

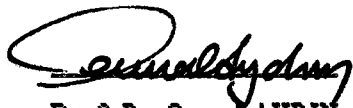
**ANKARA ÜNİVERSİTESİ**  
**FEN BİLİMLERİ ENSTİTÜSÜ**

**UZ ARIETIS SİSTEMİNİN**  
**MORÖTE TAYFLARININ İNCELENMESİ**

**Fehmi EKMEKÇİ**


**DOKTORA TEZİ**  
**ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ**  
**ANABİLİM DALI**

Bu tez 25 - 01 - 1993 Tarihinde Aşağıdaki Jüri tarafından 85 ( Seksenbeş )  
Not Taktir Edilerek Uybirliği / ~~Özellikle~~ ile Kabul Edilmiştir.



Prof. Dr. Cemal AYDIN

Danışman



Prof. Dr. Halil KIRBIYIK



Prof. Dr. Osman DEMİRCAN



**ÖZET**

Doktora Tezi

**UX ARIETIS SİSTEMİNİN  
MORÖTE TAYFLARININ İNCELENMESİ**

Fehmi EKMEKÇİ

Ankara Üniversitesi  
Fen Bilimleri Enstitüsü  
Astronomi ve Uzay Bilimleri Anabilim Dalı

Danışman : Prof. Dr. Cemal AYDIN

1992, Sayfa : 254

Jüri : Prof. Dr. Cemal AYDIN

Prof. Dr. Halil KIRBIYIK

Prof. Dr. Osman DEMİRCAN

Bu tez çalışmasında, parlak, tutulma göstermeyen ve çok etkin tayfsal çift sistemi olarak bilinen UX Arietis'in moröte tayfları incelenmiştir. Ek olarak, Ankara Üniversitesi Gözlemevinde, sistemin UEV bandlarındaki 1988-1989 fotoelektrik fotometri gözlemleri yapıldı. Bu gözlem verileri, 1972 'den beri yapılan gözlemler ile beraber değerlendirilmiştir. Bu fotometrik verilerden, UX Arietis'in 12 - 14 yıllık bir fotometrik etkinlik çevrimine sahip olduğu anlaşılmaktadır. Tayflarda, kromosferde ve kromosfer ile korona arasındaki geçiş bölgesinde oluşan salma çizgilerine ilişkin akıların evreye bağlı olarak değiştikleri görülmüştür. Kromosferik ve geçiş bölgesi salma çizgilerindeki akı değişiminin, fotometrik ışık eğrisindeki değişimle korelasyon içinde olduğu bulundu. Bu ilişki, lekelerle kaplı fotosferik bölgelerin üstündeki kromosferik bölgelerin daha aktif olabileceğini göstermektedir. MgII akılarının incelenmesiyle sistemdeki moröte etkinliğinin 1/4 'ünün G5 V bileşeninden ve

3/4 'ünün KO IV bileşeninden ileri geldiği gösterilmiştir. KO IV bileşeninin MgII k profillerinin zirvelerinde belirgin bir soğurma vardır. KO IV bileşeni yörüngede dolanırken, bu bileşenin MgII k salma profili, üzerindeki soğurma ile birlikte tayfta bir kayma göstermektedir. Bu nedenle, soğurma, KO IV 'ün etrafındaki çevresel maddeden kaynaklanmış olabilir. Sistemin MgII dikine hızları, başkaları tarafından CaII 'den elde edilen hızlarla karşılaştırıldığında, MgII dikine hızlarının sistematik olarak CaII hızlarından sapsmış olduğu görülmektedir. Sistemin birinci kritik Roche lobunu, çevresel maddenin koşulları ile moröte, X-ışın ve radyo gözlemlerini manyetik etkinlik ile birlikte gözden geçirerek ve KO IV bileşeninin evrimsel durumları araştırılarak, sistemin etkinliğinin ve ilgili etkinlik - veya - RS CVn olaylarının, büyük bir olasılıkla ve özellikle RS CVn 'lerin bileşenlerinin altdev durumlarında hüküm süren evrimsel süreçlerden kaynaklanabileceğini destekleyen sonuçlara varıldı.

**ANAHTAR KELİMELER** : RS CVn olayları, moröte tayfları, UX Arietis.

**ABSTRACT**

Ph.D. Thesis

**ANALYSIS OF THE ULTRAVIOLET SPECTRA  
OF  
UX ARIETIS SYSTEM**

Fehmi EKMEKÇI

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

Supervisor : Prof. Dr. Cemal AYDIN

1992, Page : 254

Jury : Prof. Dr. Cemal AYDIN

Prof. Dr. Halil KIRBIYIK

Prof. Dr. Osman DEMİRCAN

In the present thesis, the ultraviolet spectra of UX Arietis, which is well known as a bright, noneclipsing and very active spectroscopic binary system, have been studied. In addition, 1988-1989 photoelectric observations, in the UBV filters, of this system were carried out at the Ankara University Observatory, and these data were evaluated together with the observations made previously by others since 1972, which gave the advantage to discuss the photometric activity and related phenomena. According to photometric data, UX Arietis seems to show a photometric activity cycle of 12 - 14 years. The spectra show emission lines originating in the chromosphere and transition region between chromosphere and corona. The emission line fluxes were seen to vary with orbital phases. It was found that the phase dependence of the line fluxes is well correlated with the photometric light variation. Such correlation indicates more active chromospheric regions above the photospheric spot regions. The individual Mg II



emission line fluxes of the component stars show that the contributions to the activity of the system for G5 and K0 are about  $1/4$  and  $3/4$ , respectively. An absorption feature is observed on the peak of the MgII k profiles of the K0 IV component, which is shifted together with the emission profile as the star revolving on its orbit. This absorption feature may thus arise from the circumstellar matter around the K0 IV component. By comparing the MgII radial velocities with the CaII velocities obtained by others, it was seen that the MgII velocities are shifted systematically from CaII data. By reviewing the first critical Roche lobe, circumstances of circumstellar material, and UV, X-ray and radio observations together with magnetic activity, and examining the evolutionary status of the K0 IV component of the system, it was concluded that there is an agreement with the result of the activity of the system and the related activity-or-RS CVn phenomena may arise due most probably to evolutionary processes, particularly possessed in the subgiant states of the RS CVn's components.

**KEY WORDS** : RS CVn phenomena, ultraviolet spectra, UX Arietis.

**Hatay'ın Anavatan 'a Katılışında Katkısı Olan, Hatay Devleti(1938-1939)**

**Milletvekillерinden Değerli Öğretmenim, Rahmetli**

**Mehmet Sait TÜLEYLİOĞLU 'na**



## TEŞEKKÜR

Bu tez ile ilgili çalışmalarım boyunca tartışmalarıyla yardımlarını esirgemeyen Prof. Dr. Osman Demircan, Prof. Dr. Zeki Aslan ve Araş. Gör. Dr. Akif Esendemir'e teşekkür ederim. Tayfsal çalışmalarında elde ettiğim verilerin duyarlılığı konusunda tartışma olanağını veren Prof. Georgio Sedmak'a, ayrıca RS CVn türü olaylarla ilgili yararlı görüşmelerini esirgemeyen Prof. Jeffrey Linsky ve Prof. Douglas Hall'a teşekkür ederim.

IUE arşivinden getirtilen tayf verilerinin VAX 11/750 bilgisayarı aracılığıyla okunması sırasında A.Ü. Rektörlüğü Bilgi İşlem Müdürü Dr. Yalçın Akçalı ve Bilgi İşlem Ünitesinde çalışan tüm görevli personele ilgi ve yardımlarından dolayı teşekkür ederim.

Danışmanlığı yürüten hocam Prof. Dr. Cemal Aydın'a, çalışmalarım boyunca verdiği her türlü bilgi ve desteği için teşekkür ederim.

Ayrıca yoğun çalışmalarım boyunca bana gösterdiği anlayış ve verdiği her türlü destek için eşim Süreyya Ekmekçi'ye teşekkür ederim.

Bu tez çalışması A.Ü. Araştırma Fonu 87 - 25 - 00 - 12 kod numaralı proje desteği ile gerçekleştirilmiştir.

## İÇİNDEKİLER

	<u>Sayfa</u>
<b>ÖZET</b> .....	iii
<b>ABSTRACT</b> .....	v
<b>TEŞEKKÜR</b> .....	viii
<b>1. GİRİŞ</b> .....	1
1.1. RS Canum Venaticorum Yıldızları .....	3
1.2. IUE (International Ultraviolet Explorer) Uydusu ve Gözlemleri .....	13
<b>2. UX ARIETIS (HD 21242 , BD +26° 532) SİSTEMİ</b> .....	21
2.1. Sistemin A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevinde Yapılan Gözlemleri Ve Literatürden Elde Edilen Gözlem Verilerinin Değerlendirilmesi .....	26
2.1.1. Gözlemler .....	26
2.1.2. Gözlemler üzerine tartışma .....	29
<b>3. UX ARI'NİN MORÖTE GÖZLEMLERİ</b> .....	37
3.1. Düşük Dispersiyon Tayfları .....	45
3.1.1. Kısa dalgaboyu tayf verileri .....	45
3.1.2. Uzun dalgaboyu tayf verileri .....	51
3.2. Yüksek Dispersiyon Tayfları .....	55
3.2.1. Kısa dalgaboyu tayf verileri .....	56
3.2.2. Uzun dalgaboyu tayf verileri .....	61
3.2.2.1. MgII h ve k salması .....	61
3.2.2.2. Sistemin MgII radyal hız eğrileri .....	75
<b>4. SİSTEMİN ETKİNLİĞİ</b> .....	85
4.1. Fotometrik Etkinlik .....	90
4.2. Moröte Etkinliği .....	93
4.3. X-Işın Gözlemleri .....	96
4.4. Radyo Gözlemleri .....	100
4.5. Manyetik Etkinlik .....	108
<b>5. SİSTEMİN EVRİMİ HAKKINDAKİ GENEL GÖRÜNÜM</b> .....	114
<b>6. ETKİNLİĞE NEDEN OLAN OLASI MEKANİZMALAR</b> .....	131
<b>7. SONUÇ</b> .....	143
<b>KAYNAKLAR</b> .....	148
<b>EK-A : Kısa dalgaboyu düşük dispersiyon tayfları</b> .....	157
<b>EK-B : Kısa dalgaboyu yüksek dispersiyon tayfları</b> .....	174
<b>EK-C : Fit verileri ile birlikte uzun dalgaboyu düşük dispersiyon tayfları.</b> .....	192
<b>EK-D : Fit verileri ile birlikte uzun dalgaboyu yüksek dispersiyon tayfları.</b> .....	226

## 1. GİRİŞ

Karşılıklı çekim etkisi altında aynı düzlemde ve ortak kütle merkezi çevresinde kapalı yörüngelerde dolanan iki yıldızın oluşturduğu sisteme " **çift yıldız sistemi** " denir. Çift yıldız sisteminin büyük kütleli bileşeni " baş yıldız " ve küçük kütleli bileşeni de " yoldaş yıldız " diye adlandırılır. Bu sistemler, çift olduklarını gösteren bulunuş yöntemlerine göre üç grupta toplanırlar. Bunlar,

- i) Teleskobun göz merceğinde ya da teleskoba bağlı fotoğraf makinesiyle çekilen fotoğraf plakları üzerinde iki ayrı yıldız olduğu ve bunların zamanla ortak kütle merkezi çevresinde dolandıkları saptanan çift yıldızlar " **Görsel çift yıldızlar** " diye adlandırılır. İlk bulunan görsel çift yıldız sistemi, Büyük Ayı takım yıldızındaki  $\zeta$  UMa 'dır.
- ii) Sistemin tayfındaki bazı tayf çizgilerinin dönemli olarak yer değiştirmesinden çift olduğu saptanan çift yıldızlar " **Tayfsal çift yıldızlar** " diye adlandırılır. İlk olarak bu yöntemi 1889 da kullanan E.C.Pickering,  $\zeta$  UMa 'nın baş yıldızının ikili bir sistem olduğunu bulmuştur. Eğer sistemin tayfında tek bir bileşene ilişkin tayf çizgileri görülebiliyorsa, sistem " Tek çizgili tayfsal çift ", iki bileşene ait tayf çizgileri görülebiliyorsa, sistem " Çift çizgili tayfsal çift " diye bilinir.
- iii) Parlaklığı dönemli olarak değişen ve bu değişimi gösteren ışık eğrisinden çift olduğu saptanan çift yıldızlar " **Örten çift yıldızlar** " ya da " **Örten değişen yıldızlar** " diye adlandırılır. Bunların yörünge düzlemi bakış doğrultumusa yakın olduğundan,

iki yıldız birbirlerini sırayla örtecekler ve böylece toplam parlaklıklarında önemli bir değişme olacaktır. Gözlenen ilk örten çift yıldız  $\beta$  Per 'dir. Bu sistemi 1667 de ilk olarak gözleyen G. Montanari, değişme nedenini anlamadığı için ona arapçada " cadı " ya da " umacı " anlamına gelen ALGOL adını vermişti.

Bazı çift yıldız sistemlerinde bileşenler arasındaki uzaklık, bileşen yıldızların yarıçaplarının bir kaç katı kadardır. Birbirine bu denli yakın iki yıldızın karşılıklı etkileri, iki yıldız arasında gaz akımı, çekimden dolayı bileşen yıldızların küresel yapılarının bozulması, yüzey parlaklıklarının bölgeden bölgeye değişmesi,.....v.b. şeklinde kendini gösterebilir. Böylesi etkiler sistemin ışık eğrisinde bir veya birden fazla önemli değişmelere neden olurlar.

Değişen yıldızların ( toplam parlaklığı herhangi bir nedenle zamana bağlı olarak değişen yıldızlar ) ister ışık eğrilerinin biçimine göre ve ister bünyesel değişme özelliklerine göre sınıflandırılması işlemi kolay değildir. Çünkü herhangi bir sınıfın genel özelliklerini belirtecek bir sınıflama işlemine başvurulduğu zaman bizi yanlış sonuca götüren bir çok sorun ortaya çıkmaktadır. Benzer şekilde, RS Canum Venaticorum ( RS CVn ) yıldızlarını da tanımlayıp onları herhangi bir sınıfın üyesi olarak belirtmek o kadar kolay değildir. RS CVn yıldızları hakkındaki genel bilgi Kısım 1.1 'de verilmektedir.

Çift çizgili tayfsal bir çift yıldız olan UX Arietis ( HD 21242 ), RS CVn türü bir sistemdir. UX Arietis ( kısaca, UX Ari ) sistemi hakkındaki ayrıntılı bilgi 2. Bölüm'de verilmektedir. Bu çalışmada, UX Ari sisteminin IUE

( International Ultraviolet Explorer - Uluslararası Moröte Kasifi ) uydusu ile alınmış moröte tayfları incelenerek, sistemin morötedeki özellikleri araştırılıp değerlendirilmiştir. IUE uydusu hakkındaki genel bilgi Kısım 1.2 'de verilmektedir.

### 1.1. RS Canum Venaticorum Yıldızları

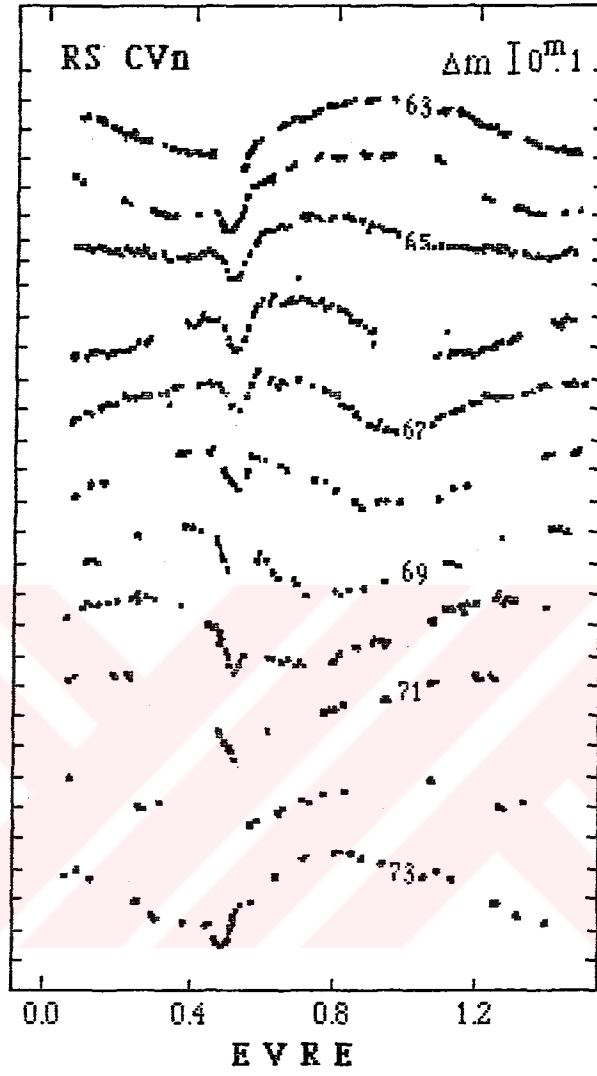
Bileşenlerinden biri veya her ikisi ( genelde biri) etkinlik gösteren RS Canum Venaticorum yıldızlarının incelenmesinin önemi yıldız etkinliği çalışmalarında her geçen gün artmaktadır. Bu grup yıldızların temel özelliklerini ilk olarak belirten Kron (1947) olmuştur ( Tokdemir 1985 ). Kron, tutulmalar dışında kuvvetli CaII (  $\lambda$  3933 : 3968 ) salma çizgilerini gözlemiştir. Bu salmanın geç tür G veya erken tür K bileşeninden kaynaklandığını saptamıştı. Bu salmanın şiddeti, aynı tayf türünden tek olan yıldızlardaki salmadan çok daha kuvvetliydi. Daha sonraki gözlemlerde geç tür çiftlerinde kuvvetli CaII salması bulunmuştur ( Hiltner 1947, Gratton 1950 ). Popper (1970), RS CVn türü örten çiftlerde kütle ve yarıçap tayini üzerinde yaptığı bir çalışmada 22 çiftin özelliklerini tartışmıştır ( Tokdemir 1985 ). Hall (1976) ise, genel gözlemsel özellikleri içeren 24 RS CVn yıldızın bir listesini vermiştir.

RS CVn yıldızı Catania Gözleminde ( İtalya ) programa alınmış ve ayrıntılı incelemeleri yapılarak önemli kimi sonuçlar elde edilmiştir. 1963 ile 1964 yılları arasında Catania'da Chissari ve Lacona tarafından elde edilen ışık eğrilerinde bazı kararsızlıklar görülmüştür. Rodonò ve arkadaşları bu kararsızlıkları araştırarak ışık eğrilerinin sistemli bir değişime sahip olduklarını buldular. Bu buluş, Şekil 1.1 'de gösterilen 9.7 ( ~ 10 ) yıllık bir değişim çevrimini kapsayan bir dizi ışık eğrisi ile açıklanmıştır. RS CVn sistemine ait ışık eğrisinin bu sistemli ve çok açık bir şekilde görülen değişimi, RS CVn sisteminin bu gruptaki yıldızların ana türü olmasını sağlamıştır. Daha sıcak bileşenin tamamen örtüldüğü baş minimumun dışında RS CVn ışık eğrilerindeki dalga biçimi bozulmayı ve bu dalganın yavaş olan göçünü ( genellikle geri evrelere doğru kayma hareketi olarak göze çarpmaktadır ), daha soğuk ve daha büyük olan bileşenin önemli bir değişiminin oluşturduğu düşünülmüştür. Daha soğuk ve daha büyük olan bileşenin değişim dönemi bir yörünge döneminden biraz küçüktür. RS CVn yıldızlarında tahmin edilen göç dönemleri 5 ile 75 yıl arasında değişmektedir.

Hall (1976), 24 çiftin gözlemsel özelliklerine dayanarak RS CVn yıldızlarının belli başlı özelliklerini şöyle sıralamıştır :

- a) RS CVn çiftleri ayırık çiftlerdir,
- b) Sıcak bileşen F V-IV veya G V-IV tayf türünde ve soğuk bileşen de K0 IV tayf türü yöresindedir,
- c) Pek çoğunun yörünge dönemi 1 gün ile 2 hafta arasında değişmektedir. Bununla beraber daha büyük dönemli bazı sistemler de vardır,
- d) Bileşenlerin kütleleri oranı 1 yöresindedir,





Şekil 1.1. RS CVn 'nin tutulma dışındaki ışık eğrisinin değişimi ( Catalano, Firisina ve Rodonò 1980 : Rodonò 'Jan1980).

- e) Işık eğrilerinde düzensiz değişimler vardır.
- f) Baş minimumun derinliği değişim gösterir.
- g) Işık eğrisinin tutulmalar dışındaki kısmında dalga-benzeri bir bozulma vardır.
- h) Bu bozulma dalgası genellikle azalsın evrelere doğru kayma ( göç ) gösterir.
- i) Tutulmalar dışında CaII 'nin kuvvetli H ve K salması gözlenir.
- j) Kuvvetli MgII h ve k (  $\lambda$  2795 ; 2802 ) salması gözlenir.
- k) Tutulmalar dışında H $\alpha$  (  $\lambda$  6562.83 ) salması gözlenir.
- l) Bu sistemlerde, tayfın radyo, kırmızıöte, moröte ve X-ışın bantlarında artık salma özelliği görülür.

Catania Gözleminde yapılan incelemede, yıldız disklerinin karşılıklı tutulmalarından daha çok yıldızların bünyesel değişimine özel bir ilgi gösterilmiştir. Rodonò (1981) RS CVn türü çiftlerin tanımını, tayfsal ve fotometrik özelliklerinin değişimi ile birlikte liste halinde vermiştir. Rodonò'nun tanımına göre bu RS CVn türü çiftler,

- a) ayrıık ve yarı-ayrık örten çiftler ile hiç tutulma göstermeyen çiftlerdir.
- b) sıcak(h) ve soğuk(c) bileşenin tayf türleri sırasıyla (F - GV - IV) $_h$  ve (G - KIV) $_c$  dir. Soğuk bileşenin konvektif katmanı daha kalındır.
- c) CaII 'nin H (  $\lambda$  =3968.5 Å ) ve K (  $\lambda$  =3933.7 Å ) salma çizgilerinde yeğinlik değişimi gösterirler.
- d) yörünge dönemine hemen hemen eşit olan bir dönemle, tutulma dışında küçük genlikli ( 0<sup>m</sup>2 ) ışık değişimi vardır. Küçük genlikli

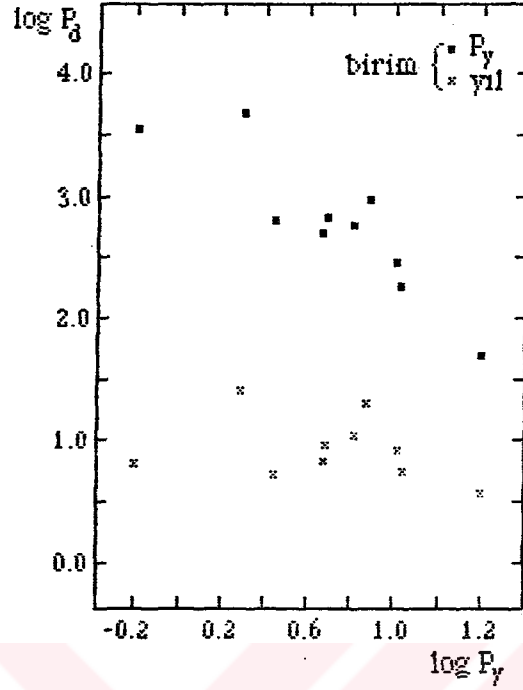
bu değişim, ışık eğrisi üzerinde dalga-benzeri bozulmanın yavaşça olan bir göçü şeklinde görölür.

e) arasına olan radyo patlamaları kromosferik çizgilerin yeğinlikleri ile ilişkilidir, ve

f) IUE ve HEAO-2 ( High Energy Astronomical Observer-2 veya diğer adı EINSTEIN ) uyduları ile ayrı ayrı yapılan moröte ve X-ışın göz - lemlerine göre, kromosferik ve geçiş bölgesi moröte çizgilerinde ve yumuşak X-ışın sürekliliğinde anormal şekilde şiddetli salsmaları sakın evrede de gösterirler.

Göröldüğü gibi bu tanımlamada bünyesel değişim üzerinde durulmuştur.

RS CVn yıldızlarının en önemli fotometrik özelliği, ışık eğrilerinde dalga-benzeri bozulmanın varlığıdır. Bu dalga değişen bir genliğe ve biçime sahiptir. Işık eğrisi üzerinde genelde geriye doğru ( bazı sistemlerde ileri ve geriye doğru ) kayma göstermektedir. İleri ve geriye doğru dalga kaymasının her ikisinin gözleendiği sistemler, SS Boo, CG Cyg, AR Lac ve V711 Tau sistemleri olmuştur ( Rodonö 1981). RS CVn sistemlerinin ışık eğrilerindeki dalga göçleri, yörünge dönemi ile değişen bileşenin fotometrik değişim dönemi arasındaki farktan ileri geldiği düşünölmüştür. O zaman, dalgenin tüm ışık eğrisi üzerindeki gezintisi için gereken zaman  $P_d$  dalga göçü dönemi ile  $P_y$  yörünge dönemi arasında olası herhangi bir bağıntı aranabilir. Şekil 1.2 'de, ( x ) ile gösterilen verilerden  $P_d$  nin ( yıl biriminde )  $P_y$  ile ilişkili olmadığı görölüyor. Ancak  $P_d$ ,  $P_y$  biriminde belirtildiği zaman  $\log P_d$  ile  $\log P_y$  arasında lineer negatif bir bağıntı göze çarpmaktadır. Buna göre, yörünge dönemi artukça dalga bozulmasının ışık eğrisi üzerinde daha hızlı hareket edeceği görölür.



Şekil 1.2. Dalga göçü dönemi  $P_d$  ile yörünge dönemi  $P_y$  arasındaki ilişki (Rodonò 1981). Dönemi büyük olan sistemlerde dalganın daha hızlı hareket ettiği görülmektedir. İçi dolu kareler,  $P_y$  biriminde, (x) ile gösterilen değerler ise yıl birimindedir.

Bu tür yıldızların bileşenleri için ortalama bir kütle oranı, Strassmeier vd (1988) 'nin kataloğundan alınan 21 klasik RS CVn sistemi kullanılarak  $q = 0.96 \pm 0.06$  değerinde bulunmuştur. Hemen hemen özdeş kütlelidirler.

Bu yıldızların çoğundan kuvvetli radyo ışımaları alınmıştır. Gibson ve Hjelming (1974) bu kuvvetli radyo ışımasını, bileşenlerin birinden ötekine taşınan maddenin kütleli çekimden dolayı ivmelenerek düşmesine bağlamışlardır. Radyo ışımaları bir kaç günde saat mertebesinde düzenli olarak

değişmektedir. Radyo ışımasının genel davranışı, korona türü ısısal salmanın sürekliliğinden çok ısısal olmayan parlamaların olağanüstü durumunu göstermektedir. 1.4 GHz ile 86.1 GHz arasındaki radyo gözlemleri, salmanın çift yıldızın bileşenleri arasındaki uzaklığın mertebesinde olan karakteristik boyuttaki bir bölgeden çıkan jirosinkrotron ışıması olduğunu göstermiştir. RS CVn yıldızlarında radyo " Flare " sindeki toplam enerjisi  $10^{17}$  erg  $s^{-1}$  Hz<sup>-1</sup> mertebesinde dir. Yani, güneşin en büyük etkinlik olayındaki radyo ışıma enerjisininin  $10^6$  katı kadar olan bir enerjidir ( Rodonò 1981 ).

Moröte gözlemleri ise, yüksek derecede uyarılmış CII, CIV, SiII, SiIV ve NV çizgilerinden bu yıldızların güneş benzeri olan fakat çok daha yüksek parlaklıktaki Flare etkinliğine sahip olduklarını göstermiştir. IUE ve EINSTEIN uydularının moröte ve X-ışın gözlemlerinden, RS CVn yıldızlarının güneş benzeri atmosfere ( kromosfer, geçiş bölgesi ve korona ) sahip oldukları ve güneşin atmosferinden sadece nicelik olarak farklı oldukları görülmüştür. UX Ari ve V711 Tau 'nun sakin durumdaki moröte tayflarından kromosferik ve geçiş bölgesi akıllarının güneşinkilerden sırasıyla 25 kez ve 75 - 250 kez daha büyük oldukları görülmüştür ( Simon ve Linsky 1980 ).

UX Ari'nin X-ışın salması bulunduğundan sonra RS CVn yıldızlarının X-ışın gözlemlerine başlanmıştır. Bu gözlemler son derece etkin özellikleri ortaya koymuştur. Yumuşak X-ışın salmaları (0.15 - 3.0 KeV) Şubat 1980 'e kadar HEAO-1 ve HEAO-2 uyduları ile gözlenmiş ve 41 RS CVn sisteminde X-ışın salması bulunmuştur. X-ışın ışıma güçleri  $1 \times 10^{30}$  erg  $s^{-1}$  ile  $2 \times 10^{31}$  erg  $s^{-1}$  aralığındadır.

*Modelleme ve Modelleme Sorunları* : Hall, RS CVn yıldızlarının ışık eğrilerindeki dalga biçimi bozulmanın soğuk K0 IV bileşeni üzerindeki fotosferik kara lekelerden dolayı olduğunu ileri sürdü. Yıldız, yörünge hareketi ile hemzamanlı şekilde dönerken yıldızın görünen yüzeyinin bir kısmı lekelerle kaplanır. Yıldızın açisal dönmesi yörüngedeki dönmesinden çok az büyük olduğu için, dalga göçleri azalan yörünge evrelerine doğru olur. Genel olarak, yıldızların kendi ekseni etrafındaki dönme dönemi yörüngedeki dolanma dönemi ile aynı olmadığı için ileri ve geriye doğru olan göçlerin her ikisi de olabilir. Göç doğrultularındaki değişimler şu varsayımlarla açıklanmaktadır :

- 1) yıldız, ekvatorunda ve ekvatorundan biraz uzak olan enlemde farklı şekilde döner.
- 2) güneşte olduğu gibi, etkinlik çevrimi esnasında aktif bölge ekvatora doğru kayarken, lekeli bölgenin merkezi yavaşça ama hemzamanlı dönen enlemlerden daha hızlı ve hemzamanlı dönen bir enleme doğru ( veya tersine ) ilerleyerek hareket eder.

Leke modeli bir çok fotometrik tuhaflığı nitelik olarak açıklayabilmektedir. Aslında leke modellemesi, bir kaç parametreye bağlı olan bir analitik fonksiyon yöntemine uyan bir eğridir. Bu parametreler şöyle sıralanabilir :

- 1) pozitif ( parlak lekeler ) ya da negatif ( kara lekeler ) olabilen lekeler ile bozulmamış fotosfer arasındaki sıcaklık farkı,
- 2) yıldızın dönme ekseninin bakış doğrultusuna göre eğikliği,
- 3) lekenin veya lekeli bölgenin alanı,
- 4) lekenin veya lekeli bölgenin konumu.

Bu parametrelere dayanan leke modellemesi üzerinde bir çok bilgisayar çalışması yapılmış ve çok özel yöntemler uygulanmıştır.

Catalano ve Rodonò ise ışık eğrilerindeki bozulmaları, sıcak yıldızı saran ve onu söndüren yıldızlararası maddeyle açıklamaya çalışmışlar. Bu öneriye göre dalga biçimi bozulmayı sıcak yıldızla hemzamanlı dönen fakat yoğunluğu homojen olmayan bir halka üretmektedir. Yörünge dönemiyle uyuşmayan helikanın devinme olayı, ışık eğrisindeki dalga minimumunun zamanla yer değiştirmesine neden olur.

Bunlardan başka yeni teorik çalışmalar yapılmış ve halen bu çalışmalar devam etmektedir. Bu çalışmalarda yıldızın manyetik etkinliği ele alınmıştır. Bu modelde gerekli olan enerjinin, konvektif bir katmana sahip ve hızlı dönen yıldızlarda coo-dinamoları denilen dinamolar tarafından üretilen toroidal alanların uyguladığı kuvvet ile oluşturulduğu düşünülmüştür ( Rodonò 1980 ).

Görüldüğü gibi önerilen modeller, RS CVn yıldızlarında gözlenen olayların tümünü açıklamakta yetersiz kalmaktadır. Belki bu modeller yeni çalışmaların ışığı altında ya geliştirilecek veya bunların yerini başka modeller alacaktır. Her ne kadar tam bir kesinlik sağlanamamış ise de, bugüne kadar yapılan gözlemler ve teorik çalışmalardan, sorunun daha çok yıldızların evrimi ile ilgili oldukları ve bu evrimsel gelişmeler sonucu bileşenlerden birini veya her ikisini sarabilen bir maddenin veya genişlemiş atmosferin fiziksel koşullarındaki değişmelerin RS CVn türü yıldızlardaki tuhafliklara neden olabilecekleri görülmüştür. Bu nedenle yukarıda sözü edilen tuhaflikları gösteren bu yıldızları bir türün üyesi olarak sınıflamaktan daha

çok RS CVn olayı gösteren yıldızlar olarak belirtmek veya sorunu şimdilik RS CVn olayı olarak ele almak daha uygun olacaktır.

UX Ari sistemi dahil, RS CVn olaylarını gösteren etkinliğin temelde evrimsel süreçlerle ilgili olabileceği de çok önemlidir. Aslında bu, tamamen ayrı bir araştırma konusudur. Etkinlik olayları ile evrimsel süreçlere ilişkin parametreler arasında bir bağlantı aramanın gereğinden söz edilebilir. Bunu başarmak kolay değildir. Çünkü evrimsel süreçler ile etkinlik olaylarının her ikisi de çok kapsamlıdır ve değişik yapıdaki yıldızları içermektedir. Burada daha fazla ayrıntıya girmeden bu kısmı, Daniel M. Popper'in 1979 'da Toronto - Kanada'da düzenlenen IAU Sempozyumunda ( No : 66 ) , RS CVn olaylarına ilişkin açıklamasını aynen vererek bitirmek uygun olacaktır ( Popper 1980 ) :

" Popper, D.M. ( Oturum başkanı ) : Bundan sonraki tartışma RS CVn sistemleri ile ilgili genel bir konudur. Bu sistemler hakkında genel bir açıklama yapmak için elimde geçen bu fırsattan yararlanmak istiyorum. Birkaç ay önce, Jet Propulsion Laboratuvarında X-ışın astronomisinde çalışan bir bilim adamı bana telefon etti. 30 dakika süren bu konuşmada,  $\sigma$  CrB 'nin bir RS CVn sistemi olup olmadığını tartıştık.

Cevap neden basitçe bir " evet " ya da " hayır " değildir ? Sistem çift çizgili tayfsal çifttir. Tayf türleri geç F ya da erken G türünden olan bileşenlerinin her ikisinde H ve K salması vardır. Dönemi 1 ile 2 gün arasındadır. Bundan başka bu sistem bir X-ışın ve radyo kaynağıdır. Bu sistemi açıkça bir RS CVn sistemi diye almak için daha ne olabilir ?  $\sigma$  CrB , her iki bileşeninin sıfır-yaş anskola yakın olan anskol yıldızları olduklarını gösteren çok iyi bir paralaksa ( iraksıma ) sahiptir. Çoğumuz RS CVn 'lerin, en azından bir bileşeni G ya da erken K türünden bir alt devri olan evrimleşmiş sistemler olduğunu düşünürüz. Şimdi " RS CVn " diye belirtilen sistemler, çeşitli



kombinasyonlarda meydana gelen ve birbirleriyle ilişkili bir takım olaylar şeklinde geniş bir değişimi, farklılığı içermektedirler. Bu sınıftaki sistemler muhtemelen ortak, benzer evrim durumlarına sahip olmalıdırlar. Belki de RS CVn sistemlerinden daha çok RS CVn olayları diye belirtmeliyiz. "

## 1.2. IUE (International Ultraviolet Explorer) Uydusu Ve Gözlemleri

Elektromanyetik tayfın yaklaşık olarak 900 Å - 3500 Å aralığındaki bölgesi moröte bölgesidir. Dünyanın atmosferi bu bölgedeki ışınımı soğurduğundan dolayı, moröte gözlemleri ya atmosfer dışındaki uydular aracılığı ile ya da belirli bir yüksekliğe çıkabilen balonlar aracılığı ile yapılmaktadır. Kısa adı IUE olan Uluslararası Moröte Kaşifi ( International Ultraviolet Explorer ) uydusu, gök cisimlerinin yüksek ve düşük dispersiyonlu moröte tayflarını alan bir astronomi gözlemevi olarak çalışmaktadır.

IUE uydusu, 26 Ocak 1978 tarihinde Florida'nın Cape Canaveral üsünden fırlatılarak yörüngeye oturtulmuştur. Bu uydu, gök cisimlerinin 1150 Å - 3200 Å aralığını kapsayan moröte tayflarını elde etmek için geliştirilmiştir. Bu proje, NASA ( US National Aeronautics and Space Administration ), SRC ( UK Science Research Council ) ve ESA ( European Space Agency ) tarafından

ortaklaşa gerçekleştirilmiştir. Uydu, Atlantik Okyanusu üzerinde jeosinkronize ( Yer'e göre kitlenmiş, sabit noktada duran ) yörüngeye oturtulmuş ve NASA destekli gözlemciler için Amerika'daki Yer Gözlemevi istasyonundan (Washington D.C. yakınında Goddard Uzay Uçuşu Merkezi-Goddard Space Flight Center (GSFC) ) her gün 16 saatlik çalışma süresi ayrılmış ve geri kalan 8 saatlik süre, Madrid yakınında bulunan Avrupa Yer Gözlemevinden gözlem yapacak ESA ( Avrupa Uzay Ajansı ) ve UK ( İngiltere ) destekli gözlemcilere verilmiştir.

Parlak yıldızların ve gezegenlerin atmosfer özelliklerini incelemek için 0.2 Å mertebeli yüksek yayma ve sönük kaynaklar hakkında bilgi edinmek için 6 Å 'lu düşük bir yaymanın yararlı olabileceği düşünülerek cihazın düzeni planlanmıştır. Cihaz, geniş tayf aralıklarında anlık verileri kaydedebilmektedir. Bunun için eşel optikli bir spektrograf ( tayfçeker ) düşünülmüştür. Yeterli bir yaymayı elde etmek için, tayfın tümü 1150 Å 'dan 1950 Å 'a ve 1900 Å 'dan 3200 Å 'a kadar olan iki bölgeye ayrılmıştır. Bu nedenle tüm tayfsal bölgeyi ( 1150 Å - 3200 Å aralığını ) kaydetmek üzere iki kamera gerekli olmuştur. IUE uydusunun özellikleri Çizelge 1.1 'de özetlenmektedir. Uzay aracındaki bilgisayar, tüm hareket kontrol hesaplarını yapmakta, hareket için tüm komutları iletmekte, kendi kendini kontrol etmekte, emniyet fonksiyonlarını kontrollü izlemekte, kamera poz alma sürelerini kontrol etmekte ve kullanılan komutları belleğinde saklamaktadır.

IUE uzay aracındaki Bilimsel Cihaz, teleskop, ince hata duyacı ( Fine Error Sensor -FES ), eşel spektrografları ve kameralardan ibarettir.

Çizelge 1.1. IUE Uzay Aracının Özellikleri

Uzay aracının kütlesi	312 kg
Bilimsel cihazın kütlesi	122 kg
Enöte destek motorunun kütlesi	237 kg
Yörüngeye oturtma aracı adap- törünün kütlesi	29 kg
Toplam kütle	700 kg
Gereken güç	ortalama 210 W
Fırlatma aracı	Delta 2914
Yörüngesi	eliptik, Yer'e göre sinkronize
Yörünge eğimi	28° 6
Enberi uzaklığı	32050 km
Enöte uzaklığı	52254 km
Yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu	42152 km
Yörünge dışmerkezliği	~ 0.24
Yörünge dönemi	23sa 55dk 33sn

**Teleskop ve ince hata duyacı (EES) :** Teleskop, Ritchey-Chrétien biçimli bir 0.45 m, f/15 'li Cassegrain konfigürasyonuna sahiptir. Bu teleskop 16 yay dakikalık bir alan boyunca düzgün görüntü vermektedir. Optik özellikleri Çizelge 1.2 'de özetlenmektedir. Teleskop, bir yay saniyesinin kezri mertebesinde olan bir doğrulukla yöneltilenmektedir. Teleskop ağzında "Güneş Kasketi" denilen bir düzenek vardır. Güneş kasketinin görevi, güneşin ışığı teleskop tüpüne girmeden önce engellenerek kırılmasını sağlamaktır. Teleskop tüpüne giren kırılmış güneş ışığı, tüp içindeki ışık saptırıcı (kontrol) levhaları ile daha da azaltılmaktadır. Böylesi bir düzenek sayesinde,

Dünya'dan ve Ay'dan gelen rasgele ışınlar da, birinci ayna doğrudan doğruya aydınlanmadıkça boşlanabilir şiddette olacaktır.

Çizelge 1.2. IUE Teleskobunun Özellikleri

Konfigürasyon	Cassegrain
Biçimi	Ritchey-Chrétien
Açıklığı(çap)	0.45 m
Birinci odak uzunluğu	1.25 m
Etkin odak uzunluğu	6.75 m
Odak oranı	15
Aynalar arası uzaklık	1.027 m
Plak eğeli	30.6 yay saniyesi/mm
Görüntü kalitesi	3 yay saniye
Görüş alanı	16 yay dak.

Birinci aynanın arkasında, eğer teleskop tüpünün içine güneş ışığı düşerse otomatik olarak kapanan bir kapak vardır. Bu kapağın arkasında spektrograf giriş delikleri odak düzleminde yerleştirilmiştir. Bu delikler teleskobun optik eksenine göre  $45^\circ$  de yerleştirilmiş bir aynada açılmış deliklerdir. Bu ayna çift FES deliklerini kapsayan teleskop alanını da içine alır. Bu FES'lerin herbiri offset yıldız izleyicisi ve alan kamerası gibi iki amaçlı işlem görmektedir. Ya da 16 yay dakikalık teleskop alanında, gözlemcinin belirlediği görüntüyü 8 yay saniyelik adımlarla tarayabilmektedir. Bu nedenle FES, hedef yıldızın koordinatlarını, spektrograf giriş deliklerine göre ölçer.

Öyleki uzay aracına, seçilen giriş deliğinde cismin merkezine manevra yaptırılabilir. FES 'in parlaklık sınırlaması kendi işlem moduna bağlıdır, ama 14. kadir kadar sönük yıldızları da izleyebilmektedir.

**Eşel spektrograflar** : Teleskobun optik eksenine göre  $45^\circ$  de yerleştirilmiş delikli aynanın arkasında birbirinden bağımsız kısa ve uzun dalgaboyu eşel spektrograflar vardır. Kısa ve uzun dalgaboyu spektrografları sırasıyla 1150 Å - 1950 Å ve 1900 Å -3200 Å olan tayfsal bölgeyi kapsarlar. Her bir spektrograf, çapı 3 yay saniyesi olan bir delik ile 10 x 20 yay saniyelik oval bir yarıktan ibaret bir çift deliğe sahiptir. Büyük yarıkların her ikisi aynı anda kapatılabilirler ama küçük delikler sürekli açık kalırlar. İki spektrografın optik parametreleri Çizelge 1.3 'de özetlenmektedir.

**Spektrograf kameraları** : Her bir spektrografta bir televizyon kamerası vardır. " Spektrograf kamerası " denilen bu kameralar, iki boyutlu eşel tayfını poz süresi boyunca integre etmekte ( tamamlamakta ) ve görüntüyü Yer'deki istasyona iletmek için uygun video sinyallerine dönüştürmektedir. Uzun ve kısa dalgaboyu spektrografların her ikisinde birinci veya baş anlamında " Prime " ve ikinci veya artık anlamında " Redundant " kameraları vardır. Yani toplam 4 kamera vardır. Bunlar,

- 1 \_ SWP ( Short Wavelength Prime )
- 2 \_ SWR ( Short Wavelength Redundant )
- 3 \_ LWP ( Long Wavelength Prime )
- 4 \_ LWR ( Long Wavelength Redundant )

Çizelge 1.3 . IUE Spektrorafları

<u>Optik element</u>	<u>Kısa dalgaboyu spekt.</u>	<u>Uzun dalgaboyu spekt.</u>
Dalgaoyu aralığı	1150 -1950 Å	1900 - 3200 Å
Offset aynalar	yok	45° de 2 tane
Kolimatör yarıçapı	1.89 m	1.89 m
Düşük dispersiyon aynası	Düzlem ayna	Düzlem ayna
Eşel ağı frekanssı	101.9 mm <sup>-1</sup>	63.2 mm <sup>-1</sup>
Küresel ağ frekanssı	313.0 mm <sup>-1</sup>	200.0 mm <sup>-1</sup>
Küresel ağ yarıçapı	1.37 m	1.37 m
Kamera seçen ayna	Düzlem ayna	Düzlem ayna
Yüksek dispersiyon ayırma gücü	1.2 x 10 <sup>4</sup>	1.3 x 10 <sup>4</sup>
Düşük dispersiyon ayırma gücü	6 Å	8 Å

kameraslarıdır.Bunların tümü aynı yapıdadır.Her bir kamera elektro-optik dedektör parçaları ile bazı elektronik düzenekleri içermektedir. SWR kamerası günümüze kadar hiç kullanılmamıştır. Bu kamera ile yapılmış gözlemlere hiç rastlanmamıştır.

Uzay aracındaki irtibat sistemi, VHF ( Very High Frequency ) transponderi (sinyalleri alıcı için dönüştüren gönderici), S-bandı vericisi, alıcı frekans gücünü yükselticisi ve antenlerden ibarettir. VHF ve S-bandı sistemlerinin özellikleri Çizelge 1.4 'de özetlenmektedir. S-bandı sistemi sadece telemetri verilerinin gönderilmesinde kullanılmaktadır.

Çizelge 1.4. VHF ve S-bandı İrtibat ( Haberleşme ) Sistemleri

	VHF	S-BAND
Verici Frekansı	136.860 MHz	2249.80 MHz
Gücü	6 W	6 W
Modülasyon	PCM/FSK/AM	PM
Telemetri Hızı	800 b s <sup>-1</sup>	1.25 - 40 k b s <sup>-1</sup>
Anten Polarizasyonu	Turnike Çevirici	Dairesel
Anten Modeli	Her yöne yönelimli	60° konik
Alıcı Frekansı	148.960 MHz	-
Alıcı Duyarlığı	- 106 dbm	-

**Yer gözlemevi ve kontrol sistemleri** : IUE Yer kontrolü, telemetriyi ve komutları işleyen büyük bir bilgisayar yazılım ( Software ) sistemine dayanmaktadır. Göreli olarak karmaşık olan uzay aracı işlemleri bir dizi işlem yollarını çağırarak başarılmaktadır. Bu işlem yollarının her biri özel bir fonksiyonu yapmak için hazırlanmıştır. Örneğin bir kameradan bir görüntüyü okuma işlemi gibi. İşlemin yapılıp yürütülmesi yetişmiş teleskop operatörleri tarafından kontrol edilmektedir. Böylece bir bilgisayar donanımlı ( Hardware ) görüntü işlem sistemi, görüntüleri düzeltmek ve bir tayfı dalgaboyunun fonksiyonu olarak salt birimlerde oluşturmak için devreye sokulup çalıştırılmaktadır. İşlem sırası, geometrik ve fotometrik düzeltme, dalgaboyu saptaması, verilerin alınması ile sistem verimi düzeltmesinden ibarettir ve

kalibrasyon görüntülerinin periyodik analizinden elde edilen kalibrasyon çizelgeleri kullanılmaktadır. Bu işlemlerin her birinin ayrıntılı işlevi ve yapısı " IUE Image Processing Information Manual, Version 2.0, European Edition prepared by J. Clavel, February 1987 " yayınında verilmektedir. Burada bu işlemlerin ayrıntısı üzerinde durulmayacaktır. Çünkü bu çalışmanın amacı dışındadır.

GSFC 'deki US (Amerika) yer gözlemevi üç ayrı bölümden oluşmaktadır : Yer istasyonu , operasyon kontrol merkezi ve bilimsel kontrol merkezi. Yer istasyonu uzay aracı ile sürekli radyo bağlantısını kurmakta, operasyon kontrol merkezine telemetri verilerini göndermekte ve kontrol merkezinden uzay aracına komut mesajlarını iletmektedir. Operasyon kontrol merkezi , uzay aracı operasyonları ile görüntü elde etmede kullanılan bir Xerox Data System ( XDS ) Sigma-5 bilgisayar, görüntü işlemi için kullanılan bir XDS Sigma-9 bilgisayar ve bilinen bir disk bellek birimini içermektedir. Sigma-5 bilgisayar, bir uzay aracı kontrol kumanda masasından çalıştırılmaktadır. Bilimsel işlemler merkezi 'nde, iki tane deney görüntüleme sistemi ( Experiment Display System-EDS ) vardır. Bunlardan biri, gözlemci ve teleskop operatörü tarafından yapılan gözlemleri yönetmede diğeri görüntü işleminde kullanılmaktadır.

ESA yer istasyonu ve kontrol merkezi, fonksiyonel olarak GSFC'dekilerle tamamen aynıdır. Bu istasyonda, tek bir Sigma-9 bilgisayar, uzay aracı operasyonunda EDS, telemetri, komut ve kontrol kumanda tezgahı ile birleştirilip tek sistem haline getirilmiştir. Bu kontrol merkezinden ESA ve SRC destekli gözlemciler, IUE uzay aracını kendi araştırma programlarını yürütmek için her gün 8 saat kullanılmaktadırlar ( Boggess vd 1978a ).



## 2. UX ARIETIS (HD 21242 , BD +26° 532) SİSTEMİ

Koç ( Arietis veya kısaca Ari ) takım yıldızının bir üyesi olan UX Ari sisteminin kuvvetli Call H ve K salması yaptığı F.S. Hogg tarafından 1939 yılında bulunmuş ve 1954 yılında Mount Wilson Gözlemesinde alınan tayflerından bir tayfsal çift yıldız sistemi olduğu saptanmıştır ( Popper 1956 ). Tayfında her iki bileşene ait tayf çizgileri görüldüğünden UX Ari sistemi çift çizgili bir tayfsal çifttir. Sistemin bileşenleri Carlos ve Popper (1971) tarafından G5 V ve K0 IV olarak sınıflandırılmıştır. Atkins ve Hall (1972), UBVJHKL gözlemlerinden, daha soğuk olan bileşenin kısa dalgaboyundaki parlaklıklardan K0 IV olabileceğini ama uzun dalgaboyundaki parlaklıklardan K3 IV olabileceği sonucunu çıkarmışlardır. Ayrıca sistemin kırmızıöte aruğu gösterdiğini ve bu aruğun yıldızı çevreleyen büyük bir toz bulutundan daha çok yıldızın kendine has bir özelliğinden kaynaklandığını belirtmişlerdir. Hall (1976), sistemi RS CVn türü bir çift olarak sınıflandırmıştır. 6.43791 gün olan yörünge dönemi, sistemi orta dönemli ana RS CVn değişenleri sınıfında bulundurur.

Lekeli çift olarak belirtilen UX Ari sistemi, tutulma göstermeyen ( $i \sim 60^\circ$ ) tayfsal bir çifttir ( Busso vd 1986 ). RS CVn türü çiftlerin içinde en etkin olanlarından biridir. Radyo, optik ve moröte akıllarının incelemesinden, gözlenen etkinliğin ana kaynağının soğuk bileşen olabileceği Weiler vd (1978) tarafından ileri sürülmüştür. Oldukça etkin olan UX Ari sistemi flareler gibi kısa dönemli değişimler de göstermektedir ( Busso vd 1986 ).

Sistemin ilk ayrıntılı fotometrik gözlemleri 1971 'de Hall, Montle ve Atkins (1975) tarafından yapılmıştır. Daha sonra pek çok araştırmacı sistemi fotometrik olarak çalışmıştır. Literatürden bulunan bu çalışmalar, fotometrik özellikler ve yazarları ile birlikte Çizelge 4.1 'de verilmektedir. Bu çalışmalardan, sistemin minimum parlaklığının zaman zaman  $\sim 0.93 - 0.97$  evrelerinde sabit kaldığını ve zaman zaman geri evrelere doğru kaydığı görülmektedir. Pek çok araştırmacı, sistemin ışık eğrisindeki değişimi, özellikle altdev bileşenin leke etkinliğine bağlamıştır ( Busso vd 1986, Wacker vd 1986, Wacker ve Guinan 1987, Mohin ve Raveendran 1989 ).

Bopp ve Talcott (1978) 'un, UX Ari sistemini de içeren  $H_{\alpha}$  salması incelemelerinde  $H_{\alpha}$  'nın eşdeğer genişliğinin evreye bağlı olarak değiştiğini ve  $H_{\alpha}$  'nın maksimum yeğirliğinin 0.6 evresi yöresinde olduğunu bulmuşlardır. Aynı yıllarda yapılan fotometrik gözlemler ise sistemin minimum ışık evresinin 0.7 ile 0.8 arasında olduğunu göstermiştir.

Radyo salması gösteren sistem, Gibson vd (1975) tarafından incelenmiş ve 1974 yılındaki gözlemlerinde en az iki algol - türü flare olayını gösterdiğini ve 11-14 Ağustos 1974 'deki flarenin düşmesi esnasında radyo salmasının ısısal-olmayan bir süreçten kaynaklandığını bulmuşlardır. Spangler (1977), bu sistemin radyo salmasının bir jirosinkrotron kaynaktan ileri geldiğini ve bu kaynağın serbest - serbest soğurma için optik olarak kalın olduğunu ileri sürmüştür. Johnston vd (1985), VLBI ( Very Long Baseline Interferometry ) ile yapılan gözlemlerde , radyo salmasına ilişkin boyutun  $\sim 10^{12}$  cm (  $\sim 14 R_{\odot}$  ) yöresinde olabileceğini belirtmişlerdir. Massi vd (1986), UX Ari'nin VLBI gözlemlerinden radyo salmasının, bileşenler arasındaki uzaklıkla (  $\sim 16.5 R_{\odot}$  )

karşılaştırılabilir bir boyuta sahip olan yaygın bir bölgeden geldiği sonucunu çıkarmışlardır.

Sistemin yumuşak X-ışın kaynağı olduğunu ilk bulan Walter vd (1978) olmuştur. HEAO-1 gözlemlerinden kaynağın X-ışın ışıma gücü  $2.1 \times 10^{31}$  erg  $s^{-1}$  (0.15 - 2.8 keV) ve sıcaklığı  $10^7$  K olarak saptanmıştır. UX Ari'nin tayfı bir bremsstrahlung tayfı ile tanımlanmaktadır. Şubat 1978 gözlemlerinde 0.98 ile 0.15 evrelerindeki üç taramada hiç bir X-ışın kaynağı saptanamamış ama 0.27 ile 0.35 evreleri arasında ışıma gücü 6 ay öncekine benzer olan bir X-ışın kaynağı saptanmıştır (Walter vd 1980). Landis vd (1978) 'nin verilerinden ekstrapolasyon yapan Walter vd (1980), sistemin 0.1 evresinde maksimum ışığa sahip olduğunu ve fotometrik dalganın X-ışın gözlemi esnasında minimumda olduğunu belirlemişler. Ağustos 1977 deki X-ışın gözlemlerinde ise maksimum ışık evresi kapsamamıştı. Şubat 1978 gözlemlerinden, X-ışın salması yapan bölgenin boyutunun yıldızın boyutu ile karşılaştırılabilir düzeyde olduğu (koronal gazın yüksekliği  $R < 0.1R_*$ ) ve koronal ilmeğin  $3 \times 10^{10}$  cm boyutta olduğu kestirilmiştir (güneş aktifken, koronal ilmeklerin boyutu  $3 \times 10^{10}$  cm yöresindedir). X-ışın salması yapan koronanın bu limit yüksekliği, yukarıda belirtilen X-ışın salmasının gözlenen tutulmasından bulunmuştur (Walter vd 1980). RS CVn'lerde X-ışın kaynağının, sıcaklığı yüksek koronal plazma olduğu ileri sürülmektedir.

IUE gözlemleri hayli çok olan UX Ari sisteminde, morötede, kromosferik ve geçiş bölgesi salma çizgilerinden elde edilen yüzey akıları, güneşinkilerden sırasıyla 25 ve 75-250 kez daha şiddetli olduğu bulunmuştur (Simon ve Linsky 1980). Lang ve Wilson (1988), UX Ari'yi hem radyo bölgesinde, hem de morötede incelemişler ve sistemdeki Flare salmalarının farklı dalgaboylarında farklı

bölgelerden geldiğini ileri sürmüşlerdir. Radyo Flare'lerinin yıldızdan çok daha büyük, geniş bir bölgeden kaynaklandığını, diğer taraftan moröte Flare'lerinin yıldıza kıyasla daha küçük olan bölgeden geldiklerini ve bu Flare etkinliğinin sistemdeki kütle akışından kaynaklanmadığını ileri sürmüşlerdir.

Diğer taraftan, Huenemoerder vd (1989), fotometrik ve tayfsal etkinliklerin farklı bölgelerden kaynaklanabileceğini belirterek ve  $H_{\alpha}$  ve  $H_{\beta}$ 'nin tayfsal analizinden yararlanarak sistemin geometrisini vermişlerdir. Huenemoerder vd (1989) 'ne göre sistemin KO IV bileşeni Roche lobunu doldurmak üzeredir ve KO IV den G5 V 'e bir kütle aktarımının delili olarak, sistemde görülen aruk soğurmayı göstermişlerdir. KO IV bileşeni üzerindeki soğuk bölgelerin varlığını, biraz kuvvetli olan TiO 'in varlığına bağlamaktadır. Vogt ve Hatzes (1991), Ağustos 1986 'dan Ocak 1987 'ye kadar olan bir beş aylık süre içerisinde sistemin " Doppler Images " denilen üç Doppler görüntüsünü elde etmişlerdir. Bu " Doppler Imaging " tekniği ile yapılan çalışmada sistemdeki leke dağılımının oldukça karmaşık olduğunu, kutupta büyük ve kararlı bir leke, ekvator yöresinde bir leke ve diğer bir kaç lekenin orta enlemlerde ( pozitif ve negatif enlemler ) görüldüğünü açıkladılar. Ayrıca UX Ari 'nin lekeli olan beşyıldızının ( KO IV bileşeni ), güneşteki durumun tersine, kutup bölgelerindeki dönmenin ekvatordeki dönmeden daha hızlı olduğunu bulmuşlar. Bu çalışmalarında Cal ( 26439 ) 'in tayfsal bölgesinde sistemin sönük bir üçüncü bileşenini düşündüren zayıf bir çizgisi de saptanmıştır.

UX Ari sisteminin özellikleri Çizelge 2.1'de özet olarak verilmektedir. Çizelge 2.1 'deki bilgiler Strassmeier vd (1988) 'nin kataloğundan alınmıştır.

Çizelge 2.1 UX Ari ( HD 21242 ) Sistemi ( Strassmeier vd 1988 ).

Uzaklığı	50 parsek
Sıcak bileşenin tayf türü	G5 V
Soğuk bileşenin tayf türü	K0 IV
$V_{max}$ parlaklığı	$6^m.5$
$\Delta V$ dalga	$0^m.15$
Türü	çift çizgili tayfsal çift
Tutulma	yok
Yörünge dönemi	6.43791 gün
JD (Hel)	2440133.766
X-ışın salması (= $L_x$ )	var, $2.1 \times 10^{31}$ erg/s mertebesinde
Ca II H ve K salması	soğuk bileşenden, kuvvetli
$H_{\alpha}$ salması	var
Radyo skı yoğunluğu	255 mJy
Yörünge eğimi	$60^{\circ}$
Sıcak bileşenin kütlesi	$> 0.63 M_{\odot}$
Soğuk bileşenin kütlesi	$> 0.71 M_{\odot}$
Sıcak bileşenin yarıçapı	$3.0 R_{\odot}$
Soğuk bileşenin yarıçapı	$0.93 R_{\odot}$
Dalga göçünün dönemi	8 yıl, ivmeli

## 2.1. Sistemin A.Ü. Ahlatlıbel Gözleminde Yapılan Gözlemleri Ve Literatürden Elde Edilen Gözlem Verilerinin Değerlendirilmesi

Bu kısımda , RS CVn türü tayfsal çift olan UX Ari sisteminin A.Ü. Gözleminde 16 Ağustos - 12 Aralık 1988 dönemi ( 18 gece ) ile 6 Eylül - 1 Aralık 1989 döneminde ( 25 gece ) yapılan üç renk ( U,B,V ) fotoelektrik ışıkölçüm gözlemleri değerlendirilip sistemin ışık eğrisi incelenmiştir. Diğer çalışmaların ışık eğrileri ile bir karşılaştırma olanağını sağlamak için sistemin parlaklığı, gözlemindeki 30 cm 'lik Maksutov teleskobun dönüşüm katsayıları kullanılarak standard parlaklığa dönüştürülmüştür. Sistemin 1972 'den beri yapılmış gözlem verileri literatürden taranmış ve ışık eğrisinin değişim özellikleri incelenmiştir. Işık eğrisindeki genlik değişimleri ile minimum ışık evresinin kaymasından etkinlik çevrimi hakkında bilgi edinmeye çalışılmıştır. Fotometrik etkinlik olarak ele alınan bu etkinlik çevrimi Kısım 4.1 'de verilmektedir.

