

ANKARA ÜNİVERSİTESİ
FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ

X PERSEİ YILDIZININ (HD 24534)
OPTİK VE MORÖTE TAYFLARININ İNCELENMESİ

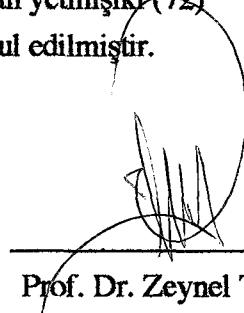
Kutluay YÜCE

YÜKSEK LİSANS TEZİ
ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ
ANABİLİM DALI

Bu tez 14/10/1996 tarihinde aşağıdaki jüri tarafından yetmişik (72) not takdir edilerek Oybırılığı/Oyçokluğu ile kabul edilmiştir.

S. Engin
Prof. Dr. Semanur ENGİN
(Danışman)

N. Yılmaz
Prof. Dr. Nihal YILMAZ


Prof. Dr. Zeynel TUNCA

ÖZET

Yüksek Lisans Tezi

**X PERSEI YILDIZININ (HD24534)
OPTİK VE MORÖTE
TAYFLARININ İNCELENMESİ**

Kutluay YÜCE

Ankara Üniversitesi
Fen Bilimleri Enstitüsü
Astronomi ve Uzay Bilimleri
Ana Bilim Dalı

Danışman: Prof.Dr.Semanur ENGİN
1996, Sayfa: 82

Jüri : Prof.Dr.Semanur ENGİN
Prof.Dr.Nihal YILMAZ
Prof.Dr.Zeynel TUNCA

Bu tez çalışmasında, Büyük Kütleli X-ışın çifti olan X Persei sisteminin optik ve moröte tayfları ile Ankara Üniversitesi Gözlemevinde yapılan fotoelektrik fotometri gözlemleri incelenmiştir. Trieste'deki Haute Provence Gözlemevi'nden getirilen optik tayfların çizgi tamları yapılmış, H_{α} ve H_{β} çizgi profillerinin dikine hızları ile eşdeğer genişlikleri ölçülmüştür. Ayrıca X Persei'nin IUE tayflarının çizgi tanısı yapılmıştır.

Fotoelektrik fotometri gözlemlerinden sistemin 1990'da girdiği disk kaybı evresinden 1993 yılında çıktıığı ve Kasım 1994'de maksimum parlaklığa ulaştıktan sonra parlaklığının azaldığı sonucuna varılmıştır.

Anahtar Kelimeler: Büyük kütleli X-ışın çifti, morötesi ve görsel bölge tayıfı, fotometri, X Persei, 4U 0352+30

ABSTRACT**Masters Thesis****Kutluay YÜCE**

Ankara University

Graduate School of Natural and Applied Sciences

Department of Astronomy and Space Science

Supervisor: Prof.Dr.Semanur ENGİN

1996, Pages: 82

Jury: Prof.Dr.Semanur ENGİN

Prof.Dr.Nihal YILMAZ

Prof.Dr.Zeynel TUNCA

In the present thesis, the optical and ultraviolet spectra, photometric observation carrying out at the Ankara University Observatory of a high mass Be/X-ray binary X Persei system have been investigated. The line identification were made, and radial velocities and equivalent widths of H α and H β lines were measured by using the profiles of the optical spectra taken from the Haute Provence Observatory in Trieste. The line identification were also made on the IUE spectra of X Persei.

From the photoelectric observations it was deduced that the system came into the disk lost phase in 1990, and came out from this phase in 1993, and the brightness diminished after it has a maximum level in 1994.

Key words: High mass X-ray binary, ultraviolet and optical spectra, photometry, X Persei, 4U 0352+30.

TEŞEKKÜR

Danışmanım ve değerli hocam Sayın Prof. Dr. Semanur Engin'e yaptığım çalışma sırasında vermiş olduğu bilgi, göstermiş olduğu destek ve yardımlar için; ayrıca hem tayfsal hem de fotometrik çalışma imkanı sağladığı için teşekkür ederim.

Çalışmamın çeşitli aşamalarında bilgilerinden yararlandığım Sayın Yrd.Doç.Dr. Fehmi Ekmekçi, Araş Gör. Ayvur Akalın, Birol Gürol, F.Fikri Özeren ve diğer arkadaşlarımı teşekkür ederim.

Ayrıca yoğun çalışmalarım sırasında bana gösterdikleri maddi ve manevi desteklerinden dolayı Seydişehir'deki aileme de teşekkür ederim.

İÇİNDEKİLER

ÖZET.....	i
ABSTRACT.....	ii
ÖNSÖZ ve TEŞEKKÜR.....	iii
İÇİNDEKİLER.....	iv
ŞEKİLLER DİZİNİ.....	v
ÇİZELGELER DİZİNİ.....	viii
1. GİRİŞ.....	1
1.1. Be Yıldızları.....	2
1.2. X-Işın çiftleri.....	11
1.2.1. Küçük Küteli X-Işın Çiftleri (LMXB).....	12
1.2.2. Büyüyük Küteli X-Işın Çiftleri (HMXB).....	13
1.2.3. Kütle Transfer Türleri.....	14
2. X PERSEI SİSTEMİ.....	16
3. X PERSEI'NİN OPTİK FOTOMETRİSİ.....	20
3.1. Uzun Dönemli Değişimler.....	20
3.2. Kısa Süreli değişimler.....	23
3.3. Geçici Değişimler.....	24
4. X PERSEI'NİN GÖRSEL BÖLGEDEKİ ÖZELLİKLERİ.....	26
5. X PERSEI'NİN X-IŞIN ÖZELLİKLERİ.....	30
6. X PERSEI'NİN KIRMIZİOTE BÖLGEDEKİ ÖZELLİKLERİ.....	33
7. X PERSEI'NİN IUE GÖZLEMLERİ.....	34
8. GÖRSEL BÖLGE TAYFLARININ İNCELENMESİ.....	36
8.1. Dikine Hızlar.....	44
8.2. Eşdeğer Genişlikler.....	46
9. MORÖTE TAYFLARININ İNCELENMESİ.....	49
9.1. Tayf Çizgilerinin İncelenmesi.....	51
9.2. Sıcaklık ve Yüzey Çekim İvmesinin Bulunması.....	53
9.3. Sistemin Uzaklığının Tayini.....	59
10. FOTOELEKTRİK FOTOMETRİ GÖZLEMLERİ.....	60
11. SONUÇLAR.....	67
KAYNAKLAR.....	69
EKLER.....	72
Ek-1.....	72
Ek-2.....	74
Ek-3.....	75
Ek-4.....	82

ŞEKİLLER DİZİNİ

Şekil 1.1.1. Be türü yıldızların çizgi tayfları.....	3
Şekil 1.1.2. Be yıldızlarında vsini dağılımı.....	4
Şekil 1.1.3. Yıldız dönme eksenlerinin dağılımı.....	5
Şekil 1.1.4. Karalı dönen bir yıldız grubundan rastgele seçilmiş örneklerin gözlenmiş dönme hızı dağılımı.....	6
Şekil 1.1.5. Maksimum gözlenen vsini hızları ve anakol yıldız modellerinin kritik dönme hızlarının dağılımı.....	7
Şekil 1.1.6. \varnothing Per'in kırmızıöte, görsel ve moröte çizgi profilleri.....	8
Şekil 1.1.7. Be yıldızlarının HR diyagramındaki konumu.....	10
Şekil 2.1. X Persei'nin 1967-1974 yıllarını içeren dikine hız eğrisi.....	17
Şekil 2.2. X Persei ve \varnothing^1 Ori'nin 31 Ocak 1983 tarihli görsel bölge tayfi.....	18
Şekil 2.3. X Persei ve \varnothing^1 Ori'nin 04 Ekim 1983 tarihli görsel bölge tayfi.....	18
Şekil 3.1.1.X Persei'nin 1888-1973 yıllarını içeren V bandı ışık eğrisi.....	21
Şekil 3.1.2 . X Persei'nin 1964-1992 yıllarını içeren V bandı ışık eğrisi.....	21
Şekil 3.1.3. X Persei'nin 1964-1992 yıllarını içeren (B-V) renk eğrisi.....	22
Şekil 4.1. X Persei'nin 22 Ekim 1981 tarihli $H\alpha$ çizgi profili.....	26
Şekil 4.2. X Persei'nin 2 Şubat -2 Eylül 1990 tarihlerine ait $H\alpha$ çizgi profili.....	27
Şekil 4.3. X Persei'nin $H\alpha$ eşdeğer genişliğinin zamana bağlı değişimi.....	28
Şekil 4.4. X Persei'nin $H\alpha$ eşdeğer genişliğinin V bandı parlaklığuna bağlı değişimi.....	29
Şekil 5.1. X Persei'nin X-ışın bölgesinde gözlenen uzun dönemli puls dönemi.....	31
Şekil 5.2. X Persei'nin 2-10 keV enerji aralığındaki uzun dönemli X-ışın ışık eğrisi.....	31
Şekil 6.1. X Persei'nin 1970-1992 yıllarını içeren J,H,K bantlarındaki ışık eğrileri.....	33

Şekil 7.1. X Persei'nin SWP 2978 kamerası ile yüksek ayırma gücünde alınan SiIV(1) çizgisi.....	34
Şekil 7.2. X Persei'nin SWP 2978 kamerası ile yüksek ayırma gücünde alınan CIV(1) çizgisi.....	34
Şekil 8.1. Hα çizgisinin evreye bağlı değişimi.....	38
Şekil 8.2. Hβ çizgisinin evreye bağlı değişimi.....	39
Şekil 8.3. HeI (λ3819Å) çizgisinin evreye bağlı değişimi.....	40
Şekil 8.4. HeI (λ4471Å) çizgisinin evreye bağlı değişimi.....	41
Şekil 8.5. HeII (λ4686Å) çizgisinin evreye bağlı değişimi.....	42
Şekil 8.6. CaII K çizgisinin evreye bağlı değişimi.....	43
Şekil 8.1.1. X Persei'nin 1920-1974 yıllarına ait Balmer soğurma çizgileri ile 1980 yılına ait HeI çizgilerinin dikine hızları.....	45
Şekil 8.1.2. X Persei'nin 1920-1974 ve 1980 yıllarına ait HeI çizgilerinin hızları.....	45
Şekil 8.1.3. HeI ve Hβ salma çizgilerin dikine hızlarının zamana göre değişimi.....	46
Şekil 8.2.1. Hα eşdeğer genişliğinin zamana göre değişimi.....	47
Şekil 9.1.1. SiIV($\lambda\lambda$1394, 1402Å) çizgisinin evreye göre değişimi.....	52
Şekil 9.1.2. CIV(λ1548, 1550Å) çizgisinin evreye göre değişimi.....	52
Şekil 9.2.1. X Persei'nin sönümleme etkisinden arındırılmamış düşük ayırma güçlü tayfi.....	55
Şekil 9.2.2. X Persei'nin E(B-V)=0.35 renk artığı değeri için düzeltilmiş düşük ayırma güçlü tayfi.....	56
Şekil 9.2.3. X Persei'nin E(B-V)=0.45 renk artığı değeri için düzeltilmiş düşük ayırma güçlü tayfi.....	57
Şekil 9.2.4. X Persei'nin düşük ayırma güçlü tayfına Kurucz atmosfer modelinin uygulanması.....	58
Şekil 10.1. X Persei'nin 1994-1996 yıllarını içeren UVB bandı ışık eğrileri.....	63

Şekil 10.2. X Persei'nin 1993-1996 yıllarına ait standart

V bandı ışık eğrisi.....	64
Şekil 10.3. X Persei'nin (B-V) renk eğrisi.....	65
Şekil 10.4. X Persei'nin (U-B) renk eğrisi.....	66

ÇİZELGELER DİZİNİ

Çizelge 1.2.1. X-ışın çiftlerinin sınıflandırılması.....	11
Çizelge 1.1.2. Bazı X-ışın çift sistemine ait parametreler.....	12
Çizelge 4.1. H α eşdeğer genişliklerinin zamana göre değişimleri.....	28
Çizelge 8.1. X Persei yıldızının görsel bölge tayfları ile ilgili bilgiler.....	36
Çizelge 8.1.1. X Persei'nin bazı çizgilerinin dikine hız değerleri.....	44
Çizelge 8.2.1. H α (λ 6562.817Å) çizgisinin eşdeğer genişlikleri (Å).....	46
Çizelge 8.2.2. X Persei'nin H β , HeI(22), HeI(14) ve HeII(1) çizgilerinin eşdeğer genişlikleri (Å).....	47
Çizelge 8.2.3. H β eşdeğer genişliğinin zamana göre değişimi.....	48
Çizelge 9.1. IUE tayflarındaki S_{λ}^{-1} ve C_{λ}^{-1} katsayılarına ilişkin bilgiler.....	50
Çizelge 9.2. X Persei'nin IUE tayflarına ilişkin bilgiler.....	50
Çizelge 9.1.1. SiIV çizgilerinden bulunan terminal hızlar	51
Çizelge 9.1.2. Kısa dalgaboyunda, temiz profil gösteren çizgilerin dikine hızları..	53
Çizelge 10.1. X Persei'nin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan fotoelektrik fotometri gözlemlerine ilişkin bilgiler.....	60
Çizelge 10.2. Teleskoba ait dönüşüm katsayıları.....	61

1. GİRİŞ

Aralarındaki karşılıklı kütlesel çekim nedeni ile birbirlerine bağlı iki veya daha fazla yıldızdan meydana gelmiş sistemlere çift yıldızlar denir. Bir çift yıldız sisteminde büyük kütleyi bileşen "baş yıldız" ve küçük kütleyi bileşen "yoldaş yıldız" olarak adlandırılır. Çift yıldızlar optik ve fiziksel olmak üzere ikiye ayrılırlar:

Optik çift yıldızlar; gerçekte birbirine yakın olmayan, koordinatlarının birbirine yakın olması nedeni ile aynı doğrultuda görülen çiftlerdir.

Fiziksel çift yıldızlar; bileşenleri birbirlerinin kütlesel çekimi altındaki çiftlerdir. Bu sistemler çift olduklarını gösteren bulunuş yöntemlerine göre üç grupta toplanırlar.

1. Teleskopun göz merceğinde veya teleskoba bağlı fotoğraf plağı üzerinde iki ayrı yıldız olduğu ortaya çıkan ve bunların zamanla ortak kütleyi etrafında dolandıkları saptanan çift yıldızlar "**Görsel Çift Yıldızlar**" olarak adlandırılırlar.

2. Bazı çift yıldızlar birbirine çok yakın olduğundan görsel olarak ayrı görülemezler. Ancak sistemin tayfindaki bazı tayf çizgilerinin önemli olarak yer değiştirmesinden çift oldukları saptanan çift yıldızlar "**Tayfsal Çift Yıldızlar**" olarak adlandırılırlar. Eğer sistemin tayfında tek bir bileşene ait tayf çizgisi görülebiliyorsa, sistem "tek çizgili tayfsal çift", iki bileşene ait tayf çizgileri görülebiliyorsa "çift çizgili tayfsal çift" olarak bilinir.

3. Parlaklılığı önemli olarak değişen ve çeşitli zamanlarda yapılan parlaklık ölçümlerinden onların çift oldukları anlaşılan sistemler "**Örten Çift Yıldızlar**" olarak adlandırılırlar. Bu sistemlerin yörunge düzlemi bakış doğrultumuza yakın olduğu için iki yıldız birbirini sırayla örtecek ve böylece toplam parlaklıklarında önemli bir değişim olacaktır. Parlaklığın zamana bağlı değişimini gösteren grafiğe, "**ışık eğrisi**" denir.

Tek çizgili tayfsal bir çift yıldız olan X Persei (HD 24534), X-ışın kaynağı 4U 0352-30'un optik bileşenidir. X Persei (kısaca X Per) sistemi hakkında ayrıntılı bilgi 2. Bölümde verilmektedir. Bu çalışmanın amacı, bir X-ışın çifti ve aynı zamanda bir Be yıldızı olan X Persei sistemini literatür taraması ile tanıdıktan sonra görsel bölge ve IUE (International Ultraviolet Explorer) uydusu ile alınan moröte bölge tayfları incelenerek tayf çizgilerinin tanısının yapılması, bu bölgelerdeki blend olmayan temiz çizgilerin dikine hızların ölçülmesidir. Ayrıca çalışmanın son kısmında X Persei yıldızının fotometrik değişimini de incelenmiştir.

1.1. Be YILDIZLARI

Tayfsal olarak gözlenen ilk Be türü yıldız, Gamma Cassiopeiae (γ Cas) yıldızıdır. γ Cas yıldızının tayfsal gözlemlerinde, H β çizgisinin salma halinde olduğu tespit edilmiştir. Curtis(1911)'in salma çizgili yıldızlar olarak sınıflandırdığı bu grup yıldızlar, 1922 yılında Roma'da yapılan IAU'nun 29. Komisyonunun toplantısında "Be yıldızları" olarak isimlendirilmiştir. Be türü yıldızlar, önceleri tayflarında salma çizgileri bulunan B tayıfından yıldızlar için kullanılırken, daha sonra salma özelliği gösteren Balmer çizgilerine sahip diğer yıldızlar (Oe vb.) için de kullanılmıştır (Kitchin 1982).

Be türü yıldızların tayfsal özellikleri

Be türü yıldızların tayflarında; normal B tayıfından bir yıldızın sürekli tayıfı ve soğurma çizgileri görülür. Soğurma çizgileri, hızlı dönmeden dolayı genellikle genişlemiştir. Be türü yıldızların tayflarında geniş soğurma çizgilerinden daha az genişliğe sahip olan salma çizgileri de mevcuttur. Salma çizgileri, genellikle geniş soğurma çizgileri üzerine simetrik bir şekilde binmiş durumda olmalarına rağmen, salmalar bazen soğurma çizgilerinin kırmızı veya mavi kanadında olabilmektedir. Salma çizgileri tek veya çift pikli bazen de çok karmaşık bir yapıda olabilirler. Be türü yıldızların belki de en belirgin tayfsal özelliği, Balmer çizgilerinin salma yapısı göstermeleridir; en kuvvetli salma çizgisi, H α çizgisidir. Balmer serisinin sonuna doğru çizgilerin salma yapısı zayıflamaktadır. Diğer taraftan bazı Be türü yıldızlarda, HeI $\lambda 5876\text{\AA}$ çizgisi ve FeII çizgileri de salma halindedir.

Bazı Be yıldızlarında da çok keskin soğurma çizgileri görülür. Bunlar genellikle geniş salma veya soğurma halindeki H çizgilerinin merkezlerindeki çok keskin soğurma bileşenleri olarak gözlenirler. Bazen de metal çizgileri basit keskin soğurma çizgileri şeklindedir. Bazı yazarlara göre bu çizgiler yıldız etrafındaki bir kabukta (shell) meydana gelmektedir.

Be türü yıldızların tayflarında görülen değişimler

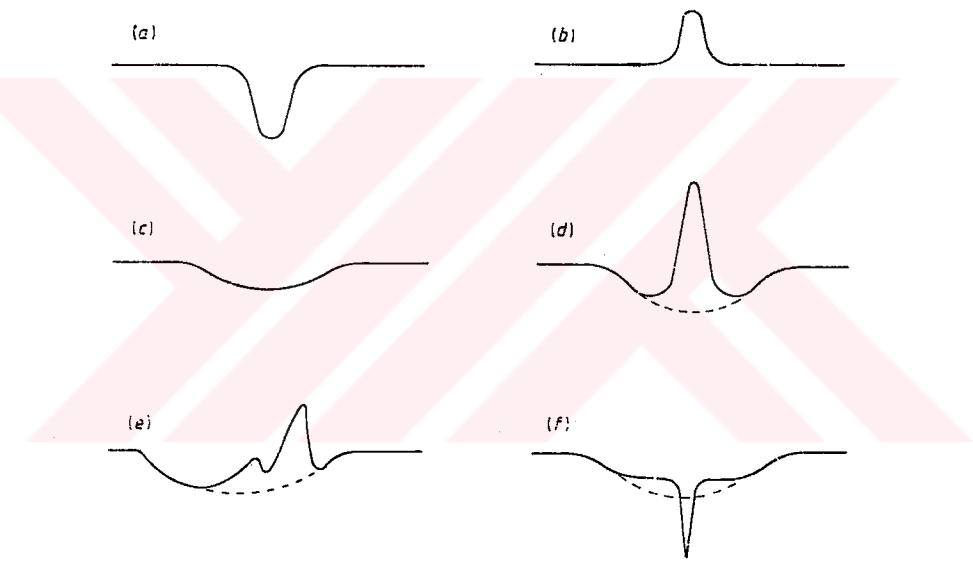
1. V/R değişimi: Çift pikli salma profilindeki mavi bileşenin ışınım şiddetinin kırmızı bileşenin ışınım şiddetine oranıdır. Shell'in radyal pulsasyonu V/R değişimine neden olabileceği gibi sistem görünmeyen bir yoldaşa sahip ise, bileşenlerin "tidal instability" yani çekimsel kararsızlığı da bu türlü bir değişime neden olur.

2. E/C değişimi: E/C salma çizgisinin ışınım şiddetinin komşuluğundaki sürekliliğin ışınım şiddetine oranıdır. E/C'nin değişimi genellikle V/R'nin değişimine benzer.

3. Be türü yıldızların tayflarındaki geniş ve dar çizgilerin davranışları farklıdır; dar çizgilerdeki değişim, geniş çizgilerdekinden daha büyüktür.

4. Hız değişimleri: Be türü yıldızların birçoğu çift sistemlerdir ve bunların hız eğrileri periyodiktir (ζ Tau, ϕ Per gibi). Diğerleri ise birkaç ay ile yıllar mertebesinde sürelerle yarı-düzenli değişimler gösterirler. Bu tür değişimler zamanla durup tekrar başlayabilir.

Be türü yıldızların çizgi tayfları aşağıdaki şekillerde olabilir.



Şekil 1.1.1. a) soğurma çizgisi, b) tek pikli salma çizgisi, c) geniş soğurma çizgisi, d) üst tiste binmiş salma ve soğurma çizgisi, e) geniş soğurma çizgisi üzerinde asimetrik yapıdaki çift pikli salma profili, f) geniş soğurma, yeni oluşan salma ve merkezi soğurma çizgisi.

Be Yıldızlarında Dönme

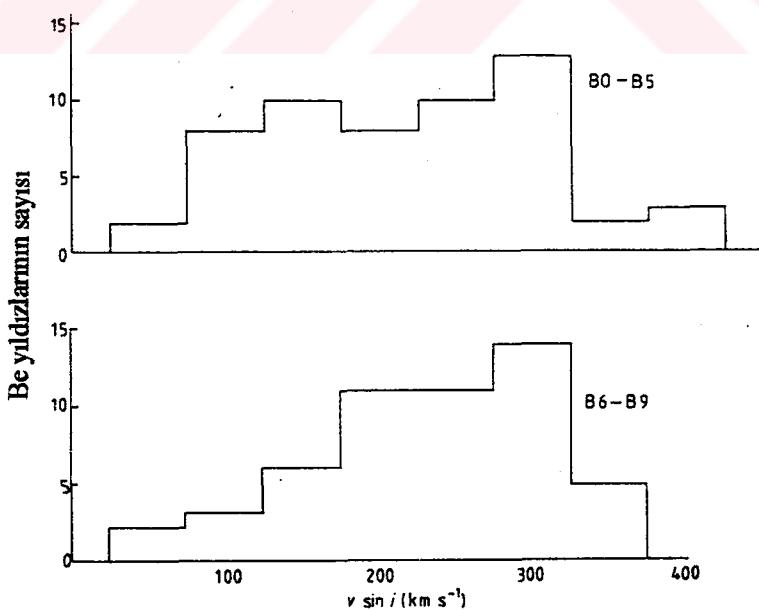
Tayf çizgilerinden dönmenin belirlenebileceği önerisi Captain and Abney (1977) tarafından, "yaklaşan kenar, soğurma çizgilerinin tayfin mavi tarafına doğru kaymasına ve uzaklaşan kenar tayfin kırmızı tarafına doğru kaymasına neden olacaktır" şeklindeki (Kitchin 1982). Be yıldızlarında geniş soğurma çizgilerinin genişliği, genellikle o

çizginin dalgaboyu ile orantılıdır, (bu bazen aynı zamanda salma çizgileri için de doğru olabilir). Struve (1951), salma çizgilerine ilişkin $\Delta\lambda$ genişliği için;

$$\Delta\lambda = 6.28 \times 10^{-3}(\lambda - 327.0)(w - 0.261) + 0.261 \quad \dots \dots \dots \quad (1.1.1)$$

bağıntısını buldu (Kitchen 1982). Burada λ , çizginin dalgaboyu ve w , H β salmasının ölçülen genişliğidir. Çizgi genişliğinin dalgaboyuna olan bu bağlılığı, bu yıldızlarda temel genişleme mekanizmasının Doppler genişlemesi olduğunu kuvvetle düşündürmektedir. Struve aynı zamanda bu genişlemeyi oluşturan Doppler etkisinin, atomların türbülans ya da ısisal hareketlerinden olmadığını göstermiştir. Böylece Doppler genişlemesinin tek nedeni, Be yıldızlarının dönmesidir.

vsini'nin belirlenmesine ilişkin bir yöntem Stajn and Struve (1929) tarafından verildi (vsini niceliği; yıldızın görünen ekvatorial dönme hızıdır, v gerçek ekvatorial hızı ve i yıldızın dönme ekseni ile bakış doğrultusu arasındaki eğim açısıdır) (Kitchen 1982). Bu yöntem daha sonra kenar kararması, çekim karaması, küresel olmayan yıldızlar vb. etkiler için düzeltilmiştir. Sonuçta elde edilen vsini değerlerinin dağılımı, Şekil 1.1.2'de görülmektedir. Ekvatorial dönme hızı V_0 olan bir grup yıldız için yıldız dönme



Şekil 1.1.2. Be yıldızlarında vsini'nin dağılımı (Kitchen 1982).

eksenlerinin rastgele dağılımı, dağılım eğrisinde keskin bir zirve oluşturmaktadır. Bakış doğrultusuna göre eğim açısı i olan bir yıldız düşünelim. O zaman V gözlenen dönme hızı $V=V_0 \sin i$ 'dir ve

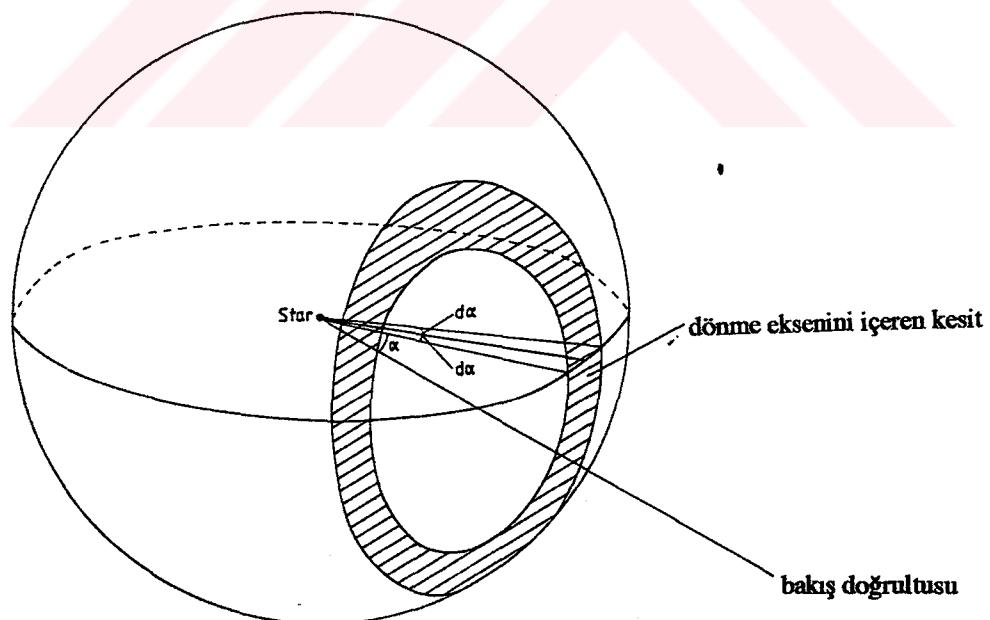
aralığında bulunma olasılığı, Şekil 1.1.3'de

ile tanımlanan, kürenin taraklı kısmının alanı ile orantılı olacaktır. Burada

$$d\alpha = \sin^{-1} \left(\frac{dv}{(V_0^2 - v^2)^{1/2}} \right) \quad \dots \dots \dots \quad (1.1.5)$$

dir. Kürenin bu halka tarafından kapladığı kısmı

$$\frac{(v/V_0) d(v/V_0)}{2[1-(v/V_0)^2]^{1/2}} \frac{(v/V_0) d(v/V_0)}{2[1-(v/V_0)^2]^{1/2}} \quad \dots \dots \dots (1.1.6)$$

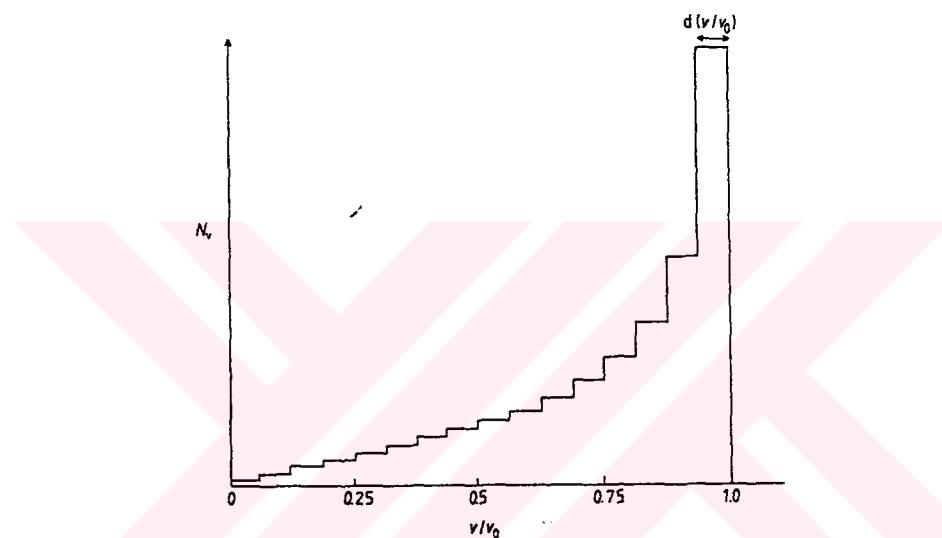


Şekil 1.1.3. Yıldız dönme eksenlerinin dağılımı (Kitchen 1982).

Eksenleri rastgele dağılmış olan yıldızların büyük bir kısmı için, gözlenen dönme hızı $v \pm dv$ aralığındaki N_v sayısını;

$$N_v \propto \frac{(v/V_0)d(v/V_0)}{\left[1-(v/V_0)^2\right]^{1/2}} \frac{(v/V_0)d(v/V_0)}{\left[1-(v/V_0)^2\right]^{1/2}} \quad \dots\dots\dots(1.1.7)$$

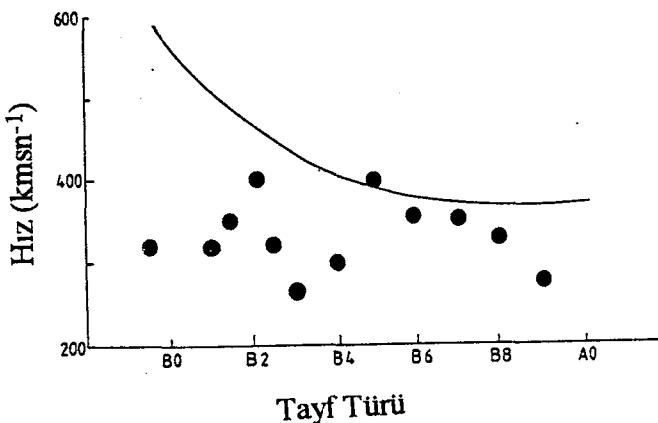
olacaktır. Bu ise, zirvesi çok keskin olan bir fonksiyondur. Bu fonksiyonun biçimini Şekil 1.1.4'de görmekteyiz. Gözlenen dağılımlar muhtemelen gerçek ekvatoryal dönme



Şekil 1.1.4. Kararlı dönen bir yıldız grubundan rastgele seçilmiş örneklerin gözlenmiş dönme hızı dağılımı (Kitchin 1982).

hızlarının bir aralığını içerdigi için bu türlü keskin bir zirve ve kesinti beklenmez. Yine de geç tayf türleri için dağılım teorik eğriye benzemektedir, erken tayf türleri için ise belirgin bir kesik yoktur, fakat daha yüksek hızlarda bir zirve olusma eğilimi vardır (Şekil 1.1.4). Böylece Be yıldızlarının hepsinin hızlı bir şekilde ($400-450 \text{ kmsn}^{-1}$ 'lik ekvatoryal dönme hızları ile) döndüklerine ilişkin teori ve gözlemler arasında bir uyuşma vardır.

