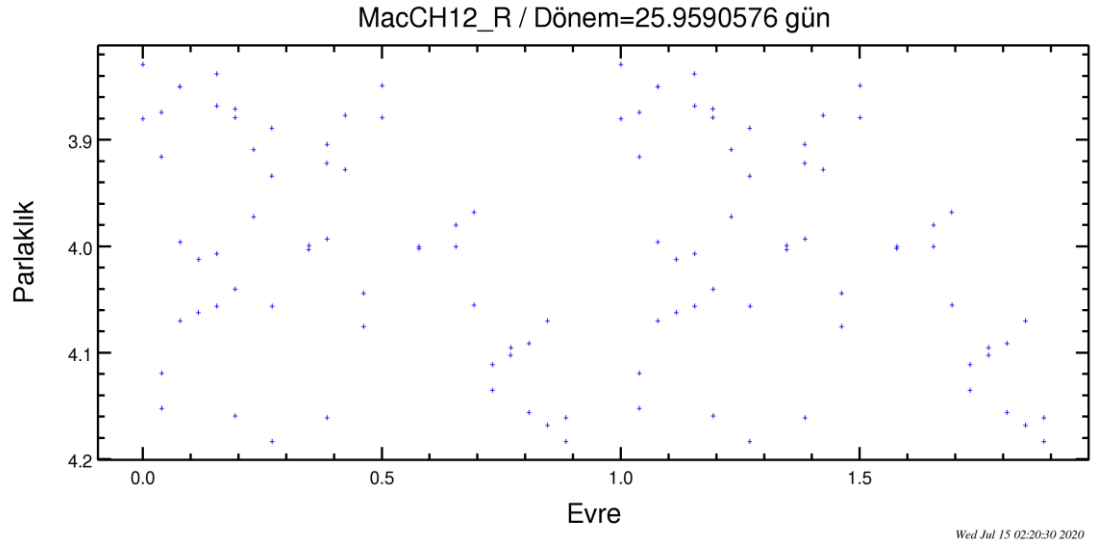
Şekil 4.68 LkHa 259 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



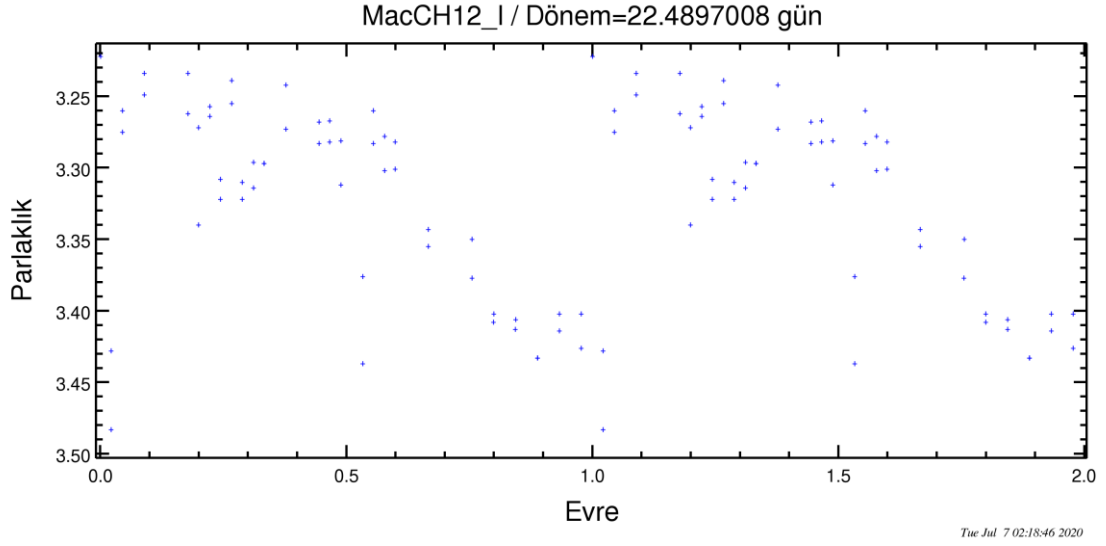
Şekil 4.69 MacC H12 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



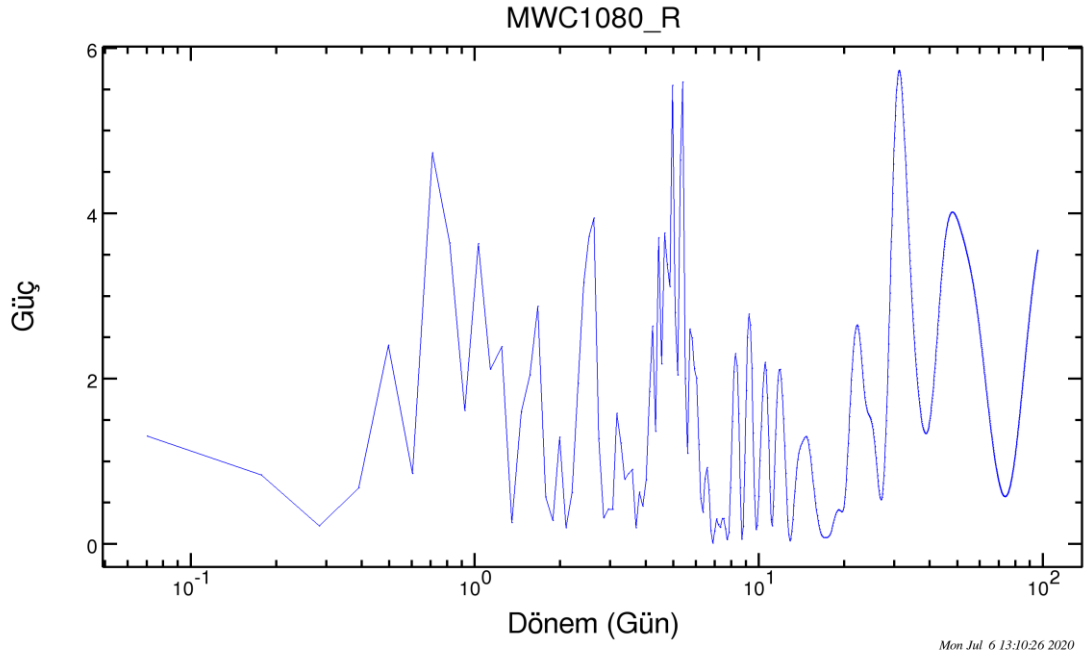
Şekil 4.70 MacC H12 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



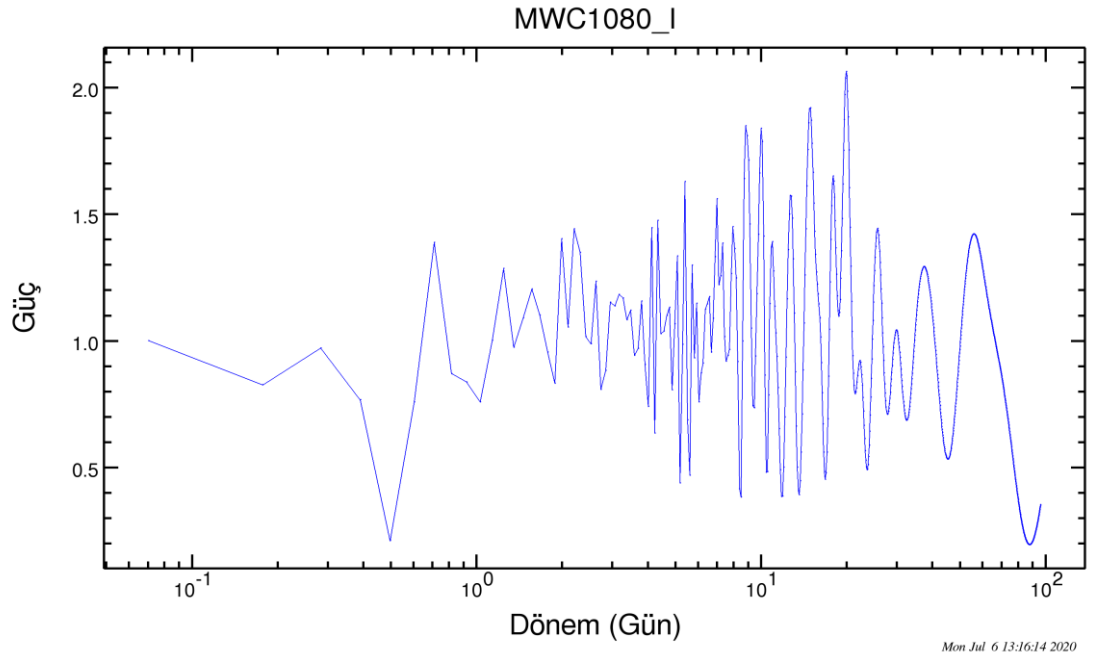
Şekil 4.71 MacC H12 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



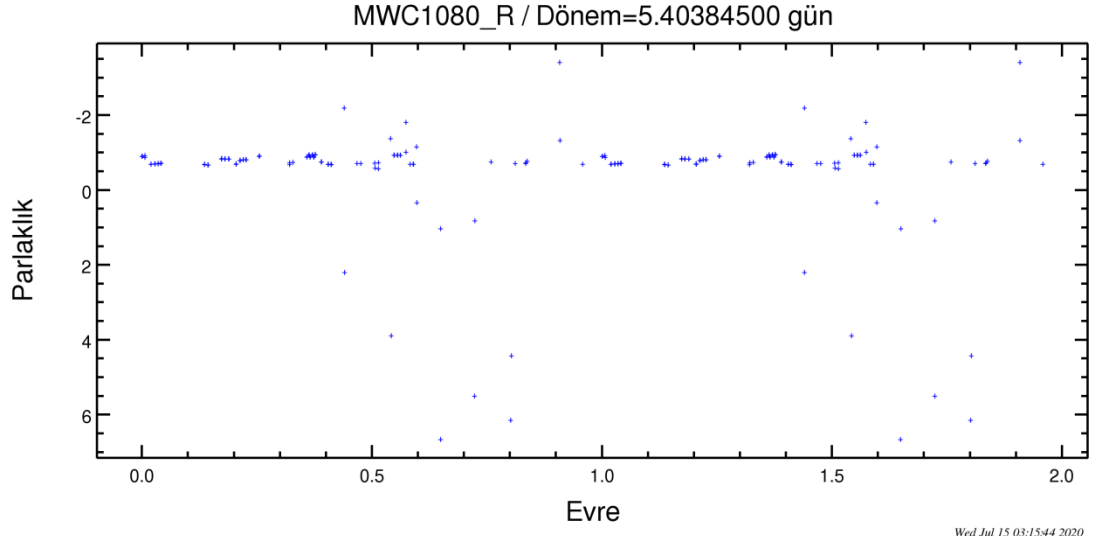
Şekil 4.72 MacC H12 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



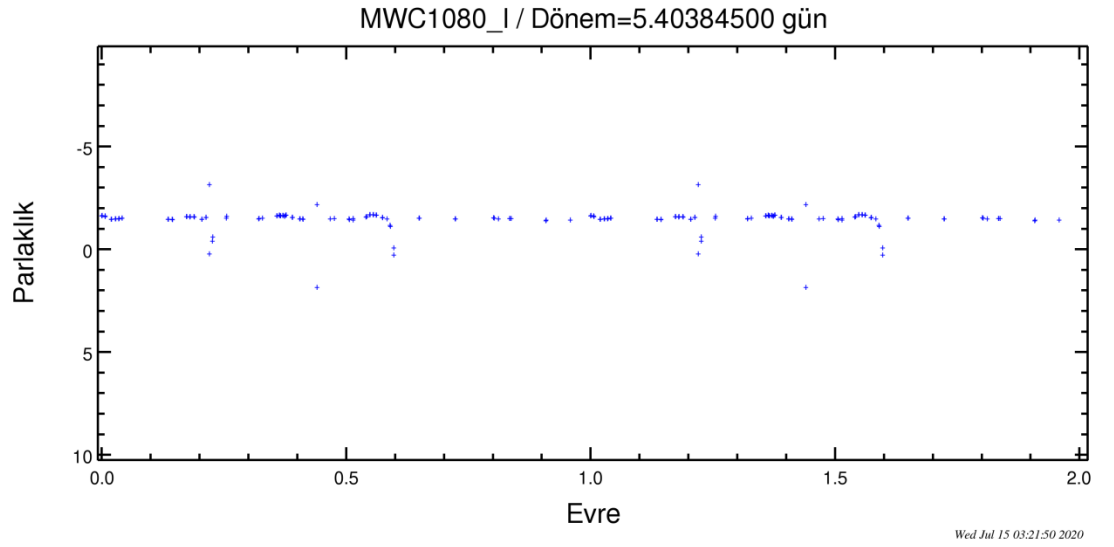
Şekil 4.73 MWC 1080 yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



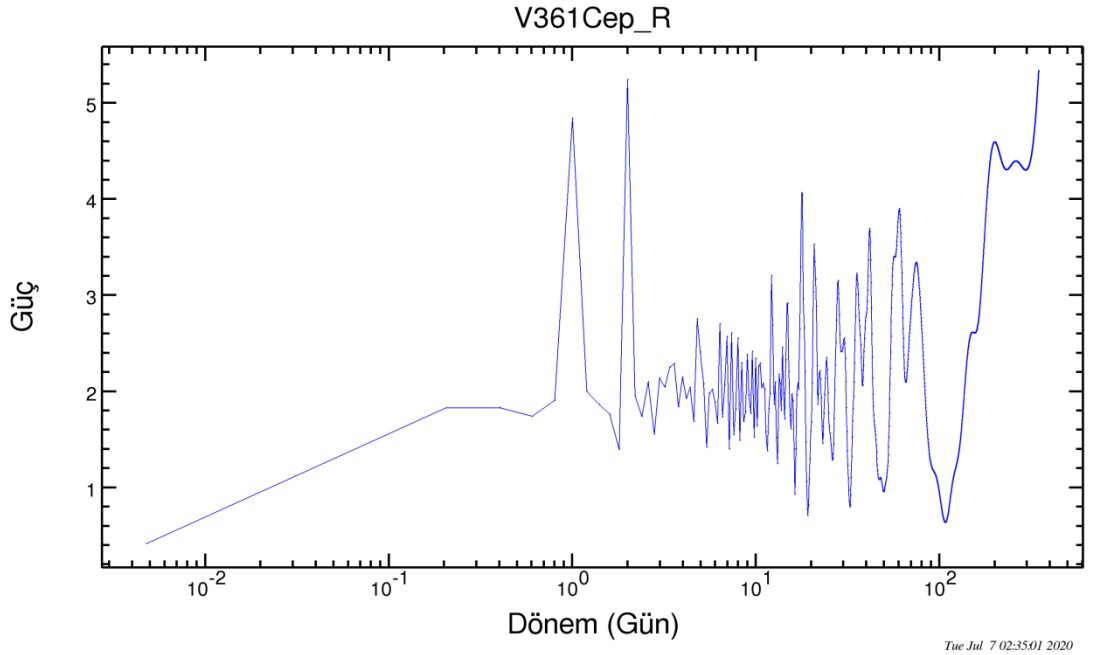
Şekil 4.74 MWC 1080 yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