### 2.1.1. Gözlemler

RS CVn yıldızlarının üç renk ( U,B,V ) fotoelektrik ışıkölçümü projesi çerçevesinde, UX Ari'nin Ağustos 1988 'de başlatılan A.Ü. Gözlemindeki fotoelektrik ışıkölçüm gözlemleri, 16 Ağustos - 12 Aralık 1988 ile 6 Eylül - 1 Aralık 1989 arasında olmak üzere iki dönemde yapılmıştır.

Tutulma göstermeyen UX Ari sisteminin diferansiyel parlaklıkları 62 Ari ( HD 020825 ) yıldızı mukayese alınarak elde edilmiştir. 62 Ari'nin parlaklığının V renginde  $\pm 0^m.01$  ve U renginde  $\pm 0^m.02$  'lik bir yanlışlığı dahilinde sabit kaldığı Hall vd (1975) tarafından bulunmuştur. Diferansiyel ölçümler Değişen - Mukayese şeklindedir. Bu diferansiyel parlaklıklar gözlemindeki 30 cm 'lik Maksutov teleskobun dönüşüm katsayıları ( Müyesseroğlu 1983 ) kullanılarak standart parlaklıklara dönüştürülmüştür. Bunun için,

$$\Delta V = \Delta V_{\text{göz}} + s \Delta(B-V)$$

$$\Delta(B-V) = t \Delta(B-V)_{\text{göz}}$$

$$\Delta(U-B) = w \Delta(U-B)_{\text{göz}}$$

bağıntularından yararlanılmıştır. Burada

$$s = 0.011753$$

$$t = 1.063178$$

$$w = 0.966717$$

dir. 62 Ari için, Hall vd (1975) tarafından kullanılan  $V = 5^m.54$  ,  $B-V = 1^m.12$  ve  $U-B = 0^m.95$  değerleri alınmıştır. Evreter, Carlos ve Popper (1971) tarafından verilen

$$HJD = 2440133.766 + 6^S.43791E \dots\dots\dots(1)$$

ışık elemanlarına göre bulunmuştur. Burada " sıfır " evresi, soğuk bileşenin bakış doğrultusu boyunca önde olduğu duruma karşılık gelmektedir.

Her iki gözlem döneminde elde edilen fotometrik veriler Çizelge 2.2'de verilmektedir. Bu çizelgedeki genlikler minimum parlaklıktan maksimum parlaklık değeri çıkarılarak elde edilmiştir. Ortalama parlaklık değerleri ise, minimum ve maksimum parlaklıkların ortalamasıdır. Işık eğrilerinin minimum ve maksimum parlaklık değerleri ile bu parlaklıklara karşılık gelen evreler, ışık eğrisini temsil eden en iyi polinom fitinden ( 3., 4. veya 5. dereceden olan uygun polinom fiti seçilerek ) yararlanarak bulunmuştur. 1988 yılında yapılan gözlemler Şekil 2.1'de verilmektedir. 1988 dönemi gözlemlerinden ~ 3.5 saatlik gözlemi içeren 26 Ağustos 1988 gecesine ait parlaklıklarda, özellikle U renginde  $\sim 0^m.4$  lük bir değişim olmuştur. B ve V renklerinde bu değişim çok daha küçüktür. Bu saçılmanın nedeni tam anlamıyla anlaşılamadığı için ışık eğrilerine polinom fit ederken bu geceye ait veriler değerlendirmeye alınmamıştır. 26 Ağustos 1988 gecesine ait ışık eğrileri Şekil 2.2 'de verilmektedir. 1989 yılında yapılan gözlemlerin ışık eğrilerinde dikkate değer olan ve düzenli bir görünüm veren saçılmanın bir incelenmesi, bu dönemdeki gözlemlerin iki gruba ayrılabilceğini göstermektedir. Bunlardan ilki 6 Eylül - 24 Eylül 1989 ışık eğrileri ve ikincisi 26 Eylül-1 Aralık 1989 ışık eğrileri olarak değerlendirilmiştir. Şekil 2.3 'de 6-24 Eylül 1989 ışık eğrileri ve Şekil 2.4'te de 26 Eylül - 1 Aralık 1989 ışık eğrileri verilmiştir. Şekil 2.1, 2.3 ve 2.4 'de verilen gözlemlerin verileri yukarıda belirtildiği gibi Çizelge 2.2 'de verilmektedir. Sistemin B - V ve U - B renklerinin evreye bağlı olarak hemen hemen bir değişim göstermediği ancak ortalama değerlerin her dönemde değiştiği görülmektedir. Bu renklerin evreye göre grafiği Şekil 2.5 'de verilmektedir.

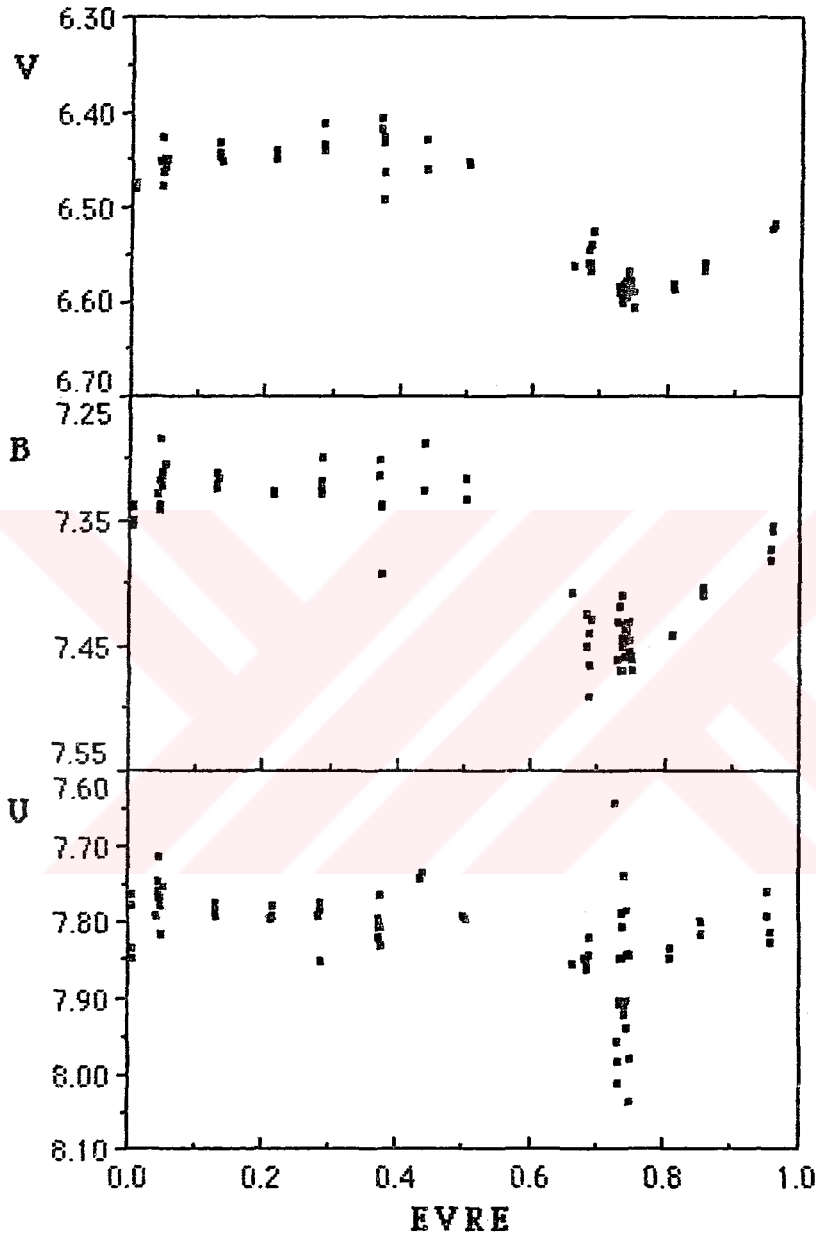


Çizelge 2.2. UX Ari 'nin U, B ve V bandlarında elde edilen fotoelektrik ışıkölçümü verileri. Çizelgede 1988, 1989-I ve 1989-II gözlemleri, sırasıyla 16/8-12/12/1988 gözlem döneminin, 6/9 - 24/9/1989 gözlem döneminin ve 26/9 - 1/12/1989 gözlem döneminin kısaltılmış gösterimleridir.

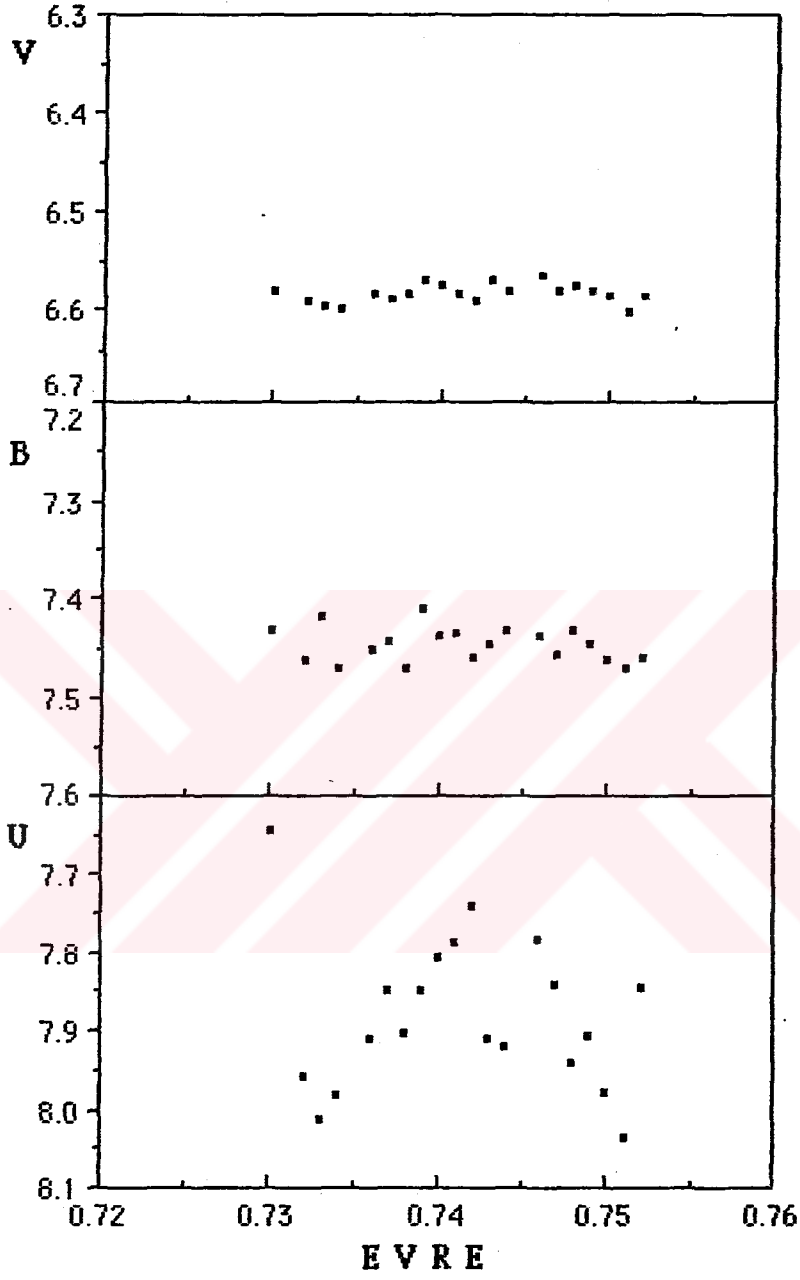
RENK	GÖZLEM DÖNEMİ	GENLİK (Kadir)	Minimum Işık Evresi	Minimum Parlaklık (Kadir)	Maksimum Parlaklık (Kadir)	Ortalama Parlaklık (Kadir)
U	1988	0.08	0.72	7.85	7.77	7.81
	1989-I	0.13	0.84	7.82	7.69	7.76
	1989-II	0.09	0.71	7.82	7.73	7.78
B	1988	0.14	0.76	7.44	7.30	7.37
	1989-I	0.08	0.63	7.37	7.29	7.33
	1989-II	0.12	0.75	7.42	7.30	7.36
V	1988	0.15	0.80	6.57	6.42	6.49
	1989-I	0.15	0.79	6.55	6.40	6.48
	1989-II	0.12	0.80	6.54	6.42	6.48

### 2.1.2. Gözlemler üzerine tartışma

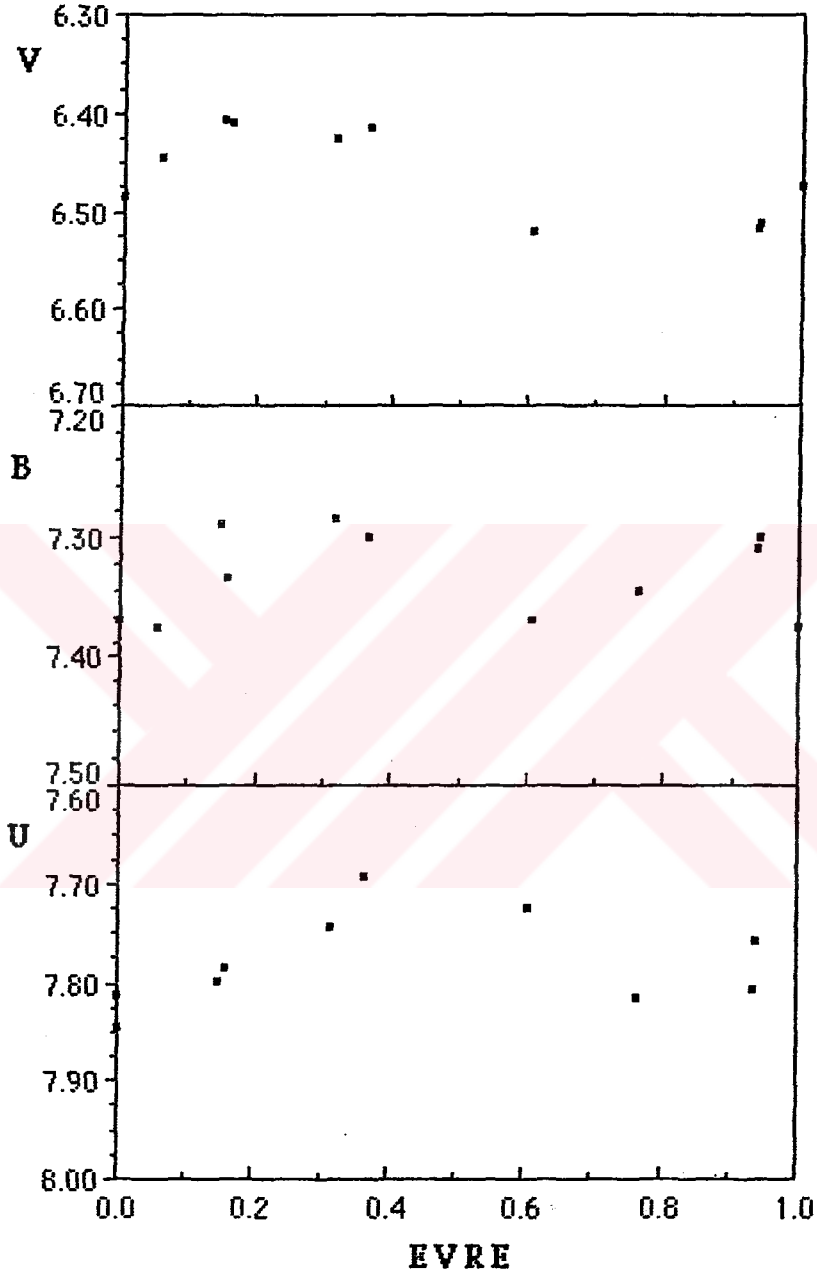
Her ne kadar U bandında genel olarak görülen gözlemsel saçılma, bu bandın duyarlılığının diğer bandlar kadar iyi olmadığını göstermiş ise de, 26/8/1988 gecesine ait gözlemlerdeki ( Şekil 2.2 ) saçılmanın dikkatli bir incelemesi, her üç bandda görülen değişimler ile gözlem sırasında yapılan voltaj değişimi ve sıfır ayarlamasının etkileri gözönünde bulundurularak sistemde bir bünyesel ışık değişiminin olmuş olabileceğini göstermektedir. Ancak daha önce, bu kadar uzun bir gözleme ne literatürde rastlanmış ne de tarafımızdan yapılmıştır. Sistemin dönemine göre kısa süreli böylesi değişimlerin gerçekten olup olmadığını anlamak için benzer şekilde ~ 4 veya 5 saatlik gözlemlerin yapılması gerekir.



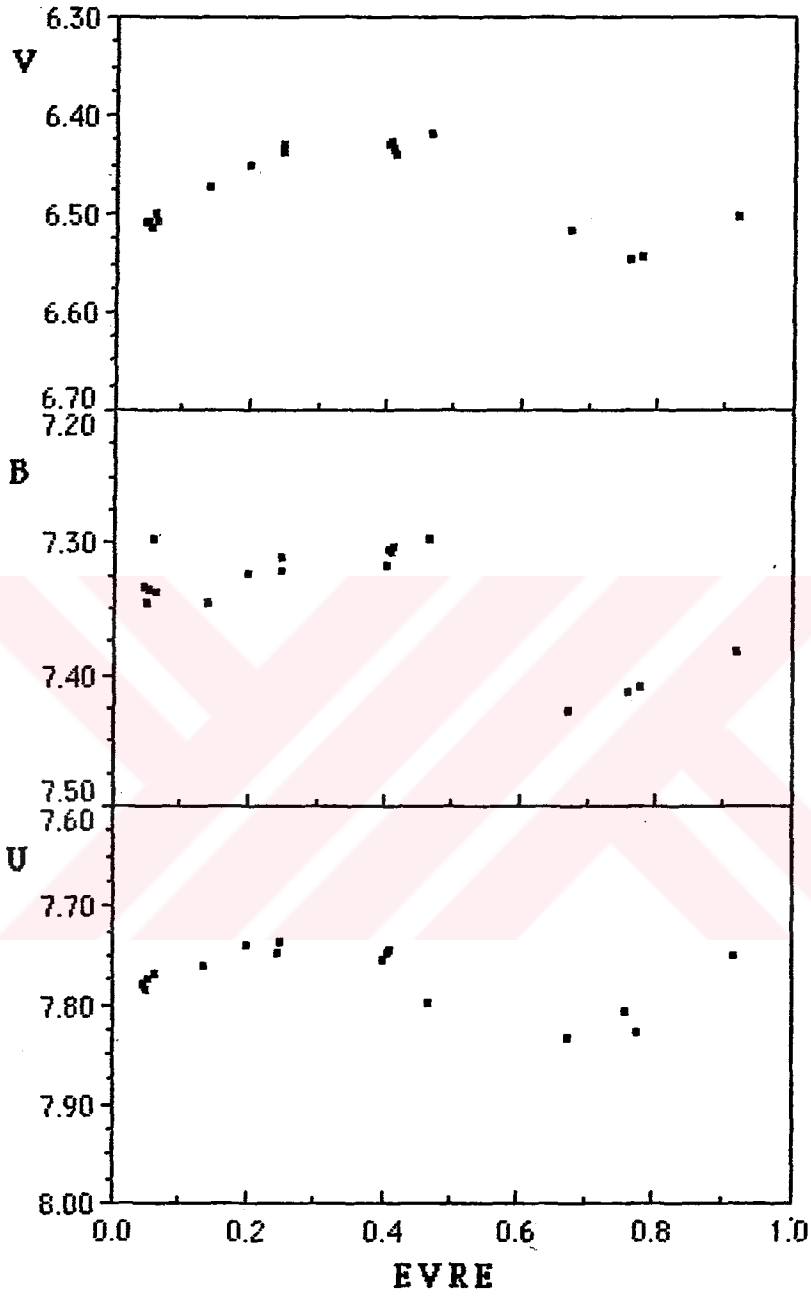
Şekil 2.1. UZ Ari 'nin 1988 döneminde V, B ve U bandlarındaki ışık eğrileri.



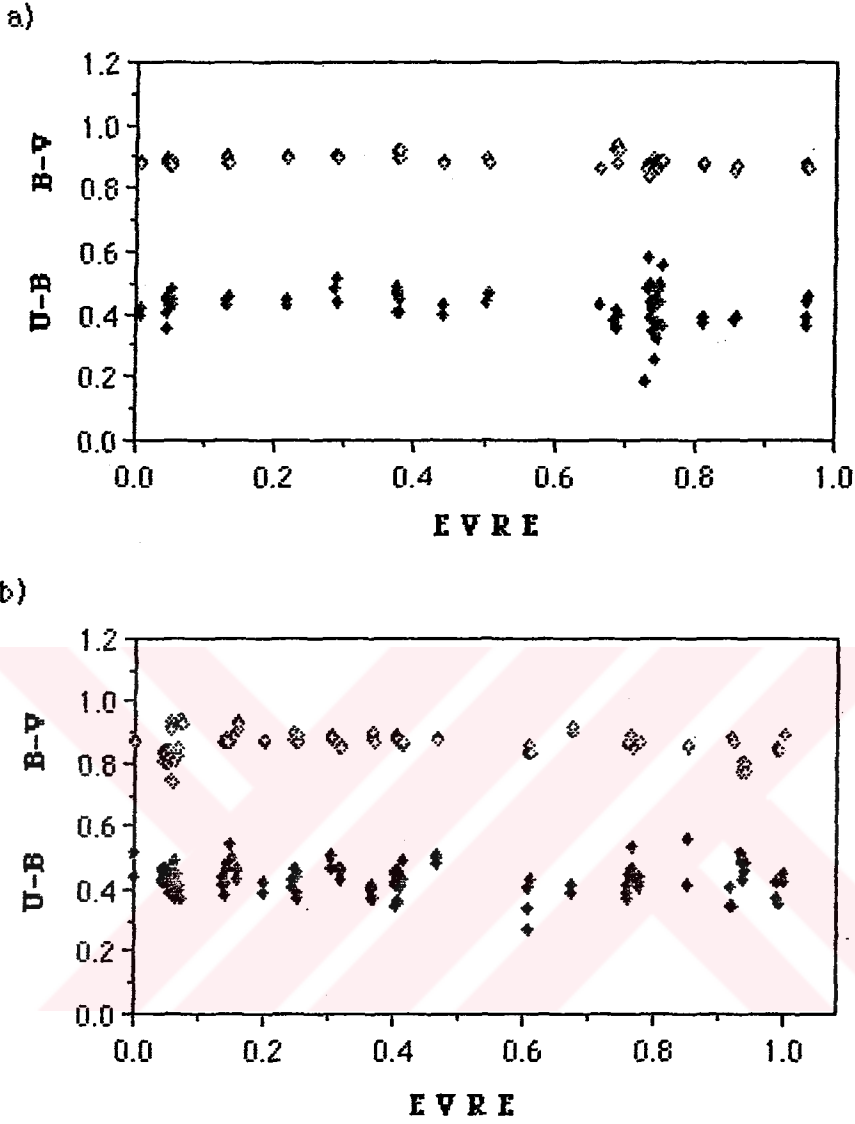
Şekil 2.2. UX Ari'nin 26/8/1988 gecesinde V, B ve U bantlarındaki ışık eğrileri.



Şekil 2.3. UX Ari 'nin 6-24/9/1989 gözlem döneminde V, B ve U bantlarındaki ışık eğrileri.



Şekil 2.4. UX Ari'nin 26/9-1/12/1989 gözlem döneminde V, B ve U bantlarındaki ışık eğrileri.



Şekil 2.5. a)1988 gözlem dönemine karşılık gelen standard B-V ve U-B renkleri. Ortalama değerler ,  $B - V = 0^m.87 \pm 0^m.02$  ve  $U - B = 0^m.44 \pm 0^m.06$  dir.

b)1989 gözlem dönemine karşılık gelen standard B-V ve U-B renkleri. Ortalama değerler ,  $B - V = 0^m.86 \pm 0^m.04$  ve  $U - B = 0^m.44 \pm 0^m.05$  dir.

Çizelge 2.2 'de verilen gözlem sonuçlarına göre, sistem 1969-I 'de tüm renklerde daha parlak olmuştur. Her gözlem döneminde ortalama parlaklık değişirken, genlikler de bu değişime bağlı olarak değişmektedir. Minimum ışık evresindeki ileri - geri kaymalar açıkça görülmekte ve bu kaymanın da parlaklıkla ilişkili olduğu göze çarpmaktadır. B ve V renklerinde maksimum parlaklık arttıkça ( değeri küçüldükçe ) minimum ışık evresi geriye kaymakta, azaldıkça da ( değeri büyüdüğü ) minimum ışık evresi ileriye doğru kaymaktadır. Oysa bu durum U renginde tersine olmaktadır. Genlik değişimi ile minimum ışık evresinin kayması arasında da aynı özellikler görülmektedir. V renginde genlik hemen hemen sabit kalmışken B 'de azalıyor ve bunlara karşılık gelen minimum ışık evresi geriye kayma gösteriyor. Oysa U renginde genlik artıyor ve minimum ışık evresi ileriye doğru kayma gösteriyor. Ancak her üç dönemde V rengindeki minimum ışık evresi hemen hemen sabit kalmışken genlikte çok az bir değişim olmaktadır. Diğer renklerde ise çok önemli bir değişim hem genlikte ve hem de minimum ışık evresinde olmaktadır. Sistemin ortalama parlaklığının 1966 'den beri artmış olabileceği görülmektedir.

Diğer taraftan her üç gözlem döneminde elde edilen V rengindeki noktalar elle çizilen ortalama eğrilerle temsil edildiklerinde ( gözlem noktaları yeterli olmamakla beraber ), ilk bakışta ışık eğrilerinin maksimumları yöresinde belirgin olan çöküntüler göze çarpmaktadır. Bu çöküntü her dönemde sabit kalmamakta ve çöküntünün genel görünümünü de değişmektedir. V rengindeki ışık eğrilerinde minimum ışık evresi hemen hemen sabit kalmışken bu çöküntü ileri evrelere doğru kayma göstermektedir. Bu çöküntüler B ve U renklerinde V 'dekilerden daha geniş olmaktadır ama düzenli bir şekilleri yoktur.

Sistemin B - V ve U - B renklerinin 1988 gözlem döneminde evreye bağlı olarak bir değişim gösterdiği izlenimini verdiği halde 1989 gözlem döneminde bu değişimin var olduğunu söylemek oldukça zor olmaktadır. 1988 gözlemlerinde ortalama  $B - V = 0^m.87 \pm 0^m.02$ ,  $U - B = 0^m.44 \pm 0^m.06$  olmakta ve 1989 da bu ortalama değerler  $B - V = 0^m.86 \pm 0^m.04$  ve  $U - B = 0^m.44 \pm 0^m.05$  olmaktadır ( Şekil 2.5 ). Montle ve Hall (1972), ortalama renk ölçeklerinin  $B - V = 0^m.91$  ve  $U - B = 0^m.48$  olduğunu bulmuşlar. Buna göre sistemde 1972 den beri bir sıcaklık eruşü olduğu söylenebilir. 1972 - 1989 arasında, B - V ve U - B değerlerindeki değişim açık değildir. Yayınlarda genellikle B - V ve U - B değerleri verilmediğinden dolayı bu renklerin evreye bağlı değişimleri incelenememiştir. Bazı yayınlarda renklerin evreye bağlı olarak değiştiği ve bu değişimin maksimum ışıktaki sistemin daha kırmızı ve minimum ışıktaki daha mavi olduğu belirtilmektedir ( Wacker vd 1986 , Wacker ve Guinan 1987, Mohin ve Raveendran 1989 ). Bu renklerin evreye bağlı değişimlerinin daha ayrıntılı tartışması 6. Bölüm 'de verilmektedir.



### 3. UX ARI 'NİN MORÖTE GÖZLEMLERİ

UX Ari 'nin 34 tanesi düşük ve 31 tanesi yüksek dispersiyonlu olmak üzere toplam 65 moröte tayfı ( Çizelge 3.1 ), ESA VILSPA 'dan ( European Space Agency Villafranca Satellite Tracking Station, Madrid, Spain ) istenerek bilgisayar manyetik bantlarına kayıtlı olarak getirtildi. Manyetik bantlar net tayf verilerini içermektedir. Bu veriler, Ankara Üniversitesi Rektörlüğü'ndeki Bilgi İşlem Merkezinde bulunan Vax 11/750 model, 640 MB ana bellek kapasiteli Vax/VMS V4.4 bilgisayarı, ( Trieste'den (İtalya) Giorgio SEDMAK aracılığıyla getirtilen ve C. Morossi ve G. Sedmak tarafından Version'u modifiye edilen IUSERAD ve ilgili olduğu FORTRAN programları çalıştırılarak ) net tayfın FN ( Flux Number : Akı Sayısı ) değerleri olarak elde edildi. Elde edilen bu FN değerleri ve bunlara karşılık gelen dalga boylarına ait veriler, " Mac Terminal " adlı Macintosh Plus bilgisayarı Paket programı aracılığıyla Vax 11/750 bilgisayarından 1MB ana bellek kapasiteli Macintosh Plus ( PC ) bilgisayarının disketlerine aktarıldı. Macintosh Plus bilgisayarında bir Basic programı ile bu veriler aşağıda belirtilen kalibrasyon yöntemlerine dayanarak  $\text{erg/cm}^2 \text{ s } \text{\AA}$  birimindeki mutlak akı  $F_{\text{abs}}(\lambda)$  değerlerine dönüştürüldü ve dalga boyuna karşılık  $F_{\text{abs}}(\lambda)$  değerleri ile tayflar, yine bir Basic programı kullanılarak Image Writer II yazıcısı ile çizdirildi.

ESA 'dan getirtilen toplam 65 tayfın gözlemcileri, yıllara göre şöyledir :  
 1978 tarihli tayflar Linsky 'nin, 1979 tarihli tayflar Wu, Schiffer veya Stückland'ın, 1981 tarihli tayflar Simon'un, 1985 tarihli tayflar Lang'in ve 1987

Çizelge 3.1. UX Arietis Sisteminin IUE Gözlemleri.

TAYF	TARİH	EVRE	POZ SÜRESİ (sn)	DİSPERSİYON	AÇIKLAMA
SWP 02301	15/08/1978	0.554	2700	DÜŞÜK	
SWP 02336	19/08/1978	0.140	5400	DÜŞÜK	
SWP 02351	29/08/1978	0.464	4200	DÜŞÜK	
SWP 02375	29/08/1978	0.772	4200	DÜŞÜK	
SWP 03766	01/01/1979	0.068	4200	DÜŞÜK	
SWP 03855	09/01/1979	0.332	1800	DÜŞÜK	
SWP 07267	29/10/1979	0.737	4800	DÜŞÜK	
SWP 07342	08/12/1979	0.095	4800	DÜŞÜK	
SWP 07423	18/12/1979	0.557	12600	DÜŞÜK	
SWP 13612	29-30/03/1981	0.406	3000	DÜŞÜK	
SWP 26730	26/09/1985	0.191	1800	DÜŞÜK	
SWP 26731	26/09/1985	0.201	1800	DÜŞÜK	
SWP 26732	26/09/1985	0.212	1800	DÜŞÜK	
SWP 26733	26/09/1985	0.222	1800	DÜŞÜK	
SWP 26734	26/09/1985	0.231	1344	DÜŞÜK	Gürültülü
SWP 26735	26/09/1985	0.241	1200	DÜŞÜK	Gürültülü
LWR 06329	08/12/1979	0.090	120+240	DÜŞÜK	Küçük ve Büyük delik
LWP 11747	29/09/1987	0.084	90	DÜŞÜK	
LWP 11748	29/09/1987	0.088	90	DÜŞÜK	
LWP 11751	29/09/1987	0.132	90	DÜŞÜK	
LWP 11752	29/09/1987	0.151	90	DÜŞÜK	
LWP 11753	29-30/09/1987	0.169	90	DÜŞÜK	
LWP 11754	30/09/1987	0.189	90	DÜŞÜK	
LWP 11755	30/09/1987	0.208	90	DÜŞÜK	
LWP 11760	30/09/1987	0.245	90	DÜŞÜK	
LWP 11761	30/09/1987	0.249	90	DÜŞÜK	
LWP 11763	30/09/1987	0.263	90	DÜŞÜK	
LWP 11764	30/09/1987	0.286	90	DÜŞÜK	
LWP 11765	30/09/1987	0.286	90	DÜŞÜK	
LWP 11766	30/09/1987	0.325	90	DÜŞÜK	
LWP 11767	30/09/1987	0.341	90	DÜŞÜK	
LWP 11768	30/09/1987	0.345	90	DÜŞÜK	
LWP 11769	30/09/1987	0.349	90	DÜŞÜK	
LWP 11770	30/09/1987	0.353	90	DÜŞÜK	

Çizelge 3.1. UX Arietis Sisteminin IUE Gözlemleri(Devam)

TAYF	TARİH	EVRE	POZ SÜRESİ (sn)	DİSPERSİYON	AÇIKLAMA
SWP 15211	09/10/1981	0.259	27000	YÜKSEK	
SWP 15240	12/10/1981	0.721	24000	YÜKSEK	
SWP 31952	30/09/1987	0.327	75900	YÜKSEK	
SWP 31953	30/09/1987	0.360	8.5	YÜKSEK	
LWR 02081	15/08/1978	0.546	720	YÜKSEK	
LWR 02082	15/08/1978	0.556	1800	YÜKSEK	
LWR 02111	19/08/1978	0.133	2700	YÜKSEK	
LWR 02136	21/08/1978	0.458	1800	YÜKSEK	
LWR 02158	28/08/1978	0.766	1800	YÜKSEK	
LWR 03344	01/01/1979	0.061	1800	YÜKSEK	
LWR 03432	09/01/1979	0.336	1080	YÜKSEK	
LWR 06261	29/11/1979	0.731	900	YÜKSEK	
LWR 06262	29/11/1979	0.743	1800	YÜKSEK	
LWR 06330	08/12/1979	0.101	1800	YÜKSEK	
LWR 10244	29/03/1981	0.247	1200	YÜKSEK	
LWR 11729	09/10/1981	0.286	1500	YÜKSEK	
LWR 11756	12/10/1981	0.744	1200	YÜKSEK	
LWP 06815	26/09/1985	0.195	900	YÜKSEK	
LWP 06816	26/09/1985	0.205	900	YÜKSEK	
LWP 06817	26/09/1985	0.216	900	YÜKSEK	
LWP 06818	26/09/1985	0.226	900	YÜKSEK	Gürültülü
LWP 06819	26/09/1985	0.238	600	YÜKSEK	Gürültülü
LWP 11745	29/09/1987	0.071	3000	YÜKSEK	
LWP 11746	29/09/1987	0.079	1500	YÜKSEK	
LWP 11749	29/09/1987	0.095	1500	YÜKSEK	
LWP 11750	29/09/1987	0.104	4200	YÜKSEK	
LWP 11756	30/09/1987	0.215	3000	YÜKSEK	
LWP 11757	30/09/1987	0.223	1500	YÜKSEK	
LWP 11758	30/09/1987	0.230	1500	YÜKSEK	
LWP 11762	30/09/1987	0.256	3000	YÜKSEK	
LWP 11771	30/09/1987	0.362	5400	YÜKSEK	

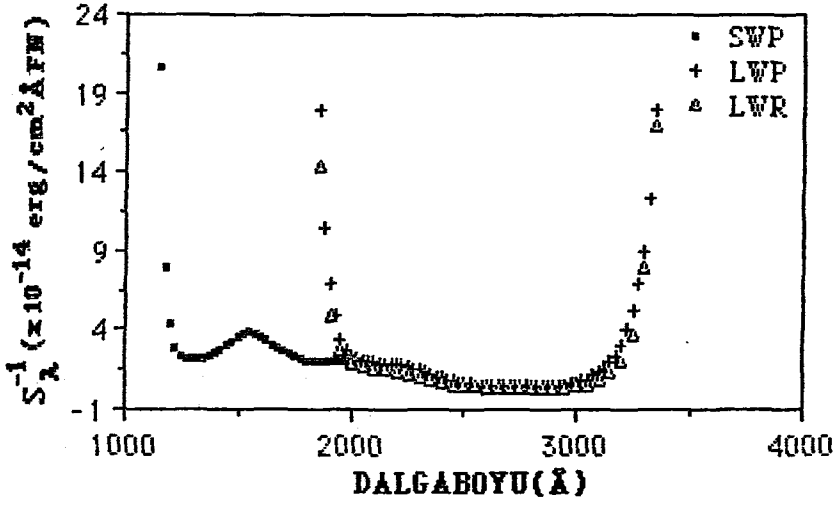
tarıhli tayflar da Ayres veya Jensen'in aldığı tayflardır. Linsky ve Haisch (1979), soğuk yıldızların atmosferlerinin dıştaki kısımları ile ilgili incelemelerinde UX Ari'nin sadece SWP 2336 tayfını kullanarak, güneş türü yıldızların güneş türü olmayan yıldızlardan farklı atmosferik yapıya sahip olduklarını ileri sürmüşlerdir. Bu çalışmada UX Ari sistemi güneş benzeri yıldızların gurubunda konulmuştur. Simon vd (1980), UX Ari'nin bir " Flare " olayını gösteren SWP 3766 ve LWR 3344 tayfları ayrıntılı şekilde tartışılmıştır. Hem karşılaştırma yapmak ve hem de atmosferin fiziksel özelliklerini tartışmak amacıyla sistemin sakin evresine karşılık gelen SWP 2336, SWP 2351, SWP 2375 ve LWR 2111 tayflarındaki bazı çizgilerin akılarının değerlendirildiği bu çalışmada, " Flare " olayında, bileşenlerin manyetik ilmeklerinin birbirleriyle etkileşmesi sonucunda bileşenler arasında bir madde alış verişinin olabileceği düşünölmüştür. HR 1099 ve UX Ari'nin moröte tayflarını kullanarak kromosferik modelleri elde etmeye çalışın Simon ve Linsky (1980), UX Ari'nin LWR 2081, SWP 2301, LWR 2082, LWR 2111, SWP 2336, LWR 2136, SWP 2351, LWR 2158 ve SWP 2375 tayflarını değerlendirmişler. Paralel düzlemlı kromosferik modellerde MgII, SiII, SiIII ve CII çizgi akıları sentezlenmiş ve bunlar moröte gözlemleri ile karşılaştırılmıştır. Bu kuramsal kromosferik model çalışmasında, RS CVn yıldızlarında, çok şiddetli salma çizgisi akılarının 0.5 dyn/cm<sup>2</sup> gibi düşük yüzey basınçları ile elde edilebileceği görölmüştür. Ancak etkin kromosferli yıldızlarda daha büyük gaz basınçlarını veren basın ayarlama kuralları geçersiz olmaktadır. Örneğin MgII ve CII gibi farklı tayfsal çizgiler basınç için uygun belirteçler olmamaktadır. Neden olarak, atmosferin homojensizliğinin veya gaz akımlarının bu uyumsuzluk için etkili olabileceği belirtilmektedir.

Düşük ya da yüksek dispersiyonda, her bir kameraya ait Ters Duyarlık eğrilerini (Şekil 3.1) kullanarak mutlak kalibrasyon işlemi yapılmaktadır. Böylece analiz işleminde kullanılacak iki-boyutlu veriler elde edilmiş olur. Boyutun biri, Angström biriminde indirgenmiş dalgaboyu ve diğeri  $\text{erg/cm}^2 \text{ s } \text{Å}$  biriminde mutlak olarak kalibre edilmiş akıdır. FN değerlerinin mutlak akı değerlerine dönüştürülmesi aşağıdaki bağıntılar yardımıyla yapılmıştır :

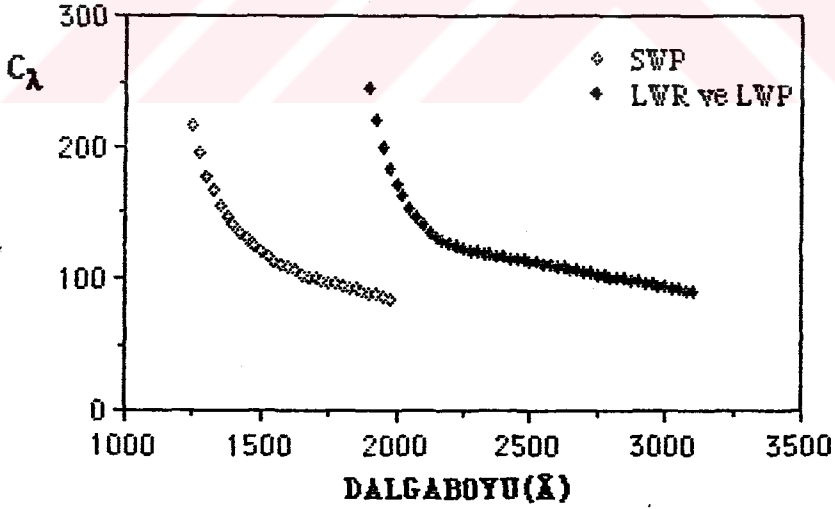
*Düşük Dispersiyon Tayflarının Mutlak Kalibrasyonu* : IUE düşük dispersiyon tayflarının mutlak kalibrasyonu, Bohlin vd (1980) tarafından tanımlanan yöntem kullanılarak yapıldı. Bu yöntemde, mutlak akı değerlerine dönüştürülecek düşük dispersiyon  $\text{FN}(\lambda)$  akı sayıları, Ters Duyarlık Fonksiyonunun, akıya ilişkin  $\lambda$  dalgaboyuna karşılık gelen  $S_\lambda^{-1}$  değerleri ile çarpılmakta ve,

$$F_{\text{abs}}(\lambda) = \text{FN}(\lambda) \times S_\lambda^{-1} / t \quad \text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1} \quad \dots\dots\dots(2)$$

bağıntısı yardımıyla mutlak olarak kalibre edilmiş net akı değerleri bulunmaktadır. Burada  $S_\lambda^{-1}$ ,  $\text{erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1} \text{FN}^{-1}$  birimindedir ve her bir kamera kendi  $S_\lambda^{-1}$  değerlerine sahiptir ( Şekil 3.1 ). Her bir  $\lambda$  dalgaboyuna karşılık gelen  $S_\lambda^{-1}$  değeri, eğer  $\lambda$ ,  $S_\lambda^{-1}$  fonksiyonunun  $\lambda_n$  ve  $\lambda_{n+1}$  gibi iki dalgaboyunun arasına düşerse, yani  $\lambda_n < \lambda < \lambda_{n+1}$  ise, lineer interpolasyon ile hesaplandı. Burada t, saniye biriminde tayfın poz süresidir ( exposure time ).  $S_\lambda^{-1}$  değerleri, diğer moröte uyduları ile daha önceden gözlenen standard yıldızların seçilmiş veri takımları kullanılarak elde edilmiştir ( Bogges vd 1978b, Turnrose vd 1980 ).



Şekil 3.1. IUE kameralarının düşük dispersiyon için Ters Mutlak Duyarlık fonksiyonları.



Şekil 3.2. IUE kameralarının yüksek dispersiyon için  $C_{\lambda}$  kalibrasyon faktörleri.

*Yüksek Dispersiyon Tayflarının Mutlak Kalibrasyonu* : Yüksek dispersiyon tayflarının mutlak kalibrasyonu için, Cassatella vd (1981) tarafından tanımlanan yöntem kullanıldı. Bu yöntemde, dalgalanmadan arındırılmış ( " Ripple Correction " denilen düzeltmesi yapılmış ) net akının ( IUE Image Processing Information Manual, 1987, Ed. J. Clavel ) mutlak değeri.

$$F_{abs}(\lambda) = FN(\lambda) \times C_{\lambda} \times S_{\lambda}^{-1} / t \quad \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1} \quad \dots\dots(3)$$

bağıtısı ile verilmektedir. Burada  $S_{\lambda}^{-1}$  , düşük dispersiyon tayflarına ait Ters Duyarlık Fonksiyonu,  $C_{\lambda}$  yüksek dispersiyon için kalibrasyon faktörü ( Cassatella vd 1981 ) ve  $C_{\lambda} \times S_{\lambda}^{-1}$  çarpımı, yüksek dispersiyonun Ters Duyarlık Fonksiyonunun değerlerini göstermektedir. Buradaki  $FN(\lambda)$  değerleri, " Ripple Correction " denilen düzeltmesi yapılmış net akı sayılarıdır ve  $t$  , saniye biriminde bir tayfın poz süresidir. Her bir kamera kendi  $C_{\lambda}$  kalibrasyon faktörüne sahiptir ( Şekil 3.2 ).  $\lambda$  dalga boyuna bağlı bir veri noktasına ilişkin bir  $C_{\lambda}$  değeri, düşük dispersiyonun  $S_{\lambda}^{-1}$  değerinin hesaplanmasında olduğu gibi lineer interpolasyon ile hesaplandı. " Ripple Correction " denilen düzeltme işlemi yüksek dispersiyonlu net tayfa uygulanmaktadır. Net tayf, toplam tayf ile arkafon ( Background ) tayfının farkıdır. IUE görüntülerindeki arkafon, saçılmış ışık, gökyüzü ışığının arkafonu, moröte dönüştürücüsü ( Moröte görüntüsünü görünür hale dönüştüren alet ) içindeki halasyon ( ışığın çeperlere taşması ), fosfor dedektöründeki radyoaktif bozunma, parçacık ışınımı ve diğer benzer kaynaklardan olan katkıların toplam etkisidir. Sözü edilen dalgalanmadan arındırılmış net akı,

$$F_{düz} = F(\lambda)_{net} / R(\lambda) \quad \dots\dots\dots(4)$$

ile hesaplanır. Burada

$$R(\lambda) = \sin^2 x / x^2$$

ve,

$$x = \pi m \alpha |\lambda - \lambda_c| / \lambda_c$$

$$\lambda_c = K / m$$

$m$  , eşel merteye numarası

$K$  , eşel ağ sabiti

$\alpha$  , ayarlama parametresi

$\pi$  , bilinen geometrik sabit .

$K$  ağ sabiti son zamanlarda

$$K = A_1 + A_2 m + A_3 m^2 \dots\dots\dots(5)$$

deneysel formül ile verilmektedir. Ake'ye ( IUE Image Processing Information Manual, 1987, Ed. J. Clavel : Ake 1981 ) göre  $K$  değerleri zamanla değişmektedir. Burada  $A_1$ ,  $A_2$  ve  $A_3$  sabitlerdir. Bu düzeltme işlemlerinin tümü Vax 11/750 'de IUESIPS ( IUE Spectral Image Processing System ) Fortran programı aracılığı ile yapıldı. Tayflara ilişkin verilerin yanısıra ilgili katsayılar, manyetik bantlardaki kütüklerde kayıtlı bulunmaktadır.

İncelenen 65 tayfın tümünde tayf çizgilerinin belirlenmesi, Charlotte E. Moore (1950) tarafından hazırlanmış " An Ultraviolet Multiplet Table " çizelgesi yardımıyla yapıldı ve UX Ari'ye benzer sistemlerin tayfları ile karşılaştırma yaparak denetlendi. Tüm tayfların evre hesabı için , Carlos ve Popper'in (1971)



daha önce Kısım 2.1.1 'de verilen (1) bağıntısından yararlanıldı. Elde edilen evreler, tayfın poz süresinin ortasına karşılık gelen zamanlardaki evrelerdir.

### 3.1 Düşük Dispersiyon Tayfları

Bu çalışmada incelenen toplam 34 düşük dispersiyonlu tayfın 16 tanesi SWP kamerası ile alınmış kısa dalgaboyu tayfı, 17 tanesi LWP kamerası ile alınmış uzun dalgaboyu tayfı ve 1 tanesi de LWR kamerası ile alınmış uzun dalgaboyu tayfidir. LWR kamerası ile alınan ve imaj numarası 6329 olan tayf, hem çapı 3 yay saniyesi olan dar yarık ( Small Aperture ) ve hem de 10 x 20 yay saniyelik büyük yarık ( Large Aperture ) kullanılarak art ardına yapılmış iki ayrı gözlem işlemi ile elde edilmiştir. Diğer gözlemler ise hep büyük yarık kullanılarak yapılmıştır.

#### 3.1.1. Kısa dalgaboyu tayf verileri

Düşük dispersiyonlu kısa dalgaboyu tayflarda belirlenen salma çizgileri.

- a) kromosferin orta bölümü diye bilinen ( sıcaklığı,  $T \sim 6 \times 10^3 \text{ }^\circ\text{K}$  ) bölgede oluşan, OI ( $\lambda\lambda 1302,1305$ ), CI ( $\lambda 1657$ ), SIII ( $\lambda\lambda 1808,1817$ ),
- b) üst kromosfer bölgesinde ( $T \sim 2 \times 10^4 \text{ }^\circ\text{K}$  ) oluşan,  $L_{\alpha}$  ( $\lambda 1215$ ), HeII ( $\lambda 1639$ ) ve CII ( $\lambda\lambda 1334,1335$ ),

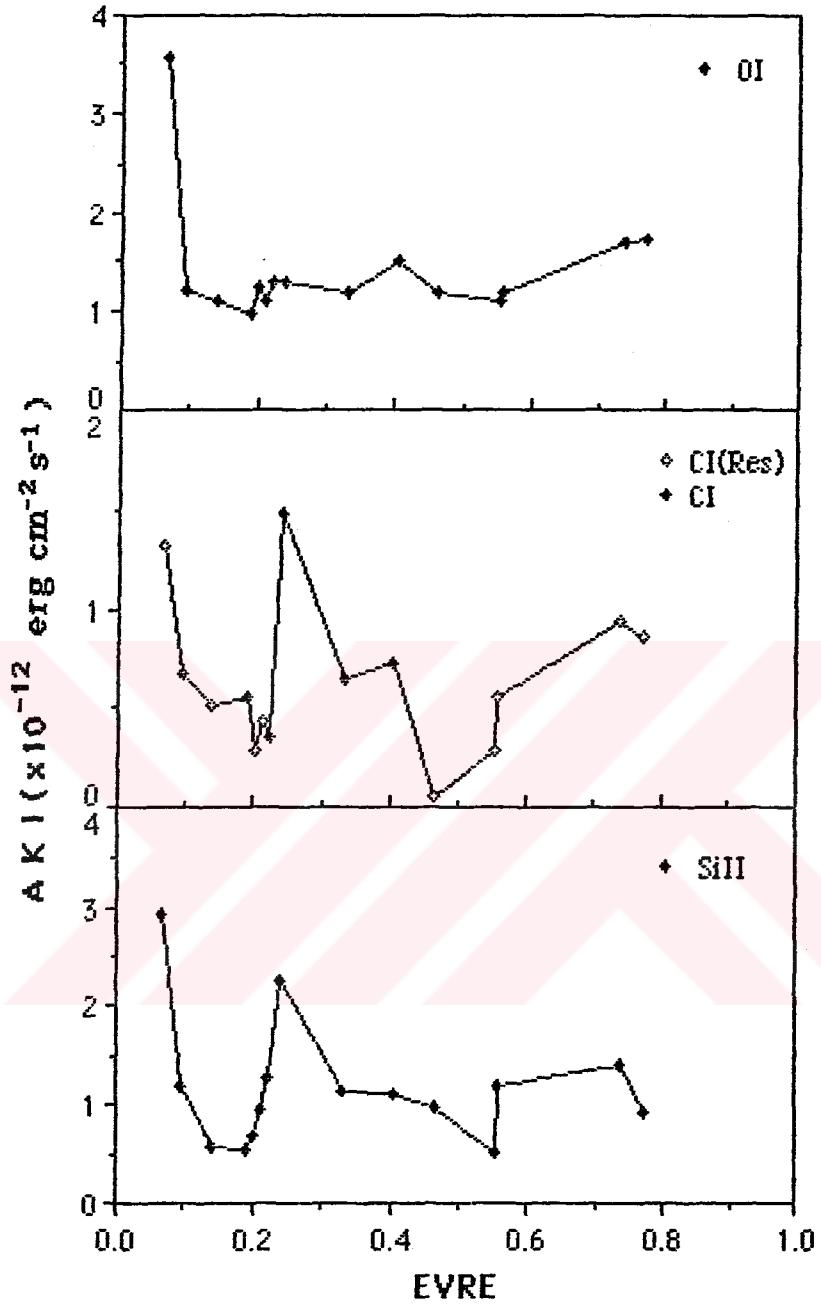
c) geçiş bölgesinde ( Transition Region ) oluşan NV (A1238), SiIV (A1393,1402) ve CIV (A1548,1550) çizgileridir ( Linsky 1980 ).

Salma çizgilerinin toplam akı değerleri, ilgili oldukları tayfın imaj numarası, tayfın alındığı tarih ve poz süresinin ortasına karşılık gelen evreleri ile birlikte Çizelge 3.2 'de verilmektedir. Elde edilen bu tayflar EK-A 'da verilmektedir.

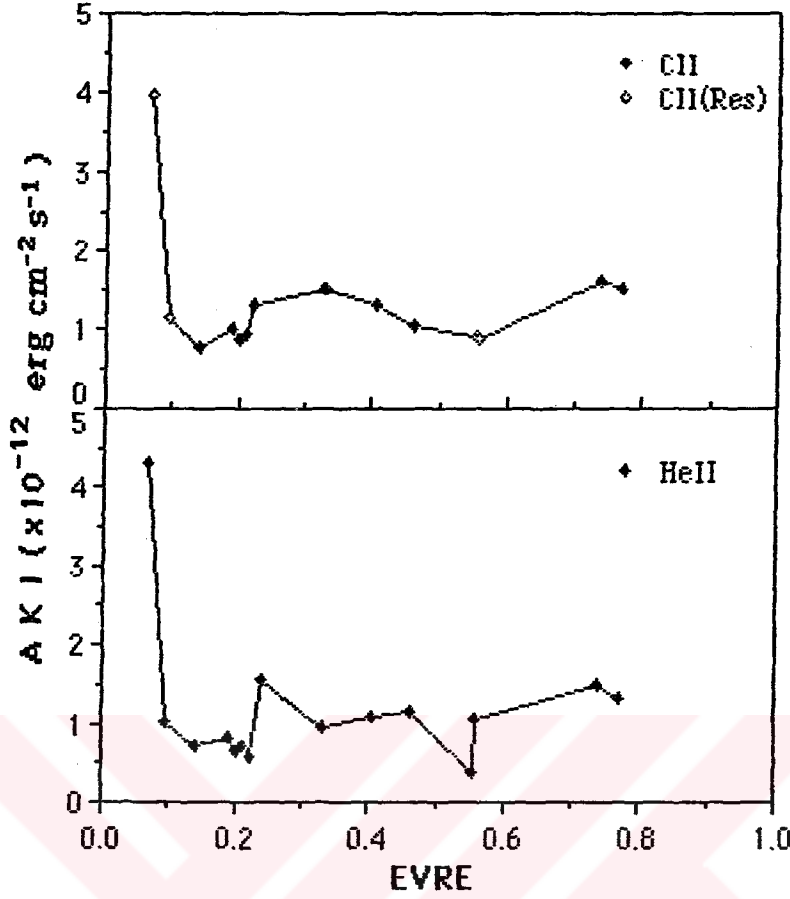
Orta kromosfer çizgileri olan CI, OI ve SiII salma çizgilerindeki akının evreye bağlı olarak değişimi Şekil 3.2 'de ve üst kromosfer bölgesinde oluşan CII ve HeII 'nin akılarındaki evreye bağlı değişim Şekil 3.3 'de gösterilmektedir. Benzer şekilde, Şekil 3.4 'de geçiş bölgesi çizgileri olan NV, CIV ve SiIV salma çizgilerindeki akıların evreye bağlı değişimleri gösterilmektedir. Bu şekillerdeki akı değerleri Yer atmosferinin hemen dışında ölçülen değerlerdir. Yıldızın yüzeyinde ölçülen değerlere indirgenmemiştir. Çünkü düşük dispersiyon tayflarından elde edilecek yüzey akı değerleri hem IUE verilerindeki duyarlılığın çok iyi olmamasından ( düşük dispersiyondaki akıda ortalama % 10 hata, eğer parçacık ışınımının katkısı da varsa % 20 hata ( Snijders ve Adams 1981 ) ve hem de olası diğer çizgilerin ( düşük dispersiyondan dolayı seçilemeyen, birbiri üzerine binmiş çizgiler ) katkısından dolayı yıldızın istenen fiziksel özelliklerini tam olarak temsil etmeyecektir. Ancak akıdaki değişimin genel durumu, sistemden ışınım kaybını bir etkinlik olayına bağlayabilecek şekilde yeterli bir fiziksel özelliği çıkarmamıza yardımcı olabilir. Bu amaçla, bu düşük dispersiyonlu tayflar için sadece Yer'in atmosfer dışında ölçülen akı değerleri yeterli bir ölçü olacaktır.

ÇİZELGE 3.2.UX Ari'nin düşük dispersiyonlu IUE tayflerinden elde edilen selma çizgilerinin toplam eki değerleri. (R) ile belirtilmiş değerler "Reseau mark" eki değerlerini de kapsamaktadır.

TAYF	EVRE	Orta Kromosfer			Üst Kromosfer		Geçiş Bölgesi		
		OI	CI	SIII	CII	HeII	NV	SiIV	CIV
SWP 03766	0.068	3.57E-12	1.32E-12(R)	2.93E-12	3.95E-12(R)	4.32E-12	3.55E-12	3.15E-12	1.05E-11
SWP 07342	0.095	1.22E-12	6.68E-13	1.21E-12	1.14E-12(R)	1.01E-12	7.40E-13	4.44E-13	1.80E-12
SWP 02336	0.140	1.10E-12	5.09E-13(R)	5.57E-13	7.62E-13	7.22E-13	5.20E-13	3.27E-13	1.31E-12
SWP 26730	0.191	9.60E-13	5.62E-13	5.51E-13	9.99E-13	8.00E-13	6.66E-13		1.16E-12
SWP 26731	0.201	1.25E-12	2.87E-12(R)	6.89E-13	8.65E-13	6.33E-13	8.04E-13		8.48E-13
SWP 26732	0.212	1.10E-12	4.34E-13(R)	9.37E-13	9.25E-13	6.95E-13	3.33E-13		1.09E-12
SWP 26733	0.222	1.34E-12	3.49E-13	1.28E-12	1.32E-12	5.72E-13	1.26E-12		2.16E-12
SWP 26735	0.241	1.34E-12	1.49E-12	2.25E-12		1.56E-12			
SWP 03855	0.332	1.18E-12	6.51E-13	1.14E-12	1.51E-12	9.56E-13	1.16E-12	8.21E-13	2.48E-12
SWP 13612	0.406	1.49E-12	7.27E-13	1.12E-12	1.31E-12	1.09E-12	7.93E-13	6.22E-13	2.28E-12
SWP 02351	0.464	1.19E-12	4.58E-14(R)	9.88E-13	1.04E-12	1.14E-12	3.43E-13	3.39E-13	1.73E-12
SWP 02301	0.554	1.09E-12	2.77E-13(R)	5.16E-13	8.88E-13(R)	3.91E-13	2.19E-13	8.62E-14	1.08E-12
SWP 07423	0.557	1.23E-12	5.46E-13(R)	1.20E-12	8.62E-13(R)	1.07E-12	6.79E-13	2.41E-13	1.49E-12
SWP 07267	0.737	1.69E-12	9.36E-13(R)	1.41E-12	1.61E-12	1.49E-12	8.08E-13	5.55E-13	2.40E-12
SWP 02375	0.772	1.72E-12	8.56E-13(R)	9.21E-13	1.50E-12	1.33E-12	5.19E-13	6.83E-13	1.82E-12

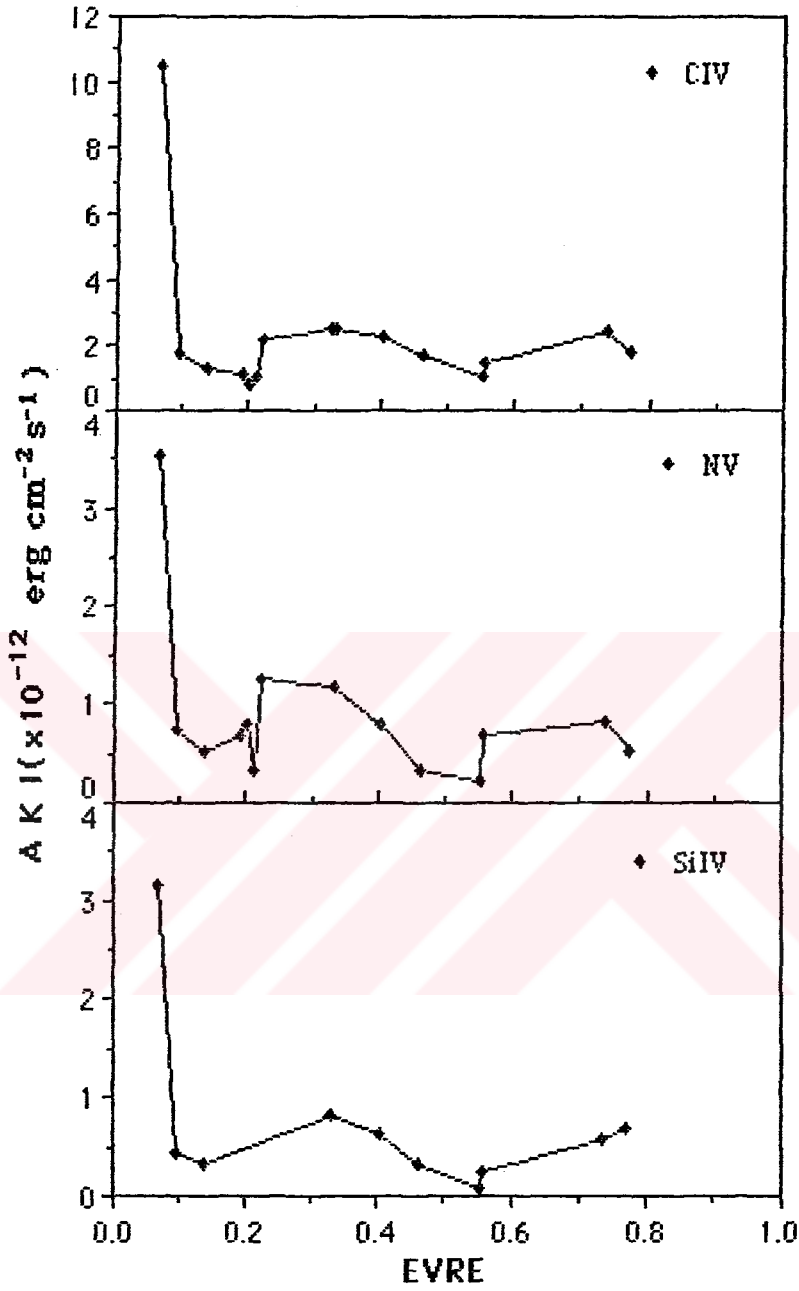


Şekil 3.2. Orta kromosfer bölgesinde oluşan OI, CI ve SiII salma çizgilerindeki toplam akının evreye bağlı olarak değişimi.