Yukarıda önerilen kadar yüksek bir hız, yıldızların dağılıp parçalanma hızlarına yakındır (Şekil 1.1.5). Ancak bu varsayımda, son zamanlara kadar genel olarak kabul edildiği halde artık onların parçalanma hızında döndükleri açık değildir. Be yıldızları anakolun hemen üzerindeki bir bölgede bulunurlar ki bu onların, dev bölgeye doğru evrimleşmekte oldukları ve böylece daha düşük kritik hız'a sahip olacaklarını



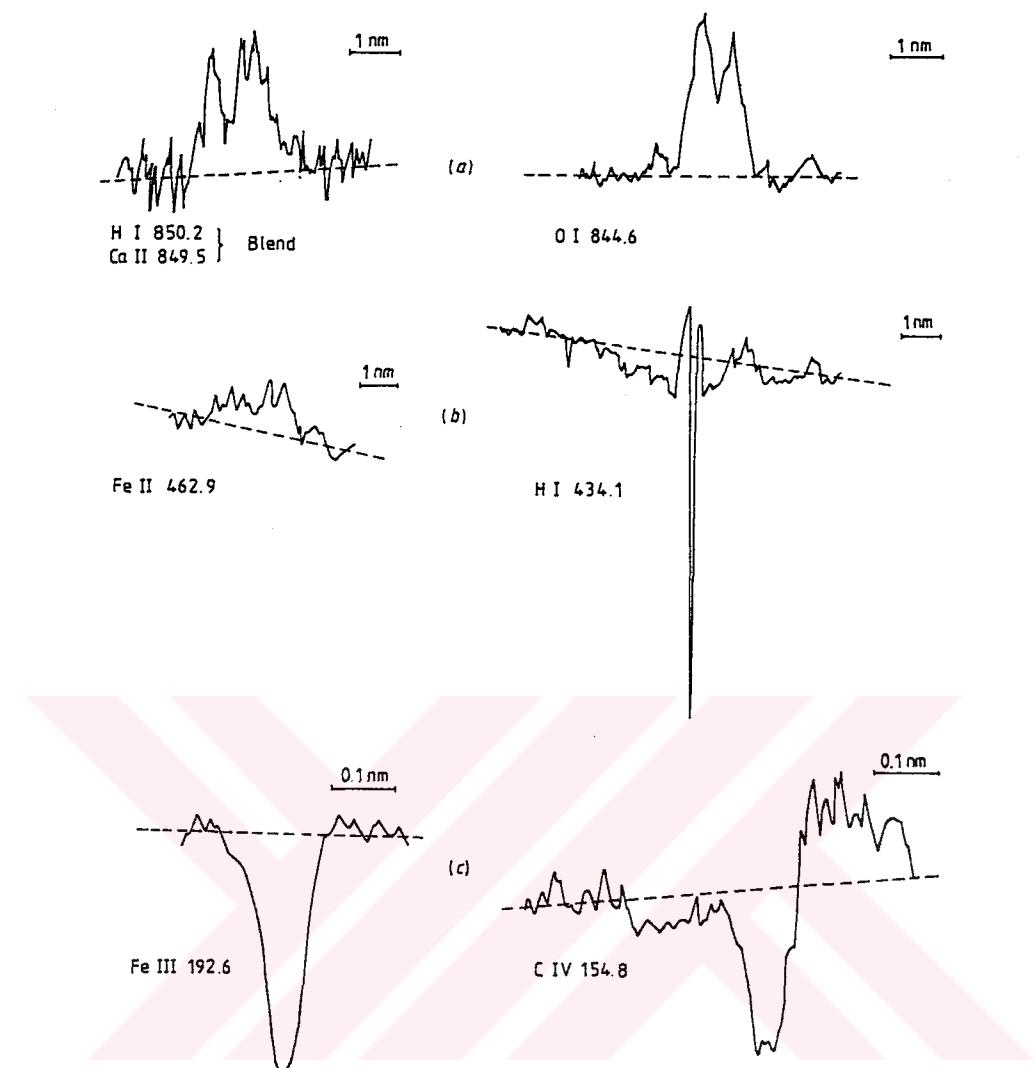
Şekil 1.1.5. vsini'nin maksimum gözlenen hızları (noktalar) ve anakol yıldız modellerinin kritik dönme hızları (çizgi)'nın dağılımı (Kitchens 1982).

düşüntürebilir. Bununla beraber Collins and Sonneborn (1977) hızlı dönmenin, evrime benzer bir etki ile anakolu yaklaşık bir kadir hareket ettiğini göstermiştir (Kitchens 1982). Bu nedenle dönme, çok hızlı olduğu halde belki de kritik hızdan daha düşüktür. Bundan dolayı salma çizgilerini oluşturan gaz zarfın; kendi oluşumu için muhtemelen ışının basıncı, yüzey etkinliği, çift etkileşmeleri vb. gibi ek süreçlere gereksinimi vardır. Bu tür süreçler belki de, ekvatorial bölgelerde dönmeden dolayı etkin çekim ivmesinin azalmasıyla yıldızdan madde atılmasına imkan sağlayacaktır.

Salma Çizgileri

En yaygın ve genellikle en şiddetli salma çizgisi Hα'da oluşur. Bazı Be yıldızlarında bu çizgi sadece salma çizgisi olabilir. Kırmızioôte bölgede OI $\lambda\lambda 8446, 7772\text{\AA}$ ve CaII $\lambda 8498\text{\AA}$ çizgileri ve Paschen serisi genellikle salma halindedir. Optik bölgede H10'a kadar Balmer serisi, HeI $\lambda 5015, 5875, 6678$, MgII $\lambda 4481$ ve bir çok FeII çizgisi ile morötede $\lambda 1550\text{\AA}$ 'deki CIV çizgileri, bazen bir P Cygni çizgi profiliinin bir kısmı olmak üzere genelde salma halindedirler. Paschen çizgileri genellikle sadece salma çizgileridir (tek veya çift pikli), soğurma içermezler. HeI, FeII ve MgII vb. çizgiler Paschen çizgilerine benzer profillere sahiptir. Moröte bölgedeki çizgiler, genellikle P Cygni profillerine sahiptir (Şekil 1.1.6).

Salma çizgilerinin şiddeti ve biçimini zamanla değiştirmektedir, bazen bu salmalar tamamen kaybolurlar. Bu nedenle Be olayı, en azından bazı yıldızlarda şiddeti belirgin bir



Şekil 1.1.6. ϕ Per'in (a) kırmızıöte, (b) görsel ve (c) moröte çizgi profilleri (Kitchen 1982).

birimde değişen bir evre olarak görülür, dolayısıyla normal olduğu düşünülen pek çok erken türden yıldız belki de sadece kendi çevrimlerinin sakin evresindedirler.

Salma çizgi profillerinde hızlı değişimler Bahng (1976), Doazan (1976) gibi bazı gözlemler tarafından bulunmuş, fakat değişimin ne kadarının alıcı sistemindeki gürültüye atfedileceği belirlenememiştir (Kitchen 1982). Lacy (1977), hiç bir önemli değişim bulmazken; Doazan, $H\beta$ ile $H\gamma$ değişimleri arasında herhangi bir ilişki bulamamıştır. Araştırmacılar salma çizgilerinin, yıldızı çevreleyen geniş, seyrek ve muhtemelen ekvatorda yoğunlaşmış bir gaz zarfı oluşturukları kanısında birleşmektedirler (Kitchen 1982).

Çift Balmer salma çizgilerinin bileşenlerinin ayrınlıkları, çizgi numarası ile değişmektedir. Bu çizgiler H6-H8 civarında optik olarak kalın hale geldiklerinden, ayrınlık fotosferin dönmesini yansıtmaktadır.

Soğurma çizgileri

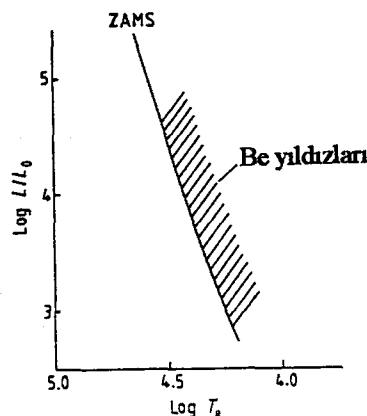
Geniş soğurma çizgilerinin genellikle yıldızın fotosferinde oluşturukları kabul edilir. Onların genişliklerinden başka normal bir B tayfından yıldızın soğurma çizgilerinden farkı yoktur.

Dar soğurma çizgileri, salma çizgilerinin bir çok davranış özelliklerini gösterirler ve çoğunlukla değişimleri salma çizgilerinin E/C değişimleri ile ilgilidir. Onların genişlikleri salma çizgilerinkinden çok daha dardır; tipik olarak genişlikler, dar soğurma çizgileri için 100km s^{-1} , salma çizgileri için 200km s^{-1} , geniş soğurma çizgileri için 400km s^{-1} 'dir. Kırmızıöte ve görsel bölgede dar çizgiler genellikle salma veya geniş soğurma çizgilerinin soğurma merkezleri olarak görülürler. Morötedeki çizgilerin büyük bir çoğunluğu sadece dar soğurma çizgileridir. Bu çizgiler muhtemelen yıldızın dışında, belki de 20 ile 50 yıldız yarıçapı uzakta zarfin içinde oluşmuşlardır.

Fotometri

Be yıldızlarının salt görsel parlaklığı; B2e tayf türü yıldızlarda -3^m 'den B9e'de 0^m yöresindedir. Bu değerler Be yıldızlarını anakoluun yaklaşık bir kadir üzerine yerleştirir (Şekil 1.1.7). Anakoluun dışındaki bu konum, yıldızların anakoldan ayrılarak belki de bir 3×10^7 yıllık bir yaşı ile evrimleşikleri şeklinde yorumlanmaktadır. Merkezi büzülme aşamasındaki bir evrimsel konum, kümelerdeki Be yıldızları için, onların ortalama kadırlarından daha parlak olmalarını açıklamak üzere Llyod and Evans (1980) tarafından önerilmiştir (Kitchen 1982). Bununla beraber, bu yıldızların hızlı dönmesi benzer bir şekilde evrim için yıldızın görünümünü muhtemelen etkiler ve böylece onların mutlak parlaklıkları için çok daha iyi bir açıklama imkanı verir.

Be yıldızlarının büyük bir kısmında, parlaklıktaki bir kadirin onda biri mertebesinde ve dakikalardan yıllara kadar süren bir aralıktaki zaman ölçüğünde değişimler meydana gelir. HD217050'deki 0.8 günde $0^m.2$ lik dönemli değişimler yıldızın dönmesine dayandırılır. Bazı yıldızlarda ise muhtemelen çift yıldız olmaları nedeniyle daha büyük



Şekil 1.1.7. Be yıldızlarının HR diyagramındaki konumu (Kitchen 1982).

dönemli değişimler mevcuttur. Örneğin HD187399'un parlaklık değişimleri, iki yıldız arasında meydana gelen madde aktarımı ile oluşan örtmeden veya yıldızların küresel olmamasından kaynaklanabilir. Daha büyük genlikli değişimler daha büyük periyotlarda meydana gelmektedir.

Bazı Be yıldızlarında kuvvetli kırmızıöte artığı meydana gelmekte ve görsel bölgeye kadar uzanabilmektedir. Bu artık, zarflardaki H^- nin serbest-bağılı salması olarak yorumlanabilir. Ancak teorik eğrilerle karşılaşıldığında, başka süreçlerin de etkili olduğu anlaşılmaktadır. γ Cas'da kırmızıöte artık, $10^{-7} M_\odot \text{yl}^{-1}$ lik kütle kayıp hızı ile shell sıcaklığını 18000°K vermektedir. Düzensiz değişen bir Be yıldızı olan X Persei, sadece çok parlak olduğu zaman bir kırmızıöte artık göstermektedir ve bu davranış optik değişimi açıklamak için önerilen çevresel zarfın genişlemesi ile ilgili olabilir (Kitchen 1982).

Be Yıldızları ile ilgili modeller

Bir Be yıldızının; geniş, seyrek bir gaz zarf ile çevrelenmiş B tayf türünden bir yıldız olduğuna inanılmaktadır. Ancak zarfın kökeni, onu besleyen mekanizmalar ve onun büyülüüğü ile biçimini hakkında değişik görüşler vardır.

Pek çok modelde zarf; dıştaki yarıçapı 2 ile 20 yıldız yarıçapı (10^{10} ile 10^{11} km), kalınlığı ya en azından bir yıldız yarıçapı olan ve ekvator yöresinde yoğunlaşan bir disk şeklindedir veya merkezde maddenin bulunmadığı bir halka şeklindedir. Halka durumunda geometrik yapı daireselden çok eliptik biçimde olabilir. Çift yıldız modellerinde salmayı oluşturan madde, yıldızların arasında akan maddededir. Oysa Herbig Ae ve Be yıldızlarında, bütünen yıldızlararası gaz bulutunun kalıntısıdır ve bu nedenle bir

diskten çok bir küre biçimine yakın olabilir. Modellerle ilgili zorluklar onların şüpheli olmalarından ve şimdilik çeşitli hipotezler arasındaki farkı açılığa kavuşturacak ve kesin test edecek durumu sağlamamaktadır.

1.2. X-Işın Çiftleri

X-işın teleskopları ile yüksek enerji evreninin (X-işın bölgesi yaklaşık 1 ila 100 keV aralığıdır) kapıları açılmış oldu. Yer yörungesine yerleştirilen Uhuru ve Einstein uyduları ile çok sayıda galaktik X-işın kaynağına ait veriler elde edilmiştir. Günümüzde de ROSAT uydusuyla bu kaynaklara ilişkin veriler elde edilmektedir. Galaktik X-işın kaynaklarının pek çoğu değişken bir yapı sergilemektedir ve bir kısmı da çift yıldız bileşenleridir. Galaktik X-işın kaynaklarının değişim göstergelerinin nedenlerinden biri, yoğun maddeden oluşan bileşen (nötron yıldızı veya karadelik) üzerine diğer yıldızdan plazma akmasıdır.

X-işın çiftleri, “Büyük Kütleli X-işın Çiftleri-HMXB” ve “Küçük Kütleli X-işın Çiftleri-LMXB” olmak üzere iki gruba ayrılır. Optik bileşenin kütlesinin “büyük” ve “küçük” olmasına göre bu tür bir ayırım yapılmıştır; X-işın çift sistemlerinin optik özelliklerine göre olan bu ayırım Çizelge 1.2.1’de verilmektedir.

Çizelge 1.2.1. X-işın çiftlerinin sınıflandırılması.

Sınıf	Kütlesi (M_{\odot})	Tayf Türü	L_x/L_{opt}	X-işın Özellikle ri	X-işın Tutulmalar ı	kT (keV)	Prototi pi
HMXB	≥ 10	O-B	≤ 1	pulsasyon	görülür	≥ 10	Cyg X-1
LMXB	≤ 1	F-M	$10^2 - 10^3$	burst	nadiren	≤ 10	ScoX-1

LMXB’lerde optik bileşenin ışınım gücü, X-işın bölgesindeki ışınım gücünden çok daha küçüktür ve geç tayf türünden bir yıldızdan oluşmuştur. Bu tür X-işın çiftlerinin yörunge dönemleri, bir kaç saat ile bir kaç gün arasında değişmektedir. HMXB’leri ise erken türden bir başyıldız içerir ve düşük kütleyeli LMXB’lere nazaran galaktik düzlemede daha fazla yoğunlaşırlar. Yörunge dönemleri, bir kaç gün ile yüzlerce gün arasında değişir. Bazı X-işın çiftlerine ait parametreler Çizelge 1.2.2’de verilmektedir.

Çizelge 1.2.2. Bazı X-ışın çift sistemine ait parametreler.

Yıldız Adı	Uzaklığı (kpc)	Dönem (gün)	L_x (2-11kev)	Görsel Bileşenin Tayf Türü
Cyg X-1	2.5	5.6	2×10^{30}	O9.7 Iab
Cen X-3	8	2.087	4×10^{30}	O6.5 II
SMC X-1	65	3.89	6×10^{30}	BO I
Vela X-1	1.4	8.97	1.4×10^{29}	B0.5 Ib
Her X-1	5	1.7	1.0×10^{30}	A9-F0
Sco X-1	0.7	0.787	2.0×10^{31}	? (V818 Sco)

1.2.1. Küçük Küteli X-ışın Çiftleri (LMXB):

LMXB'ler genellikle pulsasyon yapmayan ve galaktik merkez ile küresel kümelerde bulunan sistemlerdir. Bu tür kaynaklardan yayılan X-ışını, bir saniye içinde artar ve sonra onlarca saniyede azalış gösterirler; bunlara "burster" denir. Başyıldızdan atılan maddenin oluşturduğu birikim diskı, bu sistemlerdeki ışığın en önemli kaynağıdır. Bu kaynaklara ait tayflar, Balmer salma çizgilerinin yeraldığı mavi sürekliliğe sahip olan ve HeII ($\lambda 4686\text{\AA}$), NIII ($\lambda 4640\text{\AA}$) salma çizgileri görülen X-ışın çift sistemi Sco X-1'inkilere benzemektedir.

Galaksideki toplam X-ışın kaynak sayısı gözönüne alındığında küresel kümelerdeki X-ışın kaynaklarının sayısının fazla olduğu görülür. Yaklaşık 125 kime içinde 13 tane X-ışın kaynağı mevcuttur. Tüm galaksideki X-ışın kaynaklarının 100 tanesinde X-ışın bölgesinde toplam ışınım gücü 10^{37}ergsn^{-1} 'nin üzerindedir. Bu ise, $8 \times 10^{-8} M_{\odot}\text{yıl}^{-1}$ oranında bir kütle aktarımına karşılık gelmektedir. Küresel kümelerde, parsekküppterindeki sayıları 10^5 - 10^6 olup, bu değer oldukça yüksektir. Bunun nedeni, kime merkezinde oluşan nötron yıldızlarının bir bileşen yıldız yakalama olasılığının galaksinin diğer yerlerindekine nazaran daha fazla olmasıdır.

Küresel kümelerde çift sistem olarak doğan yıldız sistemleri, evrimleri sonunda bileşenlerinden birinin patlayarak nötron yıldızına dönüşmesi ile dağılırlar. Bu dağılma sonunda kümeye kalan az sayıdaki nötron yıldızı, bir bileşen yıldız yakalar. Böylece oluşan çift sistem evrimleşerek düşük küteli X-ışın çiftlerini oluşturur. Galaktik merkezdeki yıldızların uzay hızı daha fazla olduğundan ve bu bölgede yıldızların uzay yoğunluğu küresel kümelere nazaran daha az olduğundan bu bölgedeki X-ışın kaynaklarının oluşumu için yukarıdaki senaryoyu kabul etmek zordur. Galaktik merkezde oluşan X-ışın çiftleri muhtemelen bir O-Ne-Mg beyaz çücesinden ve bir optik bileşenden

oluşan sistemin, zamanla beyaz çüce tüberine madde atması ve bunun Chandrasekhar kütle limitini aşarak bir nötron yıldızına dönüşmesi ile meydana gelirler. Muhtemelen kataklizmik çift sistemler evrimleşerek X-ışın çiftlerini oluşturmaktadır (de Loore 1986).

1.2.2. Büyük Kütleli X-ışın Çiftleri (HMXB):

Büyük kütleli X-ışın çiftlerinden çoğu şu iki sınıftan birine girerler: Evrimleşmiş O veya B tayflarından bir süperdev bileşeni olan veya Be bileşen yıldızı olan X-ışın çiftleri. Gözlemsel verilere göre sistemdeki yoğun bileşen, ya nötron yıldızı ya da bir karadeliktir.

1. Sürekli X-ışını Yayan "Standart" Sistemler: Sistemde B2'den daha erken tayf türüne sahip optik bileşen, Roche lobunu doldurmuştur. GX301-2 gibi standart HMXB'ler, 1.4-10 gün arasında değişen yörüngede dönemine sahiptir. Sisteme yayılan X-ışınımı döneminde olarak değişimde, optik ışınımımda da elipsoid bir değişim görülür. Elipsoid ışık değişiminin nedeni, optik bileşenin yörüngede hareketi nedeniyle yoğun bileşenin çekim etkisinden dolayı döneminde olarak biçim değiştirmesidir. Sistemde düzenli tutulmalar gözlenir. Roche lobundan ve yıldız rüzgarı ile kütle kaybı $10^{-10} - 10^{-8} M_{\odot} \text{yıl}^{-1}$ dir. Kesin olmamakla beraber bu türden 20-30 tane sistem bilinmektedir ve güçlü salma çizgisi özellikleriyle ayırt edilebilirler.

2. Transient (Geçici) Kaynaklar: Bu gruptaki optik bileşen, henüz Roche lobunu doldurmamış olan bir Be yıldızıdır. Yörüngede dönemleri 15 gün ile yıllar mertesinde değişir. Hemen hemen hiç tutulma görülmez. Bu tür X-ışın kaynaklarında optik bileşenin kütlesi, standart HMXB'lerinkinden daha küçüktür ($10-20 M_{\odot}$ arasında). Bu gruba ait bir çok kaynakta X-ışın akısı sabit değildir ve parlamlar görülür. Bu tür sistemlerde görülen kütle kaybı $10^{-8} - 10^{-13} M_{\odot} \text{yıl}^{-1}$ dir (de Loore 1986).

Kabul edilen görüşe göre; büyük kütleli bir çift sistem evriminin ilk safhasında, yıldız rüzgarı ile kütle kaybı ve kütle transferi yoluyla madde aktarımına başlar. Bu süreç esnasında bileşen yıldızlardan bir tanesi süpernova patlaması vererek bir nötron yıldızı veya karadelik gibi yoğun bir bileşene dönüşür. Daha sonraki evrim aşamasında büyük kütleli yıldız Roche lobunu doldurarak kütle kaybetmeye başlar. Sistemin yörüngede dönemi hızla azalır ve madde nötron yıldızının üzerine spiraller çizerek düşmeye başlar.

Böylece ikinci bir X-ışın evresi başlar ve çok kısa dönemli bir çift sistem oluşur. En sonunda ikinci bileşende patlayarak nötron yıldızına dönüşür. Patlayan yıldız daha küçük küteli olacağından birinci süpernova patlamasından sonra dağılmaz. Ancak sistem ikinci süpernova patlamasında büyük bir olasılıkla dağılır. Bazı sistemler nadiren dağılmaz ve iki nötron yıldızından oluşmuş bir sistem meydana gelir.

HMXB'lerin farklı alt türlerinin olması, bu farklı türler için çeşitli evrim yollarını ortaya koymusut. Yürünge dönemin saatten yıllar mertebesine kadar süren geniş bir aralıktır yer alması, farklı kütle transfer mekanizmalarının olduğunu gösterir.

1.2.3. Kütle Transfer Türleri:

a) Korunumlu Kütle Transferi: Sistemdeki kütle aktaran yıldız, radyatif bir zarfa sahipse ve kütle oranı gibi çok büyük değilse ($q \geq 0.4$), kütle transferi genellikle korunumludur. Kütle transferi iki farklı evrede oluşur: kütle kaybeden yıldızın daha büyük küteli bileşen olduğu sürece devam eden “hızlı kütle transferi” evresi ve kütle oranının tersine dönmesinden sonra başlayan “yavaş kütle transferi” evresi. Hızlı kütle atım evresinde kütle transferi kütle atan yıldızın termal zaman ölçüği süresince olur. Bu evrede $M \approx 10^{-5} M_{\odot} \text{yıl}^{-1}$ ($M_1/10^5 M_{\odot}$)³ lik bir kütle aktarım hızı vardır. Yavaş kütle atım evresindeki kütle transferi, kütle veren yıldızın evrim safhasına göre değişir; eğer kütle veren yıldız anakol üzerinde ise kütle transferi onun nükleer zaman ölçüğinde meydana gelir, yani $M \approx 10^{-6} M_{\odot} \text{yıl}^{-1}$ ($L_1/10^4 L_{\odot}$)³ ‘dir.

b) Dinamik Kütle Transferi ve Ortak-Zarf Evresi: Kütle kaybeden yıldız, derin bir konvektif zarfa sahipse ve kütle oranı yaklaşık olarak 1'den küçükse evrim yukarıda anlatılanlardan farklıdır. Roche lobunun yarıçapı, kütle kaybeden yıldızın yarıçapından daha hızlı bir şekilde küçüleceğinden kütle transferi kararsızdır. Bu ise, dışarı kütle kaçmasına neden olacak demektir. Böylece bileşen yıldız, üzerine akan maddenin tamamını alamayacağından her iki bileşenin çevresinde ortak bir zarf oluşur. Bu ortak zarf, kütle veren yıldızın hidrojence zengin zarfındaki maddeden ibarettir. Bu ortak zarf içinde, helyum çekirdekli evrimleşmiş bir yıldız ve onun bileşeni bulunur. Sürtünme nedeniyle zarfın içindeki gömülü yıldızların yörüngesi küçülecektir. Bu ortak zarfın sonuçta ne olacağı, yörünenin küçülmesi sonucunda ortaya çıkan sürtünme enerjisinin bu zarfı uzaya fırlatmak için yeterli olup olmadığına bağlıdır. Eğer enerji yeterli ise,

sonuçta bir helyum yıldızı (veya Wolf Rayet yıldızı) ve normal bir yıldızdan oluşmuş kısa dönemli bir çift sistem oluşur.

c) Dinamik Olarak Kararlı Kütle Transfer Evresi: Derin konvektif zarfa sahip bir yıldızdan kütle kaybı yoluyla sistemin ortak zarf evresine girmesi gerekmeliğine dair gözlemsel kanıtlar vardır. Geniş yörüngelerde hareket eden baryum yıldızları ve bazı tür simbiyotik yıldızların varlığı, bu sistemlerin “Geç C hali kütle aktarımı” olarak adlandırılan bir evreden geçmiş oldukları, fakat yörüngelerinde beklenen küçülmeyi göstermemektedir. Ayrıca kırmızı süperdev bileşenden mavi süperdev bileşene kararlı bir kütle transferinin olduğu, önemli bir büyük kütleli çift yıldız türü daha vardır. Bu tür sistemler VV Cephei yıldızları olarak bilinirler (örneğin VV Cep, Az Cas, CQ Pup). Yörünge dönemleri bir kaç yıl ile onlarca yıl mertebesindedir. Bu tür sistemlerde kütle transferi L_1 iç lagrange noktasından olmaktadır. Bununla beraber yörüngeleri çok büyük dış merkezlige ($e \geq 0.5$) sahiptir ve kütle transferi yıldız periastronda iken en şiddetlidir. Bu ise, kütle transferinin bilinen Roche lobu taşımasıyla olmadığını, fakat belki de atmosferik Roche lobu taşımasıyla olduğunu gösterir (bu tür yıldızların atmosferlerinin yükseklikleri, yıldız yarıçapının %10'undan daha büyüktür). Bu durum kırmızı süperdevin Roche lobunu tamamen doldurmadan önce kütle oranının tersine dönmesine neden olacak dinamik kütle aktarımının oluşmasına engel olabilir (VV Cep'lerde kütle oranı 1'e yakın gibi görülmektedir). Ayrıca bu, konvektif zarftaki kesirsel kütleyi azaltır. Sonuç olarak; kütle kaybeden yıldızın yarıçapı, adyabatik kütle kaybı sırasında artacağı yerde küçülebilir.

Be/X-ışın çiftlerinin başlangıç evresi için öne sürülen klasik model, “korunumlu kütle aktarım” modelini içerir. Bu modele göre; çift başlangıçta yörünge dönemi bir kaç gün olan kütleli iki yıldızdan oluşur. Evrimi sırasında çiftin büyük kütleli bileşeni Roche lobunu doldurduktan sonra yoldaşına kütle aktarmaya başlar. Kütle veren yıldız hidrojence zengin olan kabuğunun tamamını kaybedip helyum yıldızına dönüşinceye kadar kütle atımı devam eder. Bu evrede yörünge dönemi onlarca gün mertebesinde olacak şekilde artar ve kütle birikimi nedeniyle yoldaş yıldızın ekseni etrafındaki dönüşü hızlanır ve bir Be yıldızı olur. Daha sonra helyum yıldızı evrimini bir süpernova (SN) patlaması ile tamamlar; geriye bir nötron yıldızı kalır. Bu evrim sonunda Be bileşenli bir X-ışın çifti oluşur (Podsiadlowski 1994).

2. X PERSEİ SİSTEMİ

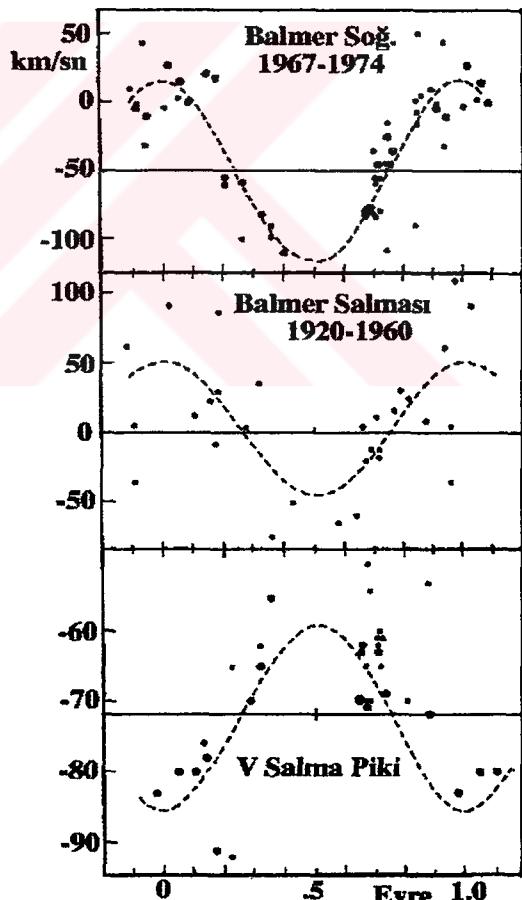
X Persei (HD24534, BD+30°591), 13.9 dakikalık X-ışın pulsarı 4U 0352+30'un optik karşısıdır (Bernacca and Bianchi 1981; Fabregat et al 1992). X Persei, düzensiz değişen ($V \approx 6-7$ kadir) ve salma çizgili bir sistemdir. Başyıldız, 09III tayf türünden bir yıldızdır (Slettebak 1982; Fabregat et al 1992). X Persei sistemi için karadelik+nötron yıldızı+Be yıldızlarından oluşan üçlü bir sistem modeli önerilmiş olmasına rağmen genelde sistem ile ilgili modeller; normal bir O9e yıldızı ve bir nötron yıldızı bileşeni ile temsil edilmiştir (Penrod and Vogt 1985).

X Persei, büyük küteli X-ışın çiftlerinden Be/X-ışın sınıfının bir üyesidir. Bu tür sistemler, Be tayf türünden bir başyıldız ile nötron yıldızı yoldaşan oluşur. Be türü yıldızların gözlemlerinden, nötron yıldızının yörunge düzlemi ile Be yıldızının ekvator düzlemi arasındaki eğim açılarının büyük olduğunu destekleyen kanıtlar bulunamamıştır (Waters et al 1989). Be türü yıldızlarda Balmer salma çizgilerine ve güçlü kırmızıöte artığa neden olan çevresel bir disk mevcuttur. Roche lobunu doldurmayan sistemlerde, erken tür yıldızdan yıldız rüzgarları ile madde kaybı olmaktadır. Her doğrultuda atılan maddenin bir kısmı O/B yıldızının etrafında birikir ve birikim diskı oluşturur. X Persei'nin fotometrik ve tayfsal gözlemleri de; sistemdeki sıcak bileşenin etrafında benzer bir diskin olduğunu, bu diskin yıllar mertebesindeki bir zaman ölçüğünde kısmen veya tamamen dağıldığı ve daha sonra tekrar yoğunlaştığını göstermektedir. Sonuçta sistem değişken bir yapı sergilemektedir. Bu değişken yapıyı X Persei'nin optik fotometrisinde görmek mümkündür. Yıldız rüzgarlarıyla oluşan ve parlaklık artışına neden olan disk, 1974-77 ve 1990-93 yılları arasında kısmen veya tamamen dağılarak parlaklığı 1^m'e yakın azalmıştır. Diskin diğer bir etkisi, X Persei'nin görsel bölge tayflarındaki çizgiler üzerineidir. H α ve H β çizgileri çevresel disk nedeniyle salma halindedir. Bu salma çizgileri, disk kaybı sırasında soğurmaya dönüştürmektedir. Aynı olay GX 304-1 ve γ Cas gibi Be türü yıldızlarda da görülmektedir (Roche et al 1993). X Persei hızlı dönen bir Be yıldızı olduğu için hızlı dönmeden dolayı soğurma çizgileri geniş ve sığdır, çevresel madde nedeniyle salma ile soğurma çizgileri üst üste binmiştir. Bu nedenle üst üste binmiş çizgiler üzerinde gerek eşdeğer genişlik gerekse radyal hız ölçümleri yapmak zaman zaman güçleşir ve sağlıklı sonuçlar vermez.

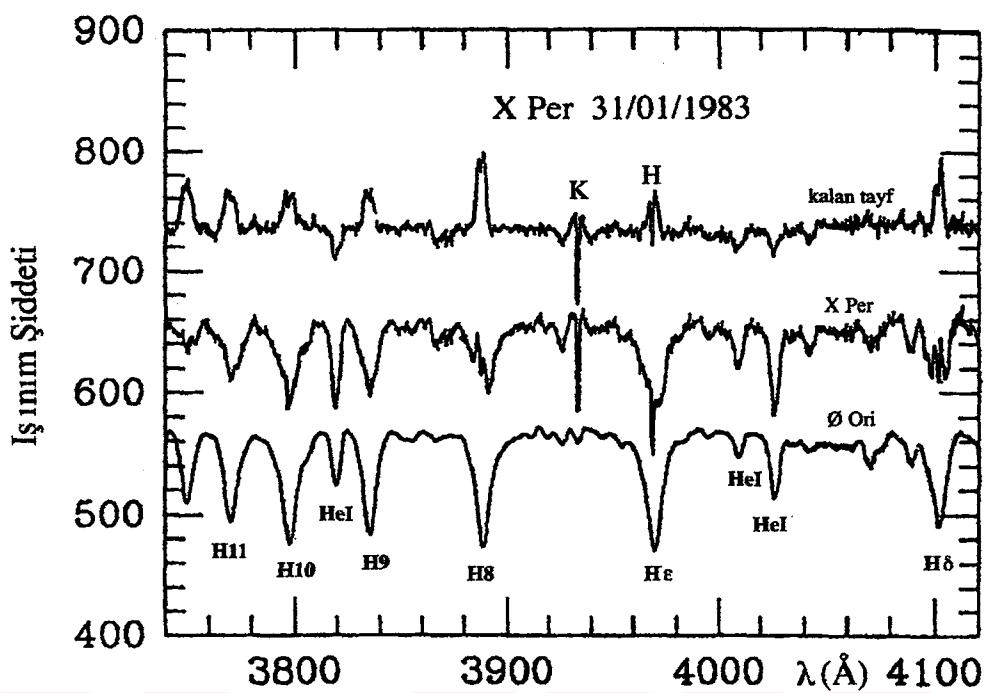
X Persei sisteminin başyıldız ve yoldaş yıldızının küteleri sırasıyla; $20M_{\odot}$ ve $2M_{\odot}$ ' dir (Hutchings et al 1975). Hutchings et al (1974), 1967-74 yıllarını içeren en iyi tayfsal verilerden kütle fonksiyonunu 18.2 ± 3.5 olarak belirlemiştir. Sistemin uzaklığı ile ilgili çeşitli değerler öne sürülmektedir. X Persei, Perseus 2 oymağının bir üyesi kabul edildiğinde sistemin uzaklığı 350 parsek olarak bulunur (Brucato and Kristian 1972). Fabregat et al (1992), X Persei'nin çevresel diskini kaybettiği 1990-92 yıllarına ait -5.0 ± 0.6 mutlak parlaklık değerinden sistemin uzaklığının 1300 ± 400 parsek olduğunu tespit ettiler (Roche et al 1993).

Hutchings et al (1974)'nın, X Persei'nin son Balmer serisi çizgilerinden 580 günlük döneme sahip büyük genlikte radyal hız değişimi bulmaları (Şekil 2.1), eğer bu yörünge hareketi olarak yorumlanırsa, büyük kütleli bir bileşenin ($>30M_{\odot}$, belki de bir karadelik) varlığını düşündürmüştür. Daha sonra yapılan araştırmalarla aynı çizgilerde Hutchings et al'nın belirttiği radyal hızlar bulunamamıştır (Penrod and Vogt 1985). Bu ise, daha küçük kütleli (nötron yıldızı) bir bileşenin varlığını göstermektedir. Milgram (1976)'a göre, son Balmer çizgileri, yoğun yoldaş yıldız yakınında oluşan değişken bir yapıya sahip salma çizgilerinden etkilenmektedir. Hutchings ve arkadaşlarının bulduğu 580 günlük radyal hız değişimleri, bu etkinin bir sonucudur.