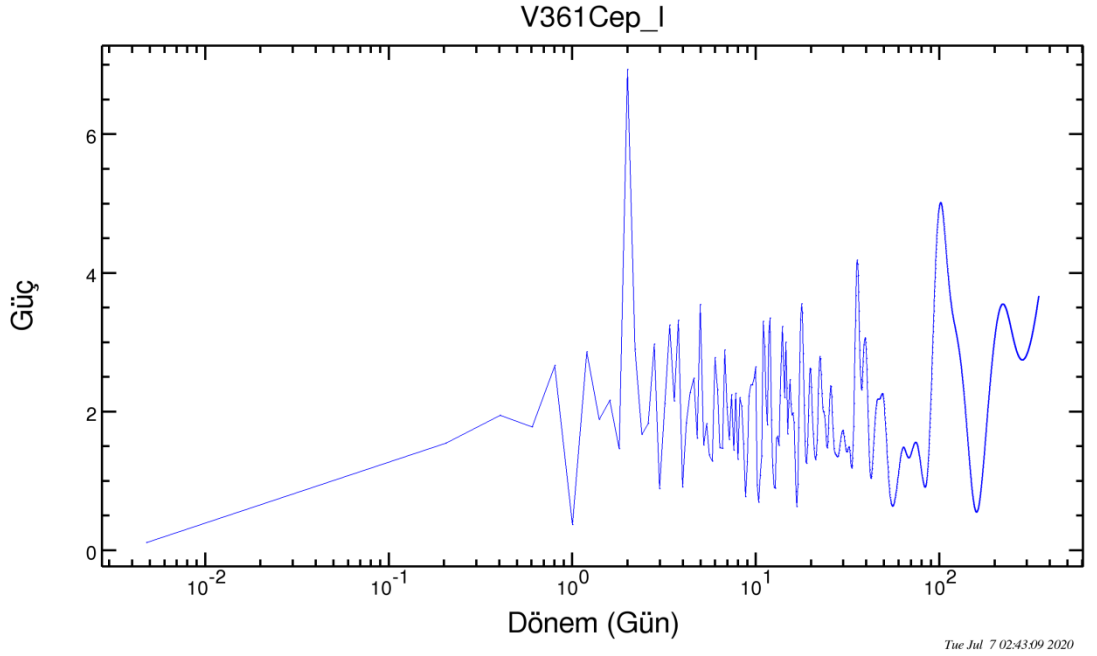
Şekil 4.75 MWC 1080 yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



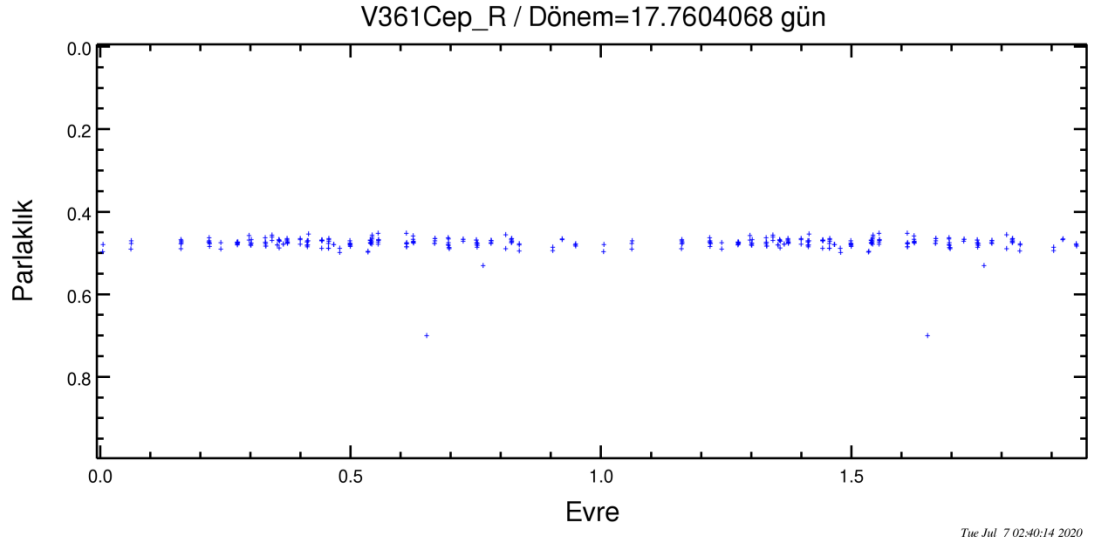
Şekil 4.76 MWC 1080 yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



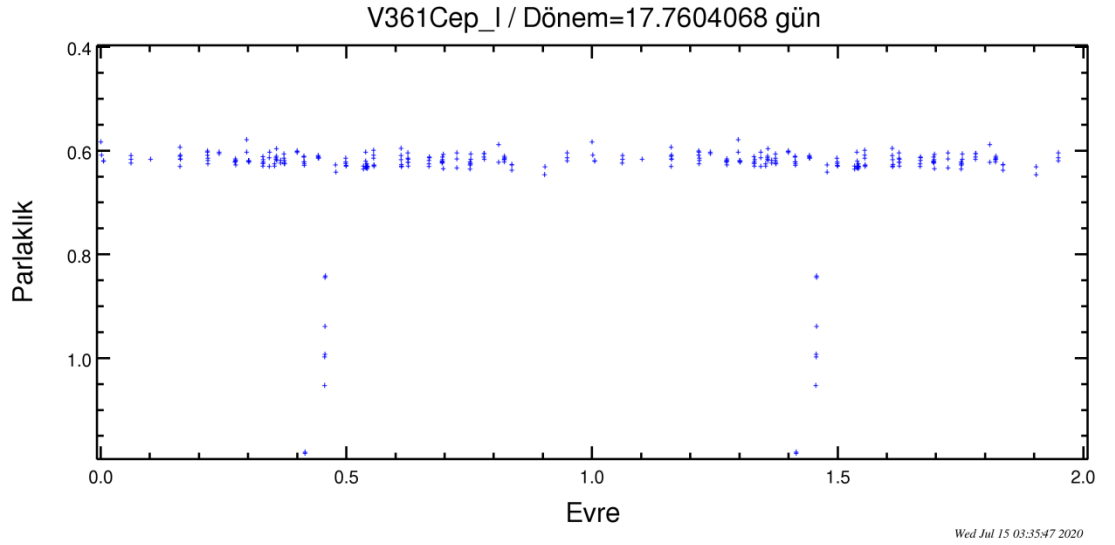
Şekil 4.77 V361 Cep yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



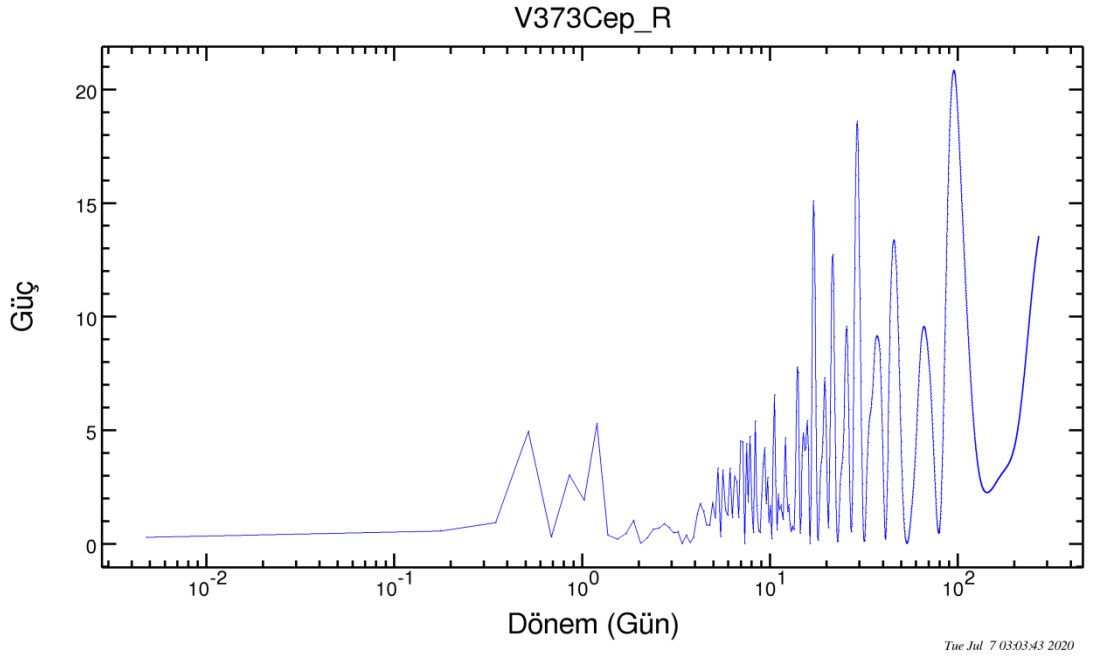
Şekil 4.78 V361 Cep yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



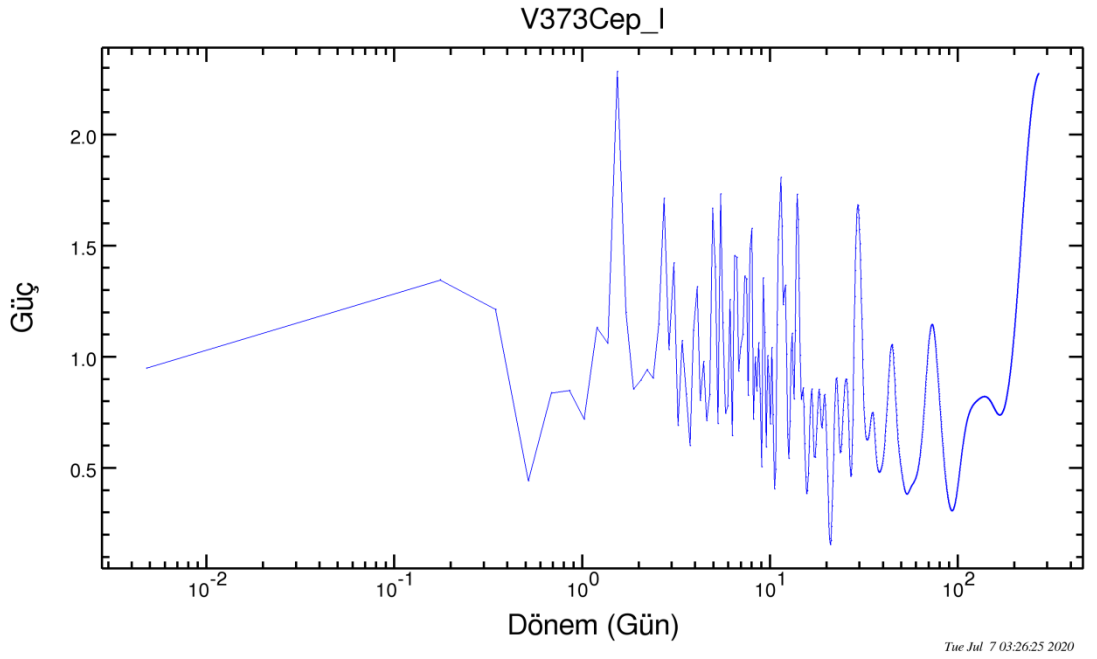
Şekil 4.79 V361 Cep yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



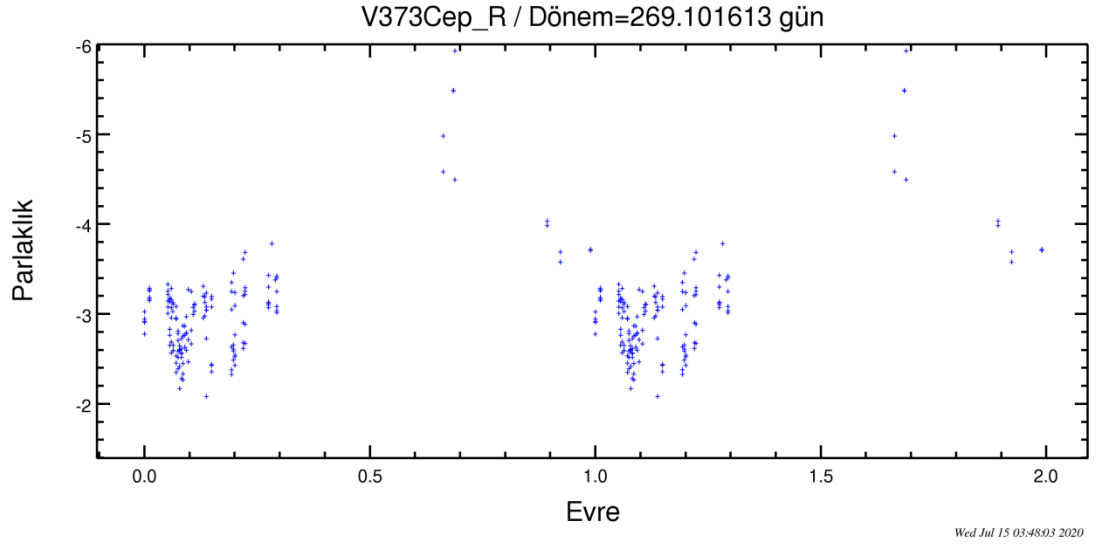
Şekil 4.80 V361 Cep yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



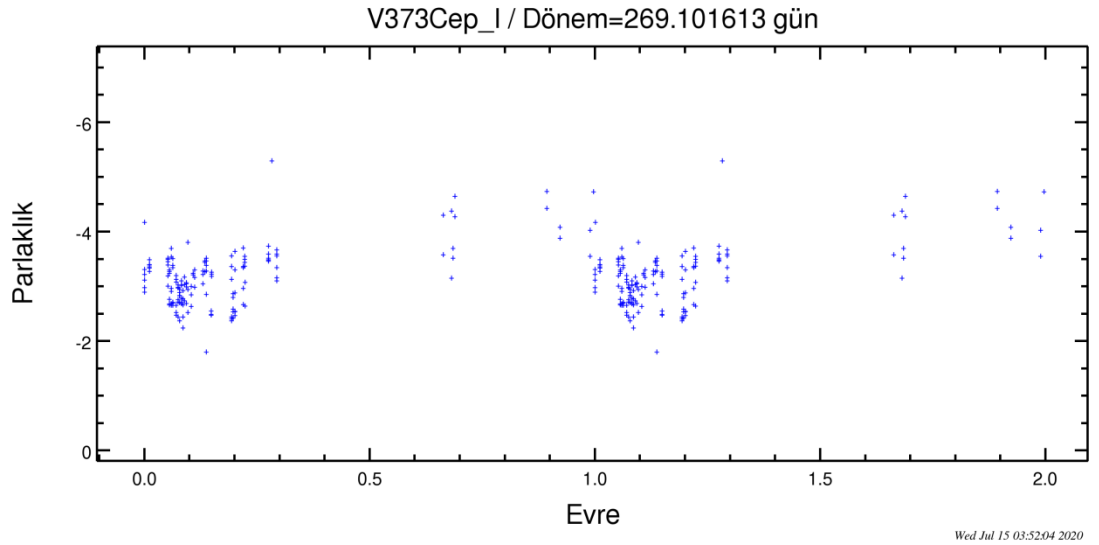
Şekil 4.81 V373 Cep yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