Şekil 3.3. Üst kromosfer bölgesinde oluşan CII ve HeII salma çizgilerindeki toplam akının evreye bağlı olarak değişimi.

Şekil 3.2.3.3 ve 3.4 'den görüleceği gibi tüm çizgilerde  $\sim 0.07$  evresinde bir flare olayını düşündüren akı yükselmesi dikkat çekicidir. Ayrıca  $0.07$  evresindeki akı artışı kadar olmasa bile akıdaki belirgin bir artış  $\sim 0.24$  ve  $\sim 0.74$  evrelerinde de görülmektedir. Diğer taraftan orta kromosfer bölgesinden geçiş bölgesine doğru gidildikçe ilgili bölgelerin çizgilerindeki akı değerinde, birbirlerine göre belirgin artışlar göze çarpmaktadır. Bu da, her bölgenin fiziksel doğasından dolayı doğal olarak beklenen bir durumdur. Bütün



Şekil 3.4. Geçiş bölgesinde oluşan CIV , NV ve SiIV salma çizgilerindeki toplam akının evreye bağlı olarak değişimi.

bu şekillerde, 0.07 evresindeki " Flare " olayı bir yana, 0.2 - 0.3 ve 0.7 - 0.8 evreleri arasındaki akı artışları, fotometrik ışık eğrilerinde aynı evre aralığındaki ışık düşmelerine karşılık gelmektedir. Bu da, fotosfer düzeyinde soğuk olan manyetik lekelerin üstündeki kromosfer bölgeleri ile geçiş bölgesinin sıcak olduğunu göstermektedir.

### 3.1.2. Uzun dalgaboyu tayf verileri

Düşük dispersiyonlu uzun dalgaboyu tayflarında göze çarpan en belirgin özellik MgII nin h+k salmasıdır. MgII h ve k 'nın ayrıntılı incelenmesi yüksek dispersiyonlu uzun dalgaboyu tayflarından yararlanarak yapıldı. Çünkü salma profilinin incelenmesinde gerekli olan süreklilik en iyi şekilde yüksek dispersiyonlu tayflarda belirlenebilmektedir. Yüksek dispersiyonlu tayflarda salma veya soğurmanın etkisinin olmadığı süreklilik düzeyi daha sağlıklı saptanabilmektedir. Düşük dispersiyonlu uzun dalgaboyu tayflarında kaba bir yaklaşımla süreklilik incelenemedi. Sistemin ~ 2300 Å ile ~ 3100 Å arasındaki sınırlı bir tayfsal bölgesinin bir karacisim ışımada bulunduğu yaklaşımla elde edilen süreklilikten yararlanarak, bileşenlerin sıcaklıkları ve yarıçapları hakkında bilgi edinildi. Ayrıca sistemin morötede artık bir ışınımaya sahip olduğu ve bu artık ışınımdan sorumlu olan kaynağın, sistemin fiziksel özelliğini etkileyen ve büyük bir olasılıkla KO IV bileşenini saran ve zaman zaman boyutu

65 V bileşenine kadar genişleyebilen bir çevresel ( circumstellar ) gazın olabileceği üzerinde duruldu. İncelenen 18 düşük dispersiyonlu uzun dalgaboyu tayfın 17 tanesi LWP kamerası aracılığıyla ve 1 tanesi LWR kamerası aracılığıyla alınmıştır. LWR kamerası ile alınan ve imaj numarası 06329 olan tayf her iki yarık ( çapı 3 yay saniyesi olan küçük delik ile 10x20 yay saniyelik oval yarık ) kullanılarak art ardına yapılan iki tayf çekimi işlemiyle elde edilmiştir ( Çizelge 3.1 ). Diğer 17 tayf büyük yarık kullanılarak elde edilmiştir.

Bu tayfların süreklilik incelemesi aşağıda tanımlanan yol izlenerek yapıldı. Yıldızlar tıpatıp bir karacisim gibi ışınım yapmadıkları halde onların enerji dağılımları ( tayflarındaki süreklilik ), tayflarındaki salma ve soğurma çizgilerinin etkileri giderilip bir karacisim ışınımına ait enerji dağılımını gösteren eğrilerle kabaca temsil edildi.

Bilindiği gibi, sıcaklığı T olan bir karacisimin birim yüzeyinden (  $1 \text{ cm}^2$  ) birim zamanda ( 1 saniye ) birim dalgaboyu aralığında ve birim uzay açısı içerisinde saldığı enerji miktarı,

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2 h c^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{hc/k \lambda T} - 1} \quad \dots\dots\dots(6)$$

Planck fonksiyonu ile hesaplanabilir. Burada h Planck sabiti, c ışığın boşlukta yayılma hızı ve k Boltzmann sabitidir. Bu Planck fonksiyonundan yararlanarak belirlenecek sıcaklık etkin sıcaklıktır. Bu da yıldızın yüzey etkin sıcaklığı ya da fotosferin ( ışınım yapan yüzeyinin ) etkin sıcaklığı olacaktır. O zaman  $\pi B_{\lambda}(T)$



çarpımı, bir yıldızın F ışınım akısını verir. (6) numaralı bağıntı ile tanımlanan Planck fonksiyonunun diğer bir ifadesi,

$$B_{\lambda}(T) = \frac{c_1 / \lambda^5}{e^{c_2 / \lambda T} - 1} \quad \text{.....(7)}$$

şeklinde yazılabilir ( Gray 1976 ). Burada  $\lambda$  Å biriminde olmak üzere  $c_1$  ve  $c_2$  katsayıları

$$c_1 = 2hc^2 = 1.19106 \times 10^{27} \text{ erg } \text{Å}^4 / \text{s cm}^2 \text{ rad}^2$$

$$c_2 = hc/k = 1.43879 \times 10^6 \text{ Å derece}$$

değerindedirler. Enerji dağılımı olarak tayfların incelenmesinde bu karacisim ışınımı yaklaşımından yararlanabilmek için, tayfların dalgaboyuna karşılık olan mutlak akı değerleri, sistemin yüzey akısı ( bileşenlerin yüzey akıları toplamı ) değerine dönüştürülmesi gerekir. Yer' de ölçülen bu mutlak akı değerlerini yüzeydeki akı değerlerine dönüştürmek için Gray'in (1976) verdiği

$$R = 4.43 \times 10^7 r \left( \frac{F_{\odot}}{F_{*}} \right)^{1/2} \quad \text{.....(8)}$$

bağıntıdan yararlanıldı. Burada R güneş yarıçapı biriminde yıldızın yarıçapı ve r, parsek biriminde yıldızın uzaklığıdır.  $F_{\odot}$  , yıldızın Yer'de ölçülen mutlak akısı ve  $F_{*}$  ise yıldızın yüzeyindeki akı değeridir. Eğer sistemin toplam ışınımında her iki bileşenin katkısı varsa, o zaman sistemin her iki bileşeninin yarıçapları hesaba katılmalıdır. Yani (8) bağıntısı,

$$F_{*} = F_{\odot} \times 1.96249 \times 10^{15} \frac{r^2}{R_G^2 + R_K^2} \dots\dots\dots(9)$$

olacaktır. Burada  $R_G$  ve  $R_K$  sırasıyla G5 ve K0 tayf türünden olan bileşenlerin yarıçaplarıdır. Yıldızın yüzey akısı, eşdeğer bir karacisim ışıınımı ile karakterize edilirse,

$$F_{*}(\lambda) = \pi E_{\lambda}(T) \dots\dots\dots(10)$$

yazılabilir. O halde sistem için bir karacisim yaklaşımı ile elde edilecek etkin sıcaklık, (7) ve (10) 'dan elde edilen

$$\frac{F_{*}(\lambda)}{\pi} = \frac{c_1}{\lambda^5} \frac{1}{e^{c_2/\lambda T} - 1} \dots\dots\dots(11)$$

bağınudan kestirilebilir. UX Ari sistemi için  $r = 50$  parsek olarak yapılan çeşitli yaklaşımların sonuçları EK-C 'de verilmektedir. Bu hesaplamalarda, tayf için belirlenen sürekliliğin gözlemsel akı değerlerine karşılık gelen bir T sıcaklığındaki karacisim ışıınım akısı fit edilmiştir. Hesaplamada kullanılan süreklilik, tayfın sürekliliğini temsil edebilecek ( muhtemelen ne soğurma ve ne de salmanın bulunmadığı bölgelerdeki akı değerleri ) iki dalgsboyunun akı değerinden yararlanarak belirlendi. Fit işlemi Bevington (1969) 'un GRIDLS adlı FORTRAN programından ( Macintosh Plus'ın Microsoft Basic diline dönüştürüp çalıştırarak ) yararlanılarak yapılmıştır. İterasyon adımlarında sıcaklık ve yarıçap değerleri, değişimi serbest olan parametreler olarak alınmıştır. Yapılan fitlerin iyilik derecelerinin bir ölçüsü olarak  $\chi^2$  'ler EK - C 'de verilmektedir. Sistemin toplam ışıınıma katkısı olan bileşenlerin akısı,

$$F_*(\text{Sistem}) = F_*(G) + F_*(K) + F_*(C) + \dots \quad \dots\dots\dots(12)$$

şeklinde hesaba katılmıştır. Dolayısıyla bunlara karşılık gelen karacisim ışınimleri için,

$$F_*(\text{Sistem}) = \pi (B_\lambda(T_G) + B_\lambda(T_K) + B_\lambda(T_C) + \dots) \quad \dots\dots(13)$$

yaklaşımı yapılabilir. Bileşenlerin ayrı ayrı sıcaklıkları (13) bağıntısından yararlanarak yapılacak fit işleminden kestirilebilirler. Yapılan karacisim ışınımı fit işlemi sistemin bir circumstellar ( sistemin KO IV bileşenini saran çevresel zarf ) maddeye sahip olabileceği sonucunu vermektedir ( EK-C ). Bu çevresel zarfın yarıçapı  $\sim 10R_\odot < R_A \leq 15R_\odot$  arasında bir değere sahip olmaktadır. Ancak bu fit sonuçları birbirleriyle tutarlı olmamıştır. Bu nedenle bu sonuçların güvenilirliği şüphelidir hatta yok denebilir. Çalışma çok dar bir dalgaboyu aralığında (  $\sim 700 \text{ \AA}$  ) yapıldığından farklı bir sonuç beklenmiyordu.

### 3.2. Yüksek Dispersiyon Tayfları

İncelenen toplam 31 yüksek dispersiyonlu tayfın 4 tanesi SWP kamerası ile alınmış kısa dalgaboyu, 14 tanesi LWP kamerası ile alınmış uzun dalgaboyu ve geri kalan 13 tanesi de LWR kamerası ile alınmış uzun dalgaboyu tayfidir ( Çizelge 3.1 ). Yüksek dispersiyonlu tayfların tümü 10 x 20 yay saniyelik büyük yarık kullanılarak elde edilmiştir.

### 3.2.1. Kısa dalgaboyu tayf verileri

Yüksek dispersiyonlu 4 kısa dalgaboyu tayfta belirlenebilen çizgiler Çizelge 3.3 'de özetlenmektedir. Düşük dispersiyonlu kısa dalgaboyu tayflarında görülen salma çizgilerinin çoğu ( OI, SiII, CII, HeII, CIV, CI, AlIII ) yüksek dispersiyonlu kısa dalgaboyu tayflarında da görülmektedir. Bu çizgilerden başka SiI, NII, FeII, FeIII ve SI çizgileri de vardır. Bu çizgilerin ölçülen akı değerleri Çizelge 3.3 'de verilmektedir. Bu çizelgede, toplam akısı ölçülen çizgilerin akı verileri  $\text{erg/cm}^2 \text{ s}$  birimindedir. Zayıf ve gürültülü olmasından dolayı fiti yapıp toplam akısı hesaplanamayan çizgilerin, zirvelerindeki ( pik ) akı değerleri verilmektedir. Bu pik değerleri ise,  $\text{erg/cm}^2 \text{ s } \text{\AA}$  birimindedir. Salma halinde olan demir çizgileri bir P Cyg profili özelliğine sahiptir. Salma çizgilerinin kanatlarında bir soğurma bileşeninin ( kimisinde kuvvetli ve kimisinde belirgin olacak düzeyde ) olması da, KO IV yıldızını saran bir maddenin varlığını düşündürmektedir ( EK-B ). Yüksek dispersiyon tayflarındaki OI, CI, SiII, CII, HeII ve CIV salma çizgilerinin toplam akı değerleri, Kısım 3.1.1 'de verilen düşük dispersiyon kısa dalgaboyu tayflarındaki aynı çizgilerin toplam akı değerleri ile birlikte evreye bağlı grafiklerde işaretlendi ( Şekil 3.5 ve 3.6 ). Bu işlem, SiII (  $\lambda$  1806, 1817 ) gibi çizgilerin toplam akılarında yapılan ( yüksek/düşük dispersiyon ile ilgili tayfsal doğadan kaynaklanan ) hatadan dolayı kaba bir değerlendirmedir. Yani, yüksek dispersiyonda toplam akıları ayrı ayrı hesaplanabilen SiII bileşenleri ( dolayısıyla SiII 'ye ait bileşenlerin tümünün toplam akısı ) , düşük dispersiyonda ayrık olmadıklarından dolayı, düşük dispersiyondaki toplam akıya eşdeğer olmayacaktır. Buna rağmen, bu karşılaştırmanın % 20 - 35 lik bir yanılğı dahilinde olduğu gözönünde bulundurularak, bir fikir edinebilmek için bu değerlendirme yapıldı.

Çizelge 3.3. Kısa dalgaboyu yüksek dispersiyon tayf verileri. Pik değerleri  $\text{erg/cm}^2\text{s \AA}$  birimindedir. Belirlenen çizgiler salma çizgileridir. (\*) ile işaretlenmiş çizgiler P Cyg profili özelliğindedir.

Tayf ve Evresi	Belirlenen çizgiler	Çizginin ölçülen merkezi dalgaboyu ( $\text{\AA}$ )	Çizginin toplam akısı ( $\text{erg/cm}^2\text{s}$ )
SWP 15211 $\psi = 0.259$	HeII	1640.840	$8.86 \times 10^{-13}$
	CI	1657.502	Çok zayıf, pik: $4.53 \times 10^{-13}$
	SiII	1808.266	Çok zayıf, pik: $4.83 \times 10^{-13}$
	SiII	1817.344	Çok zayıf, pik: $5.70 \times 10^{-13}$
	SI	1820.618	Çok zayıf, pik: $4.79 \times 10^{-13}$
	NII(?)	1842.258	Zayıf, pik: $5.77 \times 10^{-13}$
	SiI	1846.672	Zayıf, pik: $8.10 \times 10^{-13}$
	AlIII	1855.338	Çok zayıf, pik: $5.12 \times 10^{-13}$
	FeIII	1883.930	Çok zayıf, pik: $5.07 \times 10^{-13}$
SWP 15240 $\psi = 0.721$	OI	1302.006	$3.55 \times 10^{-13}$
	CII	1335.460	Çok zayıf, pik: $8.04 \times 10^{-13}$
	CIV	1547.874	Zayıf, pik: $11.26 \times 10^{-13}$
	HeII	1640.194	$4.25 \times 10^{-13}$
	CI	1655.171	$1.50 \times 10^{-13}$
	SiII	1807.740	$2.20 \times 10^{-13}$
	SiII	1816.721	$3.95 \times 10^{-13}$
	SI	1820.473	$1.78 \times 10^{-13}$
	SWP 31952 $\psi = 0.327$	OI	1305.317
OI		1306.478	$4.41 \times 10^{-13}$
CII		1335.033	$4.84 \times 10^{-13}$
CII		1336.216	$10.40 \times 10^{-13}$
CIV		1548.739	$14.58 \times 10^{-13}$
CIV		1551.507	$10.38 \times 10^{-13}$
HeII		1640.995	$5.82 \times 10^{-13}$
SiII		1808.556	$2.62 \times 10^{-13}$
SiII		1817.540	$5.07 \times 10^{-13}$
FeIII+SiIII		1892.747	$7.19 \times 10^{-13}$
FeIII		1909.416	$3.13 \times 10^{-13}$

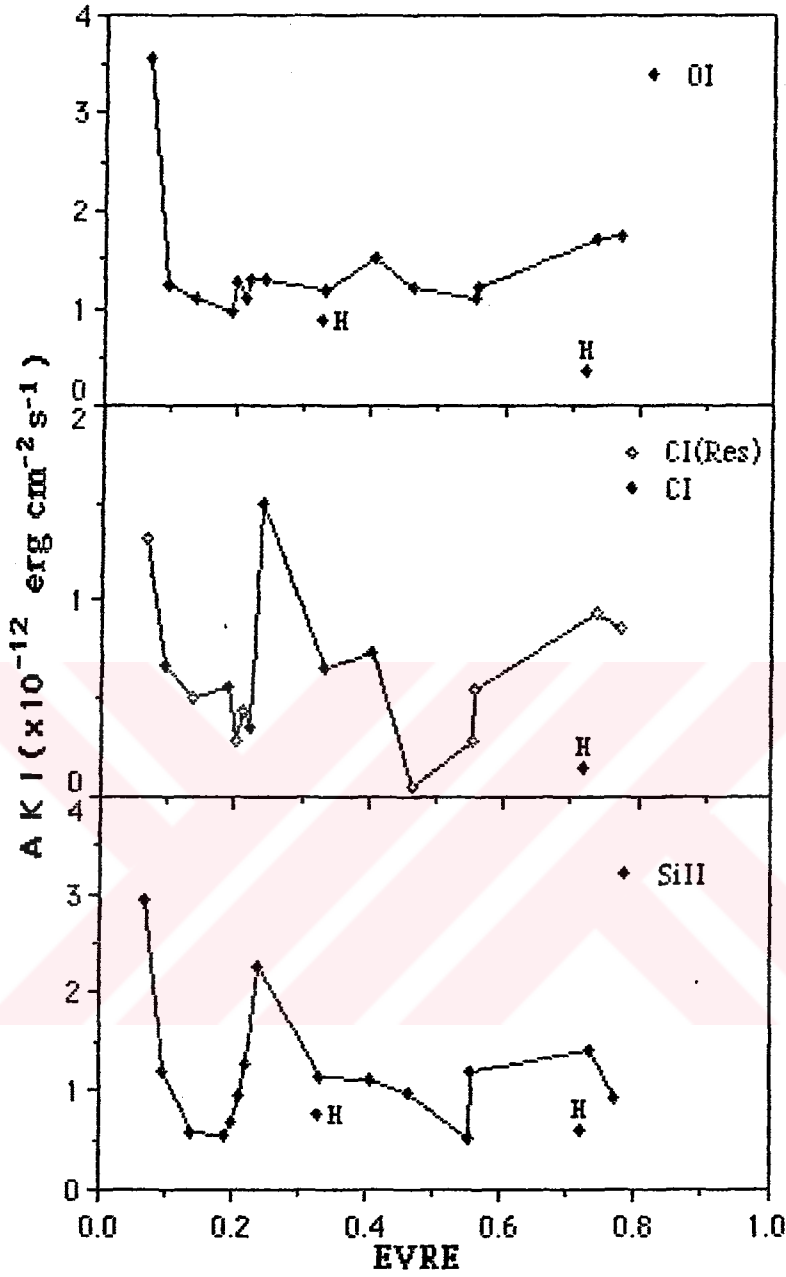
Çizelge 3.3. Kısa dalgaboyu yüksek dispersiyon tayf verileri (Devamı).

Tayf ve Evresi	Belirlenen çizgiler	Çizginin ölçülen merkezi dalgaboyu (Å)	Çizginin toplam akısı (erg/cm <sup>2</sup> s)
SWP 31953 ψ = 0.360	FeII+FeIII(*)	1694.056	59.64 x 10 <sup>-10</sup>
	FeII	1715.706	27.32 x 10 <sup>-10</sup>
	AlIII+FeII(*)	1760.086	35.00 x 10 <sup>-10</sup>
	SiII(*)	1783.007	25.53 x 10 <sup>-10</sup>
	FeIII+SiIII	1806.678	13.08 x 10 <sup>-10</sup>

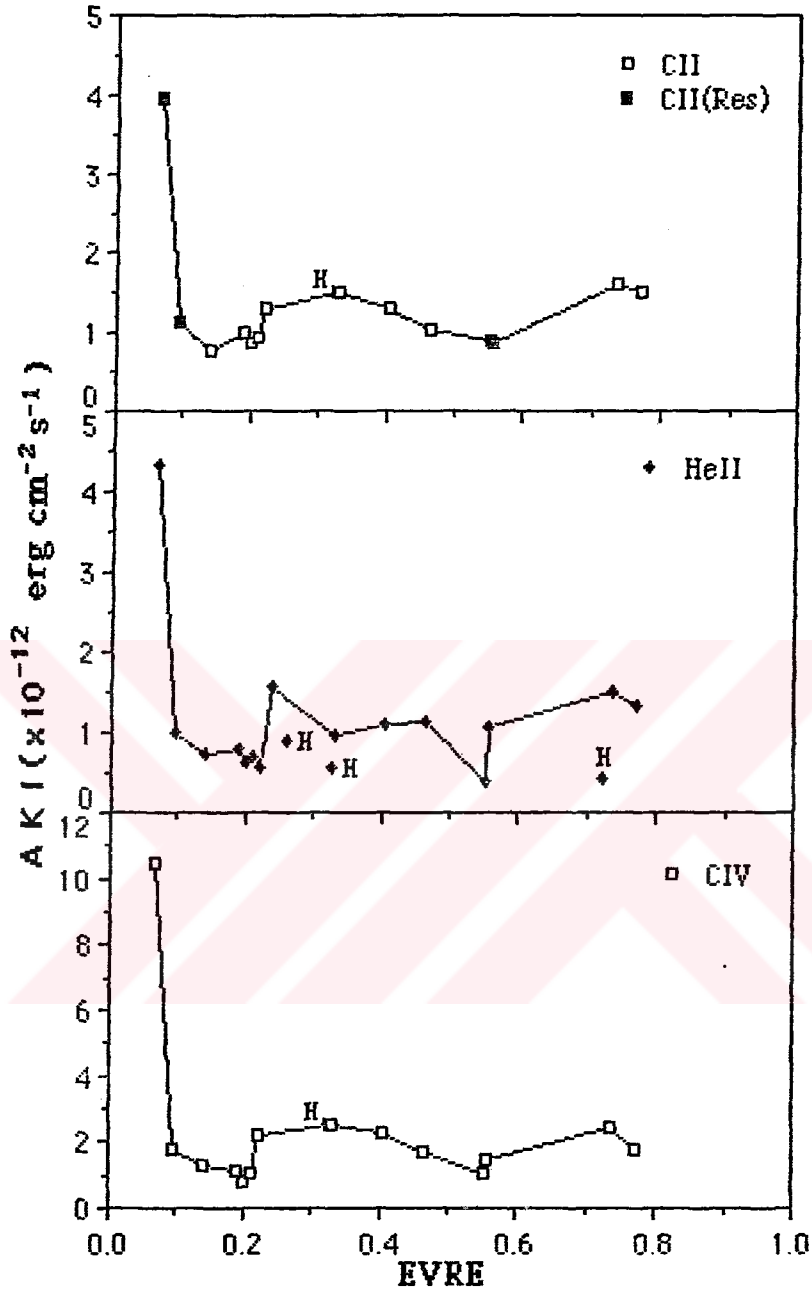
Şekil 3.5 ve 3.6 ' dan görüleceği gibi , 0.721 evresindeki veriler hariç düşük dispersiyon verilerinden fazla sapmadığı görülmektedir. Bu çizgilerin toplam akı değerleri, profillerine birer Gauss profili fit edilerek hesaplandı. Fit işlemi ve toplam akı hesaplamaları Macintosh Plus PC 'nin Microsoft Basic diline uyarlanmış programlar ile yapıldı. Gauss profilinin fit işleminde, Kısım 3.1.2 'de belirtilen GRIDLS adlı bilgisayar programından yararlanıldı. Bu fit işleminde, kuadratik bir süreklilik ele alındı. Böylece bir Gauss profili için,

$$F(\lambda) = a + b\lambda + c\lambda^2 + k \exp \left[ -\frac{1}{2} (\lambda - m/\sigma)^2 \right] \quad \dots\dots(14)$$

ifadesi kullanıldı. Burada a, b ve c kuadratik sürekliliğin katsayıları, k Gauss profiline ilişkin bir katsayıdır ve σ , Gauss profilinin standard sapmasını ve m ise profilin maksimumuna karşılık gelen dalgaboyunu temsil eden parametrelerdir. Toplam akı hesaplamalarında ise, trapezoidal integrasyon yöntemini kullanan bir basic programından yararlanıldı ( Conte ve de Boor 1972 ).



Şekil 3.5. Orta kromosfer bölgesinde oluşan OI, CI ve SiII salma çizgilerindeki toplam akının (yüksek dispersiyon verileri ile birlikte) evreye bağlı olarak değişimi. H ek işareti ile belirtilen veriler yüksek dispersiyon verileridir.



Şekil 3.6. Üst kromosfer bölgesinde oluşan CII, ve HeII salma çizgileri ile geçiş bölgesinde oluşan CIV salma çizgisindeki toplam akının (yüksek dispersiyon verileri ile birlikte) evreye bağlı olarak değişimi. H ek işareti ile belirtilen veriler yüksek dispersiyon verileridir.



### 3.2.2. Uzun dalgaboyu tayf verileri

Düşük dispersiyonlu uzun dalgaboyu tayflarında olduğu gibi yüksek dispersiyonlu uzun dalgaboyu tayflarında da göze çarpan en belirgin özellik kromosferik MgII h ve k salmasıdır. Toplam 27 yüksek dispersiyon uzun dalgaboyu tayfında, MgII h ve k salmasının ayrıntılı bir incelemesi yapıldı. MgII h ve k profilleri sistemin her bir bileşeni için ayrı ayrı ele alınarak ve olası bir yıldızlararası soğurmanın varlığı da gözönüne alınarak birer Gauss profilleri ile fit edildi (EK-D). Fit işlemi sonunda sistemin MgII h ve k çizgilerinin toplam akı değerleri, MgII dikine hız ( radyal hız ) eğrisi ve KO IV bileşenine ait MgII k profilinin yarı-genişliği elde edildi. Bu veriler aşağıda tartışılmaktadır.

#### 3.2.2.1. MgII h ve k salması

Uzun dalgaboyu yüksek dispersiyonlu tayfların 82 ci ve 83 cü mertebelerinde MgII nin h ve k profilleri bulunmaktadır. 83. mertebenin sonuna yakın bulunan k profili ile 82. mertebenin başlangıcına yakın bulunan h profilleri alınarak inceleme yapıldı. Bu profillerde şiddetli olan bileşenler, sistemin KO IV bileşenine aittir. G5 V bileşenine ait bileşenler ise zaman zaman daha gürültülü veya olası bir soğurmadan etkilenerek maksimumları bozulmuş şekilde olmaktadır. Ayrıca, çok belirgin olan bir özellik, KO IV bileşenine ait MgII h ve k profillerinin tepelerinde zayıf bir soğurmanın varlığıdır. Zayıf olan

bu soğurma, profillere birer Gauss profili fit edilmesi işleminde hesaba katılmamıştır. Gerek Huenemoerder vd 'nin (1989) sisteme ilişkin Roche geometrisi ve gerekse bu çalışmada kullanılan IUE verilerinden giderek elde edilen bileşen boyutları ve Roche verileri ( Kısım 3.2.2.2 ) dikkate alınırca, KO IV bileşeni etrafında kalınlığı fazla olmayan fakat yoğunluğu yeter derecede olan soğurucu bir ortamın, yukarıda belirtilen soğurmaya neden olabileceği düşünülebilir.

MgII profillerine ait fit verilerinden elde edilen toplam akı ve kanat genişliği/yarı-genişlik verileri her iki bileşen için Çizelge 3.4 'de, G5 V bileşeni için Çizelge 3.5 'de ve KO IV bileşeni için Çizelge 3.6 'da verilmektedir. Akıların tümü toplam mutlak akı olarak hesaplanmıştır. Profillerin kanat genişlikleri ve yarı genişlikleri hem Å biriminde ve hem de km/s biriminde hesaplandı.  $R_k$  ve  $R_h$  değerleri ise sırasıyla k ve h profilleri için

$$R_{k,h} = \frac{F_{k,h}}{\sigma T_e^4(\text{Sistem})}$$

şeklinde tanımlanan, sistemin bolometrik akısına normalize edilmiş, ilgili Mg II bileşeninin toplam kromosferik akısıdır. Bu hesaplamada sistemin etkin sıcaklığı 4955 °K alındı. Bu sıcaklık değeri, sistem için B-V = 0<sup>m</sup>.91 değeri kullanılarak ,

$$\log T_e = 3.906 - 0.234 (B-V) ; 0^m.4 < (B-V) < 1^m.4 \quad \dots\dots(15)$$

bağıntısından elde edildi ( Johnson 1966, Gray 1976 ). Çizelge 3.4 'deki değerlerden yararlanarak, Mg II h+k ve Mg II h,k akı değerlerinin evreye bağlı değişimleri Şekil 3.7 'de gösterilmektedir. Bu şekilde 0.061 evresine karşılık gelen

Çizelge 3.4. UX Ari'nin her iki bileşenden ileri gelen toplam Mg II h ve k ekileri ile profillerin taban genişlikleri.

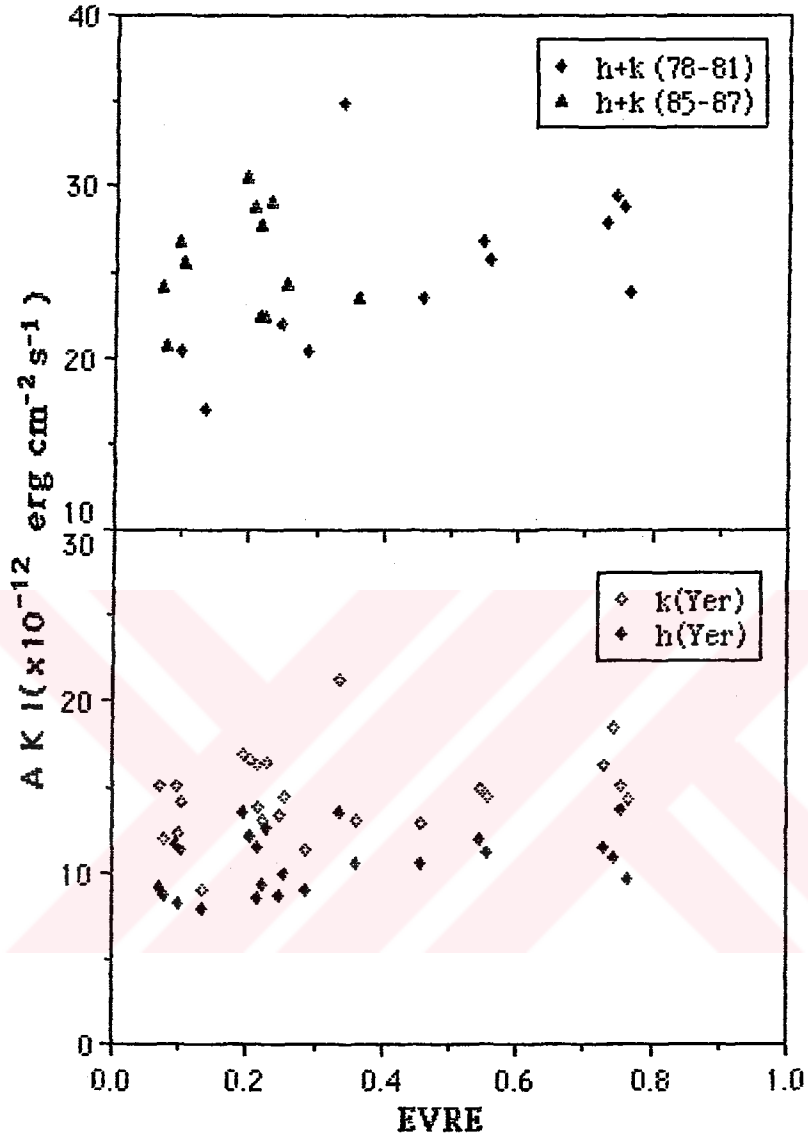
TAYE	EVRE	Mg II k Profili				Mg II h Profili					
		Yerde ( $\times 10^{-12}$ )	Yıldızda ( $\times 10^6$ )	R <sub>k</sub> ( $\times 10^{-4}$ )	Kenat Genişliği		Yerde ( $\times 10^{-12}$ )	Yıldızda ( $\times 10^6$ )	R <sub>h</sub> ( $\times 10^{-4}$ )	Kenat Genişliği	
					Å	km/s				Å	km/s
LWR 03344	0.061	52.301	26.011	7.611	12.060	1295.397	43.768	21.768	6.369	13.720	1470.459
LWP 11745	0.071	15.026	7.473	2.187	2.590	277.804	9.095	4.523	1.323	2.155	230.529
LWP 11746	0.079	12.000	5.968	1.746	2.045	219.323	8.756	4.355	1.274	1.785	190.939
LWF 11749	0.095	15.087	7.503	2.195	2.520	270.344	11.644	5.791	1.694	2.375	254.128
LWR 06330	0.101	12.258	6.096	1.784	2.230	239.182	8.194	4.075	1.192	1.985	212.353
LWP 11750	0.104	14.155	7.040	2.060	2.530	271.396	11.363	5.651	1.654	2.240	239.670
LWR 02111	0.133	9.025	4.488	1.313	2.880	308.988	7.981	3.969	1.161	2.990	319.983
LWP 06815	0.195	16.980	8.445	2.471	3.605	386.790	13.530	6.729	1.969	3.465	370.817
LWP 06816	0.205	16.685	8.298	2.428	3.340	358.344	12.126	6.031	1.765	2.930	313.517
LWP 11756	0.215	13.782	6.854	2.006	2.945	315.892	8.623	4.289	1.255	2.610	279.231
LWP 06817	0.216	16.245	8.079	2.364	2.650	284.263	11.448	5.694	1.666	2.630	281.400
LWP 11757	0.223	13.093	6.512	1.905	2.620	281.003	9.328	4.639	1.357	2.520	269.584
LWP 11758	0.230	16.548	8.230	2.408	3.120	334.733	12.564	6.249	1.828	3.040	325.308
LWR 10244	0.247	13.294	6.612	1.935	2.755	295.544	8.736	4.345	1.271	2.870	307.103
LWP 11762	0.256	14.379	7.151	2.092	3.160	339.018	9.961	4.954	1.450	2.770	296.398
LWR 11729	0.286	11.418	5.679	1.662	2.760	296.073	9.049	4.500	1.317	3.235	346.159
LWR 03432	0.336	21.298	10.592	3.099	3.260	349.707	13.543	6.735	1.971	2.855	305.450
LWP 11771	0.362	12.986	6.458	1.890	2.805	300.868	10.532	5.238	1.533	2.795	299.051
LWR 02136	0.458	12.953	6.442	1.865	2.380	249.943	10.501	5.223	1.528	2.360	252.519
LWR 02081	0.546	14.868	7.394	2.164	2.980	319.735	11.895	5.916	1.731	2.635	281.988
LWR 02082	0.556	14.482	7.202	2.107	2.020	216.702	11.147	5.744	1.622	1.900	203.298
LWR 06261	0.731	16.369	8.141	2.382	2.405	257.997	11.561	5.750	1.682	2.465	263.763
LWR 06262	0.743	18.435	9.168	2.683	3.745	401.816	10.922	5.432	1.589	2.875	307.650
LWR 11756	0.755	15.125	7.522	2.201	3.690	395.937	13.682	6.805	1.991	3.845	411.530
LWR 02158	0.766	14.223	7.074	2.070	2.445	262.322	9.569	4.759	1.392	2.475	264.863

Çizelge 3.5. UX Arının G5 V bileşeninden ileri gelen toplam Mg II h ve k ekulları ile profillerin yarı genişlikleri.

TAYF	EVRE	Mg II k Profili				Mg II h Profili					
		Yerde ( $\times 10^{-12}$ )	Yıldızda ( $\times 10^6$ )	R <sub>k</sub> ( $\times 10^{-4}$ )	Yarı Genişlik Å	Yerde ( $\times 10^{-12}$ )	Yıldızda ( $\times 10^6$ )	R <sub>h</sub> ( $\times 10^{-4}$ )	Yarı Genişlik Å		
										km/s	km/s
LWR 03344	0.061	12.189	6.062	1.774	1.049	112.503	14.031	6.976	2.042	1.643	175.716
LWF 11745	0.071	4.464	2.220	0.650	0.753	80.695	1.080	0.537	0.157	0.220	23.532
LWF 11746	0.079	2.200	1.094	0.320	0.450	48.263	1.702	0.846	0.248	0.400	42.822
LWF 11749	0.095	4.345	2.161	0.632	1.001	107.354	3.265	1.624	0.475	0.881	94.260
LWR 06330	0.101	3.025	1.504	0.440	0.593	63.618	1.806	0.898	0.263	0.545	58.318
LWP 11750	0.104	4.101	2.040	0.597	0.761	81.658	2.785	1.385	0.405	0.749	80.113
LWR 02111	0.133	2.317	1.152	0.337	0.976	104.673	1.740	0.865	0.253	1.050	112.282
LWP 06815	0.195	5.168	2.570	0.752	1.226	131.441	3.897	1.938	0.567	1.106	118.264
LWP 06816	0.205	7.240	3.601	1.054	1.450	155.500	3.482	1.732	0.507	0.898	96.054
LWF 11756	0.215	2.745	1.365	0.399	1.009	108.152	1.652	0.822	0.240	0.796	85.116
LWP 06817	0.216	5.659	2.814	0.823	1.233	132.274	4.302	2.140	0.626	1.318	140.962
LWF 11757	0.223	3.216	1.599	0.468	0.991	106.295	2.443	1.215	0.356	1.094	117.010
LWP 11758	0.230	3.959	1.969	0.576	1.130	121.142	2.436	1.709	0.500	1.245	133.120
LWR 10244	0.247	3.211	1.597	0.467	1.233	132.237	1.099	0.547	0.160	1.013	108.376
LWF 11762	0.256	2.289	1.138	0.333	0.848	90.973	2.389	1.188	0.348	1.173	125.492
LWR 11729	0.286	3.106	1.545	0.452	1.060	113.682	1.080	0.537	0.157	0.671	71.747
LWR 03432	0.336	5.779	2.874	0.841	1.104	118.365	2.775	1.380	0.404	0.893	95.491
LWF 11771	0.362	3.919	1.949	0.570	0.915	98.149	2.307	1.147	0.336	0.862	92.149
LWR 02136	0.458	1.088	0.541	0.158	0.133	14.291	1.138	0.566	0.166	0.159	17.013
*LWR 02081	0.546	11.254	5.597	1.638	1.185	127.045	2.034	1.012	0.296	0.243	25.953
LWR 02082	0.556	5.694	2.832	0.829	0.637	68.293	5.460	2.715	0.795	0.815	87.161
LWR 06261	0.731	4.878	2.426	0.710	1.223	131.160	2.790	1.388	0.406	1.209	129.264
LWR 06262	0.743	6.000	2.984	0.873	1.416	151.812	2.322	1.155	0.338	1.265	135.259
LWR 11756	0.755	5.491	2.731	0.799	1.355	145.308	4.486	2.231	0.653	1.402	149.906
LWR 02158	0.766	4.048	2.013	0.589	1.253	134.406	1.810	0.900	0.263	0.983	105.086

Çizelge 3.6. UX Ari'nin KO IV bileşeninden ileri gelen toplam Mg II h ve k ekulları ile profillerinin yarı genişlikleri.

TAYF	EVRE	Mg II k Profili				Mg II h Profili				
		Yerde ( $\times 10^{-12}$ )	Yıldızda ( $\times 10^6$ )	R <sub>k</sub> ( $\times 10^{-4}$ )	Yarı Genişlik Å km/s	Yerde ( $\times 10^{-12}$ )	Yıldızda ( $\times 10^6$ )	R <sub>h</sub> ( $\times 10^{-4}$ )	Yarı Genişlik Å km/s	
LWR 03344	0.061	20.083	9.988	2.922	0.972	104.187	7.777	2.275	0.893	95.450
LWP 11745	0.071	10.626	5.285	1.546	0.885	94.843	4.019	1.176	0.838	89.577
LWP 11746	0.079	9.548	4.749	1.389	0.792	84.857	3.432	1.004	0.737	78.761
LWP 11749	0.095	10.511	5.228	1.530	0.761	81.585	4.061	1.188	0.759	81.158
LWR 06330	0.101	9.021	4.487	1.313	0.893	95.755	3.028	0.886	0.803	85.869
LWP 11750	0.104	9.878	4.913	1.437	0.940	100.791	4.157	1.216	0.762	81.470
LWR 02111	0.133	6.611	3.288	0.962	0.910	97.591	3.027	0.886	0.967	103.447
LWP 06815	0.195	13.057	6.494	1.900	1.148	123.019	4.715	1.380	0.901	96.316
LWP 06816	0.205	9.202	4.577	1.339	0.783	83.968	4.267	1.248	0.864	92.338
LWP 11756	0.215	10.935	5.438	1.591	0.926	99.308	3.826	1.119	0.903	96.565
LWP 06817	0.216	13.976	6.951	2.034	1.088	116.647	4.593	1.344	0.928	99.212
LWP 11757	0.233	11.525	5.732	1.677	0.964	103.289	8.157	1.187	0.919	98.305
LWP 11758	0.230	12.326	6.130	1.794	0.957	102.645	8.689	1.264	1.027	109.801
LWR 10244	0.247	11.400	5.670	1.659	0.918	98.457	4.321	1.106	0.793	84.837
LWP 11762	0.256	11.884	5.910	1.729	1.036	111.088	3.781	1.256	0.918	98.186
LWP 11729	0.286	9.108	4.530	1.325	0.881	94.487	4.292	1.154	0.932	99.665
LWR 03432	0.336	15.608	7.762	2.271	1.009	108.137	3.944	1.173	1.034	110.579
LWP 11771	0.362	10.423	5.184	1.517	1.113	119.334	5.927	1.734	1.034	110.579
LWR 02136	0.458	12.550	6.242	1.826	0.919	98.425	4.009	1.173	0.972	103.936
*LWR 02081	0.546	3.531	1.756	0.514	0.255	27.395	10.178	1.481	1.047	112.029
LWR 02082	0.556	8.698	4.326	1.266	0.780	83.661	5.269	0.767	0.656	70.129
LWR 06261	0.731	13.216	6.573	1.923	0.794	85.147	8.277	1.204	0.717	76.653
LWR 06262	0.743	12.338	6.136	1.795	0.855	91.683	4.669	1.366	0.898	96.101
LWR 11756	0.755	9.806	4.877	1.427	0.828	88.829	4.922	1.440	1.009	107.892
LWR 02158	0.766	10.695	5.319	1.556	0.776	83.219	3.664	1.072	0.700	74.926



Şekil 3.7. MgII'nin h+k ile h ve k profillerindeki toplam akıların evreye bağlı olarak değişimleri.

LWR 3344 tayfına ilişkin veriler, bu tayfta bir " Flare " olayı olduğundan işaretlenmedi. Bu tayfa ilişkin veriler ayrıca tartışılacaktır. Yüzeyledeki akı değerlerinin hesabı için, Kısım 3.1.2 'de verilen (9) nolu bağıntı kullanıldı. Şekil 3.7 'den görüleceği gibi bu akı değerlerinde, 0.0 ile ~ 0.4 evreleri arasında düzenli sayılabilecek bir saçılma vardır. Bu evrelerde 1978, 1979 ve 1981 yıllarına ait tayflar ( dörtgenler ), 1985 ve 1987 yıllarındaki tayflara göre ( üçgenler ) daha düşük MgII ışınım akısı vermektedir. Bu da sistemin 1985 - 87 yıllarında daha etkin olduğunu göstermektedir. Yaklaşık  $35 \times 10^{-12}$  erg/cm<sup>2</sup> s kadar olan toplam h+k akı değeri ise ( LWR 3432 tayfı ), 1 Ocak 1979 'daki Flare ( LWR 3344 tayfı ) olayından 8 gün sonra, 9 Ocak 1979 'daki durumu göstermektedir. MgII 'nin bu toplam ışınım akısı ( aynı zamanda sistemin MgII ışınım kaybı veya MgII ışık eğrisi ), sözü edilen bu saçılma ile birlikte sistemin fotoelektrik fotometriden elde edilen ışık eğrisi ( Şekil 2.1 ) ile zıt fazda değişmektedir. Fotoelektrik fotometriden elde edilen ışık eğrilerinde olduğu gibi, MgII ışık eğrisinde de etkinlik olayı göze çarpmaktadır. 1985 - 87 yıllarındaki akılar, 1978 - 81 'deki akılardan ( 0.0 - 0.4 evreleri arasında ) yaklaşık olarak  $5 \times 10^{-12}$  erg/cm<sup>2</sup> s kadar daha fazladır. Yaklaşık aynı yıllara rastlayan fotometrik özellikler de bu akı artışını desteklemektedir. 1985 - 87 arasında sistemin V bandındaki ışık eğrisinin genliği, 1979 - 80 yıllarındaki genlikten ~ 0<sup>m</sup>.17 daha fazladır ( Kısım 4.1 ).

Çizelge 3.5 ve 3.6 'da LWR 2081 tayfı \* ile işaretlenmiştir. Çünkü 0.546 evresinde olan bu tayfta, sistemin G5 V ve K0 IV bileşenlerinin profilleri belirsiz olduğundan bileşenleri temsil edebilecek uygun Gauss profilleri elde edilememiştir. Ancak her iki bileşenden ileri gelen toplam akı üzerinde bir yanlışlık söz konusu değildir. Etkilenen parametreler, bileşenlere ait profillerin yarı-genişlikleri ile bileşenlerin ayrı ayrı toplam akı değerleridir. Buna göre



Çizelge 3.4 'deki verilerde bir hata olmamalıdır. Bu tayfın sadece Çizelge 3.5 ve 3.6 'daki verileri sistemin özelliğine uygun şekilde elde edilememiştir.

Sistemin yüzeydeki MgII k+h toplam akı değeri, ortalama olarak  $12.567 \times 10^6 \pm 1.941 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s}$  dir. Ortalama  $R_{k+h}$  değeri de  $3.677 \times 10^{-4} \pm 0.568 \times 10^{-4}$  ( $\log \bar{R}_{k+h} = -3.4344867$ ) olmaktadır. k ve h bileşenleri için ortalama değer olarak,

$$F_*(k) = 7.268 \times 10^6 \pm 1.217 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s} ; R_k = 2.127 \times 10^{-4} \pm 0.356 \times 10^{-4}$$

$$F_*(h) = 5.300 \times 10^6 \pm 0.846 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s} ; R_h = 1.551 \times 10^{-4} \pm 0.248 \times 10^{-4}$$

elde edildi. LWR 2081 tayfının verilerini, yukarıda belirtilen nedenlerden dolayı hesaba katmadan, sistemin G5 V bileşeni için ortalama değerler olarak,

$$F_*(k) = 2.031 \times 10^6 \pm 0.732 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s} ; R_k = 5.943 \times 10^{-5} \pm 2.144 \times 10^{-5}$$

$$F_*(h) = 1.281 \times 10^6 \pm 0.580 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s} ; R_h = 3.749 \times 10^{-5} \pm 1.697 \times 10^{-5}$$

$$F_*(k+h) = 3.312 \times 10^6 \pm 1.202 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s} ; R_{k+h} = 9.692 \times 10^{-5} \pm 3.519 \times 10^{-5}$$

$$\log R_{k+h} = -4.0135788$$

olmaktadır. Benzer şekilde KO IV bileşeni için bu ortalama değerler,

$$F_*(k) = 5.470 \times 10^6 \pm 0.969 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s} ; R_k = 1.600 \times 10^{-4} \pm 0.283 \times 10^{-4}$$

$$F_*(h) = 4.102 \times 10^6 \pm 0.693 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s} ; R_h = 1.200 \times 10^{-4} \pm 0.203 \times 10^{-4}$$

$$F_*(k+h) = 9.571 \times 10^6 \pm 1.566 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s} ; R_{k+h} = 2.800 \times 10^{-4} \pm 0.458 \times 10^{-4}$$

$$\log R_{k+h} = -3.5528015$$



olmaktadır. Sakin güneşte MgII 'nin yüzey akısı  $1.3 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s}$  dir ( Linsky vd. 1982 : Tokdemir'den 1985 ). Güneşe göre sistemin ve bileşenlerinin MgII akıları, yukarıdaki ortalama değerlerden

$$F_{\star}(\text{MgII}) \cong 9.7 F_{\odot}(\text{MgII}) \pm 1.5 F_{\odot}(\text{MgII})$$

$$F_{G5}(\text{MgII}) \cong 2.5 F_{\odot}(\text{MgII}) \pm 0.9 F_{\odot}(\text{MgII})$$

$$F_{K0}(\text{MgII}) \cong 7.4 F_{\odot}(\text{MgII}) \pm 1.2 F_{\odot}(\text{MgII})$$

olarak elde edilmektedir. Bu verilerden görülüyor ki, sistemdeki etkinlik olayı, K0 IV bileşeninden ileri gelmektedir. G5 V bileşenindeki görünen etkinlik, K0 IV bileşenindeki etkinliğin yaklaşık üçte biri kadardır ve hatası büyük olduğundan bu değer tartışmalı olmaktadır. % 36 mertebesinde olan hatanın, G5 V 'in verilerindeki saçılmanın büyük olmasından kaynaklanmaktadır ( IUE verilerinin doğasından ileri gelen hata yaklaşık % 20 mertebesinde ). Saçılmaya neden olan durum, tayflardaki G5 bileşenine ait profilin herhangi bir fiziksel olaydan veya birden fazla olaydan etkilenmesi olabilir. Eğer öyle bir olay varsa, bu, K0 IV 'ün etkinliğinden kaynaklanan ve G5 bileşeninin kromosferini zaman zaman daha etkin hale getirebilen yıldız rüzgarları ve bunların neden olabildiği madde akımı olmalıdır. Diğer bir olasılık ise, G5 bileşeni gerçekten biraz etkin olabilir.

Büyük bir " Flare " olayının ve aynı zamanda bileşenler arısında bir madde alış-verişinin gözlemsel bir delili olan LWR 3344 tayfı yaklaşık 0.06 evresine karşılık gelmektedir. Bu tayfa ilişkin profillerden elde edilen ve bileşenlerin her ikisinden ileri gelen toplam MgII k+h salması,

$$F_{\star}(\text{MgII}) = 47.779 \times 10^6 \text{ erg/cm}^2 \text{ s}$$

veya

$$F_*(\text{MgII}) \approx 36.8 F_{\odot}(\text{MgII})$$

kadardır. Bu tayfta k ve h profillerinin kanatlarında kırmızıya doğru asimetri özelliği göze çarpmaktadır. Kanatlardaki asimetriklik yaklaşık + 450-500 km/s 'lik hıza karşılık gelmektedir. Simon vd (1980), bunu, KO IV yıldızından G5 V 'e doğru bir madde aktarımının delili olarak yorumlamaktadır. Büyük bir flare olayını gösteren bu tayf için fit işlemi diğerlerinden biraz daha farklı yapıldı. Kanatların genişlemesine de neden olan bu flare olayına karşılık gelen bir Gauss profili daha eklendi. Bu işlem, flare olayına ilişkin kaba bir değerlendirme yapma imkanı vermektedir. İlgili profillerden elde edilen veriler şöyledir :

	<u>k Profili</u>	<u>h Profili</u>
Toplam akı ( Yer'de ) :	$41.617 \times 10^{-12} \text{ erg/cm}^2\text{s}$	$37.307 \times 10^{-12} \text{ erg/cm}^2\text{s}$
Yarı - Genişlik :	$5.23 \text{ \AA} (= 560.82 \text{ km/s})$	$6.15 \text{ \AA} (= 657.48 \text{ km/s})$
Yarı - Kanat Genişliği :	$6.03 \text{ \AA} (= 648 \text{ km/s})$	$6.86 \text{ \AA} (= 736 \text{ km/s})$

Bu flare olayı sistemin KO IV ve G5 V bileşeninin akılarını artırmıştır. G5 V 'in akısı yaklaşık 4 - 5 kat artarken KO IV 'deki akı artışı yaklaşık 2 - 3 kat olmuştur ( Çizelge 3.6 ve 3.7 ). Bileşenlerin bu akı artışlarından başka flare olayının fazladan sağladığı akı miktarı  $\sim 9 - 10 \times 10^{-12} \text{ erg/cm}^2\text{s}$  'dir ( Flare akısı ile bileşenler için hesaplanan toplam akının farkıdır ). Bu ise, KO IV 'den hızlanarak G5 V 'e düşen maddeden ileri gelebilir.

**Wilson - Bappu Bağıntısındaki Durum** : Wilson ve Bappu (1957), Ca II H ve K salma çizgilerinin genişlikleri ile 15. kadire kadar olan yıldızların görsel salt parlaklıkları arasında basit bir bağıntı buldular. Daha sonra pek çok astronom veri tabanını artırarak bu bağıntının neden varolduğunu açıklamaya çalışmıştır. Bu bağıntının çekici olması, korelasyonun basit ve sade olması ve yıldız kromosferleri hakkında çizgi genişliklerinin ölçümlerinden gerekli bilginin elde edilebileceği beklentisinden kaynaklanmaktadır. Bu çalışmaları özetle değerlendiren Linsky (1980), genişlik - ışınım gücü bağıntularının fiziksel yorumunun iki farklı grupta toplandığına dikkat çekmiştir. Bunlardan biri, genellikle CaII K için  $W_0$  olarak alınan genişliğin, çizgi profilinin Doppler merkezinde oluştuğunu ve bu nedenle kromosferdeki türbülans hızlarına karşılık geldiğini kabul etmektedir. Diğer fiziksel yorumda ise, genellikle  $W(K_1)$  olarak alınan genişliğin, çizgi profilinin kanatlarında oluştuğu düşünülür. Yine bu yorumda, genişliğin sıcaklığa ve kolon yoğunluğuna duyarlı olduğu ancak görece olarak kromosferik türbülans hızlarına duyarlı olmadığı savunulmaktadır.

Bu çalışmada UX Ari sisteminin bileşenlerine ait Mg II k ve h profillerinin yarı-genişlik değerleri elde edilmiştir. Bunları kullanarak UX Ari sisteminin Wilson - Bappu bağıntısına uygunluğu araştırıldı. Bunun için Vladilo vd 'den (1987) alınan aşağıdaki bağıntılar kullanıldı.

$$k \text{ çizgisi için, } M_v = 41.36 - 19.58 \log W_0 \text{ ( km/s ) } \dots\dots\dots(16) \\ \pm 0.78 \pm 0.40$$

$$h \text{ çizgisi için, } M_v = 40.78 - 19.53 \log W_0 \text{ ( km/s ) } \dots\dots\dots(17) \\ \pm 0.78 \pm 0.40$$

Burada  $W_0$  profilin yarı maksimum şiddetteki genişliğidir ( veya yarı- genişliği ) ve  $0.19 \text{ \AA}$  olan aletsel ayırma gücünden arındırılmıştır ( Bogges vd 1978 , Gray 1976 ). Bu bağıntuların korelasyon katsayıları, k çizgisi için  $r = 0.97$  ve h çizgisi için  $r = 0.96$  , k ve h çizgilerinden bulunacak parlaklıklar için verilen hatalar ise sırasıyla  $\pm 0^{m}56$  ve  $\pm 0^{m}55$  dir. Bu bağıntular kullanılarak elde edilen sonuçlar Çizelge 3.7 'de verilmektedir.

Çizelge 3.7 'den görüleceği gibi, herhangi bir tayfta k ve h profillerinden elde edilen görsel salt parlaklık değerleri birbirinden çok farklıdır. Bunun nedeni, bileşenlere ait profillerin gerçekte ilgili fiziksel durumları tam olarak temsil etmemeleri olabilir. Toplam veya bileşke profili verebilen ancak bileşenleri fiziksel olarak tam anlamıyla temsil edemeyen fitlerin bu durumları,

- 1- MgII k profilinin 83. mertebenin sonunda ve h profilinin 82. mertebenin başında bulunmasından dolayı ileri gelen gözlemsel yanlıgılar,
  - 2- Bileşenlerin profillerinin 0.25 / 0.75 evrelerinde dahi birbirlerinden tamamen ayırık olmamaları ( yani çiftlik etkisi ),
  - 3- Olası bir madde akımından dolayı kanstlarda belirsizliğin fazla olması,
  - 4- Soğurucu ortamın ( çevresel zarf ) zaman zaman G5 V bileşenini de etkilemesi ve bu nedenle onun profilini bozup belirsiz kılması,
- ve,
- 5- Küçük " Flare " olaylarının kromosferlerdeki normal fiziksel koşulları dengesiz kılması

gibi nedenlerden kaynaklanabilir. Eğer yukarıda sözü edilen fiziksel durumlar ( kromosferde ışınım geçişi denkleminde gerekli olan tüm fiziksel parametreler ) fit işleminde hesaba katılabilseydi bu durumun daha iyi olması beklenebilirdi.



Bu fiziksel koşulları temsil edecek parametreler tamamen ayrı bir kuramsal çalışmayı gerektirmektedir. Böylesi bir araştırma bu çalışmanın kapsamı dışında olduğundan dolayı burada daha fazla ayrıntıya girilmedi.

Yukarıda belirtilen tüm bu sorunlarla birlikte, k ve h profillerinin birbirine yakın parlaklık değerleri verdiği tayflar da vardır. G5 V bileşeni için birbirine yakın değerleri veren tayflar, LWP 11746, LWR 6330, LWP 11750 ve LWP 11771 dir. K0 IV bileşeni için ise, LWR 3344, LWP 11745, LWP 11746, LWP 11756, LWP 11757 ve LWR 2158 tayflarının k ve h profilleri birbirine yakın kadir değerleri vermektedir. Eğer bileşenlerin yarıçapları ve sıcaklıkları,

$$R_{G5} = 0.8 R_{\odot} \quad , \quad T_{G5} = 5500 \text{ }^{\circ}\text{K}$$

$$R_{K0} = 3 - 6 R_{\odot} \quad , \quad T_{K0} = 4700 \text{ }^{\circ}\text{K}$$

olarak alınırsa ( Allen 1973 , Huenemoerder vd 1989 , Strassmeier vd 1988 ), bileşenler için görsel salt parlaklıkların

$$M_V(G5) \sim 5^m.5 \quad \text{ve} \quad M_V(K0) \sim 2^m - 3^m$$

yöresinde olacağını Pogson formülünden kestirilebilir. Bu beklenen değerler dikkate alındığında, Wilson - Bappu bağıntısının bu değerlerden maksimum  $\sim 1^m$  'lik yanıtı ile ,

a) G5 V bileşeni için,

$$\text{LWP 11745 tayfında ; } M_V(k) = 4^m.30$$

$$\text{LWR 6330 tayfında ; k ve h 'in ortalaması olarak } M_V = 6^m.67$$

$$\text{LWP 11750 tayfında ; k ve h 'in ortalaması olarak } M_V = 4^m.04$$

$$\text{LWP 2082 tayfında ; } M_V(k) = 4^m.48$$

b) KO IV bileşeni için, LWR 3432, LWP 11771 ve LWR 2081 tayfları hariç geri kalan diğer tüm 22 tayfta

uygun görsel saft parlaklıkları verdiği görülmektedir. Buna göre, Wilson - Bappu bağıntısının KO IV bileşeni için  $\sim 1^m$  lik sapma payı ile uygun sonuçlar verdiği söylenebilir ancak aynı şey G5 V bileşeni için söylenemez. Bunun nedenleri yukarıda maddeler halinde özetlenmiştir.

### 3.2.2.2. Sistemin MgII radyal hız eğrileri

25 tayfın Mg II k ve h profillerine yapılan fitlerin sonucu olarak, sistemin her iki bileşenine ait profillerin merkezi dalgaboyları ve bu dalgaboyları üzerinde yapılan hatalar elde edildi. Bu veriler Çizelge 3.8 'de verilmektedir. Mg II k ve h çizgilerinin laboratuvar dalgaboyları sırasıyla 2795.523 Å ve 2802.697 Å ( Moore 1950 ) alınarak , Çizelge 3.8 'de verilen merkezi dalgaboylarının Doppler kaymaları ,

$$V_*(\text{km/s}) = (\lambda_* - \lambda_0 / \lambda_0) c (\text{km/s})$$

Doppler formülü ile hesaplandı. Burada  $\lambda_0$ , çizginin laboratuvar dalgaboyu ve c ışık hızıdır. Bu hesaplama sonucu elde edilen hız verileri ve hataları km/s biriminde Çizelge 3.9 'da verilmektedir. Bu dikine hızlar, IUE uydusunun ve Yer'in yörüngelerindeki dolanma hızlarından arındırılmıştır. Yani Güneş'e

indirgenmiş hızlardır. Hız indirgemesi için Harvel'in (1962) VELSUT ve VELSUN adlı Fortran programlarından yararlanıldı. Çizelge 3.9 'da verilen dikine hızların evreye bağlı değişimi, yani UK Ari sisteminin MgII dikine hız eğrisi Şekil 3.8 'de verilmektedir. Kromosferik çizgi olan CaII 'nin incelenmesi ile Carlos ve Popper (1971) tarafından elde edilen dikine hızlar, karşılaştırma amacıyla MgII k dikine hızları ile birlikte Şekil 3.9 'da işaretlenmiştir. Şekil 3.9 'da, MgII 'nin k çizgisinden elde edilen dikine hızların CaII 'ninkilerden ortalama olarak ~10 km/s kadar daha büyük oldukları görülmektedir.