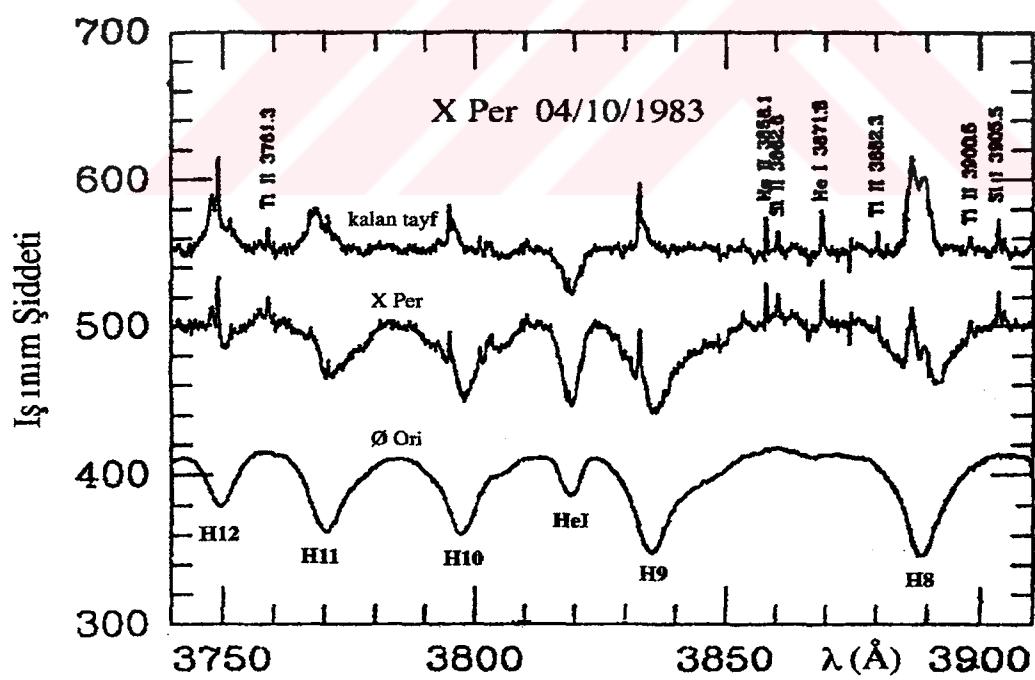
Penrod and Vogt (1985), Hutchings ve arkadaşlarının kullandığı Balmer soğurma çizgilerine, salmanın yaptığı etkiye incelediler ve bu etkinin ölçülen radyal hızlar üzerindeki katkılarını belirlemeye çalıştilar. X Persei'nin 31 Ocak 1983 tarihli tayfında (Şekil 2.2) salma etkisi, H_δ ve H₈ çizgilerinde belirgin iken 4 Ekim 1983 tarihli tayfında (Şekil 2.3) tüm Balmer çizgilerinde mevcuttur.



Şekil 2.1. X Persei'nin 1967-1974 yıllarındaki dikine hızları. Eğrilere en iyi fit 580 günlük bir dönem vermektedir (Hutchings et al 1974).



Şekil 2.2. X Persei (ortada) ve Ø¹Ori (altta)'nin 31 Ocak 1983 tarihinde alınan tayfi (Penrod and Vogt 1985).



Şekil 2.3. X Persei (ortada) ve \O^1 Ori (altta)'nin 4 Ekim 1983 tarihinde alınan tayı (Penrod and Vogt 1985).

Salmanın radyal hızı yaptığı etkiyi belirleyebilmek için, salma bileşeninden kurtarılmış soğurma çizgilerini kullandılar. Salmayı soğurma profillerden arındırmak için, X Persei'nin çizgi profillerinin normal O9-B0 yıldızı olan $\text{\O}^1\text{Ori}$ 'nin profilleri ile aynı olduğu varsayılmıştır. Ancak X Persei, $\text{\O}^1\text{Ori}$ 'den daha hızlı dönen bir Be yıldızı olduğundan, $\text{\O}^1\text{Ori}$ 'nin çizgi profillerini daha geniş profillerle karşılaştırılmak için "standart rotasyonel genişletme fonksiyonu" ile genişletilmiştir. Genişletilmiş bu $\text{\O}^1\text{Ori}$ tayıfı, X Persei'nin tayfindan çıkartılarak "kalan tayf" elde edilmiştir; Şekil 2.2 ve Şekil 2.3 de üstte görülmektedir. Kalan Balmer salma çizgilerinin tamamı hemen hemen aynı genişliğe sahiptir. $\text{H}\alpha$ profiline benzeyen bu çizgiler, bir Be yıldızının diskinde oluşan klasik çift pikli profil halindedir. Be yıldızının ışınım gücünden nötron yıldızınınının en az 10^4 katı olduğundan ve $\text{H}\alpha$ salma çizgisi büyük radyal hız değişimleri göstermediğinden diskin nötron yıldızı etrafında olamayacağı açıktır. Balmer salma çizgileri kesinlikle Be yıldızının etrafındaki diskte oluşmalıdır. Salmadan arındırılmış hidrojen çizgileri ve salma etkisinin en az olduğu HeI çizgilerinden elde edilen radyal hızlar hata sınırları içinde uyumlu değerler vermektedir (gözlem yapılan iki ayrı evrede de büyük bir değişim görülmemiştir). Balmer soğurma çizgilerinin mavi kanadında görülen dar Balmer salmalarından ve HeI , SiI , $\text{Ti}'a$ ait dar salma bileşenlerinden bulunan radyal hızlar da birbirleriyle uyumludur. Bu ise, bu çizgilerin ortak bir orjini olduğu sonucuna götürür. Penrod and Vogt (1985) yaptıkları çalışmalarla, Milgrom (1976)'ın sonucuna varmışlardır; Balmer soğurma çizgilerinde salma katkısı mevcut olup Hutchings ve arkadaşlarının bulduğu radyal hız değişimleri, nötron yıldızının Be başyıldızı etrafındaki diske yaptığı çekimsel etkinin bir sonucudur. Bu etki sonucunda, Balmer soğurma çizgileri içinde değişken ve asimetrik yapılı salma çizgileri oluşmaktadır (Penrod and Vogt 1985). 580 günlük dönem doğrulanmamış ancak bir yörünge dönemi için en iyi ve tek aday olarak kalmıştır (Roche et al 1993).

Hutchings et al (1974), X Persei'nin salma çizgilerinden arındırılmamış Balmer soğurma çizgilerinden 500 kms^{-1} , HeI çizgilerinden 200 kms^{-1} den küçük vsini değerleri bulmuşlardır. Oysa Penrod and Vogt (1985), hem salma çizgilerinden arındırılmış Balmer soğurma çizgilerinden hem de HeI çizgilerinden $213 \pm 20 \text{ kms}^{-1}$, Slettebak (1982) ise 1980 yılına ait tayflardan 200 kms^{-1} 'lik bir vsini değeri saptamışlardır.

3. X PERSEİ'NİN OPTİK FOTOMETRİSİ

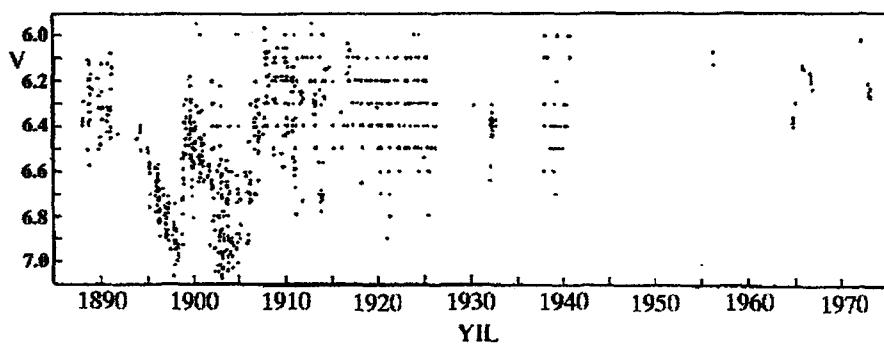
Be türü yıldızlarda, kısa veya uzun zaman aralıkları içinde parlaklık değişimleri olmaktadır. Bu yıldızların yaklaşık %70'indeki parlaklık değişimini $0^m.1$ civarındadır. Ancak uzun zaman ölçeklerindeki parlaklık değişimleri daha büyük olabilmektedir. Be türü yıldızlardan en aktif olanı, γ Cas yıldızıdır (parlaklık değişiminin genliği $1^m.4$). Diğer aktif yıldızlar; X Persei, BU Tau, EW Lac yıldızlarıdır. X Persei, çeşitli zaman ölçeklerinde düzensiz değişimler gösterdiği için “düzensiz değişen” bir yıldız olarak da adlandırılmaktadır. X Persei sisteminde görülen değişimleri 3 gruba ayırmak mümkündür;

1. Uzun süreli değişimler; yıllık ve aylık değişimler
2. Kısa süreli değişimler; saatlik veya daha kısa süreli değişimler
3. Geçici değişimler; dakikalık veya saniyelik değişimler

3.1. Uzun Dönemli Değişimler

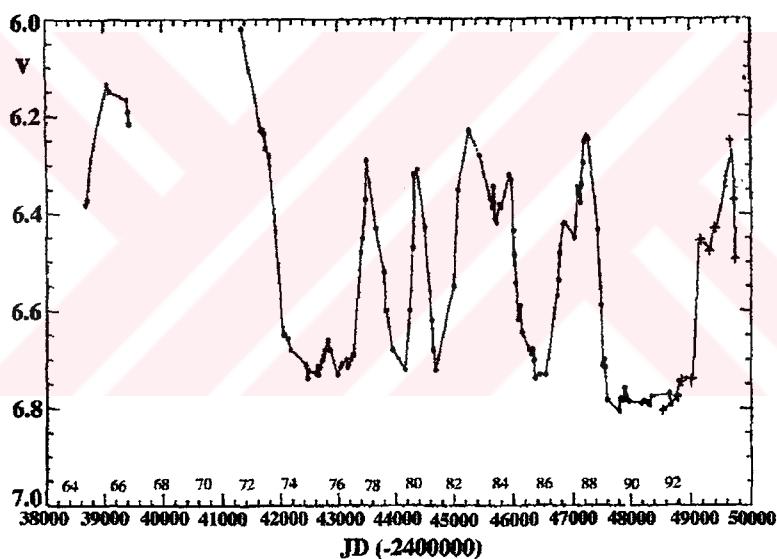
X Persei'nin 1888-1996 yılları arasında yapılmış fotometrik gözlemleri mevcuttur. "Postdamer Photometrische Durchmusterung" kataloğuna standart bir yıldız olarak geçen ve Müller and Kempt (1898) tarafından X Persei'nin zamanla parlaklık değişimi gösterdiği tespit edilince çeşitli gözlemciler tarafından gözlem programlarına dahil edilmiştir (Mook et al 1974).

X Persei sisteminin 1888'den beri yapılmış uzun dönemli optik ışık eğrileri incelendiğinde, yıldızın dönemli olarak parlamalar ve sönmeler gösterdiği ve parlaklığının zaman zaman normal değerlerinden çok daha düşük değerlere kadarindiği görülür. Mook et al (1974), X Persei'nin 1888 yılından itibaren yapılmış uzun dönemli optik gözlemleri ile kendi yaptıkları gözlemleri inceleyerek standart V bandı ışık eğrisini elde etmişlerdir (Şekil 3.1.1). Her ne kadar arşivdeki plak ölçümleri V bandının tam doğasını vermese de; 1897 ve 1902 yıllarında standart V bandı parlaklığı 6^m3 'lerden 7^m e kadar düşmüştür (Roche et al 1993). Aynı optik düşmeler; X Persei'nin B bandı ışık eğrilerinde de kaydedilmiştir (Gottlieb et al 1975).



Şekil 3.1.1. X Persei'nin 1888-1973 yıllarını içeren uzun dönemli V bandı ışık eğrisi (Mook et al 1974).

Şekil 3.1.1'e göre; X Persei'nin V bandı parlaklığı 1910-40 yılları arasında $6^{\text{m}}0$ ile $6^{\text{m}}8$ arasında değişirken 1940-73 yıllarına ait gözlemlerin hiçbirinde $V \approx 6^{\text{m}}4$ den daha sonük değildir (Mook et al 1974). Oysa 1964-92 yılları arasındaki parlaklığı $V \approx 6^{\text{m}}02$ ile $6^{\text{m}}8$ arasında değişmektedir (Şekil 3.1.2).



Şekil 3.1.2. X Persei'nin 1964-1992 yıllarını içeren optik bölgedeki ışık eğrisi (Roche et al 1993). Zamanov et al.(1995)'nin gözlemleri de "+" işaretile eklenmiştir.

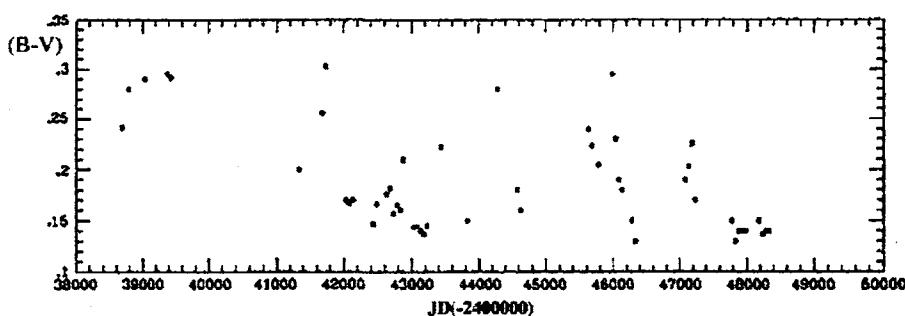
Şekil 3.1.2'de X Persei'nin 1974-77 ve 1990-92 yılları arasındaki geniş ve sonük seviyeleri dikkat çekicidir. X Persei'nin optik parlaklığı, 1974-77 yılları arasındaki sonük evrede $V \approx 6^{\text{m}}.75$, 1990-92'de ise $V \approx 6^{\text{m}}.8$ 'e kadar düşmüştür. Diğer taraftan şekil 3.1.2'de dikkati çeken diğer bir nokta, yıldızın parlaklığının 1972'de $V \approx 6^{\text{m}}.02$ 'e varan artışıdır. Ancak fotometre kalitesinin gerçekten o dönemde yıldızın daha parlak olup olmadığını gösterecek kadar iyi olmadığı da belirtilmektedir. V bandında kaydedilen diğer maksimumlar; 1965'de $V = 6^{\text{m}}.13$ (Mook et al 1974), 1956'da $V = 6^{\text{m}}.13$ (Harris 1956) ve

$6^m.07$ (Hiltner 1956) ve 1972-92 yılları arasında ise $V \approx 6^m.20$ 'den daha parlak olmamıştır.

X Persei sistemi, 1990 yılında girdiği sönük evre sırasında Zamanov and Zamanova (1995) tarafından fotometrik olarak gözlenmiştir (Şekil 3.1.2'de "+" ile görülmektedir). Gözlemler, X Persei'nin 1990 yılında girdiği son optik sönük evreden 1993 yılında (JD2449046) çıktığını ve parlaklığının $6^m.8$ 'lerden itibaren artmaya başladığını göstermektedir. V bandı parlaklığındaki bu artış, 2 Eylül 1994 (JD2449598)'de $6^m.21$ 'e kadar devam etmiş ve sonra azalarak $6^m.5$ 'e kadar düşmüştür.

X Persei'nin 1888-1994 yılları arasındaki V bandı parlaklığuna genel olarak bakarsak, parlaklık 1888-1973 yılları arasında 6^m - 7^m , 1964-1992'de $6^m.02$ ile $6^m.8$ arasında değişirken 1992-1995'de ise $6^m.25$ ile $6^m.8$ arasında değişmektedir. Son iki geniş sönük seviyenin her ikisinde de yıldızın parlaklığı hemen hemen sabittir (1974-1977 yılları arasında $\Delta V \leq 0.1$, 1990-1992 yılları arasında $\Delta V \leq 0.01$). Eğer disk kaybı (veya disk kaybına yakın) ile bu geniş optik düşüşler arasında bir ilişki varsa optik değişkenlik çevresel bir materyalin varlığından kaynaklanmaktadır. Be türü yıldızlarda var olduğu düşünülen çevresel diskin kısmen veya tamamen dağılması, yıldızların parlaklığında bu tür bir sökükleşmeye neden olmaktadır. Bu optik sönmeler, diskin incelmesi veya daralmasından kaynaklanıyorsa 1971'den günümüze kadar olan optik düşmeler (Şekil 3.1.2), 1903 ve 1971 yılları arasında (Şekil 3.1.1) meydana gelenlerden daha önemli ve büyük değişimleri göstermektedir.

X Persei'nin 1964-92 yıllarını içeren (B-V) renk eğrisi, Şekil 3.1.3'de görülmektedir. 1974-77 ve 1990-92 yılları arasında 1300 ± 400 parsek uzaklıkta normal bir O9III yıldızına uygun (B-V) rengine sahip olduğu saptanmıştır. Yani bu dönemlerde disk kaybolmuştur ve sadece O9III yıldızı gözlenmektedir.



Şekil 3.1.3. X Persei'nin 1964-1992 yıllarını içeren (B-V) renk eğrisi (Roche et al 1993).

1974-1977 optik sönmesinden sonra yıldız hızla parlarken (B-V) rengi kırmızılaşır. Yıldızın çevresinde daha fazla disk materyalinin mevcut olduğu parlak evreler kırmızı renkle, disk maddesinin altındaki O9 yıldızının açıkça görüldüğü sönüklere mavi renkle karakterize edilmektedir. Diğer bir deyişle, X Persei çevresel diskini kaybettiği zaman parlaklığını azaltmakta ve dolayısıyle (B-V) rengi mavileşmekte, çevresel disk mevcut iken parlaklığını artmaktadır ve (B-V) rengi kırmızılaşmaktadır. 1974 ve 1992 yıllarındaki disk kaybindan hemen önceki hızlı kırmızılaşma ise O9 yıldızından son olarak atılan çevresel maddeyi gösterebilir. Mook et al (1974)'nın V bandı ve Gottlieb et al (1975)'nın B bandı ışık eğrilerinin analizinden X Persei'nin 1897 ve 1902 yıllarındaki optik düşmeleri sırasında (B-V) renginin sırasıyla 0.0-0.1 ve 0.2 olduğu belirlenmiştir. Bu ise, 1897'de X Persei'nin çevresel diskinin hemen hemen tamamen kaybolduğunu gösterir (Roche et al 1993).

3.2. Kısa Süreli Değişimler

Bazı araştırmacılar X Persei'nin Ha tayından, X-ışın puls döneminde değişimlerin olduğunu buldular. Ayrıca HeII ($\lambda 4686\text{\AA}$) çizgisinde de değişimler tespit edilmişse de henüz doğrulanmamıştır. X Persei'nin optik ışık eğrisinde puls dönemi ile ilgili değişimlerin bulunup bulunmadığı araştırılmıştır. Sadece Ekim 1985'de B bandında % 0.8 genliğinde periyodik bir değişime rastlanmıştır. Bu durum optik ışık eğrisinin (Şekil 3.1.2) 1985'deki kısa süren minimumu sırasında meydana gelmiştir. Gözlenen diğer kısa değişimler, sadece optik minimumlar esnasında oluşmaktadır. Tayfsal değişimler, nötron yıldızından salınan X-ışınınının diskteki materyal tarafından soğrulup bu materyalin iyonlaşması ve iyonlaşmış maddenin salma yapmasından kaynaklanmaktadır. Ancak puls döneminde kaydedilen tayfsal değişimlerin genliği %2 gibi çok küçüktür. Optik fotometrik değişkenlik, L_x/L_{opt} oranının ve X-ışın bölgesindeki toplam ışınınının düşük olması nedeniyle hemen hemen yoktur.

Be yıldızlarının büyük bir kısmı, kısa zaman ölçeklerinde (0.2-2 gün) değişim gösterirler. Oysa X Persei olağan dışıdır. 1990-92'deki optik sönüklere $\Delta V \leq 0^m 01$ mertebesinde herhangi bir değişim göstermiyor. Benzer şekilde 1974-77 evresinde de kısa süreli değişimler kaydedilmemiş, yalnızca bu sönüklere ortalarında 200 günlük bir zamanda $0^m 1$ kadar parlama göstermiş ve yaklaşık aynı sürede de sönmüştür.

3.3. Geçici Değişimler

X Persei'nin optik ışık eğrisinde, saniye mertebesinden dakika mertebesine kadar süren ve akıda yaklaşık %30 luk bir azalma gösteren geçici minimumlar görülmüştür. Birçok gözlemci böyle değişimleri daha çok U bandında buldu. Campisi et al (1976), Canizares et al (1977) ile Sharma et al (1983), U bandında sisteme ait bu tip geçici minimumlar belirlediler (Roche et al 1993). Bu tip bir değişimin en uzun süreni 10 dakika olarak Campisi tarafından bulunandır. Canizares 4-5 dakika devam eden benzer bir minimum, Sharma ise herbiri 10-15 saniye süren ve %15'lik bir akı azalması olan 3 minimum kaydetmiştir. Tüm bu geçici minimumlar, X Persei'nin optik ışık eğrisinin söntük seviyeleri sırasında olmuştur; Campisi ve Canizares'in gözlemleri 1974-1977 evresi, Sharma'nın gözlemleri ise 1979 evresine rastlar. Başka gözlemciler tarafından çeşitli zamanlarda yapılan sisteme ilişkin fotometrik gözlemler sırasında bu tür minimum özelliklerine rastlanmamıştır. Ama X Persei parlak halde iken, bu tür kısa süreli geçici minimumların görünmemesi dikkat çekicidir (Roche et al 1993).

X Persei sisteminde görülen bir diğer geçici değişim, Murdin et al (1976)'nın bir dizi gözlemleri ile bulundu. Murdin ve arkadaşları, $\text{H}\alpha$ akısı ile süreklilığı eşzamanlı olarak inceledikleri zaman 23 Ağustos 1973 (JD2441917)'de salma çizgisinin hızla çöktüğünü ve 30-50 saniye sonra da süreklilik seviyesinde bir yükselmenin olduğunu saptadılar. Diğer gecelerde yaptıkları gözlemlerde benzer bir olaya rastlamadılar. Aynı zamanda farklı yerlerde yapılan B ve V bandı fotometrelerinde süreklilikte benzer bir artış kaydedilmiştir. 500 saniye süren bu durum Campisi et al (1976)'nın kaydettiği optik minimumlara benzerdir. $\text{H}\alpha$ akısının ani düşüşü ve yavaş yavaş tekrar eski haline dönmesi U bandı minimumlarında da benzer şekilde olmuştur. Murdin et al (1976)'a göre 1974-77 söntük evresinin hemen başlangıcında gözledikleri $\text{H}\alpha$ salmasının çökmesi ve bir yıl sonra Campisi et al (1976)'nın gözledikleri U bandı geçici minimumları; $\text{H}\alpha$ salma bölgesinin nedeni tam olarak anlaşılamayan örtülmesinden kaynaklanmaktadır. Niteliği anlaşılamayan örten cismin boyutu $1R_\odot$ mertebesinde hesaplandı (örten cismin $100\text{-}1000 \text{ kms}^{-1}$ lik bir yörlunge hızı ile hareket ettiği kabul edildi). $\text{H}\alpha$ çökmesi ile süreklilikteki küçük akı artışı arasında 30-50 saniye gibi bir zaman olması, $\text{H}\alpha$ salma bölgesi ile flare bölgesi arasındaki uzaklığın 50 ışık saniyesinden (yaklaşık $25 R_\odot$) daha fazla olmadığını göstermektedir. Sistem için $200R_\odot$ civarında bir çift ayrılığı varsayıldığında, her iki bölgenin de ya Be başyıldızının ya da nötron yıldızının

çevresinde olması gereklidir. α salması çevresel kabukla ilgili olduğuna göre, her iki olayın bu kabukta gerçekleştiği ortaya çıkmaktadır (Roche et al 1993).

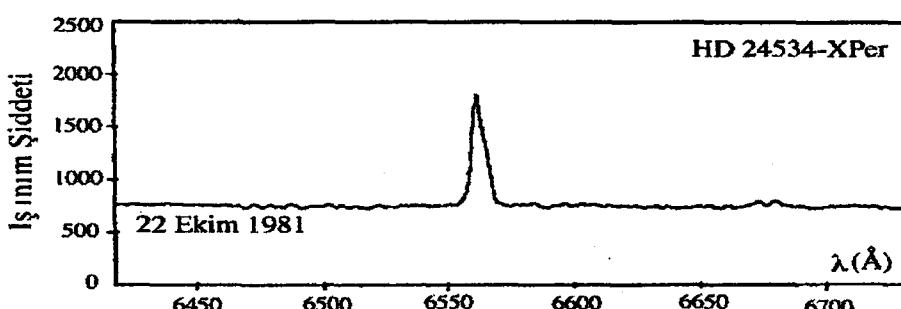
Frohlick and Nevo (1974) Aralık 1972'de gözledikleri 4 fotometrik gecenin ikisinde, düşük genlikli ve düşük frekanslı 2 parıldama kaydedilmiştir (Roche et al 1993). Bu salınımlara ilişkin dönemlilikler, JD2441682 de 41-409 saniye iken JD2441680 de 4-120 saniyedir. Diğer 2 gecede bu tür parıldamaya ilişkin herhangi bir belirtiye rastlanmamıştır. Böylece bu parıldamaların sisteme ait geçici özellikler olduğu anlaşılmaktadır.

Yukarıda belirtildiği gibi X Persei sisteminde hem genlik, hem de zaman ölçüği olarak çok çeşitli değişimler görülmektedir. Kısa süreli bu değişimler optik sönükle evrelerle ilişkili gibi görünmektedir. Bu değişimler geçicidir (Roche et al 1993).

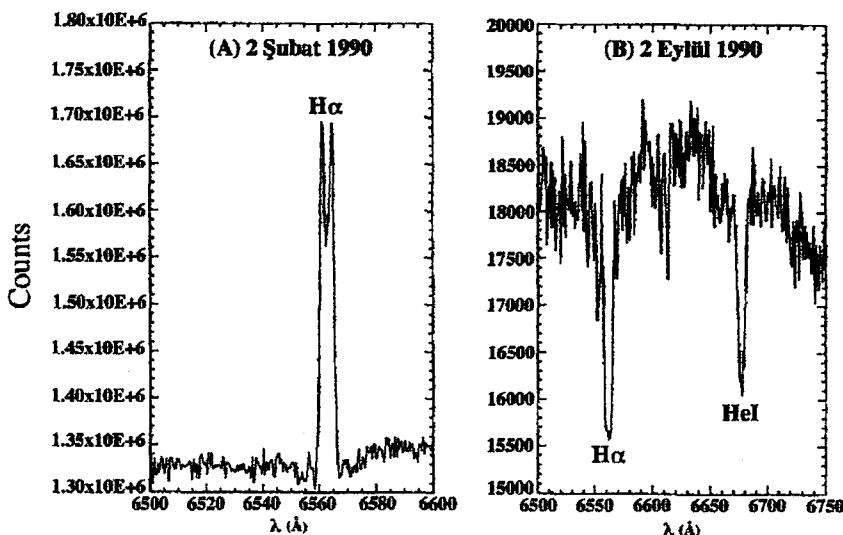
4. X PERSEİ'NİN GÖRSEL BÖLGEDEKİ ÖZELLİKLERİ

Hızlı dönen bir Be yıldızı olan X Persei'nin görsel bölge tayflarında, hızlı dönme nedeniyle genişlemiş soğurma çizgileri ile ekvatorial diskten kaynaklanan salma çizgileri mevcuttur. Görsel bölge tayflarındaki en kuvvetli çizgiler; H α , H β , H γ ve $\lambda 5876\text{\AA}$ HeI salma çizgileridir. Tayflarda Balmer çizgi profillerinin şekli zamanla değişmektedir; bazen geniş bir soğurma, bazen de tek pikli veya merkezi soğurmaya sahip çift pikli salma çizgisi şeklindedir. H α ve H β çizgilerinin kırmızı kanatları, mor kanatlara göre genellikle daha kuvvetli olsa da uzun zaman aralıkları içinde değişim göstermektedir.

En kuvvetli çizgilerden biri olan H α çizgi profiliin uzun süreli incelenmesi sonucunda, profilenin yıllar mertebesindeki bir zaman aralığında değişimler gösterdiği belirlenmiştir. H α profili, 1953-56 yılları arasında geniş bir salma çizgisi 1957-61'de daha kuvvetli bir salma çizgisi, 1974-77 yılları arasında normal şiddette bir salma çizgisi şeklindedir. Profil 1981 yılında, ince ve tek pikli (Şekil 4.1) ancak mavi tarafa doğru biraz asimetrik bir salma yapısı gösterir (Andrillat 1983). Ballereu et al (1987)'nin yaptıkları H α gözlemlerinde, profil tekrar çift pikli ve kuvvetli bir salma çizgisine dönüşmüştür. H α çizgi profili, 2 Şubat 1990'da çift pikli salma çizgisi şeklinde iken (Şekil 4.2.A), 2 Eylül 1990'da ise hemen hemen tek pikli bir soğurma çizgisi şeklindedir (Şekil 4.2.B). Böylece salma çizgilerine neden olan disk, 212 günlük bir sürede dağılmış olmalıdır (Roche et al 1993).



Şekil 4.1. X Persei'nin 22 Ekim 1981 tarihli H α çizgi profili (Andrillat 1983).



Şekil 4.2. X Persei'nin 2 Şubat ve 2 Eylül 1990 tarihlerine ait H α çizgi profili (Roche et al 1993).

X Persei'nin diğer bir belirgin çizgisi HeI $\lambda 5876\text{\AA}$ çizgisidir. HeI $\lambda 5876\text{\AA}$ çizgisi bilinen tüm X-ışın çiftlerinde salma halindedir. Bu durum genellikle yakın sistemlerdeki bileşenler arasındaki kütle aktarımına atfedilir. Ancak 1970 yılında X Persei'nin HeII çizgisinin soğurma halinde olduğu ve HeI çizgisi ile uyumlu hızlar verdiği tespit edilmiştir. Hutchings et al (1974)'a göre; 1970'deki HeII profilinde salma mevcut olsa bile çok zayıf olmalıdır.

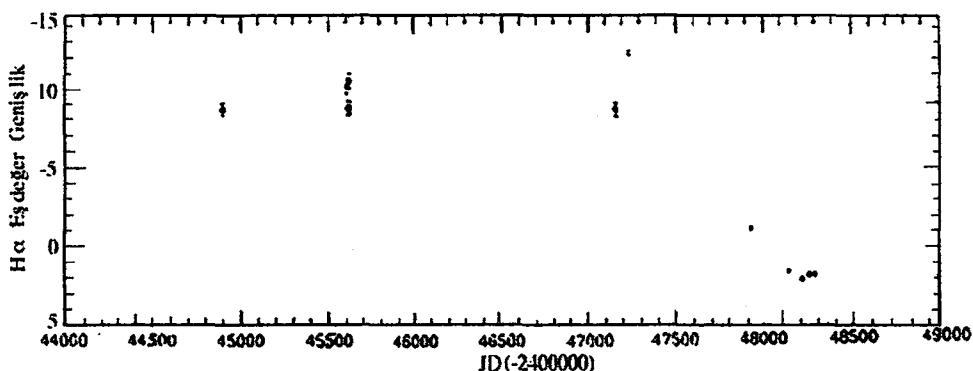
Be türü yıldızların görsel bölge tayflarında görülen çift pikli salma çizgilerinde V/R (mavi bileşenin ışınım şiddetinin kırmızı bileşenin ışınım şiddetine oranı) değişimi görülür. X Persei sisteminin özellikle çift pikli olan H α , H β ve H γ çizgilerinin V/R değişimlerine ilişkin tam bir dönemlilik bulunamamıştır. Balmer çizgilerinin çeşitli tarihler için bulunan V/R oranları; Ekim 1952-Şubat 1957'de $V/R > 1$; 1959-60'da $V/R < 1$; 1960-61'de $V/R \sim 1$; 1962-64'de $V/R > 1$; 1964'de $V/R < 1$ ve 1968 yılında $V/R > 1$ 'dir. Şubat 1957'de H γ 'nin V/R değeri 1.5 iken 1957 sonbaharında 0.6 olmuştur (Wackerling 1972). V/R oranında görülen böyle büyük bir değişim, Mc.Laughlin'nin incelediği 1929, 1934 ve 1936 yıllarına ait tayflarda da görülmüştür (Roche et al 1993).

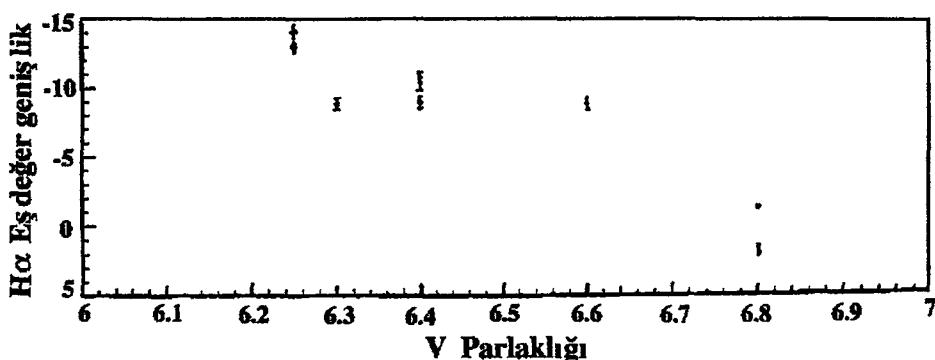
X Persei'nin görsel bölge tayflarındaki kuvvetli, değişken bir yapıya sahip ve en çok incelenen çizgilerden biri olan H α çizgisinin çeşitli tarihlerde eşdeğer genişlikleri ölçülmüştür. Çizelge 4.1'de H α çizgisinin eşdeğer genişliğinin zamana göre değişimleri görülmektedir.

Çizelge 4.1. H α eşdeğer genişliklerinin zamana göre değişimleri (Roche et al 1993).

Tarih	JD (UT)	H α EW(Å)	Notlar
1977(ortalama)		-8.0	de Loore et al (1979)
22 Ekim 1981	2444900.00	-8.9	parlama (Andrillat 1983)
27 Eylül 1983	2445605.95	-10.4	
28 Eylül 1983	2445606.01	-10.4	
01 Ekim 1983	2445609.97	-9.0	optik maksimum
09 Ekim 1983	2445617.95	-10.8	Ballereau et al (1987)
10 Ekim 1983	2445618.99	-9.8	
13 Ekim 1983	2445621.89	-9.6	
14 Ekim 1983	2445622.89	-9.0	
23 Aralık 1987	2447153.80	-8.9	optik maksimum civarı
30 Aralık 1987	2447160.70	-8.9	
08 Mart 1988	2447229.70	-13.2	
09 Mart 1988	2447230.60	-14.1	optik maksimum
10 Mart 1988	2447231.70	-12.9	
02 Şubat 1990	2447925.60	-1.3	son salma çizgisi
02 Ekim 1990	2448137.60	+1.6	ilk soğurma çizgisi
15 Kasım 1990	2448211.70	+2.1	
27 Aralık 1990	2448253.60	+1.8	optik minimum (genişlemiş)
28 Ocak 1991	2448285.50	+1.8	

H α eşdeğer genişlikleri, Ekim 1990'a kadar negatif değerler, daha sonra pozitif değerler almaktadır. Negatif değerler; H α çizgisinin salma, pozitif değerler; soğurma çizgisi şeklinde olduğunu ifade eder. H α çizgisinin eşdeğer genişliği, normalde 9-10 Å değerlerini alırken X Persei'nin çevresel diskini kaybettiği 1990-93 yıllarındaki optik sönmeden önce (Mart 1988) 12-14 Å değerlerine ulaşmıştır. Şubat 1990 ile Ekim 1990 tarihleri arasında bir yerde H α çizgisi zayıf bir soğurma çizgisine dönüştürülmüştür. Bu artış (Mart 1988) ve ardından azalma (Şubat 1990), yıldız rüzgarında büyük ölçüde değişimlerin meydana gelmesinden kaynaklanmaktadır. X Persei'nin ekvator bölgelerindeki madde (disk veya kabuk), başyıldızdan atılan maddedir ve moröte bölgesinde gözlenmiş rüzgardan (düşük yoğunluklu ve yüksek hızlı) çok farklı kinematik özelliklere sahip olsa bile rüzgarın bir kısmı olarak düşünülmektedir (Roche et al 1993).