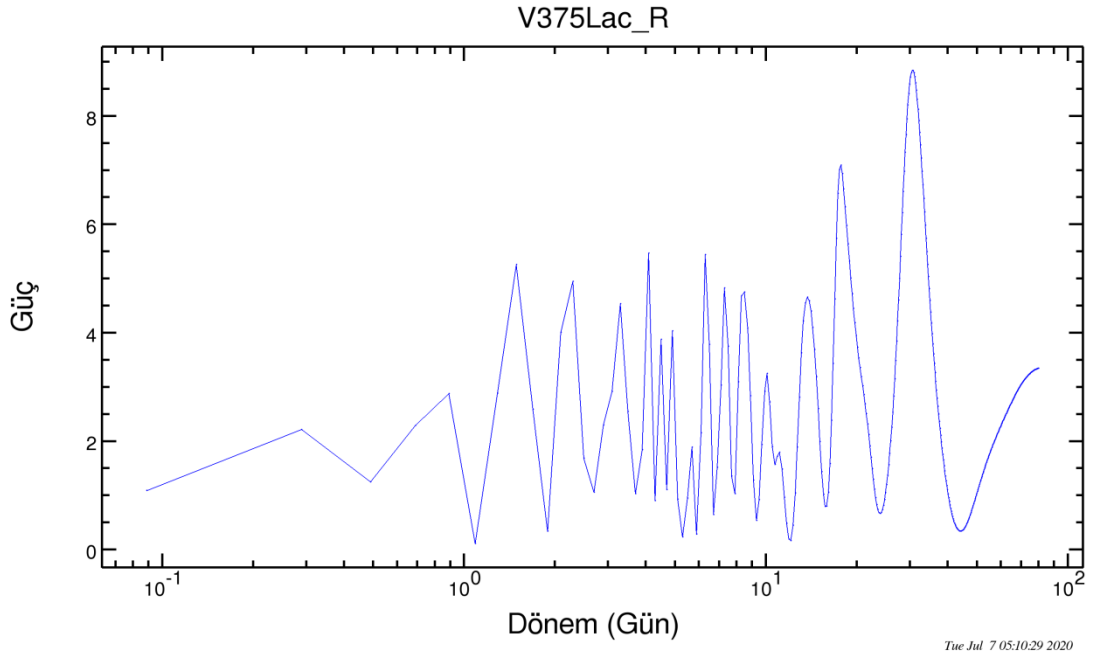
Şekil 4.82 V373 Cep yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



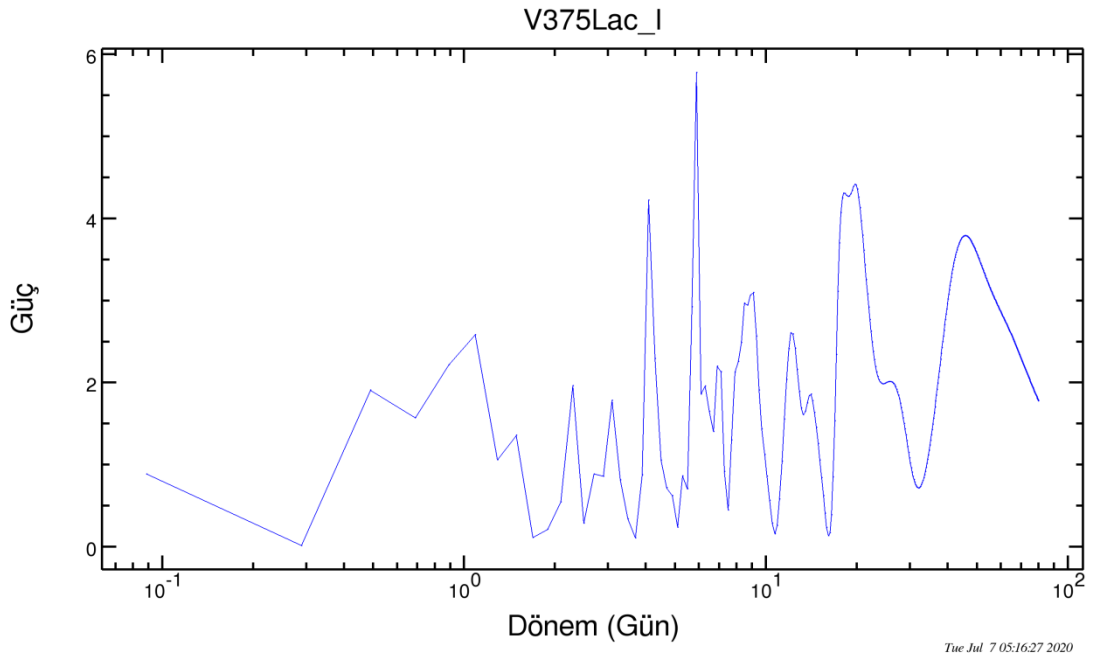
Şekil 4.83 V373 Cep yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



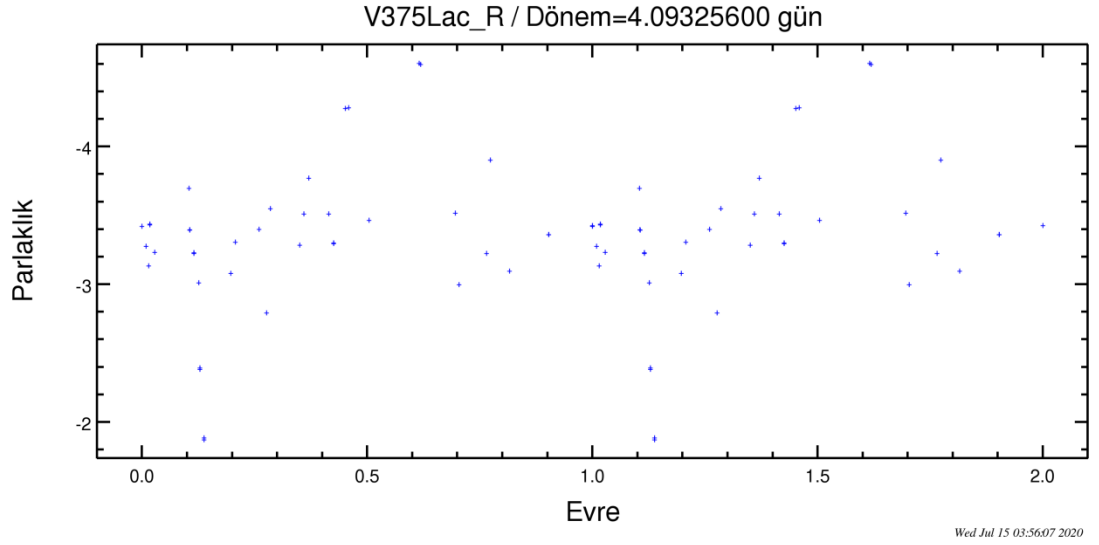
Şekil 4.84 V373 Cep yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



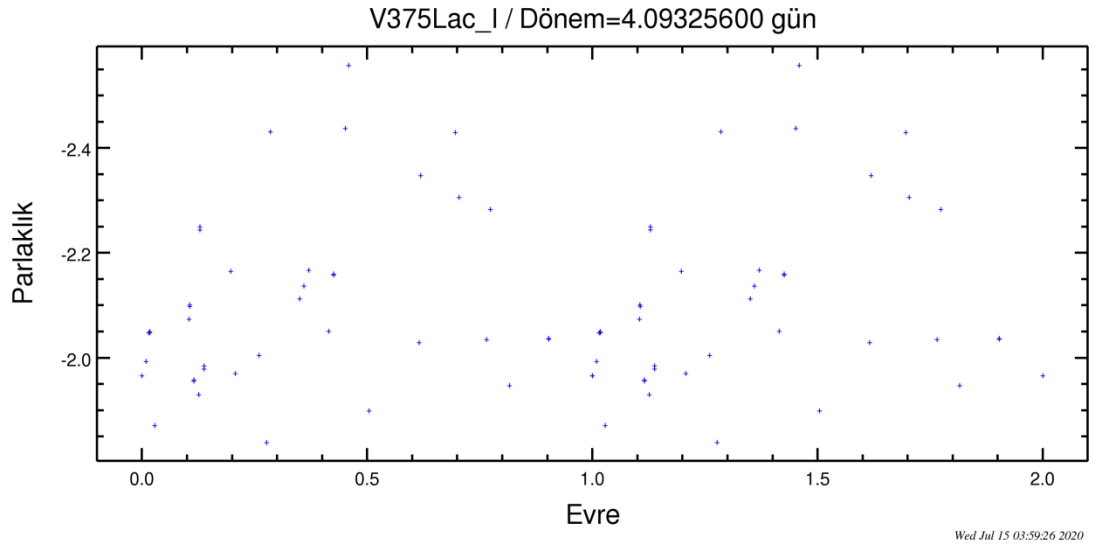
Şekil 4.85 V375 Lac yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



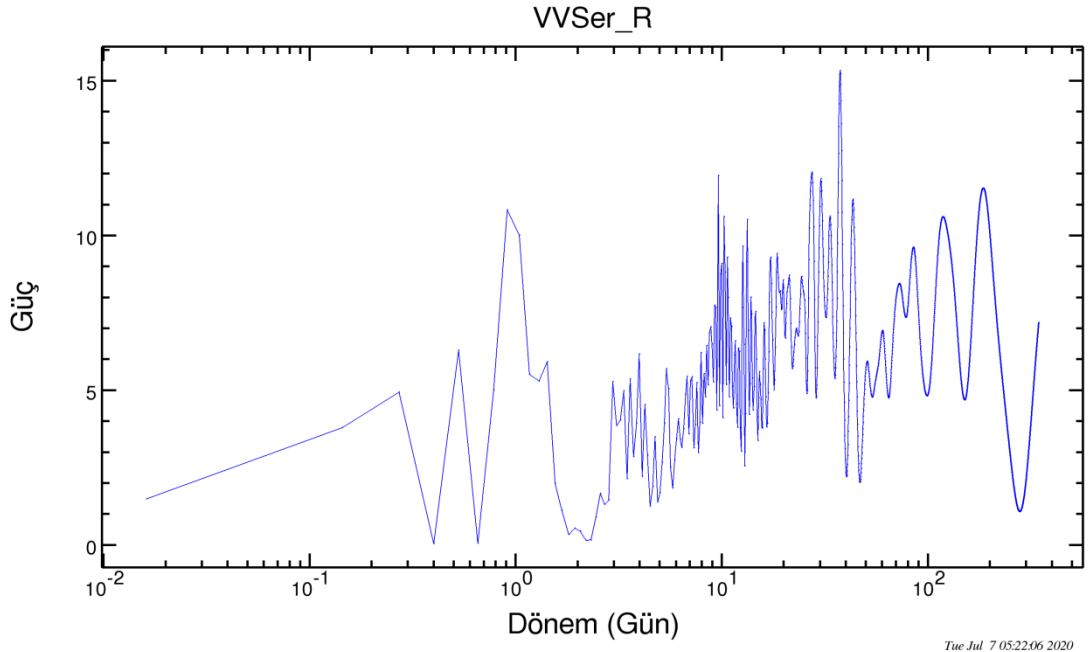
Şekil 4.86 V375 Lac yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



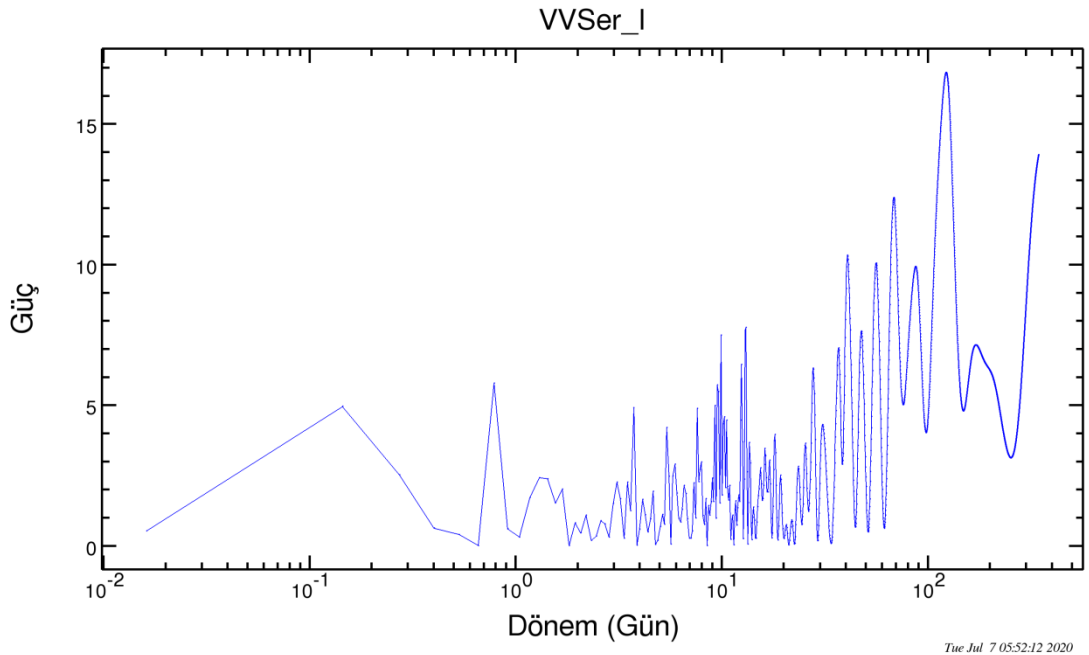
Şekil 4.87 V375 Lac yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



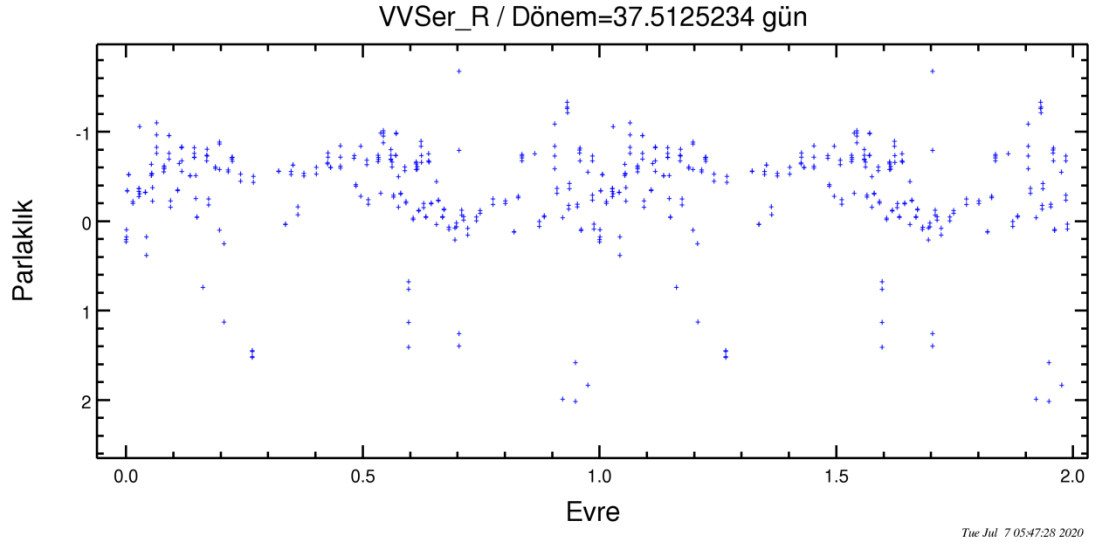
Şekil 4.88 V375 Lac yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