Şekil 3.8 'den görüleceği gibi, MgII k çizgisinden elde edilen dikine hız eğrisinde hatalar h çizgisinden elde edilene göre daha küçüktür. Bu nedenle, MgII k'dan elde edilen dikine hız eğrisi çözüldü. Dikine hız eğrisinin çözümü Lehman - Filh s yöntemiyle yapıldı ( Binnendijk 1960 ). ~ 0.75 - 1.0 evreleri arasında veri olmaması nedeniyle, bileşenlerin dikine hız eğrileri en uygun ortalama eğri çizilerek elde edildi. Bu hız değerlerine en uygun eğrinin ( sinüs veya polinom eğrisi ) fit işlemi denendi ama bu aralıktaki veri eksikliği nedeniyle uygun sonuç elde edilemedi. Şekil 3.8 'de görülen alanlar planimetre ile ölçüldü. Daha sonra hız eğrilerine ilişkin aşağıdaki ölçümler yapıldı.

K0 IV bileşenine ilişkin eğri için,

$$A_1 = 65.26 \text{ km/s}$$

$$B_1 = 66.32 \text{ km/s}$$

$$K_1 = ( A_1 + B_1 ) / 2 = 65.79 \text{ km/s}$$

genlikleri ve G5 V bileşenine ilişkin eğri için,

$$A_2 = 52.63 \text{ km/s}$$

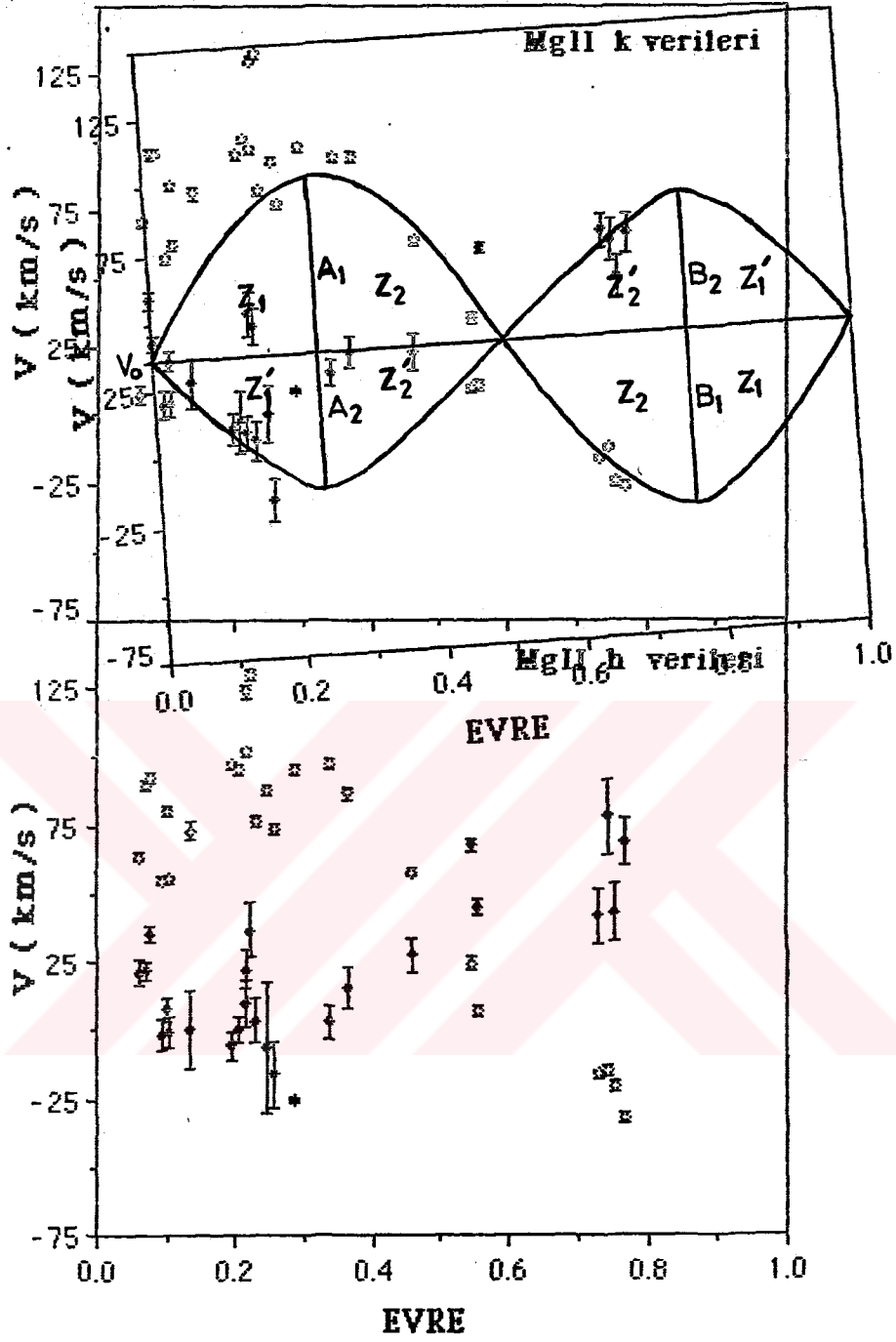
$$B_2 = 52.11 \text{ km/s}$$

$$K_2 = ( A_2 + B_2 ) / 2 = 52.37 \text{ km/s}$$

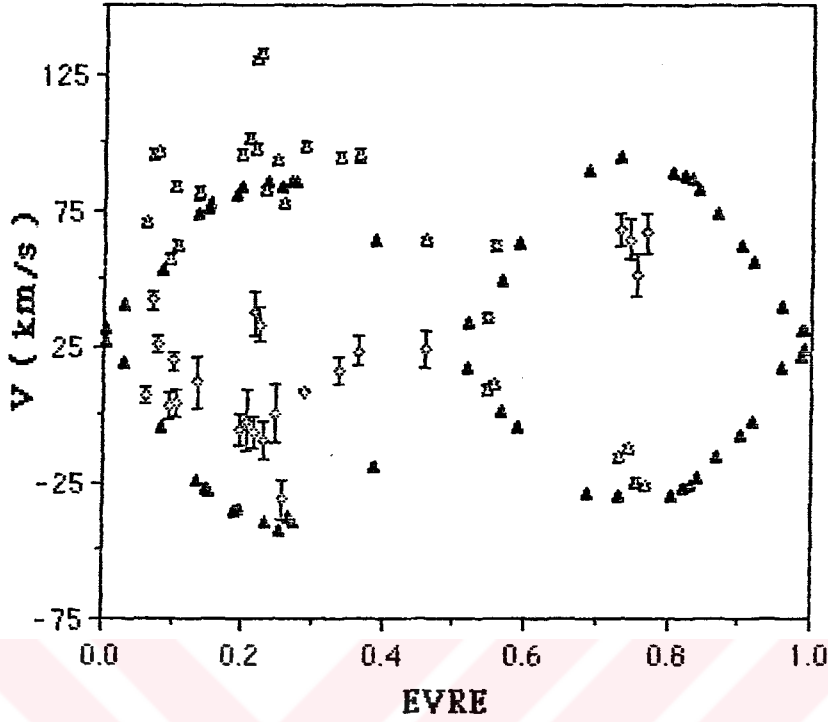


Çizelge 3.9. Mg II k ve h profillerinden UX Ari bileşenlerinin dikine hızları.

TAYE	EVRE	Mg II k Profilii			Mg II h Profilii		
		KD IV Bileşeni $V_*$ (km/s)	G5 V Bileşeni $V_*$ (km/s)	KO IV Bileşeni $V_*$ (km/s)	KD IV Bileşeni $V_*$ (km/s)	G5 V Bileşeni $V_*$ (km/s)	KO IV Bileşeni $V_*$ (km/s)
LWR 03344	0.061	70.581 ± 1.179	7.417 ± 3.002	63.392 ± 1.390	21.024 ± 4.813	21.024 ± 4.813	
LWP 11745	0.071	95.658 ± 1.608	42.038 ± 3.324	89.958 ± 1.818	22.035 ± 3.530	22.035 ± 3.530	
LWP 11746	0.079	95.980 ± 1.501	25.932 ± 3.895	92.632 ± 1.818	35.940 ± 2.781	35.940 ± 2.781	
LWP 11749	0.095	57.373 ± 1.287	3.432 ± 5.040	55.087 ± 1.604	-1.391 ± 5.883	-1.391 ± 5.883	
LWR 06330	0.101	83.754 ± 1.823	19.839 ± 3.431	80.331 ± 2.246	7.808 ± 4.171	7.808 ± 4.171	
LWP 11750	0.104	62.092 ± 1.823	4.290 ± 4.504	73.408 ± 1.497	-0.749 ± 5.455	-0.749 ± 5.455	
LWR 02111	0.133	81.095 ± 2.573	11.710 ± 5.898	97.338 ± 1.604	0.633 ± 14.228	0.633 ± 14.228	
LWP 06815	0.195	95.336 ± 1.715	-5.684 ± 5.898	97.338 ± 1.604	-5.776 ± 5.348	-5.776 ± 5.348	
LWP 06816	0.205	101.127 ± 1.608	-2.467 ± 11.151	95.413 ± 1.818	0.321 ± 4.493	0.321 ± 4.493	
LWP 11756	0.215	130.189 ± 1.501	37.105 ± 8.256	123.866 ± 2.031	22.570 ± 7.380	22.570 ± 7.380	
LWP 06817	0.216	97.374 ± 1.501	-6.756 ± 5.898	101.938 ± 1.818	9.948 ± 8.343	9.948 ± 8.343	
LWP 11757	0.223	132.548 ± 1.501	33.030 ± 6.755	130.391 ± 1.925	36.903 ± 9.733	36.903 ± 9.733	
LWP 11758	0.230	82.038 ± 1.501	-9.652 ± 6.755	76.694 ± 2.139	3.423 ± 8.236	3.423 ± 8.236	
LWR 10244	0.247	92.977 ± 1.394	0.429 ± 10.617	88.353 ± 1.818	-6.311 ± 23.426	-6.311 ± 23.426	
LWP 11762	0.256	77.320 ± 1.608	-31.207 ± 7.508	73.485 ± 1.818	-16.152 ± 11.981	-16.152 ± 11.981	
LWR 11729	0.286	98.232 ± 1.715	8.579 ± 0.858	95.520 ± 2.139	-25.137 ± 1.070	-25.137 ± 1.070	
LWR 03432	0.336	94.501 ± 1.286	15.787 ± 4.718	97.616 ± 1.711	2.738 ± 6.310	2.738 ± 6.310	
LWP 11771	0.362	94.800 ± 2.251	23.271 ± 5.362	86.642 ± 2.032	15.510 ± 7.487	15.510 ± 7.487	
LWR 02136	0.458	63.902 ± 1.394	23.579 ± 6.756	57.927 ± 1.818	27.656 ± 6.418	27.656 ± 6.418	
LWR 02081	0.546	9.428 ± 1.287	35.809 ± 1.930	24.340 ± 2.353	67.767 ± 2.460	67.767 ± 2.460	
LWR 02082	0.556	10.921 ± 1.609	61.645 ± 2.037	6.788 ± 2.139	45.082 ± 2.995	45.082 ± 2.995	
LWR 06261	0.731	-15.443 ± 0.965	67.775 ± 6.004	-16.152 ± 1.498	41.823 ± 10.053	41.823 ± 10.053	
LWR 06262	0.743	-12.118 ± 1.180	64.022 ± 7.398	-15.082 ± 1.712	78.299 ± 13.688	78.299 ± 13.688	
LWR 11756	0.755	-24.880 ± 1.501	51.153 ± 7.720	-20.751 ± 2.246	43.107 ± 10.375	43.107 ± 10.375	
LWR 02158	0.766	-26.088 ± 1.180	66.782 ± 7.292	-32.152 ± 1.498	69.144 ± 8.449	69.144 ± 8.449	



Şekil 3.8. UX Ari sisteminin MgII k ve h çizgilerinden elde edilen dikine (radyal) hızın evrenin fonksiyonu olarak değişimi. İçi boş ve dolu olan simgeler sırasıyla sistemin KO IV ve G5 V bileşenlerine ait dikine hız değerlerini göstermektedir.



Şekil 3.9. UX Ari sisteminin MgII k ( içi boş simgeler ) ve CaII ( içi dolu simgeler ) çizgilerinden elde edilen dikine hız değerlerinin bir karşılaştırılması.

genlikleri bulundu. Bu değerlerden kütle oranı,

$$M_1 / M_2 = K_2 / K_1 = a_2 \sin i / a_1 \sin i = 0.796$$

ve

$$K = K_1 + K_2 = 118.16 \text{ km/s}$$

olarak bulunur. Burada  $a_1$  ve  $a_2$  sırasıyla K0 IV ve G5 V bileşenlerinin yörüngelerinin yarı-büyük eksen uzunlukları ve  $i$  sistemin yörünge düzleminin eğim açısıdır.

$$a \sin i = 0.01375 K P (1 - e^2)^{1/2} \dots\dots\dots(18)$$

bağıntısından  $a \sin i$ ,  $10^6$  km/s biriminde bulunur. Burada P, gün cinsinden dolanma dönemi ve a, görelî yörüngenin yarı-büyük eksen uzunluğudur. Eğrilerin ve genliklerinin sınırladıkları alanların ortalama değerleri,

$$Z_1 = 62.5 \text{ birim kare, } Z_2 = 80.5 \text{ birim kare}$$

$$Z_1' = 50 \text{ birim kare, } Z_2' = 66.5 \text{ birim kare}$$

olarak bulundu. Bu değerler ile,

$$e_1 \sin \omega_1 = \frac{2 \sqrt{A_1 B_1}}{A_1 + B_1} \frac{Z_2 - Z_1}{Z_2 + Z_1} \quad , \quad e_1 \cos \omega_1 = \frac{A_1 - B_1}{A_1 + B_1}$$

$$e_2 \sin \omega_2 = \frac{2 \sqrt{A_2 B_2}}{A_2 + B_2} \frac{Z_2' - Z_1'}{Z_2' + Z_1'} \quad , \quad e_2 \cos \omega_2 = \frac{A_2 - B_2}{A_2 + B_2}$$

bağıntularından bileşenlere ilişkin yörüngelerin dış merkezlikleri,  $e_1 = 0.126$  ve  $e_2 = 0.141$  olarak bulunur ( Burada  $\omega$ , gerçek yörüngede enberi noktasının çıkış düğümünden olan açısal uzaklığıdır ). Bunların ortalamasından görelî yörüngenin dış merkezliği için yaklaşık bir değer olarak  $e = 0.13$  değeri bulunur. Carlos ve Popper (1971), CaII dikine hız eğrilerinden dış merkezliğin yaklaşık sıfır olduğunu ( dairesel yörünge ) kestirmiştir. MgII hız eğrisinden elde edilen  $e = 0.13$  değeri ( eliptik yörünge ) bundan çok farklıdır. Yörünge dönemini  $P = 6.43791$  gün ve yörünge eğim açısını  $i = 60^\circ$  olarak, (19) bağıntısından,

a)  $e = 0$  için,

$$a_1 \sin i = 5.824 \times 10^6 \text{ km} , a_1 = 6.725 \times 10^6 \text{ km} = 9.66 R_{\odot}$$

$$a_2 \sin i = 4.636 \times 10^6 \text{ km} , a_2 = 5.353 \times 10^6 \text{ km} = 7.69 R_{\odot}$$

$$a \sin i = 10.460 \times 10^6 \text{ km} , a = 12.078 \times 10^6 \text{ km} = 17.35 R_{\odot}$$

b)  $e = 0.13$  için,

$$a_1 \sin i = 5.774 \times 10^6 \text{ km} , a_1 = 6.668 \times 10^6 \text{ km} = 9.58 R_{\odot}$$

$$a_2 \sin i = 4.597 \times 10^6 \text{ km} , a_2 = 5.308 \times 10^6 \text{ km} = 7.63 R_{\odot}$$

$$a \sin i = 10.371 \times 10^6 \text{ km} , a = 11.975 \times 10^6 \text{ km} = 17.21 R_{\odot}$$

elde edilir. Bileşenlerin kütleleri,

$$m_1 \sin^3 i = \frac{a_2 \sin i (a \sin i)^2}{25 P^2}$$

ve,

$$m_2 \sin^3 i = \frac{a_1 \sin i (a \sin i)^2}{25 P^2}$$

bağıntularından,  $a$ ,  $10^6$  km ve dönem gün biriminde alınarak,

a)  $e = 0$  ve  $i = 60^\circ$  için,

$$m_1 \sin^3 i = 0.490 m_{\odot} , m_1 = 0.75 m_{\odot}$$

$$m_2 \sin^3 i = 0.947 m_{\odot} , m_2 = 0.95 m_{\odot}$$

b)  $e = 0.13$  ve  $i = 60^\circ$  için,

$$m_1 \sin^3 i = 0.477 m_{\odot} , m_1 = 0.735 m_{\odot}$$

$$m_2 \sin^3 i = 0.599 m_{\odot} , m_2 = 0.923 m_{\odot}$$

olarak elde edildi. Sistemin kütle merkezinin hızı ise,  $V_0 = 36.5 \text{ km/s}$  bulundu.

Yukarıda bulduğumuz  $e$  dış merkezliği, KO IV bileşeninin kütlesi ve sistemin kütle merkezinin hız değerleri, Carlos ve Popper (1971) ve Huenemoerder vd 'nin (1989) görsel bölgede buldukları

$$e \sim 0, m_1 = 1.07 m_{\odot}, V_0 = 26.5 \text{ km/s}$$

değerlerinden oldukça farklıdır. Nedenlerden biri, Şekil 3.9 'da görüldüğü gibi, G5 V bileşenine ilişkin hızlardaki saçılma ve hatalar olabilir. Benzer saçılma KO IV bileşeni için de vardır ancak onlar, G5 V 'inkilere göre çok daha küçüktür. Ayrıca 0.5 ile 1.0 evreleri arasında yeterli veri olmadığından, iyi bir hız eğrisi elde edilemedi. Bu yüzden dış merkezlik, kütle ve kütle merkezinin hızı için, görsel bölgedeki çalışmalardan bulunan değerlerinden farklı sonuçlar bulundu. G5 V ve KO IV bileşenlerine ait dikine hız eğrileri ayrı ayrı ele alındıkları zaman her birinin farklı  $V_0$  kütle merkezi hızı verdiği görülmektedir. Bütün bunlar, sistemde bir çevresel maddenin varlığının kanıtı olabilir ( Batten 1973 ). IUE tayflarından elde edilen MgII hız değerlerine göre, çevresel madde her iki bileşenin etrafında olmalıdır. G5 V 'in MgII çizgileri bu maddeden daha çok etkilenmektedir.

Sistemde bir çevresel madde beklendiğine göre, bu durumda sistemin Roche geometrisi ne olmalıdır? Bu amaçla, Kopal'in (1959) Roche modeline ilişkin denklemlerinden yararlanarak sistemin bileşenlerinin 1. Roche loblarına eşdeğer hacimli kürelerin yarıçapları hesaplandı. Bu hesaplamalar aşağıda verilmektedir.

Bileşenlerin ortalama Roche yarıçapları,

$$(r_o)_{1,2} = \frac{2(1-\mu)}{C_1 - (1+\mu)^2 + 1}$$

ile verilmektedir. Burada K0 IV bileşeni için  $\mu = m_2 / (m_1 + m_2)$  ve G5 V bileşeni için  $\mu = m_1 / (m_1 + m_2)$  kesirsel kütle değerleri kullanılmaktadır.  $C_1$  ise,

$$C_1 = 2(1-\mu)\Omega_1 + \mu^2$$

$$\Omega_1 = 2^2 - \mu^2 / 2(1-\mu)$$

şeklinde tanımlanmaktadır. Bu bağıntılardan yararlanarak, UX Ari 'nin bileşenleri için ortalama Roche yarıçapları,

a)  $a = 17.35 R_\odot$ ,  $m_1 = 0.75 m_\odot$  ve  $m_2 = 0.95 m_\odot$  değerleri kullanılarak,

$$(r_o)_1 = 0.3433 a = 5.96 R_\odot, (r_o)_2 = 0.3824 a = 6.63 R_\odot$$

b)  $a = 17.21 R_\odot$ ,  $m_1 = 0.735 m_\odot$  ve  $m_2 = 0.923 m_\odot$  değerleri kullanılarak,

$$(r_o)_1 = 5.92 R_\odot \text{ ve } (r_o)_2 = 6.57 R_\odot$$

elde edilir. Bileşenlerin yarıçapları ise, eşzamanlı dönmenin (senkronize) olduğu kabul edilerek, Vogt ve Hatzes'den (1991) alınan  $v_1 \sin i = 39 \pm 1 \text{ km/s}$ ,  $v_2 \sin i = 7.25 \pm 0.25 \text{ km/s}$  izdüşüm dönme hızlarından,

$$R_1 = 5.74 \pm 0.15 R_\odot \text{ ve } R_2 = 1.07 \pm 0.04 R_\odot$$

bulunur. Bu değerlerden K0 IV 'ün Roche lobunu doldurmak üzere olduğu görülmektedir. Huenemoerder vd 'ne (1989) göre bu değerler şöyledir :

$$\text{Roche yarıçapları : } (r_o)_1 = 7.0 R_\odot \text{ ve } (r_o)_2 = 6.5 R_\odot$$

$$\text{Bileşen yarıçapları: } R_1 = 6.2 \pm 1.2 R_\odot \text{ ve } R_2 = 0.8 \pm 0.2 R_\odot$$

Görüldüğü gibi aynı boyutlarda olmasa bile sistemin Roche geometrisi Huenemoerder vd 'nin (1989) bulduğu geometri ile uyusmaktadır. Bu geometriye göre K0 IV bileşeninden G5 V 'e doğru bir madde aktarımı ve bu nedenle bir çevresel zarf veya maddenin varlığı da beklenebilir.

#### 4. SİSTEMİN ETKİNLİĞİ

"Yıldız Etkinliği" deyimi, yıldızı makroskopik olarak bozmayan, normal atmosferik yapının geçici değişimleri gibi ortaya çıkan, sakin atmosferik akının az ya da çok ani yükselmeleri veya düşmeleri şeklinde görülen, kısacası ısısal olmayan kaynaktaki böylesi kararsızlıklardan meydana gelen tüm olayları belirtmek için kullanılmaktadır. Amerikan astronomları "Yıldız Etkinliği" tanımını, kromosferleri ve koronaları aktif olan yıldızlar için kullanmaktadırlar (Rodonò 1980).

Sadece Güneş'teki etkinlik olayları ayrıntılı olarak elde edilebiliyor. Bununla beraber, eğer Güneş herhangi bir yıldız uzaklığında olsaydı etkin bir yıldız olarak tanınmayacaktı. Çünkü çok şiddetli "Flare'ler" ve çok büyük güneş lekeleri bile, Güneş'in toplam enerji üretimini sadece % 0.1 veya daha az oranda etkileyebilecekti. Bugünkü teknik olanaklar ile, Güneş'in dönmesinden veya olayın zayıf olmasından dolayı ortaya çıkan düşük genlikli bu görelî değişimleri belirlemek olanaksız oluyor. Ancak etkinliği çok daha büyük olan yıldızların değişimleri gözlenebilmektedir. Fotometrik ve tayfsal gözlemlerin duyarlılığı, yıldızın ışınım gücüne ve kullanılan alıcılara bağlı olarak %1 - %10 dolayında olmaktadır. Bunun anlamı ise şudur : Güneş'te gözlenen enerji aralığındaki güneş-türü lekeler veya Flare'ler, sadece, enerjisi Güneş'in enerjisinden en azından 10 - 100 kez daha düşük olan yıldızlarda (yani K - M cüce yıldızlarında) belirlenebilir. Daha sönük bir yıldızda Güneş benzeri etkinliği belirleme olasılığı daha yüksektir.



Yıldızlarda incelenen güneş-türü olaylar, lekeler, Flare'ler ve etkinlik çevrimleridir. Çok yaygın olan varsayım şudur : Güneş'te bu olayları oluşturan enerji, ısısal olmayan manyetik bir kaynak tarafından üretilmektedir. Bu nedenle güneş-türü etkinlik gösteren yıldızlardaki fiziksel koşulların şiddetli manyetik alanları ve manyetik çevrimleri oluşturmada yeter derecede elverişli olacakları düşünülmektedir. Güçlü manyetik alanları oluşturan temel mekanizma, konveksiyon ile dönme arasındaki etkileşmedir. Bu etkileşme sonucunda meydana gelen diferensiyel dönme ( farklı hızlarda dönen katmanların varlığı ) bir toroidal manyetik alanı oluşturabilir ve onu kuvvetlendirebilir ( Weiss 1965, Durney ve Roxburgh 1971, Belvedere ve Paterno 1977, Belvedere vd 1980 ). Bu işlem de, diferensiyel dönme ile poloidal manyetik alanların bir dinamo işleyişi aracılığıyla etkileşmeleri sonucunda olur ( Parker 1955 ). Güneş türünden K - M anakol yıldızlarına doğru gidildiğinde, konveksiyon bölgesi giderek daha derinlere doğru yayılır. Yaklaşık olarak M5 tayf türünde yıldızlar tamamen konvektif olurlar. Diferensiyel dönme ve dinamo hareketinin gerçekleşmesi için gereken ve bir temel parametre olan dönme, sönük K - M cücelerinin tayflarından kolayca belirlenemiyor.

#### **Yıldız etkinliğinin belirtileri :**

*a) Fotosferik Olaylar :* Dönemli ya da yarı-dönemli olan düşük genlikli UBV ışık değişimleri, genellikle bileşeni K IV - V ve M V ısıtma sınıfından olan salma çizgili yıldızlarda gözlenmiştir. Işık eğrilerinin biçimi hemen hemen sinüzoidaldir. Ancak genlik ile biçimin her ikisi çarpıtılmış şekilde değişebilir. Bu ışık değişimleri, K-M geç tayf türünden salma çizgili cüce yıldızlar olan BY

Dra yıldızlarında ve RS CVn türü çiftlerin genellikle daha parlak, daha kütleli ve daha büyük bileşeni KO altdevlerinde gözlenmiştir. Önemli renk değişimleri genellikle gözlenmemektedir. Dolayısıyla gözlenen ışık değişimlerinin tamamen fotosferik lekelerle kaplı bölgelerden kaynaklandığı düşünülmektedir.

Diğer bir belirti, ışık eğrisi üzerinde görünen dalga benzeri bozulmanın varlığı ve bu dalganın ışık eğrisi üzerinde geriye ( veya ileriye ) doğru olan kayma hareketidir. Bu kaymanın, lekeli bileşenin dönme dönemi ile yörünge dönemi arasındaki farktan ileri gelebileceği düşünülmektedir. Hall, bu dalganın geriye doğru olan göçünü açıklamak için lekeli bölgenin diferensiyel dönmeye sahip olduğunu, yani farklı enlemlerdeki lekeli bölgelerin farklı hızlarda döndüğünü varsaymaktadır.

*b) Kromosferik ve Koronal Olaylar :* Optik bölgedeki salma çizgilerinin ( H, HeII, CaII, CaI, FeII, SiII ) incelenmesinden, K - M cüce yıldızlarının, güneşin kromosferinden 10 kez daha yoğun ve biraz daha soğuk olan sakin kromosferlere sahip oldukları anlaşılmıştır ( Gershberg 1978 : Rodonò 'dan 1980 ). Bu durumu IUE 'nin moröte gözlemleri de doğrulamış ( Haisch ve Linsky 1980, Andrews vd 1980 : Rodonò 'dan 1980 ) ve kromosfer ile korona arasında sıcaklığı 200 000 °K olan bir güneş türü geçiş bölgesinin ( Transition Region ) varlığını ortaya çıkarmıştır. Yüksek derecede uyarılmış NV, CIV ve SiIV gibi salma çizgileri 200 000 °K sıcaklıklı bu geçiş bölgesinde oluşur. Benzer sonuçlar RS CVn yıldızlarında da bulunmuştur ( Linsky ve Haisch 1979 ). Koronaya ilişkin X-ışın salması ise tayf türüne çok az bağlıdır.

Kromosferik ve koronal salma düzeylerinden anlaşıldığı gibi, konvektif katmanlarda oluşan akustik ( ses ) dalgaların yayılması sonucu kromosfer ve koronanın akustik ısınma teorisi, en azından şimdiki haliyle gözlenen akıları açıklayamamıştır. Diğer taraftan Rosner ve Vaiana 'nın (1979) konuya ilişkin teklifleri şudur ( Rodonò 1980 ) :

" Yıldız manyetik alanları koronal salmanın düzeyini belirlemede etkin bir rol oynar. Yüzeyleki manyetik akı düzeyinin değişimi ( yıldız iç yapısının değişmesi, yıldız konveksiyon bölgelerinin değişmesi ve yıldızın dönmesinden dolayı ) ile yüzeyleki manyetik alanların uyguladıkları kuvvetin düzeyi, H-R diyagramındaki koronal etkinliğin değişimini belirler. "

Bundan dolayı yıldız etkinliği için gereken enerjinin manyetik alan enerjisinden türediği varsayımı sakin durumdaki salmaların açıklanmasında da gözönünde bulundurulmaktadır. Ancak, manyetik enerjinin kromosfer ve korona plazmasına doğru olan gerçek geçişinin hangi işlem ile olduğu henüz kesinlik kazanmamıştır.

K - M cücelerinde kromosferik ve koronal düzeyde olan ve çok bilinen etkinlik olayları yıldız Flare'leridir. Bunlar önceden kestirilemiyorlar. Bu olaylarda, optik, X-ışın ve radyo salmalarında beklenmeyen düzeyde ani şiddetlenmeler olmaktadır. Bu Flare'lere ilişkin teorik modeller henüz başarılı olamadı. Bir Flare olayı meydana geldiğinde, mavi ve moröte sürekliliği ile tüm salma çizgileri giderek daha şiddetli yeğînliğe sahip olurlar. Bazen, büyük Flare'lerde çok yeğîn Balmer çizgilerinde kırmızı kanata doğru bir asimetri gözlenmektedir. Bir Flare olayı süresince optik bölgede üretilen toplam enerji  $10^{28}$  ila  $10^{34}$  erg arasındadır ( Rodonò 1980 ).

### Etkinlik çevrimleri :

RS CVn 'nin ışık eğrisindeki dalga benzeri bozulma genliğinin dönemli değişimi, yaklaşık 5 yıllık bir döneme sahip bir etkinlik çevriminin delili olarak göz önünde bulundurulmuştur. BY Dra yıldızlarında yarı sinüzoidal ışık değişimlerinin arada bir olan düzenliliği de, onların etkinlik düzeylerindeki önemli değişimlere bağlanmıştır ( Chugainov 1973 : Rodonò 'dan 1980 ). Ancak elde edilen bu veriler yeterli sayıda ve düzenli ( sistematik ) olmadıklarından dolayı herhangi bir dönemli çevrim bulunamamıştır.

Wilson (1978), kromosferik değişimi çok iyi şekilde incelemiştir. Bu incelemesinde, tayf türleri F5 den M2 ye kadar olan 91 anakol yıldızın kromosferik akılarını ölçmüştür. Ölçümler CaII 'nin H ve K salma çizgilerinde yapılmıştır. Wilson'un bu gözlemlerinden, kısa süreli değişimlerin ortalama akısı sabit olan yıldızlarda da olduğu görülmüş ve ayrıca yaklaşık 7 ila 14 yıl aralığında olan dönemli değişimler de göze çarpmıştır. Wilson'un belirlediği yıldız etkinliği çevrimleri, nitelik olarak bir güneş etkinliğine benzerdir.

Yukarıda belirtilen **Yıldız Etkinliği**'nin özellikleri ile birlikte UX Ari sisteminin etkinliği, ayrıntılı ve karşılaştırmalı olarak aşağıdaki başlıklar altında tartışıldı : Sistemin fotometrik etkinliği, moröte etkinliği, X-ışın gözlemleri, radyo gözlemleri ve manyetik etkinlik.

#### 4.1. Fotometrik Etkinlik

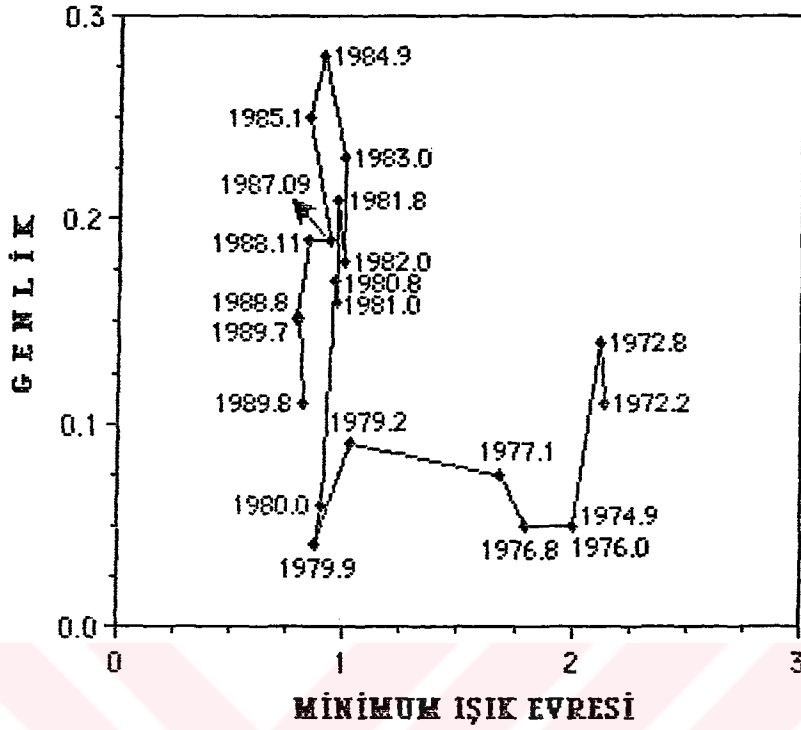
Tayfsal verilerden olduğu gibi ışıkölçüm verilerinden de sistemin etkinliği hakkında bilgi edinilebilir. Bunun için, UX Ari'nin 1972 'den beri yapılan gözlemleri literatürden toplanarak ( Çizelge 4.1 ), ışık eğrilerine ilişkin parametreler değerlendirilmiştir. Genelde V renginde yapılan gözlemler çoğunlukta olduğu için bu renkteki verilerden sistemin etkinliği araştırılmıştır. Işık eğrilerinin  $\Delta V = V_{\min.} - V_{\max.}$  genliklerinin minimum ışık evresine göre değişimi incelenmiş ve bu değişimin yıllara göre dağılımı da araştırılmıştır. Elde edilen grafik Şekil 4.1 de verilmektedir. Şekilden görüleceği gibi minimum ışık evresi genelde geriye doğru, ama etkinlik olayının bir süreci içinde zaman zaman ileri doğru kaymaktadır. 1984.9 yılında bir maksimuma ulaşan etkinlik sürecinin 1979.9 'da başladığı ve halen devam ettiği görülmektedir. Diğer taraftan 1972.8 'de bir maksimuma sahip olan ilk etkinlik sürecinin tümü, veri yetersizliğinden dolayı açık bir şekilde görülememektedir. Ancak kesin olan şudur : sistem 1976 'da sakinliğe erişmiş ve 1977.1 ile 1979.2 'deki flarelerle birlikte ( 1979 'daki flare MgII h ve k profilinde çok iyi görülmektedir ( Simon vd (1980) ) bu sakin durum 1979.9 'a dek sürmüştür. Ne yazık ki 1977.1 ile 1979.2 arasında yapılmış gözlemlere rastlanmamıştır. Aslında bu veriler çok önemlidir. Çünkü minimum ışık evresinin ileri-geri kayması daha kesin olacaktı. Burada geriye kayma olduğu kabul edilmiştir. Ayrıca bu aradaki geriye kaymanın ele alınmasının diğer bir nedeni 1976 'da biten etkinlik sürecini, daha sonra 1979.9 'da başlayan etkinlik sürecinden ayırıp bu iki etkinliğin daha belirgin olmalarını sağlamaktır ( Böylece aynı yerdeki olası bir çakışma önlenmiş oluyor ).

1976 'da başlayan sakin durum 1979.9 'da bitmiştir. Yani  $\sim 4$  yıllık bir sükunet vardır. Maksimum genliklere göre ise  $1984.9 - 1972.8 = 12.1$  yıllık bir çevrim olmuştur. İlk sükunete varma zamanı 1976 'dan ikinci bir sükunete varış zamanına kadar geçen süre olarak, ikinci bir etkinlik sürecinin sükunete varış zamanı henüz kesin olmamakla beraber eğer yaklaşık olarak 1990 ( 1989.8 ) yılı gözönüne alınırsa,  $1990 - 1976 = 14$  yıllık bir etkinlik çevrimi elde edilmiş olur. Diğer taraftan 1979.9 'da başlayan ikinci etkinlik sürecinde geçen zamanın, bunun tamamlanmamış bir süreç gibi görünmesine karşın, 1989.8 (  $\sim 1990$  ) yılı dikkate alınırsa,  $\sim 10$  yıl olabileceği görülmektedir.

Hall (1977), 1974-75 verilerine Fourier analizini uygulayarak, dalga göçü ( geriye kayma şeklinde ) döneminin 15 veya 20 yıl yöresinde olduğunu kestirmişti. Landis vd (1978), dalga göçü döneminin  $\sim 8$  yıl olduğunu ileri sürdüler. Sarma vd (1983), genlik değişimi ile minimum ışık evresinin yıllara göre değişimini inceleyerek, her bir çevrim için 5-6 yıllık bir dönemi ileri sürmüşler ve şimdiye kadar olası üç çevrimin olabileceğini göstermişlerdir. Busso vd (1986) ise, 1972-1985 arası gözlemlerin genlik değişimi ile minimum ışık evresi kaymasından yaklaşık 8 yıl süren iki çevrim bulmuşlardır. Mohin ve Raveendran (1989), 1984-88 deki BV fotometrik gözlemlerini daha önce yayınlanmış gözlemlerle birlikte değerlendirerek, hemen hemen sinüzoidal olan dalganın genliğindeki değişim döneminin 13-14 yıl yöresinde olduğunu bulmuşlardır.

Çizelge 4.1. UX Ari'nin fotometrik özellikleri.

Yıl	Ortalama v Parlaklığı	$\Delta V$ Genliği	Min. Işık Eyesi	Kaynaklar
1972.2	6.46	0.11	0.14	Helli vd (1975)
1972.8	6.48	0.14	0.12	Helli vd (1975)
1974.9	6.58	0.05	0.99	Helli(1977)
1976.0		0.05	1.00	Sarma ve Prakasa Rao(1984);Busso vd'den (1986)
1976.8	6.57	0.05	0.80	Lendis vd (1978)
1977.1	6.57	0.08	0.68	Lendis vd (1978)
1979.2	6.53	0.09	0.03	Boyd vd (1981); Guinan vd'den (1981)
1979.9	6.53	0.04	0.87	Guinan vd (1981)
1980.0	6.54	0.06	0.90	Boyd vd (1981); Guinan vd'den (1981)
1980.8	6.58	0.17	0.95	Boyd vd (1981); Guinan vd'den (1981)
1981.0	6.58	0.16	0.97	Boyd vd (1981); Guinan vd'den (1981)
1981.8		0.21	0.97	Zelik vd (1982)
1982.0		0.18	1.00	Sarma ve Prakasa Rao(1984);Busso vd'den (1986)
1983.0		0.23	1.00	Sarma ve Prakasa Rao(1984);Busso vd'den (1986)
1984.9	6.53	0.28	0.90	Busso vd (1986)
1985.1		0.25	0.84	Mohin ve Raveendran(1989)
1987.1		0.19	0.93	Mohin ve Raveendran(1989)
1988.1		0.19	0.84	Mohin ve Raveendran(1989)
1988.8	6.49	0.15	0.80	Bu çalışma
1989.7	6.48	0.15	0.79	Bu çalışma
1989.8	6.48	0.12	0.80	Bu çalışma



Şekil 4.1. UX Ari'nin, V bandındaki ışık eğrisi genliğinin, minimum ışık evresine göre değişimi.

#### 4.2. Moröte Etkinliği

UX Ari sisteminin, moröte bölgesinde görülen etkinlik olaylarının delilleri,

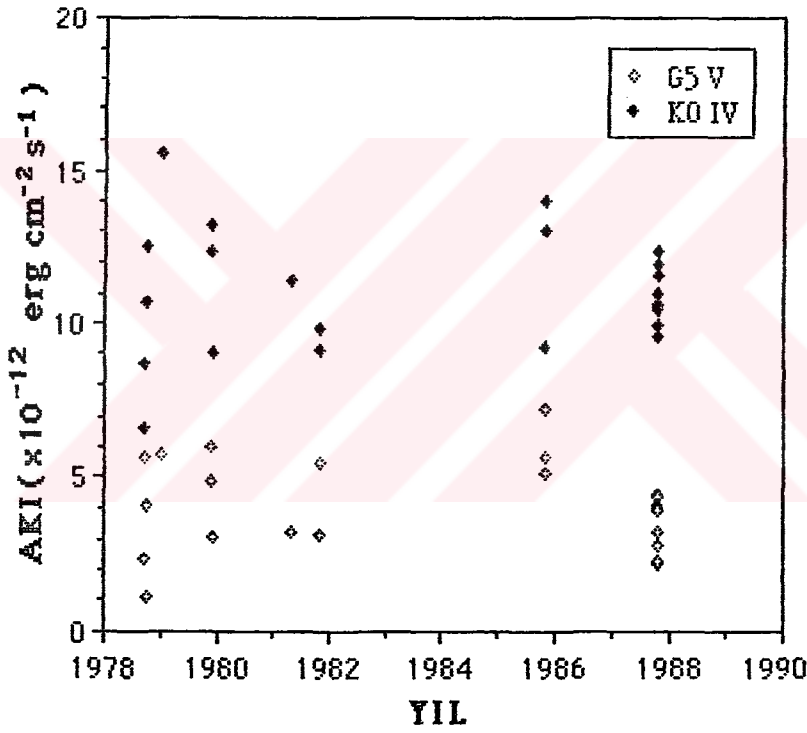
- a) moröte tayflarında saptanan salma çizgilerine ilişkin şakıların zamana (veya evreye) bağlı olarak değişimi,



- b) düşük dispersiyonlu uzun dalgaboyu tayflarındaki sürekliliğin evreye bağlı değişimi ve artık ışınımın varlığı,
- c) 1979 yılındaki MgII flare olayı ( 0.06 evresindeki LWR 3344 tayfı ) ve buna ilişkin tayftaki kırmızıya kaymış çizgi kanatlarının açıkça belirgin olması, ve
- d) Mg II k dikine hız verilerinin saçılmış olmasıdır.

Kısa dalgaboyu tayflarında görülen Cl, Ol, SII, CII ve HeII kromosferik çizgilerinin akıları evreye bağlı olarak Şekil 3.2 ve 3.3 'de olduğu gibi bir değişim göstermektedir. Benzer bir akı değişimi, geçiş bölgesi çizgileri olan CIV, NV ve SiIV 'te de görülmektedir. Ayrıca, yine kromosferik çizgi olan MgII k ve h salmaları, sistem için önemli olan diğer bir etkinlik belirteçleridir. Kromosferik çizgilerin, kromosferdeki etkinlik olayları ile ilgili deliller olarak değerlendirilmesi, bu çizgilerdeki akının sistemdeki ışınım kaybı ile ilgili olmalarından kaynaklanmaktadır. MgII 'nin dışında kromosferik çizgilerdeki akı aruşı 0.1 evresi yöresinde daha şiddetli ve ~ 0.25 ile ~ 0.75 evrelerinde daha az şiddetli olmaktadır. Çizelge 3.1 'deki yıl verilerini kullanarak bu akıların yıllara göre değişimine bakılırsa, etkinliğin yıllara bağlı olarak da değiştiği görülür. Dolayısıyla, moröte etkinliğinin çevrimi hakkında bilgi edinebilmek için yıllara ve evreye göre dağılımın daha çok veri içermesi gerekmektedir. Diğer taraftan MgII akılarının evreye bağlı olarak fotometrik ışık eğrilerindeki gibi düzenli bir değişimi yok sayılır ( Şekil 3.7 ve Şekil 2.1 ). MgII akılarının evreye bağlı grafiklerinde görülen saçılma, yıllara bağlı değişimi gösteren grafikte de vardır ( Şekil 4.2 ). Bütün bu akı verilerinden moröte etkinliğinin varolduğu söylenebilir ama bu etkinlik çevrimi hakkında kesin bir şey söylemek, veri yetersizliğinden

dolayı zor olmaktadır. Ancak kesin olan şey, etkinlik olayının esas itibariyle KO IV bileşeninden kaynaklandığıdır. Sistemdeki MgII yüzey akı değeri, sakin güneştekinin yaklaşık 10 katı kadardır (Kısım 3.2.2.1). Bileşenlerin bu akıya olan katkıları ise, KO için %75 ve G5 için %25 dolayındadır.



Şekil 4.2. UX Ari'nin her iki bileşeni için MgII k toplam akılarının yıllara göre değişimi.

KO IV bileşeninin MgII k ve h profillerinin zirvelerinde zayıf bir soğurmanın varlığı ve G5 V bileşenine ait profillerin zirvelerinin zaman zaman böylesi bir soğurmada dolaylı bozulmuş olmaları, çevresel maddenin varolduğu düşüncesini desteklemektedir. Ek olarak, MgII dikine hız verilerindeki gözlemsel deliller ile Roche geometrisi analizinden, KO IV bileşeninden G5 V 'e doğru madde aktarımının olabileceği sonucu, çevresel maddenin varlığı ile ilgili yukarıdaki bulguları desteklemektedir. Madde alış verişine ilişkin çok güzel bir gözlemsel delil LWR 3344 tayfıdır ( EK - D ). Kısa dalgaboyu yüksek dispersiyon tayflarında demir çizgilerinin bir P Cyg profili biçimine sahip olmaları, KO IV bileşenini saran bir maddenin varlığına işaret etmektedir ( Kısım 3.2.1, EK-B ). Bu durumda bu çevresel madde, etkinlik olayına herhangi bir şekilde katkı sağlayabilecek ayrı bir faktör olarak bulunmaktadır.

### 4.3. X-Işın Gözlemleri

Walter vd (1978), HEAO-1 düşük enerji dedektörleri aracılığıyla UX Ari sisteminde bir yumuşak X-ışın kaynağı buldular. 50 pc uzaklığındaki bu kaynağın X-ışın ışıma gücü  $2.1 \times 10^{31}$  erg/s ( 0.15 - 2.8 keV ) ve sıcaklığı  $10^7$  °K mertebesinde bulunmuştur. H0324+28 adıyla belirtilen bu X-ışın kaynağı 17 - 21 Ağustos 1977 tarihleri arasında gözlenmiştir. UX Ari 'nin bu gözlemden elde edilen X-ışın tayfına bir ısısal bremsstrahlung modeli fit edilmiştir. Bu fitin sonucunda elde edilen sıcaklık  $( 10.0 \pm 1.7 ) \times 10^7$  °K ve  $N_X < 5.0 \times 10^{19}$  cm<sup>-2</sup> olan X-ışın soğurması yapan kolon yoğunluğu değerlerinin güvenilirliğinin %90 olduğu

belirtilmektedir. %99 luk bir üst limit güvenilirliği ile UX Ari 'deki demir bolluğunun, güneşteki bolluğun 0.03 katı olduğu kestirilmiştir. RS CVn sistemleri, ayırık ve bileşenlerinin dejenere olduklarına ilişkin herhangi bir delil yok ise, bu sistemlerden olan X-ışın salmalarının, koronalarından ileri geldiği sonucu çıkarılmaktadır. Walter vd (1978) 'e göre, X-ışın salmasının, yıldız lekeleri ile ilişkili olduğu beklenen dipol manyetik alanlara sahip bir plazmadan kaynaklanması çok olasıdır. Korona, etkin yüzey bölgelerinin üzerinde hapsedilmiş sıcak plazmadan oluşmuş ve güneşte gözleendiği gibi soğuk bir yıldız rüzgarı koronal deliklerden dışarı akıp hızlanacaktır.

Şubat 1978 gözlemlerinde 0.98 ile 0.15 yörünge evrelerindeki üç taramada hiç bir X-ışın kaynağı saptanamamış ama 0.27 ile 0.35 evreleri arasında 6 ay öncesinde olduğu gibi ışınım gücü benzer olan X-ışın kaynağı saptanmıştır ( Walter vd 1980 ). Landis vd 'nin (1978) verilerinden ekstrapolasyon yapan Walter vd (1980), sistemin 0.1 evresinde maksimum ışığa sahip olduğunu ve fotometrik dalganın X-ışın gözlemi esnasında minimumda olduğunu belirlemişler. Şubat 1978 gözlemlerinden, X-ışın salması yapan bölgenin boyutunun yıldızın boyutu ile karşılaştırılabilir düzeyde olduğu kestirilmiştir. Walter vd (1980), HEAO-1 düşük enerji X-ışın gözlemlerinden ve manyetik model uygulamasından UX Ari için elde ettikleri koronal parametreler şöyledir :

Korona sıcaklığı,  $T = 10^7$  °K ,

Salma ölçümü ,  $EM = 4 \times 10^{54}$  cm<sup>-3</sup> ,

Manyetik ilmekteki gaz basıncı ,  $P = 10$  dyn cm<sup>-2</sup> ,

Manyetik akı ilmeklerinin uzunluğu,  $L = 3 \times 10^{10}$  cm ,

İlmeklerin sayısı,  $N = 10^4$  ,

İlmeğin yarıçapı  $\alpha L$  kabul edilerek ,  $N\alpha^2 = 2000$

İlmeğin etki-kesitine ilişkin kesirsel alan ( yıldızın yüzey alanı birimin olmak üzere ),  $f = 16$  .

Bu değerler,  $\sim 10^4$  tane lekelerin, etkin yıldızın kararlı yarıkürenin büyük bir kısmını kapladığını göstermektedir. Sakin güneş için bu parametreler,

$$T = 3 \times 10^6 \text{ } ^\circ\text{K} , EM = 10^{50} \text{ cm}^{-3} , P = 1 \text{ dyn cm}^{-2} , \\ f = 0.11 , L = 10^{10} \text{ cm} , N\alpha^2 = 20$$

olarak verilmektedir. " Plage " bölgeleri içeren güneşte ise bu parametreler,

$$T = 10^7 \text{ } ^\circ\text{K} , EM = 4 \times 10^{52} \text{ cm}^{-3} , P = 10 \text{ dyn cm}^{-2} , \\ f = 1.3 , L = 3 \times 10^{10} \text{ cm} , N\alpha^2 = 20$$

olmaktadır. Bu sonuçlara dayanarak RS CVn yıldızlarında X-ışın kaynağının, sıcaklığı yüksek koronal plazma olduğu ileri sürülmektedir.

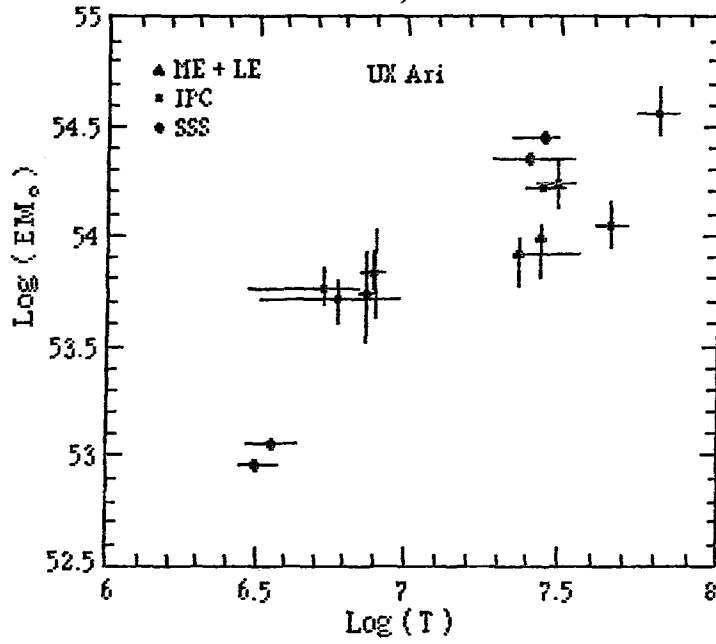
Walter ve Bowyer (1981), Einstein X-ışın uydusu aracılığıyla RS CVn sistemlerindeki yumuşak X-ışın gözlemlerinden UX Ari için, X-ışın ışınım gücü olarak,  $\log L_X = 31.32 \text{ erg/s}$  ve  $\log L_X / L_{bol} = -2.72$  değerlerini vermektedir. Bu çalışmalarında, RS CVn sistemlerindeki koronal etkinliğin, kromosferi etkin olan yıldızın açısal dönmesi ( veya dönme dönemi ) ile doğru orantılı olduğunu göstermektedirler. Gün biriminde dönme dönemi (  $P = \Omega^{-1}$  ) alınarak,  $L_X / L_{bol} \sim \Omega^{1.2 \pm 0.1}$  bağıntısı bulunmuştur. Burada  $\Omega$ , açısal hızdır.

Reo ve Vahia (1987), Ariel V uydusunun hızlı, kısa süreli X-ışın gözlemlerini değerlendirerek, X-ışın ışınım gücü ile bolometrik ışınım gücü arasındaki ilişkiyi incelemişlerdir. Ariel V uydusunun bu gözlemlerinden UX Ari için elde edilen X-ışın ışınım gücünün zirvedeki ( pik ) değeri,  $\log L_{xp} = 32.78$  erg/s dir. Bu çalışmada UX Ari için  $\log L_{bol} = 34.51$  erg/s ve  $d = 57$  pc uzaklığı alınmıştır. Verilere yapılan fitlerin sonucu olarak,

$$\log (L_{xp}) = (0.75 \pm 0.02) \log (L_{bol}) + (7.4 \pm 0.8)$$

bağıntısını 0.97 korelasyon katsayısı ile elde etmişler. Ayrıca, bir güneş flare modelinin bir tartışmasını yaparak, gözlenen bu ilişkinin, boyutu bileşenler arasındaki uzaklık kadar olan ve sabit sıcaklığa sahip manyetik ilmeklerin bulunduğu varsayımına dayanarak açıklanabileceğini göstermektedirler.

Pasquini vd (1989), UX Ari sistemini de içeren, " EXOSAT ile RS CVn Yıldızlarının X-Işın Spektroskopisi " başlıklı çalışmalarında, tayflara süreklilik fiti uygulayarak T sıcaklığı ve  $\alpha$  indisi terimleri ile ifade edilen basit bir üstel yasayı bulmuşlardır. UX Ari 'nin EXOSAT ve Einstein gözlemleri birbirleri ile karşılaştırılmış ve bu karşılaştırmadan, farklı kişiler tarafından farklı yöntemlerle bulunan süreklilik dağılımlarının birbirlerinden tamamen farklı olduğu ve bu sistemin, RS CVn yıldızlarının tümü için yapılmış bir tek model ile açıklanmasının çok zor olduğu görülmüştür ( Şekil 4.3 ).



Şekil 4.3. EXOSAT ve EINSTEIN gözlemlerinden UX Ari için elde edilen salma ölçümleri ile sıcaklık değerlerinin grafik halinde gösterimi.

#### 4.4. Radyo Gözlemleri

Gibson vd (1975), UX Ari sisteminin değişken bir radyo salmasına sahip olduğunu ve bu radyo salmasının Algol-türü flareler gösterdiğini belirtmektedir. Bu incelemede flarenin zayıfladığı esnada tayfın, ısısal olmayan radyo salmasını gösteren bir özelliğe sahip olduğu ileri sürülmektedir. Spangler (1977) , radyo gözlemlerinden, sistemin radyo salmasının serbest - serbest soğurma için optik olarak kalın olan bir jirosinkrotron kaynaktan ileri geldiğini ileri sürmektedir.

Ayrıca sistemin 1400 MHz ışınımında, yaklaşık % 5 lik bir düzeyde olan dairesel polarizasyonu belirlemiştir. Radyo akılarının sistemin optik parlaklık değişimlerine bağlı olmadıkları görülmüştür. Radyo salmasında manyetik alana bağlılığın büyük olmadığı anlaşılmış ve buna dayanarak yapılan değerlendirmede ( yani, radyo salmasına neden olan enerji mekanizmasının güneş flarelerinde olduğu gibi bir jirosinkrotron salması olduğunu varsayarak ), UX Ari sisteminin uzaklığı 55 pc alınarak radyo salması yapan kaynağın boyutu için  $\sim 2 \times 10^{12}$  cm ( $\sim 29 R_{\odot}$  ) 'li bir alt limit yarıçap değeri elde edilmiştir. Bu gözlemlerden radyo salması için yapılan model, manyetik alanın 29 - 125 G limit değerleri arasında değişebileceğini kestirmektedir. Bu modele göre, elektron sıcaklığı  $10^4 - 5 \times 10^8$  °K, ortamda doluşan elektron yoğunluğu  $3 \times 10^6 - 1 \times 10^{10}$  cm<sup>-3</sup>, enerjisi  $E > 100$  keV olan elektronların yoğunluğu  $(1 - 5) \times 10^3$  cm<sup>-3</sup> arasında değişen değerlere sahiptir.

Mutel vd ( 1984), 1.65 GHz 'de yapılmış VLBI ( Very Large Baseline Interferometry ) gözlemlerinden UX Ari 'de radyo salması yapan kaynağın lineer boyutunun ( çap )  $\sim 1.6 \times 10^{12}$  cm yöresinde olduğunu ve alt limit olarak  $T_B = 1.4 \times 10^{10}$  °K parlaklık sıcaklığını bulmuşlar. Manyetik alan şiddetini ise daha önceki (  $29 < B < 125$  Gauss ) değerlerinden daha düşük olan  $B \leq 6$  Gauss değerini kestirmişler. Ayrıca hemzamanlı polarizasyon ölçümlerinden % 4 - % 8 dairesel polarizasyon ve % 2 'den az lineer polarizasyon dereceleri saptanmıştır. Bu verilerden, genişlemiş sıcak koronadan bir ısısal salmanın hükümsüz olduğu sonucunu çıkarmaktadırlar. Ne var ki bu çalışmada, bir salma modeli üzerinde temel gözlemsel zorluklar parlaklık sıcaklığı ile polarizasyon değerlerinden kaynaklanmaktadır. Bununla beraber, dairesel polarizasyonun değerine dayanarak, radyo salması yapan kaynağın 1.6 GHz 'de optik olarak kalın olduğu belirtilmektedir. Bu gözlemlerdeki radyo patlamaları için, elektronların üstel yasa



enerji dağılımı ile temsil edilen bir jirosinkrotron modelinin gözlenen parlaklık sıcaklığı ve polarizasyon özelliklerini açıklayabileceği vurgulanmaktadır.

Johnston vd (1985), sistemin radyo ve optik salmasının konumlarını eşzamanlı gözlemlerden yararlanarak belirlemeye çalışmışlar. Julien zamanı = 1983.162 'da (evre = 0.0 iken),

$$\text{Optik salmanın konumu : } \alpha (1950) = 3^{\text{sa}} 23^{\text{dk}} 33^{\text{s}}.136 \\ \pm 3$$

$$\delta (1950) = + 28^{\circ} 32' 29''.10 \\ \pm 5$$

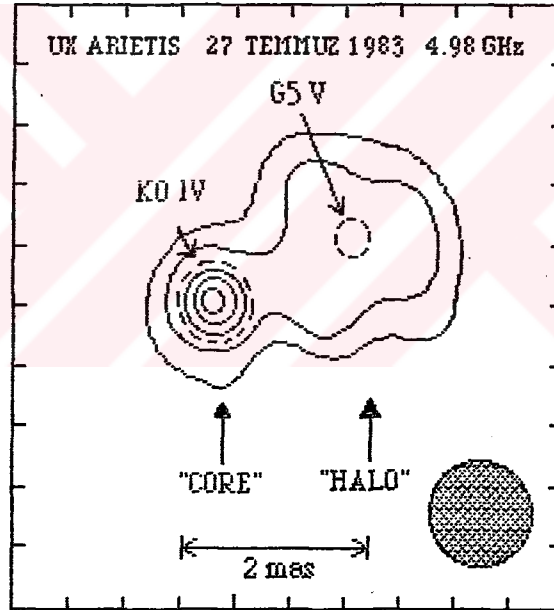
$$\text{Radyo salmasının konumu : } \alpha (1950) = 3^{\text{sa}} 23^{\text{dk}} 33^{\text{s}}.1410 \\ \pm 10$$

$$\delta (1950) = + 28^{\circ} 32' 29''.096 \\ \pm 9$$

olarak saptanmıştır. Bu konumlar 0".05 'lik sapma içinde birbirleriyle uyumaktadır. Radyo salmasına, büyük flare olaylarının neden olduğunu düşünerek, bu flare olaylarındaki hızların 2000 km/s mertebesinde olacağını ileri sürmüşler.