**Şekil 4.3.** X Persei'nin H α eşdeğer genişliğinin zamana bağlı değişimi (Roche et al 1993).



Şekil 4.4. X Persei'nin H α eşdeğer genişliğinin V parlaklığına bağlı değişimi (Roche et al 1993).

H α eşdeğer genişliğinin zamana ve V bandı parlaklığuna göre değişimi, Şekil 4.3 ve Şekil 4.4'de görülmektedir. Norton et al (1991) ve çeşitli araştırmacılar tarafından yüksek ayırma gücü tayflardan ölçülen eşdeğer genişlikler, JD2447230 civarında en büyük değerine sahip olmakta ve bu sırada yıldızın V bandı parlaklığı da (Şekil 4.4) maximum değerine ulaşmaktadır. Bu durum, genişlemiş çevresel katmanın hem optik parlaklığa hem de Balmer çizgilerindeki salmaya katkıda bulunduğu gösterir. Genişlemiş çevresel katman evresini, çevresel maddenin yavaş yavaş dağıldığı bir evre izlemektedir. Mart 1988 ve Ekim 1990 tarihleri arasında bir yerde çevresel kabuk dağılarak H α çizgisi salmadan soğurmaya dönüşmüştür ve 2 Şubat 1990 tarihli tayfta profil soğurma halindedir. Artık X Persei salma çizgili (O9e) bir yıldızdan normal O9.5 tayıf türünden bir yıldız haline gelmiştir. Böyle bir evre değişimi, tipik Balmer salma çizgilerine ve kırmızıöte artığa neden olan çevresel diskin kaybı nedeniyelerdir. Eşdeğer genişlik ile V bandı parlaklığının orantılı değişimi (Şekil 4.4) ise, çevresel zarfın optik parlaklığın önemli bir kesrinden ve X Persei'nin değişkenliğinden sorumlu olduğu hipotezi ile uyuşmaktadır.

Ayrıca X Persei'nin görsel bölge tayflarında H α 'dan sonra belirgin bir diğer çizgisi H β çizgisidir ve bu çizginin 1972-1974 yılları arasında (bakınız Bölüm 8.2) eşdeğer genişlikleri ölçülmüştür. Eşdeğer genişliklerin ölçüldüğü tayflar, yıldızın en parlak seviyesine ulaştığı 1972 yılı ile parlaklığın azaldığı 1974 yıllarına rastlamaktadır ve bu sırada H β çizgisi salma halindedir.

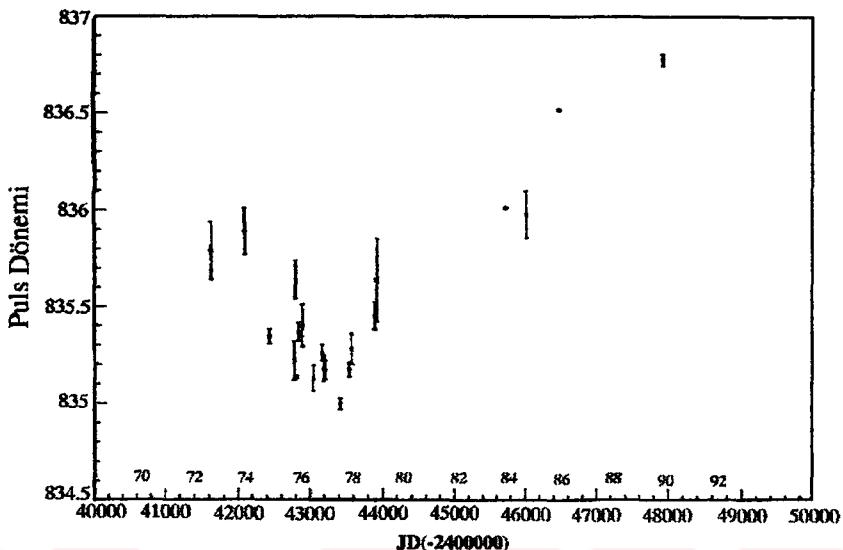
5. X PERSEİ'NİN X-İŞİN ÖZELLİKLERİ

X Persei, büyük kütleli X-ışın çiftlerinden “geçici X-ışın kaynakları” sınıfının bir üyesidir. Tüm geçici X-ışın kaynaklarında olduğu gibi X Persei sisteminden yayınlanan X-ışınımı, sistemdeki Be bileşeninin ekvator düzleminde yavaş hareket eden yoğun yıldız rüzgarıyla taşınan maddenin nötron yıldızı üzerine birikmesinden kaynaklanmaktadır. Böyle bir model, 4U 0053+604 (γ Cas) yıldızında görülen sürekli salma seviyelerini açıklamakta da kullanılmıştır. Bu yavaş hareket eden yoğun ekvatorial rüzgardaki değişimlerin yıldızı saran çevresel kabukta önemli değişimlere, Balmer salmalarına ve kırmızıöte fazlalığına neden olabileceği düşünülmektedir. Ayrıca nötron yıldızı üzerindeki yığılmayı da etkileyecektir. Robba and Warwick (1989), X Persei uzaklığını 350 parsek alarak; EXOSAT gözlemleri esnasında X Persei'nin X-ışın bölgesinde 2-10 kev enerji aralığındaki ışınım gücünü $(2\text{-}4)\times10^{33}$ ergsn $^{-1}$ olarak bulmuşlardır. Bu ise, nötron yıldızı üzerine yıldız rüzgarı ile $(1\text{-}2)\times10^{13}$ grsn $^{-1}$ lik bir kütle birikim hızı gerektirmektedir. Bu tür birikimler, sistemdeki parlak bir OB yıldızı ve yıldız rüzgarları ile beslenen bir X-ışın pulsarı içeren sistemlerin bir özelligidir (Roche et al 1993).

X Persei'nin X-ışın özellikleri diğer Be/X-ışın çiftlerinin özelliklerinden birçok bakımından farklıdır. 2-11 keV enerji aralığında zayıf bir kaynak ($L_X \leq 10^{34}$ ergsn $^{-1}$, $L_X/L_{\text{opt}} = 10^{-2}\text{-}10^{-3}$, Nagase 1989) olarak gözlenmiştir ve büyük kütleli X-ışın çiftleri içinde en az değişim gösteren ($L_{X\text{max}}/L_{X\text{min}} = 5$) bir X-ışın kaynağıdır. X-ışın bölgesinde yapılan incelemeler sonucunda, sisteme ait 835 saniyelik (13.9 dakikalık) bir X-ışın puls dönemi bulunmuştur (White et al 1976, Robba and Warwick 1989). En uzun puls dönemine sahip sistemlerden biridir. 850 saniye periyotlu 4U 0114+65'den sonra ikinci kaynaktır. Murakami et al (1987), 1984 yılında (JD2446016) X Persei'nin o güne kadar gözlenen en uzun X-ışın puls döneminin 13.933 ± 0.02 dakika olduğunu buldular. Bulunan bu puls dönemi, önceki gözlemlerle birlikte Şekil 5.1'de görülmektedir. 13.9 dakikalık X-ışın puls dönemi; Fabbian (1975) ve Brecker (1975)'e göre ise yoğun bileşenin dönme/presyonundan kaynaklanmaktadır.

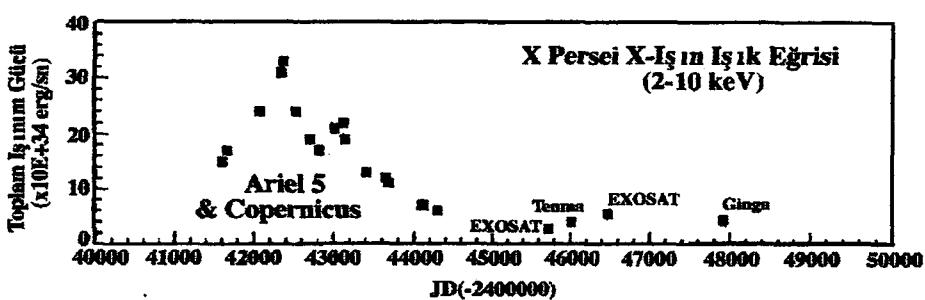
Mazeh et al (1982) tarafından optik süreklilikte 13.9 dakika periyotlu değişimin olup olmadığı araştırılmış, fakat bulunamamıştır. Fakat H α çizgisinde 13.9 dakikalık

periyodik bir değişim Mazeh et al (1982) tarafından bulunmuş ve bu değişimin genliğinin, sürekliliğin %2'si kadar olduğu belirlenmiştir (Apparao and Tarafdar 1986).



Şekil 5.1. X Persei'nin X-ışın bölgesinde gözlenen uzun dönemli puls dönemi (Roche et al 1993).

Şekil 5.1'den de görüldüğü gibi puls döneminde bir dalgalanma mevcuttur; bu tür bir dalgalanma, Vela X-1 ile GX 301-2 pulsarlarının X-ışın bölgelerinde görülen dalgalanmalara benzemektedir. Puls döneminde meydana gelen büyük değişim, optik ışık eğrisinin (Şekil 3.1.2) 1974-77 yılları arasındaki sönüklük evreye karşılık gelmektedir. Puls döneminin değişim hızı, sistemdeki yoğun bileşen ancak nötron yıldızı ise açıklanabilmektedir (Roche et al 1993). Ayrıca X Persei'nin çevresel diskini kaybettiği 1974-77 yıllarına rastlayan puls dönemindeki azalma, Fabbian (1975) and Brecker (1975)'in "puls dönemi, yoğun bileşenin dönme dönemidir" hipotezini desteklemektedir. Çünkü 1974-77 yılları arasında diskin dağılması ile nötron yıldızı üzerine akan madde miktarı artmış ve sonuçta yıldızın dönmesini hızlandırmıştır.



Şekil 5.2. X Persei'nin 2-10keV enerji aralığındaki uzun dönemli X-ışın ışık eğrisidir (Roche et al 1993).

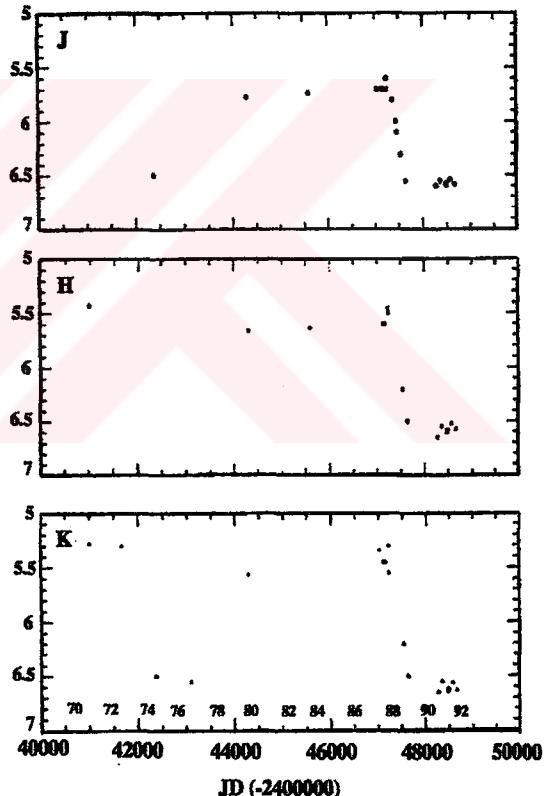
Şekil 5.2, X Persei'nin 1972-90 yılları arasındaki X-ışın bölgesine (2-10 keV) ait ışık eğrisidir. X-ışın bölgesinin toplam ışınım gücünde 1975 yılındaki artış dikkate değerdir. Bu artış 1974-77 evresinin başlangıcına rastlamaktadır. Copernicus ve Ariel 5 gözlem verileri, X Persei'nin X-ışının 1975'de en büyük değerine ulaştıktan sonra lineer olarak sönügüünü, Einstein uydusunun yaptığı 10 Şubat 1979 gözlemleri ile EXOSAT ve TENMA gözlemleri bu düşüşün Şubat 1984'e kadar devam ettiğini göstermektedir. EXOSAT'ın Şubat 1986 gözlemleri, 1984'den biraz daha yüksek değer vermektedir. Bu ise, X-ışın akısının tekrar yükselmeye başladığını düşündürüyor. Bununla beraber Ocak 1990 Ginga gözlemleri, X-ışın akısının 1975 disk kaybı sırasında olduğu gibi en parlak seviyesine gelmediğini göstermektedir. O halde X Persei'nin X-ışın parlaklığının doğrudan doğruya optik ışık eğrisi ile ilgili olmadığı görülmektedir. 1978-80 yılları arasında optik ışık eğrisinde görülen parlama ve sönmeler sırasında X-ışınım gücünde herhangi bir değişim olmadan azalmaya devam etmektedir. 1972-1975 yılları arasında ışınım gücündeki artış, 1971-1972 de optik bölgedeki parlak seviyeden ($V=6^m0$) sönenmenin sonuna kadar olan kısımla çakışmaktadır. Bu ise, "madde biriminin yalnızca yıldız rüzgarından kaynaklandığı" şeklindeki teoriyi destekler gibi görülmektedir.

1964-92 yıllarında X Persei'nin V bandı maximum parlaklıkları (bakınız Şekil 3.2) $V=6^m25$ civarında iken 1972'de maximum parlaklık 6^m02 'e yükseltmiştir. Bu tarihlerde disk materyali normalden daha büyük boyutlara ulaşmış yani X Persei'nin çevresel disk genişlemiştir. Daha sonra 1974-77 yılları arasında disk dağılarken nötron yıldızı yoldaş üzerine madde biriminin artmasıyle birlikte X-ışın puls döneminde bir azalma ve sistemden yayılan X-ışınımında da artış kaydedilmiştir. Ancak 1989-1992 arasındaki disk-kayıbı evresinde X-ışın salmasında hiçbir artış gözlenmemiştir.

X Persei sisteminin X-ışın bölgesinde 22 saatlik (veya bunun yarısı) bir dönemlilik de saptanmış ve bunun yoğun bileşenin başyıldız etrafındaki yörüngede hareketi ile uyumlu olabileceği ileri sürülmüştür (White et al 1976). Ancak OSO-8 uydusu gözlemleriyle sistemin X-ışın bölgesinde 11 (yada 22) saatlik dönemliliğine ilişkin herhangi bir kanıt rastlanmamıştır.

6. X PERSEİ'NİN KIRMIZİÖTE BÖLGEDEKİ ÖZELLİKLERİ

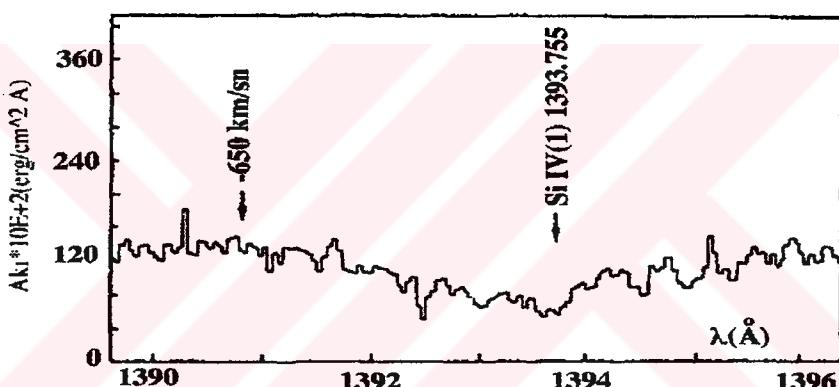
Be türü yıldızlarda görülen kırmızıöte artık, çevresel kabuktaki serbest-serbest salma ile oluşur ve bu kabuk ortadan kalkınca kırmızıöte artık da yok olur. Norton et al (1991), X Persei'nin kırmızıöte bölgесine ait kendi ölçümlerini Larionov ve Larionova (1989)'nin verileri ile birleştirdikleri zaman 1990-92'de görülen düşmenin optik bölgедeki düşmeyi takip ettiği ve kırmızıöte artığının JD2447620'de tamamen kaybolduğunu gördüler (Roche et al 1993). Şekil 6.1, X Persei'nin kırmızıöte bölgесinin J,H,K bantlarındaki ışık eğrisidir. 1974-77 yıllarındaki sönük evrede sadece bir tek veri olmasına rağmen, bu nokta o yıllarda 1990-92'de olduğu gibi yine kırmızıöte artığın olmadığını gösterir. Bu da sönük evrelerde diskin tamamen veya kısmen kaybolduğunun bir başka kanıtıdır. X Persei'nin şimdı mevcut tayfsal verilerinden (J-K) kırmızıöte artığın, salma çizgileri kaybolmadan önce yokolduğunu görüyoruz. Diğer bir deyişle; (J-K) rengi JD2447620'de sıfır iken H α salma çizgisi JD2447925 civarında hala mevcuttur. Bu ise, disk materyalinin yıldızın kırmızıöte salmasına katılmasa bile hala mevcut olduğunu gösteriyor. Büyüük bir olasılıkla daha uzun dalgaboylarında kırmızıöte fazlalığı hala vardır (Roche et al 1993).



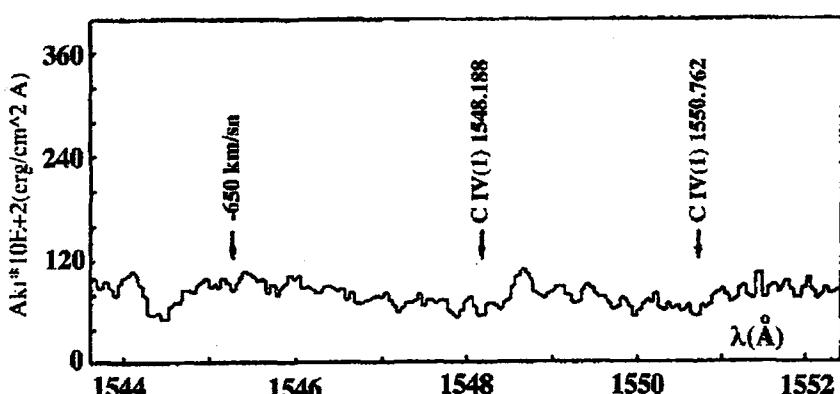
Şekil 6.1. X Persei'nin 1970-1992 yıllarını içeren kırmızıöte bölgесine ait J, H, K bandı ışık eğrileri.

7. X PERSEİ'NİN IUE GÖZLEMLERİ

X Persei'nin IUE uydusu ile alınan moröte tayflarında Lyman α , SiII ve MgII'e ait yıldızlararası çizgiler ile yıldıza ait SiIII, SiIV; CIII, CIV; NIII, NIV çizgileri mevcuttur. Bu çizgilerden SiIII dışındaki çizgiler γ Cas yıldızının kilerden genellikle daha zayıftır. SiIII çizgisinin şiddeti ise her iki yıldızın tayfında da eşit şiddettedir (Hammerschlag et al 1980). X Persei'nin moröte tayflarındaki birçok soğurma çizgisi kısa dalgalılarına kaymıştır ve kırmızı kanatları daha dik, mor kanatları yaygındır, bu asimetrik yapı kütleyini gösterir. SiIV(λ 1400Å) ve CIV($\lambda\lambda$ 1548, 1550Å) rezonans çizgilerinin profilinde belirgin bir şekilde görülmektedir (Şekil 7.1 ve Şekil 7.2).



Şekil 7.1. X Persei'nin SWP 2978 kamerası ile yüksek ayırmaya gücünden alınan SiIV(1) çizgisi (Bernacca and Bianchi 1981).



Şekil 7.2. X Persei'nin SWP 2978 kamerası ile yüksek ayırmaya gücünden alınan CIV(1) çizgisi (Bernacca and Bianchi 1981).

Bernacca and Bianchi (1981), SiIV(1) ve CIV(1) çizgilerinin kısa dalgaboyu kanatlarından yaklaşık -650 km s^{-1} lik bir terminal hızı buldular. Bu, orta bir hızla genişleyen zarfın özelliğidir. Bu çizgilere genişleyen atmosfer modelinin fit edilmesiyle, sistemden $10^{-9} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ 'lik bir kütte kayıp hızı bulunmuştur. Oysa bu değer, sisteme ilişkin kütte kayıp hızının değerini ilk bulan Hammerschlag et al (1980)'nin aynı çizgilerden bulduğu $(1.2 \pm 0.3) 10^{-8} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ değerinden bir mertebe daha küçüktür. Aradaki bu fark, kütte kayıp hızının bulunmasında kullanılan hız yasalarının farklı olmasına ve kütte kayıp hızının hesaplanmasında kullanılan rüzgar hızının her iki dönemde farklı değerlere sahip olmasına bağlanmaktadır (Bernacca and Bianchi 1981).

8. GÖRSEL BÖLGE TAYFLARININ İNCELENMESİ

Önceki bölümlerde, X Persei yıldızı hakkında bugüne kadar yapılan araştırmalar özetlenmiştir. Bu bölümde; danışmanım Prof.Dr.Semanur Engin tarafından Trieste-ITALYA'dan getirilen X Persei'nin 1980 yılına at görsel bölge tayfları incelenmiştir. Tayflar Haute Provence Gözlemevi'nin 152 cm'lik coude teleskopu ile alınmıştır. Tayfların dispersiyonu 12.4 Å/mm'dir. Kısa dalgaboyu aralığında (λ 3400-4950Å) 11 adet ve uzun dalgaboyu aralığında (λ 4900-6500Å) 8 adet tayf mevcuttur. İncelenen görsel bölge tayflarına ilişkin bilgiler Çizelge 8.1'de verilmektedir. Çizelgedeki evreler, Hutchings et al (1975)'nin X Persei sistemine ilişkin verdikleri yörünge elemanlarından ($T_o=JD2442084.0\pm5$ enberiden geçiş anı, $P=580.5$ gün) hesaplanmıştır. Moore (1945)'un multiple tablosu ve Kurucz (1975)'un yarı deneysel multiple tablosundan yararlanılarak tayf çizgilerinin tanısı yapılmıştır. Çizgi tanı listesi Ek-1'de verilmiştir. Tayflarda hangi elemente ait olduğunu belirleyemediğimiz çizgiler de bu listede yer almıştır.

Çizelge 8.1. X Persei yıldızının görsel bölge tayfları ile ilgili bilgiler.

TAYF NO	BÖLGE	TARIH	JD(2444000+)	EVRE
GB 5759	M	29/02/1980	299.29	0.807
GB 5760	K	29/02/1980	299.33	0.807
GB 6976	M	02/03/1980	301.29	0.810
GB 5965	K	23/09/1980	506.53	0.165
GB 5966	M	23/09/1980	506.59	0.165
GB 5967	M	23/09/1980	506.63	0.165
GB 5972	K	24/09/1980	507.45	0.166
GB 5975	M	24/09/1980	507.57	0.167
GB 5976	M	24/09/1980	507.61	0.167
GB 5982	M	24/09/1980	507.45	0.166
GB 5983	K	24/09/1980	507.49	0.166
GB 5986	M	25/09/1980	508.64	0.168
GB 5990	M	26/09/1980	509.45	0.170
GB 5991	K	26/09/1980	509.50	0.170
GB 5998	K	28/09/1980	511.40	0.173
GB 5999	M	28/09/1980	511.63	0.174
GB 6006	K	29/09/1980	512.41	0.175
GB 6007	M	29/09/1980	512.61	0.175
GB 6009	K	30/09/1980	513.53	0.177

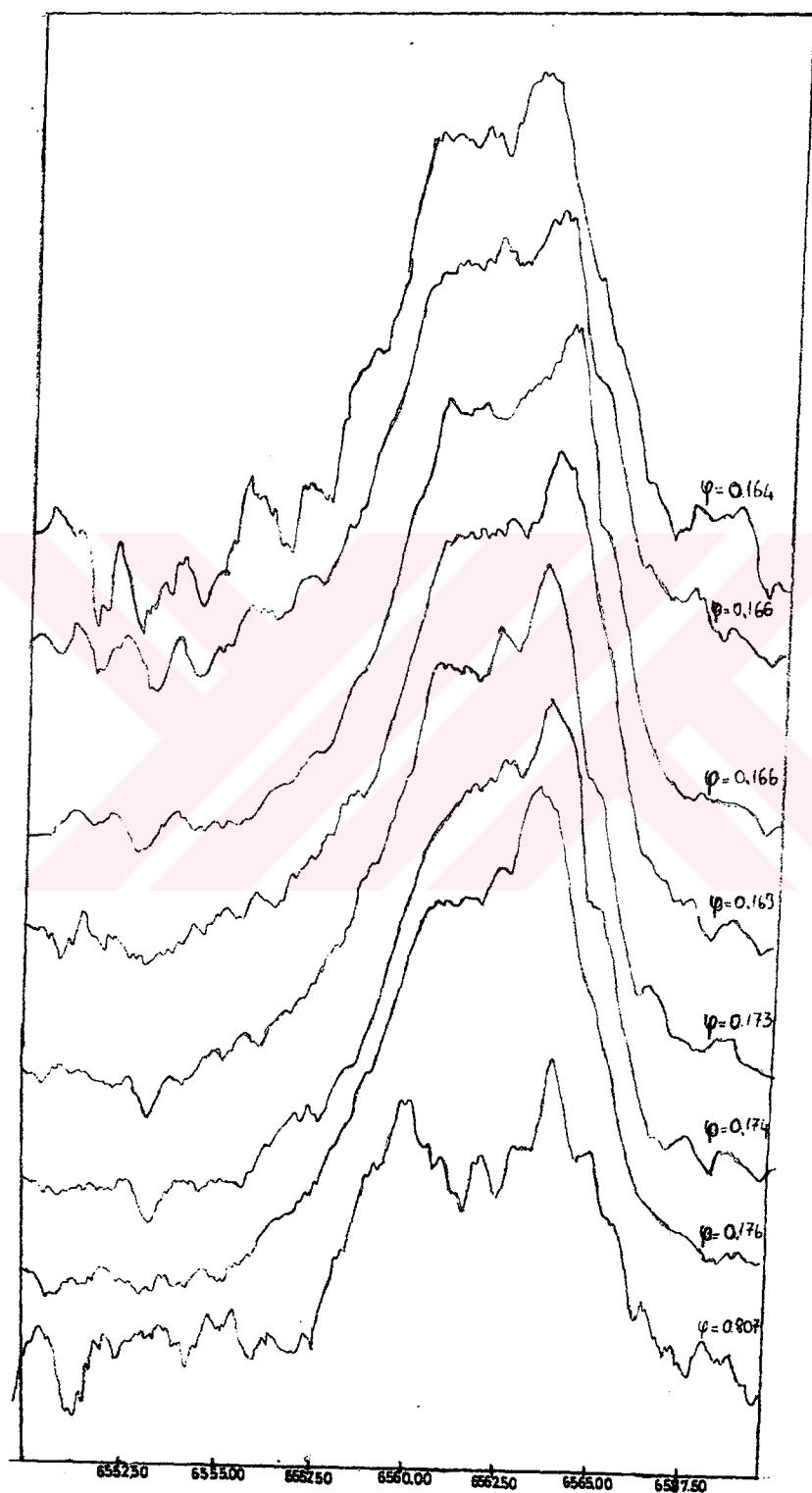
NOT: M= $\lambda\lambda$ 3400-4950Å, K= $\lambda\lambda$ 4900-6500Å dalgaboyu aralığını içeren tayflar.

X Persei'nin görsel bölgedeki tayf çizgilerinin tanısı sonucunda H α , H β , H γ , H δ , H ϵ , H 8 -H 17 çizgileri, nötr ve bir kere iyonize olmuş helyum çizgileri, SiII, AlII, SII, OII

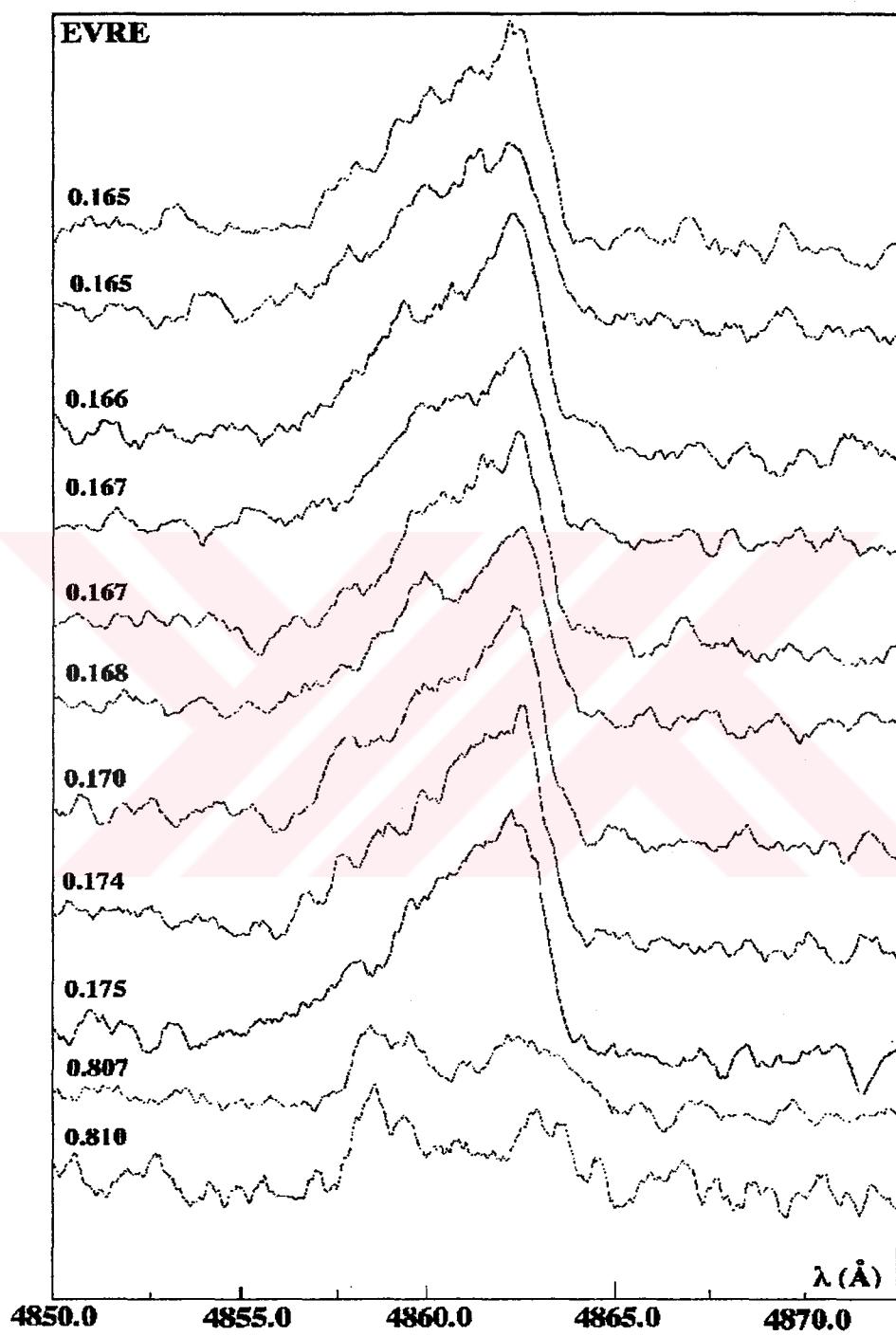
gibi bir kere iyonize olmuş ve FeII, MnIII, NIII gibi iki kez iyonlaşmış metal çizgileri ile CaII'nin H(λ 3968Å) ve K(λ 3933Å) çizgileri belirlenmiştir. Tayflar üzerinde en kuvvetli çizgiler, salma halindeki H α ve H β çizgileri ile yıldızlararası CaII H ve K çizgileridir. Bu çizgiler dışındaki diğer tüm çizgiler, geniş ve sık soğurma çizgileridir. Bazı çizgi profillerinde, Be yıldızlarının karakteristiği olan soğurma ile salma çizgileri üst üste binmiştir.

Çalışmamız sırasında inceleen H α ve H β çizgi profillerindeki değişim, Şekil 8.1 ve 8.2'de verilmektedir. Elimizde X Persei yıldızına ait yetersiz sayıda görsel bölge tayfları olmasına rağmen, H α ve H β çizgi profillerindeki değişim açıkça görülmektedir. H α , 0.8 evresinde iki soğurma bileşenine sahip iken; diğer evrelerde daha zayıf soğurma bileşenleri mevcuttur. Bileşenlerden biri yıldızlararasıdır. H β çizgi profilinde de benzer soğurmalar vardır ama genel olarak her iki çizgide de 0.8 evresinde soğurma daha kuvvetli olup salma diğer evrelere göre zayıftır. 0.8 evresi dışındaki evrelerde profillerin kırmızı kanatları dik ve kuvvetli, mor kanatları daha zayıf ve yaygındır. Yani kabul edilen modele göre Şubat 1980'de (0.8 evresi), salma yapan disk hentiz az yoğundur ve tam oluşmamıştır. V bandındaki ışık eğrisinden (Şekil 3.1.2) görüleceği üzere yıldız yaklaşık 100 gün önce kısa bir disk kaybı evresinden geçmiş ve yavaş yavaş yeniden disk oluşma evresinde bulunmaktadır. Eylül 1980'de ise salma iyice kuvvetlenmiştir, mor kanat yaygındır. Bu ise, Eylül 1980'de yoğun iyonize gazdan oluşmuş genişleyen bir gazın varlığını göstermektedir. Gerçekten bu evreler V bandı ışık eğrisinde kısa bir maximum civardır ve göre bu sırada optik parlaklığa da katkıda bulunan genişlemiş bir disk oluşmuş olmalıdır.