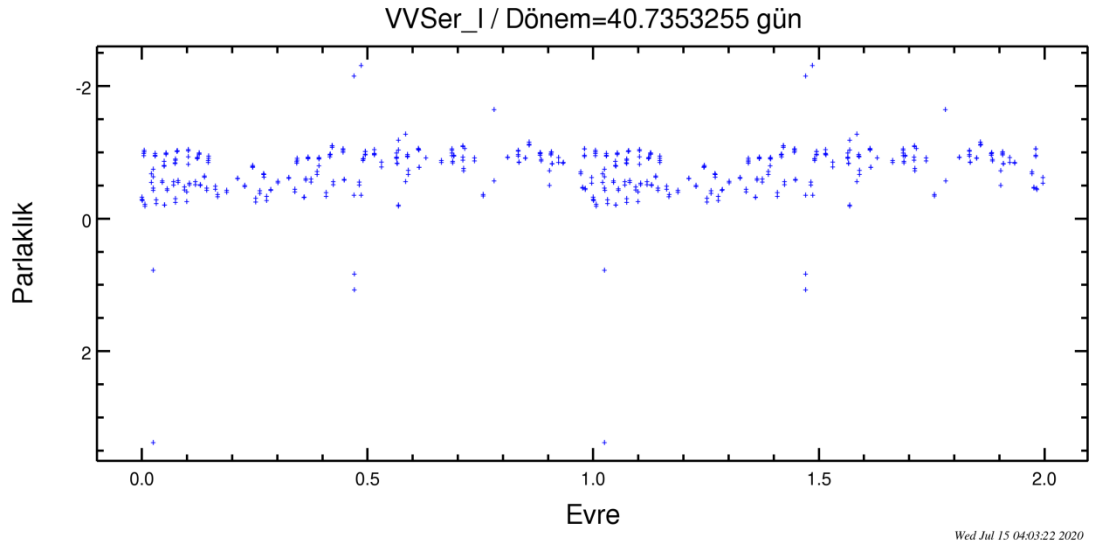
Şekil 4.89 VV Ser yıldızının R rengi için Lomb-Scargle periodogramı



Şekil 4.90 VV Ser yıldızının I rengi için Lomb-Scargle periodogramı



Şekil 4.91 VV Ser yıldızının R rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi



Şekil 4.92 VV Ser yıldızının I rengi için periodogramdan elde edilen en olası dönem değerine göre evrelendirilmiş ışık eğrisi

Çizelge 4.1 PGRAM programı ile hesaplanan en olası evreleri

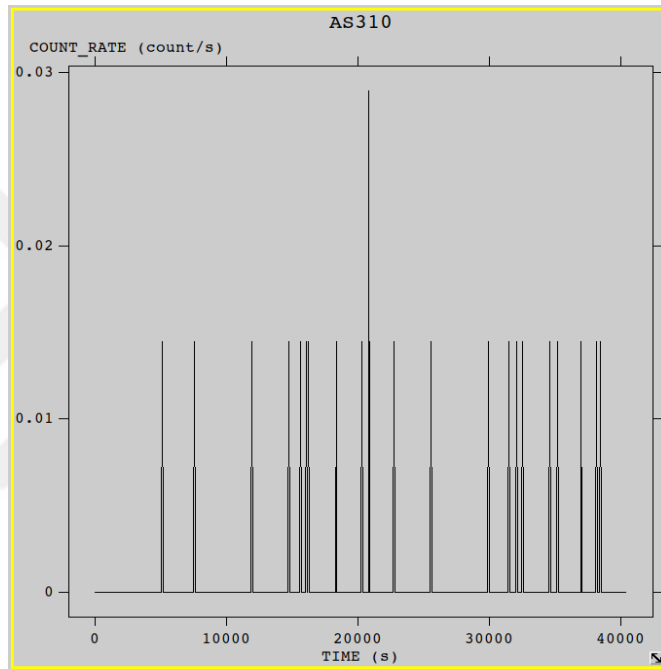
Metod : Periodogram: Lomb-Scargle (Scargle, 1982)

Sistem adı ve filtre						
AS 310	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	34	x	x	x	x	x
I	34	x	x	x	x	x
BO Cep	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	173	208.777	125.379	363.992	8.494	20.709
I	175	216.384	126.028	20.681	9.022	0.903
CQ Tau	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	241	51.445	8.183	32.074	94.348	14.281
I	243	48.597	32.280	8.234	25.768	0.934
HD141569	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	237	16.302	8.721	26.536	1.330	3.984
I	237	23.504	0.951	1.330	4.173	9.290
HD245185	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	174	14.434	1.752	1.096	3.895	2.364
I	174	1.009	0.878	14.346	7.087	5.688
LkHA 259	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	200	205.622	124.412	90.180	59.044	71.608
I	200	202.263	121.926	88.987	58.609	50.008
MacCH12	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	54	35.900	1.006	12.081	2.140	25.959
I	54	35.900	22.489	22.422	22.356	22.289
MWC1080	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	90	31.217	5.403	4.977	0.710	47.964
I	90	19.910	14.897	8.817	9.990	5.403
V361 Cep	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	174	346.737	1.999	1.002	17.760	60.453
I	174	1.999	101.351	35.715	346.737	17.760
V373 Cep	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	158	95.160	29.165	17.057	269.101	45.706
I	158	1.539	269.101	11.430	5.461	13.988
V375 Lac	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	40	30.522	17.708	4.093	6.295	1.490
I	40	5.895	19.710	4.093	45.739	9.098
VV Ser	N	P1 (g)	P2 (g)	P3 (g)	P4 (g)	P5 (g)
R	269	37.512	27.402	9.614	30.345	185.322
I	269	122.430	344.137	68.352	40.735	56.021

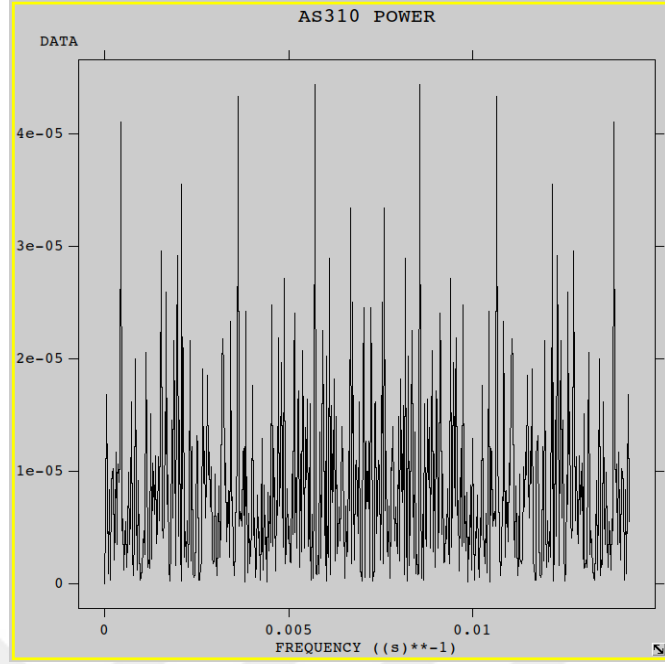
4.3 X-Işın Analizleri

4.3.1 T60-67 Proje yıldızları ile İlgili X-ışın bulguları

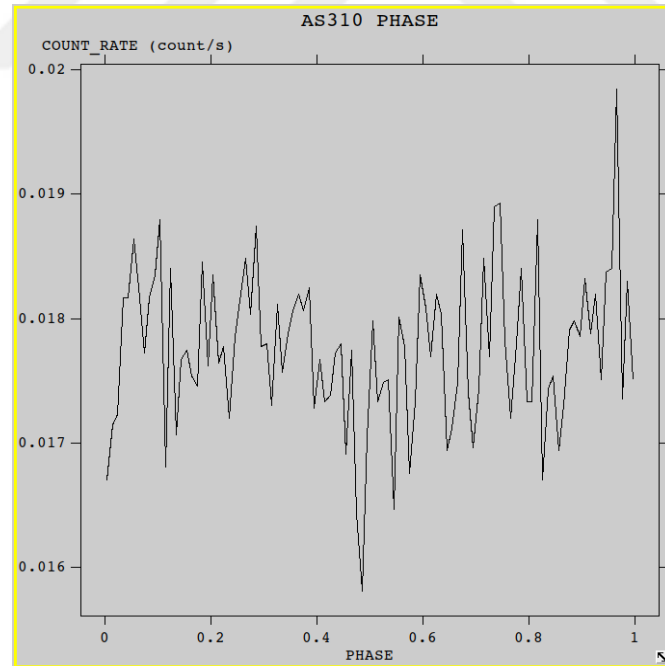
Tez çalışmasında tüm adayların X-ışın verisi açık Chandra arşivinden araştırıldı ve sadece AS 310, HD 141569, V373 Cep ve V361 Cep yıldızlarına ait veriler bulundu. Bu yıldızların analizlerine ait grafikler şekil 4.93 4.104 aralığında gösterildi.



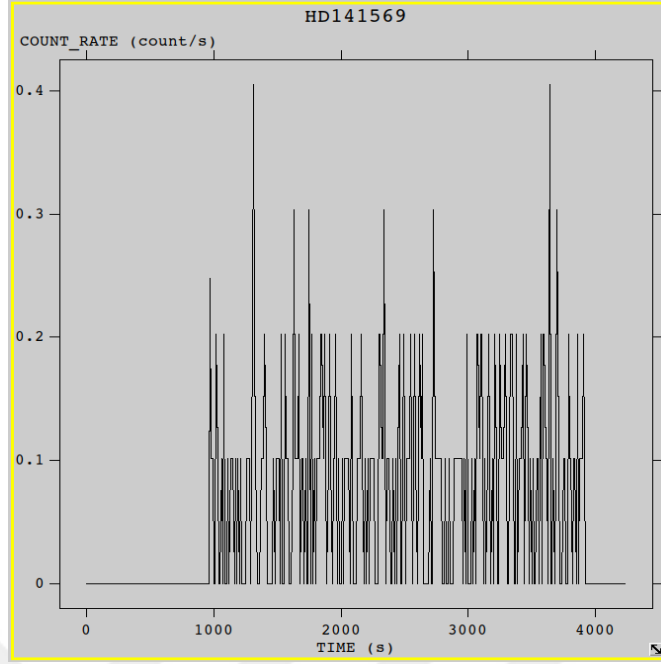
Şekil 4.93 AS 310'a ait zamana karşı X-ışın sayım değeri



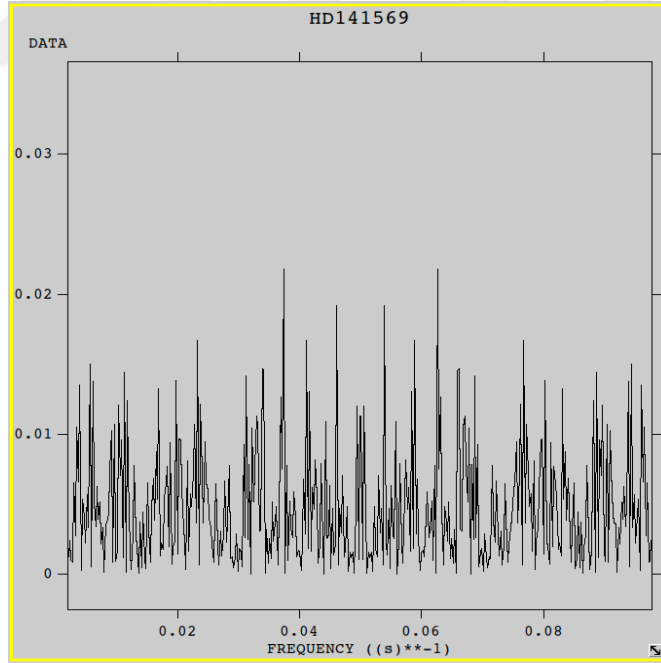
Şekil 4.94 AS 310'a ait güç spektrumu



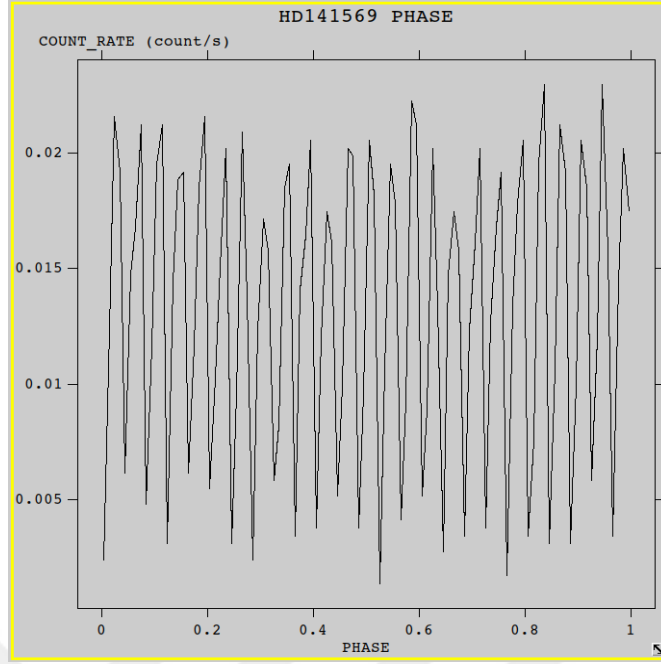
Şekil 4.95 AS 310'a ait evrelendirilmiş foton sayım değeri



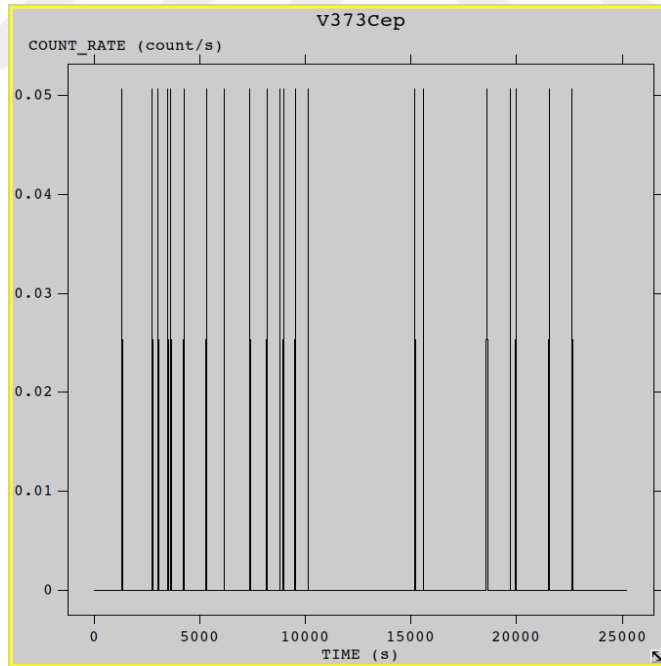
Şekil 4.96 HD 141569'a ait zamana karşı X-ışın sayım değeri



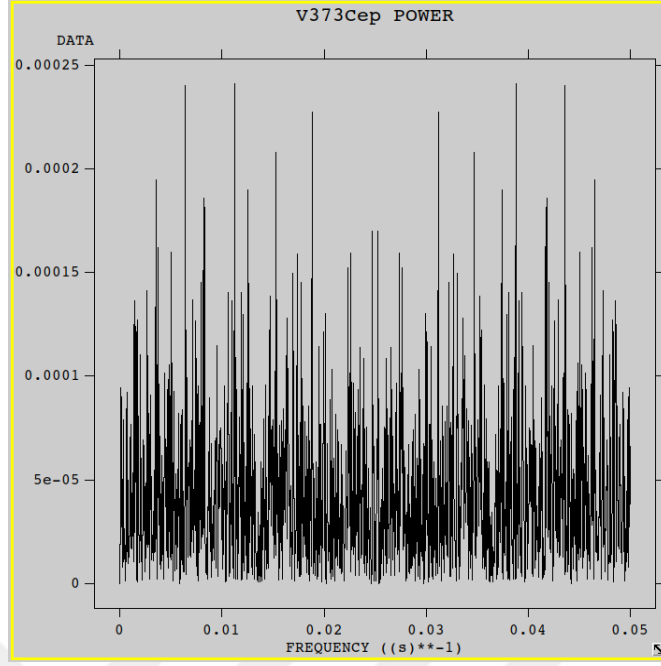
Şekil 4.97 HD 141569'a ait güç spektrumu