UX Ari 'nin 27 Temmuz 1983 tarihinde yapılan, 5 GHz. deki VLBI gözlemlerinde şiddetli bir radyo patlaması kaydedilmiş ve kaynağın bir merkezi ve halo yapıları saptanmıştır. UX Ari 'nin bu gözlemlerinden elde edilen radyo parlaklık haritası, bileşenlerin optik görünümleri ile birlikte Şekil 4.4 'te gösterilmektedir ( Mutel vd 1985 ). Şekilden görüleceği gibi radyo kaynağının ayrıştırılmamış merkezi, çok etkin olan KO IV bileşeninin yüzeyinde bulunmakta ve genişlemiş yaygın halo da sistemin birleşik manyetosferini kuşatmaktadır. 5 GHz. de Algol 'ün de radyo salmasını araştırıp inceleyen Mutel vd (1985), UX

Ari 'ye benzer olan ancak şiddeti daha düşük olan bir radyo salmasını saptamışlardır. Bu gözlemlere dayanarak UX Ari ve Algol için elde edilen fiziksel parametreler Çizelge 4.2 'de özetlenmektedir. Çizelge 4.2 'den görüleceği gibi, şiddetler farklı olmakla birlikte yapı itibarıyla UX Ari ve Algol 'de saptanan radyo kaynakları birbirlerine benzerdir. Açısal boyut ile polarizasyon gözlemlerinin her ikisini gözönünde bulundurarak ele alınan basit bir model, güneşteki benzer radyo salmalarında olduğu gibi genişleyen veya yayılan bir koronal ilmek modelidir. Bu modelin özet açıklamasını Mutel vd. şöyle yapmaktadır : Yıldızlardan birinin yüzeyindeki etkin bir bölge, elektronları orta derecede relativistik hızlara



Şekil 4.4. 4.98 GHz. de UX Ari sisteminin radyo parlaklık haritası.

Eş parlaklık çizgileri dıştan içe doğru sırasıyla pik (zirve) parlaklığının %25, %35, %50, %70 ve %90 düzeyindeki parlaklıkları göstermektedir. Kesikli çizgiler, 0.2 evresinde sistemin bileşenlerinin görsel boyutlarını göstermektedir.

Çizelge 4.2. VLBI gözlemlerine dayanarak UX Ari ve Algol sistemleri için belirlenen fiziksel parametreler.

Radio Kaynağı	Toplam Akı Yoğunluğu (mJy)	Dairesel Polarizasyon Derecesi	$T_E$ Parlaklık Sıcaklığı ( $^{\circ}K$ )	Çap Olarak Lineer Boyut (cm)
UX Ari (Merkez)	25	$ \leq 0.01 $	$> 1 \times 10^{10}$	$< 3 \times 10^{11}$
UX Ari (Halo)	120	$ \leq 0.01 $	$8 \times 10^8$	$3 \times 10^{12}$
Algol (Merkez)	20	$ \leq 0.02 $	$> 9 \times 10^9$	$< 2 \times 10^{11}$
Algol (Halo)	25	$0.09 \pm 0.02$	$4 \times 10^8$	$8 \times 10^{11}$

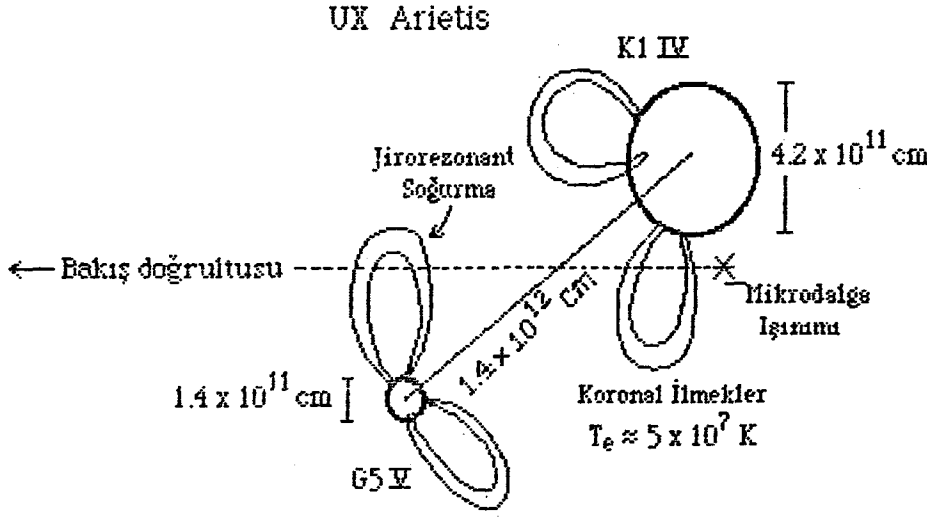
sahip kıldığını düşünelim. Jirosinkrotron salması ile ışınım yapan bu elektronların enerji dağılımı üstel bir yasaya uysun. Şimdi temel varsayım olarak da, etkin bölge, bu radyo salmasını soğuracak ( self soğurma ) kadar yeterince yoğun olsun. Yani bu bölge kendi radyo ışınması için optik olarak kalın olsun. Bu "merkezi" salma bileşeni, büyük optik derinlikten dolayı pozitif bir tayf indisine ve derecesi düşük olan dairesel bir polarizasyona sahip olacaktır. Kaynağın boyutu da, etkin bölgenin bir veya birden fazla koronal ilmeklerinin yayılmasının bir sonucu olarak büyümektedir. Dairesel polarizasyonun derecesi ise, kaynağın optik kalınlığı azaldıkça artacaktır. Yukarıda sözü edilen yoğun kaynak birkaç saatlik zaman içerisinde ( yaklaşık olarak elektronların ışıma ömürleri ) yok olmaktadır. Sonunda ilmek veya ilmekler sistemin boyutuna erişecek kadar yayılmaktadır. Radyo salmasının "halo" bileşeni yavaşça zayıflamakta ama bu zayıflama "merkezi" bileşeninden çok daha yavaş olmaktadır. Çünkü "halo" bileşenindeki manyetik alan daha zayıftır ve bu

nedenle elektronların ışıma ömürleri daha uzundur. "Merkezi" salmaya ilişkin manyetik alanın  $B \sim 100$  Gauss değeri ile, enerjisi 5 MeV olan elektronların yarı-ışıma ömrü  $\sim 2$  saat olurken, "halo" bileşenindeki  $B = 30$  Gauss 'luk manyetik alan ile yayılma hızı  $\sim 300 - 1000$  km/s olan elektronların ışıma ömrü  $\sim 10 - 30$  saat arasında olmaktadır. "Halo" bileşeni, kaynağın yayılmasından dolayı optik olarak ince olmaktadır.

Radyo salmasına ilişkin bütün bu süreçler, radyo flaresinin evrelerine göre ayrıntılı bir şekilde Mutel vd (1985) tarafından tartışılmaktadır.

RS CVn 'lerin polarizasyon ve tayfsal özelliklerini ayrıntılı olarak tartışan Mutel vd (1987), UX Ari için, tayf indisinin radyo ışıma gücünün artmasıyla arttığını, derecesi değişen sağ-yönlü dairesel bir polarizasyonun var olduğunu ve polarizasyondaki bu değişimin frekansa ve ışınım gücüne bağlı olduğunu ( özellikle  $f \geq 5$  GHz olan frekanslarda ışıma gücünün artmasıyla polarizasyon derecesi azalmaktadır ) saptamışlardır. Bu çalışmadaki tayfsal ve polarizasyon verileri ile daha önce yayınlanmış gözlemlerden doğrudan ölçülen parlaklık sıcaklığı değerlerini birleştirerek, Mutel vd (1987) RS CVn sistemleri için şöyle bir fiziksel model önermektedirler : Model, homojen olmayan bir jirosinkrotron salmasıdır. Bu salma, homojen olmayan manyetik alanlarla etkileşen ve üstel yasa enerji tayflarına sahip olan elektronlardan kaynaklanmaktadır. Salma yapan kaynağın bölgesi, muhtemelen, X-ışın gözlemlerinden elde edilen büyük koronal ilmekler ile ortak yayılma alanlarına sahiptir.

Willson ve Lang (1987), UX Ari 'nin 10 Haziran 1965 tarihinde yapılan 6 cm ve 20 cm mikrodalga gözlemlerini kullanarak, sistemin şematik bir görünümünü vermektedirler ( Şekil 4.5 ). Bu gözlemler sistemin 0.457 - 0.472 yörünge evrelerine karşılık gelmektedir. Şekilde, çok etkin bileşen K1 yıldızının üstünde



Şekil 4.5. UX Ari sisteminin 10 Haziran 1985 'te  $\sim 0.46$  evresine karşılık gelen radyo gözlemlerinden, mikrodalga ışınımı ve jirorezonans soğurmayı gösteren şematik görünüm.

meydana gelen 6 cm dalgaboylu radyo patlamasına ilişkin salmanın iki yıldız arasında bulunan bir koronal ilmeğin içinden geçebileceği ve termal soğurmanın oluşmasına neden olabileceği gösterilmektedir. Bu incelemede, etkin bileşen K1 IV tayf türünde ve sistemin yörünge eğim açısı  $i \approx 55^\circ$  alınmıştır. 6 cm dalgaboyundaki toplam akı 120 - 270 mJy ve dairesel polarizasyonun derecesi  $\leq 5\%$  olurken, 20 cm dalgaboyundaki toplam akı 30 mJy ve dairesel polarizasyonun derecesi  $\leq 5\%$  olmaktadır.  $\sim 30$  saniyelik gözlemlerdeki akı değişimlerinden, salma yapan bölgenin boyutuna ilişkin bir üst limit değeri  $L \leq 9 \times 10^{11}$  cm olarak kestirilmektedir. Bu büyüklük, Mutel vd 'nin (1985) 6 cm VLEI gözlemlerinden

" halo " bileşeni için elde edilen boyuttan ( $3 \times 10^{12}$  cm ) 4 kat daha küçüktür ama "merkezi " bileşenin büyüklüğü ( $3 \times 10^{11}$  cm ) mertebesindedir.  $\sim 30$  mJy 'lik bir genlik ve  $L \leq 9 \times 10^{11}$  cm değerleri ile elde ettikleri parlaklık sıcaklığı  $T_B \geq 10^9$  °K olarak kestirilmektedir. Değişim gösteren kaynak için  $H \leq 15$  Gauss olan bir manyetik alan değeri elde edilmiştir. Özet olarak hızlı değişimlerin sinkrotron ışınım kaybından ileri gelemeyeceği, bunun yerine, yıldızlar arasında bulunan sıcak bir plazma tarafından yapılan soğurmadan kaynaklanabileceği ileri sürülmektedir.

RS CVn ve Algol türü çiftlerin VLBI gözlemlerinden, Massi vd (1986), yine, bileşenler arasındaki uzaklıkla karşılaştırılabilir bir boyutta olan yaygın bir bölgeden radyo salmasının geldiği sonucunu çıkarmışlardır. Bu gözlemler 12 Haziran 1986 tarihinde  $\lambda = 6$  cm 'de yapılmıştır. Gözlemlerini, Mutel vd 'nin (1985) gözlemleri ile karşılaştıran Massi vd, radyo salmasına ilişkin modellemede bu gözlemlerin özetle fiziksel zorluklarını tartışmaktadır. Massi vd 'nin (1988) gözlemleri nitel olarak Mutel vd (1985) 'nininkilere benzeyen sonuçları vermektedir.

Lang ve Willson (1988), UX Ari 'nin eşzamanlı moröte ve radyo gözlemlerinden, her iki bölgedeki " flare " olaylarının birbirleriyle ilgili olmadıkları veya çok zayıf bir şekilde ilgili olabilecekleri sonucunu çıkarmışlardır. Çünkü, çalışmalarında, radyo gözlemlerinde hiç bir flare olayı gözlenmez iken morötede bir flare etkinliği görülmekte, radyo flare olayı gözlenirken de hiç bir moröte etkinliği görülmemektedir. Bu nedenle flare salmasının muhtemelen bu iki dalgaboyunda farklı bölgelerden ileri gelebileceği ileri sürülmüştür. Özetle, radyo flarelerine ilişkin kaynağın yıldızdan büyük veya

yıldız büyüklüğünde olabileceği, moröte flarelerine ilişkin kaynağın bileşen yıldızlardan daha küçük olduğu sonucu çıkarılmıştır.

#### 4.5. Manyetik Etkinlik

Güneşte gözlenen olaylar özetle, lekeler, flareler ve leke etkinliğine ilişkin çevrimler olmaktadır. Güneşteki bu olaylar için gereken enerji kaynağının ısısal olmayan manyetik alan ile ilgili olduğuna inanılmaktadır. Manyetik alanla ilgili modeller, henüz bu olayları tam anlamıyla açıklayamamakla birlikte, yine de en iyi açıklayan modellerdir. Bu konuda yapılmış önemli çalışmalar, Prag'da 25 - 29 Ağustos 1975 tarihinde yapılan IAU sempozyumunda ( No . 71 ) ayrıntılı şekilde tartışılmıştır. Bu çalışmalardan birkaçına özetle değinmekte yarar vardır. Güçlü manyetik alanları üreten temel mekanizma, yıldızdaki konveksiyon ile dönmenin birbirleriyle etkileşmesidir. Yıldızın konvektif katmanlarında meydana gelen diferensiyel dönme, poloidal manyetik alanlarla etkileşerek bir toroidal manyetik alanı oluşturabilir ve güçlendirebilir ( Parker 1955 ). Bu fiziksel süreçlere kısaca yıldızlarda dinamo işleyişi denmektedir. Bu dinamolara çoğu kez  $\alpha\omega$  - dinamoları da denmektedir ( Krause 1976, Stix 1976 ).  $\alpha$ , türbülans hareketi ve  $\omega$ , konvektif katmandaki açısal hız ile ilgili parametrelerdir. Güneşteki etkinliği dinamo kuramıyla ele alan Parker (1976), bu konudaki zorlukları, kuramın ve gözlemlerin nitelik ve nicelik özelliklerini tartışmaktadır. Burada bu ayrıntılara girilmeyecektir.



Yıldızlarda konvektif katmanlar, güneş türü yıldızlardan K - M anakol yıldızlarına doğru gidildikçe yıldızın içine doğru daha derinlere yayılır. Yaklaşık M5 tayf türünde yıldız tamamen konvektif olmaktadır ( Novotny 1973 , Rodonó 1980 ). A5 - M tayf türünden anakol yıldızlarının ortalama dönme hızları  $\sim 150$  km/s ile 1 km/s arasında değişirken aynı tayf türünden dev yıldızları ortalama dönme hızları  $\sim 150$  km/s ile  $<12$  km/s arasında değişmektedir ( Allen 1973 ). Bir anakol yıldızı olan güneşte, ekvator dönme hızı  $\sim 2$  km/s ( Howard ve Yoshimura 1976 ), konvektif bölgenin derinliği  $\sim 2 \times 10^5$  km , konvektif bölgenin dibindeki yoğunluk  $\rho \sim 0.2$  g/cm<sup>3</sup> ve sıcaklık  $T \sim 2 \times 10^6$  °K mertebesindedir ( Parker 1976 ). Güneş lekelerinde ölçülen manyetik alan 3000 - 4500 G yöresinde olmaktadır. Bu manyetik alan konvektif katmandaki gaz basıncından daha büyük bir manyetik basınç oluşturur. Örneğin, 4500 G 'luk manyetik alanın oluşturacağı  $\sim 1.6 \times 10^6$  dyn/cm<sup>2</sup> lik manyetik basınç, güneşin yüzeyine yakın bölgedeki ( $0.999 R_{\odot}$ )  $\sim 1.4 \times 10^6$  dyn/cm<sup>2</sup> gaz basıncından ( Allen 1973 ) daha büyüktür.

Manyetik alanla ilgili pek çok özellikleri en iyi bilinen yıldız güneştir. Güneşin manyetik alanı ile ilgili bilgilerden yararlanarak, yıldızlardaki manyetik alan hakkında tahminler yapılmaktadır. Bu yaklaşımla yapılan çalışmalar, yakın çift yıldızlarda manyetik alanın yıldızların dönmesine olan etkileri , yörünge döneminin değişimi ve gel-git olaylarındaki rolünü bulmak için yapılmıştır ( Applegate ve Patterson 1987 , Applegate 1989 ). RS CVn yıldızlarında görülen olayların lekelerle ilgili oldukları düşünüldüğünden ve güneş etkinliğine benzer etkinlik çevrimlerini gösterdiklerinden dolayı, güneş türü etkinliği gösteren bu yıldızlardaki fiziksel olayları şiddetli manyetik alanların ve manyetik çevrimlerin oluşturduğuna inanılmaktadır.

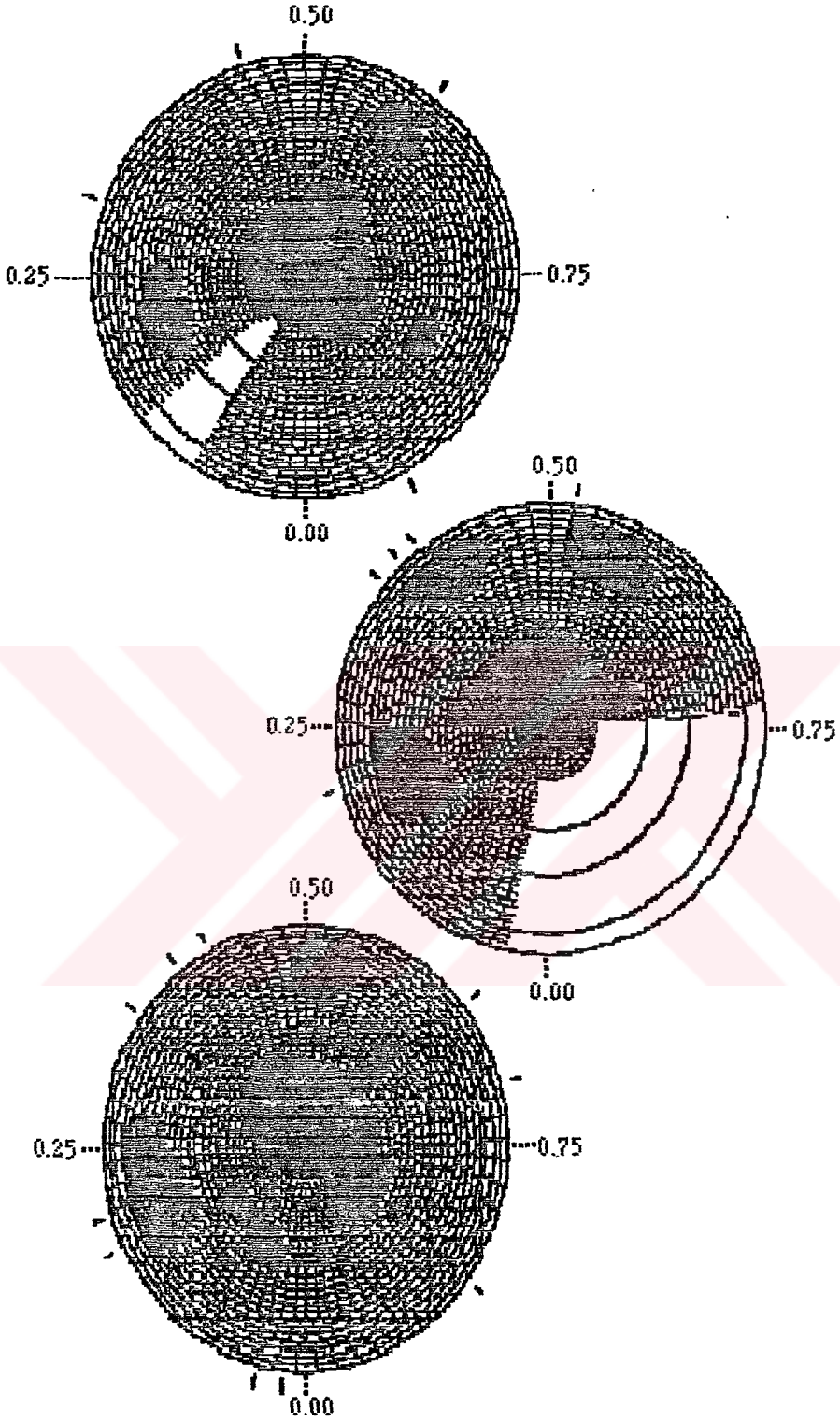


Çift sistemlerde yıldız lekeleri ile ilgili bir çalışmada ( Poe ve Eaton 1983 ), UX Ari sistemi için leke modeli uygulanarak, lekelere ilişkin elde edilen parametreler şöyle verilmektedir :

Lekenin Boylamı	Lekenin Enlemi	Lekenin Yarıçapı	Açısal Lekeli Bölgenin Kesirsel Alanı	Leke Sıcaklığı	$\Delta T$ ( $T_{\text{fot.}} - T_{\text{leke}}$ )
0° 92	40°	25°	0.08	3360 °K ±100	1420 °K ±100
0. 28		21			

Vogt ve Hatzes (1991), Ağustos 1986 ile Ocak 1987 arasında geçen 5 aylık zaman aralığında alınan üç " Doppler Görüntüsünü " inceleyerek UX Ari sistemindeki leke dağılımını bulmaya çalışmışlardır. Elde edilen sonuç, UX Ari sistemindeki leke dağılımının tamamen karmaşık olduğudur. Öyle ki, büyük kararlı bir leke kutup yöresinde, ekvator yöresinde bir leke ve diğer bir kaç leke de pozitif ve negatif olan orta enlemlerde bulunmaktadır ( Şekil 4.6 ). Ayrıca UX Ari 'nin lekeli olan başyıldızının gerçekte diferensiyel dönmeye sahip olduğu ve bu diferensiyel dönmenin güneştekinin tersine, yani kutuptaki dönmenin ekvatordeki dönmeden daha hızlı olduğu görülmektedir. Yıldızın ekvatoru, yörüngedeki açısal hız ile senkronize dönmektedir. Yıldızdaki açısal dönme kutba doğru gidildikçe artmaktadır. Diferensiyel dönmenin büyüklüğü için,

$$\alpha = \frac{\text{Ekvatordaki açısal hız} - \text{Kutuptaki açısal hız}}{\text{Ekvatordaki açısal hız}}$$



Şekil 4.6. UX Ari 'nin , sırasıyla Ağustos 1986 , Kasım 1986 ve Ocak 1987 tarihlerinde " Doppler Image " tekniği ile elde edilen leke dağılımları ( Vogt ve Hatzes 1991).

tenımı yapılarak, UX Ari için elde edilen değer  $\alpha = - 0.020 \pm 0.002$  olurken güneş için elde edilen sonuç  $\alpha = + 0.2$  olmaktadır. Katı cisim için  $\alpha = 0$  dir. Vogt ve Hatzes'in leke modellemesinde kullandıkları parametreler aşağıda verildiği gibidir :

Parametre	Baş Yıldız	Yoldaş Yıldız
Tayf türü	K0 IV	G5 V
İzdüğü dönme hızı ( $v \sin i$ )	$39 \pm 1$ km/s	$7.25 \pm 0.25$ km/s
Yörünge eğimi	$60^\circ$	-
Fotosfer sıcaklığı	$4750$ °K	$5700$ °K
Yüzey çekim ivmesi ( $\log g$ )	3.5	4.27
Makrotürbülans hızı	5 km/s	3.5 km/s
Kener kararım katsayısı	0.64	0.6

Bu parametrelerle yapılan modellemede Ca I 8439 Å çizgisi kullanılmıştır. Tahmin edilen 3550 °K (  $\Delta T = 1200$  °K ) leke sıcaklığı, Poe ve Eaton'un ( 1983), fotometriden buldukları 3360 °K sıcaklık değerinden az daha büyüktür. Vogt ve Hatzes'e göre, yüzeydeki diferensiyel dönmenin çok küçük olmasına karşın, UX Ari, çok güçlü bir dinamonun varlığını gösteren etkinlikler göstermektedir.

Kısım 4.3 ve 4.4 'de tartışılan X-ışın ve radyo gözlemleri de sistemde manyetik alanın etkinlikteki rolünü desteklemekte ve Vogt ve Hatzes'in belirttikleri etkinlikleri doğrulayan sonuçları, gözlemsel ve kuramsal sınırlamalar dahilinde vermektedirler. O halde, manyetik alanın rol oynadığı plazmanın katkısı, korona bölgesinde etkin olacağından, bu manyetik süreçler de sistemdeki çevresel maddenin varlığı ve dağılımını önemli ölçüde etkilemelidir. Sistemin birinci Roche lobu geometrisi ( Kısım 3.2.2.2 ) bu açıdan önemlidir. Bileşenler arasındaki madde alışverişinin koronal manyetik ilmekler aracılığı ile olduğu görüşü ağırlık kazanmaktadır.



## 5. SİSTEMİN EVRİMİ HAKKINDAKİ GENEL GÖRÜNÜM

UX Ari sisteminin evrimi hakkında ayrıntılı bir çalışma yapılmamış olmakla birlikte, bu kısımda RS CVn türü sistemlerin evrimleri ile ilgili çalışmalardan yararlanarak, bu sistem için genel görünümün ne olabileceği tartışılmaktadır. Çünkü, etkin olan KO IV altdev bileşeninin, evrimsel şartlardan dolayı bir etkinliğe sahip olabileceği bir olasılık dahilindedir. Belki de etkinlik olaylarından sorumlu mekanizma veya mekanizmaların temelinde bu evrimsel süreçler bulunmaktadır. Bu durumu azda olsa açıklığa kavuşturmak amacıyla bu tür yıldızların evrimi ile ilgili çalışmalar gözden geçirilmiştir.

RS CVn çiftlerinin evrim durumlarını araştıran Morgan ve Eggleton (1979), yıldız evrimi hesaplarına dayanarak, dönemleri 1 - 30 gün arasında olan ve muhtemelen tutulma gösteren çiftlerin esas itibariyle üç grupta toplamışlar. Bunlar,

1- Daha büyük kütleli bileşeni  $\leq 2 M_{\odot}$  olan ve henüz Roche lobunu doldurmamış ancak doldurmak üzere bulunan sistemler. Kütleli olan bileşenin tayf türü KO IV 'e yakındır ve H-R diyagramında dev kolunun tabanında bulunmaktadır. Diğer bileşen ise (F - G) IV - V tayf türündedir. Bu bileşen, merkezi hidrojeni tüketmiş veya tüketmek üzere olan bir evrim evresindedir. Bu sistemlerde kütle oranı 1 'e yakındır. Dönemleri ise 2 - 10 gün arasında değişir.

2- Başlangıçta büyük kütleli olan bileşen Roche lobunu henüz doldurup kütesinin büyük bir kısmını yoldaşına aktarmıştır. Bu sistemlerde kütle oranı 1 ' den çok farklıdır.

3- Bileşenlerin her ikisi erken tayf türündendir ( 0 'den ~ B5 'e kadar ) ve hiç biri ne Roche lobunu dolduracak kadar ve ne de ana koldan ayrılacak kadar evrimleşmiştir. Bu sistemlerde kütle oranları 1 'den biraz farklıdır. Dönemleri  $\leq 5$  gündür.

Birinci gruba giren çiftler, Algol-benzeri örten çiftlerden RS CVn sınıfının bazı özelliklerini göstermektedir.

Morgan ve Eggleton'a (1979) göre RS CVn sistemleri kabaca Algol-benzeri örten çiftlerin bir altgrubu oldukları halde bunlar, kimi alışılmamış özelliklere sahip olmalarından dolayı normal Algolilerden tamamen ayrı bir guruba konulmaktadır. Daha önceleri Biermann ve Hall birkaç evrim senaryosunu ileri sürmüşler ve bunlardan en olası senaryonun, bir anakol yıldızının ikiye bölünmesi olabileceği sonucunu çıkarmışlardır ( Biermann ve Hall 1976 : Morgan ve Eggleton'dan 1979 ). Ancak daha sonra Hall, anakol sonrası evrimin daha uygun olduğunu savunmuştur ( Hall 1978 : Morgan ve Eggleton'dan 1979 ). Catalano ve Rodonò ise yıldızların halen bir anakol öncesi büzülme aşamasında olduklarını ileri sürmüşlerdir ( Catalano ve Rodonò 1967 : Morgan ve Eggleton'dan 1979 ). Popper ve Ulrich ise, bileşenlerin herbirinin tek bir yıldız gibi evrimleştiğini, kütleli yıldızın Hertzsprung boşluğunu geçerken kütle kaybettiğini savunmuşlardır ( Popper ve Ulrich 1977 : Morgan ve Eggleton'dan 1979 ). Morgan ve Eggleton (1979), Popper ve Ulrich'in ileri sürdükleri evrimi destekleyen hesaplamaları vermektedirler. Sonuç olarak RS CVn 'ler için ileri sürülen evrim durumu şöyledir : Bileşenlerden biri dev kolunun tabanına kadar evrimleşmiş ve

diğeri de merkezinde hidrojen tüketimi yöresinde ( ya tüketimin hemen öncesinde veya hemen sonrasında bulunacak şekilde ) bulunmaktadır.

RS CVn türü çiftlerin bileşenlerinden biri ( etkin olan bileşen ) genelde altdev olmasından dolayı, evrim konusunda aydınlatıcı bilgileri verebilecek başka bir çalışmanın sonucuna da değinmek yararlı olacaktır. Anakol öncesi büzülen cisimler, anakol sonrası genişleyen yıldızlar ve yarı-ayrık sistemlerin kütle kaybeden bileşenlerinin tümü, genelde H-R diyagramının aynı bölgesinde bulunmaktadır. Abhyankar (1964), gözlemsel nicelikler olan L ışıyım gücü veya  $T_e$  etkin sıcaklıkları ile deneysel anakol üzerinde aynı kütleli bir yıldızın ışıyım gücü veya etkin sıcaklığı arasındaki fark için sırasıyla  $\Delta(\log L)$  ve  $\Delta(\log T_e)$  dönüşümlerini yaparak, H-R diyagramını bu değişkenler cinsinden oluşturmuş ve bu yıldızların dağılımını elde etmiştir. Bu işlemin sonunda görülen, kütle kaybeden yıldızların diğer cisimlerden ayrılmasıdır. Bu da, Abhyankar'a göre, gerçekte helyumun hidrojene göre bolluğunun artmasının bir etkisidir. 6 tane RS CVn sistemini de inceleme kapsamına alan Abhyankar, RS CVn 'lerin kütle kaybı nedeniyle küçük farkla evrimleştiklerini, evrim etkisinin ışıyım gücüne yansımadığını ( yani,  $\delta(\Delta \log L) = 0$  ) sadece sıcaklık üzerinde olduğu sonucunu çıkarmıştır. Bu sonuç, Popper ve Ulrich ile Morgan ve Eggleton'un yukarıda belirtilen öneri ve sonuçlarını desteklemektedir.

Demircan (1989), 31 sistemin salt parametrelerini kullanarak, RS CVn türü çiftlerdeki bileşenlerin etkinliğini ve evrim durumlarını incelemiştir. Bu çalışmada, bileşenlerin pek çoğu ( çoğunlukla daha soğuk olanlar ), kütle - ışıyım gücü bağıntısından beklenenden daha soğuk bulunmuş ve bununla ilgili destekleyici deliller de verilmiştir. Ayrıca, RS CVn türü çiftlerden Hall'un incelediği yıldızlara ilişkin etkinlik parametreleri ile evrim durumları da



araştırılmıştır. Bu sistemlerin bileşenlerine ait evrim durumları ile ilgili önemli sonuçlar şöyle özetlenmektedir ( Demircan (1989) ) :

1- Sıcak bileşenler, genellikle TAMS'a ( Terminal Age Mean Sequence - Terminal Yaş Anakol ) yakın veya bu kolun az üstünde bulunmaktadır. Yani, bu bileşenlerde, hidrojen kabukta yanmaktadır. Soğuk bileşenler ise, çoğunlukla dev kolunun alt tabanına yakın olacak şekilde evrimleşmiştir. Bu soğuk bileşenlerde hidrojen, dıştaki ince zarflarda yanmaktadır.

2- Salt parametrelere ilişkin aralıklar genel olarak şöyledir :

Kütle	:	$0.90 m_{\odot} < m < 2.25 m_{\odot}$
Yarıçap	:	$1.00 R_{\odot} < R < 6.30 R_{\odot}$
Işınım gücü	:	$0.60 L_{\odot} < L < 32 L_{\odot}$
Etkin sıcaklık	:	$4500 \text{ }^{\circ}\text{K} < T_e < 7100 \text{ }^{\circ}\text{K}$
Yüzey çekim ivmesi	:	$3.0 < \log g < 4.4$

3- Birkaç istisna ile birlikte, sıcak ve soğuk bileşenler, yarıçap, çekim ivmesi ve etkin sıcaklık ( veya bolometrik akı ) değerleri bakımından tamamen farklıdırlar :

<u>Sıcak bileşen</u>	<u>Soğuk bileşen</u>
$R < 2.5 R_{\odot}$	$R > 2.5 R_{\odot}$
$T_e > 5650 \text{ }^{\circ}\text{K}$	$T_e < 5650 \text{ }^{\circ}\text{K}$
$\log g > 3.7$	$\log g < 3.7$
$F_{bol} > 5.6 \times 10^{10} \text{ erg/cm}^2 \text{ s}$	$F_{bol} < 5.6 \times 10^{10} \text{ erg/cm}^2 \text{ s}$

4- Bileşenlerin pekçoğu, genellikle daha soğuk olan bileşenler, kütle-ışınım gücü bağıntısına göre beklenen değerlerden çok daha soğuk görünmektedir.

5- RS CVn türü sistemlerin bazılarının soğuk bileşenleri Roche loblarını kesin olarak doldurmuştur ( AR Mon ve RZ Cnc ). V711 Tau, VV Mon, SS Cam, AR



Lac, SZ Psc, RT Lac sistemlerinin soğuk bileşenleri ile UV Psc 'nin sıcak bileşeni Roche loblarını doldurmak üzeredir. AR Mon, RZ Cnc ve muhtemelen RT Lac sistemleri, kütle aktarımının son evrelerinde bulunmaktadır. Bu sistemlerden, kütlesi  $0.60 M_{\odot}$  yörtesinde soğuk bileşenlere sahip olanlar, kendi Roche loblarını doldurduktan sonra kütlelerinin büyük bir kısmını aktarmadıkları sürece, kütle-yarıçap diyagramının sol üst köşesine doğru evrimleşemezler.

6- RZ Eri, RU Cnc, TY Pyg, RW UMa, SS Boo ve AR Lac'ın bileşenlerinin yarıçapları ile kütleleri uyumsuzdur. Bu sistemlerde bileşenlerin yaşı aynı ve bir tek yıldız gibi ( kütle aktarımı olmaksızın ) evrimleşmişlerse, o zaman kuramsal olarak, ya soğuk bileşenlerin yarıçapları daha küçük olmalıdır veya kütleler biraz daha büyük olmalıdır. Kuramsal olarak kütlesi, yaşı ve kimyasal bileşimi aynı olan yıldızların, eğer evrim süresince kütle değişmiyorsa, aynı yarıçaplara sahip olmaları beklenmektedir.

7- RZ Cnc ve AR Mon'un kütle kaybeden soğuk bileşenleri, yüzey çekim ivmelerine göre ışınım sınıfı II olan devlerdir ama bu bileşenler H-R diyagramında ışınım sınıfı III olan devler arasında bulunmaktadır.

8- Beyaz cüce bileşenine sahip olan AY Cet ve V471 Tau'nun yozlaşmamış ( dejenere olmamış ) bileşenlerinin, beyaz cüce bileşenlerinden çok etkilenmemiş olmaları ilginçtir. Bu sistemler, H-R, kütle-yarıçap ve kütle-ışınım gücü diyagramlarının tümünde uygun konumlara sahiptir. Bunlar, geçmişte kendi bileşenlerinden kütle kazanmış olabilirler ve kendi Roche loblarının çok derinlerinde olmalarından dolayı, önemli miktarda kütle kaybetmeleri beklenmektedir.

9- RZ Cnc, AR Mon, RT Lac'ın kütle alan bileşenleri ve çok muhtemel olarak geçmişte bu duruma sahip olan AY Cet ve V471 Tau sistemlerinin bileşenleri, kendi ışınım özelliklerini önemli ölçüde değiştirmemişlerdir. Bunlar, kütle-yarıçap ve kütle-ışınım gücü bağıntılarına kabaca uymaktadırlar. Ancak, kütle kaybeden

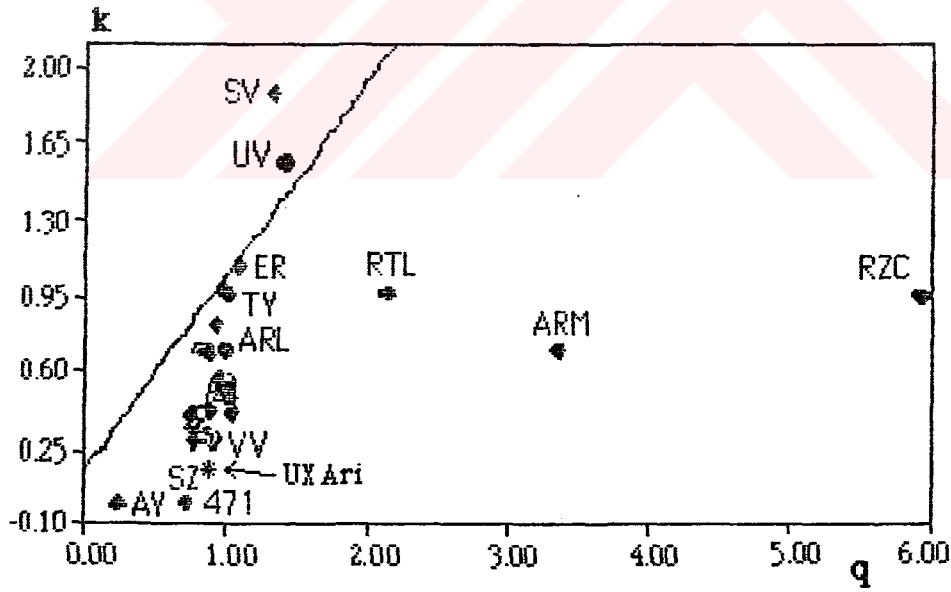
bileşenlere ilişkin durum böyle değildir. Kütle kaybeden bileşenlerin ışınım özellikleri, beklenen değerlerden tamamen farklıdır. Bunlar çok yaşlı görünürler ve kütle-yarıçap ve kütle-ışınım gücü bağıntılarına uymazlar. Bu sonuç genel olarak Algol-türü çiftlerin tümü için geçerlidir.

10- Yarıçapı, kütlesi, ışınım gücü daha büyük ve daha çok evrimleşmiş olan yıldızlar, genelde yörünge yarıçapı daha büyük olan uzun dönemli sistemler içerisinde bulunmaktadır ve bu sistemler bir seçim etkisi olarak daha büyük uzaklıklarda gözlenmektedirler.

11- Veri tabanı olarak kullanılan 31 sistemden 5 tanesi hariç ( RZ Cnc, AR Mon, RT Lac, AY Cet ve V471 Tau ) diğerlerinde ortalama kütle oranı  $q = M_h / M_c = 0.92 \pm 0.10$  dir. Yarıçaplar oranı  $k = R_h / R_c$  olmak üzere, bu sistemler için k-q diyagramı çizildiğinde ve aynı diyagramda deneysel anakola ilişkin veriler de değerlendirildiğinde, sistemlerin evrimi ile ilgili önemli bir görünüm ortaya çıkmaktadır. Demircan'ın bu incelemesinde, sadece UV Psc, SV Cam ve ER Vul sistemlerinde  $k > 1.00$  dir. İlginç olan da, bu üç sistemin tümünün bileşenleri anakoldadır. Sıcak bileşenlerinin yarıçapı ve kütlesi daha büyük olan sistemler, H-R diyagramındaki kendi evrim yollarının en sıcak olan noktalarından öncesinde bulunmak zorundadırlar. Bu noktayı ( konumu ) geçtikten sonra, yarıçapı ve kütlesi daha büyük olan bileşen sistemin daha soğuk bileşeni olacak ve durum böyle ise bir RS CVn sistemi olabilmek için Hall'un kriterlerine ( Kısım 1.1 ) uymuş olacaktır. Bundan dolayı bu üç sistem göz önünde bulundurulmazsa, diğerlerinin tümü esas itibarıyla anakolun bir tarafında,  $q = 0.92$  yöresinde bulunmaktadır ( Şekil 5.1 ). Bu durum klasik RS CVn sistemlerinin evrimini göstermektedir. Anakoldan ayrılmış bu ayırık çiftlerin normal evrimi, sabit bir q ile birlikte k 'nın bir azalmasını gerektirir. Çünkü kütlesi büyük olan bileşen daha hızlı evrimleşir ve onun yarıçapı çok daha hızlı bir şekilde artar. Sistemlerin pekçoğu k - q diyagramının alt kısmında

bulunmaktadır. Bu da, klasik RS CVn sistemlerin evrimleşmiş çiftler olduklarına dair güçlü diğer bir kanıttır. Sistemin evrimi boyunca  $k$  'nın değeri, anakoldaki yaklaşık 1.00 değerinden, alt dev aşamasında Roche lobunu doldurduğu zamana ait 0.3 değerine kadar azalmaktadır. Bundan sonra,  $q$  'nın değeri artmaya başlar. Çünkü Roche lobu dolmuştur ve sistemin  $k - q$  diyagramında  $q = 0.92$  çizgisinden olan uzaklığı, kütle akteriminin bir ölçüsü olarak görünmektedir.

Soğuk dev ve altdev yıldızların IUE tayflarının incelemesinden Simon ve Drake (1989), 1.2 - 1.6  $M_{\odot}$  kütle aralığında bulunan altdevlerin, G0 IV tayf türüne karşılık gelen  $B - V = 0.6$  yöresinde, geçiş bölgesine ait moröte salmasında ani bir düşme gösterdiklerini buldular. Bu düşmeye ilişkin evrimsel zaman ölçeği 100 Milyon yıl veya daha az olarak kestirilmiştir. Moröte salmasındaki düşme, yıldız



Şekil 5.1. Demircan'a (1989) göre RS CVn sistemleri için  $k - q$  diyagramı ve bu diyagramda UX Ari 'nin konumu. Sürekli çizgi deneysel anakol çizgisidir.

dönme hızındaki keskin bir azalmaya karşılık gelmekte ve bu azalma ile uyuşmaktadır. Bununla ilgili sunulan öneri şudur : Etkinlik ve dönmedeki bu azalma, erken tür F yıldızlarındaki akustik ısıtmadan, daha soğuk yıldızlardaki manyetik dinamonun neden olduğu etkinliğe olan bir dönüşümü göstermektedir. Bu, bir yıldız rüzgarı aracılığıyla yıldızın dönmesini güçlü bir şekilde frenleyen hareketin neden olması için gereken temel bir sonuçtur.

Etkinliğin yaşa bağlı olarak değişimini görmek için, bu yıldızlardaki moröte çizgi akıllarını ve dönme değerlerini H-R diyagramında Şekil 5.2 ve 5.3 'te olduğu gibi noktlayan Simon ve Drake (1989), şu sonuçları elde etmişlerdir :

1- Kütlesi  $m \geq 1.25 m_{\odot}$  olan yıldızlar, enkolle yakın konumdayken yüksek olan dönme hızlarına ve güçlü moröte salmalarına sahiptir. Bunlar H-R diyagramında sağa doğru giderek evrimleştikçe, dönme hızları azalmaktadır. Gray ve Nagar'a (1985) göre bu ani hız düşmesi,  $B-V = 0.6$  'ya karşılık gelen G0 IV yöresinde meydana gelmektedir ( Simon ve Drake 1989 ). H-R diyagramındaki aynı yörede C1V ve C1II salmasının her ikisi de, hızdaki düşmeye paralel olarak azalmaktadır. Etkinlikteki bu düşmeye ilişkin zaman ölçeğinin, Iben'in evrim hesaplarına dayanarak 50 - 100 Milyon yıl mertebesinde olduğu sonucu çıkmaktadır.

2- Kütlesi  $m = 1.25 m_{\odot}$  olan yıldızlarda, enkoldeki yaşamları esnasında, moröte salmasının şiddetinde yaklaşık olarak bir mertebelik bir düşme vardır. Bu yıldızların anakolu terketmesiyle başka hiç bir önemli değişimleri olmamaktadır.

Etkinliğin dönme hızına bağlılığını araştıran Simon ve Drake (1989), en küçük kareler regresyon analizini uygulayarak  $B - V \geq 0.42$  olan yıldızlar için aşağıdaki bağıntıları vermektedirler :

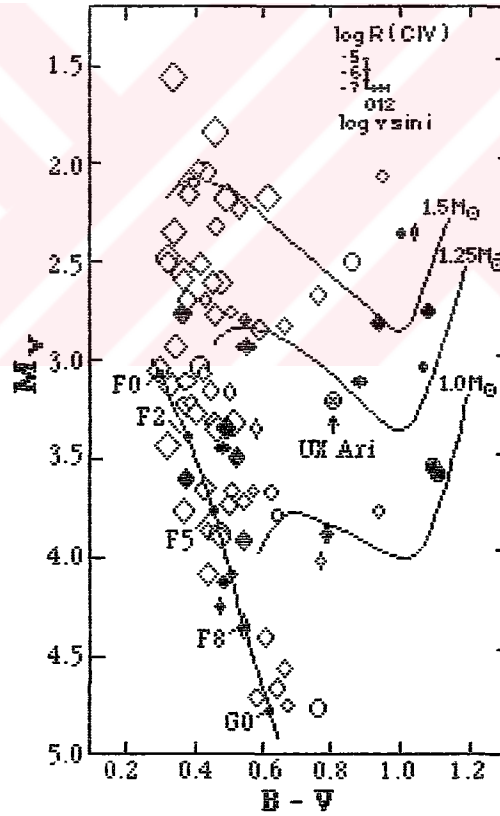
$$\log R(\text{CIV}) = -7.15 + 0.88 \log v \sin i$$

$$\pm 0.26 \quad \pm 0.12 \quad \pm 0.10$$

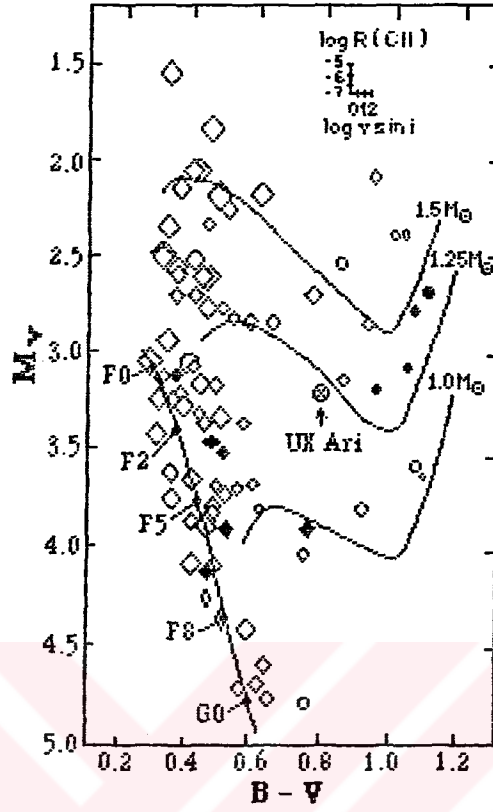
$$\log R(\text{CII}) = -7.20 + 0.82 \log v \sin i$$

$$\pm 0.27 \quad \pm 0.09 \quad \pm 0.08$$

Burada  $v \sin i$ , km/s biriminde izdüşüm dönme hızları ve  $R(\text{CIV})$  ile  $R(\text{CII})$ , sırasıyla CIV ve CII çizgilerindeki akının bolometrik ışınım gücüne normalize edilmiş değerleridir.  $v \sin i$  ise izdüşüm dönme hızlarıdır. Bu bağıntuların bulunmasında kullanılan tayfsal veriler, IUE aracılığıyla alınmış kısa dalgaboyu

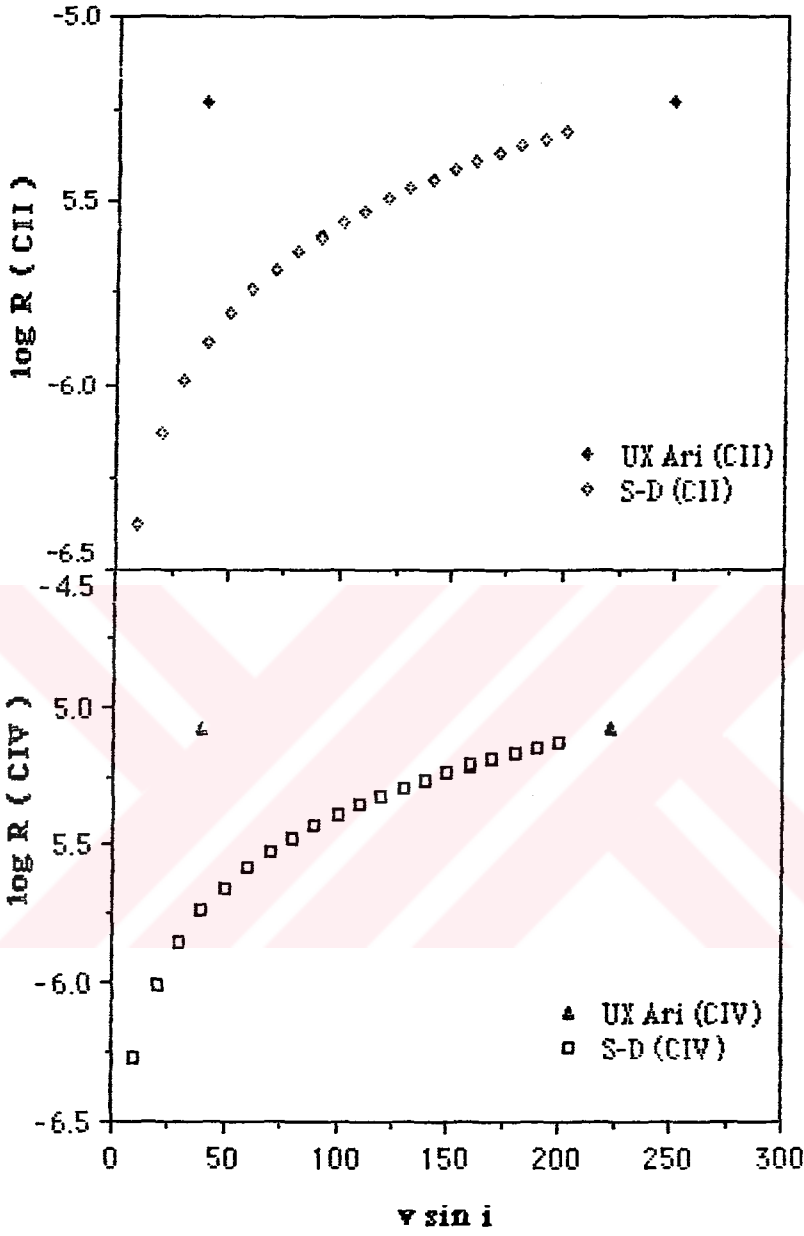


Şekil 5.2. Simon ve Drake'ye (1989) göre soğuk altdev yıldızların renk - parlaklık diyagramı ile CIV etkinliğinin dönme hızına bağlılığı ve UX Ari'nin bu diyagramdaki konumu.



Şekil 5.3. Simon ve Drake'ye (1989) göre soğuk altdev yıldızların renk - parlaklık diyagramı ile CII etkinliğinin dönme hızına bağlılığı ve UX Ari'nin bu diyagramdaki konumu.

düşük dispersiyon tayflarından elde edilmiştir. Bu bağıntuların grafikleri Şekil 5.4 'de verilmektedir. UX Ari'nin kısa dalgaboyu düşük dispersiyonlu moröte tayflarından elde edilen CII ve CIV toplam çizgi akılarından ( Çizelge 3.2 ) yararlanarak ve akının tümünün KO IV bileşeninden ileri geldiği varsayılarak, UX Ari için,



Şekil 5.4. Simon ve Drake'ye (1989) göre ( içi boş kareler ), soğuk altdev yıldızlarda etkinliğin dönme hızına bağlılığı ve UX Ari'nin bu grafiklerdeki olası yerleri ( içi dolu üçgen ve dörtgenler ).

$$R(\text{CII}) = 5.82 \times 10^{-6}, \log R(\text{CII}) = -5.235$$

$$R(\text{CIV}) = 8.24 \times 10^{-6}, \log R(\text{CIV}) = -5.084$$

değerleri elde edilir. Bu değerler, " Flare " olayının görülmediği tayfların ortalamasına karşılık gelmektedir. Normalizasyon işlemi için KO IV bileşeninin etkin sıcaklığı 4700 °K alındı. Yüzey akısı hesaplamalarında ise, KO IV bileşeninin yarıçapı  $6 R_{\odot}$  ve sistemin uzaklığı 50 pc alındı. Vogt ve Hatzes'in (1991) KO IV için verdiği  $v \sin i = 39 \text{ km/s}$  'lik dönme hızı kabul edilirse, Simon ve Drake 'nin (1989) yukarıda verilen bağıntularından UX Ari için,

$$\log R(\text{CII}) = -5.895, R(\text{CII}) = 1.27 \times 10^{-6}$$

$$\log R(\text{CIV}) = -5.750, R(\text{CIV}) = 1.78 \times 10^{-6}$$

olacağı kestirilir. Oysa tayflardan elde edilen yukarıdaki bulgular bu değerlerden çok farklıdır. Tayflardan yararlanarak bulunan değerler Şekil 5.4 'te görüleceği gibi UX Ari sistemini oldukça etkin göstermektedir. Eğer tayflardan elde edilen değerler kullanılarak  $v \sin i$  hesaplanırsa, CII çizgisinden  $v \sin i = 248.99 \text{ km/s}$  ve CIV çizgisinden  $v \sin i = 222.69 \text{ km/s}$  olan hız değerleri elde edilir. Eğer bileşenlerin akıya olan katkıları, Kısım 3.2.2.1 'de MgII akılarından elde edilen sonuçlardaki gibi olduğu kabul edilirse, yani iki bileşenden ileri gelen toplam akının  $1/4$  'ü G5 bileşeninden ve  $3/4$  'ü KO bileşeninden ileri geldiği düşünülürse, KO IV bileşeni için,

$$R(\text{CII}) = 3.43 \times 10^{-6}, \log R(\text{CII}) = -5.465 \text{ ile } v \sin i = 130.74 \text{ km/s}$$

$$R(\text{CIV}) = 4.86 \times 10^{-6}, \log R(\text{CIV}) = -5.313 \text{ ile } v \sin i = 122.20 \text{ km/s}$$

değerleri elde edilir.



Ancak yıldızların dönme dönemi ile yörünge dönemi arasında bir senkronizasyon olduğu varsayılarak, KO IV bileşeni için  $v \sin i \sim 41$  km/s yöresinde olacağı görülür. Bu değer de Vogt ve Hatzes'in (1991) belirttikleri 39 km/s 'lik değere çok yakındır. O zaman yukarıdaki değerlere göre elde edilen  $\sim 80$  veya 90 km/s 'lik hız farkı neden kaynaklanmaktadır ? Bunun nedenini araştırmak için sistemin minimum ve maksimum etkinliği ele alınarak aynı hesaplamalar yapıldı. Minimum etkinliğin ( minimum akı değerinde ) görüldüğü durum için bu hesaplamalar yapıldığında, KO IV bileşeni için,

$$R ( CII ) = 2.22 \times 10^{-6} , \log R ( CII ) = -5.654 \text{ ile } v \sin i = 76.72 \text{ km/s}$$

$$R ( CIV ) = 2.46 \times 10^{-6} , \log R ( CIV ) = -5.608 \text{ ile } v \sin i = 56.50 \text{ km/s}$$

elde edilir. Bu değerler ile yukarıda belirtilen hız farkı  $\sim 15$  veya 35 km/s olmaktadır. Maksimum etkinlik durumunda KO IV bileşeni için,

$$R ( CII ) = 4.66 \times 10^{-6} , \log R ( CII ) = -5.332 \text{ ile } v \sin i = 189.77 \text{ km/s}$$

$$R ( CIV ) = 6.99 \times 10^{-6} , \log R ( CIV ) = -5.156 \text{ ile } v \sin i = 184.58 \text{ km/s}$$

elde edilir. SWP 3766 ( Evre = 0.68 ) tayfındaki " Flare " olayında bu hesaplamalarla KO IV bileşeni için,

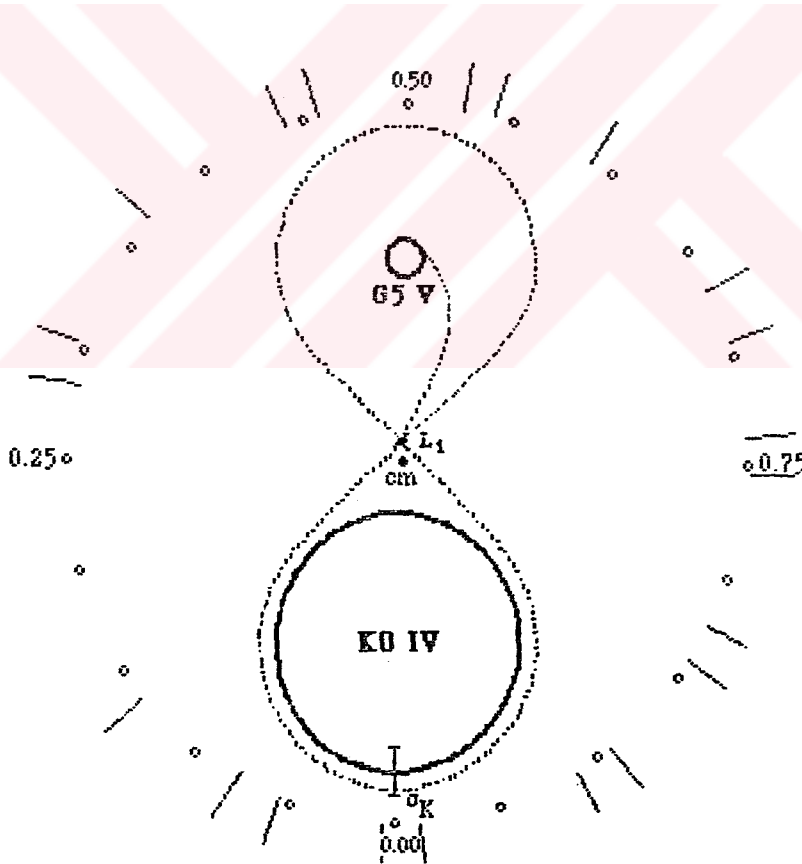
$$R ( CIV ) = 6.99 \times 10^{-6} , \log R ( CIV ) = -5.156 \text{ ile } v \sin i = 184.58 \text{ km/s}$$

sonucu elde edilmektedir. Bu hesaplamalardan elde edilen değerlere göre, KO IV bileşeninin moröte akısına olan katkısının MgII çizgilerinde olduğu gibi, toplam skının yaklaşık 3/4 'ü kadar olabileceği daha büyük bir olasılık dahilindedir. Ayrıca, minimum etkinlikteki  $v \sin i = 76.72$  veya 56.50 km/s olan hız değerleri,

görsel bölgedeki tayfsal çalışmalardan elde edilen  $v \sin i = 39 \text{ km/s}$  ( Vogt ve Hatzes 1991 ) hız değerine yaklaşmaktadır. Flare olayının görüldüğü SWP 3766 tayfindan ( Evresi = 0.068, Tarihi : 1 Ocak 1979 ) elde edilen  $v \sin i = 863.48 \text{ km/s}$  'lik hız sonucu da, aynı tarihte ve yaklaşık aynı evrede ( 0.061 ) alınan LWR 3344 tayfindaki MgII flare olayının  $\sim 450 \text{ km/s}$  'lik kenet genişliği hız değeri ile uyum içindedir. Geçiş-bölgesinde oluşan CIV çizgisinin verdiği hız değeri  $800 \text{ km/s}$  'den büyük olmuştur. Bu değer, manyetik ilmekler arasında hızlandırılmış parçacıkların varlığını düşündürmektedir ( O. Demircan 1992, sözlü görüşme ).

Diğer taraftan UX Ari sisteminin bileşenlerine ait yarıçap ve kütle değerleri Huenemoerder vd (1989) 'nden alınarak, yarıçaplar oranı  $k=R_h/R_c = 0.6 R_\odot / 6.2 R_\odot = 0.13$  ve kütleler oranı da  $q = m_h / m_c = 0.95 m_\odot / 1.07 m_\odot = 0.88$  bulunur. Bu değerler ile UX Ari sistemi k-q diyagramına konulduğunda Şekil 5.1 'deki durum ortaya çıkmaktadır. Şekil 5.1 'deki duruma göre UX Ari sistemi, diğer RS CVn sistemlerinin çoğunda olduğu gibi, k-q diyagramının alt kısmında bulunmaktadır. Yani UX Ari sistemi de klasik RS CVn sistemleri gibi evrimleşmiş çiftler gurubuna girmektedir. Ancak UX Ari için k 'nın 0.3 'den küçük olması dikkati çekmektedir. Bu sonuca göre sistemin Roche lobunu doldurmuş olması beklenir ama, Huenemoerder vd 'nin (1989) Roche geometrisi ile Kısım 3.2.2.2 'deki hesaplamalardan sistemin KO IV bileşeninin Roche lobunu henüz doldurmamış ancak doldurmak üzere olduğu görülmektedir. Her ne kadar  $k=0.13$  veya  $k=0.19$  ( Kısım 3.2.2.2 'deki  $R_h = 1.07 R_\odot$  ,  $R_c = 5.74 R_\odot$  değerlerinden ) değeri  $k=0.3$  'den küçük ise de yukarıda belirtilen Roche geometrisine göre ( Şekil 5.5 ),  $q=0.88$  değeri de 0.92 değerinden küçüktür. Yani, Demircan 'a (1989) göre sistemde önemli bir kütle aktarımı olmayacaktır.