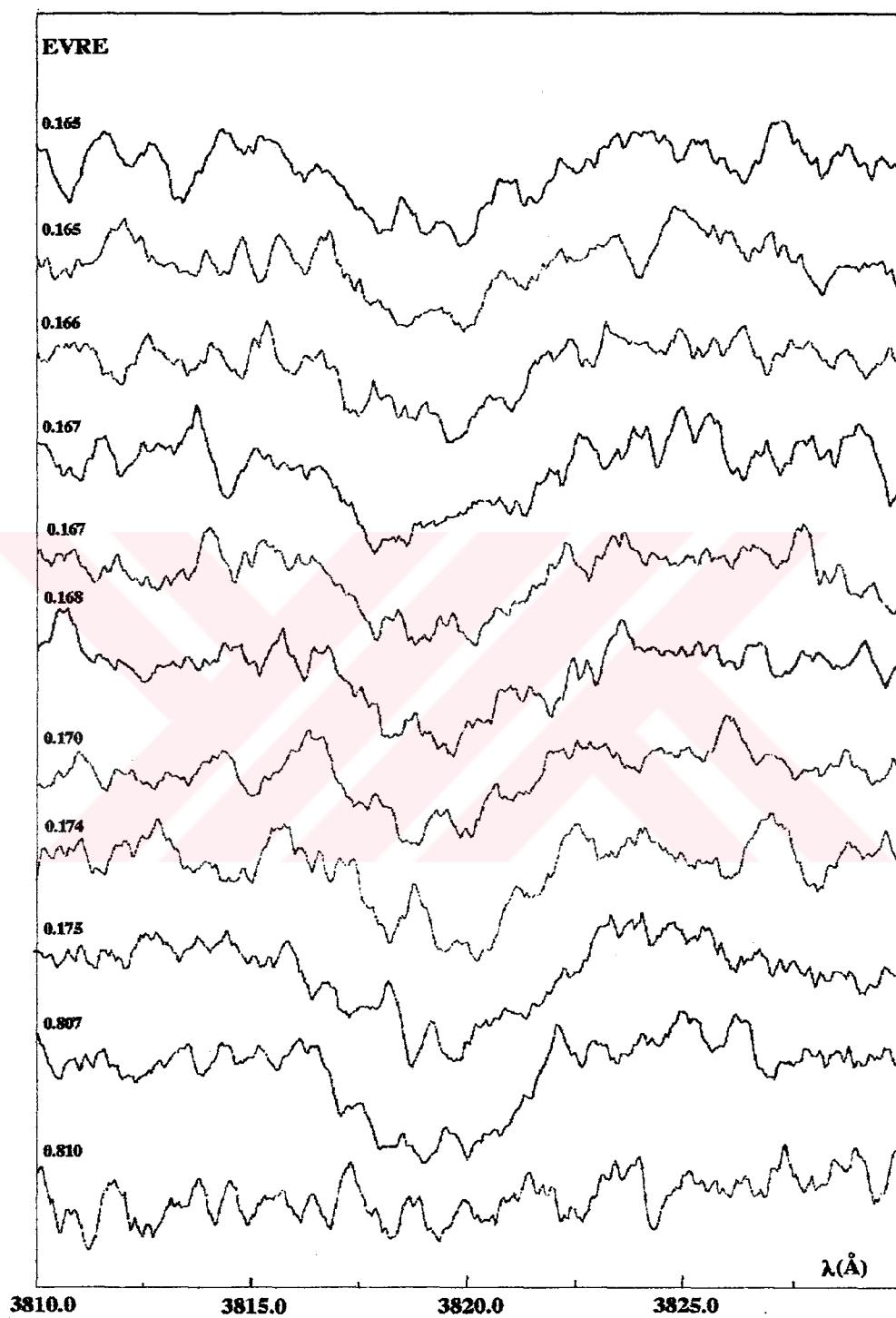
Soğurma halindeki H7-H18 çizgilerinde de salmalar kendini hissettirmektedir. Diğer taraftan tayflarda, hidrojen çizgilerinden daha geniş bir yapıya sahip olan helyum çizgileri de soğurma halindedir. Bu çizgilerden HeI (λ 3819Å), HeI (λ 4471Å) ve HeII (λ 4685Å) çizgi profillerinin zamanla değişimleri Şekil 8.3, 8.4, 8.5'de verilmektedir. Helyum çizgilerinde de zamanla bir değişim görülmektedir. Bazı evrelerde geniş soğurma çizgisi içinde salma bileşenleri vardır. Yıldızlararası CaII H ve K çizgileri, derin ve keskin bir yapıdadır ve Şekil 8.6'da CaII K λ 3933Å çizgisinin değişimini görülmektedir. Ayrıca X Persei'nin 1980 yılına ait tayflarında Penrod and Vogt (1985)'un 4 Ekim 1983 tarihli tayfta belirledikleri SiII (λ 3862Å) ve TiII ($\lambda\lambda$ 3882Å, 3905Å) çizgilerine ve Slettebak (1982)'in tespit ettiği salma halindeki HeI λ 5016Å çizgisine rastlanmamıştır.



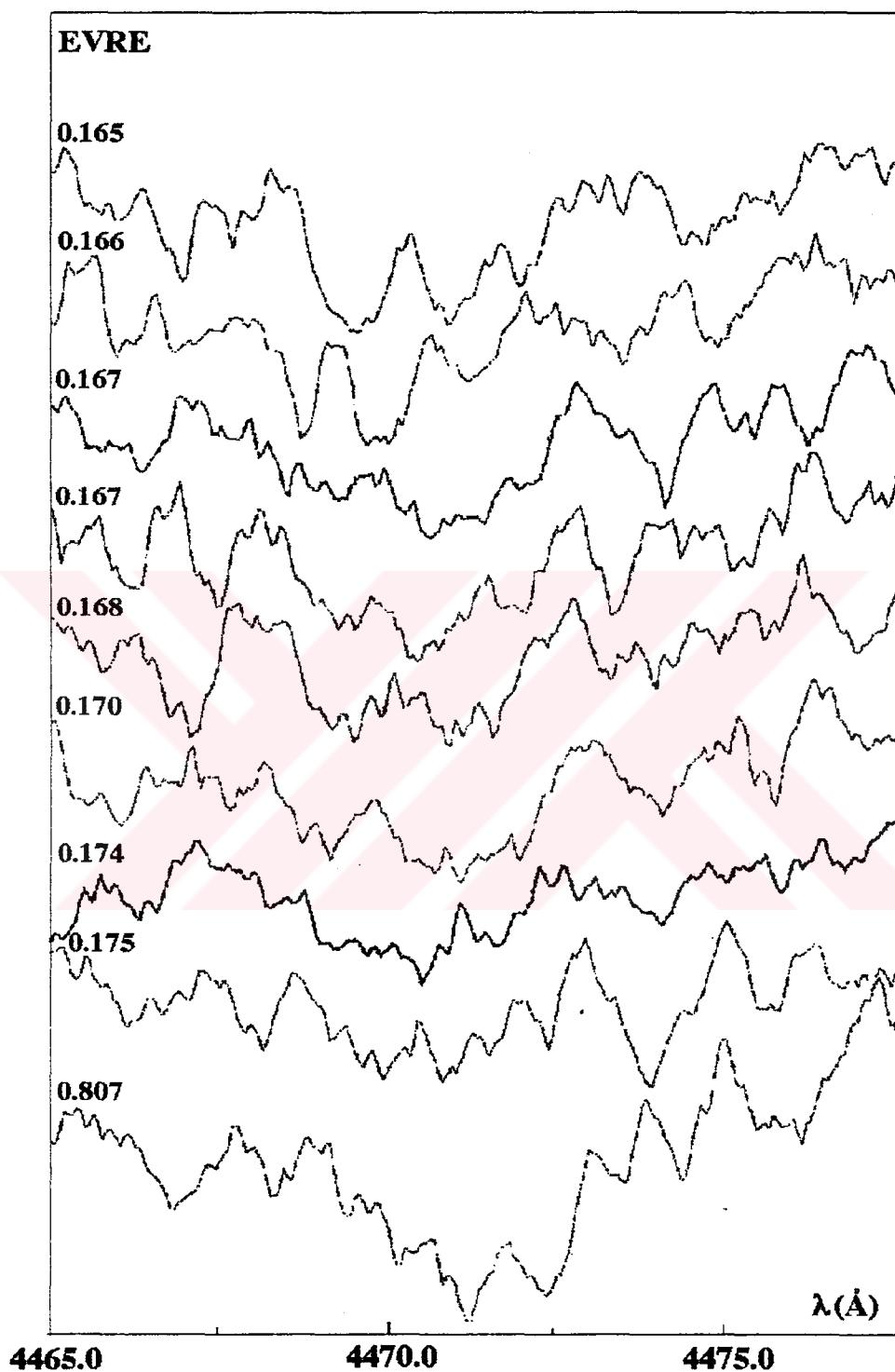
Şekil 8.1. Ha çizgisinin evreye bağlı değişimi.



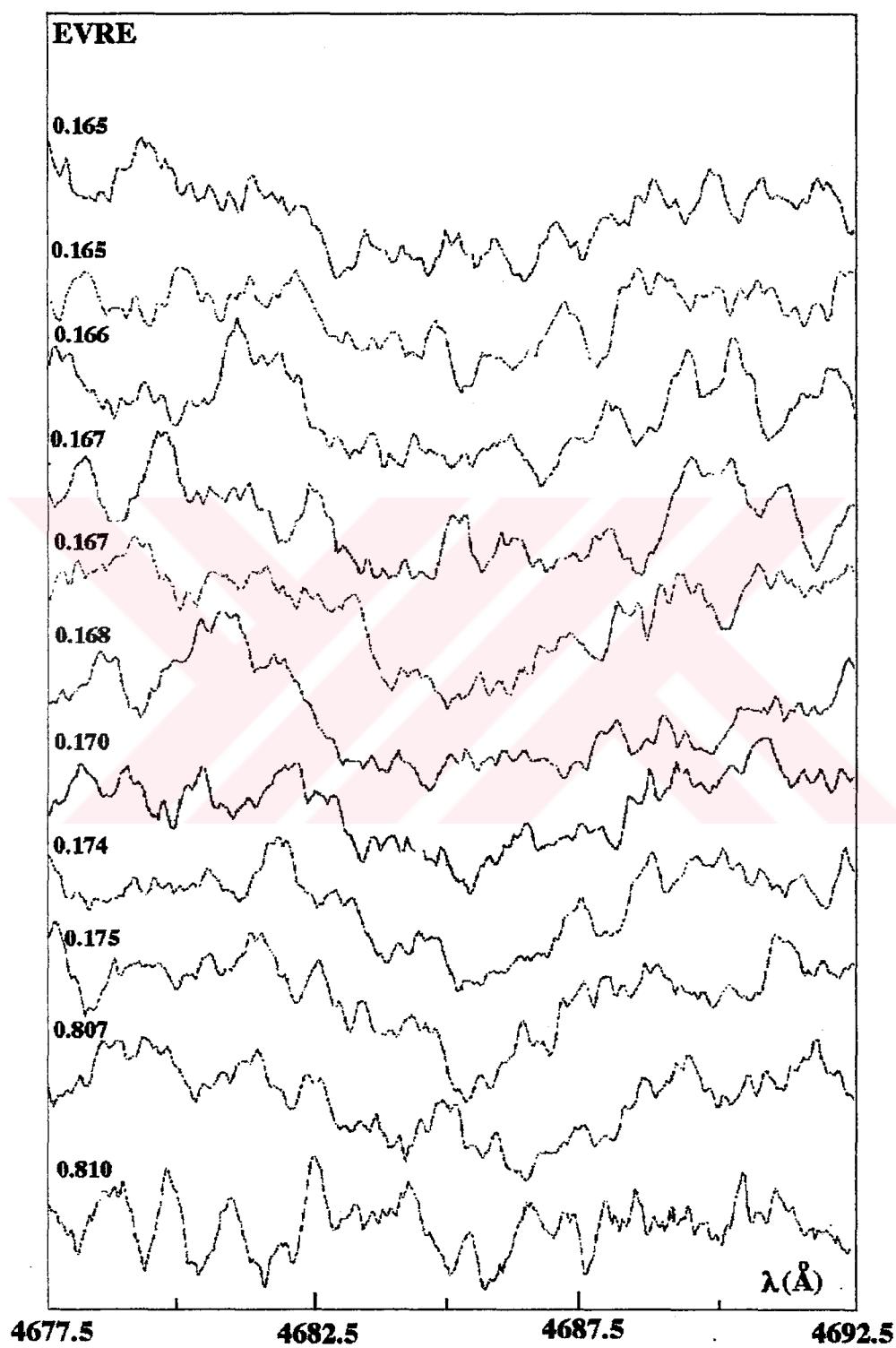
Şekil 8.2. H β çizgisinin evreye bağlı değişimi.



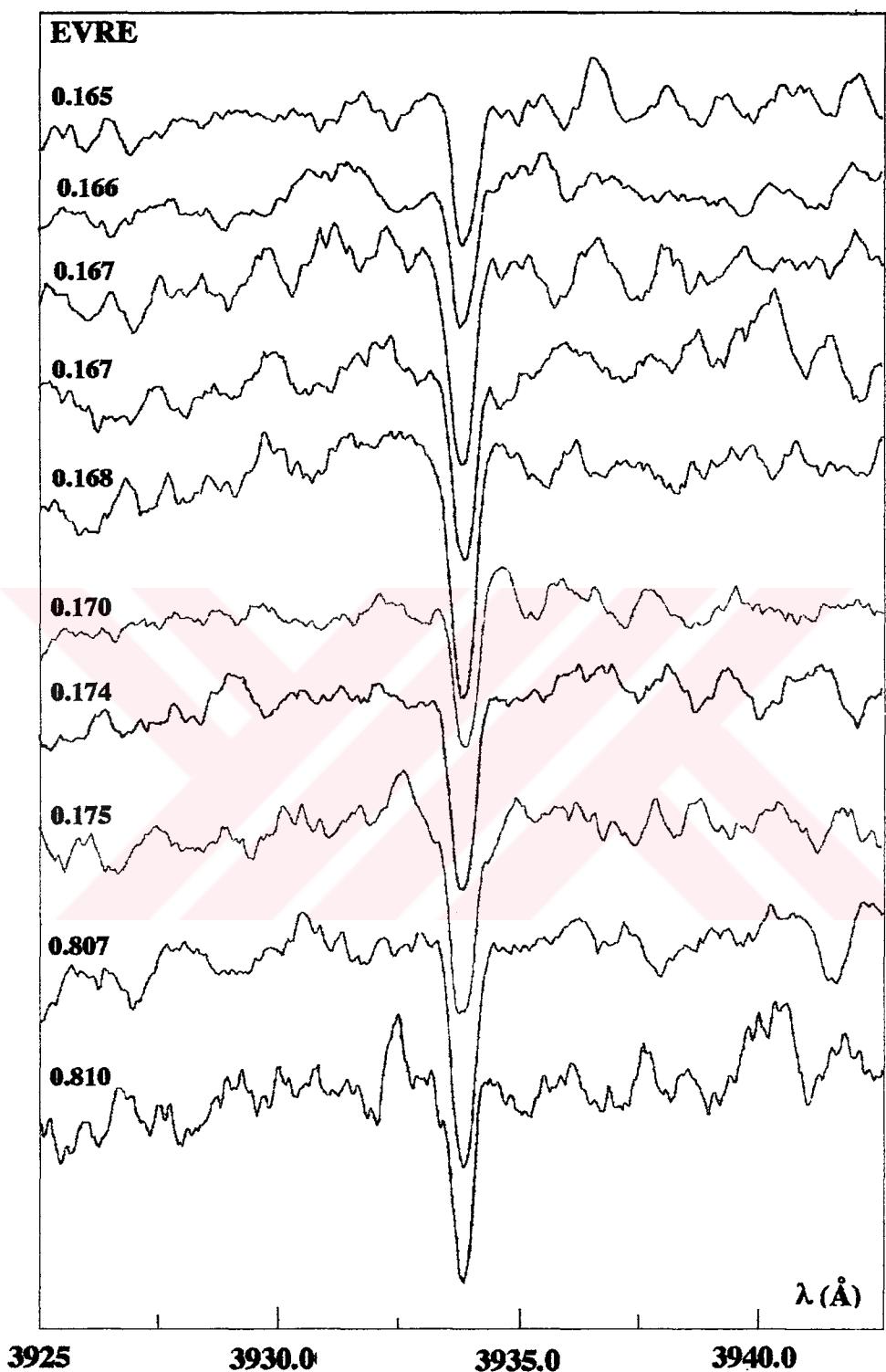
Şekil 8.3. HeI(22) çizgisinin evreye bağlı değişimi.



Şekil 8.4. HeI (14) çizgisinin evreye bağlı değişimi.



Şekil 8.5. HeII (1) çizgisinin evreye bağlı değişimi.



Şekil 8.6. CaII K çizgisinin evreye bağlı değişimi.

8.1. Dikine Hızlar

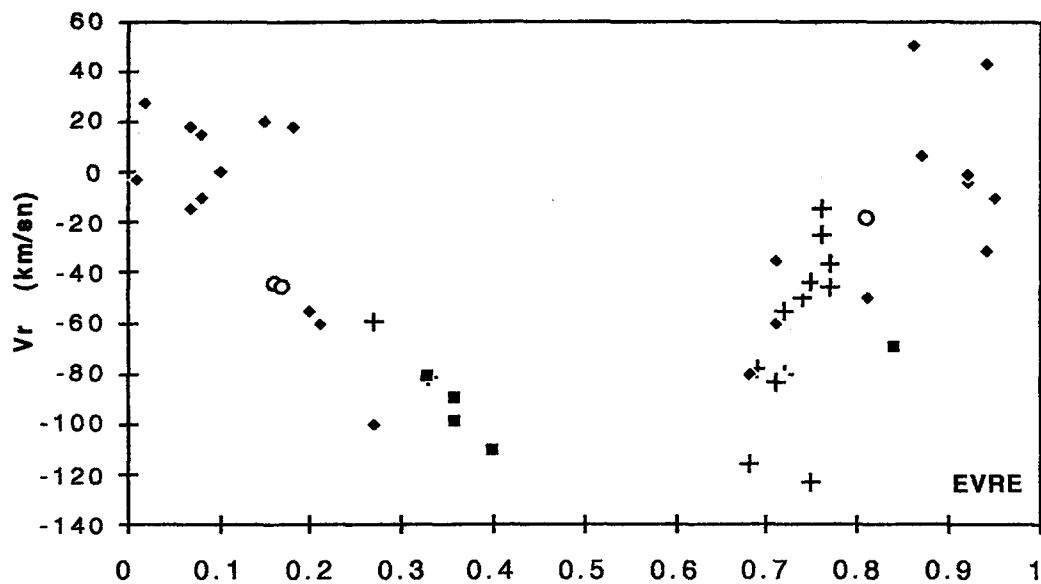
X Persei'nin görsel bölge tayflarında blend (çok bileşenli) olmayan bazı temiz ve kuvvetli HeI ($\lambda\lambda 3819, 4471\text{\AA}$), HeII ($\lambda 4685\text{\AA}$) ve CaII'nin H($\lambda 3968\text{\AA}$) ve K($\lambda 3933\text{\AA}$) çizgilerinin dikine hızları ölçüldü. Bu çizgilerin dikine hız değerleri, Çizelge 8.1.1'de verilmektedir. Ayrıca çizelgede, yakın evrelere ait nötr helyum çizgilerinin ortalama dikine hız değerleri de mevcuttur. X Persei'nin dönme hızının büyük olması sonucu çizgiler genişlemiştir ve bu nedenle ölçüm hataları büyütür. Ölçülen Ca II H ve K çizgileri yıldızlararası çizgilerdir, bu nedenle dikine hızları küçüktür.

Çizelge 8.1.1. X Persei'nin bazı çizgilerinin dikine hız değerleri (km/sn).

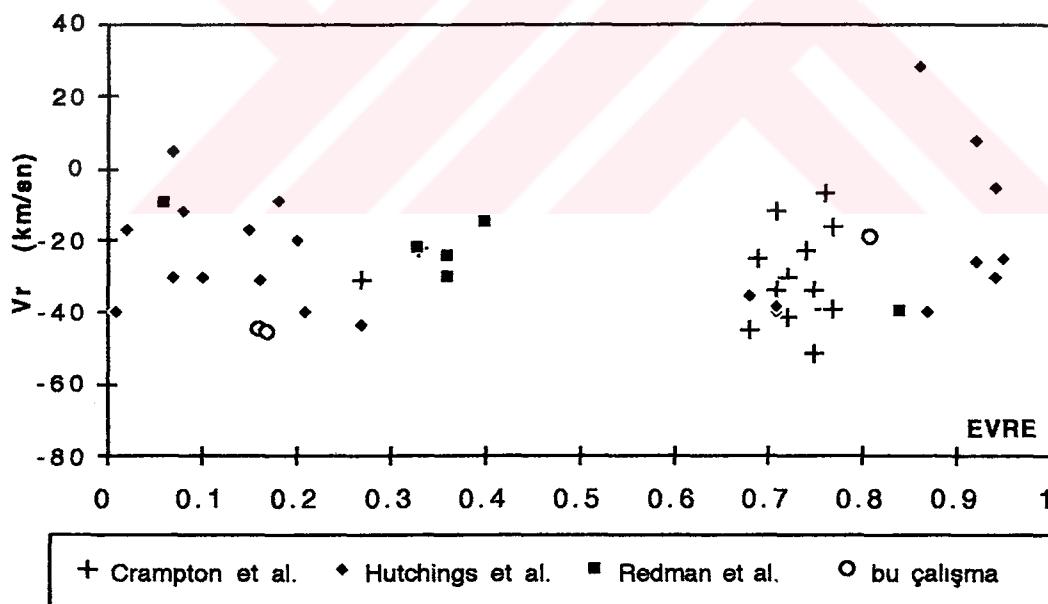
Evre	HeI(22)	HeI(14)	Evreye göre ortalama HeI hızları	HeII(1)	CaII K	CaII H
0.807	-27.96	-15.23	-19.48±5.85	-5.25	+6.56	+9.83
0.810	-16.18	-18.58	—	—	+10.37	+13.61
0.165	-8.33	-65.55	—	-18.06	+10.37	+11.34
0.165	-0.47	-99.09	—	-24.46	+6.56	+9.83
0.166	-20.11	-82.32	-44.62±25.88	-14.85	+6.56	+6.05
0.167	-8.33	-68.90	—	-30.86	+6.56	+6.05
0.167	-24.03	—	—	-2.05	+10.37	+13.61
0.168	-30.95	-62.19	—	-5.25	+10.37	+9.83
0.170	-24.03	-68.90	—	-14.85	+10.37	+13.61
0.174	-8.33	-62.19	-45.79±30.12	-21.6	+6.56	+13.61
0.175	-12.25	-99.09	—	-21.25	+10.37	+6.05

NOT: HeI(22) $\lambda 3819.606\text{\AA}$ CaII K $\lambda 3933.664\text{\AA}$
 HeI(14) $\lambda 4471.477\text{\AA}$ CaII H $\lambda 3968.470\text{\AA}$
 HeII(1) $\lambda 4685.682\text{\AA}$

X Persei'nin 1920-1974 yıllarını içeren Balmer soğurma çizgilerinin dikine hız değerleri Şekil 8.1.1'de verilmektedir; bu dikine hız eğrisine uygulanan en iyi fit, 580.7 günlük bir dönem vermektedir (Hutchings et al 1974). Tayflarda salma etkisinin az olduğu HeI çizgilerinin ortalama dikine hız değerlerini, X Persei'nin tam olarak doğrulanmayan fakat en iyi aday olarak kalan 580 günlük dönemini dikkate alarak hesapladığımız evreye karşılık gelecek şekilde Şekil 8.1.1'e yerleştirdik. 1980 yılına ait ölçümlerimiz, 0.1 ve 0.8 gibi simetrik iki evreye rastlasa da dikine hız ölçümlerimizin eğriye olan uyumunu görmek bakımından önemlidir. Ayrıca Şekil 8.1.2'den de görüldüğü gibi, HeI hız ölçümlerimizi daha önceki hızlarla da karşılaştırdık: Salma etkili Balmer soğurma çizgileri evreye bağlı değişim gösterirken, HeI çizgilerinde evreye göre bir değişim olup olmadığını söylemek mümkün değildir.



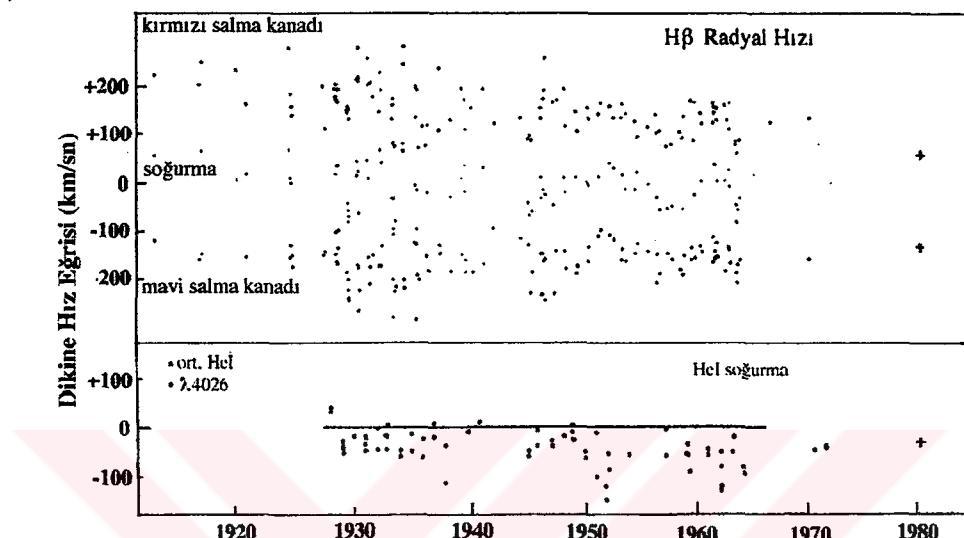
Şekil 8.1.1. X Persei'nin 1920-1974 yıllarına ait Balmer soğurma çizgileri (Hutchings et al 1974) ile 1980 yılma ait (bu çalışma) tayflardaki HeI çizgilerinden ölçülen dikine hızlar.



Şekil 8.1.2. X Persei'nin 1920-1974 ve 1980 (bu çalışma) yıllarına ait tayflardaki HeI çizgilerinden ölçülen dikine hızları (Hutchings et al 1974).

HeI çizgilerinin çeşitli tarihlerde ölçülmüş dikine hızlarının, yıllara göre değişimi Şekil 8.1.3 (alt kısım)'de görülmektedir. Çalışmamız sırasında incelenen 1980 yılına ait tayflardaki nötr helyum çizgilerinden ölçülen hız değerleri de bu grafiğe yerleştirildi; bazı

Be türü yıldızlarda görülen yarı düzenli değişimler X Persei sisteminde de görülmektedir. Ayrıca X Persei'nin çift pikli bir yapıya sahip olan H β salma çizgilerinin kırmızı ve mavi kanatları ile merkezi soğurma çizgisinin dikine hızları da ölçülmüştür. Bu hız değerlerinin zamana göre değişimleri, Şekil 8.1.3'tün üst kısmında görülmektedir (Cowley et al 1972).



Şekil 8.1.3. X Persei'nin Hel çizgisi ve H β çizgisinin soğurma ve salma bileşenlerinin dikine hızları (Cowley et al 1972).

8.2. Eşdeğer Genişlikler

Dikine hızları ölçülen çizgilerden HeI(22), HeII(14), HeII(1), H α ve H β çizgilerinin eşdeğer genişlikleri ölçülüp zamanla değişim gösterip göstermedikleri incelendi. Çizgi profillerinin süreklilik düzeyi ile sınırlandığı alan planimetre yardımı ile ölçüldü. Ölçülen bu alan, sürekliliğin şiddeti birim alınarak normalize edildi. Eşdeğer genişlikler Çizelge 8.2.1 ve Çizelge 8.2.2'de verilmektedir.

Çizelge 8.2.1. H α (λ 6562.817Å) çizgisinin eşdeğer genişlikleri (Å).

TayfNo	JD(2440000+)	EVRE	EW(Å)	Ortalama EW(Å)
GB 5760	4299.33	0.807	-2.594	-2.594
GB 5965	4506.53	0.165	-4.743	
GB 5972	4507.45	0.166	-4.643	
GB 5983	4507.49	0.166	-5.093	
GB 5991	4509.50	0.170	-4.793	-4.803±0.167
GB 5998	4511.40	0.173	-4.945	
GB 6006	4512.41	0.175	-4.618	
GB 6009	4513.53	0.177	-4.791	

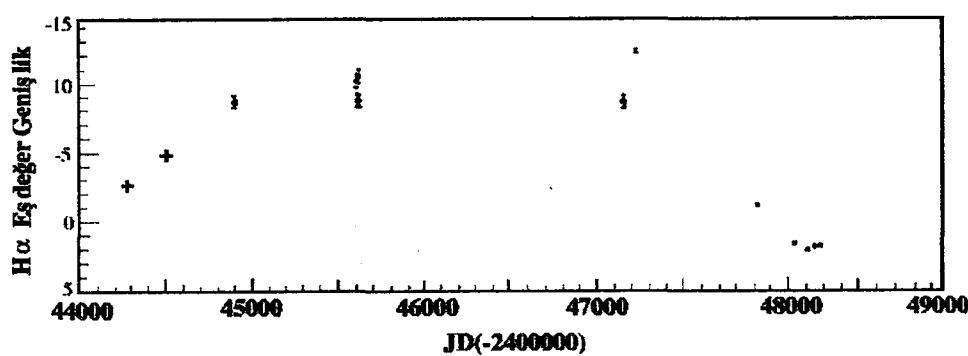
Viotti et al (1980)'nın Aralık 1979 tarihli tayflardaki $H\alpha$ salma çizgilerinden ölçütlükleri eşdeğer genişlik $EW=3.30\pm0.50\text{\AA}$ değeri, o tarihe oldukça yakın 29 Şubat 1980 (0.8 evresi) tarihli tayftan bulduğumuz $EW=2.59\text{\AA}$ değeri ile uyumludur.

Çizelge 8.2.2. X Persei sisteminin ölçülen $H\beta$, HeI (22), HeI (14), HeII (1) çizgilerinin eşdeğer genişlikleri (\AA).

TayfNo	JD(2444000+)	Evre	$H\beta$	HeI (22)	HeI (14)	HeII (1)
GB 5759	299.29	0.807	-0.723	0.676	0.716	0.684
GB 6976	301.29	0.810	-0.756	—	—	—
GB 5966	506.59	0.164	-2.448	0.936	—	0.824
GB 5967	506.63	0.164	-2.269	0.636	—	0.788
GB 5975	507.57	0.166	-2.404	0.728	0.410	—
GB 5976	507.61	0.166	-2.267	0.618	—	0.940
GB 5982	507.45	0.166	-2.338	0.546	0.538	0.922
GB 5986	508.64	0.168	-2.298	0.405	—	0.564
GB 5990	509.45	0.169	-2.100	0.678	0.270	0.586
GB 5999	511.63	0.173	-2.446	0.714	—	0.714
GB 6007	512.61	0.175	-2.490	0.624	0.400	0.596

NOT: HeI (22) $\lambda 3819.606\text{\AA}$ HeI (14) $\lambda 4471.477\text{\AA}$
HeII (1) $\lambda 4685.682\text{\AA}$ $H\beta \lambda 4861.332\text{\AA}$

Elimizdeki mevcut tayflar 0.8 (GB 5759, 5760 ve 6976) ile 0.16, 0.17, 0.18 (diğer 9 tayf) evrelerini içermektedir. $H\alpha$ ve $H\beta$ salma çizgileri, 0.8 evresinde şiddetli merkezi soğurma çizgisinin etkisi ile daha zayıf iken 0.1 evresinde soğurma etkisinin azalması nedeniyle salma çizgileri kuvvetlenmiştir. Dolayısıyla 0.1 evresindeki eşdeğer genişlik değerleri, 0.8 evresindekinin yaklaşık 2 katıdır. Daha önce de belirtildiği gibi; X Persei sisteminde yıldız rüzgarları ile oluşan ve salmaya neden olan disk, Şubat 1980 (~0.8 evresi)'den itibaren Eylül 1980'e (~0.1 evresi) kadar daha yoğun bir hal almıştır.



Şekil 8.2.1. $H\alpha$ eşdeğer genişliğinin zamana göre değişimi (Roche et al 1993).

Not: "+" işaretli olanlar 1980 yılma ait tayflardan ölçülen değerler (bu çalışma).

Şekil 4.3'de, $\text{H}\alpha$ eşdeğer genişliğinin 1980-91 yılları arasındaki değişimleri Roche et al (1993) tarafından verilmiştir. Bulduğumuz değerleri bu grafiğe yerleştirdik (Şekil 8.2.1). Şekildeki ilk iki nokta, çalışmamız sırasında incelenen Şubat ve Eylül 1980 tarihlerine ait tayflardan ölçülen değerlerdir. Çevresel diskin daha az yoğun olduğu bir dönemde (Şubat 1980) ait olan ilk nokta, salma çizgisinin zayıf olması nedeniyle ikinci noktadan (Eylül 1980) daha küçüktür. Şekle göre; eşdeğer genişlik JD2447230'da en büyük değerine ulaşmıştır ve bu sırada optik parlaklık (Şekil 3.2) $V \approx 6^m 25$ gibi en parlak seviyesindedir. Şekilden de görüldüğü gibi sıcak bileşen etrafındaki çevresel diskin kaybolduğu son 1990-92 evresinde $\text{H}\alpha$ çizgisi salmadan soğurma haline gelmiştir. 1974-1977 disk kaybı evresinde de aynı durum beklenmelidir. Bizim gözlemlerimiz bu evrenin bitimine rastlamaktadır, fakat sekilden de görüldüğü gibi 1974-1977 disk kaybı evresini doğrular niteliktedir.

Çizelge 8.2.3. $\text{H}\beta$ eşdeğer genişliğinin zamana göre değişimi (Hutchings et al 1975).

JD 2440000+	Tarih	EW(Å)
1320	03 Ocak 1972	-3.55
1335	14 Ocak 1972	-3.75
1357	08 Şubat 1972	-2.26
1603	11 Ekim 1972	-2.51
1709	15 Ocak 1973	-2.23
2055	07 Ocak 1974	-3.28
4300*	29 Şubat 1980	-0.739 ± 0.023
4508*	26 Eylül 1980	-2.340 ± 0.122

* Çalışmamız sırasında incelenen tayflar.

Eşdeğer genişliği ölçülen diğer bir kuvvetli çizgi $\text{H}\beta$ çizgisidir. Sınırlı sayıda ve yalnızca Hutchings et al (1975) tarafından ölçülen eşdeğer genişlikler ile ölçümlerimiz, Çizelge 8.2.3'de verilmektedir. Hutchings ve arkadaşlarının inceledikleri tayflar, X Persei'nin en parlak seviyesine ulaştığı 1972 yılı ile parlaklığın azaldığı 1974 yıllarına rastlamaktadır ve bu sırada $\text{H}\beta$ çizgisi salma halindedir. 1974 yılında X Persei kısmen veya tamamen disk kaybı evresine girdiği sırada, salma çizgilerine neden olan çevresel diskinin dağılmasıyla salma halindeki $\text{H}\beta$ çizgisinin eşdeğer genişliğinde azalma beklemeliyiz. Çünkü disk kaybı sırasında, salma çizgileri soğurmaya dönüştürmektedir. Ancak Çizelge 8.2.3'e göre; disk kaybı evresine ait ölçümler yoktur. Fakat bizim ölçümlerimiz $\text{H}\alpha$ 'da olduğu gibi $\text{H}\beta$ salmasının da çevresel diskin az yoğun olduğu Şubat 1980'de oldukça zayıf olduğunu diskin tekrar kalınlaşmaya başladığı Eylül 1980'de kuvvetlendiğini gösteriyor.

9. MORÖTE TAYFLARININ İNCELENMESİ

Çalışmamızın bu kısmında, X Persei'nin IUE uydusu ile alınan moröte tayfları incelendi. IUE VILSPA veri bankasından X Persei'nin elimizde bulunan optik tayfların gözlem zamanına yakın zamanlarda alınmış tayfları seçilerek 12 adet moröte tayı manyetik bantta getirtilmiştir. Manyetik bantlar net tayf verilerini içermektedir. Bu veriler Ankara Üniversitesi Rektörlüğü Bilgi İşlem Merkezi'nde VAX 11/750 model, 640 MB anabellek kapasiteli Vax/VMS V4.4 bilgisayarında net tayfin FN(Flux Number: Aki Sayısı) değerleri olarak elde edildi. Elde edilen bu aki değerleri, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nde MacintoshSE bilgisayarı kullanılarak $\text{ergcm}^{-2}\text{sn}^{-1}\text{\AA}^{-1}$ biriminde mutlak akıya dönüştürüldü. Dönüştürülen bu mutlak akı (F_{λ}), dalgaboyuna (\AA) karşılık kağıt üzerine çizdirildi.