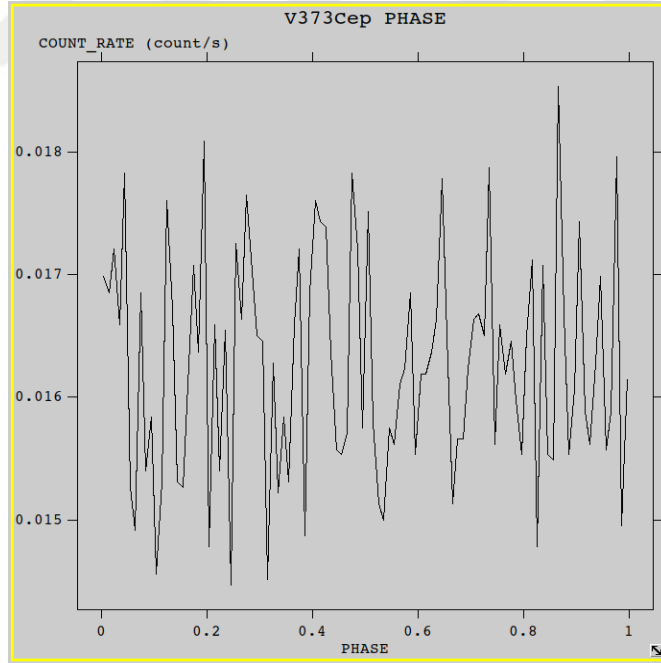
Şekil 4.98 HD 141569'a ait evrelendirilmiş foton sayım değeri



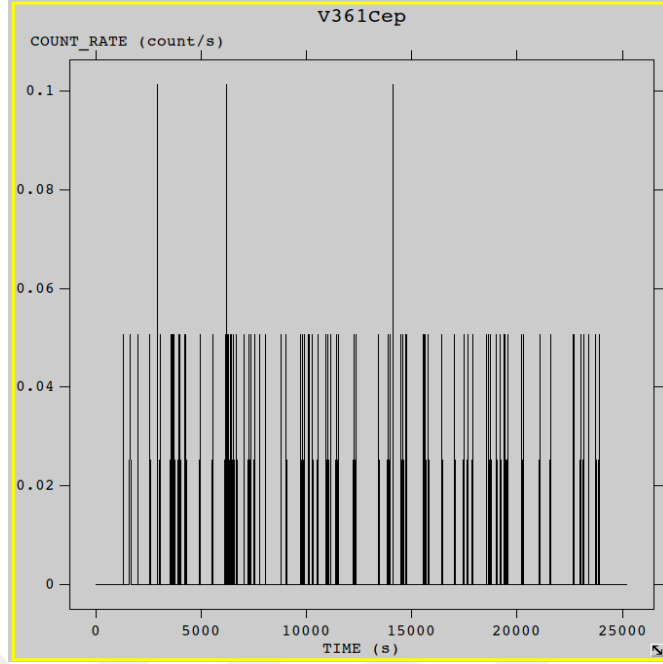
Şekil 4.99 V373 Cep'e ait zamana karşı X-ışın sayım değeri



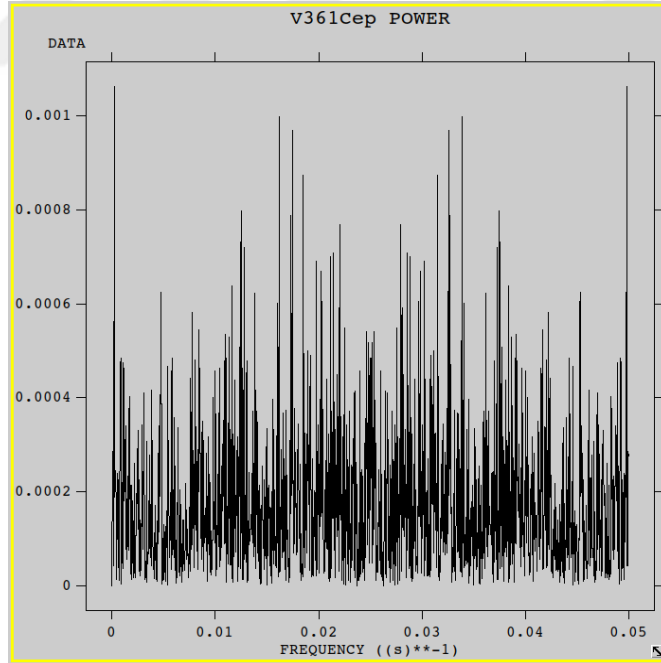
Şekil 4.100 V373 Cep'e ait güç spektrumu



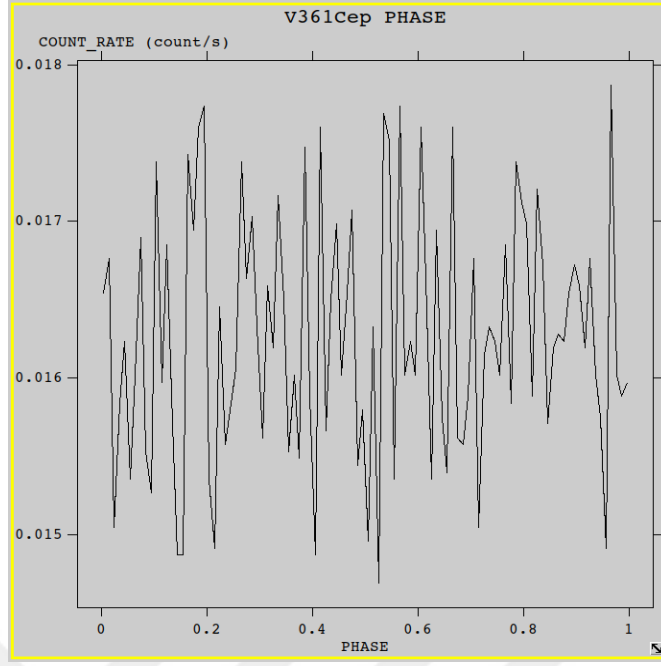
Şekil 4.101 V373 Cep'e ait evrelendirilmiş foton sayım değeri



Şekil 4.102 V361 Cep'e ait zamana karşı X-ışın sayım değeri



Şekil 4.103 V361 Cep'e ait güç spektrumu



Şekil 4.104 V361 Cep'e ait evrelendirilmiş foton sayım değeri

5. TARTIŞMA ve SONUÇ

Bu tezde seçilmiş bazı HAeBe yıldızlarının uzun dönemli (en az 1 yıl süreli) fotometrik gözlemleri gerçekleştirilerek yıldızların; değişim yapıları, genlikleri ve dönemlilikleri araştırıldı. Bu tür yıldızların yapısı gereği ışık eğrilerinde (fıskırma ve sönümlenme katkılarından dolayı) saçılma bandı çok geniş olabilmektedir. Bu saçılmış eğri içerisinde gizli olan (eğer varsa) dönemliliklerin görülebilmesi için, pek çok çevrim boyunca uzun dönemli olarak fotometrisinin yapılması gereklidir (örneğin; Wenzel (1991), tezde konu olan örneklerden BO Cep için 11 yıllık bir gözlem süresi sonucunda $P \approx 10.7$ gün dönem önermiştir. Benzer şekilde Chkhikvadze ve Janiashvili (2002) toplam 281 günlük gözlem sonucu, MWC 1080'e ait renk-parlaklık eğrilerini elde etmiştir. Herbst ve Shevchenko (1999) 1983-1998 (toplam ~ 15 yıl) arasında Maidanak Gözlemevinde, 230 HAeBe yıldızının 71000'den fazla fotometrik gözlemini yapmışlardır.

HAeBe yıldızları anakol öncesi genç cisimler olduklarından dolayı doğal olarak galaktik disk üzerinde bulunmaktadır. Bu nedenle ancak kış ve yaz dönemlerinde tüm gece gökyüzünde bulunabileceklerdir. Tez çalışmasında hedefler buna göre seçildiler ve özellikle robotik teleskoplar ile yapılacak gözlemler sayesinde, rasgele yapıdaki değişim profillerinin yakalanma olasılığının artacağı düşünüldü.

HAeBe yıldızları, esasen üç tür ışık değişimi sergiler. I. türde; yüzeyinde büyük soğuk leke barındıran yıldızın dönmesi sonucunda oluşan modülasyonlar değişime neden olmaktadır. II. türde yıldız yüzeyine doğru oluşan sıcak gaz akışı değişime neden olmaktadır. III. türde ise değişim UX Ori türü düzensiz değişim grubuna girmektedir (Herbst et al. 1994). Özellikle II. tür değişim gösteren HAeBe yıldızlarında, aşırı miktarda söndüklerinde U-B veya B-V renklerinde parlama görülebilmektedir (Herbst ve Shevchenko 1999). Çevresel maddenin yıldız yüzeyine düşmesi sonucu oluşan bu parlamanın, seçilen hedeflerin renk eğrilerindeki etkisi araştırıldı. Bunun yanı sıra, hedeflerin yüksek zaman çözünürlüğüne sahip X-ışın verisiyle çok kısa süreli dakika mertebesindeki değişimlerinin incelenmesi yapıldı. Bu sayede, gerek PMS yıldızların

evrimleri hakkında gerekse çevresel maddenin fiziksel koşulları hakkında daha fazla bilgi toplandı. Bu tür PMS cisimlerden yapıları gereği yüksek enerji bölgesinde ışıınım gelmesi beklenmemekle beraber, bazı üyelerinin X-ışın kaynakları olduğu görülmüştür (Stelzer vd. 2009, Hamaguchi vd. 2000). X-ışınımının mekanizması hala tam olarak açıklanamamakta ancak, (i) dinamo etkisi, (ii) yıldız rüzgarının çevresel madde/disk ile etkileşimi, (iii) artık manyetik alan, (iv) çözülmemiş geç tür bileşen katkısı gibi süreçler önerilmektedir. X-ışın verisi Fourier Transformu ile zaman analizine (örn. Scargle 1982, Kurtz 1985, Foster 1996) sokularak dönemli veya yarı-dönemli değişimler arandı.

Karşılaştırmalı X-ışın ve fotometrik veri analizleri yapılabilen dört hedef cisim için benzer sonuçlar elde edildi. Yıldızların kendilerinin doğrudan X-ışın yayıcıları olmadıkları bu dalgaboyunda alınan foton sayım değerlerinin zamanla değişmemesine ve zaman analizlerinde dönemlilik gözlenmemesine bağlı olarak bulundu. Fotometrik verilerin gösterdiği dönemlilik ile X-ışın verilerinin verdiği sonuçların uyuşmaması bu yıldızların çoklu sistemler olduğunu gösterdi. Renk – parlaklık grafikleri ise II. tür HAeBe yıldızlarında gözlemlenen, yıldız yüzeyine çevresel madde akımından kaynaklanan değişim ile uyumludur.

Bu çalışmada karşılaştırmalı veri analizi yapılabilen kaynaklar AS 310, HD 141569, V361 Cep ve V373 Cep'dir. Tüm yıldızlar için temel sonuçları aşağıdaki gibidir:

AS 310: S 61'deki H II bölgesi ile ilişki halinde olduğu önceki çalışmalardan bilinmektedir. Yıldızın ait ışık eğrisinde HAeBe yıldızlarına uygun olarak düzensiz salınımlar gözlenmiştir; ancak veri sayısının azlığı ve gözlem dönemi içerisinde T60 teleskobunun robotik özelliğinin düzgün çalışmamasından kaynaklanan takip sorunu ve odak ayarının bozulması fotometrik verileri olumsuz etkilemektedir ve bu yıldızın ait grafiklerin güvenilirlikleri azalmaktadır. Fotometrik verilerden elde edilen bir diğer sonuç renk (R-I) – parlaklık (I) grafiğinde yıldızın parlaklığı azalırken renk indeksinin artmasıdır. Bu durumun yıldızın II. tür değişim gösteren HAeBe yıldızlarında gözlemlendiği gibi, çevresel maddenin yıldız yüzeyine düşmesi sonucu oluşan parlama ile

uyumludur ve bu sonucu yıldıza ait önceki çalışmalar ile desteklemek mümkündür (örneğin: Brooke vd. 1993). X-ışın verilerine uygulanan Fourier Transformu ile zaman analizinde X-ışın dönelmliliğini gösteren güçlü bir pik gözlenmedi ve X-ışın değışeni olmadığı belirlendi. Yıldızın kendisinin X-ışın değışeni olmaması, ancak bu dalgaboyunda X-ışın salmanın gözlenmesi ve fotometrik verilerden elde edilen sonuçlara bakıldığında literatürde de belirtilen (Bastian ve Mundt 1979) çift sistem yapısına uygun olduğu görölmektedir.

BO Cep: Fotometrik verilerden yaklaşık 125 günlük dönem hesaplandı. HAeBe yıldızlarının birden fazla değışim dönemi göstermesi çevresel madde ile ilişkili olan fiziksel yapıları sebebiyledir. Yıldızın özellikle (B – V) renk – (V) parlaklık ile (V – R) renk – (R) parlaklık grafiklerinde, sönerken renk indeksinin arttığı gözlendi. Renk anormallikleri ek ışıınım kaynağının varlığını ile alakalıdır. Bu kaynağın yıldız üzerine düşen madde ile ilişkili olduğu önceki çalışmalarla da desteklenmektedir. X-ışın verisi olmadığından karşılaştırmalı olarak değeriendirilemedi.

CQ Tau: 1939'dan 2003'e kadar alınan fotometrik verilerden yaklaşık 21 yıllık bir periyodik bileşene sahip olduğu gözlenmiştir ve buna ilave olarak yapılan dönem analizi, yaklaşık 1020 gün kadar daha kısa ikinci bir devir ortaya çıkarmıştır. UX Ori türü yıldızların fotometrik değışimi, çevresel halkaların yok olmasından kaynaklanmaktadır, bu nedenle tespit edilen döngülerin her ikisi de, CQ Tau'nun halka biçimli diskindeki maddenin asimetric dağılımının varlığını göstermektedir (Shakhovskoj vd. 2005). TUG T60 ile alınan fotometrik verilerle yaklaşık 32 günlük dönem hesaplandı. Proje dönemine ait fotometrik verilerden elde edilen renk – parlaklık grafiklerinde yıldız sönerken meydana gelen ve çevresel maddenin neden olduğu renk anormalliği gözlenmedi. Yıldızın X-ışın verisi olmadığından karşılaştırmalı analizi yapılamadı.