UX Ari sisteminde sürekli veya sık aralıklarla KO IV 'den G5 V 'e olan bir kütle aktarımının olduğuna ilişkin tayfsal deliller henüz elde edilememiştir. Kütle aktarımı çok sık olmasa da arada bir olduğunu gösteren deliller vardır ( LWR 3344 tayfı, Simon vd 1980 ). Bu verilerden UX Ari sisteminde zaman zaman kütle aktarımının var olduğu ama bunun henüz önemli bir ölçüde olmadığı söylenebilir. G5 V ve KO IV bileşenlerine ait MgII profillerinden de, sistemin bileşenleri etrafında zaman zaman yoğun olabilen soğurucu bir ortamın delilleri de görülmektedir. Profillerin zirvelerindeki soğurmaya gösteren çöküntüler ve profillerin kenetlerindeki hafif asimetriklik bu madde aktarımının delilleri olabilir.

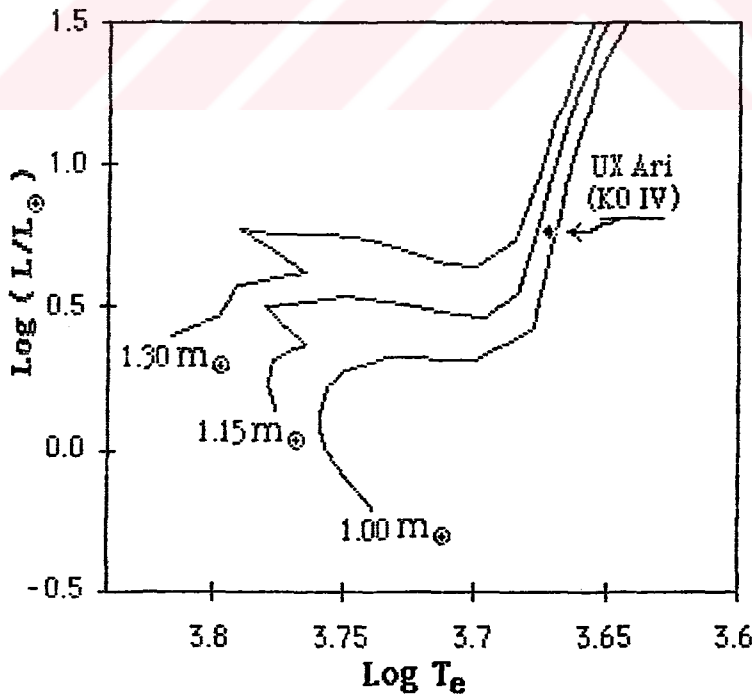


Şekil 5.5. UX Ari sisteminin Roche geometrisi.

Yukarıda belirtilen özellikleri ile UX Ari sistemi, Morgan ve Eggleton'un (1978) sonuçlarına göre ilk guruba girmektedir. Yani sistem henüz Roche lobunu doldurmamış ama bir bileşeni doldurmak üzeredir. Bu bileşen dev kolunun tabanına yakındır ve merkezi hidrojenini tüketmiştir (Şekil 5.2 ve 5.3). Önemli olan bir özellik de, bu guruba giren sistemler aynı zamanda Algol-benzeri çiftlerin bir alt gurubu olmaktadır. UX Ari sistemi de örtme-örtülme olaylarını gösterseydi bu özelliği belki çok açık bir şekilde gösterebilecekti. Abhyankar 'ın (1984) sonuçlarına göre sistemin KO IV bileşeni kütle kaybı nedeniyle evrim etkisinin ışınım gücüne yansımayacağı, sadece sıcaklık üzerinde bir değişimi olabileceği beklenmelidir. Bunun nedeni de, evrim boyunca, KO IV bileşeninin helyum bolluğunun artmasıdır. Demircan'a (1989) göre bu bileşenin dıştaki ince zarfında hidrojen yanması olmalıdır. Eğer sistemin KO IV bileşeni için  $M_V = + 3^m.2$ ,  $B - V = 0^m.8$ ,  $T_e = 4700$  °K ve bolometrik düzeltme  $BC = - 0^m.35$  alınırsa (Allen 1973), bolometrik salt parlaklık  $M_b = + 2^m.65$  ve buna karşılık gelen ışınım gücü için  $\log (L/L_\odot) = 0.768$  değerleri elde edilir. Eğer bu değerler Simon ve Drake'den (1989) alınan Şekil 5.2 ve 5.3 'de görülen diyagramlarda yerine konulursa, KO IV bileşeninin  $1.25 M_\odot$  kütleli bir yıldızın evrim yoluna yakın olduğu görülür. Aynı değerler Maeder ve Meynet'in (1988) verdikleri model hesabı değerlerini kullanarak çizdiğimiz Şekil 5.6 'da görülen diyagramda yerine konulduğunda KO IV bileşeni,  $1.00 M_\odot$  kütleli bir yıldızın evrim yolu ile  $1.15 M_\odot$  kütleli yıldızın evrim yolu arasına düştüğü görülmektedir. Şekil 5.6 'dan KO IV bileşeninde evrim etkisinin ışınım gücüne yansımaya başlamış olduğu söylenebilir. Oysa Simon ve Drake 'den (1988) alınan diyagramlara (Şekil 5.2 ve 5.3) göre evrim etkisinin, ışınım gücünden daha çok sıcaklık üzerinde olduğu anlaşılmaktadır. Maeder ve Meynet (1988), evrim hesaplamalarını, başlangıç değerleri olarak, kimyasal bileşimi  $X = 0.70$ ,  $Y = 0.28$  ve  $Z = 0.02$  ile, kütleleri  $0.85 M_\odot$  'den  $120 M_\odot$  'e kadar olan yıldızlar için yapmışlardır. UX Ari'nin

KO IV bileşeninin diyagramdaki yeri (Şekil 5.6) gözönüne alınırsa, yaş olarak  $m = 1.15 m_{\odot}$  'e karşılık gelen yaklaşık  $9 \times 10^9$  yıl ile  $m = 1.00 m_{\odot}$  'e karşılık gelen yaklaşık  $1.25 \times 10^{10}$  yıl değerleri arasında olacağı görülmektedir.

Bütün bu değerlerden görüleceği gibi evrim etkisinin UX Ari sisteminde ışınım gücüne mi yoksa sıcaklığa mı daha çok yansıdığını söylemek çok zor olmaktadır. Bu sorunu çözebilmek için başlangıç kütlelerinin ve kimyasal yapının çok iyi bilinmesi gerektiği açıktır. Özellikle evrimin bu aşamasında iç yapının fiziksel süreçleri, atmosferik yapının fiziksel özelliği ( dolayısıyla yıldızın H-R diyagramındaki konumu üzerinde daha hızlı bir şekilde etkili bir rol oynayacağından ) ayrıntılı bir şekilde çalışılmalıdır. Çünkü etkinliğe neden olan temel mekanizma veya mekanizmalar büyük bir olasılıkla bu evrimsel süreçlerden ileri gelebilir. Yani sorun, temelde sadece evrimsel süreçlerle ilgili olabilir.



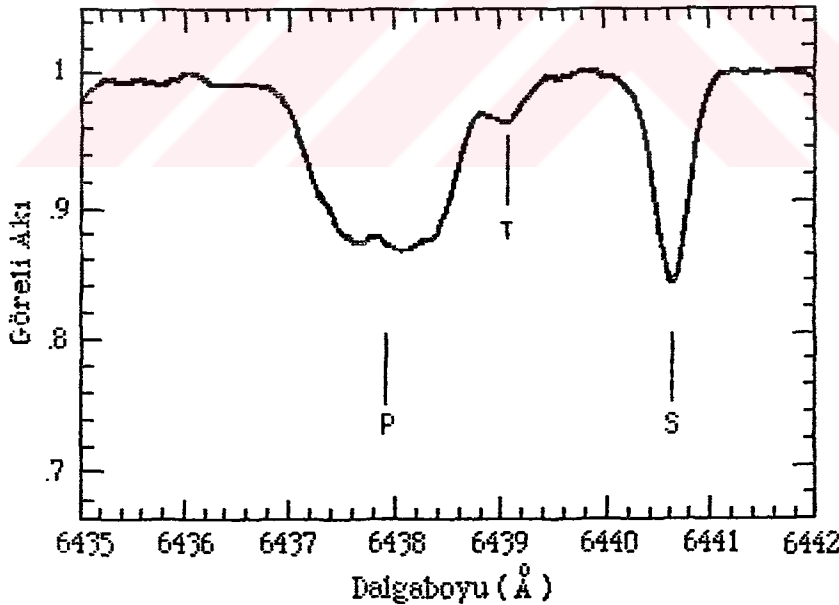
Şekil 5.6. Maeder ve Meynet'e (1988) göre evrim yolları ve UX Ari'nin KO IV bileşeninin olası evrimsel konumu.

## 6. ETKİNLİĞE NEDEN OLAN OLASI MEKANİZMALAR

UX Ari sisteminin Kısım 4 te tartışılan etkinlik olaylarının neden kaynaklandığını kestirebilmek için, ilk önce, farklı gözlemlerden elde edilen verileri ele alıp bunların kendi aralarında ilişkili olup olmadıklarına bakmakta yarar vardır. Çünkü, eğer sistemin etkinliğine neden olan temel mekanizma, birbirini izleyen veya etkileyen fiziksel süreçlere neden oluyorsa ve bu süreçler birbirleriyle doğrudan veya dolaylı bir şekilde ilişkili ise, UX Ari sisteminin etkinliği için önemli olan mekanizma, sözü edilen bu temel mekanizma olacaktır. Eğer, değişik enerji aralığında ve değişik bölgelerde ( fotosfer, kromosfer, korona veya çevresel zarf veya madde ) meydana gelen olaylara ait fiziksel süreçler birbirleriyle ilgili değilse, o zaman etkinlik olaylarında rol oynayan bir tek temel mekanizma yerine birden fazla mekanizmanın işlevleri önemli olacaktır. Bu her iki durumda da, göz önünde bulundurulması gereken şey, sistemin her iki bileşeninin etkinliğe ayrı ayrı katkılarının varolup olmamasıdır. Bu da incelemeye ayrı bir boyut kazandırmaktadır. Özellikle sistemde üçüncü bir bileşenin varolabileceği ( Vogt ve Hatzes 1991 ) bu bakımdan düşündürücüdür ( Şekil 6.1 ).

Olasılık dahilinde sözü edilen mekanizma veya mekanizmaların, hangisi veya hangilerinin gerçekten işlediklerini ortaya çıkarmanın en iyi yolu, eldeki verilere dayanarak, olası mekanizmaların sınanması ve elenmesidir.

Bir tek yıldızdaki etkinlik olayı, o yıldızın merkezinden atmosferinin koronasına kadar birbirleriyle ilişkili fiziksel süreçlerin ortaya çıkması ile ilgilidir. Yani koronal etkinlik, kromosferik ve geçiş bölgesi etkinliği ile doğrudan ilişkili olduğu gibi, kromosferik etkinlik de fotosferik etkinlikle ilişkilidir. Bu durum, fotosfer ve atmosferdeki fiziksel süreçlerin ve ilgili koşulların etkileşme bakımından sürekliliğe sahip olmalarından beklenmektedir. Yine aynı beklenti ile, fotosferik olaylar da yıldızın iç yapısı ve bu yapıdaki değişim ile doğrudan ilgilidir ( Cox ve Giuli 1968, sayfa : 587-638 ). Yıldızın iç yapısındaki olayların çoğunun yansımaları fotosferdedir. Kısaca, bir tek yıldızda meydana gelen bütün bu süreçler, birbirleriyle ilgili olan ve etkinlik üzerinde rol oynamada süreklilik gösterebilen zincirleme olaylardan başka bir şey değildir.



Şekil 6.1. UX Ari 'de üç bileşeni gösteren Ca I 6439 Å yöresindeki tayfsal bölge.

Eğer ikili bir sistemin bileşenleri birbirine yakın ise ( $r_1 + r_2 \geq 0.1 a$ ), sistemin gözlenen toplam ışınımı veya enerji dağılımı yakınlık etkileri denen fiziksel olaylardan etkilenebilir. Bu olaylar çekimsel ve ışınımsal etkilerdir. Sistemin bileşenlerine ilişkin kesirsel yarıçaplar  $r_1 + r_2 \geq 0.75 a$  koşulunu sağlıyor ise bu sistem değen çift yıldız sistemidir ( Demircan 1985 ). UX Ari için  $r_1 + r_2 = 0.4 a$  değeri, sistemin yakın çift yıldız sistemi olduğunu göstermektedir. Ancak değen çift yıldız sistemi değildir.  $i \sim 60^\circ$  koşuluyla  $\Psi = 0$  evresinde, bileşenler arasındaki kesirsel izdüşüm uzaklığın  $\delta_0 = \cos i = 0.5 a$  olduğu dikkate alınırsa,  $\delta_0 \leq r_1 + r_2$  tutulma olma koşulunun bu sistemde sağlanmadığı açıkça görülür. Ancak boyutu ortalama  $10 R_\odot$  ile  $12 R_\odot$  arasında değişen bir çevresel zarfın ( burada zarfın içerdiği maddenin yoğunluğunun, G5 V bileşeninin ışınımını engelleyebilecek derecede olduğu kabul edilmektedir ) varolabileceği düşünülürse,  $10 R_\odot$  için  $r_1 \sim 0.57 a$  ve  $r_2 = 0.06 a$  değerleri ile  $r_1 + r_2 = 0.63 a$  elde edilir. Bu değer de  $\delta_0 = 0.5 a$  'dan büyüktür. Yani bir tutulma olayı olasıdır.  $r_1 - r_2 = 0.51 a$  değeri de  $\delta_0 \leq r_1 - r_2$  koşulunu sağladığı için bu tutulma olayı bir tam tutulma şeklinde olacaktır. Bu verilere göre, çevresel zarf genişlemiş atmosfer özelliğinde düşünülürse, bu çevresel zarftan dolayı sistemde bir atmosferik tam tutulmanın varlığı olasıdır. UX Ari 'nin V bandındaki minimum ışık evresi çoğunlukla 0.9 yöresinde olmaktadır. Bu nedenle  $\Phi_0 = 0.9$  evresinin tam tutulmanın ortasına karşılık geldiği düşünülürse,

a)  $10 R_\odot$  yarıçaplı çevresel zarf durumu için,

Tutulma başlangıcında dıştan teğet evresi,  $\Phi_1 = 0.83$

Tam tutulma başlangıcında içten teğet evresi,  $\Phi_2 = 0.88$

Tam tutulma bitişinde içten teğet evresi,  $\Phi_3 = 0.92$

Tutulma bitişinde dıştan teğet evresi,  $\Phi_4 = 0.97$

sonucu ile,



$$\begin{aligned} \text{Tam tutulma süresi, } (\Psi_3 - \Psi_2) \times P &= 0.04 \times 6^{\text{E}}.43791 \\ &= 6^{\text{sa}}.18 \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \text{Toplam tutulma süresi, } (\Psi_4 - \Psi_1) \times P &= 0.14 \times 6^{\text{E}}.43791 \\ &= 21^{\text{sa}}.63 \end{aligned}$$

b)  $12 R_{\Theta}$  yarıçaplı çevresel zarf durumu için,

$$\text{Tutulma başlangıcında dıştan teğet evresi, } \Psi_1 = 0.79$$

$$\text{Tam tutulma başlangıcında içten teğet evresi, } \Psi_2 = 0.83$$

$$\text{Tam tutulma bitişinde içten teğet evresi, } \Psi_3 = 0.97$$

$$\text{Tutulma bitişinde dıştan teğet evresi, } \Psi_4 = 1.01$$

sonucu ile,

$$\begin{aligned} \text{Tam tutulma süresi, } (\Psi_3 - \Psi_2) \times P &= 0^{\text{E}}.9 \\ &= 21^{\text{sa}}.63 \end{aligned}$$

$$\begin{aligned} \text{Toplam tutulma süresi, } (\Psi_4 - \Psi_1) \times P &= 1^{\text{E}}.42 \\ &= 33^{\text{sa}}.99 \end{aligned}$$

olan tutulma süreleri elde edilir. Bir tutulmanın olmaması için sınır değeri olan  $\delta_0 = 0.5 a$  'ya karşılık gelen çevresel zarf boyutu,

$$0.5 a = r_1 + 0.06 a$$

eşitliğinden,

$$r_1 = 0.44 a = 7.7 R_{\Theta} \approx 8 R_{\Theta}$$

olarak elde edilir.

Sistemin fotoelektrik fotometriden elde edilen ışık eğrilerinde, maksimum ışıktaki bir çöküntü olmaktadır. Bunun biçimi ve yeri çevrimden çevrime değişmektedir. Ayrıca, minimum ışık evresi çok küçük bir kayma göstermekte veya hemen hemen sabit kalmaktadır. Eğer çevresel zarfa ilişkin yukarıdaki hesaplamalar geçerli ise, bu minimum evresi gerçekte, en azından ~ 6 saatlik bir tam tutulma

süresini ( evre aralığı = 0.04 ) içermelidir. Çevresel zarrın boyutu  $\sim 12 R_{\odot}$  olduğunda bu tam tutulma süresi  $\sim 21$  saat olmaktadır. Buna karşılık gelen evre aralığı ise,  $\Delta\psi = 0.14$  olmaktadır. 1972.2 yılından 1989.8 yılına kadar elde edilen ışık eğrilerinin minimum ışık evrelerinin ortalaması  $\psi_0 = 0.92$  olmaktadır ( Çizelge 4.1 ).  $\Delta\psi = 0.14$  olan tam tutulma evre aralığı ve  $\psi_0 = 0.92$  'deki tutulma ortasına göre minimum ışık evresinin  $\psi_0 - \Delta\psi / 2 = 0.85$  evresi ile  $\psi_0 + \Delta\psi / 2 = 0.97$  evresi arasında olan herhangi bir evrede gözlenmesi beklenebilir. Tüm tutulma olayının süresi için  $\Delta\psi = 0.22$  (= 1.42 gün ) evre aralığı ve  $\psi_0 = 0.92$  'deki tutulma ortasına göre ise, herhangi bir gözlemede minimum ışık evresinin gözlenebileceği evre,  $\psi_0 - \Delta\psi / 2 = 0.81$  ile  $\psi_0 + \Delta\psi / 2 = 1.03$  veya 0.03 evreleri arasında olabilir. Çizelge 4.1 'de verilen minimum ışık evreleri, 1977.1 'deki 0.68 evresi hariç bu sonuçlar ile uyumaktadır. UX Ari sisteminin ışık eğrileri çevrimden çevrime bir değişim göstermektedir. Yani ışık eğrisinin genel biçimi, genliği, minimum ve maksimum parlaklıklarının değerleri ile yerleri çevrimden çevrime değişmektedir. Bu nedenle, yukarıda belirtilen tutulmayı kesin olarak saptayabilmek için ışık eğrisinin düzenli gözlenmiş ve bir yörünge dönemi içerisinde kesintiye uğramamış fotometrik verileri gerekmektedir. Şimdiye dek böylesi gözlemler elde edilemediğinden bu tutulmanın varlığı hakkında kesin bir şey söylemek mümkün olmamaktadır.

Böylesi bir tutulmanın olasılığını sınamak amacıyla, karacisim ışıması yaklaşımı ile ışık eğrilerindeki maksimum ve minimum parlaklık farkı veya ışınım gücü oranları kuramsal olarak hesaplandı ve bu kuramsal değer gözlemlerle elde edilen değerlerle karşılaştırıldı : Eğer KO IV bileşeni yaklaşık  $10 R_{\odot}$  yarıçaplı ve  $3500^{\circ}\text{K}$  etkin sıcaklıklı bir çevresel madde ile çevrelenmiş ise, bu çevresel maddeden dolayı sistemin ışınım gücüne olan katkı  $L_G = 13.41 L_{\odot}$  olacaktır. G5 V bileşeni için  $1 R_{\odot}$  yarıçap ve  $5500^{\circ}\text{K}$  olan etkin sıcaklık değerleri ile sistemin ışınım gücüne olan katkısı hesaplanırsa  $L_G = 0.82 L_{\odot}$  bulunur.

Çevresel zarfın etkin olduğu ve tutulmanın olmadığı durum için, sistemin toplam ışınım gücü  $L_S = L_C + L_G$  ifadesinden  $L_S = 14.23 L_\odot$  olacağı görülür. Eğer G5 V bileşeninin çevresel zarftan dolayı örtüldüğü bir durum sözkonusu ise, bu tutulmanın ortasında meydana gelecek ışınım kaybı,  $L_C / L_S = 0.94$  değeri ile,

$$\Delta m = -2.5 \log (L_C / L_S)$$

bağıntısından  $\Delta m = 0^m.06$  'lık bir parlaklık farkına karşılık gelecektir. Bu değer, tüm ışınım yani bolometrik parlaklık farkıdır. Bu kaba yaklaşım ile elde edilen  $\Delta m = 0^m.06$  değeri, Çizelge 2.1 'deki  $\Delta U = 0^m.08$  ( $L_{\text{tutulma}} / L_{\text{sistem}} = 0.93$ ),  $\Delta B = 0^m.14$  ( $L_{\text{tutulma}} / L_{\text{sistem}} = 0.88$ ), ve  $\Delta V = 0^m.15$  ( $L_{\text{tutulma}} / L_{\text{sistem}} = 0.87$ ) genlikleri ile karşılaştırılırsa yukarıdaki yaklaşımın yetersiz olduğu görülür. Bu yaklaşım, sistemin ve bileşenlerinin tek tek mutlak parlaklıkları ile denetleyerek yapılır ve yarıçaplar ile sıcaklıklar biraz daha hassas alınır, aşağıdaki değerler elde edilmektedir :

Etkin yüzey sıcaklığı 4700 °K olan K0 IV bileşeninin 5.74  $R_\odot$  yarıçaplı görünen diski, çevresel zarftan dolayı 3200 °K etkin sıcaklık değerine sahip olursa, bu diskin ışınım gücü katkısı  $L_K = 3.12 L_\odot$  olmaktadır. Yarıçapı  $R = 0.8 R_\odot$  ve etkin yüzey sıcaklığı 5500 °K olarak alınan G5 V bileşeninin ışınım gücü katkısı da  $L_G = 0.53 L_\odot$  olacaktır. Sistemin maksimum parlaklığı  $V_S \sim 6^m.4$  veya  $6^m.5$  olduğundan 50 pc uzaklığı ile  $M_V$  (sistem)  $\sim 2^m.90$  ve  $L_S = 5.91 L_\odot$  yöresinde olması gerektiği görülür. Bu durumda K0 IV 'ün genişlemiş atmosferi olarak sistemin ışınım gücüne katkısı olabilecek çevresel zarf için,  $L_S = L_K + L_G + L_C$  ifadesinden  $L_C = 2.26 L_\odot$  değeri elde edilir. 10  $R_\odot$  yarıçaplı çevresel zarfın 10  $R_\odot - 5.74 R_\odot = 4.26 R_\odot$  kalınlığında olan bir kısmı 2500 °K sıcaklığında ise  $L_C = 2.26 L_\odot$  değeri elde edilir. Bu değerler ile G5 V bileşeni çevresel zarfla örtülürse, tutulmadaki ışınım gücü,

$$L_T = L_S - L_G = 5.91 L_{\odot} - 0.53 L_{\odot} \\ = 5.38 L_{\odot}$$

değerine göre  $L_T / L_S = 0.91$  elde edilir. Bu orandan,

$$\Delta V = -2.5 \log 0.91$$

$$\Delta V = 0^m.102$$

genliği elde edilir. Bu genlik değeri ile gözlemsel  $\Delta V = 0^m.15$  değerine bir yaklaşım olmuştur. Ama hala  $\sim 0^m.05$  'lik bir fark vardır. Bu fark da sistemdeki leke dağılımından kaynaklanabilir. Bu yaklaşım geçerli ise, sistemin ışık eğrisindeki minimum parlaklığından sorumlu olan esas olay G5 V bileşeninin çevresel zarf ile örtülmesi olmalıdır. Parlaklıktaki  $\sim 0^m.05$  'lik dalgalanmanın, "Flare" etkinliğinin olmadığı sistemli bir leke etkinliğinden kaynaklanabileceği de olasıdır.

Ancak, KO IV 'ün fotosferik sıcaklığı 4700 K ile çevresel zarfın 3200 °K 'lik sıcaklığı arasındaki  $\Delta T \sim 1500$  °K 'lik sıcaklık farkı, çevresel zarftan dolayı mı yoksa leke olayının doğasından mı kaynaklandığı ( Poe ve Eaton 1983, Vogt ve Hatzes 1991 ) ikilemini ortaya çıkarmaktadır. Herhangi bir sistemdeki leke etkinliğinin diğer bir belirteci, sistemin renk ölçeğinin evreye göre değişiminin olmasıdır ( Poe ve Eaton 1983 ). Kısım 2.2.1 'de belirtildiği gibi, A.Ü. Ahlatlıbel 1988 gözlemlerinde B - V ve U - B renkleri evreye bağlı çok zayıf bir değişim gösterirken 1989 gözlemlerinde bu değişim yoktur. Wacker vd (1986), Wacker ve Guinan (1987) ve Mohin ve Ravaandran'a (1989) göre renklerin evreye bağlı değişimleri vardır.  $\Delta(b - r) = 0^m.05$  'lik renk genliği ile sistem maksimum parlaklıkta daha kırmızı ve minimum parlaklıkta daha mavi olmaktadır ( Wacker vd 1986 ). Leke modellenmesinde, lekeler fotosferden daha soğuk olduklarından dolayı, lekeli bir yıldızın minimum ışıpta daha kırmızı olması beklenmektedir. Etkin kromosferli tek çizgili RS CVn sistemlerinde B - V 'nin minimum ışıpta daha

kırmızı veya hemen hemen sabit olduğu bulunmuştur ( Mohin ve Raveendran 1989 : Mohin vd 1985 , Mohin vd 1986 , Vogt 1981 ). Mohin ve Raveendran'ın (1989) gözlemlerinde de, UX Ari'de B - V 'nin maksimum ışık yöresinde daha kırmızı ve minimum ışık yöresinde daha mavi olduğu bulunmuştur. Yukarıda sözü edilen durumun UX Ari 'de meydana gelebilmesi için, soğuk ve etkin bileşenin sıcak bileşenden ( sıcak bileşen için B - V = 0<sup>m</sup>.7 ) V renginde yaklaşık 0<sup>m</sup>.2 daha sönük olması gerekir. Sıcak bileşen için daha mavi olan bir renk ölçeği mümkün değildir. Çünkü daha mavi olursa, ya soğuk bileşen daha sıcak bileşenden daha parlak olmalı veya parlaklıkları eşit olmalıdır ki bu durum gözlemlerin tam zıttı olan bir durumdur. Bu nedenle Mohin ve Raveendran (1989), UX Ari'de görülen B - V değişimlerinin tek nedeninin, daha sıcak G5 V bileşenin kısa dalgalı boylarında toplam ışığa olan kesirsel katkısının değişimi olduğu sonucunu çıkarmışlardır. Eğer bu durum doğru ise, G5 V bileşenin ışığını etkileyecek bir olay veya ortam olmalıdır. Vogt ve Hatzes (1991) ise,  $\Delta T \sim 1200$  °K kullanarak " Doppler Image " yöntemiyle yaptıkları tayfsal incelemede, UX Ari'de, kararlı büyük bir lekenin kutupta olduğunu ve ekvator yöresinde bir leke ile orta enlemlerdeki birkaç lekenin varolduğu sonucunu elde etmişler ( Şekil 4.6 ). Vogt ve Hatzes'in (1991) kullandıkları sıcaklık ve yarıçap değerleri ile, bir yörünge dönemi boyunca ışık eğrisindeki  $\Delta V = 0^m.15$  'lik genlik için, yüzey alanı, K0 IV 'ün yüzey alanının  $\sim 0.44$  'ü kadar olan bir lekenin fotosferde olması gerektiği,

$$\Delta m = -2.5 \log \frac{L_{G5V} + L_{K0IV} - L_{leke}}{L_{G5V} + L_{K0IV}}$$

ifadesinden kestirilmektedir. Eğer genlik  $\Delta V = 0^m.1$  alınırsa bu kesirsel alan 0.3 ve  $\Delta V = 0^m.05$  alınırsa kesirsel alan 0.15 olmaktadır. Bu değerlerden genelde lekeli bölge alanının büyük olduğu anlaşılmaktadır.

Sistemin MgII profillerinden ve MgII dikine hız eğrisinden, sistemde bir çevresel maddenin varolabileceği anlaşılmaktadır ( Kısım 3.2.2.1 ve 3.2.2.2 ). Bu durumda, çevresel maddenin içerisindeki fiziksel şartların değişmesi, sistemde görünen etkinliğe bir katkı sağlamaları için yeterli olabilir. Yani açığa çıkan etkinlik olaylarında, sadece leke etkinliğinin değil, çevresel maddedeki değişimlerin de katkısı olabilir. Leke etkinliği manyetik alanlarla yakından ilgilidir. Yeterince güçlü manyetik alanların açılan ilmekleri aracılığıyla bir madde alış verişi veya çevreye madde yayılması olasıdır. Varsayalım ki bu çevresel madde homojen yoğunluğa ve 3200 °K olan bir ortalama etkin sıcaklığa sahip olsun. Bu çevresel maddede soğurmanın elektron saçılmasından ileri geldiğini kabul edelim.  $10 R_{\odot}$  yarıçaplı bu çevresel maddenin KO IV 'ün yüzeyinden itibaren yüksekliği  $h = 4.26 R_{\odot}$  alınarak,

$$I_{\lambda} = I_{\lambda}^{\circ} e^{-k_{\lambda} \rho h} \dots\dots\dots (19)$$

bağıntısına göre bu çevresel maddenin ortalama  $\rho$  yoğunluğu kestirilebilir. Burada  $I_{\lambda}$ , 3200 °K sıcaklığındaki çevresel maddenin ( Kısım 3.1.2 )  $\lambda$  dalgaboyunda yüzeyindeki ışınım yeğirliği,  $I_{\lambda}^{\circ}$ , yüzey sıcaklığı 4700 °K olan KO IV 'ün yüzeyindeki ışınım yeğirliği ve  $k_{\lambda}$  ( $\lambda = 5000 \text{ \AA}$  'da  $k_{5000} = 0.015$  ) kütle soğurma katsayısıdır. Sisteme ilişkin yukarıdaki değerlerden  $\tau = k \rho h = 1.54$  optik kalınlığı ve  $k_5 = 0.015$  ( Allen 1973, sayfa 214 ) kütle soğurma katsayısı ile ,

$$\rho = 3.51 \times 10^{-10} \text{ gram}$$

elde edilir. Elektron yoğunluğu için, ideal gaz yasasının geçerli olduğu ve tamamen iyonlaşmanın var olduğu kabulü ile,

$$N_e = \frac{1}{2} \rho N_o (X + 1)$$

bağıntısından (Aller 1963),  $X = 0.69$  olan fotosferik hidrojen bolluğu (Mæeder ve Meynet 1988) değeri ile  $N_e \sim 1.8 \times 10^{14} \text{ cm}^{-3}$  elde edilir. Kütle soğurma katsayısı  $\tau = 1.5$  için  $k(\tau) = 0.95 \text{ cm}^2/\text{g}$  değerini kullanarsak (Eva Novotny 1973, sayfa 430) yukarıdaki hesaplar yapılırsa  $X = 0.69$  hidrojen bolluğu için  $N_e \sim 2.8 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3}$  değeri elde edilir. Burada  $N_0$ , Avogadro sayısıdır. Walter vd (1978), X-ışın gözlemlerine bremsstrahlung modelini fit ederek X-ışın soğurması yapan kolon yoğunluğu için  $N_X < 5.0 \times 10^{19} \text{ cm}^{-2}$  değerini kestirmişler. Spangler (1977), sınır (cutoff) plazma frekansından serbest elektron yoğunluğunu  $N_e < 2.4 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  ve radyo salmasının yıldızın genişlemiş atmosferinden veya elektron sıcaklığı  $10^4 \text{ °K}$  'den küçük olmayan yıldız rüzgarından ileri geldiği varsayımı ile serbest elektron yoğunluğunun  $N_e > 3 \times 10^6 \text{ cm}^{-3}$  değerlerinde olacağını kestirmiştir. Bir RS CVn türü olan AR Lac sisteminde Catalano (1973), benzer bir zarf için serbest elektron yoğunluğunu  $N_e = 1.0 \times 10^{11} \text{ cm}^{-3}$  bulmuştur. Ancak AR Lac için en büyük sorun bu zarfın  $0.8 a$  yarıçapında olup bu yarıçapın Roche limitini aşmasıdır. Dolayısıyla AR Lac 'da çevresel zarf daha çok sisteme ilişkin olmaktadır. UX Ari 'de ise bulunan  $10 R_\odot$  yarıçapı  $0.57 a$  kadardır. Bu yarıçap değeride 1. Lagrange noktasının yöresinde olmaktadır. Huenemoerder vd (1989) bu L1 noktasının KO IV 'ün merkezinden  $9.7 R_\odot$  uzaklığında bulmuştur. Bu durum sistemde zaman zaman KOIV 'den  $65 \text{ V}$  'e doğru bir madde aktarımının olabileceği düşüncesini desteklemekte ve çevresel zarfın KO IV 'e ait olduğunu göstermektedir.

UX Ari'nin polarizasyon gözlemleri de sistemde yayılmış koronal ilmeklerin var olduğunu desteklemektedir. Radyo salmasına ilişkin merkezi ve halo kısımlarında (Şekil 4.4), dairesel polarizasyon saptanmıştır. Saptanan bu polarizasyonun derecesi  $\leq 0.01$  olmaktadır (Mutel vd 1985). Bu dairesel polarizasyon  $4.9 \text{ GHz}$  'de hem sağa ve hem de sola dairesel polarizasyon özelliğinde



olmaktadır. Mutel vd (1987), yine 4.9 GHz 'de UX Ari'de dairesel polarizasyonun varolduğunu ve polarizasyon derecesinin radyo salmasındaki akı yoğunluğu ile değiştiğini, düşük akı yoğunluğunda polarizasyon derecesinin arttığını saptamışlardır. Ayrıca, RS CVn sistemlerinde polarizasyonun gözlem frekansına, kaynağın radyo salması ışının gücüne ve sistemin yörünge eğimine bağlı olduğunu göstermişlerdir. Willson ve Lang (1987), UX Ari'nin 10 Haziran 1985 'teki 6 cm radyo patlamasına ilişkin salma ölçümlerinde, % 5 'den küçük olan dairesel polarizasyonun varolduğunu bulmuşlardır. Bu dairesel polarizasyonun sistemdeki manyetik alan ilmekleri aracılığıyla yayılmış maddenin genişlemiş halo yapısı ile ilgili olduğu düşünülmektedir. Burada önemli olan unsur manyetik alanın kendisidir. Çünkü bu özellikler manyetik alana önemli ölçüde bağlıdır. O halde manyetik ilmekler, manyetik ilmeklerin hapsedtiği plazma ve bu ilmeklerin açılmasıyla sistemde daha serbest kalan madde, çevresel zarfın oluşmasında etkin olan faktörlerden birkaçı olabilir. "Flare " ve "Patlama " olayları da bu çevresel maddenin varlığına ayrıca katkıda bulunabilirler. Bütün bu etkenler KO IV 'ün etkinliği ile ilgilidir. Yani tüm bu mekanizmalar KO IV 'ün etkinliğine neden olan temel bir mekanizma ile sıkı sıkıya ilişkili olabilir.

Sistemin gerek Roche geometrisinden ve gerekse soğurucu ortama ( çevresel zarf ) veya madde aktarımına ilişkin tayfsal deliller ile birlikte H-R diyagramında ( Şekil 5.2 ve 5.3 ) ortaya çıkan durumdan, sistemin etkinliğine neden olabilecek mekanizma veya mekanizmaların temelinde evrimsel süreçlerin olabileceği anlaşılmaktadır. Belki de yukarıda belirtilen tüm özelliklerin, kısacası etkinlik olaylarından sorumlu olan tek mekanizma bu evrimsel süreçlerdir. Etkin olarak gözlenebilen bir yıldız, ister snakolda isterse H-R diyagramının diğer kollarında olsun, evrimsel olarak iç yapısındaki bir değişimin ya da maruz kaldığı dengesizliğin sonucu olarak bu özellikleri gösterebilir ve bunların nedeni, ilgili



olan evrimsel aşamalar olabilir. Bunlar, yıldızın ortalama olarak kararlı olan yapısını yavaş yavaş kararlı hale getiren evrimsel süreçlerdir. Bir çeşit dönüm noktasıdır. Bu süreçler özellikle yıldızın yüzeyinde ve atmosferinde etkisini gösterdikçe, gözlemlerde etkinlik olaylarının delillerine neden olabilecektir. Yıldızda konvektif katmanın oluşması evrimseldir. Çekirdek reaksiyonları evrimseldir. Yıldızın büzülmesi ve genişlemesi evrimseldir ( Cox ve Giuli 1968 ). Ayrıca dönmenin yıldız yapılarına ve evrime etkisi de önemlidir ( Kırbıyık 1991 ). Bu nedenle gözlenen etkinlik olayları da dönme ile yakından ilişkili olabilir ( Rodonó 1981 , Walter ve Bowyer 1981 ).



## 7. SONUÇ

UX Ari sisteminin kısa dalgaboyu moröte tayflarında, kromosferde ve geçiş bölgesinde oluşan salma çizgisi akıları evreye bağlı bir değişim göstermektedir ( Şekil 3.2, 3.3 ve 3.4 ).  $\sim 0.07$  evresinde olan ve bir " Flare " olayını gösteren SWP 3766 tayfındaki akı artışı hariç, bu kromosferik ve geçiş bölgesi salma çizgilerinde görülen evreye bağlı değişim fotometrik ışık eğrileri ile karşılaştırıldığında, fotometrik ışık eğrilerindeki ışık düşmelerine karşılık gelen evrelerde kromosfer ve geçiş bölgesinde oluşan çizgilerin akılarında bir artışın meydana geldiği görülmektedir. Buna göre, fotosfer düzeyinde soğuk olan manyetik lekelerin üstündeki kromosfer bölgelerinin daha sıcak olması gerektiği anlaşılmaktadır. Diğer taraftan MgII 'nin akılarındaki evreye bağlı değişimlerinden ( Şekil 3.7 ), sistemin fotometrik ışık eğrisinin genliğindeki artışlar ( Şekil 4.1 ) ile akıdaki artışların birbirini desteklediği görülmektedir. MgII akılarının incelenmesiyle, sistemdeki moröte etkinliğinin  $1/4$  'ünün G5 V bileşeninden ve  $3/4$  'nün de K0 IV bileşeninden ileri geldiği anlaşılmaktadır. Sistemdeki MgII yüzey akısı değeri, sakin güneştekinin yaklaşık 10 katı kadardır ( Kısım 3.2.2.1 ). Bütün tayflarda, K0 IV bileşenine ait MgII k profillerinin zirvelerinde bulunan hafif ama belirgin soğurma, profillerin üzerinde hep aynı yerde olmakta ve profillerle birlikte tayfta kayma göstermektedir. Bu nedenle K0 IV 'ün etrafında soğurucu bir ortamın varolabileceği söylenebilir. Uzun dalgaboyu düşük dispersiyon tayflarına çok dar bir dalgaboyu aralığında (  $\sim 700 \text{ \AA}$  ) yapılan karacisim ışınımı fit sonuçları da bu soğurucu ortamın

bir çevresel zarf olabileceğini, sistemdeki moröte artığın ( Rhombs ve Fix 1977 ) bu zarftan ileri gelebileceğini ve çevresel zarf boyutunun KO IV 'ün merkezinden itibaren  $\sim 10R_{\odot}$  'e kadar uzanabileceğini göstermektedir. Ancak uygulanan dalgaboyu aralığı çok dar bir aralık olduğu için bu sonuçlar çok güvenilir değildir. Bununla beraber, daha kesin delil olan MgII k profillerinin zirvelerindeki soğurmayı dikkate alarak böylesi bir çevresel zarfın varolabileceği kabul edilerek yapılan değerlendirmelerde:

i) sistemde bu çevresel zarftan dolayı, yaklaşık 0.0 yörünge evresi yörresinde G5 V bileşeninin bu zarf tarafından tamamen örtülebileceği, yani sıcak bileşen bu zarfın arkasından geçerken ışığında bir azalma olabileceği ( Bölüm 6 ),

ii) sistemin fotometrik ışık eğrisindeki minimum ışığa lekelerin etkisi ile birlikte yukarıda sözü edilen ışık azalmasının katkıda bulunabileceği,

iii) çevresel zarf diye belirtilen bu soğurucu ortam için, serbest elektron yoğunluğunun,  $\tau = 1.54$  optik kalınlık ve  $5000 \text{ \AA}$  'deki  $k_5 = 0.015 \text{ cm}^2/\text{g}$  kütle soğurma katsayısı ile  $\sim 1.8 \times 10^{14} \text{ cm}^{-3}$  veya aynı optik kalınlıklı gri atmosfer için olan  $k(\tau)=0.95 \text{ cm}^2/\text{g}$  kütle soğurma katsayısı ile  $\sim 2.8 \times 10^{12} \text{ cm}^{-3}$  değerlerinde olabileceği

görülmektedir. Spangler (1977), sınır (cutoff) plazma frekansından UX Ari için serbest elektron yoğunluğunun  $N_e < 2.4 \times 10^{10} \text{ cm}^{-3}$  değerlerinde olacağını kestirmiştir.

Sistemin MgII dikine hızları, Carlos ve Popper'in (1970) CaII 'den elde ettikleri dikine hızlarla karşılaştırıldığında, MgII hızlarının CaII hızlarından sistematik olarak sapsmış olduğu görülmektedir. MgII dikine hız eğrilerinin çözümünden, sistemin kütle merkezine ilişkin hızı  $+ 36.5 \pm 15$  km/s bulunmuştur. Bu hız Carlos ve Popper 'in (1970) CaII çizgilerinin dikine hız eğrisinden buldukları kütle merkezi hızından yaklaşık  $+ 10$  km/s kadar daha büyüktür.

MgII dikine hız eğrilerinin çözümünden elde edilen kütle ve bileşenler arası uzaklık değerleri kullanılarak UX Ari sisteminin bileşenleri için bulunan birinci kritik ortalama Roche yarıçapları,  $r_1 = 5.9 R_{\odot}$ ,  $r_2 = 6.6 R_{\odot}$  dir. Bu büyüklükler için Huenemoerder vd 'nin (1989) buldukları değerler  $r_1 = 7.0 R_{\odot}$ ,  $r_2 = 6.5 R_{\odot}$  'dir ( Şekil 5.5 ). Elde edilen bu değerlere göre KO IV bileşeni birinci kritik Roche lobunu doldurmaya çok yakın olduğundan sistemde bir kütle aktarımı başlamış olabilir. Bu da öngörülen çevresel maddenin kaynağı olabilir ( Kısım 3.2.2.2).

Sistemde sürekli olmayan ama zaman zaman ortaya çıkabilen büyük " Flare " olaylarının varolduğu ve bu olayların yaklaşık 0.0 yörünge evresi yöresinde görüldüğü tayflar saptanmıştır. Bunlar SWP 3766 ve LWR 3344 tayflarıdır. Bu nedenle sistemde zaman zaman bileşenler arasında bir madde aktarımının varolabileceği düşünülebilir ( Simon vd 1980 ).

UX Ari bileşenlerine ait MgII profillerinin yarı-genişliklerini kullanarak Wilson-Bappu bağıntısının G5 V ve KO IV bileşenleri için uygun salt parlaklıkları verip vermediği araştırıldığında ( Kısım 3.2.2.1 ), bileşenlere ait beklenen salt parlaklık değerlerine göre, G5 V bileşeni

için bu bağıntının uygun sonuçlar vermediği ama KO IV bileşeni için beklenen hata sınırları içinde daha iyi sonuçlar verdiği görülmüştür.

Simon ve Drake'nin (1989) çalışmasından yararlanarak sistemin daha etkin olan KO IV bileşeninin evrimsel durumu araştırıldığında (Şekil 5.2 ve 5.3 ), bu bileşenin  $1.25 M_{\odot}$  kütleli bir yıldızın evrim yoluna yakın olduğu görülmektedir. Maeder ve Meynet'in (1988) evrim modeli hesaplarına göre ise bu etkin bileşen  $1.00 M_{\odot}$  kütleli bir yıldızın evrim yolu ile  $1.15 M_{\odot}$  kütleli yıldızın evrim yolu arasına düştüğü görülmektedir (Şekil 5.6 ). KO IV bileşeni, Maeder ve Meynet'in (1988) sonuçlarına göre, sıcaklık değişiminin olmadığı, ışınım gücünde bir değişimin olduğu bir evrim aşamasında bulunmaktadır. Bu duruma göre KO IV bileşeni kırmızı dev olmaya çok yakındır.

Sistemin Ankara Üniversitesi Gözlemevinde, UBV bandlarında yapılan 1988 - 1989 fotoelektrik fotometri gözlemleri, 1972 'den beri başkaları tarafından daha önce yapılan gözlemler ile değerlendirildiğinde, UX Ari için yaklaşık 12 - 14 yıllık bir etkinlik çevriminin olabileceği görülmüştür. Ayrıca, sistemin 1988 'deki  $B-V=0^m.87$  veya 1989 'daki  $B - V = 0^m.86$  ortalama renk ölçekleri, Montle ve Hall'un (1972) 1972 'deki  $B - V= 0^m.91$  değeri ile karşılaştırılırsa, sistemde 1972 'den beri bir sıcaklık artışı olduğu söylenebilir. Ancak 1972 - 1989 yılları arasında  $B - V$  değerlerinde bir değişimin olup olmadığı saptanamamıştır. Çünkü yayınların çoğunda  $B - V$  değerleri verilmemiştir.

UX Ari sisteminde gözlenen etkinlik olaylarının fotometrik ve tayfsal delilleri genelde birbirini desteklemektedir. Ancak, etkinliğe bir

katkısının varolabileceği düşünülen ve henüz varlığı kesin olarak gözlemsel delillerle saptanamayan çevresel zarfın daha açık, net olan fotometrik ve tayfsal delilleri gereklidir. Boyutları ve fiziksel yapısının kararlı olmadığı tahmin edilen bu zarfın kesin kanıtlarını elde edebilmek için, en az 3 - 5 saat kadar süren daha uzun süreli, düzenli ve bir yörünge dönemi içerisinde mümkün mertebe kesintisiz olan fotometrik gözlemlerle birlikte yapılacak eşzamanlı tayfsal gözlemler ( görsel, moröte, radyo ve X-ışın bölgelerinde ) çok daha yararlı olacaktır. Bütün bu gözlemlerin, çevresel zarf, leke etkinliği, manyetik etkinlik ve leke doğasının güneşteki gibi olup olmadığı konularında ayrıntılı bilgiler vereceği beklenebilir. Vogt ve Hatzes'in (1991), UX Ari'de " Doppler Image" tekniği ile saptadıkları lekelerin kararlılık ve büyüklük bakımından güneştekilere benzerlikleri şüpheli olmaktadır. Bu nedenle bu lekelerin fiziksel yapı bakımından da benzer olmayacakları düşünülebilir. Bundan dolayı bu kararlı ve büyük olan lekelerin daha ayrıntılı incelenmesi önemli olmaktadır.

**KAYNAKLAR**

- ABHYANKAR, K. D., 1984. Mass Loss in Semi-Detached Binaries, *Astrophysics and Space Science*, 84, 355.
- ALLEN, C. W., 1973. *Astrophysical Quantities*, Üçüncü baskı, The Athlone Press, London.
- ALLER, L. H., 1963. *Astrophysics - The Atmosphere of The Sun and Stars*, İkinci baskı, The Ronald Press Company, New York.
- APPLEGATE, J. H. ve PATTERSON, J., 1987. Magnetic Activity, Tides, and Orbital Period Changes in Close Binaries, *Ap. J. ( Letters )*, 322, L99.
- APPLEGATE, J. H., 1989. Magnetic Activity and The Determination of The Tidal Synchronization Time in Close Binaries, *Ap. J.*, 337, 865.
- ATKINS, H.L. ve HALL, D.S., 1972. Infrared Excesses in Eclipsing Binaries of the RS Canum Venaticorum Type, *P.A.S.P.*, 84, 638.
- BASRI, G., LAURENT, R. ve WALTER, F. M., 1985. Stellar Activity in Synchronized Binaries. I. Dependence on Rotation, *Ap. J.*, 298, 761.
- BATTEN, A. H., 1973. *Binary and Multiple Systems of Stars*, Birinci baskı, Pergamon Press, Oxford, New York, Toronto.
- BELVEDERE, G. ve PATERNO, L., 1977. Convection in A Rotating Deep Compressible Spherical Shell : Application to the Sun, *Solar Phys.*, 54, 289.
- BELVEDERE, G., PATERNO, L. ve STIX, M., 1980. Dynamo Action of A Mean Flow Caused by Latitude - dependent Heat Transport, *Astron. Astrophys.*, 86, 40.
- BEVINGTON, P. R., 1969. *Data Reduction and Error Analysis for The Physical Sciences*, McGraw - Hill, New York, San Francisco, St. Louis, Toronto, London, Sydney.

- BINNENDIJK, L., 1960. Properties of Double Stars, University of Pennsylvania Press, Philadelphia.
- BOGGES vd., 1978a. The IUE spacecraft and instrumentation, *Nature*, 275, 372.
- BOGGES vd., 1978b. In-flight performance of the IUE, *Nature*, 275, 377.
- BOHLIN, R. C., HOLM, A. V., SAVAGE, B. D., SNIJDERS, M. A. J. ve SPARKS, W. M., 1980. Photometric Calibration of the International Ultraviolet Explorer (IUE) : Low Dispersion, *Astron. Astrophys.*, 85, 1.
- BOPP, B. W. ve TALCOTT, J. C., 1978. Survey of H $\alpha$  Emission in V711 Tau (HR 1099) and Related CaII Emission Binaries, *Astron. J.*, 83, 1517.
- BUSSO, M., SCALTRITI, F. ve CELLINO, A., 1986. Differential rotation and activity cycles in RS CVn binaries III. UV Piscium and UX Arietis, *Astron. Astrophys.*, 156, 106.
- CARLOS, R.C. ve POPPER, D.M., 1971. HD 21242, A Spectroscopic Binary With H and K Emission, *P.A.S.P.*, 83, 504.
- CASSATELLA, A., PONZ, D. ve SELVELLI, P. L., 1981. On The Absolute Calibration of IUE High Resolution Spectra, *ESA IUE Newsletter*, NO. 10, 31.
- CATALANO, S., 1973. in Second Discussion Session of IAU Symp. No. 51. "Extended Atmospheres and Circumstellar Matter in Spectroscopic Binary Systems", Ed. A. H. BATTEN, 61.
- CONTE, S. D. ve de BOOR, C., 1972. Elementary Numerical Analysis, İkinci baskı, McGraw-Hill Kogakusha, Ltd., Tokyo, Düsseldorf, Johannesburg, London, Mexico, New Delhi, Panama, Rio de Janeiro, Singapore, Sydney.
- COX, J. P. ve GIULI, R. T., 1968. Principles of Stellar Structure - Applications to Stars, Vol. 2, Gordon and Breach, Science Publishers, New York, London, Paris.



- DEMİRCAN, O., 1985. Örten Çift Yıldızlar, Ulusal Astronomi Toplantısı Tebliğleri 1984, Editörler: M. Dizer, A. Özgüç, B. Ü. Kandilli Rasathanesi-Istanbul yayını, 137.
- DEMİRCAN, O., 1990. Activity and Evolution in RS CVn Systems, in Active Close Bineries, NATO ASI Series, Ed. C. İbanoğlu, Kluwer Academic Pub., Dordrecht, Boston, London, 431.
- DURNEY, B. R. ve ROXBURGH, I. W., 1971. Inhomogeneous Convection and the Equatorial Acceleration of the Sun, *Solar Phys.*, 16, 3.
- GIBSON, D.M. ve HJELMING, R.M., 1974. Variable Radio Emission From CC Cassiopeiae and AR Lacertae, *P. A. S. P.*, 86, 652.
- GIBSON, D.M., HJELMING, R.M. ve OWEN, F.M., 1975. Variable Radio Emission From UX Arietis (HD 21242), *Ap. J.(Letters)*, 200, L99.
- GRATTON, L., 1950. CaII Emission in Lambda and Zeta Andromedae, *Ap. J.*, 111, 31.
- GRAY, D. F., 1976. The Observation and Analysis of Stellar Photospheres, John Wiley and Sons, Inc., New York, London, Sydney, Toronto.
- GUINAN, E. F., MCCOOK, G.P., FRAGOLA, J. L., O'DONNELL, W.C. ve WEISENBERGER, A. G., 1981. H $\alpha$  Photometry of UX Arietis During 1979-80, *P.A.S.P.*, 93, 495.
- HASCH, B. M. ve LINSKY, J. L., 1980. Observations of the Quiescent Corona, Transition Region, and Chromosphere in the dMe Flare Star Proxima Centauri, *Ap. J. (Letters)*, 236, L33.
- HALL, D.S., MONTLE, R.E. ve ATKINS, H.L., 1975. UVB and JHKL Photometry of the Radio Star UX Ari=HD 21242, *Acta Astronomica*, 25, 125.
- HALL, D.S., 1976. Multiple Periodic Variable Stars, *IAU Colloq. No.29*, 287.
- HALL, D.S., 1977. 1974-75 UVB Photometry of the Radio Binary UX Arietis, *Acta Astronomica*, 27, 281.

- HARVEL, C., 1982. IUE Data Reduction XVI. Orbital Velocity Corrections, ESA IUE Newsletter, NO. 15, 16.
- HILTNER, N. A., 1947. Eclipsing Binaries With CaII Emission, *Ap. J.* 106, 481.
- HOWARD, R. ve YOSHIMURA, H., 1976. Differential Rotation and Global-Scale Velocity Fields, *IAU Symp. No. 71*, 19.
- HUENEMOERDER, D.P., BUZASI, D.L. ve RAMSEY, L.W., 1989. Fiber-Optic-Echelle-CCD Spectral Monitoring of UX Arietis, *Astron. J.* 98, 1398.
- JOHNSON, H. L., 1966. Astronomical Measurements in the Infrared, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 4, 193.
- JOHNSTON, K.J., WADE, C.M., FLORKOWSKI, D.R., de VEGT, C., 1985. The Position of the Radio/Optical Emission From The Stars HR 1099 and UX Ari, *Astron. J.* 90, 1343.
- KOPAL, Z., 1959. Close Binary Systems, Chapman & Hall Ltd., London, 125.
- KIRBIYIK, H., 1991. Yıldızlarda Dönme ve Türbülans, VII. Ulusal Astronomi Kongresi, İ. Ü. Yayını, 1.
- KRAUSE, F., 1976. Mean-Field Magnetohydrodynamics of The Solar Convection Zone, *IAU Symp. No. 71*, Eds. V. Bumba, J. Kleczek, D. Reidel Pub. Co., 305.
- LANDIS, H.J., LOVELL, L.P., HALL, D.S., HENRY, G.W. ve RENNER, T.R., 1978. 1976-1977 Photometry of UX Ari, HR 1099 and  $\lambda$  And, *Astron. J.* 83, 176.
- LANG, K. R. ve WILSON, R. F., 1988. Ultraviolet and Radio Flares From UX Arietis and HR 1099, *Ap. J.* 328, 610.
- LINSKY, J. L. ve AYRES, T. R., 1978. Stellar Model Chromospheres. VI. Empirical Estimates of the Chromospheric Radiative Losses of Late-Type Stars, *Ap. J.* 220, 619.

- LINSKY, J. L. ve HAISCH, B. M., 1979. Outer Atmospheres of Cool Stars. I. The Sharp Division into Solar - type and Non - solar - type Stars, *Ap. J. (Letters)*, 229, L27.
- LINSKY, J. L., 1980. Stellar Chromospheres, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 18, 439.
- MAEDER, A. ve MEYNET, G., 1988. Tables of evolutionary star models from 0.8 to 120  $M_{\odot}$  with overshooting and mass loss, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, 76, 411.
- MASSI, M., FELLI, M., PALLAVICINI, R., TOFANI, G., PALAGI, F. ve CATARZI, M., 1988. VLBI observations of RS CVn and Algol-type binaries, *Astron. Astrophys.*, 197, 200.
- MOHIN, S. ve RAVEENDRAN, A. V., 1989. BV Photometry of UX Arietis, *J. Astrophys. Astr.*, 10, 35.
- MONTLE, R.E. ve HALL, D.S., 1972. HD 21242 : A New Bright Variable Star, *I.B.V.S.*, No. 646.
- MOORE, C. E., 1950. An Ultraviolet Multiplet Table, United States Department of Commerce yayını.
- MORGAN, J. G. ve EGGLETON, P. P., 1979. The evolutionary status of RS CVn binaries, *M. N. R. A. S.*, 187, 661.
- MUTEL, R. L., DOIRON, D. J., LESTRADE, J. F. ve PHILLIPS, R. B., 1984, VLBI Observations of The RS Canum Venaticorum Binary Systems UX Arietis and HR 1099 at 1.65 GHz., *Ap. J.*, 278, 220.
- MUTEL, R. L., LESTRADE, J. F., PRESTON, R. A. ve PHILLIPS, R. B., 1985, Dual Polarization VLBI Observations of Stellar Binary Systems at 5 GHz., *Ap. J.*, 289, 262.

- MUTEL, R. L., MORRIS, D. H., DOIRON, D. J. ve LESTRADE, J. F., 1987. Radio Emission From RS CVn Binaries. II. Polarization and Spectral Properties, *Astron. J.*, 93, 1220.
- MÜYESSEROĞLU, Z., 1983. Fotoelektrik Fotometri Gözlemlerin Uluslararası Standart Sisteme İndirgenmesi, Y.L. Tezi, A. Ü. Fen Bil. Enst., Ankara.
- NOVOTNY, E., 1973. Introduction to Stellar Atmospheres and Interiors, Oxford University Press, New York, London, Toronto.
- PARKER, E. N., 1955. Hydromagnetic Dynamo Models, *Ap. J.*, 122, 293.
- PARKER, E. N., 1976. The Enigma of Solar Activity, *IAU Symp. No. 71*, 3.
- PASQUINI, L., SCHMITT, J. H. M. M. ve PALLAVICINI, R., 1989. X-ray spectroscopy of RS CVn stars with EXOSAT, *Astron. Astrophys.*, 226, 225.
- POE, C. H. ve EATON, J. A., 1983. Starspot Areas and Temperatures in 9 Binary Systems With Late-type Components, *Wisconsin Astrophys.*, No. 184.
- POPPER, D.M., 1956. On the H and K Emission in Dwarf Stars. *Ap. J.*, 123, 377.
- POPPER, D.M., 1980. *IAU Symp. No. 88*, 387.
- RAO, A. R. ve VAHIA, M. N., 1987. Fast transient X-rays from flare stars and RS CVn binaries, *Astron. Astrophys.*, 188, 109.
- RHOMBS, C.G. ve FIX, J.D., 1977. Spectrophotometry of RS Canum Venaticorum, AR Lacertae, and UX Arietis, *Ap. J.*, 216, 503.
- RODONO, M., 1980. Stellar Activity, *Mem. S.A.It.*, 51, 623.
- RODONO, M., 1981. Progress and Problems in RS CVn Star Research, Photometric and Spectroscopic Binary Systems, Ed. E.B. Carling ve Z.Kopal, D.Reidel Publishing Company, 285-304.
- SARMA, M.B.K., PRAKASA RAO, B.V.N.S., AUSEKAR, B.D., 1983. Photoelectric Photometry of UX Arietis, *I.B.V.S.*, No. 2357.

- SCALTRITI, F., 1989. Infrared Studies on Active Binaries and Circumstellar Matter, Active Close Binaries, Ed. C. İbanoğlu, Kluwer Academic Pub., 319, 493.
- SIMON, T., LINSKY, J.L., SCHIEFFER, F.H., 1980. IUE Spectra of A Flare in the RS Canum Veneticorum Type System UX Arietis, Ap. J., 239, 911.
- SIMON, T. ve LINSKY, J.L., 1980. IUE Ultraviolet Spectra and Chromospheric Models of HR 1099 and UX Arietis, Ap. J., 241, 759.
- SIMON, T. ve DRAKE, S. A., 1989. The Evolution of Chromospheric Activity of Cool Giant and Subgiant Stars, Ap. J., 346, 303.
- SNIJDERS, M. A. J. ve ADAMS, S., 1981. An Improved Method For Extracting Low Resolution IUE Spectra, ESA IUE Newsletter, NO. 11, 59.
- SPANGLER, S. R., 1977. Radio observations of the binary stars UX Arietis and HR 1099, Astron. J., 82, 169.
- STENCEL, R. E. ve MULLAN, D. J., 1980. Detection of Mass Loss in Stellar Chromospheres, Ap. J., 238, 221.
- STIX, M., 1976. Dynamo Theory and The Solar Cycle, IAU Symp. NO. 71, 367.
- STRASSMEIER, K. G., HALL, D. S., ZEILIK, M., NELSON, E., EKER, Z. ve FEKEL, F. C., 1988. A catalog of chromospherically active binary stars, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 72, 291.
- TOKDEMİR, F., 1985. Analysis of Ultraviolet Spectra of An RSCVn Type Binary System AR Lacertae, Doktora Tezi, ODTÜ-Ankara.
- TURNROSE, B., BOHLIN, R. C. ve HARVEL, C. A., 1980. IUE Data Reduction XII. Absolute Calibration of Low-Dispersion Spectra, ESA IUE Newsletter, NO. 6, 18.
- TURNROSE, B. E., THOMPSON, R. W., STONE, D. F. ve PERRY, P. M., 1987. International Ultraviolet Explorer Image Processing Information Manual, Ed. J. Clavel, European Edition.