IUE tayflarında akı sayısının (F_N) mutlak akıya (F_A) dönüştürülmesi işlemi düşük ve yüksek ayırma güçlü tayflar için farklı yapılmaktadır.

Düşük ayırma gücü tayflarda dönüştürme işlemi:

Yüksek ayırma gücü tayflarda dönüştürme işlemi:

bağıntıları kullanılarak yapılmaktadır. Formüllerdeki semboller şunlardır: S_l^{-1} ; IUE uydusundaki dedektörün duyarlılık fonksiyonu ($\text{erg cm}^{-2} \text{\AA}^{-1} \text{FN}^{-1}$), C_λ ; kalibrasyon faktörü (birimsiz) ve t ; saniye biriminde ilgili tayfin poz süresidir. Zamanla IUE uydusunun duyarlılığı değiştiği için duyarlılık fonksiyonu ve kalibrasyon faktörü değerleri düzeltilerek "IUE Newsletters" larda çeşitli tarihlerde yayınlanmaktadır. Böylece üzerinde çalışılan tayfin tarihine uygun olan S_λ^{-1} ve C_λ değerleri dönüşüm formüllerinde kullanılmaktadır. Çalışmamız sırasında incelenen X Persei'nin IUE tayflarına ait S_λ^{-1} ve C_λ katsayılarına ilişkin bilgiler Çizelge 9.1'de verilmektedir.

Çizelge 9.1. X Persei'nin IUE tayflarına ilişkin S_λ^{-1} ve C_λ katsayılarının alındığı kaynaklar.

Kamera	Sabitler	Tarih	IUE-ESA-Newsletter Sayı
SWP	S_λ^{-1}	Ağustos 1981'e kadar	Nisan-1980, No.6, Syf.19
SWP	C_λ	Kasım 1982'ye kadar	Mayıs-1981, No.10, Syf.47
LWR	S_λ^{-1}	Ağustos 1981'e kadar	Nisan-1980, No.6, Syf.20
LWR	C_λ	Kasım 1982'ye kadar	Mayıs-1981, No.10, Syf.47

X Persei'nin incelenen moröte tayflarına ilişkin bilgiler Çizelge 9.2'de verilmektedir. Çizelgede verilen evreler Hutchings et al (1975)'nin verdiği yörüngeler elemanları kullanılarak ($T_0=JD2442084.0\pm5$, $P=580.4$ gün) hesaplanmıştır.

Çizelge 9.2. X Persei yıldızının IUE tayflarına ilişkin bilgiler.

Tayf No	Ayırma Gücü	Kamera	JD 2440000+	Tarih	Evre
L1830	H	LWR	3705.606	16 Temmuz 1978	0.781
S2021	H	SWP	3705.641	16 Temmuz 1978	0.781
S3551	H	SWP	3850.189	07 Aralık 1978	0.031
L3122	L	LWR	3850.186	07 Aralık 1978	0.031
L3123	H	LWR	3850.210	07 Aralık 1978	0.031
S3552	L	SWP	3850.229	07 Aralık 1978	0.031
L7290	L	LWR	433.709	25 Mart 1980	0.846
S8555	L	SWP	4323.710	25 Mart 1980	0.846
S8572	L	SWP	4325.737	27 Mart 1980	0.850
L7314	L	LWR	4325.891	27 Mart 1980	0.850
S10788	H	SWP	4582.940	09 Aralık 1980	0.293
S10789	H	SWP	4582.978	09 Aralık 1980	0.293

Birinci sütunda tayfların numaraları yer almaktadır. Numaraların önündeki harfler, tayfin hangi kamera ile alındığını göstermektedir (S:SWP ve L:LWR). İkinci sütun tayfların ayırma gücünü; H(high) yüksek ayırma gücü, L(low) düşük ayırma gücü tayf olduğunu ifade eder. Dördüncü sütun da jülyen günü cinsinden gözlem zamanıdır.

9.1. Tayf Çizgilerinin Tanısı

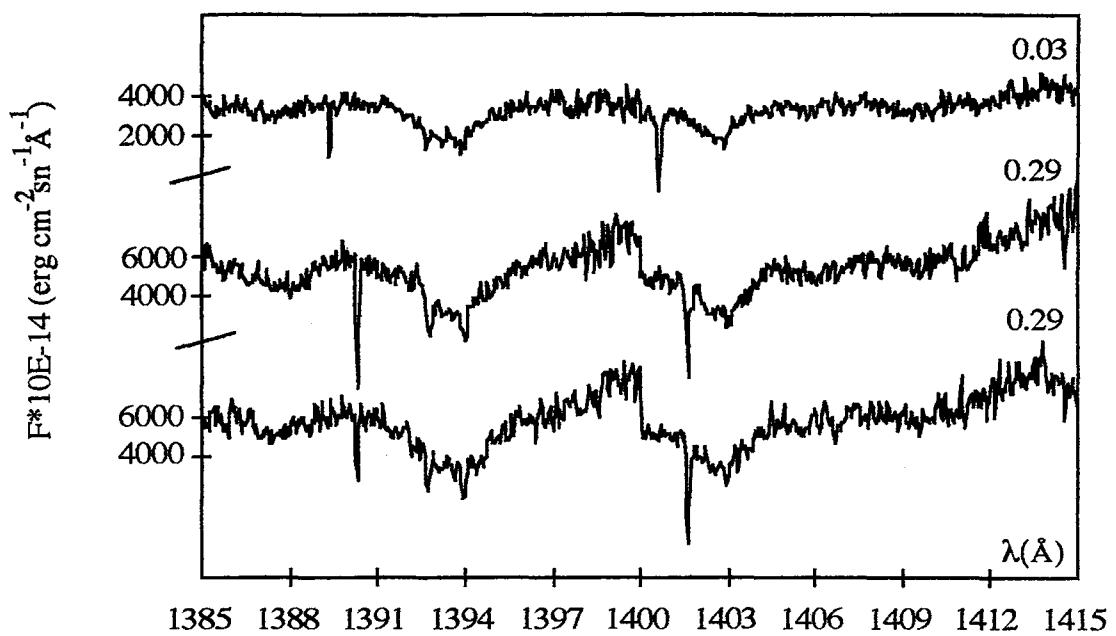
X Persei'nin 4'ü kısa, 2'si uzun dalgaboyu bölgesinde toplam 6 adet yüksek ayırma gücü ve 3'ü kısa, 3'ü uzun dalgaboyu bölgesinde toplam 6 adet düşük ayırma gücü moröte tayfi incelenmiştir. Çizgi tanıları yapılrken Moore (1975)'un multiple tablosu ile Kelly and Palumbo'nun (1973) çizelgeleri kullanıldı. X Persei'nin moröte bölgesinde ait çizgi tanı listesi Ek-2'de verilmektedir. Bu çizelgede yıldızlararası çizgiler de ayrıca belirtilmiştir; bazı çizgilerin tanısı yapılamamıştır.

Çizgi profillerinden SiIV(1) ve CIV(1) çizgileri, geniş ve kısa dalgaboyu tarafına doğru asimetrik yapı gösterirler. Şekil 9.1.1 ve Şekil 9.1.2'de; SiIV(1) ve CIV(1) çizgi profillerinin 0.03 ve 0.29 evrelerindeki değişimi görülmektedir. Bernacca and Bianchi (1981) X Persei'nin 14 Ekim 1978 tarihli IUE tayfindaki SiIV ve CIV rezonans çizgilerinden optik bileşenin etrafında -650 km s^{-1} lik hızla genişleyen bir zarfın olduğunu tespit ettiler. Bu değerden yararlanılarak yıldız rüzgarları ile kütle kayıp hızı $10^{-9} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ olarak bulunmuştur. Hammerschlag-Hensberge et al (1980)'da kütle kayıp hızını $10^{-8} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ olarak saptadılar. Buldukları V_{∞} terminal hızı da daha büyuktur (1000 km s^{-1}). Çalışmamız sırasında, mevcut moröte tayflarındaki SiIV çizgilerinden terminal hızları hesapladık. Çizelge 9.1.1'de, yüksek ayırma gücü tayflardaki SiIV çizgilerinin kısa dalgaboyu kanadından ölçülen terminal hızlar verilmektedir.

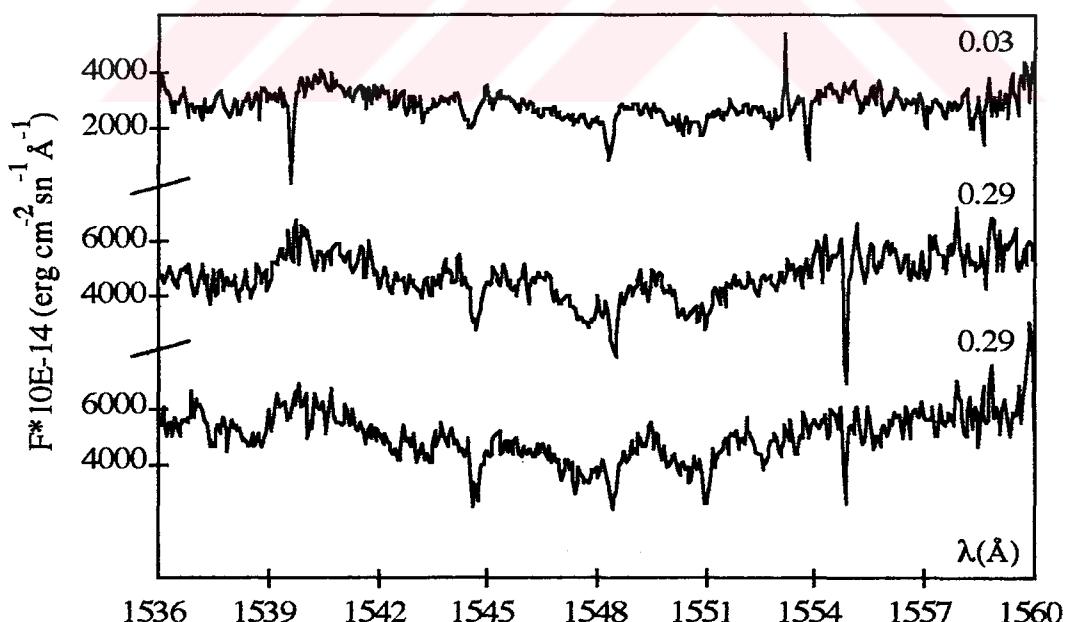
Cizelge 9.1.1. SiIV çizgilerinden bulunan terminal hızlar.

Tayf No	JD 2440000+	Tarih	Evre	$V_{\text{ter}} (\text{km s}^{-1})$
S2021	3705.64	16 Temmuz 1978	0.78	-985
S3551	3850.19	07 Aralık 1978	0.03	-740
S10788	4582.94	09 Aralık 1980	0.29	-857

Be yıldızlarının UV gözlemleri, bu tür yıldızlarda rüzgar hızının $600\text{-}1800 \text{ km s}^{-1}$ ve kütle kayıp hızının ise $10^{-8}\text{-}10^{-10} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ arasında değiştğini gösterir. X Persei için bulunan değerler bunlara uygundur.



Şekil 9.1.1. SiIV ($\lambda\lambda 1394, 1402\text{\AA}$) çizgisinin evreye göre değişimi.



Şekil 9.1.2. CIV ($\lambda 1548, 1550\text{\AA}$) çizgisinin evreye göre değişimi.

X Persei'nin yüksek ayırma gücü tayfları türlerinde ölçülen dikine hız değerleri Çizelge 9.1.1'de verilmektedir. Bu çizgilerin tamamı derin ve ince soğurma profili halindedirler.

Cizelge 9.1.2. Kısa dalgaboyunda, temiz profil gösteren çizgilerin dikine hızları.

ELEMENT	$\lambda(\text{\AA})$	EVRELERE GÖRE HIZLAR (km/sn)		
		0.03	0.29	0.78
S II	1259.530	+33.4	+52.4	+12.4
O I	1302.174	+34.6	+39.6	+5.1
CI	1328.820	+45.2	+42.9	+9.0
CI	1329.099	+49.9	+58.9	+9.3
CI	1329.580	+54.2	+63.2	+24.8
CII	1335.707	+19.9	+37.1	-2.6
SiIV*	1393.730	+21.1	+65.9	+3.4
SiIV*	1402.730	+32.9	+64.2	+10.7
CIV*	1548.202	+28.7	+62.4	—
CIV*	1550.774	+14.7	+38.7	—
Al II	1854.722	+22.0	+44.6	+3.3
Al II	1862.782	+20.3	50.9	+1.6

*Hızlar, geniş soğurma çizgilerinin içindeki keskin soğurma bileşenine aittir.

9.2. Sıcaklık ve Yüzey Çekim ivmesinin Bulunması

X Persei'nin düşük ayırma gücü tayflarına Kurucz atmosfer modeli uygulanarak sıcaklık ve yüzey çekim ivmesini bulmaya çalıştık. Moröte bölgesinde yıldızlararası sökümlenenin varlığı bilinmektedir (Nandy and Thompson 1975). Yıldızlararası ortamın yıldızın ışığını soğurarak ve saçarak neden olduğu sökütleme etkisi, tüm dalgaboylarında aynı değildir. Gözlenen akı değerleri, yıldızın renk artığının fonksiyonu olarak sökütleme etkisinden

$$\log f_{\text{düzeltilmiş}}(\lambda) = \log f_{\text{gözlenen}}(\lambda) + 0.4 k_{\lambda} E(B-V) \dots \dots \dots \quad (9.2.1)$$

denklemi ile düzelttilir (Jamar et al 1986). Burada k_{λ} , toplam sökümlenenin ortalama değeri olan $A(\lambda)$ ile görsel renk artığı $E(B-V)$ 'nin fonksiyonu olarak

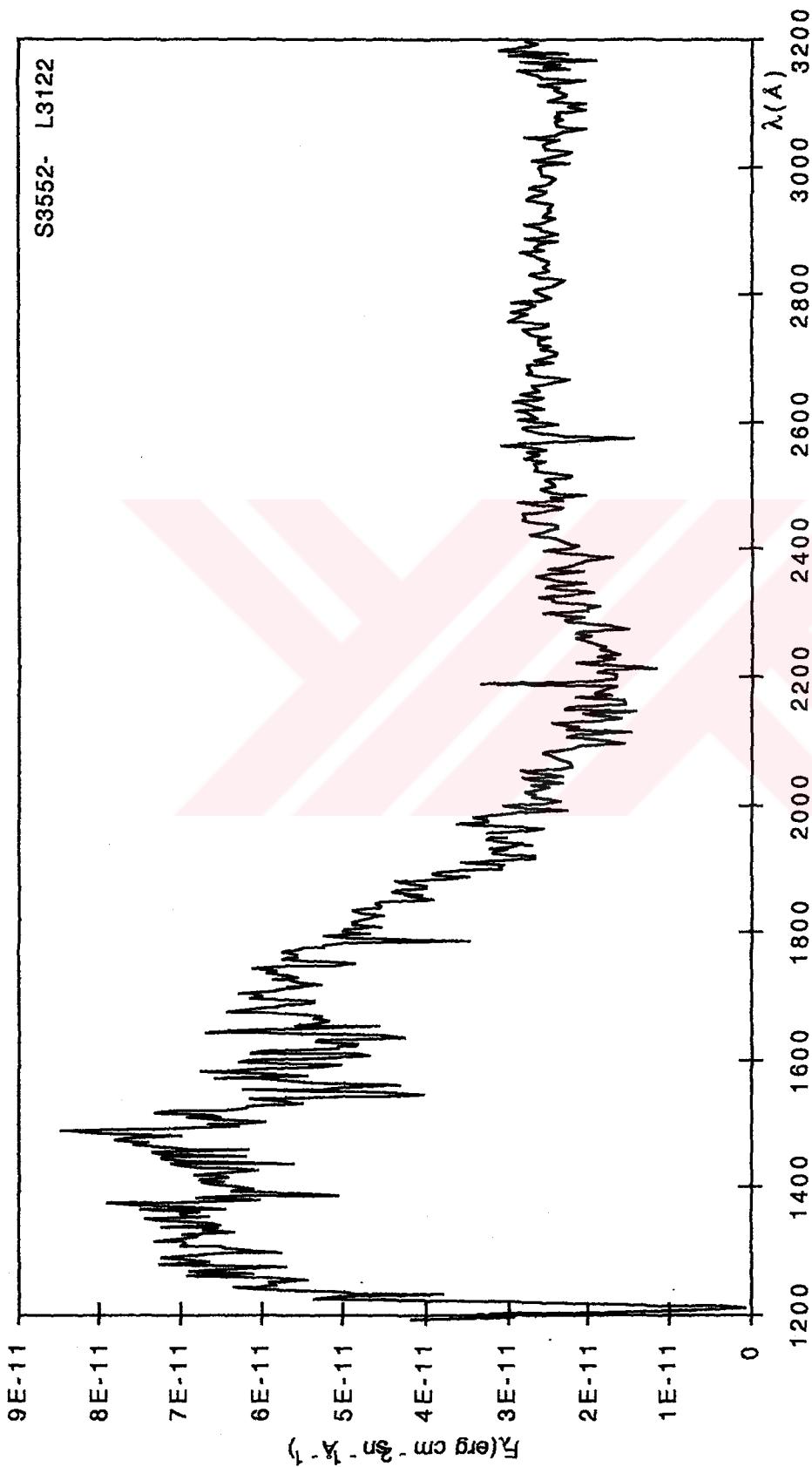
esitliğini sağlamaktadır. Ek-4 'de dalgaboyuna karşılık k_x değerleri verilmektedir.

X Persei'nin düşük ayırma güçlü tayflarında, yıldızlararası sökütleme etkisiyle oluşan $\lambda 2200\text{\AA}$ civarındaki çöküntü Şekil 9.2.1'de görülmektedir. Gözlemsel akı değerleri, 9.2.1 denklemi yardımıyla 0.30 ile 0.45 aralığındaki renk artığı değerleri kullanılarak yıldızlararası sökütleme etkisinden arındırıldı. Yapılan incelemelerde, $E(B-V)$ 'nin 0.35 değeri için çöküntünün ortadan kalktığı görülmüştür. $E(B-V)=0.35$ değeri kullanılarak sökütleme etkisinden arındırılmış akı değerleri, $\lambda\lambda 1100-3300\text{\AA}$ dalgaboyu aralığında noktalanmıştır (Şekil 9.2.2). $E(B-V)$ 'nin 0.35'den büyük değerleri kullanıldığında, yıldızlararası sökütleme etkisi ile oluşan 2200\AA civarındaki çöküntünün olduğu yerde yavaş yavaş kamburlaşma meydana gelmektedir. Bu durum, 0.45 için Şekil 9.2.3'de görülmektedir.

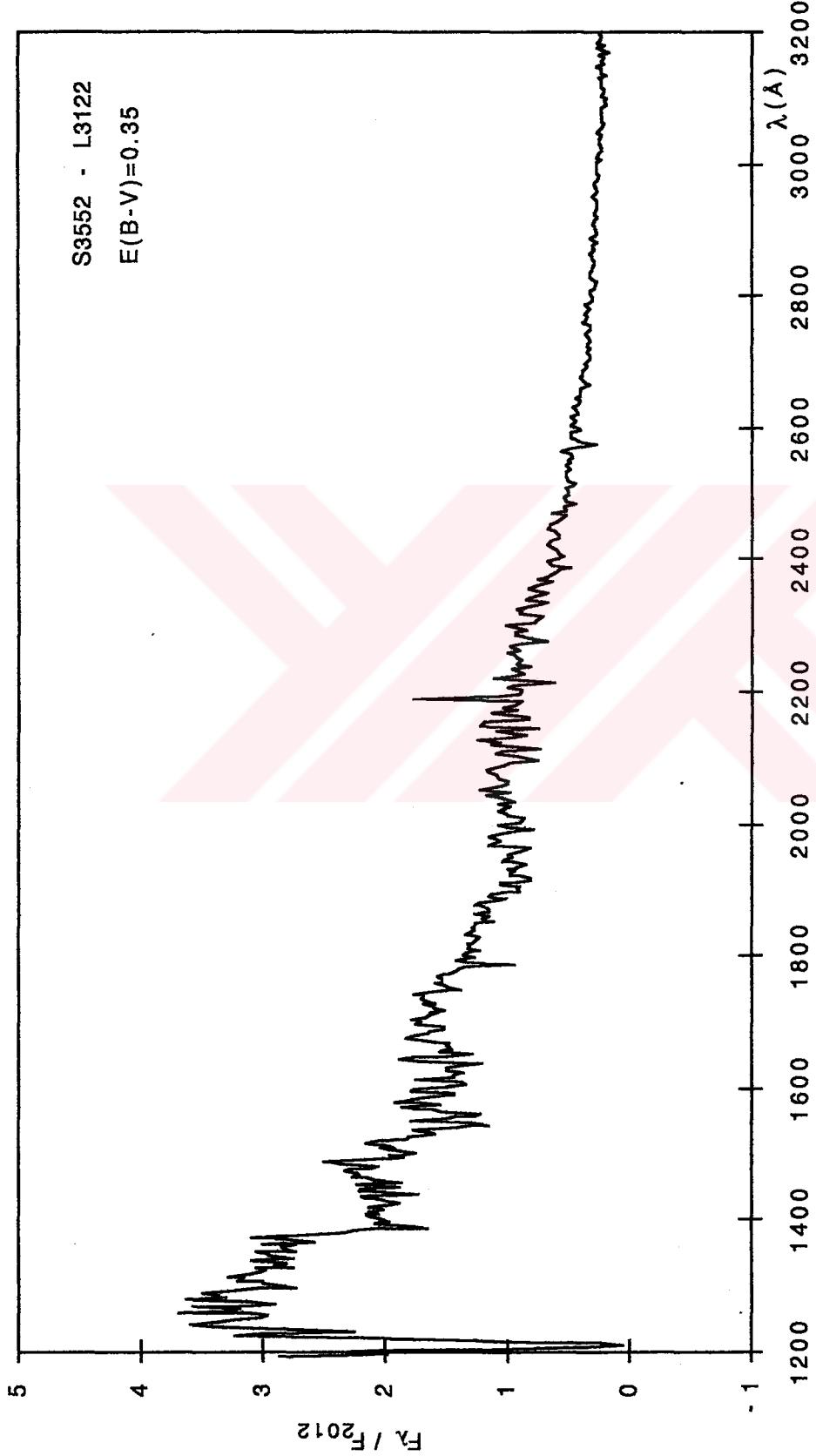
X Persei' nin sökütleme etkisinden arındırılmış düşük ayırma güçlü tayfları ile Kurucz' un atmosfer modellerini karşılaştırarak sıcaklık ve yüzey çekim ivmesini tayin etmeye çalıştık. Gözlemsel akı değerleri, yer atmosferinin hemen dışındaki akı değerleridir. Kurucz atmosfer modellerindeki akı değerleri ise, yıldız yüzeyindeki mutlak akı değerleridir. X Persei' nin uzaklığı ve yarıçapı tam olarak bilinmediği için

$$F_\lambda = \frac{d^2}{R^2} f_\lambda \quad \dots \quad (9.2.3)$$

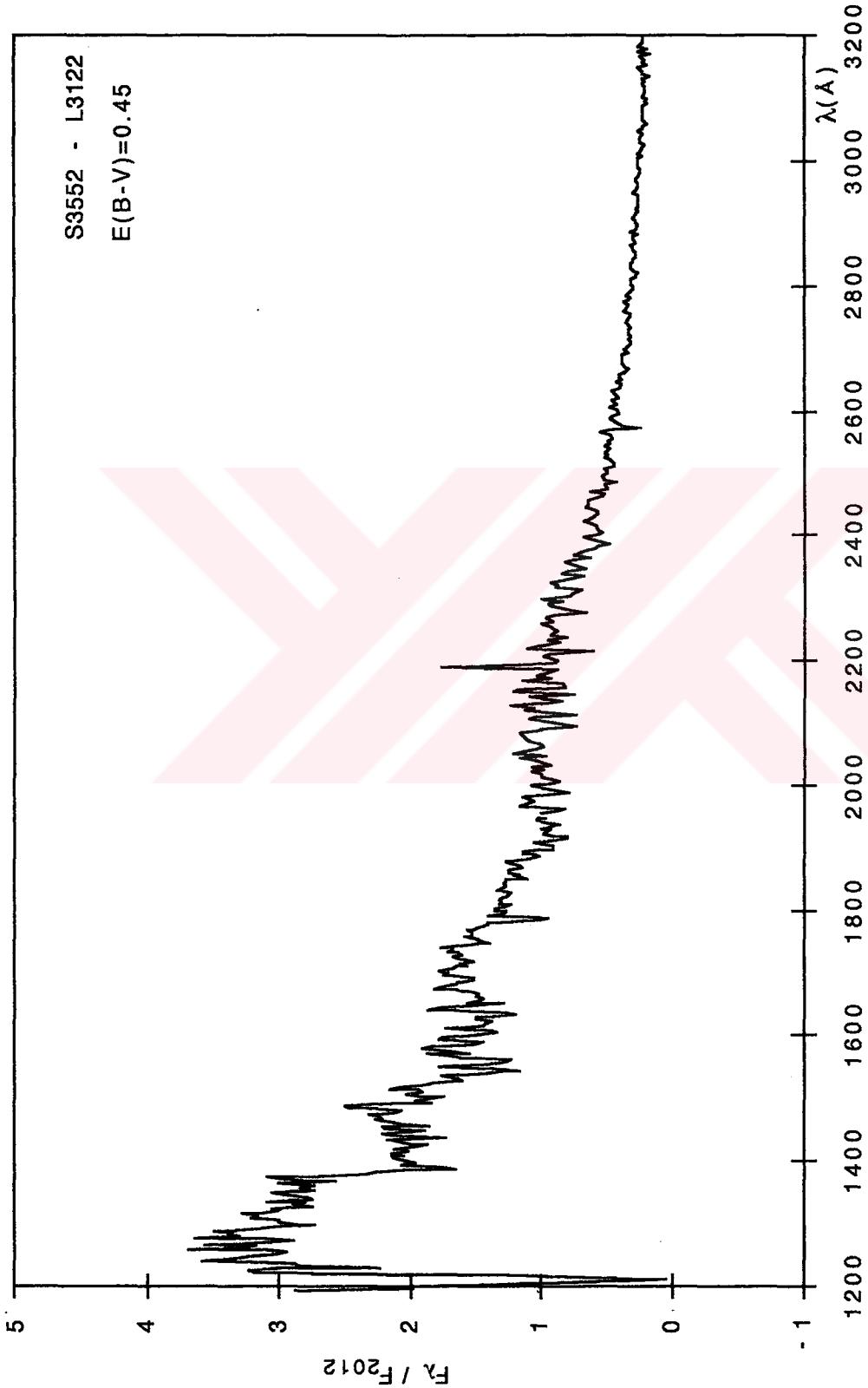
bağıntısı yardımıyla gözlenen akılardan mutlak akılarla geçiş yapılamadı. Burada F_{λ} ; yıldız yüzeyindeki akı değeri, f_{λ} ; yıldızın yer atmosferinin hemen dışından ölçülen akı değeri, R ; yıldızın yarıçapı ve d ; sistemin yere uzaklığıdır. Uzaklık ve yarıçap etkisini ortadan kaldırmak için hem gözlemsel hem de teorik akı değerleri kendi içinde $\lambda 2012\text{\AA}$ 'daki akı değerine normalize edildi. X Persei yaklaşık O9III tayf türünden bir yıldız olduğundan Kurucz'un $\log g=3.0, 3.5, 4.0$ ve $T=20000, 25000, 30000, 35000^{\circ}\text{K}$ değer çiftleri için Kurucz atmosfer modellerinden teorik sürekli tayflar $\lambda 2012\text{\AA}$ 'e normalize edilerek çizildi. Bu teorik eğriler gözlemsel normalize edilmiş sürekli tayflarla karşılaştırıldığında en iyi uyum, $T_e=25000^{\circ}\text{K}$ ve $\log g=3.5$ değerleri için elde edilmektedir (Şekil 9.2.4). Bu değerler ise B0III tayf türüne uygundur.



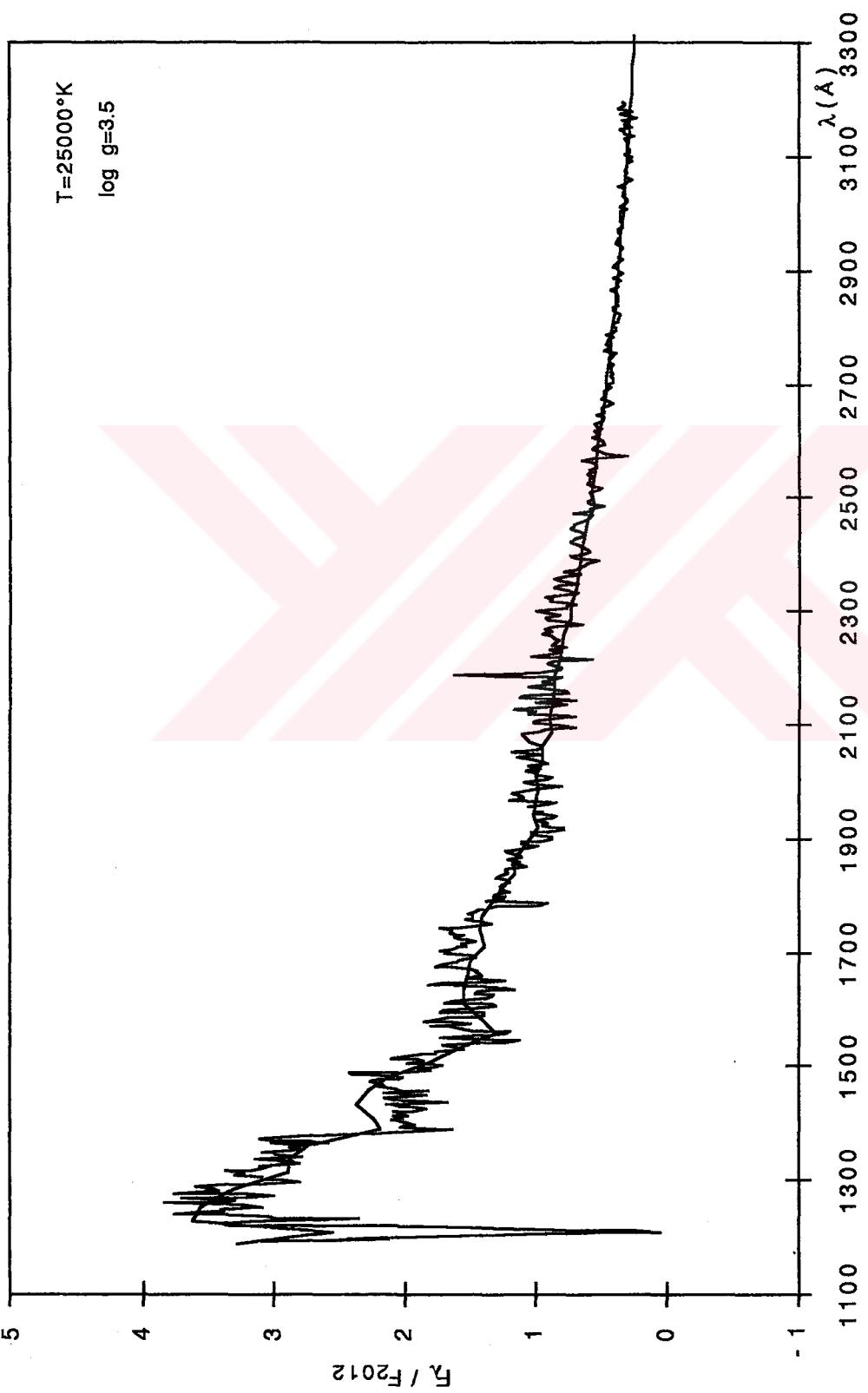
Şekil 9.2.1. X Persei'nin 07 Aralık 1978 tarihli düşük düşük ayırma göçlü tayfi.



Şekil 9.2.2. X Persei'nin $E(B-V)=0.35$ renk artığı değeri için düzeltülmüş dışılık ayırma güçlü tayı.



Şekil 9.2.3. X Persei'nin $E(B-V)=0.45$ renk artışı değeri için düzeltilmiş düşüklük ayırma güclü tayfi.



Şekil 9.2.4. X Persei'nin düşük ayırma gücü tayfının Kurucz atmosfer modeline uygulanması.

9.3. Sistemin Uzaklığını Tayini

Bu bölümde, önceki bölümde bulunan en uygun teorik atmosfer modeli ($T_e=25000K$, $\log g=3.5$) ile düşük ayırma güçlü IUE tayflarının karşılaştırılmasından X Persei'nin uzaklığı bulunmaya çalışıldı.

Yer atmosferinin hemen dışında sistemin bize ulaşan akı değerleri (f_λ);

$$f_\lambda = \frac{L}{4\pi d^2} = \frac{R^2}{d^2} F_\lambda \quad \dots \quad (9.3.1)$$

bağıntısı ile verilmektedir. Burada L ; sistemin toplam ışınım gücü ve d ; sistemin uzaklığıdır. 9.3.1 denkleminde, eşitliğin her iki tarafının logaritması alınıp düzenlenmeler yapılrsa ifade,

$$\log f_\lambda - \log F_\lambda = 2\log R - 2\log d \quad \dots \quad (9.3.2)$$

şeklini alır. Gözlemsel ve teorik akı değerlerinin logaritmaları arasındaki farkların ortalaması; -18.7428 olarak hesaplanmıştır. Yıldız yarıçapını Fabregat et al (1992)'ın verdiği gibi $13R_{\odot}$ alabiliriz. BOIII türü yıldız için Zombeck (1990)'te de $15R_{\odot}$ verilmektedir. $R=13R_{\odot}$ alınırsa uzaklık $d=690$ pc, $R=15R_{\odot}$ alındığında $d=796$ pc bulunmaktadır. Brucato and Kristian (1972) X Persei'yi Perseus II oymağının bir üyesi kabul edip uzaklığı 350 pc, Fabregat et al (1992) ise 1990-1992 yıllarındaki -5.0 ± 0.6 mutlak parlaklık değerinden 1300 ± 400 pc olarak tespit ettiler.

10. FOTOELEKTRİK FOTOMETRİ GÖZLEMLERİ

Çalışmamızın bu kısmında, X Persei sisteminin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan fotoelektrik fotometri gözlemlerine yer verilmektedir. X Persei, Be türü bir yıldız olduğundan bu tür yıldızların karakteristik özelliği olan yıllar mertebesinde bir aralıkta parlaklık değişimleri göstermektedir. Fotometrik gözlemlere, yıldızın 1990 yılında çevresel diskinin dağılması ile girdiği optik sönüklük evrenin (disk kaybı evresi) devam edip etmediğini görmek için 1994 yılında başladık.

Gözlemlere ilişkin bilgiler Çizelge 10.1'de verilmiştir. Bu gözlemler sırasında, 30 cm'lik Maksutov teleskopuna bağlı SSP-5A (Hamamatsu R1414 fotokatlandırıcıya sahip) fotometresi kullanılmıştır. Kullanılan U,B,V filtreleri standart Johnson UVB filtrelerine çok yakındır.