HD 141569: Üçlü yıldız sistemidir. Eski çalışmaları çoğunlukla büyük yığılma diski üzerindedir. Yakın zamana kadar, kütleçekimsel olarak bağılı bir üçlü sistem olarak görölmektedir, ancak HD 141569A radyal hızının son ölçümleri bu hipotezi geçersiz kılmıştır. HD 141569 sisteminde, birinci yıldız yaklaşık dokuz yay-saniyede iki kırmızı

cüce yoldaşa (birbirinin etrafında dönen) sahiptir. Hem HAeBe yıldızlarının (emiyon çizgileri, bir yansıma bulutsusu ile ilişki) hem de anakol yıldızlarının özellikleri sergiler. van den Ancker vd. (1998), HD 141569'un HR diyagramındaki ZAMS'a çok yakın konumuyla tutarlı olarak bir geçiş nesnesi olabileceği sonucuna varmıştır. HD 141569'un $<10''$ dahilinde iki potansiyel arkadaş ilk olarak Rossiter (1943) tarafından tanımlanmıştır. Feigelson vd. (2003), HD 141569'un Chandra gözlemi sonucunda HD 141569A için X-ışın tespit etmiş ancak iki görsel yoldaştan X-ışını emisyonu bildirmemiştir. Stelzer (2008), aynı verilerin yeniden analizinde, HAeBe yıldızından gelen X-ışınlarının algılama sınırı altında kaldığını belirtmiştir ve benzer şekilde bu çalışmada yıldız için yapılan analizler herhangi bir X-ışın değişimi göstermedi. Kasım 2019'da HD 141569A'yı çevreleyen iç halkanın ilk polarimetrik tespitini yapılmıştır. Çalışma gezegen gelişimin temel özelliklerinin daha iyi belirlemeye yardımcı olmaktadır. Bruzzone vd. (2019), HD 141569 A yığılma diski, en az üç ve potansiyel olarak dört iç içe halkadan oluşmaktadır ve üç uzamsal yolla çözümlenmiş halka üzerinde spiral yapılar gözlenmiştir. Bu nedenle, dinamik olarak bozulan diskleri incelemek için mükemmel bir laboratuvarıdır. Yıldızla ait fotometrik verilerde yaklaşık 23 ve 26 günlük dönemler hesaplandı. Üretilen renk – parlaklık grafikleri çevresel maddenin yıldızla etkileşimini göstermektedir.

HD 245185: Fotometrik veri analizleri sonucu yaklaşık 14 günlük dönem hesaplandı. Yıldızla ait (U – B) renk – (B) parlaklık grafiğı hariç oluşturulan diğer renk – parlaklık grafiklerinde çevresel maddenin yıldızla düştüğünü gösteren değişim gözlemlendi. Yıldızın fotometrik analizine ait literatür bilgisi bulunmamaktadır ve X-ışın verisi olmadığından karşılaştırmalı analiz yapılmadı.

LkHA 259: Fotometrik analizleri V, R ve I bandlarında yapıldı ve renk – parlaklık grafiklerinde HAeBe yıldızlarına özgü çevresel maddenin yıldız yüzeyine düşüşüne ait değişim tespit edildi. Yıldızın dönem analizinden yaklaşık 205 ve 202 günlük değişimler tespit edildi. X-ışın verisi bulunmadığı için karşılaştırmalı analizi yapılmadı.

MacC H12: Yıldızın fotometrik verilerinden 22 ve 25 gün civarında dönemler tespit edildi. $(R - I)$ renk – (I) parlaklık grafiğinde çevresel maddenin yığılması ile ilgili bulgu gözlemlendi. Yıldızın ait X-ışın verisi olmadığı için karşılaştırmalı analiz yapılamadı.

MWC 1080: Yıldızın fotometrik verilerinden 5 gün civarında dönemlilik tespit edildi. Eski çalışmalar yıldızın saat ve dakika mertebesindeki değişimlerinin varlığını göstermiştir (örneğin: Chkhikvadze ve Janiasvili 2002). Elde edilen renk – parlaklık grafiklerinden çevresel madde ile etkileşim gözlemlendi. X-ışın verisi bulunmadığı için karşılaştırmalı analizi değerlendirilmedi.

V361 Cep ve V373 Cep: Aynı alan içerisinde yer almaktadır. 1000 pc mesafede ve düşük kütleli yıldızlardan oluşan bir kümeyle çevrili NGC 7129 yansıma bulutsusu (Hillenbrand vd. 1992; Finkenzeller ve Mundt 1984), moleküler madde yapılı ortamlarını dağıtan B türü yıldızlar **V361 Cep** (BD +65 1637) ve BD +65 1638 tarafından aydınlanmaktadır. V361 Cep'e ait analiz sonucu yıldızın X-ışın kaynağı olmadığı bu dalgaboyunda değişim yapmadığı tespit edildi. Yıldızın fotometrik analizi sonucu yaklaşık 17 günlük dönemlilik hesaplandı. Renk – parlaklık grafiklerinde ise madde aktarımına dair değişimi destekleyecek yapılar gözlemlendi. Üçüncü bir Herbig Be yıldızı, **V373 Cep** (LkHa 234 olarak da bilinir), kümenin doğu ucundaki moleküler bir sırt üzerinde bulunur. V373 Cep, NGC 7129'daki HAeBe yıldızlarının en küçüğüdür. Fotometrik veri analizi sonucu yaklaşık 269 günlük dönemlilik tespit edildi. Yıldızın X-ışın verilerine uygulanan zaman analizi sonucu dönemlilik bulunmadı ve yıldızın X-ışın değişimi olmadığı belirlendi. Bu sonuca benzer şekilde Stelzer (2008), ROSAT ve daha sonra Chandra ile yapılan gözlemlerinde V373 Cep için yüksek ve tutarlı olan bir X-ışını salması tespit edilmediğini bildirmiştir. Yıldızın fotometrik gözlemlerinde çevresel maddenin yıldız yüzeyine düşmesinden kaynaklanan parlama $(B - V)$ renk – (V) parlaklık ile $(R - I)$ renk – (I) parlaklık grafiklerinde gözlemlendi. Yıldız çevresindeki disk varlığını işaret eden bu değişim, önceki çalışmalarda tayfsal enerji dağılımının eğiminden tespit edilmiştir (Fuente vd. 2001).

V375 Lac: Yıldızın fotometrik verilerinden yaklaşık 4 günlük dönemlilik tespit edildi. Renk – parlaklık grafiklerinde çevresel maddenin yığılması ile ilgili bulgular gözlemlendi. Yıldızın ait X-ışın verisi olmadığı için karşılaştırmalı analiz yapılamadı.

VV Ser: Fotometrik verilerin analizinden eski çalışmaları destekler şekilde (örneğin Kopon vd. 2003) yaklaşık 37 ve 40 günlük dönemler bulundu. Yıldızın (V – R) renk – (R) parlaklık grafiğinde çevresel madde ile etkileşimini gösteren anormalliklerin tespiti yapıldı. X-ışın verisi olmadığı için karşılaştırılmalı analiz yapılmadı.

Bu çalışmada öncelikle analizi yapılan yıldızların fotometrik verilerinden elde edilen ışık eğrileri ve dönemler incelendi. En olası evrelerin seçimi, hedeflerin fotometrik değişimlerinin gün mertebesinde olmaması ve çıktıların güvenilirlikleri dikkate alınarak en güçlü verilerden yapıldı. Gözlemlerde teleskop, çevresel maddenin etkisinden dolayı, yıldızın görüntüsünü ancak R ve I bantlarında güçlü şekilde algıladı. Yıldızlar diğer bantlarda (özellikle U ve B) sönükleşerek teleskobun algılama sınırının altına indi ancak yine bu bantlarda elde edilen dönemlilik ve renk anormallikleri etkileşim halinde olunan disk yapısının kanıtıdır. Analizi yapılabilen X-ışını kaynaklarının kökenine ilişkin araştırmalar Stelzer, (2008) alışmasına benzer şekilde sonuçsuz kaldı. Mevcut X-ışın gözlemlerinde foton sayım değerlerinin az olması, yetersiz ayırma gücü, rüzgar özellikleri için veri tabanının bulunmaması veya homojen olmaması ve nicel tahminlerin olmaması nedeniyle hedeflerimizdeki potansiyel salma süreçlerinin uygulanabilirliği için daha ayrıntılı bir analiz mümkün değildir. Tezin amacı HAeBe yıldızlarının uzun dönemli davranışlarının araştırılması olduğundan, bu sistemlerin çevresel maddelerinin etkileri de göze alınarak özellikle R ve I bantlarında ilerleyen dönemlerde gözlemlerinin sürdürölmesi gerekmektedir.

KAYNAKLAR

- Adams, F.C., Lada, C.J., Shu F.H. (1988). The Disks of T Tauri Stars with Flat Infrared Spectra. *Astrophysical Journal*. 326:865–83.
- Aitken, D.K., Roche, P.F. (1981). Further infrared studies of the pre-main-sequence object HD 97048. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 196:39–44.
- Alecian, E., Catala, C., Wade, G. A. (2008). Magnetism in Herbig Ae/Be stars and the link to the Ap/Bp stars. *ArXiv e-prints*, 803.
- Allen, D.A., Baines, D.W.T., Blades J.C., Whittet, D.C.B. (1982). A survey of 3 μ m emission features in stellar spectra. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 199:1017–24.
- Appenzeller, I. (1994). Herbig Ae / Be Stars: The Interface Between Low-mass and High-mass star formation. *Astronomical Society of the Pacific*. 62:12–19.
- Appenzeller, I., Jankovics, I., Östreicher, R. (1984). Forbidden-line profiles of T Tauri stars. *Astronomy & Astrophysics*. 141: 108-15.
- Aschenbach, B. (2002). In-Orbit Performance of the XMM-Newton X-Ray Telescopes: Images and Spectra. *The International Society for Optics and Photonics*. 4496:8-22.
- Babel, J., Montmerle, T. (1997a). On the Periodic X-Ray Emission from the O7 V Star θ 1 Orionis C. *Astrophysical Journal*. 485:L29.
- Babel, J., Montmerle, T. (1997b). X-ray emission from Ap-Bp stars: a magnetically confined wind-shock model for IQ Aur. *Astrophysical Journal*. 323:121.
- Bastian, U., Mundt, R. (1979). UBV photometry of T Tauri stars and related objects. *Astrophysical Journal*. 36:57.
- Baştürk Ö. 2015 .Web Sitesi: http://ozgur.astrotux.org/ast413/Ders_02/Ders_02_Yildiz_Olusumu.pdf, AST413 Gezegen Sistemleri ve Oluşumu Ders Notları. Erişim Tarihi: 25.01.2015
- Beaulieu, J.P., Lamers, H.J.G.L.M., Grison, P., Julien, R., Lanciaux, C. (1996). Pre-Main-Sequence Stars Candidates in the Bar of the Large Magellanic Cloud. *Science*. 272:995–97.
- Beckwith, S.V.W., Sargent, A.I., Chini, R.S., Güsten, R. (1990). A Survey for Circumstellar Disks around Young Stellar Objects. *Astronomical Journal*. 99:924–45.
- Berghöfer, T. W., Schmitt, J. H. M. M., Cassinelli, J. P. (1996). The ROSAT all-sky survey catalogue of optically bright OB-type stars. *Astronomy and Astrophysics*. 118:481.
- Berghöfer, T.W., Schmitt, J.H.M.M., Danner, R., Cassinelli, J.P. (1997). X-ray properties of bright OB-type stars detected in the ROSAT all-sky survey. *Astronomy and Astrophysics*. 322:167–74

- Bernasconi, P., Maeder, A. (1996). Grids of pre-main sequence stellar models. The accretion scenario at $Z=0.001$ and $Z=0.020$. *Astronomy and Astrophysics*.120:57–61
- Bertout (1989). T Tauri Stars: Wild as Dust. *Astronomy and Astrophysics*. 27: 351-95
- Bertout, C., Basri, G., Bouvier, J. (1988). Accretion disks around T Tauri stars. *Astronomical Journal*. 330:350-73.
- Bibo, E., Thé, P.S. (1990). A study of the Herbig Ae-type star UX Orionis: its remarkable behaviour in the colour-magnitude diagram, and the properties of its dust shell. *Astronomy and Astrophysics*. 236: 155–64.
- Bibo, E., Thé, P.S. (1991). The type of variability of herbig Ae/Be stars. *Astronomical Journal*.89:319–34.
- Blades, J.C., Whittet, D.C.B. (1980). Observations of unidentified infrared features in the pre-main sequence star HD 97048. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 191: 701–9.
- Blondel, P.F.C., Talavera, A., Tjin, A., Djie H.R.E. (1993). Lyman-alpha emission in spectra of Herbig AE stars. An indication of accretion? *Astronomy and Astrophysics*. 268:624–40.
- Böhm, T., Catala, C. (1993). A spectral atlas of the Herbig AE star AB Aurigae. *Astronomy and Astrophysics*. 101:629–72.
- Böhm, T., Catala, C. (1994). Forbidden lines in Herbig Ae/Be stars: the O I (1F) 6300.31Å and 6363.79Å lines. I. Observations and qualitative analysis. *Astronomy and Astrophysics*. 290:167–75.
- Böhm, T., Catala, C. (1995). Rotation, winds and active phenomena in Herbig Ae/Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 301:155–69.
- Böhm, T., Hirth, G.A. (1997). Forbidden lines in Herbig Ae/Be stars: the O I (1F) 6300.31Å and 6363.79Å lines. II. Longslit observations of selected objects. *Astronomy and Astrophysics*. 324:177–84.
- Brooke, T.Y., Tokunaga, A.T., Strom, S.E. (1993). Dust Emission Features in 3micron Spectra of Herbig Ae/Be Stars. *Astronomical Journal*.106:656–71.
- Bruzzone, J., Metchev, S. (2019). Imaging the 44 AU Kuiper Belt-analogue debris ring around HD 141569A with GPI polarimetry. ArXiv astro-ph.SR. 1911-11814.
- Bunn, J.C., Drew, J.E. (1992). On the origin of the H I line emission associated with massive young stellar objects. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 255:449–59
- Blondel, P.F.C., Tjin, A. Djie, H.R.E. (1994) Detection of the accretion disk boundary layer of Herbig Ae/Be stars. *Astronomy Society of the Pasific Conference Series*. Vol 62: 211–14.
- Burrows, C.J., Krist, J.E., Stapelfeldt, K.R. (1995). HST Observations of the Beta Pictoris Circumstellar Disk. *Bulletin of the American Astronomical Society*. 187:3205.