- VLADILO, G., MOLARO, P., CRIVELLARI, L., FOING, B. H., BECKMAN, J. E. ve GENOVA, R., 1987. Chromospheric MgII h and k emissions free of interstellar contamination : velocity structure in late-type dwarfs and giants, *Astron. Astrophys.*, 185, 233.
- VOGT, S. S. ve HATZES, A. P., 1991. The Differential Rotation and Evolution of Spots on UX Arietis From a Sequence of Doppler Images, *IAU Colloq.*, No. 130, 297.
- WACKER, S. W., GUINAN, E. F., MCCOOK, G. P., LOCHNER, J. C. ve PACZKOWSKI, B. G., 1986. Autumn 1981 Photoelectric Observations of the Starspot Activity on UX Arietis, *I. B. V. S.*, No. 2920.
- WACKER, S. W. ve GUINAN, E. F., 1987. 1985/86 Photometry of the RS CVn Binary UX Arietis, *I. B. V. S.*, No. 3018.
- WALTER, F., CHARLES, P. ve BOWYER, S., 1978. X-Ray Emission From UX Arietis : RS Canum Venaticorum Systems As A Class of Coronal X-Ray Sources, *Ap. J. (Letters)*, 225, L119.
- WALTER, F. M., CASH, W., CHARLES, P. A. ve BOWYER, C. S., 1980. X-Rays From RS Canum Venaticorum Systems : A HEAO 1 Survey and The Development of A Coronal Model, *Ap. J.*, 236, 212.
- WALTER, F. M. ve BOWYER, S., 1981. On the Coronae of Rapidly Rotating Stars. I. The Relation Between Rotation and Coronal Activity in RS CVn Systems, *Ap. J.*, 245, 671.
- WEILER, E. J., OWEN, F. N., SCHMITZ, M., HALL, D. S., FRAQUELLI, D. A., PIROLA, V., RYLE, M. ve GIBSON, D. M., 1978. Coordinated Ultraviolet, Optical, and Radio Observations of HR 1099 and UX Arietis, *Ap. J.*, 225, 919.
- WEISS, N. O., 1965. Convection and the Differential Rotation of the Sun, *Observatory*, 85, 37.

- WILSON, O. C. ve BAPPU, M. K. V., 1957. H and K Emission in Late-type Stars: Dependence of Line Width on Luminosity and Related Topics, *Ap. J.* 125, 661.
- WILSON, O. C., 1978. Chromospheric Variations in Main-Sequence Stars, *Ap. J.* 226, 379.
- WILLSON, R. F. ve LANG, K. R., 1987. Multiple Wavelength Microwave Observations of the RS Canum Venaticorum Stars UX Arietis, HR 1099, HR 5110, and II Pegasi, *Ap. J.* 312, 278.
- ZEILIK, M., ELSTON, R., HENSON, G. ve SMITH, P., 1982. 1981 Photometry of UX Arietis, I.B.V.S., No. 2168.

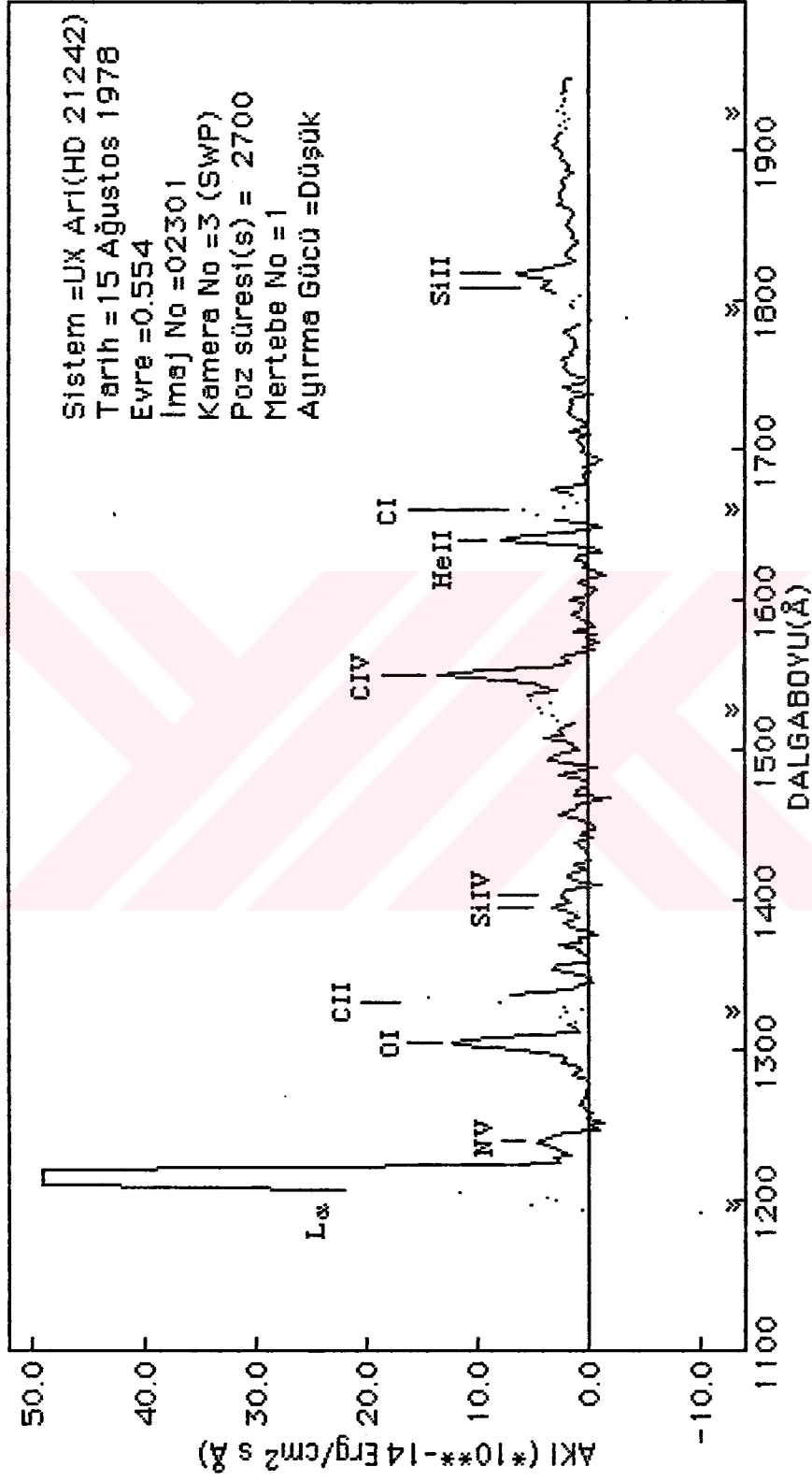


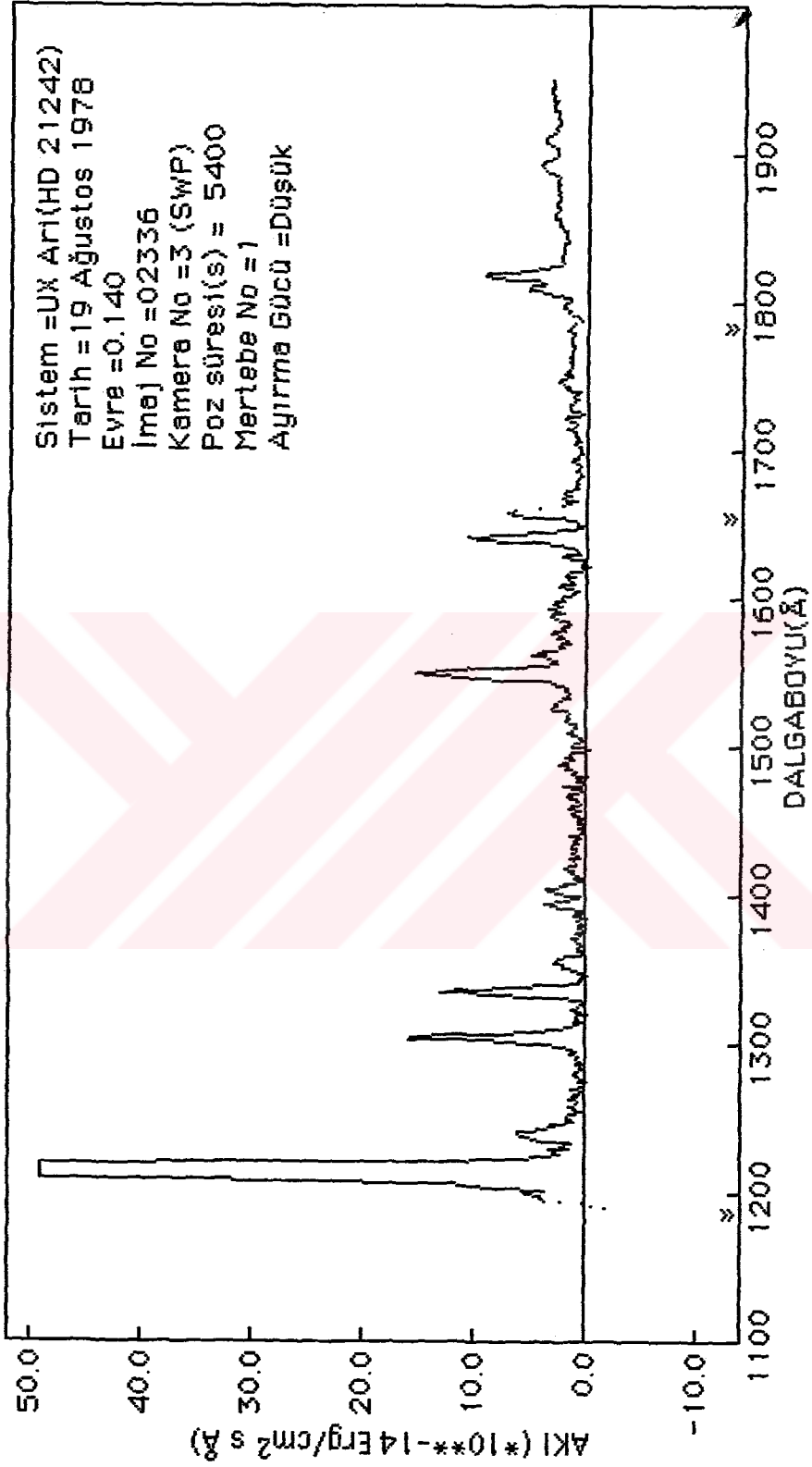
**EK-A**

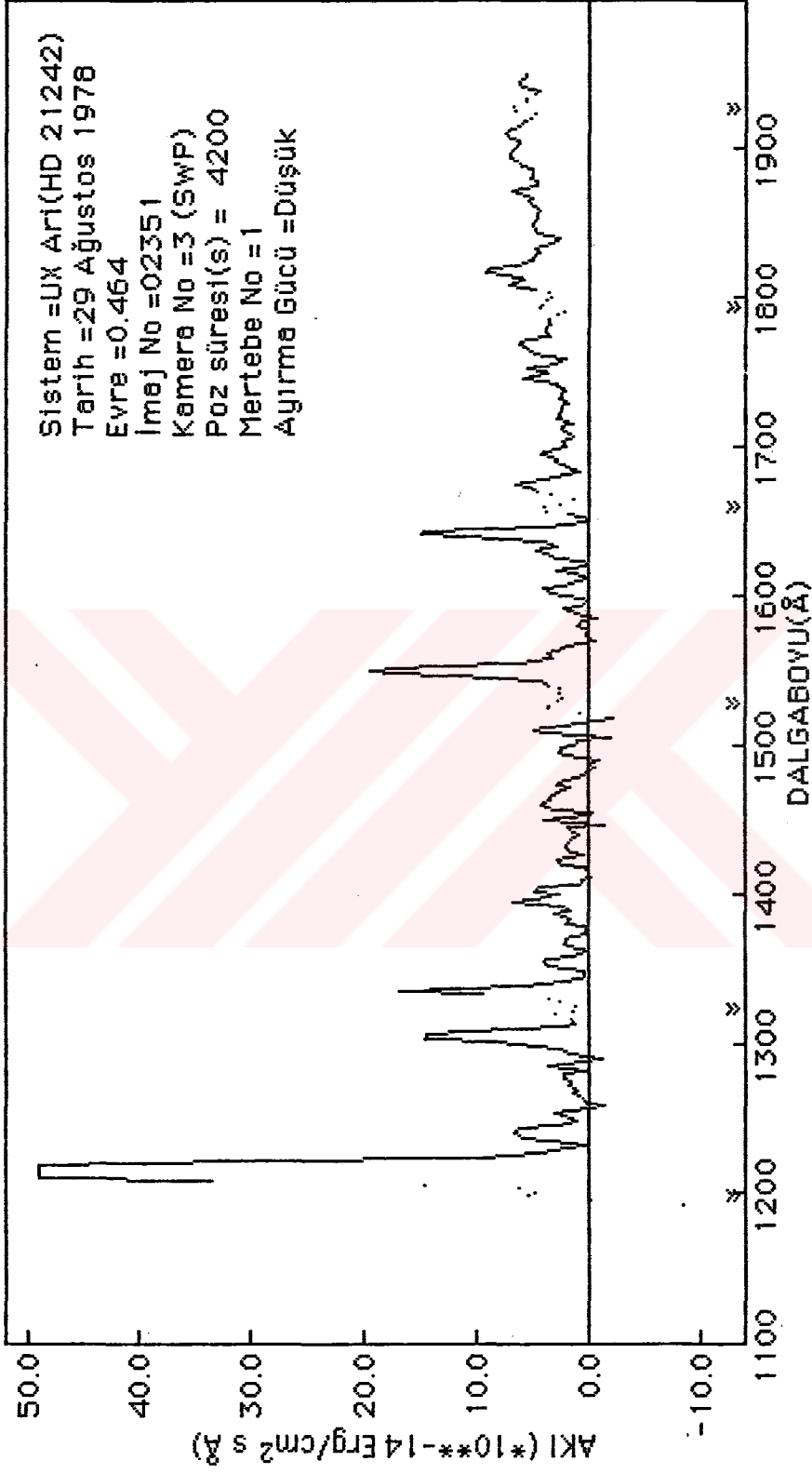
Kısa Dalgaboyu düşük dispersiyon tayfları.

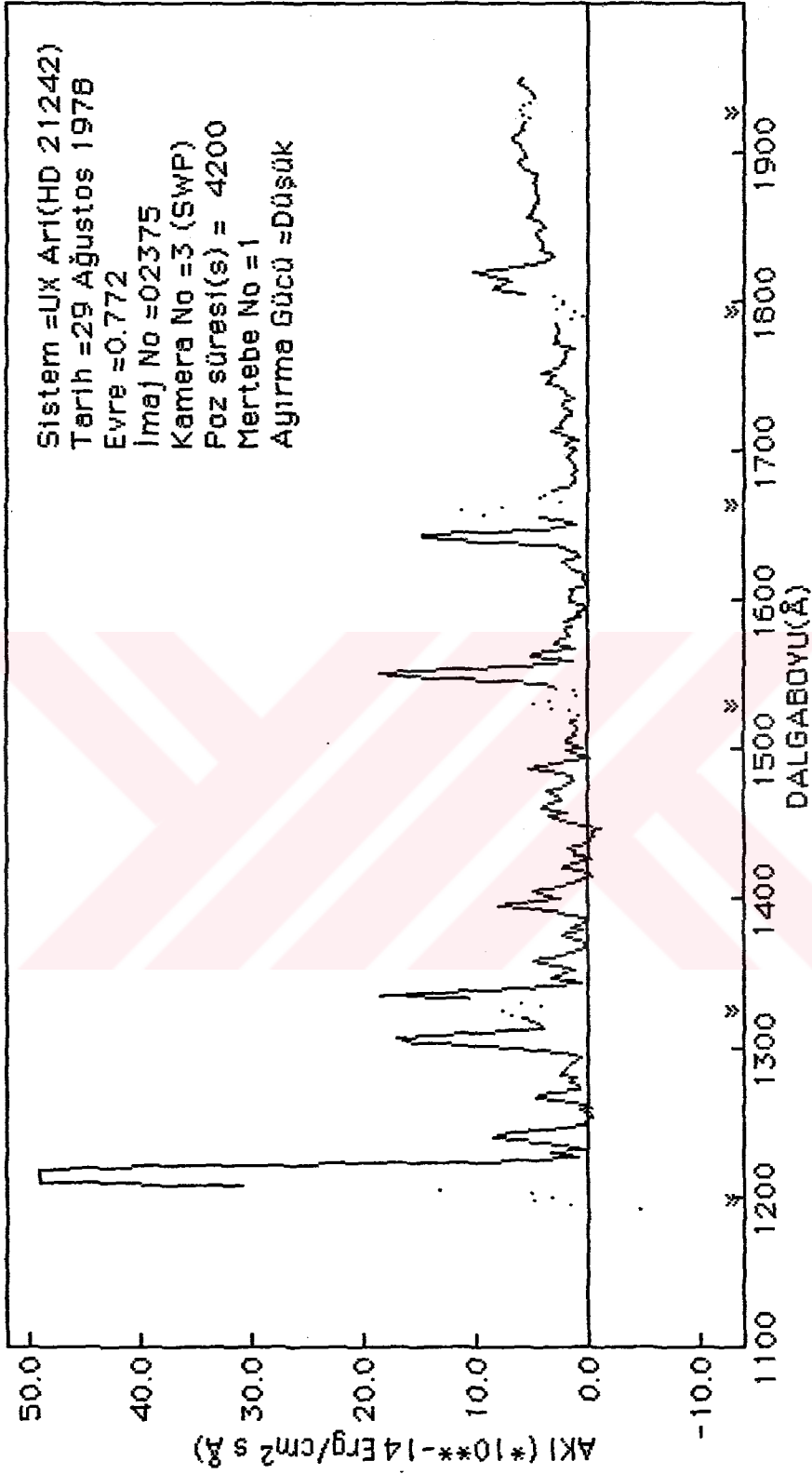
"Reseau mark" değerleri noktalı şekilde gsterilmiş ve ortalarına karşılık gelen dalgaboyu yerleri dalgaboyu ekseni üzerinde işaretlenmiştir.

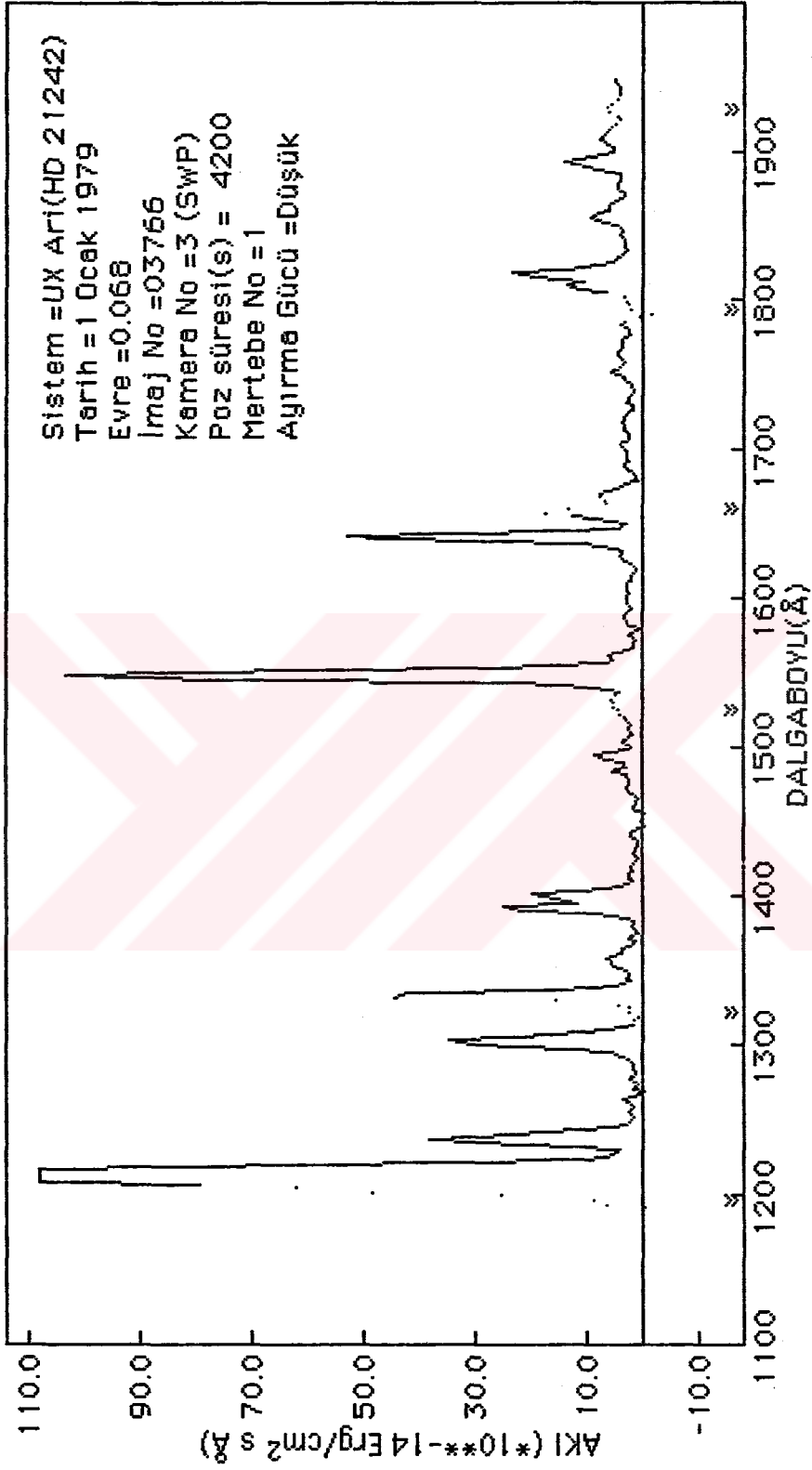


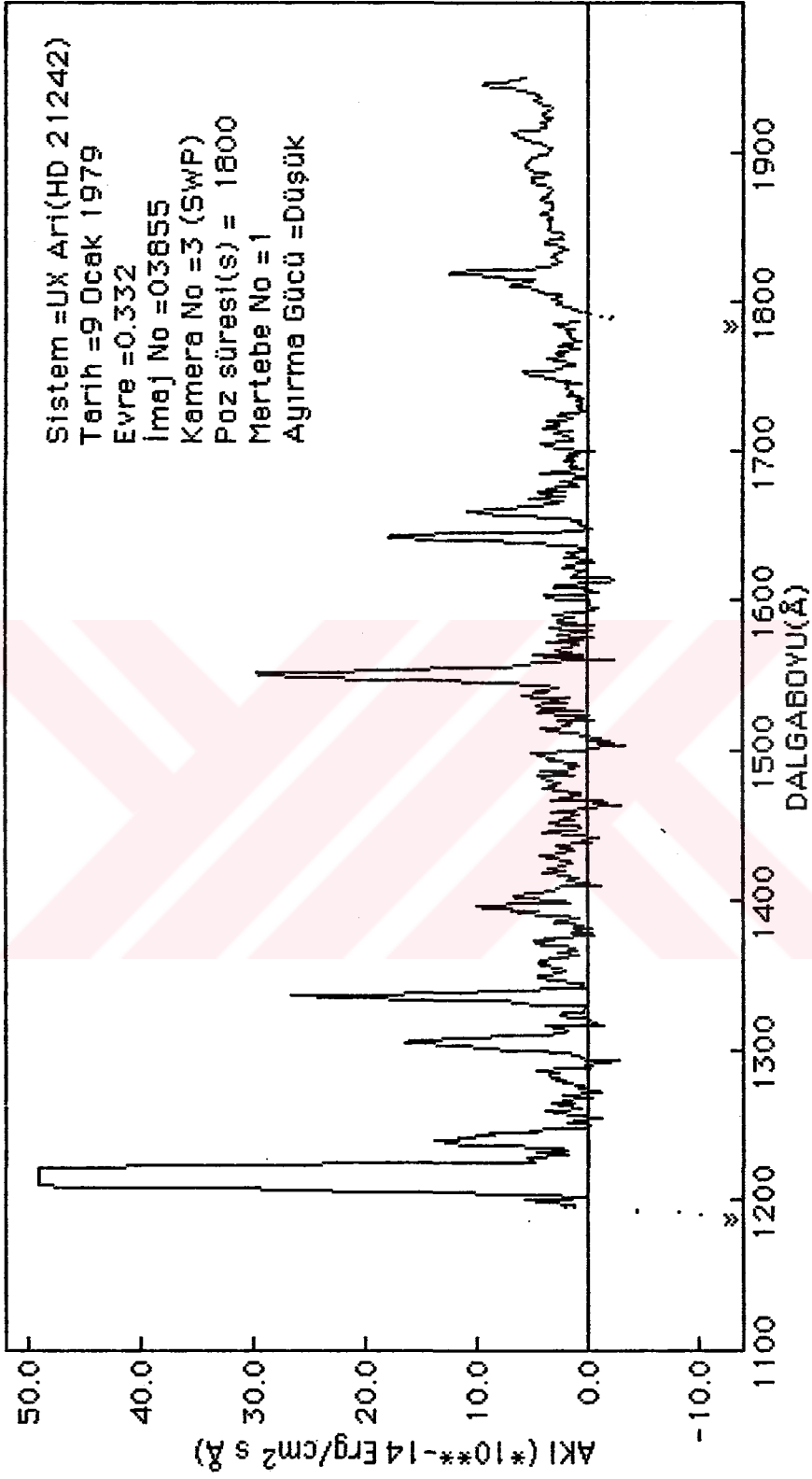


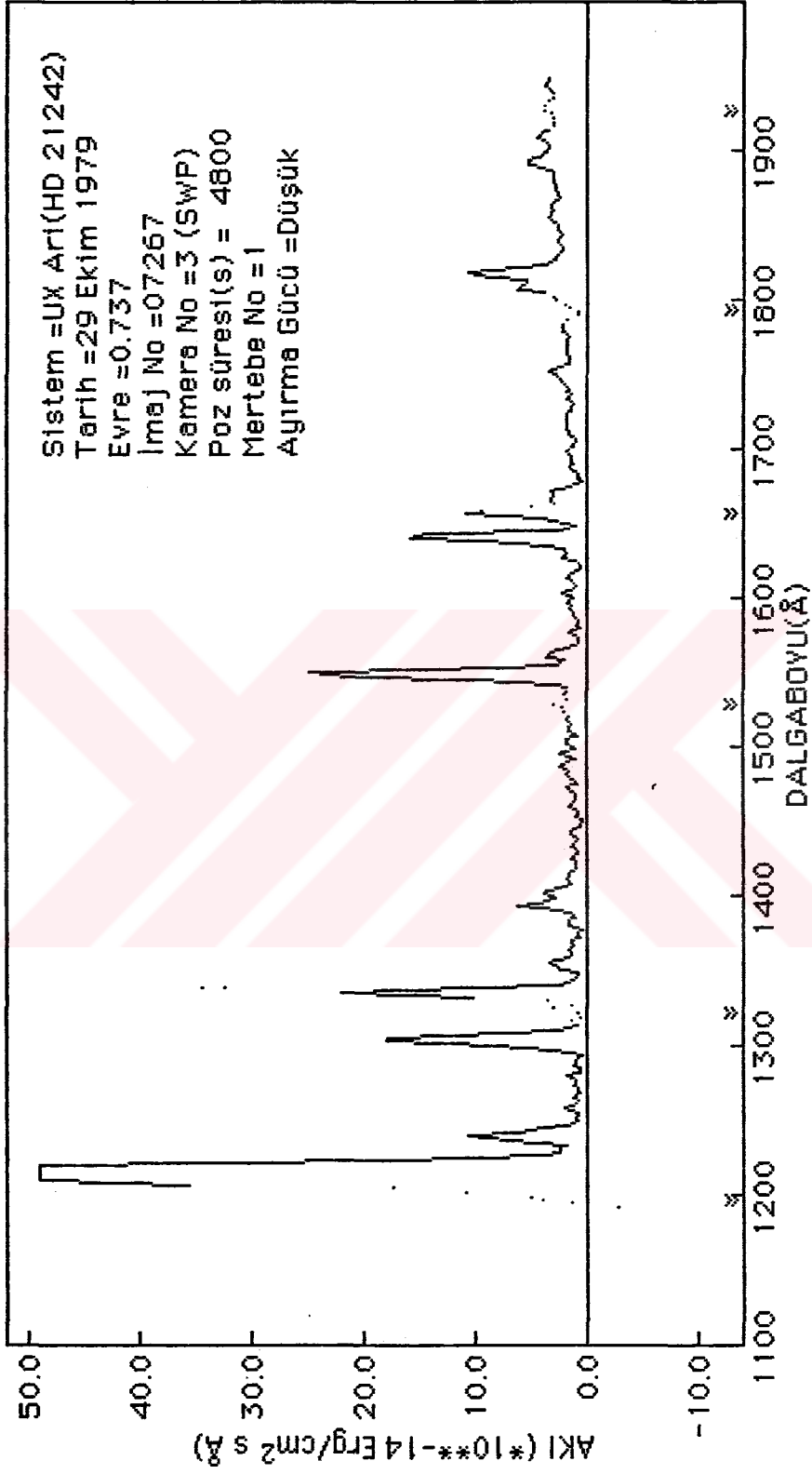


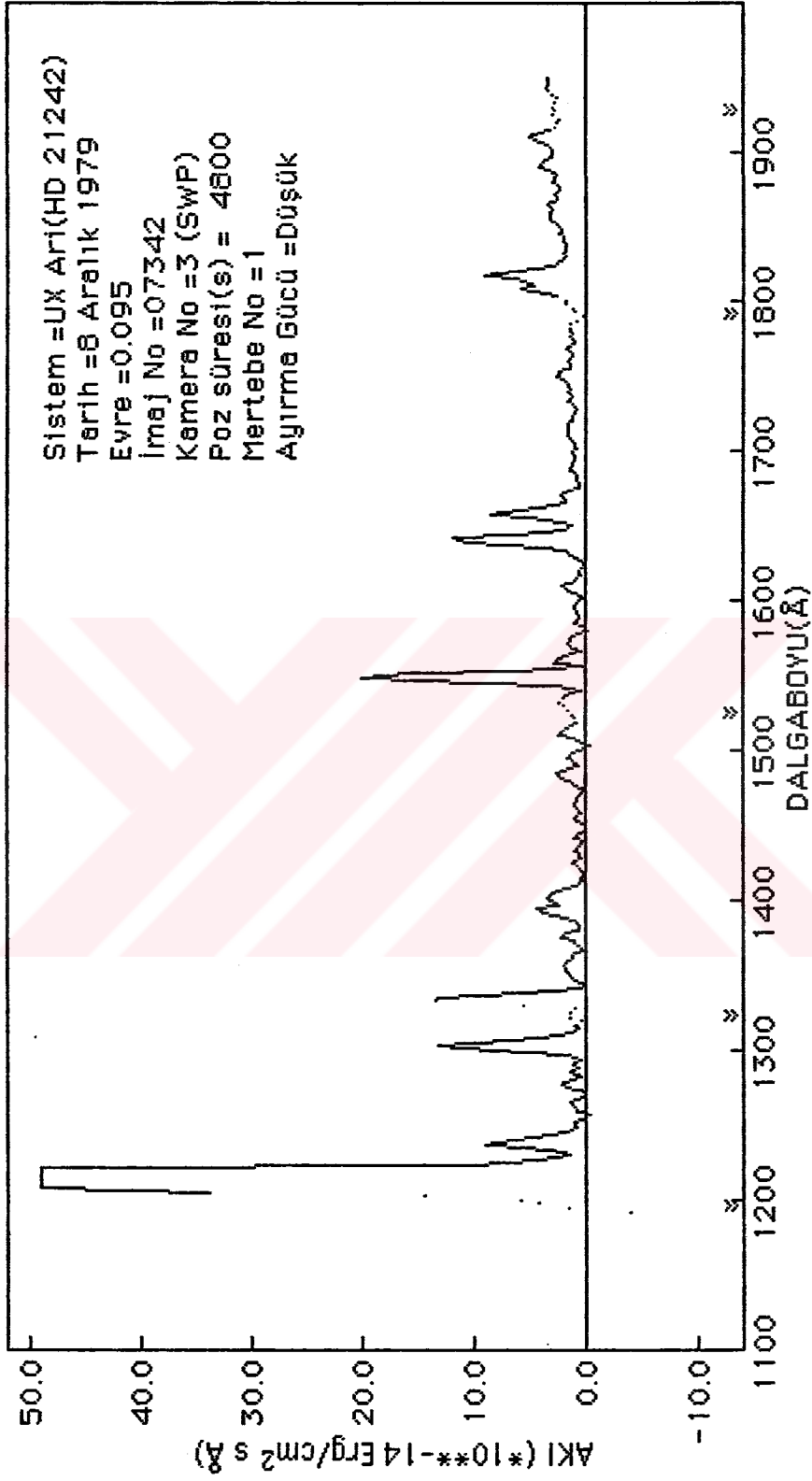




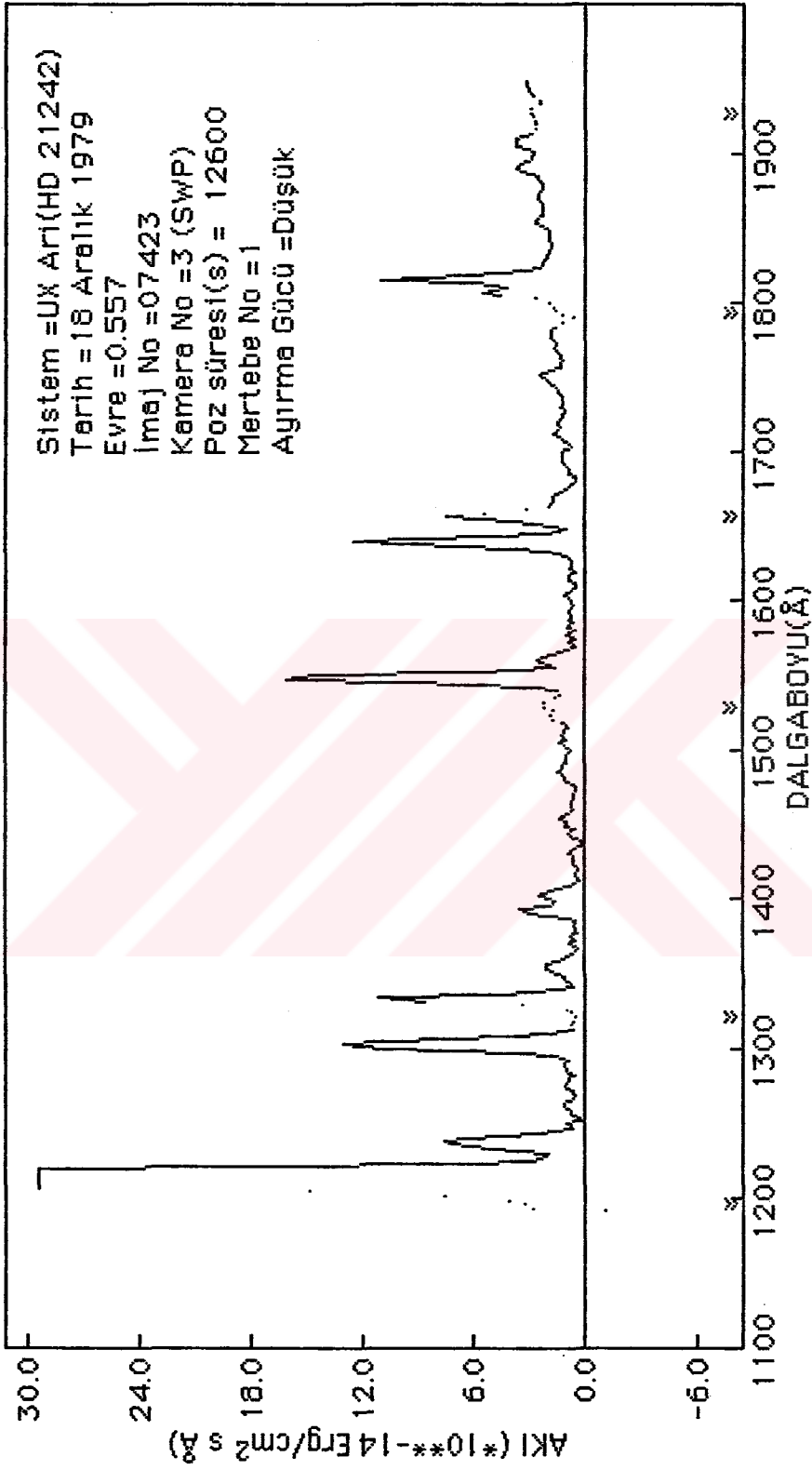


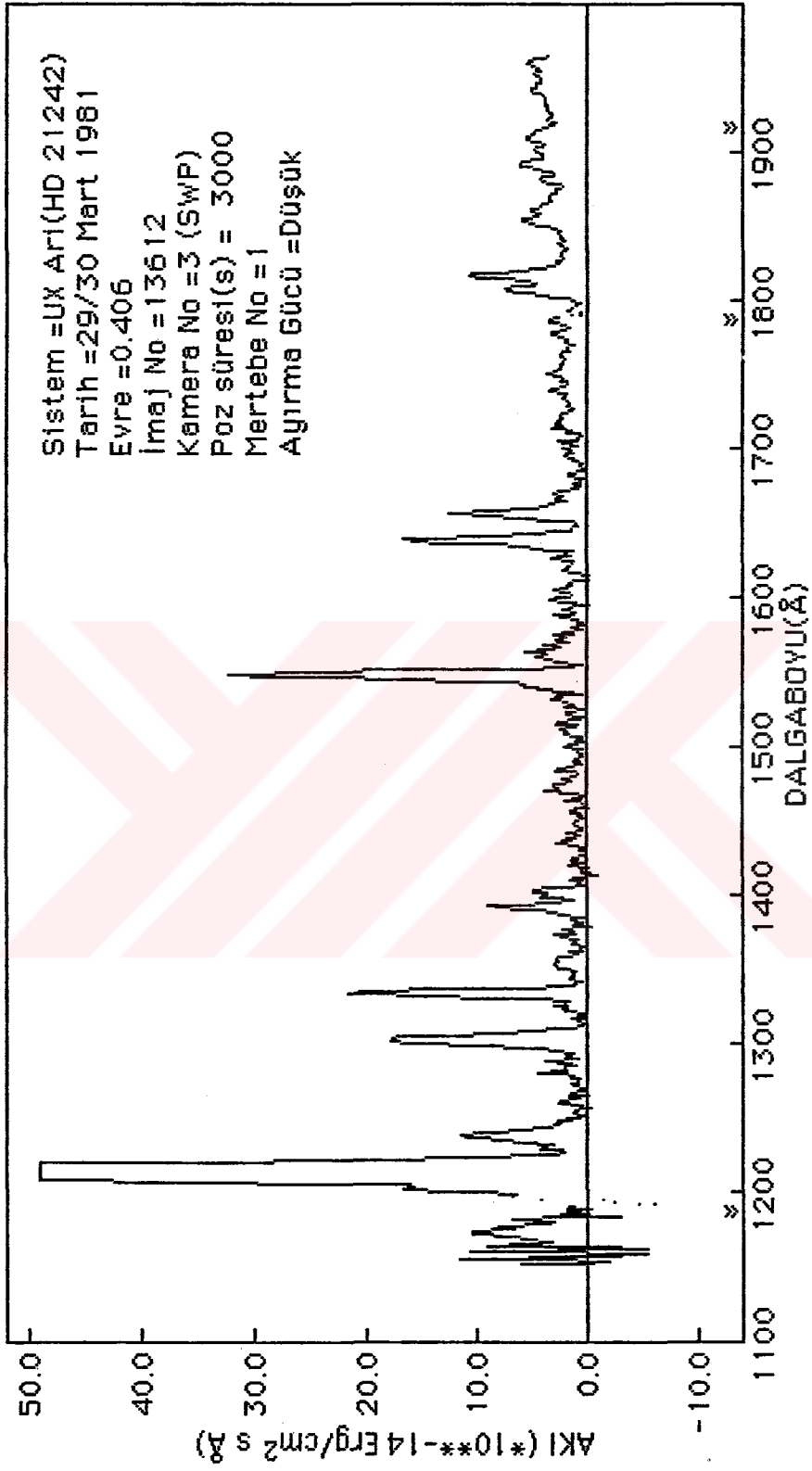


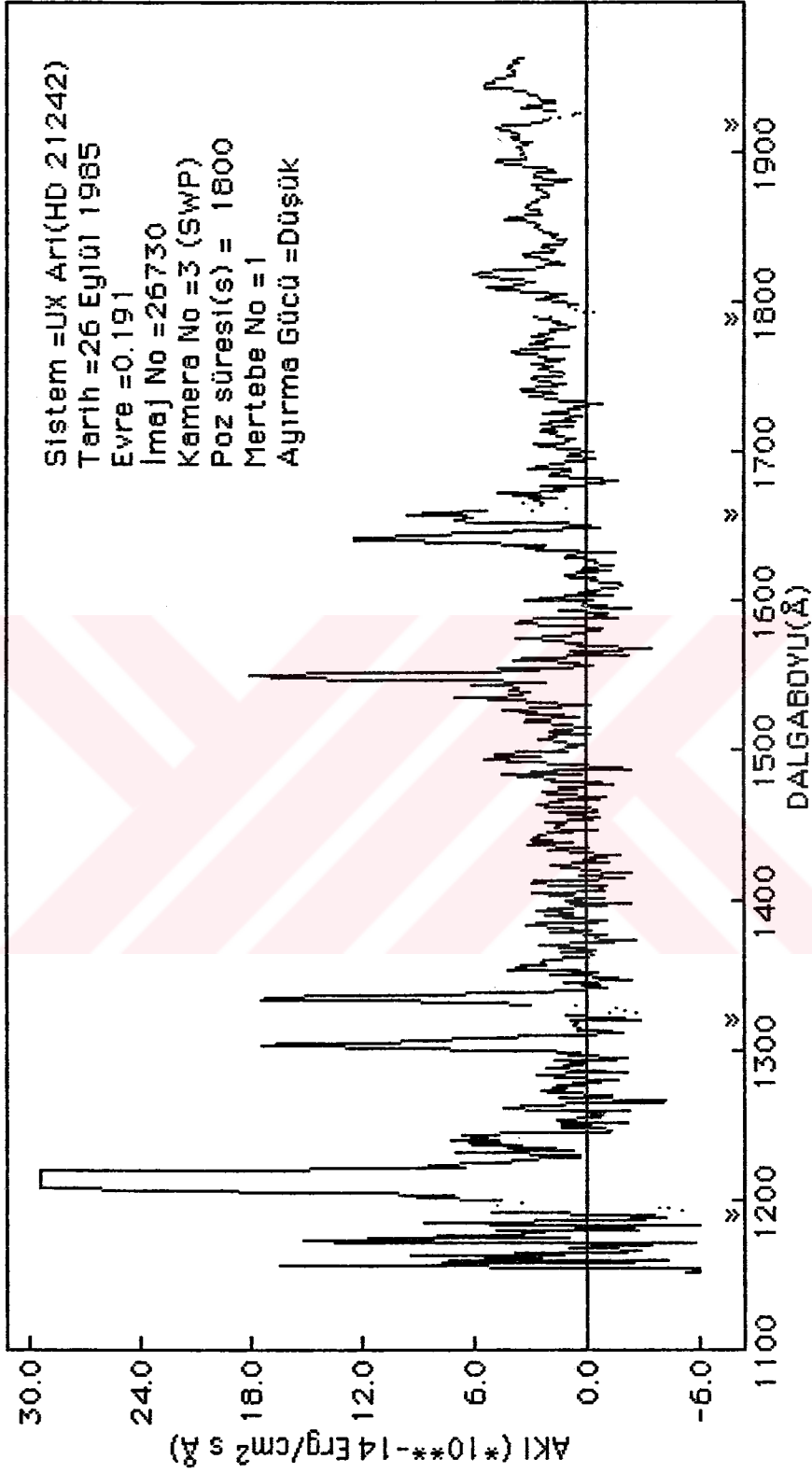


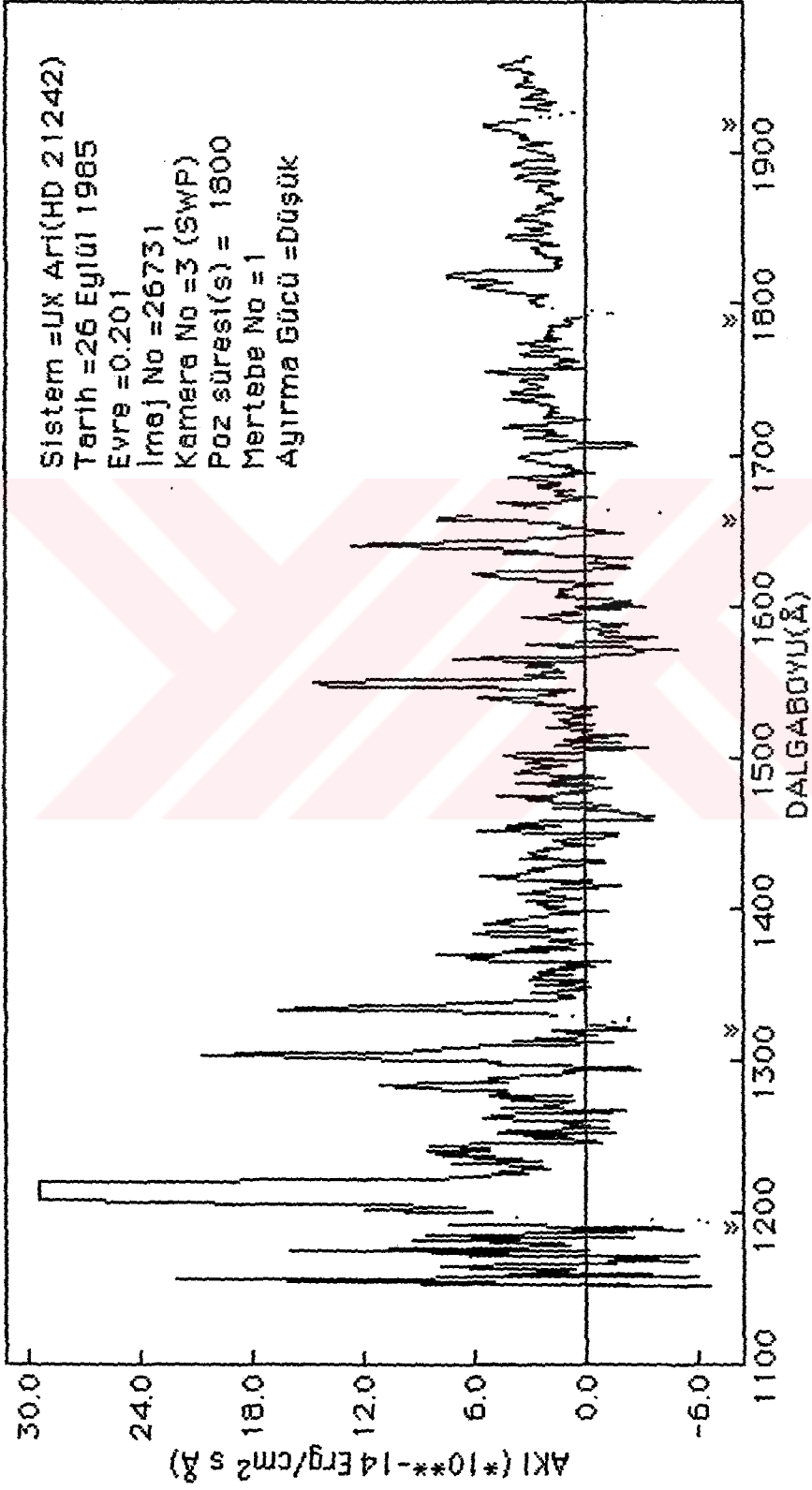


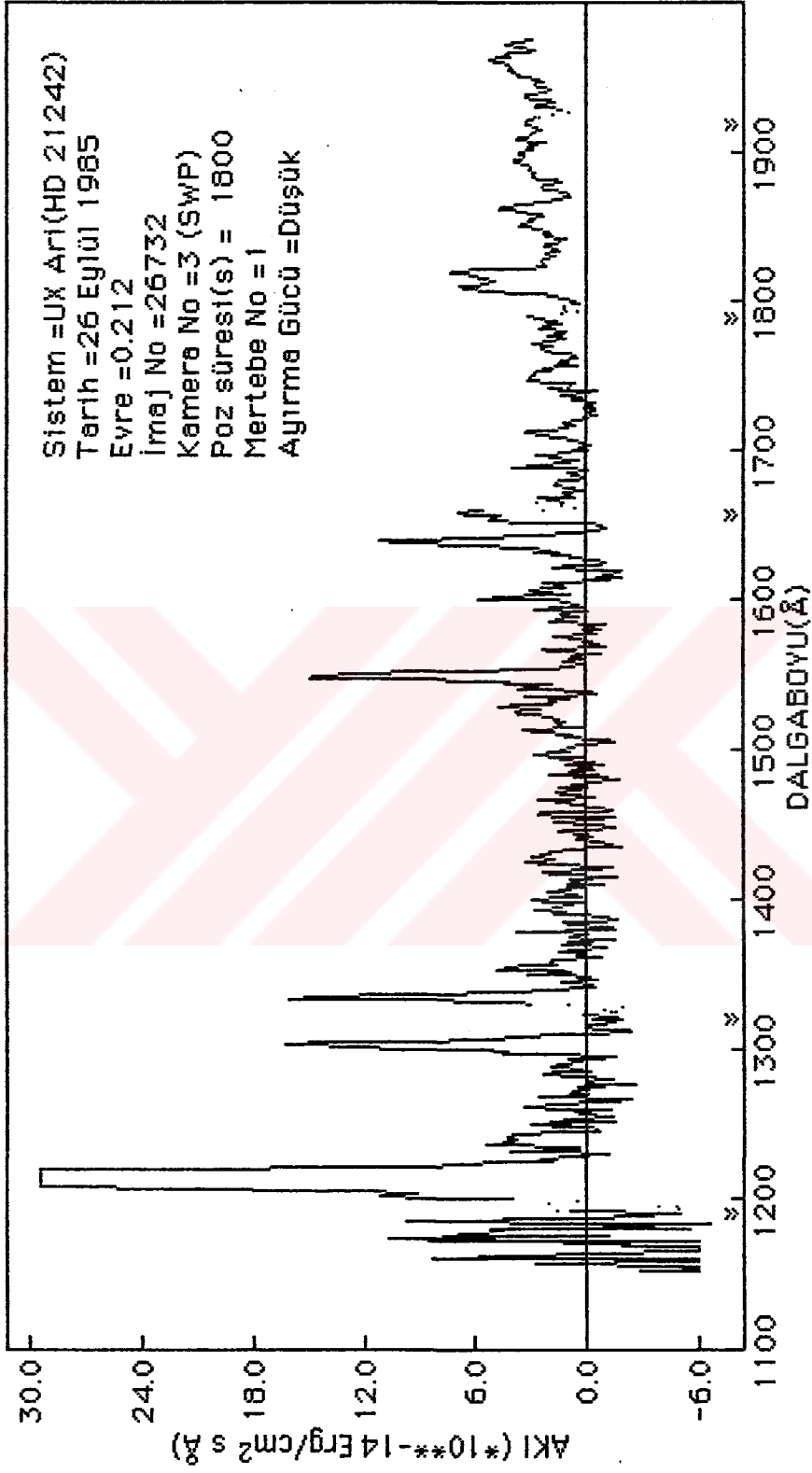


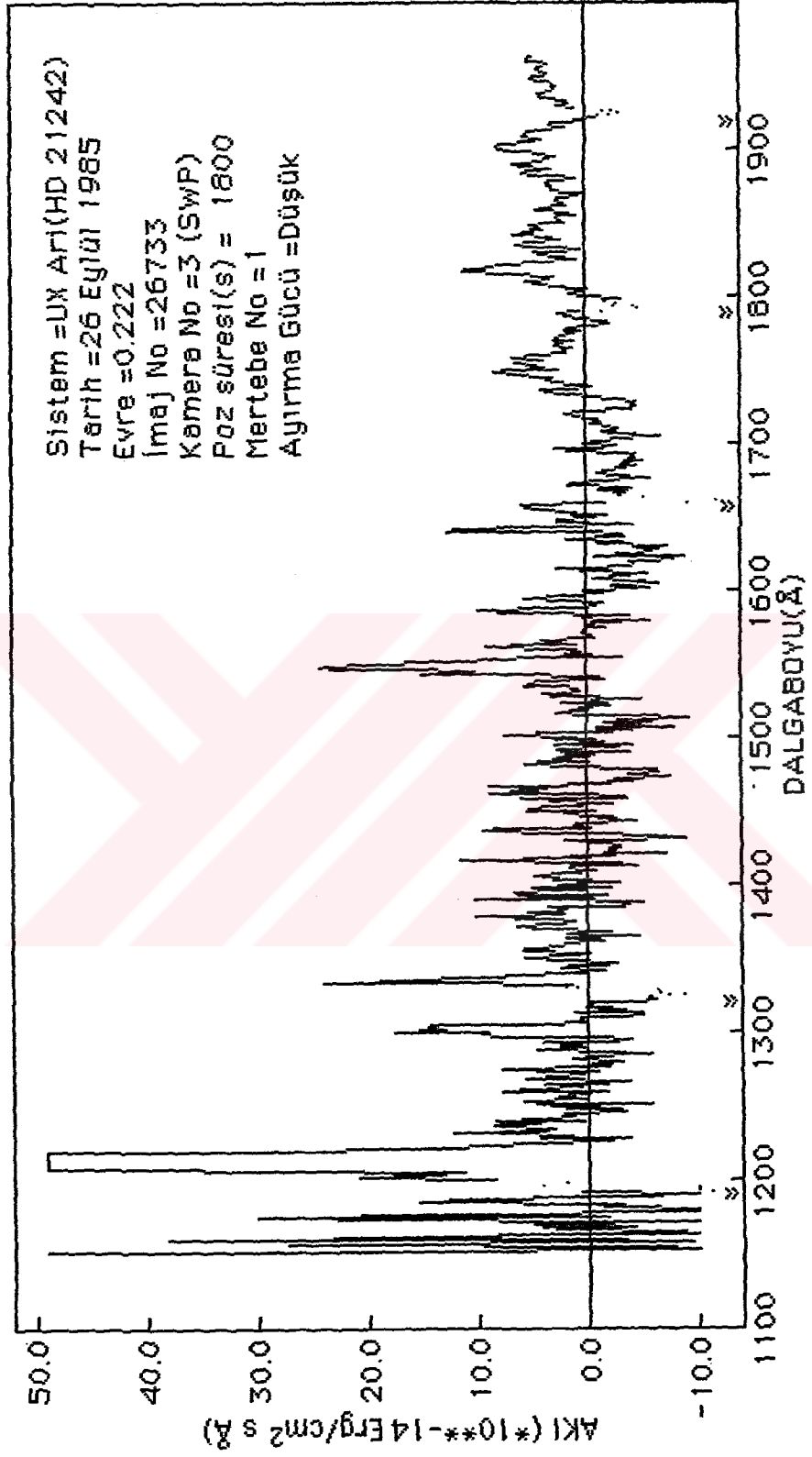


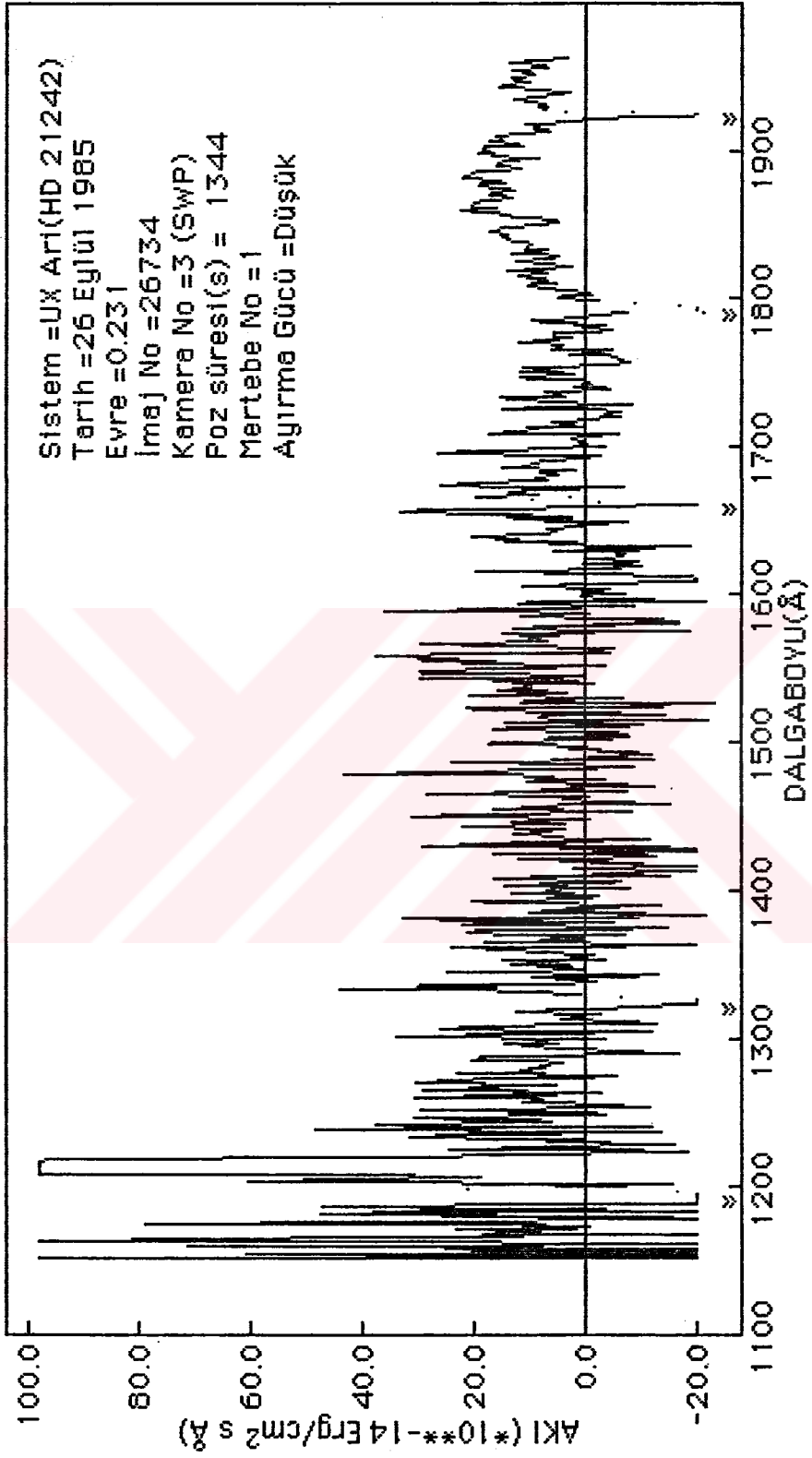


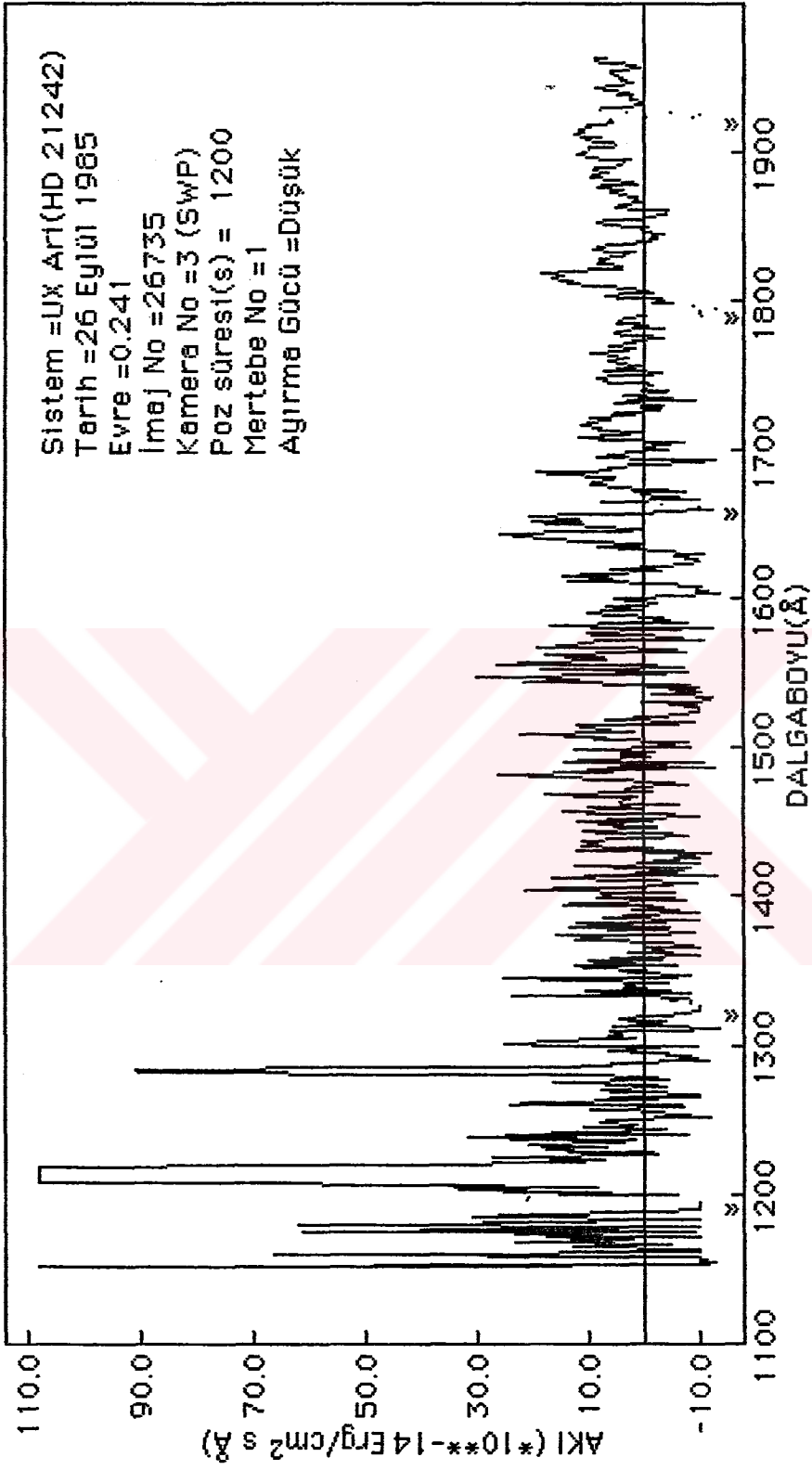










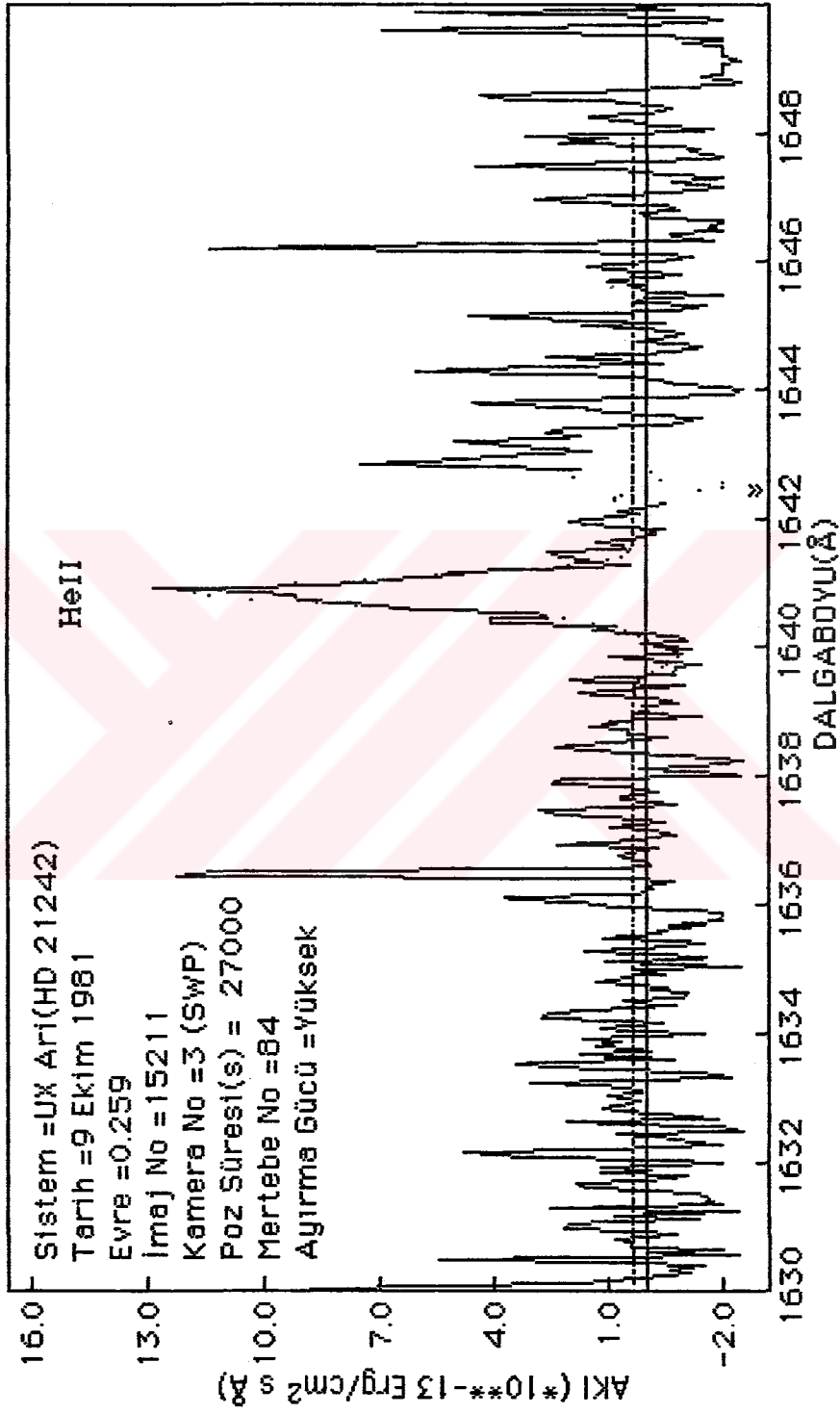




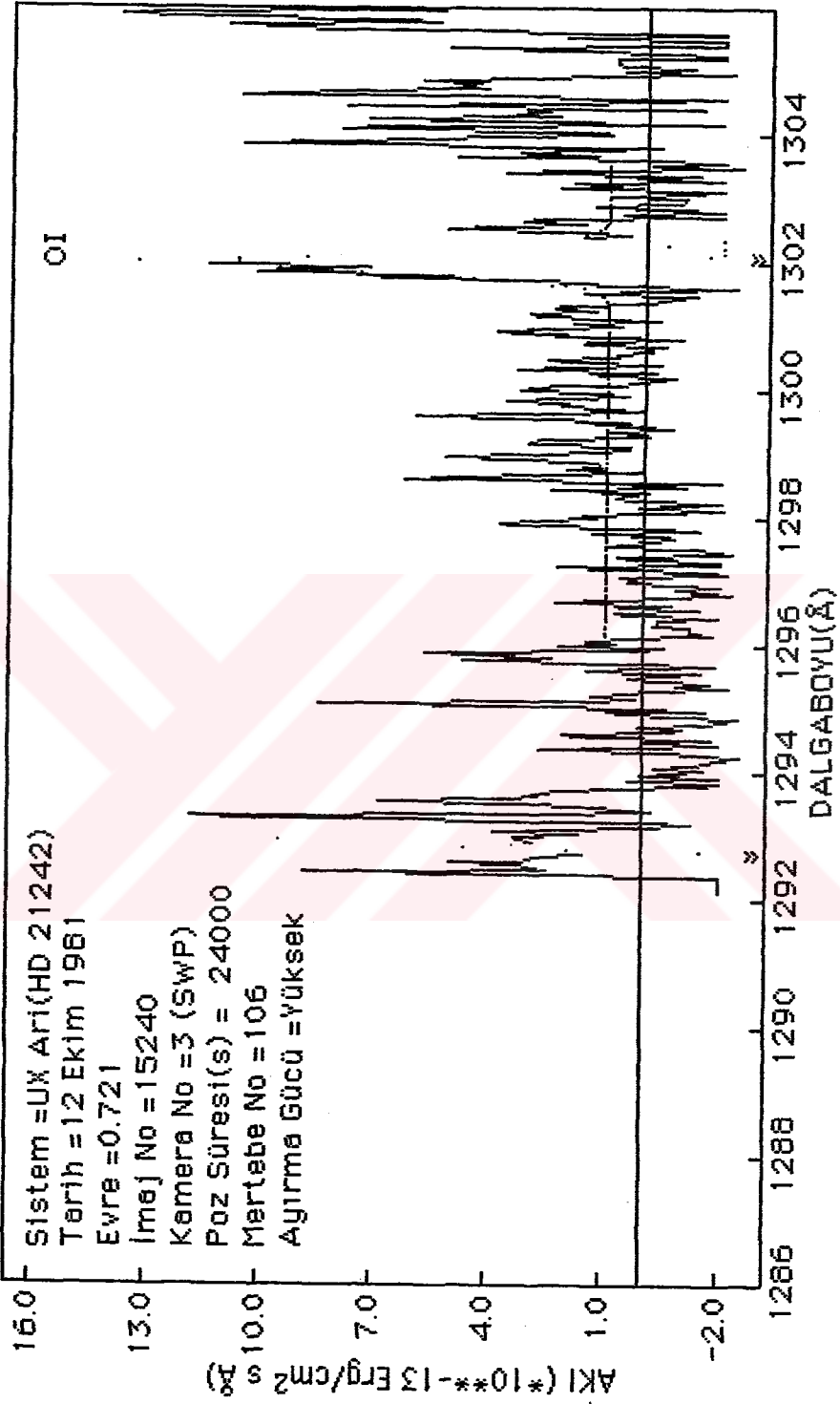
**EK-B****Kısa dalgaboyu yüksek dispersiyon tayfları.**

Fit verileri tayf üzerinde noktalı şekilde gösterilmektedir. Fitler için  $\chi^2$  değerleri SWP 31953 tayfı hariç  $10^{-26}$  ile çarpılacak şekilde verilmiştir. SWP 31953 tayfı için bu çarpım değeri  $10^{-20}$  'dir.