Çizelge 10.1. X Persei yıldızının Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerine ilişkin bilgiler.

Tarih	HJD 2400000+	Gözlem Zamanı	Alınan Nokta Sayısı
29/10/1994	49655.189	16:33-17:04	12
29/10/1994	49655.470	23:17-23:56	14
05/11/1994	49662.304	19:19-19:53	16
26/11/1994	49683.302	19:15-19:48	12
29/11/1994	49686.250	18:00-18:50	18
07/01/1995	49725.266	18:24-20:14	56
14/01/1995	49732.177	16:06-16:32	10
21/01/1995	49739.190	16:35-18:37	52
15/08/1995	49944.525	00:36-01:23	24
26/08/1995	49956.442	22:37-01:48	98
09/09/1995	49970.412	21:54-23:04	30
16/09/1995	49977.413	22:37-23:54	42
15/10/1995	50005.529	00:43-02:41	62
11/11/1995	50033.359	20:38-22:01	32
13/01/1996	50096.375	21:02-22:40	44
03/02/1996	50117.375	20:40-22:01	34

Gözlemlerde kullanılan mukayese yıldızı ile denet yıldızlarına ait bilgiler aşağıdadır:

Mukayese :	HD 23802 (BD+31° 655, SAO 56722)
Denet 1 :	HD 23946 (BD +29° 632, SAO 76253)
Denet 2 :	HD 24167 (BD +30° 582, SAO 56762)

X Persei yıldızının toplam 16 geceden oluşan fotometrik gözlemleri gecelik sönumleme katsayıları hesaplanarak atmosfer dışına indirgenmiştir (Hardie 1962). Gözlem zamanları Jülyen günü cinsinden verilmiştir (Ek-3). Ayrıca çeşitli gözlemciler tarafından yapılmış gözlemler ile karşılaştırılabilmek için gözlem değerlerimizi standart UVB sistemine dönüştürdük. Bunun için Müyesseroğlu¹ tarafından hesaplanan teleskoba ilişkin aletsel dönüşüm katsayıları kullanılmıştır (Çizelge 10.2).

Çizelge 10.2. Teleskoba ait dönüşüm katsayıları.

s	t	w
0.006±0.003	1.033±0.002	0.969±0.015

1992 yılında, Hyades açık kümesinin 12 üyesi standart yıldız olarak gözlenmiştir. Standart sisteme dönüşüm katsayıları t, s, w ve Δ; (değişen-mukayese parlaklıkları) olmak üzere;

$$\begin{aligned}\Delta(B-V) &= t \Delta(b-v)_0 \\ \Delta V &= s \Delta v_0 \\ \Delta(U-B) &= w \Delta(u-b)_0\end{aligned} \quad \dots \quad (10.1)$$

bağıntıları kullanılıp, yerel sisteme atmosfer dışına indirgenmiş v_0 , $(b-v)_0$, $(u-b)_0$ değerlerinden standart sisteme mukayese yıldız ile değişen yıldız arasındaki farklar elde edilebilir. Bu şekilde gözlemlerimizi standart sisteme dönüştürdük.

X Persei'nin 1994-95 yıllarını içeren UBV bandı ışık eğrileri Şekil 10.1'de verilmektedir. Şekle göre; Ekim 1994 ile Ağustos 1995 tarihleri arasında yıldızın V bandı parlaklığı sürekli bir şekilde azalmaktadır.

Gözlem verilerimiz Zamanov and Zamanova (1995)'nın verileri ile birleştirildiği zaman (Şekil 10.2), X Persei'nin 1990 yılında girdiği sonük seviyeden 1993 yılı ortalarında (JD2449195.5) çıktıgı ve daha sonra parlaklığının arttığı saptanmıştır. Ankara

¹ Sözlü görüşme, 1994. Z. Müyesseroğlu, Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Ankara.

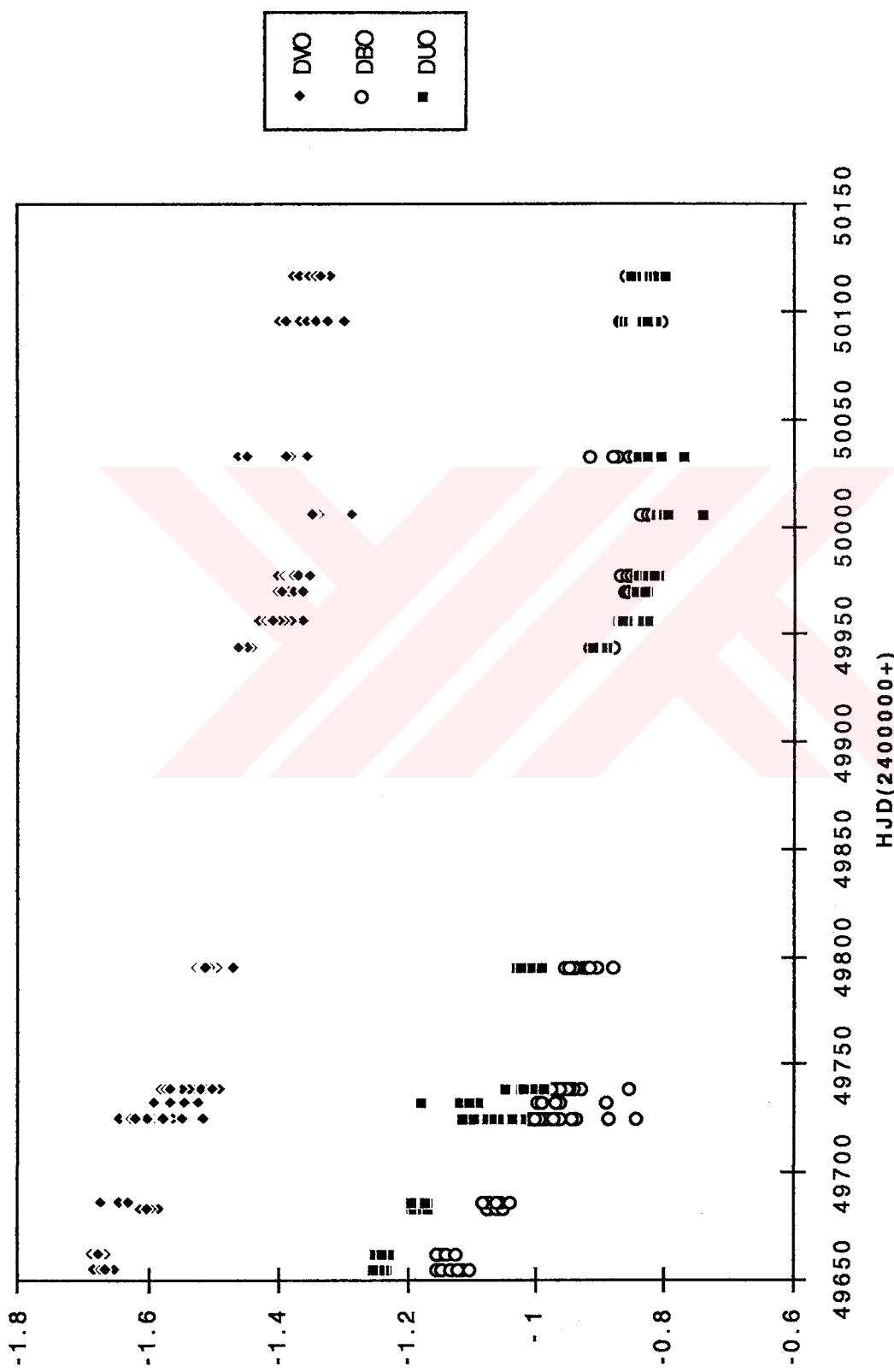
Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan ilk gözlem verilerimizle, Zamanov and Zamanova (1995)'nın 1993'den sonra maksimum parlaklık yöresindeki bazı veri eksikliği de tamamlanmış oldu ve X Persei'nin 1990-93 sönükleşme evresinden sonraki maksimum parlaklığının $V \approx 6^m.23$ olduğunu tespit ettim. X Persei, 1993'den sonra yıldız rüzgarlarıyla oluşan diskini tekrar kazanmıştır. Daha sonraki gözlemler, sistemin bu tarihlerde hızlı bir sönükleşme evresine girdiğini ve 15 Ekim 1995 tarihinde parlaklığının $6^m.69$ 'e kadar azaldığını göstermektedir. Bunu kısa bir parlama evresi izlemektedir. Devam edecek olan gözlemler sistemin uzun süreli yeni bir disk kaybı evresine girip girmeyeceğini ortaya çıkaracaktır.

Şekil 10.3'te bizim gözlemlerimizden bulunan ve Zamanov and Zamanova (1995)'dan alınan 1993-1995 yılları arasını kapsayan (B-V) değerleri işaretlenmiştir. Daha önce Şekil 4.3'de 1964'den itibaren (B-V)'nin değişimi verilmiştir. 1974-1977 arasındaki disk kaybı sırasında yalnız Be yıldıza göründüğünden ve disk görünen bölgede parlaklığa katkıda bulunduğuundan (B-V)'nin değişimi yıldızın V parlaklığının değişiminin tersi idi. 1993-1995 yılları arasında da aynı durum meydana gelmektedir. Yıldız sönükleşme evresinde gözlenen $B-V \approx 0.1$ 'dır. Tayfsal gözlemlerden $E(B-V)=0.35$ bulduğumuza göre düzeltilmiş $(B-V)_0=-0.25$ olur. Bu da B0 türünden bir yıldızın rengine uygundur. Tayfsal gözlemlerden bulduğumuz sıcaklık değeri de B0 tayf türünü gösteriyordu. JD2449200'den itibaren görsel parlaklık artmaktadır, yani yıldızın etrafında tekrar disk oluşmaktadır, dolayısıyla B-V rengi de kırmızılaşmaktadır.

Şekil 10.4'de (U-B)'nin değerleri işaretlenmiştir. Görüldüğü gibi (U-B), V parlaklığı ile aynı yönde değişmektedir. Yıldız sönükleşme evresinde gözlenen $U-B \approx -0.625$ 'dir. Zombeck(1990)'den alınan

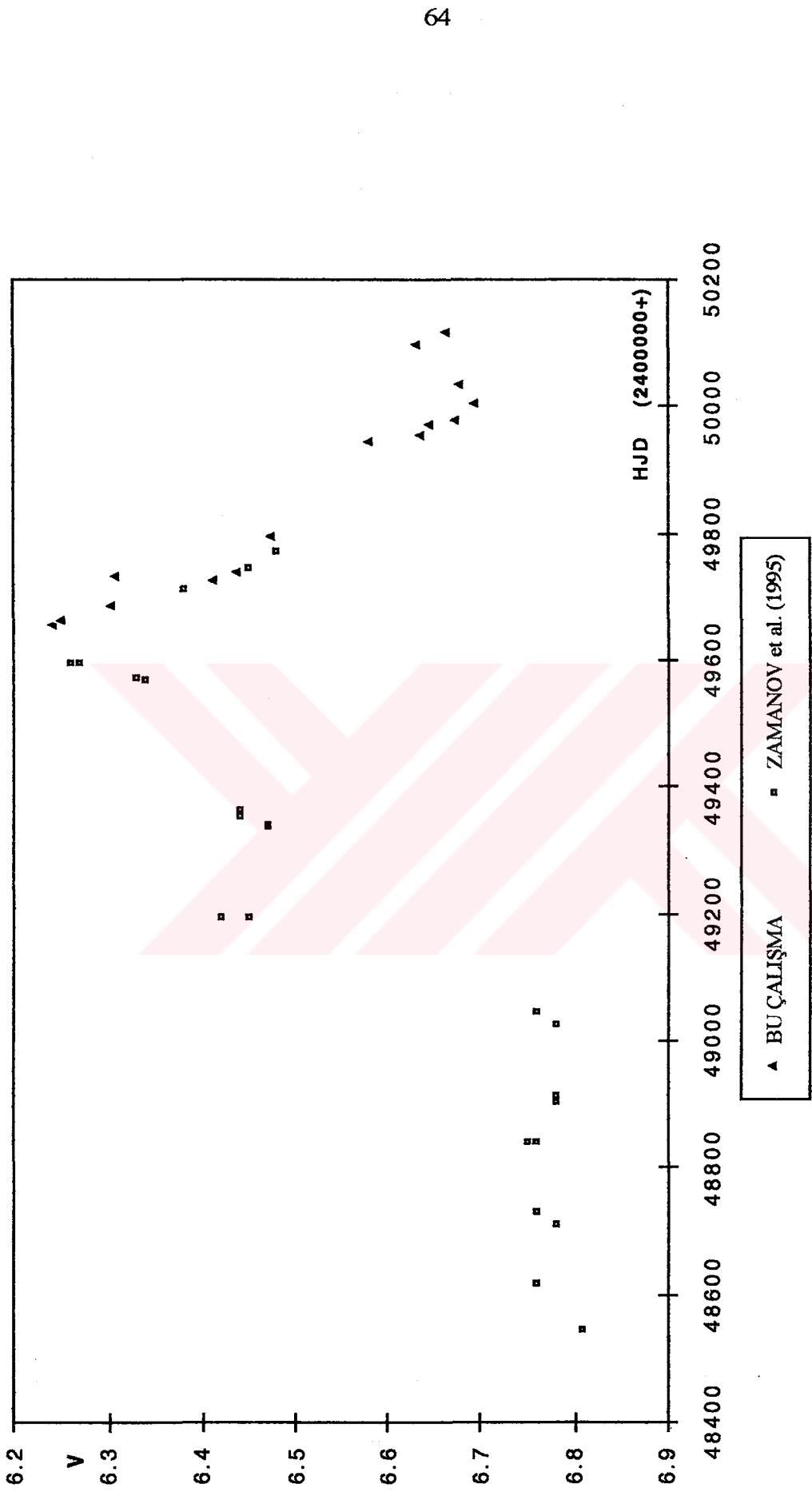
$$\frac{E(U-B)}{E(B-V)} = 0.72 + 0.05E(B-V)$$

bağıntısından $E(U-B)=0.258$ ve buradan düzeltilmiş $(U-B)_0=-0.933$ bulunur. Bu da B0 tayf türünden bir yıldızın rengine uygundur. Bu evrede disk olmadığından doğrudan B yıldızını gözlüyoruz. Disk oluştuğunda yani V parlaklığı maksimum iken yıldızın U-B renginin de daha negatif olduğu dolayısıyla U parlaklığının arttığı gözleniyor. Bu evrede tayfsal gözlemlerden H α ve H β salmalarının da maksimum olduğunu görmüştük. O halde diskte oluşan iyonlaşmış H, Balmer çizgi salması verdiği gibi, aynı zamanda bir Balmer artığı da vermektedir.

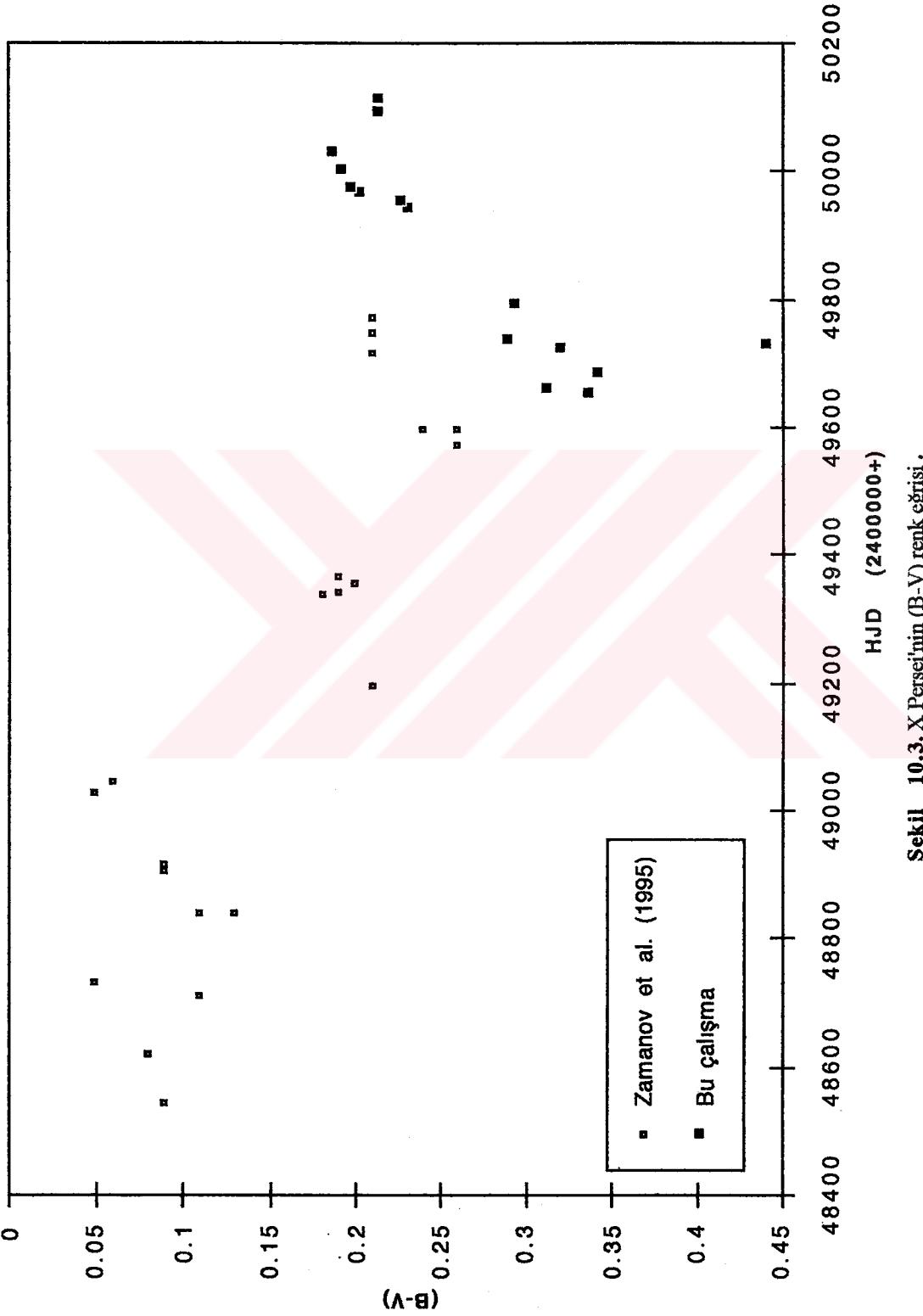


Şekil 10.1. X Persei'nin 1994-1996 yıllarını içeren UBV bandı ışık eğrileri.

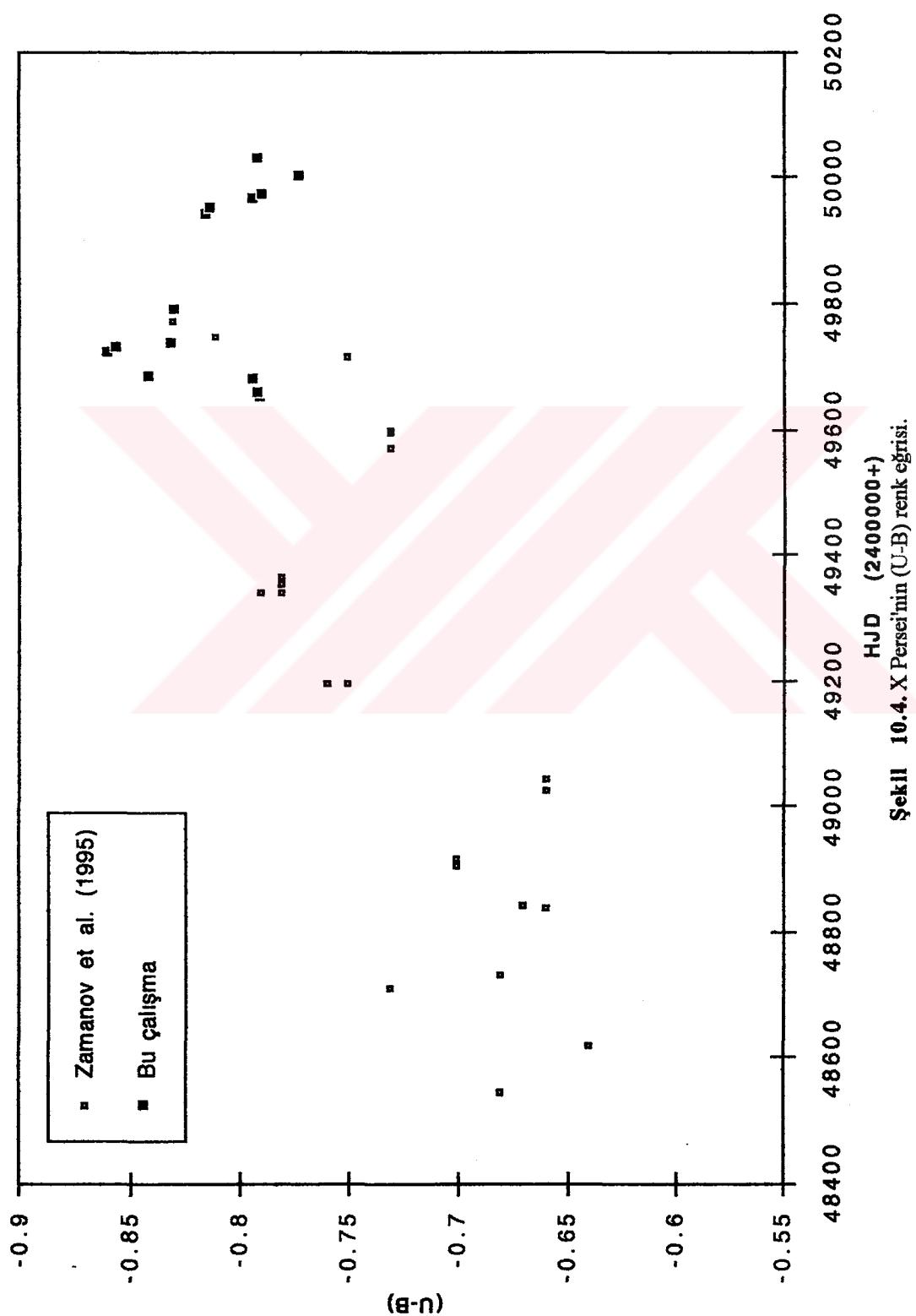
HJD(2400000+)



Şekil 10.2. X Persei'nin 1993-1996 yıllarına ait standart V bandı ışık eğrisi.



Şekil 10.3. X Persei'nin (B-V) renk eğrisi.



11. SONUÇLAR VE TARTIŞMA

Parlak bir Be yıldızı olan X Persei, Be türü yıldızların karakteristik özelliklerini taşımaktadır. Çalışmamız sırasında incelenen görsel bölge tayfları, moröte tayfları ve fotometri gözlemleri bu özelliklerini göstermektedir:

Hızlı dönen bir Be yıldızı olan X Persei'nin görsel bölge tayflarında, geniş soğurma çizgileri ile çevresel diskten kaynaklanan salma çizgileri mevcuttur. Tayflarda sadece H α ve H β çizgileri salma halindedir ve bazı evrelerde merkezi soğurma çizgisi ile hemen hemen çift pikli bir yapı göstermektedir. Çeşitli araştırmacılar tarafından salma halinde olduğu belirtilen HeI λ 5016Å (Slettebak, 1982), HeII λ 5686Å ve H γ (Hutchings et al 1974) çizgileri 1980 yılına ait tayflarda soğurma halindedir. Ayrıca tayflarda Penrod and Vogt (1985)'un 14 Ekim 1983 tarihli tayfta belirledikleri SiII (λ 3862Å) ve TiII ($\lambda\lambda$ 3882Å, 3905Å) çizgileri belirlenememiştir.

Çift pikli H α ve H β salma çizgilerinin mavi ve kırmızı kanatları; Şubat-Mart 1980 tarihli görsel bölge tayflarında hemen hemen eşit şiddetli ($V/R \approx 1$) iken, Eylül-Ekim 1980 tarihli tayflarda kırmızı kanat daha şiddetlidir ($V/R < 1$). X Persei'nin yıldız rüzgarları ile oluşan ve salma çizgilerine neden olan disk, 1980 yılının ilk aylarında az yoğun iken yılın sonlarına doğru yoğunluğu daha da artmıştır. 6 ay aralıklla alınmış görsel bölge tayflarındaki H α ve H β çizgilerinin eşdeğer genişlik değerlerindeki artış da disk yoğunluğunundaki bu artışı yansıtmaktadır. Eşdeğer genişlik değerleri; X Persei'nin diskini tamamen kaybettiği 1990-92 yılları arasında H α salma çizgisinin soğurmaya dönüştüğünü göstermektedir. 1974-77 disk kaybı evresine ait H α gözlemleri olmadığından bu evrede de H α 'nın soğurma halinde olup olmadığı bilinmiyor. Ancak bizim gözlemlerimizde 1980 yılı başında salma çizgisi içinde bir soğurma bileşeni varken yıl sonunda soğurma kaybolarak salma kuvvetlenmiştir. Bu da 1974-77 evresinde büyük olasılıkla H α 'nın soğurma halinde olduğu ve 1980'de diskin oluşmaya başlamasıyla soğurmanın zayıfladığının bir kanıdır.

X Persei'nin 1978 ve 1980 yıllarına ait moröte tayflarında keskin yıldızlararası çizgilerle yıldıza ait soğurma çizgileri mevcuttur. Tayflarda en kuvvetli çizgiler, geniş SiIV(1) ve CIV(1) çizgileridir. Bu çizgiler mavi tarafa doğru asimetrik bir yapı gösterirler. Çeşitli tarihler için SiIV(1) çizgisinin mavi kanadından terminal hızlar bulunmuştur. Bunlardan 16 Temmuz 1978 tarihli tayftan bulunan 985 kms^{-1} lik hız

Hammerschlag-Hensberge et al (1980)'nin aynı tarihli tayftan buldukları 1000 kms^{-1} ile uyumludur. Yine 7 Aralık 1978 tarihli tayftan bulunan 740 kms^{-1} ise Bernacce and Bianchi (1981)'nin buldukları 650 kms^{-1} ile de uyum içindedir.

X Persei'nin düşük ayırma gücü tayfları Kurucz atmosfer modelleri ile karşılaştırıldığında; renk artığı $E(B-V)=0.35$ ve etkin sıcaklık ve yüzey çekim ivmesi sırasıyla; 25000K ve 3.5 olarak bulunmuştur. Bu değerler ise BOIII tayf türüne karşılık gelmektedir. Tayflardan belirlenen süreklilik, Kurucz atmosfer modelleri ile karşılaştırılarak sistemin uzaklığı 689 pc olarak hesaplandı. Persi et al (1977), X Persei'yi Perseus II oymağının bir üyesi kabul ederek sistemin uzaklığını 350 pc , Fabregat et al (1992) ise Balona&Shobbrook'un kalibrasyonunu kullanarak X Persei'nin mutlak parlaklığını -5.0 ± 0.6 olarak belirlediler ve yıldızın çevresel diskini kaybettiği 1990-1992 yıllarında buldukları bu mutlak parlaklık değerinden sistemin uzaklığını 1300 ± 400 parsek olduğunu buldular.

X Persei, düzensiz değişen ($\Delta V \approx 1^m$) bir yıldızdır. Çeşitli gözlemciler tarafından yapılan fotometrik gözlemlerden sistemin parlaklığının uzun zaman ölçüği içinde değişim gösterdiği ve bazı dönemlerde çevresel diskini kaybederek söküleştüğü saptanmıştır. Ekim 1994 tarihinde X Persei sisteminin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde fotoelektrik fotometri gözlemlerine başlarken, X Persei'nin 1990 yılında girdiği disk kaybı evresinden çıkış çıkmadığını bulmayı amaçlamıştık. Ancak Zamanov and Zamanova (1995)'nin gözlemleri, yıldızın JD2449195.55'de V bandı parlaklığının $6^m.76$ 'lardan $6^m.45$ 'e arttığını göstermektedir. X Persei'nin 1990 yılında girdiği (Roche et al 1993) son disk kayıp evresinden 1993'de (Zamanov and Zamanova 1995) çıkmaya başladığı saptanmıştır. Yaptığımız ilk gözlem verilerimizle X Persei'nin 1990-93 disk kaybı evresinden sonraki maximum parlaklığını ve tekrar parlaklığının azaldığını tespit ettik. X Persei belki de uzun süreli yeni bir disk kaybı evresine girmektedir. X Persei sisteminin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde devam etmekte olan fotoelektrik fotometri gözlemleri buna ışık tutacaktır.

KAYNAKLAR

- ANDRILLAT. Y.** 1983. Astronomy and Astrophysics Supp., 53, 319.
- APPARAO, K.M.V., TARA福德AR, S.P.** 1986. Astronomy and Astrophysics, 155, 423.
- BALLEREAU, D., ALVAREZ, M., CHAUVILLE, J., et al.** 1987. Rev.Mex.Astron.Astrofis.,15, 29.
- BERNACCA, P.L., BIANCHI L.** 1981. Astronomy and Astrophysics, 94, 345.
- BÖHME, D.,** 1985. Inf.Bull.Variable Stars, 2723
- BRECKER, K.** 1975. Nature, 257, 203.
- BRUCATO, R.J., KRISTIAN, J.** 1972. Astrophysical Journal, 173, L105.
- CAMPISI, I.E., TREVES, A., BERNACCA, P.I.** 1976. Mon.Not.R.A.Sc., 176, 225.
- COWLEY A.P., McLAUGHLIN, D.B., TONEY,J., et al.** 1972. Pub. Astron.Soc.Pasific, 84, 834.
- FABBIAN, A.C.** 1975. Mon.Not.R.A.Sc.,173,161.
- FABREGAT, J., REGLERO, V., COE.,M.J., et al.** 1992. Astronomy and Astrophysics, 259, 522.
- GOTTLIEB, E.W., WRIGHT, E.L., LILLER W.,** 1975. Astrophysical Journal, 202, L13.
- HAMMERSCHLAG-HENSBERGE, G., van den HEUVEL, E.P.F., LAMERS, H.J.** 1980. Astronomy and Astrophysics, 85, 119.
- HARDIE, R.H.,** 1962. In Astronomical Techniques, edited by Hiltner, W.A., Chapter 8, Chicago Univ. Press.
- HARRIS, D.L.** 1956. Astrophysical Journal, 227, L21-24.
- HILTNER, W.A.** 1956. Astrophysical Journal Supp., 2, 389.
- HUTCHINGS, J.B.,COWLEY, A.P., CRAMPTON, D., et al.** 1974. Astrophysical Journal, 191, L101.
- HUTCHINGS, J.B., CRAMPTON, D., REDMAN, R.O.** 1975. Mon.Not.R.A.Sc., 170, 313.
- HUTCHINGS, J.B., WALKER, G.A.H.** 1976. Publ.Astron.Soc.Pacific., 88, 754.
- JAMAR, C., MACAU-HERCOT, D., MONFILS, A., et al.,** 1986. "Ultraviolet Bright Star Spectrophotometric Catalogue", ESA SR-27.
- KELLY, R., PALUMBO, L.J.** 1973. NRL Rept. Washington Government Printing Office, 7599.

- KITCHEN, C.R.** 1982. "Early Emission Line Stars", Monographs on Astronomical Subjects,:8 , Bristol, BS1-6NX
- KURUCZ, R.L.** 1975. Smithsonian Astrophysical Observatory, Cambridge, Massachusetts 02138.
- de LOORE, C.** 1986. Bulletin of the European Physical Society 17, 2.
- MAZEH, T., TREFFERS, R.R., VOGT, S.S.** 1982. Astrophysical Journal, 256, L1
- MILGROM, M.** 1976. Astronomy and Astrophysics, 53, 321.
- MOOK, D.E., BOLEY, F.I., WESTPHAL, D.** 1974. Publ.Astron.Soc.Pacific., 88, 894.
- MOORE, C.E.,** 1945. "A Multiplet Table of Astrophysical Interest", Press. Princeton, New Jersey.
- MOORE, C.E.,** 1975. "Selected Tables of Atomic Spectra", Press. Princeton, New Jersey.
- MURAKAMI, T., IKEGAMI, T., INOUE, H.** 1987. Publ.Astron.Soc.Japan 39, 253
- MURDIN, P., PENDSTON, M.V., PENNY, A.J.** 1976. Mon.Not.R.A.Sc., 176, 233.
- NAGASE, F.** 1989. Publ.Astron.Soc.Pacific., 41, 1.
- NANDY, K., THOMPSON, G.I.,** 1975. "A Studies of Ultraviolet Interstellar Extinction with the Sky-Survey Telescope of the TDE-1 Satellite.", Astronomy and Astrophysics, 44, 195.
- NORTON, A.J., COE, M.J., ESTELA, A., et al.** 1991. Mon.Not.R.A.Sc., 253, 579.
- PENROD, G.D., VOGT, S.S.**, 1985. Astrophysical Journal, 299, 653.
- PERSI, P., VIOTTI, R., FERRARI-TONILO, M.,** 1977. Mon.Not.R.A.Sc., 181, 685.
- PODSIADLOWSKI, P.** 1994. Mem.S.A.It., Volume 65,1.
- ROBBA, N.R., WARWICK, R.S.** 1989. Astrophysical Journal, 346, 469.
- ROCHE, P., COE, M.J., EVERAL, C., et al.** 1992. Astronomy and Astrophysics Supp., 97, 277.
- ROCHE, P., COE, M.J., FABREGAT, J., et al.** 1993. Astronomy and Astrophysics, 270, 122.
- SHARMA, D.P., NAGARAJA, B.V., BHATTACHARYYA, J.C.** 1983. Astrophysics Supp. Series 95,65.
- SLETTEBAK, A.** 1982. Astrophysical Journal, 50, 55.

- VIOTTI, R., FERRARI-TONIOLO, M., BIANCHI, L.** 1980. "28 March 1980. Proceeding of Second European IUE Conference", Tubingen, Germany (ESA SP-157).
- WACKERLING, L.R.** 1972. Publ.Astron.Soc.Pacific., 84, 827.
- WATERS, L.B.F.M., de MARTINO, D., HABETS, G.M.H.J., et al.** 1989. Astronomy and Astrophysics, 223, 207.
- WEISSKOPF, M.J., ELSNER, R.F., DARBO, W., et al.** 1984. Astrophysical Journal, 278, 711.
- WHITE, N.E., MASON, K.O., SANFORD, P.W.** 1976. Mon.Not.R.A.Sc., 176, 201.
- ZAMANOV, R.K., ZAMANOVA, I.** 1995. Inf.Bull.Variable Stars, 4189.
- ZOMBECK, M.V.** 1990. Handbook of Space Astronomy and Astrophysics Second Edition, pg 103.

EK-1

X Persei GörSEL Bölge 3450-4950 Å dalgaboyu aralığında çizgi tam listesi.