- Cabrit, S., Edwards, S., Strom, S.E. (1990). Forbidden-Line Emission and Infrared Excesses in T Tauri Stars: Evidence for Accretion-driven Mass Loss? *Astronomical Journal*. 354:687–700.
- Casey, B.W., Mathieu, R.D., Suntzeff, N.B., Lee, C.W., Cardelli, J.A. (1993). The Spectroscopic Orbit and Synchronous Rotation of Herbig Ae/Be Star TY CrA. *Astronomical Journal*. 105:2276–90.
- Catala, C. (1988). Line formation in the winds of Herbig Ae/Be stars. The C IV resonancelines. *Astronomical and Astrophysical*. 193:222–28.
- Catala, C. (1989). Proc. ESO Workshop on Low Mass Star Formation and Pre-Main-Sequence Objects. ed. B Reipurth. 471–489. Garching: Eur. Space Obs.
- Catala, C. (1997). Short-term variability of photospheric lines in the pre-main sequence Herbig AE star AB Aurigae. *Astronomical and Astrophysical*. 319:176.
- Catala C. (1986). Short-term spectral variability in AB Aurigae: Clues for activity in Herbig AE stars. II – The CA II K line. *Astrophysical Journal*. 308: 791-804.
- Carroll, B. W., Ostlie, D. A., 2007. An Introduction to Modern Astrophysics (Pearson Addison-Wesley), 1278.
- Chandra CIAO, Web sitesi: <https://cxc.cfa.harvard.edu/ciao/>, Erişim Tarihi: 2020
- Chandra X-ışın Gözlemevi, Web Sitesi: https://cxc.harvard.edu/cdo/xray_primer.pdf, Erişim Tarihi: 2019
- Chandra Veri Arşivi, Web Sitesi: <https://cda.harvard.edu/chaser/>, Erişim Tarihi: 2019
- Chen, W.P., Graham, J.A. (1993). Ice grains in Corona Australis molecular cloud. *Astronomical Journal*. 409:319–26.
- Chkhikvadze, Janiashvili (2002). Photoelectric Investigation of the Herbig Ae/Be Star MWC 1080. *Astrophysics* 45, 400-407
- Cohen, M. (1975). Infrared Observations of Young Stars-VI A 2-TO 4-Micron Search for Molecular Features. *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*. 173:279–93.
- Cohen, M., Kuhi, L.V. (1979). Observational studies of premain sequence evolution. *Astronomical Journal*. 41:743–843.
- Corcoran, M., Ray, T.P., (1997). Forbidden emission lines in Herbig Ae/Be stars. *Astronomical and Astrophysics*. 321:189–201.

- Corporon, P., Lagrange, A.M., Bouvier, J. (1994). Direct determination of stellar and orbital parameters of the spectroscopic binary TZ CrA. *Astronomy and Astrophysics*. 282:L21–L24.
- D’Antona, F., Mazzitelli, I. (1994). New pre-main-sequence tracks for M less than or equal to 2.5 solar mass as tests of opacities and convection model. *Astronomical Journal*. 90:467–500
- Dachs, J., Wamsteker, W. (1982). Infrared photometry of southern Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 107:240–46.
- Damiani, F., Micela, G., Sciortino, S. (2006). Chandra X-ray observations of the stellar group near the Herbig Be star MWC 297-A revision of the X-ray properties of MWC 297. *Astronomy and Astrophysics*. 447-1041.
- Davies, J.K., Evans, A., Bode, M.F., Whittet, D.C.B. (1990). Photometric Monitoring of Pre main-sequence Stars-Part Three-Variability of Herbig Be-Stars. *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*. 274:517–22.
- Dougherty, S.M., Taylor, A.R. (1992). Resolution of the circumstellar gas around the Be star Persei. *Nature*. 359:808–10.
- Dorschner, J., Friedemann, C., Dorschner, J. (1971). The interpretation of the light variation of the SV cephei on the basis of circumstellar phenomena. *Astronomische Nachrichten*. 292:221–224.
- De Gouveia Dal Pino (2005). Astrophysical jets and outflows. *Advances in Space Research*. 35:908-924
- De winter (1997). The peculiar B[e] star HD 45677-II. Photometric behaviour and spectroscopic properties. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*. 121:275-299
- De Wit, W., Oudmajer, R., Van de Ancker, M., Calvet, N. (2014). Herbig Ae/Be Stars: The Missing Link in Star Formation. *Astronomical News*. 50-53. Workshop web page: <http://www.eso.org/haebe2014.htm>
- De Winter, D., Grady, C. A., Van den Ancker, M. E., Pérez, M. R., Eiroa, C. (1999). Episodic accretion around the Herbig Ae Star BF Orion Star. *Astronomy and Astrophysics*. 343-137.
- De Winter, D., Perez, M.R. (1994). A new catalogue of members and candidate members of the Herbig Ae Be stellar group. *Astronomy and Astrophysics*. 104:315–339.
- Drew, J.E., Busfield, G., Hoare, M.G., Murdoch, K.A., Nixon, C.A., Oudmaijer, R.D. (1997). MWC 297, B1. 5Ve: a zero-age main-sequence star in the Aquila Rift. *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*. 286:538–48.

- Edwards, S., Cabrit, S., Strom, S.E., Heyer, I., Strom, K.M., Anderson, E. (1987). Forbidden line and H-alpha profiles in T Tauri star spectra-A Probe of anisotropic mass outflows and circumstellar disks. *Astronomical Journal*. 321:473–95.
- Edwards, S., Ray, T.P., Mundt, R. (1993). Protostars and Planets III. *See Levy & Lunine*. 567–602.
- Efstathiou, A., Siebenmorgen, R. (1996). In The Role of Dust in the Formation of Stars. ed. HU Käufel, R Siebenmorgen. *ESO Astrophys. Symp.* 343–46. Berlin/Heidelberg: Springer Verlag.
- ESA/Hubble Web Sites: <https://spacetelescope.org/images/heic0601a/>, Erişim Tarihi: 2019
- Evans, A., Davies, J.K., Kilkenny, D., Bode, M.F. (1989). Photometric monitoring of pre-main sequence stars-II. BF Ori and UX Ori. *Monthly Notices of Royal Astronomical Society*. 237:695–705.
- Ferlet, R., Lecavalier des Etangs, A., Vidal-Madjar, A., Bertin, P., Deleuil, M. (1995). HST- GHRS observations of alpha pscis austrini. *Astronomy and Astrophysics*. 297:L5–L8.
- Fernandez (1995). Photometric observations of pre-main sequence objects. *Astronomy and Astrophysics Supplement Series*. 113:473
- Feigelson, E. D., Lawson, W. A., Garmire, G. P. (2003). The Chamaeleontis young stellar group and the characterization of sparse stellar clusters. *Astronomical Journal*. 599-1207.
- Finkenzeller, U. (1985). Rotational velocities, spectral types and forbidden lines of Herbig Ae Be stars. *Astronomical and Astrophysics*. 151: 340–48.
- Friedemann, C., Reimann, H.G., Gürtler, J. (1992). A cloudy circumstellar dust shell around SV Cephei. *Astronomy and Astrophysics*. 255:246–54.
- Finkenzeller, U., Mundt, R. (1984). The Herbig Ae Be stars associated with nebulosity. *Astronomy and Astrophysics*. 55:109–41.
- Finkenzeller, U., Jankovics, I., (1984). Line profiles and radial velocities of Herbig Ae/Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 57:285.
- Ferrière, K. M. (2001). The Interstellar Environment of Our Galaxy. *Rev. Observatoire Midi Pyrénées*. 1-30.
- Fuente, A., Martín-Pintado, J., Bachiller, R., Rodríguez-Franco, A., Palla, F. (2002). The history of mass dispersal around Herbig Ae/Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 387-977.

- Foster, G. (1996). Wavelets of period analysis of unevenly sampled time series. *Astronomical Journal*. 112:1709.
- Favata, F., Flaccomio, E., Reale, F. (2005). The origin of T tauri X-ray emission: new insights from the Chandra Orion Ultradeep project. *Astronomical Journal*. 160:469.
- Garrison, L.M., Anderson, C.M. (1977). Observation studies of the herbig ae be stars. I- high resolution H-alpha profiles. *Astrophysical Journal*. 218: 438–43.
- Gagné, M., Oksala, M. E., Cohen, D. H. (2005). Chandra HETGS Multiphase spectroscopy of Young Magnetic 0 star Orionis C. *Astrophysical Journal*. 628-986.
- Güdel, M., Telleschi, A. (2007). The X-ray soft excess in classical T Tauri stars. *Astronomy and Astrophysics*. 474:L25-L28.
- Gehrz, R.D., Hackwell, J.A., Jones, T.W. (1974). Infrared observations of Be stars from 2.3 to 19.5 microns. *Astrophysical Journal*. 191:675–84.
- Giardino, G., Favata, F., Micela, G., Reale, F. (2004). A large X-ray flare from the Herbig Ae star V892 Tau. *Astronomy and Astrophysics*. 413:669-679.
- Grady, C., Pérez, M.R. (1997). Observational overview of young intermediate mass objects: Herbig Ae Be stars. *Space Science Reviews*. 82(3-4):407-450.
- Grady, C., Pérez, M.R., Talavera, A., Bjorkman, K.S., De Winter, D. (1996). *The Pictoris phenomenon among Herbig Ae?Be stars. Uv and optical high dispersion spectra. Astronomy and Astrophysics*. 120:157–77
- Graham, J.A. (1992). Clumpy accretion onto premain sequence stars. *Publication of the Astronomical Society of the Pacific*. 104:479–88.
- Grinin, V.P. (1994). The Nature and Evolutionary Status of Herbig Ae/Be Stars. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*. 1994B, 63–70.
- Grinin, V.P., Thé, P.S., De Winter, D., Giampana, M., Rostopchina, A.N., (1994). The beta pictoris phenomenon among young stars. 1: the case of the herbig Ae star UX Orion. *Astronomy and Astrophysics*. 292:165–74.
- Güdel, M., Briggs, K.R., Arzner, K. (2007). The XMM-Newton extended survey of the Taurus molecular cloud (XEST). *Astronomy and Astrophysics*. 468: 353.
- Ghandour, L., Strom, S., Edwards, S., Hillenbrand, L. (1994). spectroscopic diagnostics of disk accretion in herbig ae be stars. *ASP conference series*. 62: 223–26.
- Hamann, F., Persson, S.E. (1992). Emission-line studies of young stars. III-correlations with the infrared excess. *Astrophysical Journal*. 394: 628-642.

- Hamann, F. (1994). Emission-line studies of young stars.4: The optical forbidden lines. *Astrophysical Journal*. 93:485–518.
- Hamaguchi, K., Yamauchi, S., Koyama, K. (2005). X-ray. *A study of herbig Ae Be stars*. *Astronomical Journal*. 618: 360.
- Hamaguchi, K., Terada, H., Bamba, A., Koyama, K. (2000). large X-ray flare from the Herbig Be star WC 297. *Astronomical Journal*. 532: 1111-2000.
- Hageman, T., Westerlund, B.E. (1985). The spectral energy distribution of stars above the zams in the central part of the open cluster NGC 6383. *Astronomy and Astrophysics*.151:391–98.
- Hartmann, L., Kenyon, S.J. (1996). The FU orions phenomenon. *Annu. Rev. Astronomy and Astrophysics*. 34:207–40.
- Hartmann, L., Kenyon, S.J., Calvet, N. (1993). The excess infrared emission of Herbig Ae Be stars-disks or envelopes. *Astrophysical Journal*. 407:219–231.
- Hartmann, L., Kenyon, S.J., Hewett, R., Edwards, S., Strom, K.M. (1989). Premain sequence disk accretion in *Z canis majoris*. *Astrophysical Journal*. 338:1001–1010.
- Hayashi, C. (1961). Stellar Evolution in Early Phases of Gravitational Contraction. *PAS Japan*.13: 450.
- Henning, Semenov (2013). Chemistry in Protoplanetary Disks. *American Chemical Society*.113,12,9016-9042
- Herbig, G.H., Bell, K.R. (1988). Third Catalogue of Emission-Line Stars of the Orion Population. *Lick Obs. Bull*. 1111:1.
- Herbig, G. H. (1960). The Spectra of Be- and Ae- Type Stars Associated with Nebulosity. *Astronomical Journal*. 4:337.
- Herbst, W. (1994). The Nature and Evolutionary Status of Herbig Ae/Be Stars. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*. 1994B, 62:35–38.
- Herbst, W, Holtzman, J.A., Phelps, B.E. (1982). Optical monitoring of Orion population stars. I-results for some T tari and Herbig Ae Be stars. *Astronomical Journal*. 87:1710–1729.
- Herbst, W., Holtzman, J.A., Klasky, R.S. (1983a). orion population stars.II Aeirregular variables and T Tari stars. *Astronomical Journal*. 88:1648–1664.

- Herbst, W., Shevchenko, V.S. (1999). A photoetric catalog of herbig ae be stars and discession of the nature and cause of the variations of UX orions stars. *Astronomical Journal*. 118:1043-1999.
- Heydari-Malayeri, M. (2008). L'enigma delle stelle massicce. *Le Scienze*. 475: 64-71.
- Hillenbrand, L.A., Meyer, M.R., Strom, S.E., Skrutskie, M.F. (1995). Isolated str forming regions containing herbig ae be stars.1:The yong stellar aggregate associatedwith BD+40deg 4124. *Astronomical Journal*. 109:280-97.
- Hubis Yoder, Diana Lyn. (2016). A Study of Herbig Ae Be Star HD 163296: Variability in CO and OH. All Theses. 2348.
- Hubrig, S. (2009). The stellar magnetic dynamo during the evolution across the main sequence. *Proceedings of the International Astronomical Union*. 5: 171-180.
- Hillenbrand, L. Y., Strom, S. E., Vrba, F. J., Keene, J. (1992). Herbig Ae/Be stars-intermediate-mass stars surrounded by massive circumstellar accretion disk. *Astronomical Journal*. 397: 613-643.
- Hünsch, M., Schmitt, J. H. M. M., Voges, W. (1998). The ROSAT all-sky catalogue of optically bright main-sequence stars and subgiant stars. *Astronomy and Astrophysic*. 132:155-171.
- Hyperphysics, Web Sitesi:
<http://hyperphysics.phy-astr.gsu.edu/hbase/thermo/adiab.html>, Erişim Tarihi 2019
- HR diyagramı, Web Sitesi:
<http://www.osservatoriofeynman.eu/kalos/?tag=diagramma-hr>, Erişim Tarihi: 2014
- IRAF, Web Sitesi:<http://iraf.noao.edu/>, Erişim Tarihi 2019
- IDL, Web sitesi: <https://www.harrisgeospatial.com/Software-Technology/IDL#language> Erişim Tarihi 2019.
- Ismailov N.Z., Garkin K.N. (2007). Synchronous UBVR photometry and spectroscopy of DI Cephei. *Astronomy Letters*. 33:113-120
- Kardopolov, VI, Sahanionok, VV, Phylipjev, GK. (1981). Results of photoelektric observations of the eclipsing systems TY Coronae Austrinae. *Peremennye Zvezdy*. 21:589-592.
- Kastner, J. H., Huenemoerder, D. P., Schulz, N. S., Canizares, C. R., Weintraub, D.A. (2002). Evidence for accretion:High-resolution X-ray spectroscopy of the classical T Tauri star TW Hydrae. *Astronomical Journal*. 567:434.