LAB.DALGABOYU	ELEMENT	MULTIPLLET	LAB.DALGABOYU	ELEMENT	MULTIPLLET
3498.641	HeI	40	3923.480	HeII	4
3512.511	HeI	38	25.101	FeIII	K
17.327	HeI	37	25.104	MnIII	K
30.487	HeI	36	26.530	HeI	58
36.820	HeI	35	33.664	CaII(K)	1
54.394	HeI	34	41.284	FII?	
62.950	HeI	33	54.380	FeIII	120
84.980	ClI	23	54.372	OII	6
87.252	HeI	31	64.727	HeI	5
99.304	HeI	36	68.000	CaII(H)	1
3600.898	FeIII	36	70.074	H	1
3.890	FeIII	36	4009.270	HeI	55
21.650	?		17.439	FII	K
34.235	HeI?	28	18.226	FII	K
44.470	HeII	5	18.255	MnIII	K
69.620	AlI	42	23.986	HeI	54
70.280	Cl III	1	24.644	MnIII	K
72.140	SII	4	24.804	FeIII	K
95.370	OIII	21	26.189	HeI	18
97.154	H17	3	50.114	SII	K
97.090	NeII?	41	62.000	MnIII	K
97.450	FeIII	35	62.912	OII?	K
3700.690	CrIII	K	97.310	NIII	1
3.370	OIII	21	4101.737	H	1
3.855	H16	3	4.700	?	
5.003	HeI	25	28.053	SII	3
11.973	H15	3	30.884	SII	3
15.163	HeII	K	42.282	SII	
18.207	AlI	K	42.343	Al III	K
18.290	AlII	K	43.759	HeI	53
21.940	H14	3	4300.193	FeIII	K
28.820	OIII	30	.660	AlI	36
34.370	H13	3	40.480	H	1
46.524	FeIII?	K	87.080	?	
50.154	H12	2	87.928	HeI	51
68.810	HeI?	65	88.240	ClIII?	K
70.632	H11	2	4414.909	OII	5
96.330	HeII	5	16.975	OII	5
97.900	H10	2	24.797	FeIII?	K
3819.606	HeI	22	54.102	NII	K
33.574	HeI	62	66.602	OII	K
33.852	FeIII	K	67.013	NII	K
35.386	H9	2	71.477	HeI	14
36.119	FeII	K	81.129	MgII	4
38.094	HeI	61	4640.592	FeIII	K
56.021	SII	1	40.640	NIII?	2
62.592	SII	1	41.765	FeIII	K
67.477	HeI	20	41.900	NIII?	2
71.819	HeI	60	54.140	SIV	7
78.180	HeI	59	85.682	HeII	1
84.443	AlI?	K	4790.130	?	
88.646	HeI	2	4802.700	ClI	17.08
89.051	H8	2	61.332	H	1
3911.960	OII	17	4905.552	CaII	K
12.557	AlI?	K	.616	SIII	K
12.835	FeIII	K	21.929	HeI	48

EK-1 (devam)

X Persei GörSEL Bölge 4850-6500 Å dalgaboyu arahında çizgi tam listesi.

LABDALGABOYU	ELEMENT	MULTIPLLET	LABDALGABOYU	ELEMENT	MULTIPLLET
4921.929	HeI	48	5895.923	NaI	1
42.960	AlI	75	99.823	NII+FeIII	K
5042.500	?		5910.327	NII	K
5111.068	FeII	K	19.391	NII+FeIII	K
14.005	SII	K	41.670	NII	28
17.000	?		5946.842	NII+FeIII?	K
24.414	FeII+NiI	K	47.535	NII	K
28.500	?		6036.700	HeII	8
65.820	AlI	75	52.047	NII	K
71.470	NII	K	74.100	HeII	8
83.199	NII	K	6102.292	SII	K
5220.343	MgIII	K	5.150	?	
29.411	FeIII	K	27.370	MgIII	K
38.900	?		72.809	Al II	K
43.320	FeIII	K	73.400	NII	36
51.077	AlI	K	6204.600	?	
70.173	FeIII	K	22.500	Cl II	K
71.300	?		25.533	FeIII	K
98.500	?		30.006	FeIII	K
5351.500	OV	13	33.800	HeII	7
53.097	FeIII?	K	39.614	SII	K
81.695	FeIII	K	39.665	SII	K
88.480	Al II	34	77.316	FeIII	K
89.784	AlI?	K	78.720	FeIII	K
5411.524	HeII	2	80.850	?	
15.510	FeIII	K	86.110	NII	K
20.437	MnIII	K	95.361	Nell	K
5516.096	FeIII+AlI	K	97.840	Nell	K
38.200	?		6335.705	Al II	K
60.370	N I	25	58.000	?	
64.750	N I	25	63.046	Al III	K
81.500	?		71.359	SII	2
5605.513	Nel?	K	72.400	?	
9.073	Nel?	K	88.200	?	
14.220	FeIII+ClI	K	92.600	?	
18.025	FeIII	K	6434.200	?	
32.950	?		55.849	MnIII	K
39.450	SII	14	59.230	?	
46.098	SII	14	63.030	NIII	K
57.500	?	K	65.000	?	
83.554	FeIII	K	68.042	Al II	K
87.800	?		76.000	?	
90.000	SIII	K	83.100	Al II	27
99.050	?		91.170	?	
5707.232	SIII	K	6500.250	AlI	26
21.050	?		17.036	Nell	K
49.379	AlI?	K	24.343	SIII	K
63.630	?		33.000	NII	45
70.700	?		45.200	NII	45
5842.202	FeIII	K	49.350	?	
75.618	HeI	11	53.200	?	
84.507	FeIII+AlI	K	6562.817	H	1
87.847	Nell	K	70.000	HeII	7
89.953	NaI	1	72.500	?	
91.650	ClI	5	75.617	Nell	K
91.904	FeIII	K	75.668	Nell	K
93.148	NII	K			

EK-2

X Persei Moröte Bölgesi 1200-2000 Å dalgaboyu arahında çizgi tamı listesi.

LAB.DALGABOYU	ELEMENT	MULTIPLLET	LAB.DALGABOYU	ELEMENT	MULTIPLLET
1206.614	S III	2	1477.772	C III	12.04
15.821	H+He II	1+13	1509.066	S III	11.01
38.821	N IV	1	10.096	N III	6
42.804	N V	1	26.916	S III	2
47.383	C III	3	33.516	S III	2
50.500	S II	1	44.676	?	
53.790	S II	1	48.524	C IV	1
59.530	S II	1	50.974	C IV	1
60.418	S III	4	60.594	C I	3
1302.174	O I+S III	2+3	60.994	C I	3
4.858	O I	2	61.764	C I	3
28.820	C I	4	1608.740	Fell	8
29.099	C I	4	21.868	N V+Fell	52+8
29.580	C I	4	40.428	He II	12
34.515	C II	1	56.560	C I	2
35.684	C II	1	57.110	C I	2
45.313	N II	13.15	58.240	C I	2
47.550	C II	2	58.440	Fell	51
87.900	S III	37	1718.551	N IV	7
92.866	?		1748.000	N III	19
94.036	S IV	1	51.302	N III	19
1402.769	S IV	1	69.392	N III	19
19.264	?		94.168	?	
30.534	?		1807.654	?	
47.618	S III	3.05	8.304	S III	1
60.656	?		54.998	Al II+Fell	1+63
74.649	S III	12.02	63.098	Al III	1

X Persei Moröte Bölgesi 2000-3000 Å dalgaboyu arahında çizgi tamı listesi

LAB.DALGABOYU	ELEMENT	MULTIPLLET	LAB.DALGABOYU	ELEMENT	MULTIPLLET
2373.733	Fell	2	2599.395	Fell	1
82.034	Fell	2	2605.697	Mn II	1
99.237	Fell	2	2795.523	Mg II	1
2576.107	Mn II	1	2802.698	Mg II	1
85.876	Fell	1	52.120	Mg I	1
93.724	Mn II	1			

Ek-3						
TARIH	HJD	DVO	DB0	DU0	DBEV0	DUEB0
29/10/94	49655.47754	-1.239	-1.148	-1.661	0.091	-0.513
29/10/94	49655.4792	-1.248	-1.114	-1.662	0.134	-0.548
29/10/94	49655.48391	-1.230	-1.151	-1.660	0.079	-0.509
29/10/94	49655.48627	-1.233	-1.144	-1.657	0.090	-0.513
29/10/94	49655.48786	-1.244	-1.111	-1.684	0.133	-0.573
29/10/94	49655.49238	-1.249	-1.103	-1.667	0.147	-0.564
29/10/94	49655.49458	-1.240	-1.145	-1.652	0.095	-0.506
29/10/94	49655.49613	-1.243	-1.131	-1.673	0.111	-0.542
29/10/94	49655.50031	-1.251	-1.120	-1.665	0.131	-0.544
05/11/94	49662.31227	-1.249	-1.154	-1.666	0.095	-0.512
05/11/94	49662.31399	-1.236	-1.142	-1.684	0.095	-0.542
05/11/94	49662.31874	-1.230	-1.142	-1.673	0.088	-0.530
05/11/94	49662.32095	-1.224	-1.147	-1.678	0.077	-0.530
05/11/94	49662.32274	-1.229	-1.141	-1.686	0.088	-0.544
05/11/94	49662.32693	-1.225	-1.153	-1.687	0.072	-0.534
05/11/94	49662.32916	-1.227	-1.140	-1.679	0.087	-0.539
05/11/94	49662.33135	-1.236	-1.122	-1.676	0.114	-0.554
26/11/94	49683.31097	-1.185	-1.070	-1.606	0.115	-0.536
26/11/94	49683.31293	-1.192	-1.074	-1.585	0.118	-0.511
26/11/94	49683.3153	-1.188	-1.057	-1.597	0.131	-0.540
26/11/94	49683.31716	-1.165	-1.055	-1.611	0.110	-0.556
26/11/94	49683.32428	-1.172	-1.061	-1.594	0.111	-0.533
26/11/94	49683.32874	-1.166	-1.048	-1.602	0.118	-0.554
29/11/94	49686.26527	-1.170	-1.074	-1.643	0.096	-0.569
29/11/94	49686.26698	-1.165	-1.038	-1.642	0.127	-0.604
29/11/94	49686.271	-1.185	-1.054	-1.657	0.131	-0.603
29/11/94	49686.27311	-1.184	-1.080	-1.653	0.104	-0.574
29/11/94	49686.27485	-1.181	-1.070	-1.645	0.111	-0.576
29/11/94	49686.27886	-1.180	-1.079	-1.648	0.101	-0.568
29/11/94	49686.28103	-1.180	-1.057	-1.645	0.124	-0.588
29/11/94	49686.28269	-1.191	-1.040	-1.672	0.151	-0.632
29/11/94	49686.28677	-1.171	-1.061	-1.632	0.110	-0.571
07/01/95	49725.27247	-1.084	-0.973	-1.573	0.111	-0.600
07/01/95	49725.27407	-1.022	-0.987	-1.590	0.035	-0.603
07/01/95	49725.27637	-1.038	-0.991	-1.471	0.047	-0.480
07/01/95	49725.27807	-1.048	-1.009	-1.603	0.039	-0.594
07/01/95	49725.28271	-1.079	-0.983	-1.606	0.096	-0.622
07/01/95	49725.28509	-1.069	-0.935	-1.591	0.134	-0.656
07/01/95	49725.28691	-1.081	-0.984	-1.633	0.097	-0.649
07/01/95	49725.29122	-1.033	-0.995	-1.645	0.038	-0.650
07/01/95	49725.29468	-1.069	-1.000	-1.607	0.069	-0.606
07/01/95	49725.29636	-1.074	-1.001	-1.621	0.073	-0.620
07/01/95	49725.30047	-1.086	-0.998	-1.629	0.088	-0.631
07/01/95	49725.30475	-1.095	-1.018	-1.598	0.076	-0.580

07/01/95	49725.30698	-1.076	-0.981	-1.518	0.095	-0.538
07/01/95	49725.30933	-1.083	-0.988	-1.604	0.095	-0.616
07/01/95	49725.31224	-1.074	-0.843	-1.567	0.231	-0.724
07/01/95	49725.31535	-1.053	-0.963	-1.550	0.090	-0.587
07/01/95	49725.32752	-1.062	-0.974	-1.551	0.088	-0.578
07/01/95	49725.32962	-1.066	-0.885	-1.564	0.181	-0.679
07/01/95	49725.33142	-1.036	-0.985	-1.548	0.051	-0.563
07/01/95	49725.33605	-1.054	-0.999	-1.519	0.055	-0.519
07/01/95	49725.33829	-1.067	-0.997	-1.572	0.070	-0.575
07/01/95	49725.34477	-1.108	-1.034	-1.632	0.075	-0.598
07/01/95	49725.35941	-1.104	-0.942	-1.620	0.162	-0.678
07/01/95	49725.36105	-1.081	-0.990	-1.627	0.090	-0.637
07/01/95	49725.36492	-1.112	-0.961	-1.621	0.150	-0.659
07/01/95	49725.36936	-1.095	-0.998	-1.580	0.096	-0.582
07/01/95	49725.37169	-1.091	-0.971	-1.578	0.120	-0.607
07/01/95	49725.37342	-1.094	-0.941	-1.518	0.152	-0.576
14/01/95	49732.17713	-1.118	-0.889	-1.589	0.229	-0.700
14/01/95	49732.17877	-1.087	-0.959	-1.592	0.128	-0.633
14/01/95	49732.1839	-1.102	-0.968	-1.567	0.134	-0.599
14/01/95	49732.18615	-1.177	-0.997	-1.524	0.180	-0.528
14/01/95	49732.19052	-1.386	-0.990	-1.544	0.396	-0.554
21/01/95	49739.19613	-0.984	-0.854	-1.236	0.130	-0.382
21/01/95	49739.19785	-1.018	-0.949	-1.490	0.069	-0.541
21/01/95	49739.20577	-1.018	-0.966	-1.531	0.052	-0.564
21/01/95	49739.20856	-1.034	-0.948	-1.527	0.086	-0.579
21/01/95	49739.21044	-1.022	-0.950	-1.520	0.073	-0.571
21/01/95	49739.21596	-1.012	-0.940	-1.529	0.072	-0.590
21/01/95	49739.22186	-1.028	-0.949	-1.518	0.079	-0.570
21/01/95	49739.2244	-1.044	-0.928	-1.532	0.116	-0.603
21/01/95	49739.22615	-1.024	-0.952	-1.511	0.072	-0.559
21/01/95	49739.22869	-1.019	-0.939	-1.519	0.080	-0.580
21/01/95	49739.23049	-1.037	-0.962	-1.500	0.074	-0.538
21/01/95	49739.23656	-1.031	-0.959	-1.538	0.072	-0.580
21/01/95	49739.23891	-1.049	-0.948	-1.577	0.101	-0.629
21/01/95	49739.24064	-1.041	-0.961	-1.580	0.081	-0.619
21/01/95	49739.2436	-1.048	-0.953	-1.567	0.095	-0.614
21/01/95	49739.24529	-1.030	-0.962	-1.571	0.067	-0.609
21/01/95	49739.25052	-1.011	-0.947	-1.549	0.064	-0.602
21/01/95	49739.25278	-1.019	-0.957	-1.552	0.062	-0.595
21/01/95	49739.25463	-1.004	-0.969	-1.552	0.035	-0.583
21/01/95	49739.25698	-1.014	-0.960	-1.549	0.055	-0.589
21/01/95	49739.25869	-1.019	-0.950	-1.560	0.069	-0.610
21/01/95	49739.26332	-1.010	-0.972	-1.559	0.037	-0.586
21/01/95	49739.26566	-1.023	-0.961	-1.548	0.062	-0.586
21/01/95	49739.26748	-1.004	-0.974	-1.563	0.030	-0.588
21/01/95	49739.27243	-1.021	-0.992	-1.581	0.029	-0.590

21/01/95	49739.27486	-1.046	-1.011	-1.573	0.035	-0.562
21/01/95	49739.27656	-1.019	-1.004	-1.567	0.014	-0.563
18/03/95	49795.23828	-1.009	-0.942	-1.500	0.067	-0.559
18/03/95	49795.24	-0.995	-0.938	-1.469	0.057	-0.531
18/03/95	49795.24233	-1.021	-0.923	-1.518	0.098	-0.596
18/03/95	49795.24407	-0.995	-0.949	-1.509	0.046	-0.560
18/03/95	49795.24921	-1.004	-0.943	-1.493	0.061	-0.549
18/03/95	49795.25159	-1.028	-0.920	-1.522	0.108	-0.602
18/03/95	49795.25338	-1.009	-0.952	-1.503	0.057	-0.551
18/03/95	49795.25561	-1.007	-0.945	-1.518	0.062	-0.573
18/03/95	49795.25726	-0.989	-0.953	-1.525	0.036	-0.572
18/03/95	49795.25986	-1.020	-0.922	-1.521	0.098	-0.599
18/03/95	49795.26152	-0.996	-0.934	-1.494	0.063	-0.560
18/03/95	49795.26574	-0.987	-0.935	-1.490	0.052	-0.555
18/03/95	49795.26826	-0.997	-0.903	-1.493	0.094	-0.590
18/03/95	49795.27007	-1.000	-0.938	-1.503	0.062	-0.565
18/03/95	49795.27508	-0.998	-0.944	-1.520	0.053	-0.576
18/03/95	49795.27819	-1.001	-0.915	-1.507	0.086	-0.592
18/03/95	49795.28008	-0.986	-0.912	-1.515	0.074	-0.603
18/03/95	49795.28432	-0.988	-0.878	-1.513	0.110	-0.635
14/08/95	49944.52667	-0.895	-0.902	-1.458	-0.007	-0.556
14/08/95	49944.5283	-0.902	-0.912	-1.459	-0.010	-0.548
14/08/95	49944.53113	-0.907	-0.902	-1.464	0.005	-0.562
14/08/95	49944.53279	-0.905	-0.902	-1.458	0.004	-0.556
14/08/95	49944.53544	-0.896	-0.891	-1.455	0.005	-0.563
14/08/95	49944.53697	-0.904	-0.885	-1.446	0.019	-0.561
14/08/95	49944.54236	-0.889	-0.878	-1.440	0.011	-0.562
14/08/95	49944.54498	-0.905	-0.886	-1.443	0.019	-0.557
14/08/95	49944.54654	-0.903	-0.884	-1.442	0.019	-0.557
14/08/95	49944.54885	-0.895	-0.887	-1.443	0.008	-0.556
14/08/95	49944.55038	-0.907	-0.886	-1.448	0.021	-0.562
14/08/95	49944.55437	-0.909	-0.878	-1.461	0.032	-0.583
26/08/95	49956.44472	-0.830	-0.854	-1.402	-0.023	-0.548
26/08/95	49956.44662	-0.849	-0.847	-1.402	0.002	-0.555
26/08/95	49956.45149	-0.847	-0.843	-1.406	0.004	-0.563
26/08/95	49956.45408	-0.847	-0.852	-1.410	-0.005	-0.558
26/08/95	49956.4559	-0.854	-0.836	-1.397	0.018	-0.561
26/08/95	49956.45814	-0.861	-0.834	-1.407	0.027	-0.573
26/08/95	49956.45981	-0.852	-0.852	-1.416	0.000	-0.564
26/08/95	49956.46214	-0.843	-0.838	-1.431	0.006	-0.594
26/08/95	49956.46393	-0.838	-0.843	-1.419	-0.005	-0.576
26/08/95	49956.46812	-0.855	-0.844	-1.431	0.012	-0.588
26/08/95	49956.47017	-0.862	-0.835	-1.414	0.028	-0.580
26/08/95	49956.47182	-0.845	-0.825	-1.397	0.020	-0.572
26/08/95	49956.47493	-0.849	-0.837	-1.405	0.012	-0.568
26/08/95	49956.47661	-0.842	-0.841	-1.392	0.001	-0.551

26/08/95	49956.48085	-0.850	-0.844	-1.402	0.006	-0.558
26/08/95	49956.48383	-0.835	-0.842	-1.391	-0.007	-0.548
26/08/95	49956.48549	-0.827	-0.822	-1.382	0.006	-0.561
26/08/95	49956.48787	-0.821	-0.826	-1.390	-0.005	-0.564
26/08/95	49956.48952	-0.844	-0.826	-1.366	0.018	-0.540
26/08/95	49956.4922	-0.849	-0.837	-1.394	0.012	-0.557
26/08/95	49956.4941	-0.844	-0.837	-1.390	0.007	-0.553
26/08/95	49956.49644	-0.843	-0.851	-1.407	-0.007	-0.556
26/08/95	49956.49819	-0.842	-0.842	-1.381	0.000	-0.539
26/08/95	49956.5009	-0.835	-0.838	-1.390	-0.003	-0.552
26/08/95	49956.50258	-0.828	-0.829	-1.365	-0.001	-0.535
26/08/95	49956.50791	-0.837	-0.847	-1.391	-0.010	-0.544
26/08/95	49956.51026	-0.823	-0.843	-1.394	-0.020	-0.551
26/08/95	49956.51193	-0.844	-0.857	-1.407	-0.013	-0.550
26/08/95	49956.51642	-0.842	-0.826	-1.399	0.016	-0.573
26/08/95	49956.51911	-0.848	-0.836	-1.401	0.012	-0.565
26/08/95	49956.52091	-0.854	-0.832	-1.382	0.022	-0.550
26/08/95	49956.5234	-0.847	-0.843	-1.410	0.004	-0.567
26/08/95	49956.52551	-0.837	-0.841	-1.397	-0.004	-0.555
26/08/95	49956.52863	-0.842	-0.850	-1.411	-0.008	-0.561
26/08/95	49956.53055	-0.853	-0.846	-1.402	0.006	-0.556
26/08/95	49956.53318	-0.860	-0.846	-1.405	0.014	-0.559
26/08/95	49956.53481	-0.870	-0.847	-1.404	0.023	-0.557
26/08/95	49956.53776	-0.857	-0.851	-1.396	0.006	-0.545
26/08/95	49956.53944	-0.865	-0.848	-1.403	0.017	-0.555
26/08/95	49956.55055	-0.851	-0.835	-1.396	0.016	-0.562
26/08/95	49956.55367	-0.849	-0.831	-1.394	0.017	-0.563
26/08/95	49956.55542	-0.839	-0.826	-1.391	0.013	-0.565
26/08/95	49956.55812	-0.848	-0.849	-1.401	0.000	-0.552
26/08/95	49956.55983	-0.865	-0.844	-1.404	0.021	-0.560
26/08/95	49956.56441	-0.863	-0.861	-1.421	0.002	-0.560
26/08/95	49956.56695	-0.851	-0.857	-1.409	-0.006	-0.552
26/08/95	49956.56864	-0.857	-0.845	-1.398	0.012	-0.552
26/08/95	49956.57108	-0.866	-0.861	-1.412	0.005	-0.550
26/08/95	49956.57279	-0.865	-0.850	-1.409	0.015	-0.559
09/09/95	49970.41652	-0.824	-0.851	-1.407	-0.027	-0.556
09/09/95	49970.41836	-0.837	-0.859	-1.398	-0.022	-0.539
09/09/95	49970.42739	-0.837	-0.852	-1.371	-0.015	-0.519
09/09/95	49970.42987	-0.824	-0.846	-1.393	-0.021	-0.547
09/09/95	49970.43157	-0.825	-0.851	-1.393	-0.026	-0.542
09/09/95	49970.43674	-0.836	-0.849	-1.387	-0.013	-0.538
09/09/95	49970.43894	-0.842	-0.850	-1.386	-0.008	-0.537
09/09/95	49970.44071	-0.830	-0.848	-1.388	-0.017	-0.541
09/09/95	49970.44339	-0.843	-0.850	-1.385	-0.007	-0.535
09/09/95	49970.44505	-0.838	-0.841	-1.385	-0.004	-0.544
09/09/95	49970.44776	-0.823	-0.853	-1.376	-0.030	-0.523

09/09/95	49970.44942	-0.826	-0.857	-1.398	-0.031	-0.541
09/09/95	49970.45628	-0.834	-0.847	-1.403	-0.013	-0.557
09/09/95	49970.45865	-0.840	-0.852	-1.394	-0.011	-0.543
09/09/95	49970.46028	-0.829	-0.845	-1.364	-0.016	-0.519
16/09/95	49977.44671	-0.821	-0.854	-1.390	-0.033	-0.536
16/09/95	49977.44832	-0.840	-0.866	-1.401	-0.026	-0.535
16/09/95	49977.45062	-0.839	-0.854	-1.388	-0.015	-0.533
16/09/95	49977.4522	-0.829	-0.846	-1.386	-0.017	-0.540
16/09/95	49977.45771	-0.824	-0.856	-1.393	-0.032	-0.537
16/09/95	49977.45982	-0.822	-0.848	-1.383	-0.026	-0.535
16/09/95	49977.46146	-0.828	-0.857	-1.379	-0.029	-0.522
16/09/95	49977.46361	-0.825	-0.856	-1.374	-0.031	-0.518
16/09/95	49977.46528	-0.823	-0.845	-1.367	-0.021	-0.522
16/09/95	49977.4697	-0.823	-0.839	-1.375	-0.017	-0.535
16/09/95	49977.47206	-0.826	-0.848	-1.380	-0.023	-0.532
16/09/95	49977.47361	-0.825	-0.838	-1.381	-0.013	-0.543
16/09/95	49977.47581	-0.814	-0.834	-1.373	-0.020	-0.539
16/09/95	49977.47746	-0.824	-0.849	-1.375	-0.026	-0.525
16/09/95	49977.48011	-0.822	-0.837	-1.378	-0.015	-0.542
16/09/95	49977.48179	-0.827	-0.841	-1.378	-0.014	-0.537
16/09/95	49977.48511	-0.807	-0.835	-1.376	-0.029	-0.541
16/09/95	49977.48667	-0.817	-0.840	-1.376	-0.023	-0.537
16/09/95	49977.48926	-0.824	-0.840	-1.369	-0.016	-0.529
16/09/95	49977.49095	-0.815	-0.837	-1.351	-0.022	-0.514
16/09/95	49977.49602	-0.486	-0.513	-1.073	-0.028	-0.560
14/10/95	50005.53716	-0.793	-0.824	-1.328	-0.031	-0.504
14/10/95	50005.53886	-0.794	-0.811	-1.334	-0.017	-0.523
14/10/95	50005.54382	-0.807	-0.814	-1.340	-0.007	-0.526
14/10/95	50005.54602	-0.804	-0.814	-1.343	-0.011	-0.529
14/10/95	50005.54764	-0.785	-0.812	-1.335	-0.027	-0.523
14/10/95	50005.54998	-0.787	-0.821	-1.349	-0.034	-0.528
14/10/95	50005.55163	-0.796	-0.831	-1.339	-0.035	-0.508
14/10/95	50005.55627	-0.795	-0.829	-1.341	-0.034	-0.512
14/10/95	50005.55861	-0.796	-0.827	-1.346	-0.031	-0.518
14/10/95	50005.56027	-0.792	-0.831	-1.346	-0.038	-0.515
14/10/95	50005.56246	-0.795	-0.834	-1.346	-0.039	-0.512
14/10/95	50005.56412	-0.801	-0.815	-1.343	-0.014	-0.529
14/10/95	50005.56657	-0.794	-0.820	-1.347	-0.027	-0.527
14/10/95	50005.56817	-0.790	-0.825	-1.288	-0.035	-0.463
14/10/95	50005.57565	-0.739	-0.823	-1.338	-0.083	-0.515
14/10/95	50005.57741	-0.794	-0.817	-1.334	-0.022	-0.517
14/10/95	50005.57953	-0.790	-0.816	-1.331	-0.025	-0.516
14/10/95	50005.58117	-0.790	-0.820	-1.339	-0.030	-0.519
14/10/95	50005.58372	-0.803	-0.822	-1.342	-0.019	-0.520
14/10/95	50005.58535	-0.793	-0.814	-1.343	-0.021	-0.529
14/10/95	50005.58962	-0.812	-0.812	-1.338	0.000	-0.526

14/10/95	50005.59185	-0.797	-0.821	-1.338	-0.024	-0.518
14/10/95	50005.59376	-0.798	-0.823	-1.341	-0.026	-0.517
14/10/95	50005.59597	-0.793	-0.825	-1.340	-0.032	-0.515
14/10/95	50005.5976	-0.797	-0.825	-1.333	-0.028	-0.508
14/10/95	50005.60162	-0.801	-0.824	-1.336	-0.023	-0.513
14/10/95	50005.60371	-0.793	-0.823	-1.335	-0.030	-0.512
14/10/95	50005.60536	-0.793	-0.820	-1.337	-0.026	-0.517
14/10/95	50005.61009	-0.803	-0.823	-1.344	-0.020	-0.521
14/10/95	50005.6123	-0.799	-0.823	-1.347	-0.024	-0.523
14/10/95	50005.61415	-0.792	-0.818	-1.350	-0.025	-0.532
11/11/95	50033.37742	-0.767	-0.854	-1.382	-0.087	-0.528
11/11/95	50033.37927	-0.819	-0.837	-1.384	-0.018	-0.547
11/11/95	50033.38188	-0.830	-0.871	-1.464	-0.041	-0.593
11/11/95	50033.38368	-0.837	-0.913	-1.605	-0.076	-0.691
11/11/95	50033.38791	-0.824	-0.877	-1.449	-0.053	-0.572
11/11/95	50033.39047	-0.811	-0.843	-1.359	-0.032	-0.516
11/11/95	50033.39229	-0.813	-0.838	-1.351	-0.025	-0.512
11/11/95	50033.39462	-0.809	-0.842	-1.379	-0.032	-0.538
11/11/95	50033.39635	-0.815	-0.841	-1.387	-0.026	-0.545
11/11/95	50033.4039	-0.814	-0.838	-1.354	-0.024	-0.517
11/11/95	50033.40557	-0.815	-0.844	-1.350	-0.030	-0.506
11/11/95	50033.40848	-0.815	-0.846	-1.357	-0.031	-0.511
11/11/95	50033.4103	-0.814	-0.844	-1.354	-0.030	-0.510
11/11/95	50033.41508	-0.817	-0.837	-1.351	-0.021	-0.514
11/11/95	50033.4175	-0.825	-0.830	-1.359	-0.005	-0.528
11/11/95	50033.42064	-0.802	-0.824	-1.356	-0.022	-0.532
13/01/96	50096.36893	-0.838	-0.852	-1.364	-0.014	-0.511
13/01/96	50096.37074	-0.852	-0.860	-1.363	-0.009	-0.503
13/01/96	50096.37692	-0.840	-0.842	-1.379	-0.002	-0.537
13/01/96	50096.37932	-0.861	-0.855	-1.375	0.006	-0.520
13/01/96	50096.38152	-0.848	-0.864	-1.389	-0.015	-0.526
13/01/96	50096.38655	-0.841	-0.848	-1.363	-0.007	-0.515
13/01/96	50096.38895	-0.844	-0.855	-1.381	-0.012	-0.526
13/01/96	50096.39091	-0.834	-0.838	-1.372	-0.004	-0.534
13/01/96	50096.39362	-0.861	-0.865	-1.398	-0.004	-0.533
13/01/96	50096.39569	-0.852	-0.865	-1.375	-0.013	-0.509
13/01/96	50096.40079	-0.847	-0.844	-1.364	0.003	-0.519
13/01/96	50096.40332	-0.842	-0.851	-1.370	-0.009	-0.519
13/01/96	50096.4052	-0.837	-0.852	-1.368	-0.014	-0.517
13/01/96	50096.41035	-0.835	-0.856	-1.387	-0.021	-0.531
13/01/96	50096.41396	-0.811	-0.804	-1.320	0.007	-0.516
13/01/96	50096.41584	-0.810	-0.848	-1.349	-0.038	-0.501
13/01/96	50096.41814	-0.821	-0.829	-1.341	-0.009	-0.512
13/01/96	50096.42014	-0.826	-0.830	-1.343	-0.003	-0.513
13/01/96	50096.42458	-0.834	-0.831	-1.355	0.003	-0.525
13/01/96	50096.42665	-0.823	-0.824	-1.342	0.000	-0.518

13/01/96	50096.43157	-0.832	-0.834	-1.297	-0.002	-0.463
13/01/96	50096.43754	-0.826	-0.817	-1.324	0.008	-0.507
03/02/96	50117.28652	-0.829	-0.839	-1.361	-0.011	-0.522
03/02/96	50117.28819	-0.835	-0.837	-1.360	-0.002	-0.523
03/02/96	50117.29231	-0.830	-0.831	-1.358	-0.001	-0.528
03/02/96	50117.29448	-0.835	-0.841	-1.356	-0.006	-0.516
03/02/96	50117.29622	-0.828	-0.831	-1.356	-0.003	-0.525
03/02/96	50117.29904	-0.848	-0.855	-1.378	-0.007	-0.523
03/02/96	50117.30071	-0.828	-0.838	-1.361	-0.009	-0.523
03/02/96	50117.30633	-0.833	-0.836	-1.365	-0.003	-0.529
03/02/96	50117.30853	-0.824	-0.820	-1.353	0.004	-0.533
03/02/96	50117.31071	-0.813	-0.831	-1.339	-0.018	-0.508
03/02/96	50117.31289	-0.821	-0.840	-1.341	-0.019	-0.501
03/02/96	50117.31492	-0.814	-0.823	-1.337	-0.009	-0.514
03/02/96	50117.32029	-0.822	-0.815	-1.342	0.007	-0.527
03/02/96	50117.32272	-0.810	-0.815	-1.326	-0.005	-0.510
03/02/96	50117.32474	-0.815	-0.815	-1.336	0.001	-0.521
03/02/96	50117.3285	-0.805	-0.815	-1.321	-0.011	-0.506
03/02/96	50117.3302	-0.797	-0.823	-1.333	-0.025	-0.510

Ek-4

X Persei'nin moröte bölge tayflarını yıldızlararası sökümleme etkisinden kurtarmak yapılan sökümleme hesabında kullanılan k_{λ} değerleri,

$$k_{\lambda} = A(\lambda) / E(B-V)$$

dalgaboyuna bağlı olarak verilmiştir. $A(\lambda)$, toplam sökümlemenin ortalama değeri ve $E(B-V)$, görsel renk artığıdır (Jamar et al 1976).

Çizelge 1. Dalgaboyuna bağlı olarak k_{λ} değerlerinin değişimi.

$\lambda(\text{\AA})$	$A(\lambda) / E(B-V)$	$\lambda(\text{\AA})$	$A(\lambda) / E(B-V)$	$\lambda(\text{\AA})$	$A(\lambda) / E(B-V)$
1380	8.16	1780	7.56	2180	9.29
1400	8.07	1800	7.59	2200	9.26
1420	7.98	1820	7.58	2220	9.21
1440	7.94	1840	7.65	2240	9.14
1460	7.89	1860	7.73	2260	8.99
1480	7.83	1880	7.80	2280	8.80
1500	7.82	1900	7.82	2300	8.63
1520	7.83	1920	7.92	2320	8.43
1540	7.76	1940	8.01	2340	8.26
1560	7.74	1960	8.10	2360	8.09
1580	7.72	1980	8.25	2380	7.90
1600	7.74	2000	8.38	2400	7.68
1620	7.71	2020	8.56	2420	7.57
1640	7.69	2040	8.69	2440	7.50
1660	7.68	2060	8.89	2460	7.40
1680	7.72	2080	8.95	2480	7.25
1700	7.73	2100	9.01	2500	7.16
1720	7.75	2120	9.15	2520	7.06
1740	7.80	2140	9.27	2540	6.96
1760	7.65	2160	9.27	2740	6.10

ÖZGEÇMİŞ

1968 yılında Seydişehir'de doğdu. İlk, orta, lise eğitimini Seydişehir'de tamamladı. 1987 yılında girdiği Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nden Haziran 1991'de mezun oldu. Aynı yıl yüksek lisans yapmaya başladı.

1995 yılından beri Ankara Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü'nde Araştırma Görevlisi olarak görev yapmaktadır.