- Kurtz, D.W. (1985). An algorithm for significantly reducing the time necessary to compute a discrete fourier transform periodogram of unequally spaced data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 213: 773-776.
- Kenyon, S.J., Hartmann, L. (1987). Spectral energy distributions of T Tauri stars – Disk flaring and limits on accretion. *Astronomical Journal*. 323: 714.
- Kessler, M.S., Steinz, J.A., Anderegg, M.E., Clavel, J., Drechsel, G., (1996). The infrared space observatory mission. *Astronomical and Astrophysics*. 315:L27–L31.
- Knacke, R.F., Fajardo-Acosta, S.B., Telesco, C.M., Hackwell, J.A., Lynch, D.K., Russell, R.W. (1993). The siicates in the disk of beta pictoris. *Astronomical Journal*. 418:440–50.
- Kopon (2013). Keplerian Periodicity in the Photometric Variability of VV Serpentis. *Protostars and Planets VI*. Poster #2B057
- Lada, E.A., Strom, K.M., Myers, P.C. (1993b). Protostars and planets III, ed. *See Levy & Lunine*. 245–77.
- Lada, C.J. (1987). In Star Forming Regions. ed. N Peimbert, J Jugaku. *IAU Symp*. 115:1–18.
- Lada, C.J., Young, E.T., Greene, T.P. (1993a). Infrared iages of the young cluster NGC 2264. *Astrophysical Journal*. 408:471–83.
- Lada CJ, Alves J, Lada EA. (1996). Near-Infrared imaging of embedded clusters:NGC 1333. *Astronomical Journal*. 111:1964–76.
- Lagrange, A.M., Corporon, P., Bouvier, J. (1993). High resolution spectroscopic observations of Ty-coronae. *Astronomy and Astrophysics*. 274:785–95.
- Lagage, P.O., Pantin, E. (1994). Dust depletion in the inner disk of beta pictoris as a possible indicator of planets. *Nature*. 369:628–30.
- Lazzaro, D., Sicardy, B., Roques, F., Greenberg, R. (1994). Is there a planet around beta pictoris? perturbations of a planet on a circmstellar dust disk:2.tahe analytical model. *Icarus*. 108:59–80.
- Le Blanc (2010). Stratification of the elements in the atmospheres of blue horizontal-branch stars. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.
- Li, H., Dowell, D., Goodman, A., Hildebrand, R., Novak, G. (2009).Anchoring magnetic field in turbulent moleculer clouds. *Division of Physics, Mathematics and Astronomy, California Institute of Technology*. 320-347.

- Low, F.J., Smith, B.J. (1966). Infra-red observations of a preplanetary system. *Nature* 212:675–76.
- Malfait, K., Waelkens, C., Waters, L.B.F.M., Vandenbussche, B., Huygen, E., de Graauw, M.S. (1998b). The spectrum of young star HD 100546 observed with the infrared space observatory. *Astronomy and Astrophysics*. 332:L25-L28.
- Men'shchikov, A., Henning, T. (1997). Radiation transfer in circumstellar disks. *Astronomical and Astrophysics*. 318:879–907.
- Meeus, G., Waelkens, C., Malfait, K. (1998). HD 139614, HD 142666 and HD 144432: evidence for circumstellar disks. *Astronomy and Astrophysics*. 329:131-136.
- Mendoza, V. (1966). Infrared Photometry of T Tauri Stars and Related Objects. *Astronomical Journal*. 143:1010–14
- Montmerle, T., Augereau, J. C., Chaussidon, M. (2006). Solar System Formation and Early Evolution: the First 100 Million Years, in Earth, Moon, and Planets. *Springer*. 98:39–95. DOI:10.1007/s11038-006-9087-5.
- Mundt, R., Ray TP. (1994). The nature and evolutionary status of Herbig Ae/Be stars. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*.
- MYRAF, Web Sitesi: <http://myrafproject.org/>, Erişim Tarihi 2019
- Natta A. (1993). The temperature profile of T Tauri disks. *Astronomical Journal*. 412:761–70.
- Natta, A., Prusti, T., Krügel, E. (1993). Very small dust grains in the circumstellar environment of Herbig Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 275:527–33.
- Neiner, C., Mathis, S., Alecian, E., Emeriau, C., Grunhut, J. (2015). In polarimetry, edited by KN Nagendra, S.Bagnulo, R. Centeno and M. Jesus Martinez Gonzalez.. *Proceedings of the International Astronomical Union*. 305:61-66.
- Nisini, B., Milillo, A., Saraceno, P., Vitali, F. (1995). Mass loss rates from HI infrared lines in Herbig Ae Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 302:169–183
- Praderie, F., Simon, T., Catala, C., Boesgaard, A.M. (1986). Herbig Ae stars. I. The ultraviolet lines of mg II and Fe II. *Astronomical Journal*. 303, 311–26.
- Pérez, M.R., Grady, C.A. (1993). UV spectral variability in the herbig Ae star HR 5999. 11: The accretion interpretation. *Astronomy and Astrophysics*. 274:381–90.
- Prusti, T., Natta, A., Palla, F. (1994). Extended mid-infrared emission around Herbig Ae Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 292:593–98.

- Pogodin, M.A. (1994). Rapid line-profile variability of H-alpha and H-beta in the A-type shell star HD 163296. *Astronomy and Astrophysics*. 282: 141–50.
- Palla, F., Stahler, S. (1994). The nature and evolutionary status of Herbig Ae/Be stars. *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*. 62.
- Palla, F., Stahler, S.W. (1993). The premain sequence evolution of intermediate-mass stars. *Astronomical Journal*. 418:414–25.
- Palla, F., Stahler, S.W. (1990). The birthline for intermediate-mass star. *Astrophysical Journal*. 360:L47–L50.
- Palla, F., Stahler, S.W. (1999). Star Formation in the Orion Nebula Cluster. *The Astrophysical Journal*. 525:772-783
- Pérez, M.R., Thé, P.S., Westerlund, B.E. (1987). On the distances to the young open clusters NGC 2244 and NGC 2264. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*. 99:1050–66
- Peretto, N., Fuller GA, Cabral, AD., Avison, A. vd. (2013). Global collapse of molecular clouds as a formation mechanism for the most massive stars. *Astronomy and Astrophysics*. 555:112.
- Preibisch, T., Kim, Y.C., Favata, F., (2005). The origin of T Tauri X-ray emission: new insights from the Chandra Orion Utradeep Project. *Astrophysical Journal*. 160: 401.
- Poetzel, R., Mundt, R., Ray, T.P. (1989). Z CMa-A large-scale high velocity bipolar outflow traced by Herbig-Haro objects and a jet. *Astronomy and Astrophysics*. 224:L13–L16.
- Pgram, Web sitesi: <https://exoplanetarchive.ipac.caltech.edu/cgi-bin/Pgram/nph-pgram>
- Ray, T.R., Mundt, R. (1993). In STSci Symp. Astrophysical Jets. ed. D Burgarella, M Livio, C O'Dea, pp. Cambridge: Cambridge Univ. Press. 145-75.
- Roques, F., Scholl, H., Sicardy, B., Smith, B.A. (1994). Is there a planet around beta pictoris? perturbations of a planet on a circumstellar dust disk: 1. The numerical model. *Icarus*. 108:37–58.
- Rossiter, R. A. (1943). Fourth list of new southern double stars found at the Lamont-Hussey Observatory of the University of Michigan, at Bloemfontein, Orange Free State, South Africa. *Publ. Michigan Obs*. 8-133.
- Stahler, S.W. (1983). The birthline for low-mass stars. *Astrophysical Journal*. 274:822–829.
- Stahler, S.W., Palla, F. (2004). The Origins of Stars. *Wiley-VCH*. 865. ISBN 3-527-40559-3

- Shakhovskoj, D.N.(2005). Analysis of the Historical Light Curve of the UX Ori Star CQ Tau. *Astrophysics*. 48:135-142
- Shevchenko, V.S., Ezhkova, O., Tjin, A., Djie, H.R.E., van den Ancker, M.E., Blondel, P.F.C., De Winter, D. (1997). The FUOR characteristics of the PMS star BN Orionis-inferred from new spectroscopic and photometric observations. *Astronomy and Astrophysics*. 124:33–54.
- Sorelli, C., Grinin, V.P., Natta, A. (1996). Infall in Herbig Ae Be stars: what NA D lines tell us. *Astronomy and Astrophysics*. 309:155–62.
- Schöller, M., Brandner, W., Lehmann, T., Weigelt, G., Zinnecker, H. (1996). Simultaneous optical speckle masking and NIR adaptive optics imaging of the 126 mas Herbig Ae Be binary star NX Puppis. *Astronomy and Astrophysics*. 315:445-452.
- Spitzer, L. (1978). Physical Processes in the Interstellar Medium (*Wiley-Interscience, New-York*).
- Savage, B. D., Sembach, K. R. (1996). Interstellar abundances from absorption line observations with the hubble space telescope. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*. 34:279-329.
- Salpeter, E. E. (1955). The luminosity function and stellar evolution. *The Astrophysical Journal*. 121: 161.
- Stelzer, B., Micela, G., Hamaguchi, K., Schmitt, JHMM. (2008). On the origin of the X-ray emission from Herbig Ae/Be stars. *Astronomy & Astrophysics*. manuscript. 1-20.
- Swenson, F.J., Faulkner, J., Rogers, F.J., Iglesias, C.A. (1994). The hyades lithium problem revisited. *Astronomical Journal*. 425:286–302.
- Steinacker, J., Henning, T. (1996). In The Role of Dust in the Formation of Stars, ed. HU Käufel, R Siebenmorgen. *ESO Astrophys. Symp.* 355–60.
- Skinner, S.L., Yamauchi, S. (1997). ASCA Observations of the Barnard 209 Dark Cloud and an Intense X-Ray Flare on V773 Tauri. *The Astrophysical Journal*. 486:Number2.
- Scargle, J.D., (1982). Studies in astronomical time series analysis. II-statistical aspects of spectral analysis of recently spaced data. *Astrophysical Journal*. 263:835-853.
- Stelzer, B. (2009). New X-ray detections of herbig stars. *Astronomy and Astrophysics*. 493:1109-1119.

- Stelzer, B., Schmitt, J. H. M. M. (2004). X-ray emission from a etal depleted accretion shock onto the classical T tauri star TW Hya. *Astronomy and Astrophysics*. 418:687-697.
- Swartz, D. A., Drake, J. J., Elsner, R. F., (2005). The Herbig Ae star HD 163296 in X-rays. *Astrophysical Journal*. 628, 811
- Stelzer, B., Flaccomio, E., Montmerle, T., (2005), X-ray emission from early-type stars in the orion nebula cluster. The *Astrophysical Journal Supplement Series* . 160:557.
- Stelzer, B., Micela, G., Hamaguchi, K.,Schmitt, J. H. M. M. (2006). On the origin of the X-ray emission from Herbig Ae Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 457:223-235.
- Skinner, S. L., Güdel, M., Audard, M., Smith, K. (2004). New perspectives on the X-ray emission of HD 104237 and other nearby herbig Ae Be stars fro XMM-Newton and Chandra. *Astrophysical Journal*. 614: 221.
- The Virial Theorem, Web Sitesi:<http://hosting.astro.cornell.edu/academics/courses/astro201/vt.htm>,Erişim Tarihi: 2019
- Telesco, C.M., Knacke, R.F. (1991). Detection of silicates in the beta Pictoris disk. *Astrophysical Journal*. 372:L29–L31.
- Tout, C.A., Pringle, J.E. (1995). X-ray coronae from dynamos in young Ae Be stars. *Montly Notices of the Royal Astronomical Society*. 272:528–530.
- Telleschi, A., Güdel, M., Briggs, K. R. (2007). The first high-resolution X-ray spectrum of a Herbig star: AB Aurigae. *Astronomy and Astrophysics*. 468:541-556.
- TUG, Web Sitesi: <http://www.tug.tubitak.gov.tr/>, Erişim Tarihi 2019.
- TUG, Web Sitesi: http://www.tug.tubitak.gov.tr/t60_ozellikler.php, Erişim Tarihi: 2019.
- Voshchinnikov, N.V., Grinin, V.P. (1991). Dust around young stars. Model of envelope of the Ae Herbig star WW Vul. *Astrophysics* 34:84–95.
- Van den Ancker, M. E., de Winter D., Tjin A. Djie H. R. E.(1998). HIPPARCOS photometry of Herbig Ae/Be stars. *Astronomical and Astrophysics*. 330-145.
- Van den Ancker, M.E., Tjin, A., Djie, H.R.E., Catala, C., De Winter, D. (1997). HIPPARCOS data on Herbig Ae Be stars: an evolutionary scenario. *Astronomy and Astrophysics*. 324:L33–L36.
- Van den Ancker, M.E., Thé, P.S., Feinstein, A., Vásquez, R.A., De Winter, D., Pérez, M.R. (1997). A multiwavelenght study of star foration in the very young open cluster NGC 6530. *Astronomy and Astrophysics*. 123:63–82.

- Van den Ancker, M.E., De Winter, D., Tjin, A. Djie, H.R.E. (1998). HIPPARCOS photometry of Herbig Ae Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 330:145–54.
- Voshchinnikov, N., Molster, F.J. (1996). Circumstellar extinction of pre-main-sequence stars. *Astronomy and Astrophysics*. 312:243–55.
- Vigneron, C., Mangeney, A., Catala, C., Schatzman, E. (1990). Angular momentum transport in pre-main-sequence stars of intermediate mass. *Solar Physics*. 128:287–98.
- Waters, L.B.F.M., Marlborough, J.M. (1994). In Pulsation, Rotation and Mass Loss in Early-Type Stars. ed. LA Balona, HF Henrichs, JM Le Contel. *IAU Symp.* 162:399–411.
- Waters, L.B.F.M., Waelkens, C., van der Hucht, K.A., Zaal, P.A. (1998). ISO's View on Stellar Evolution. *Dordrechtklower Akademik publisher*. 255:525.
- Waters, L.B.F.M., Waelkens, C. (1998). Herbig Ae Be stars. *Astronomy and Astrophysics*. 36:233–266.
- Whittet, D.C.B., Williams, P.M., Bode, M.F., Davies, J.K., Zealey, W.J. (1983). Three-micron emission feature in Herbig Be Ae stars and related objects. *Astronomy and Astrophysics*. 123:301–306.
- Wenzel, W. (1968). Non-Periodic Phenomena in Variable Stars, ed. L Detre. *IAU Colloquium*. 4:61–73.
- Wenzel, W., Brückner, V. (1978). Photoelectric observations and extinction of the irregular variables BH and BO Cephei. *Mitt.Verand.Sterne*. 8:35–44
- Young, E.T. (2010). Con probabilità di stelle, in *Le Scienze*. 500: 76–83. URL consultato l'11 agosto 2010.
- Zatsjeva, G.V. (1973). Variable Stars. *Moscow* 19:63.
- Zatsjeva, G.V., Chugainov, P.S. (1984). Light variations of WW VUL and their interpretation. *Astrofizika*. 20:447–463.
- Zickgraf, F.J., Wolf, B., Leitherer, C., Appenzeller, I., Stahl, O. (1986). B(e)-supergiants of the magellanic clouds. *Astronomy and Astrophysics*. 163:119–134.
- Zeilik, M., Gregory, S. A. (1998). In: The Interstellar medium and star birth. *Introductory Astronomy and Astrophysics*. 284–299.

Zubavos, K., Sabulis, K., naujalis, R. (2013), Collapse and fragmentation of molecular clouds under pressure. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*. 442:2837-2854.

Zuckerman, B., (1973). A model of the Orion Nebula. *Astrophysical Journal*. 183: 863-870.

Zinnecker, H., Preibisch, T. (1994). X-ray emission from herbig Ae Be stars: a ROSAT survey *Astronomy and Astrophysics*. 292:152–64.



ÖZGEÇMİŞ

Adı Soyadı : Şakir Şenol ŞAHİN

Doğum Yeri: : Ankara

Doğum Tarihi : 8 Temmuz 1984

Medeni Hali : Evli

Yabancı Dili : İngilizce

Eğitim Durumu

Lise : Ankara Kalaba Yabancı Dil Ağırlıklı Lisesi (2002)

Lisans : Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri
Bölümü (2011)

Yüksek Lisans : Ankara Üniversitesi Fen Bilimleri Enstitüsü Astronomi ve Uzay
Bilimleri Anabilim Dalı (2020)

Çalıştığı Kurum ve Yıl

Sınav Eğitim Kurumları 2018 - halen