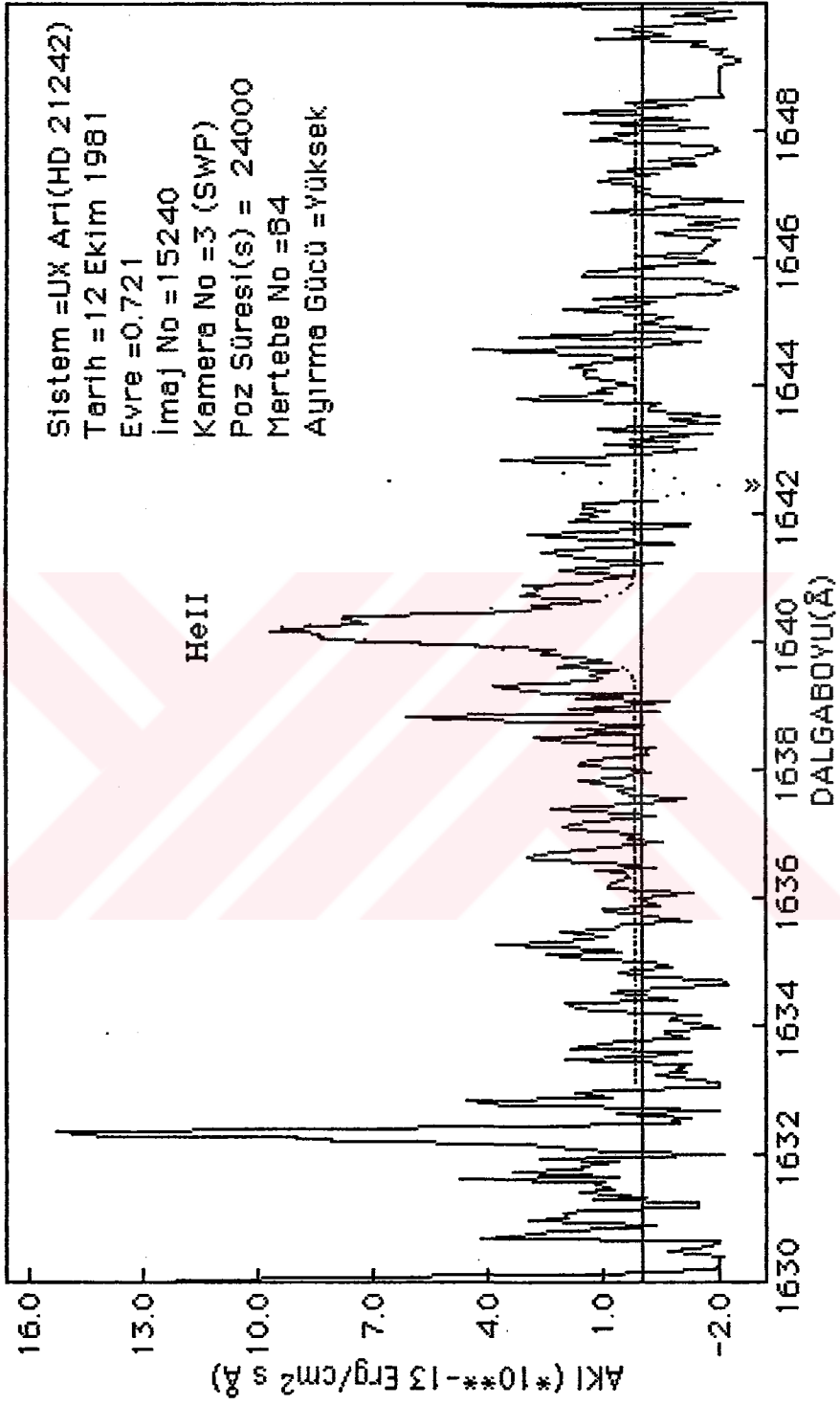
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profilinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 4.89$



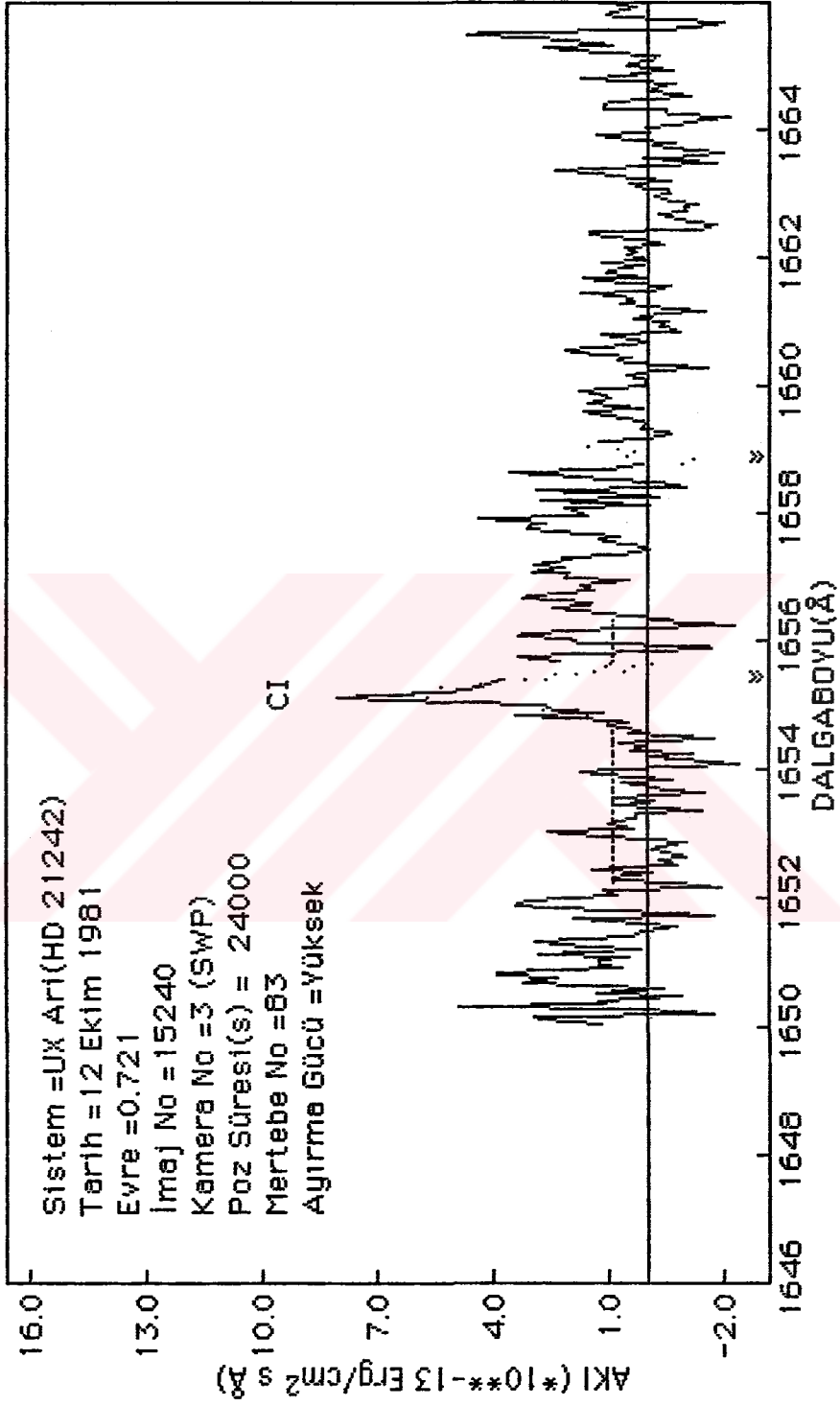
Kuadretik terimli süreklilik ile Gauss Profilinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitür :  $\chi^2 < 1.50$



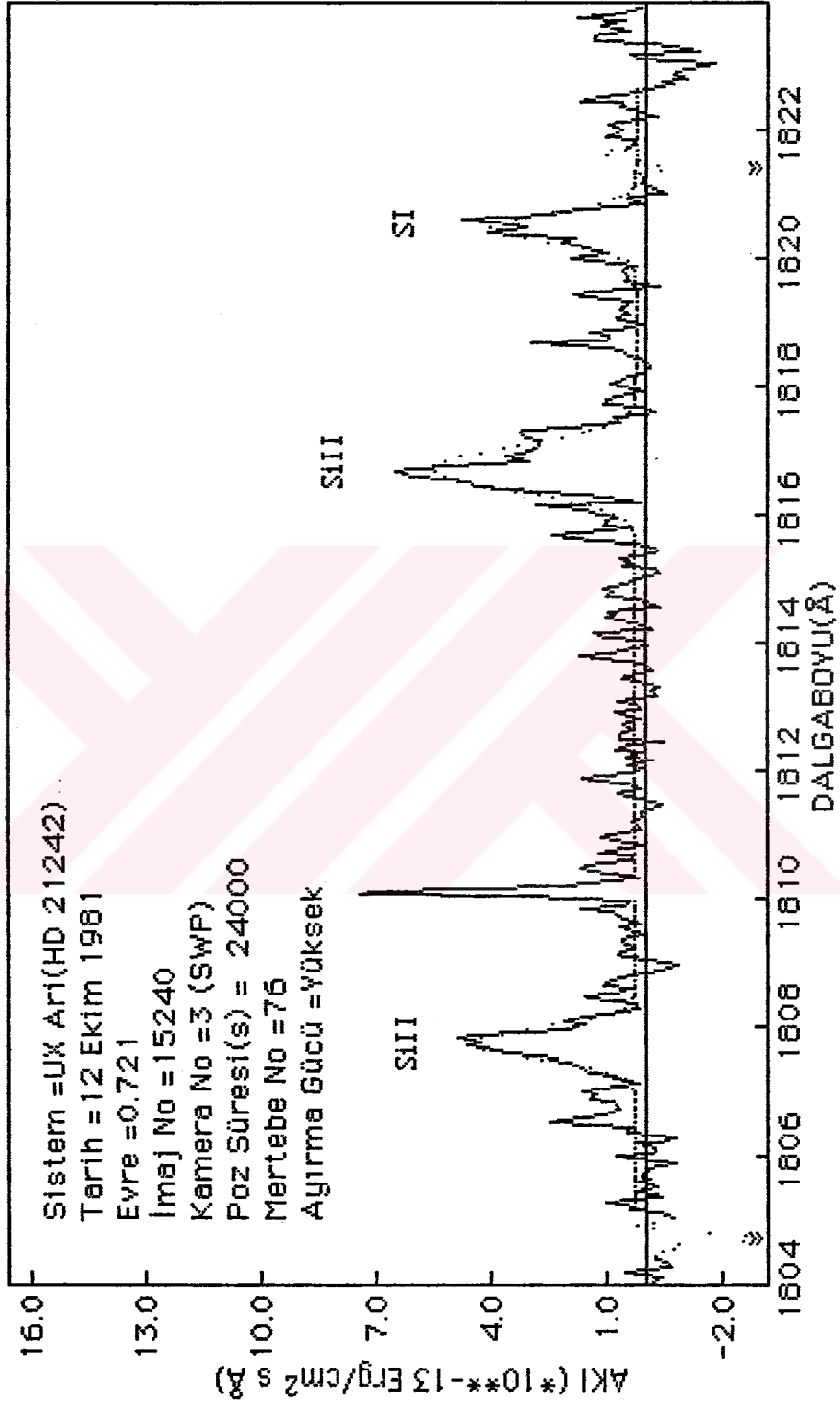
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profilinein toplami yaklasimi ile yapilan fitin :  $\chi^2 = 2.63$



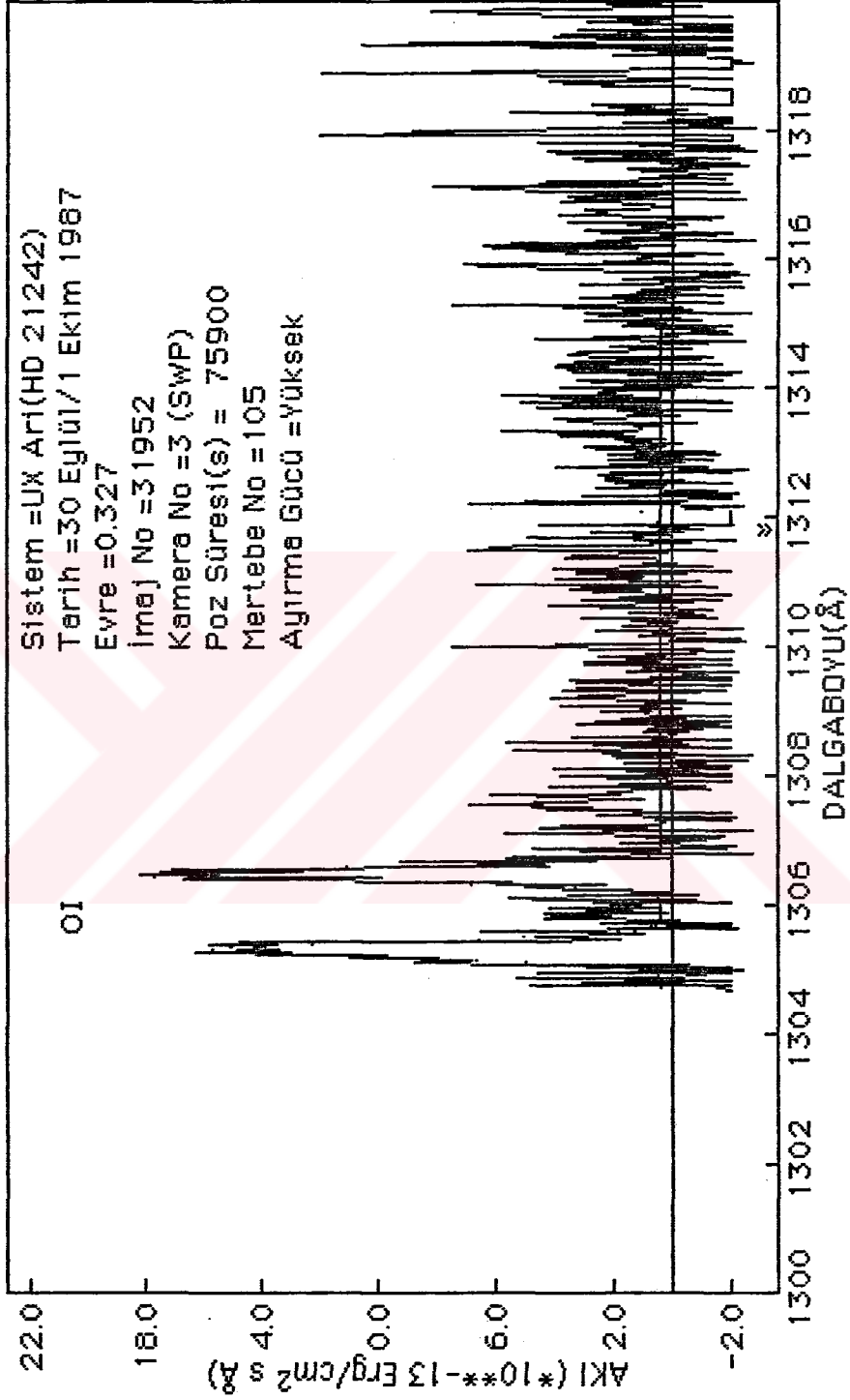
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profilinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



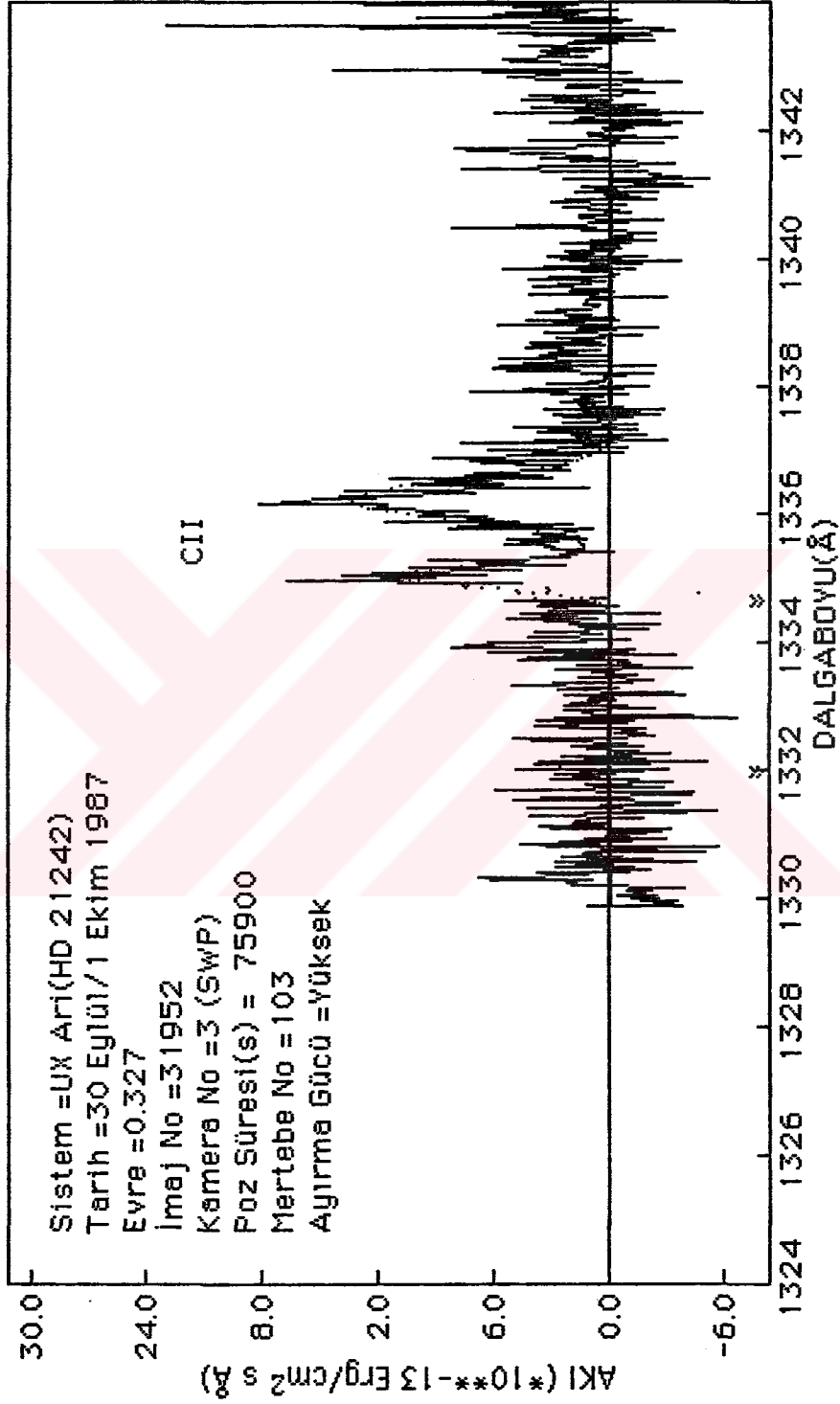
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 9.13$

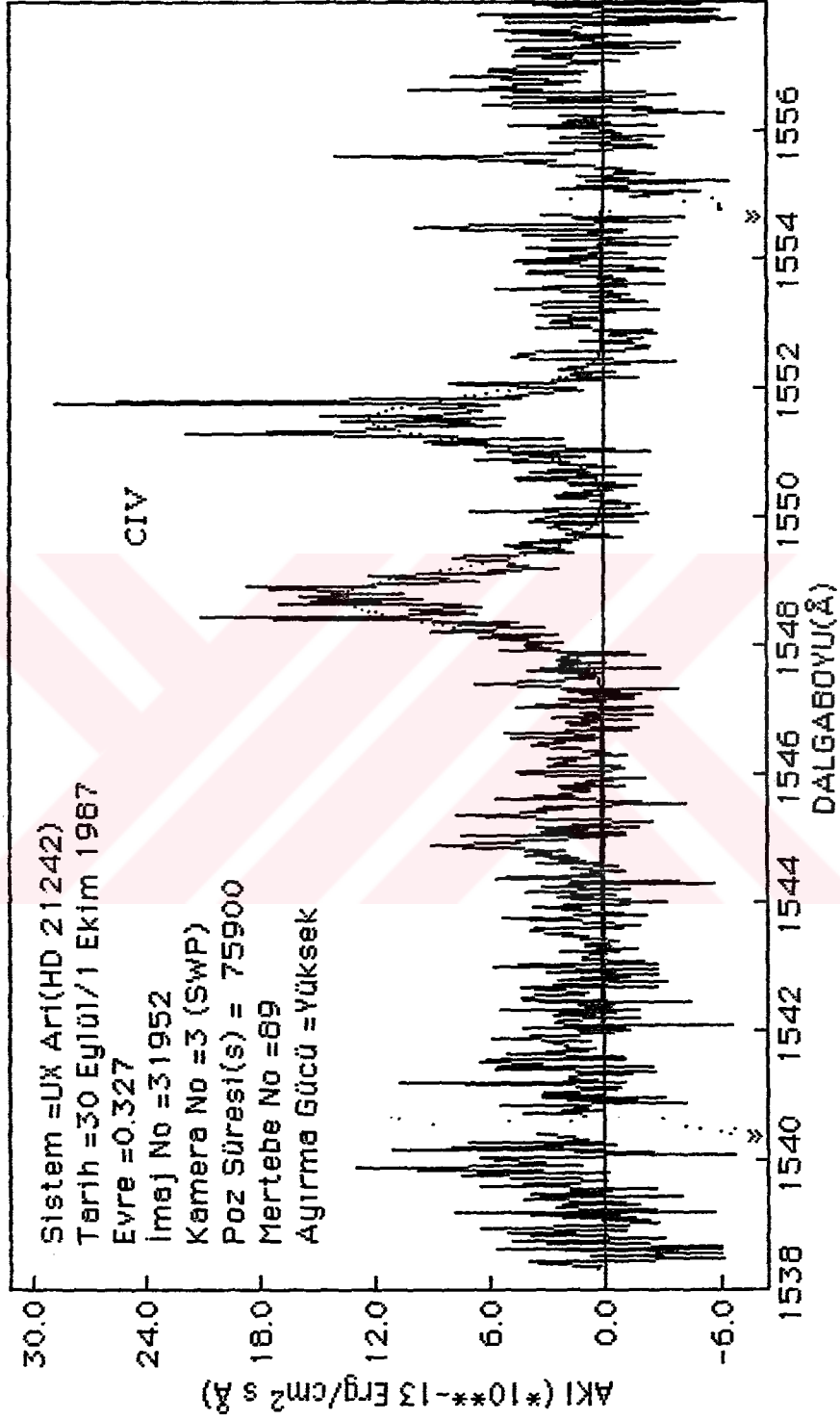


Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 8.27$

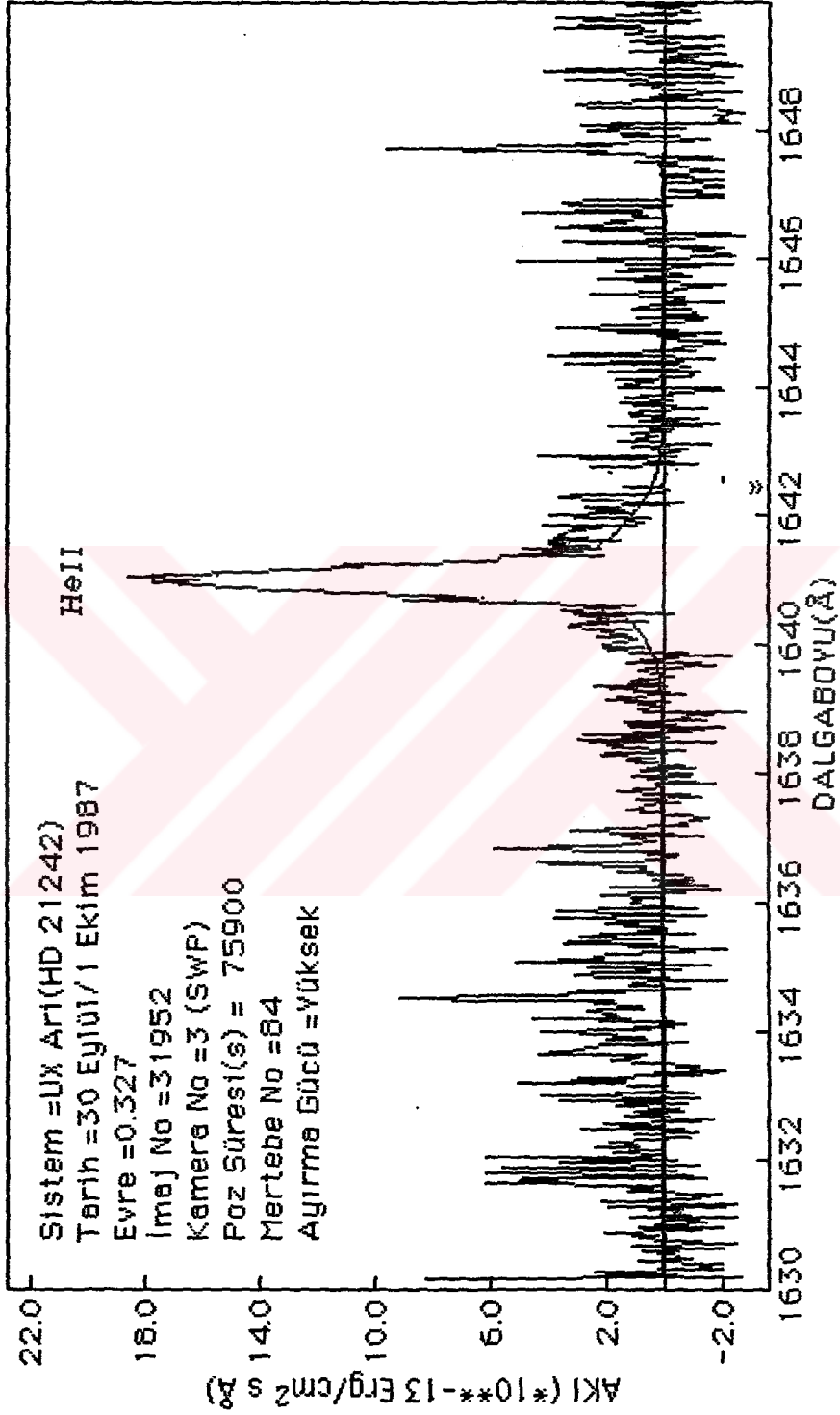




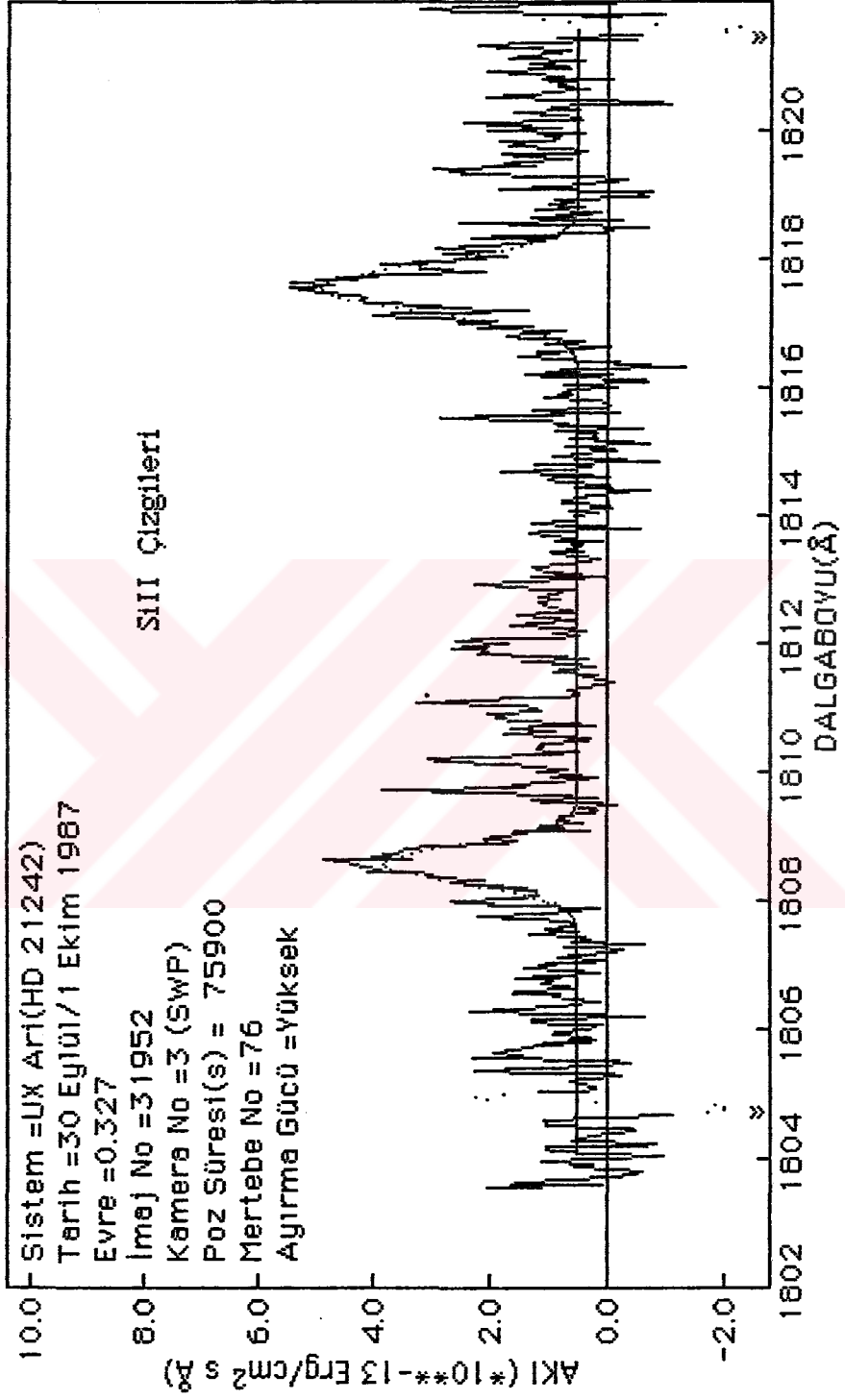
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 10.12$



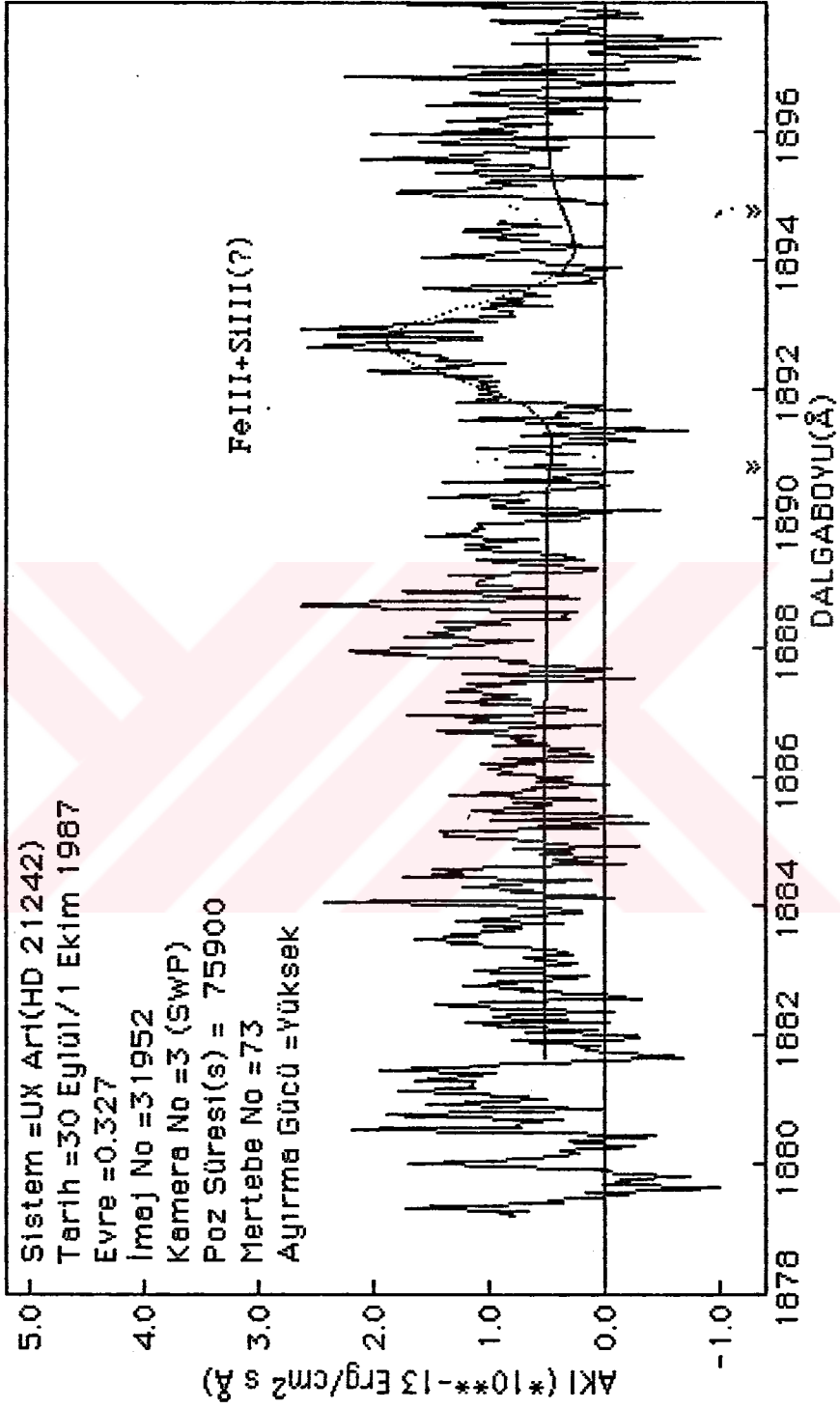
Kuadretik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 3.61$



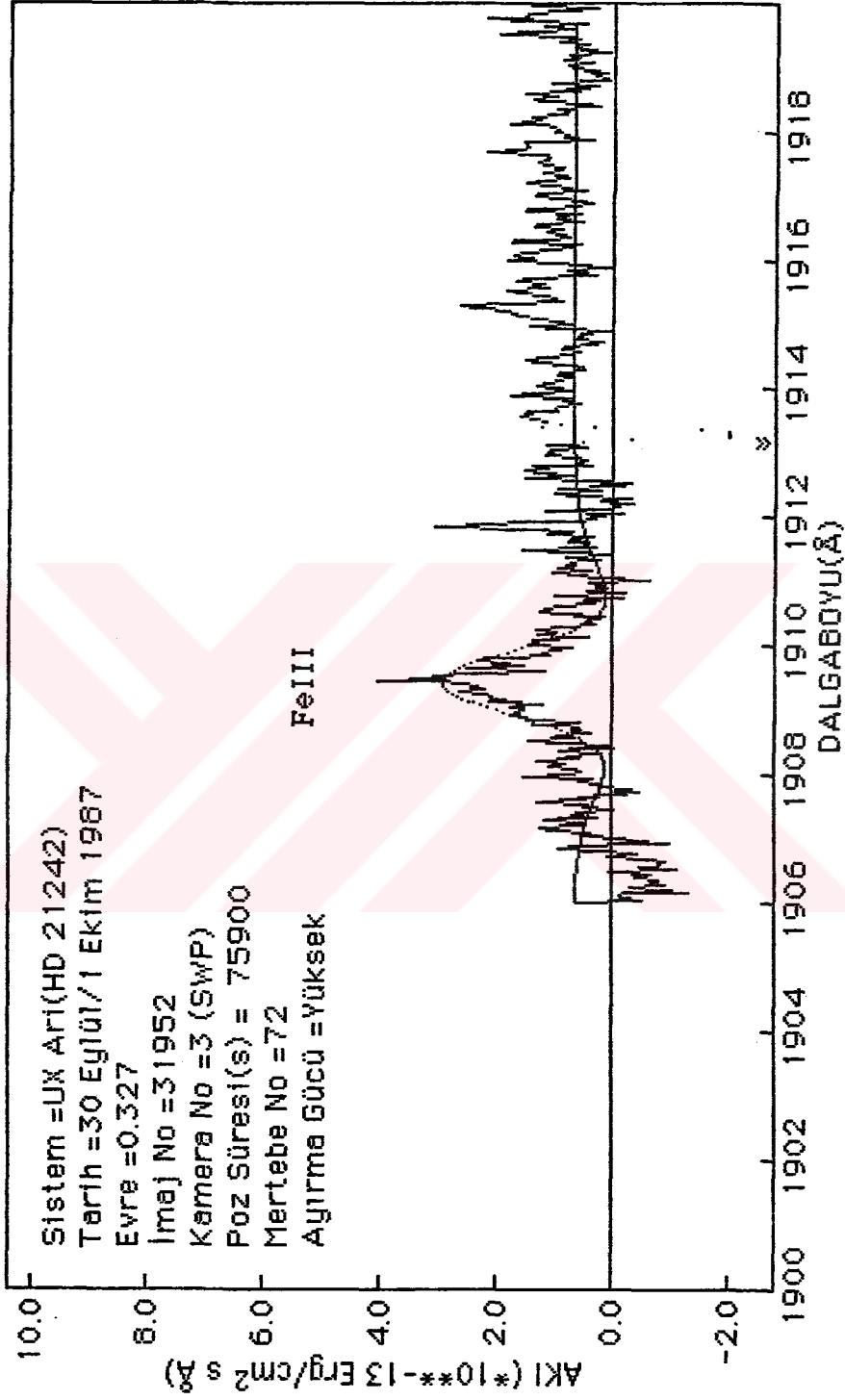
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 0.81$



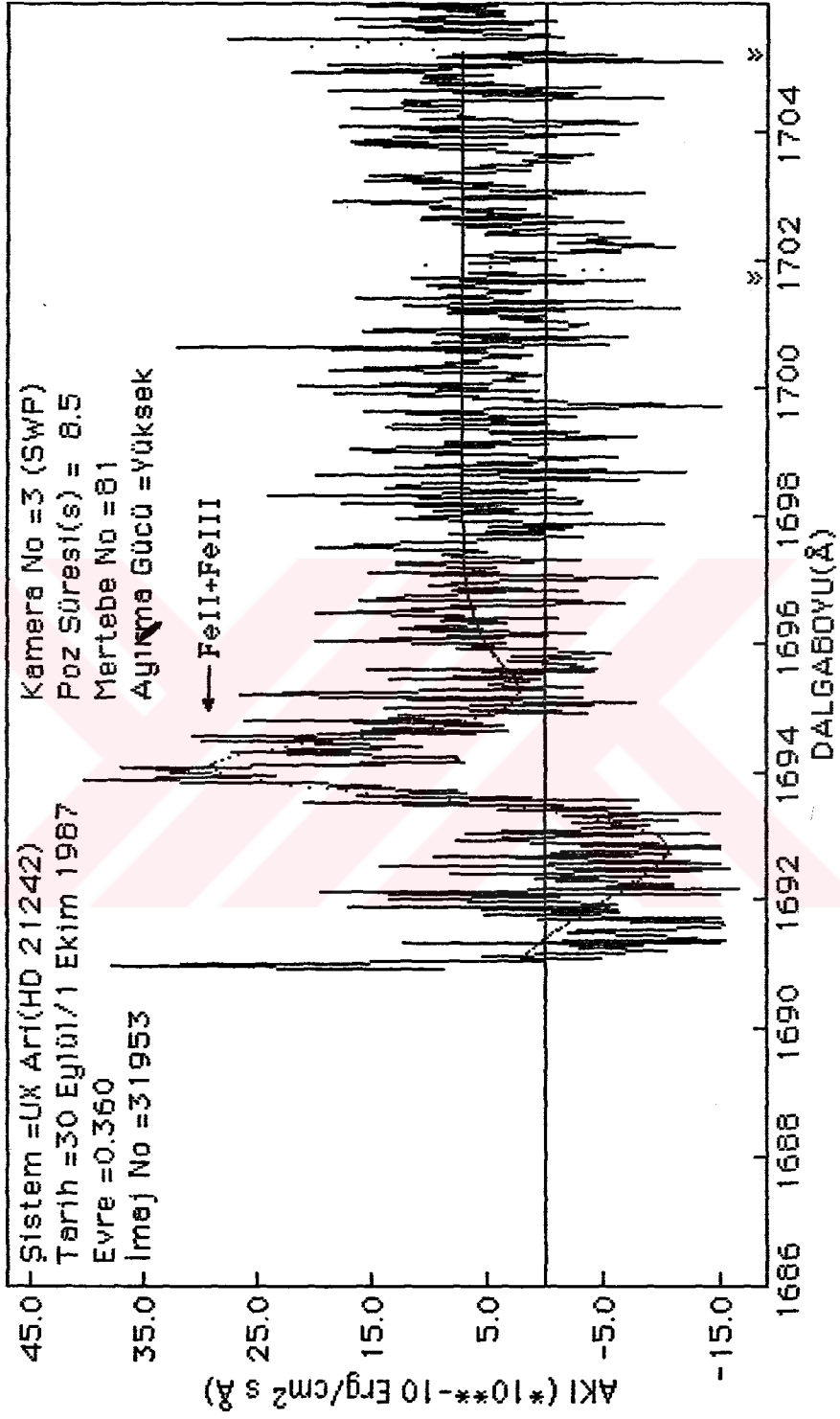
Kuadretik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 0.41$



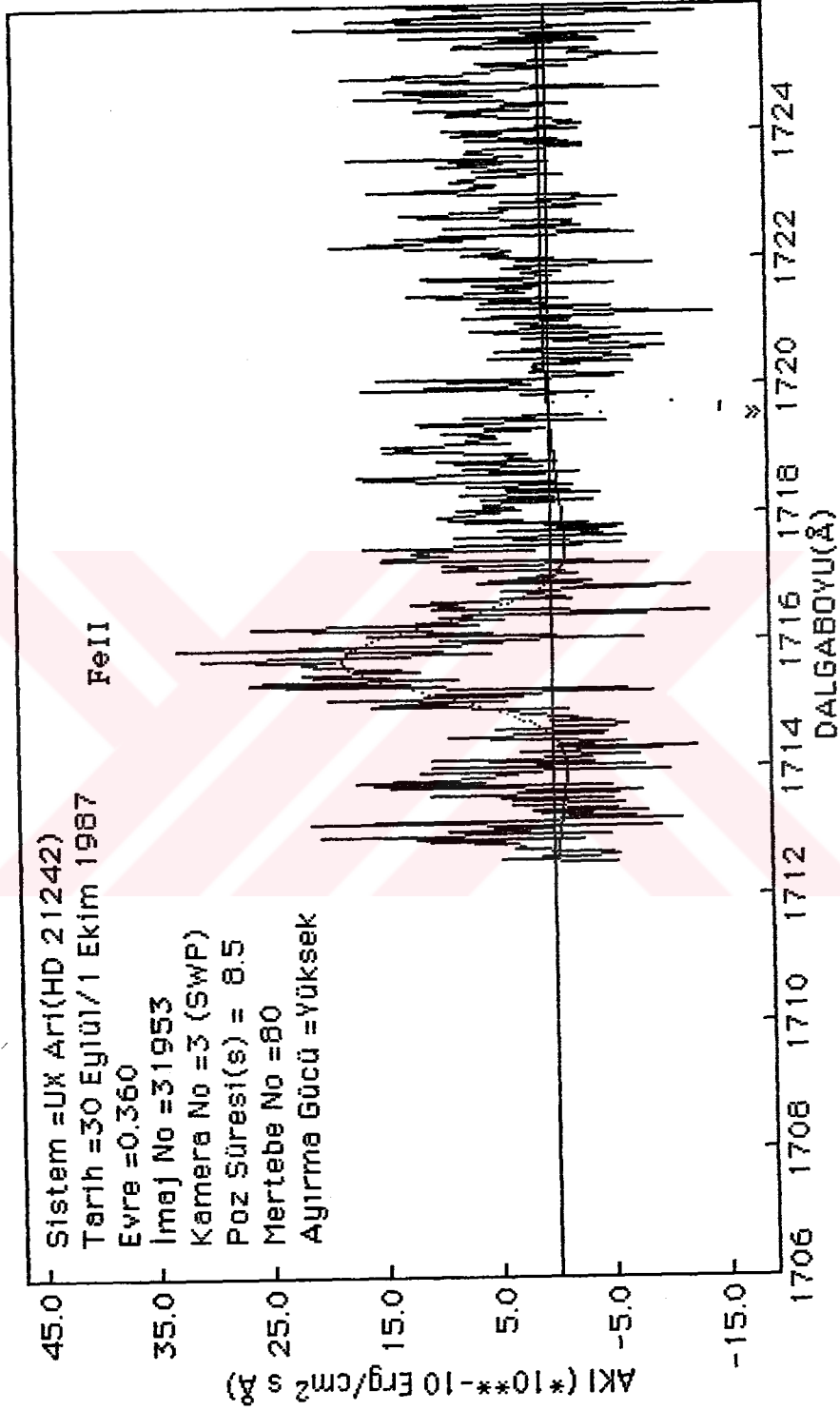
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 0.61$



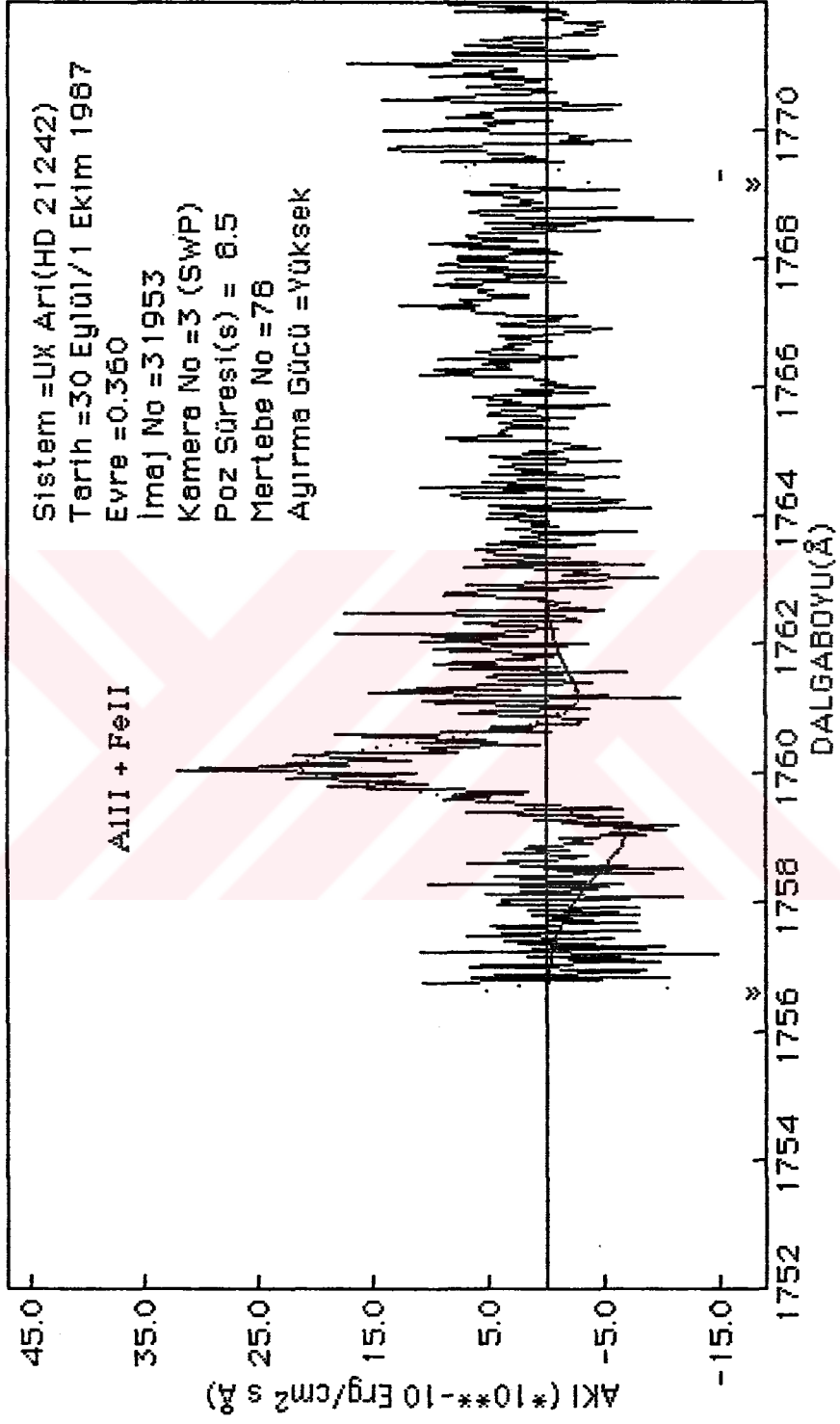
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 74.97$



Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 67.56$

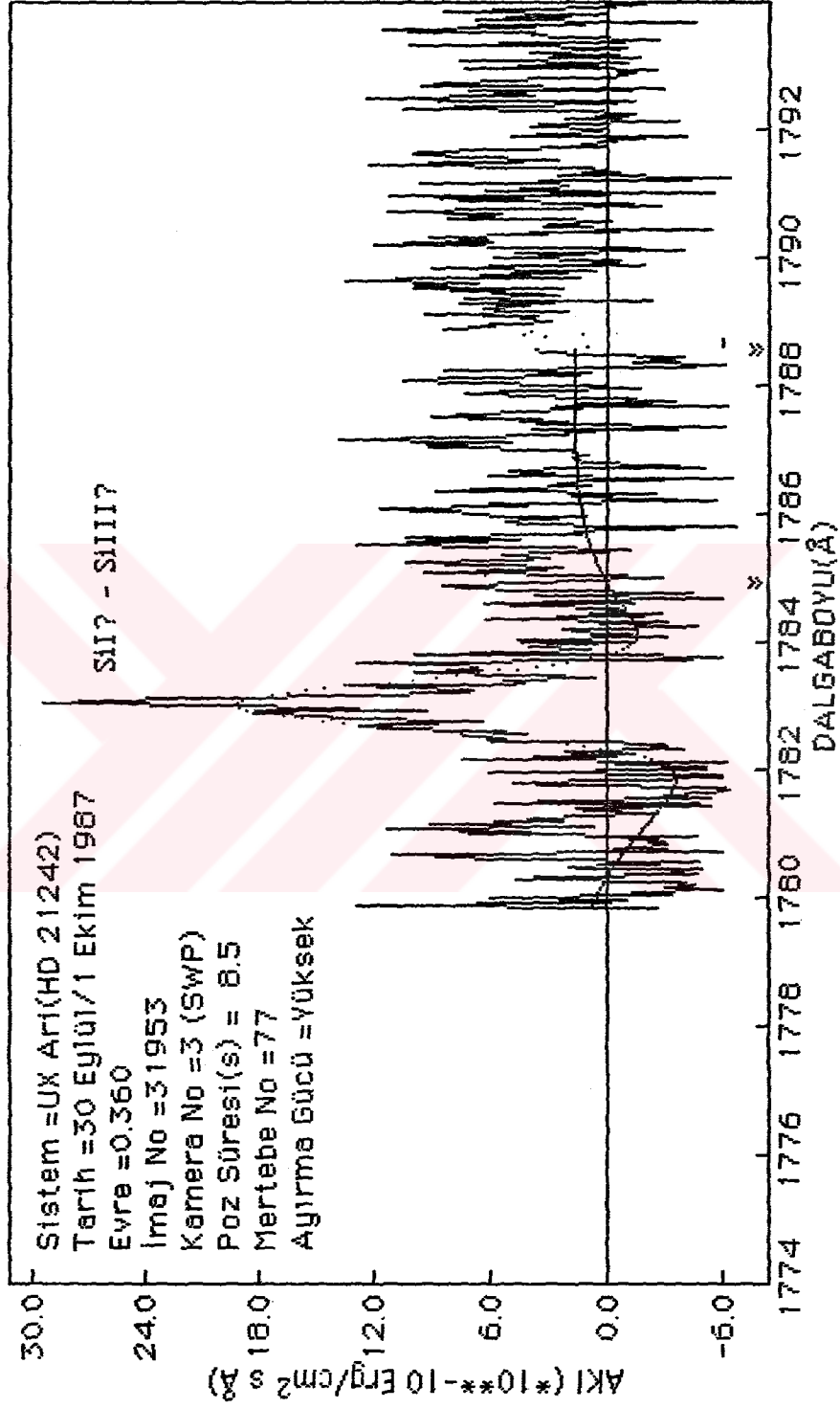


Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 32.78$

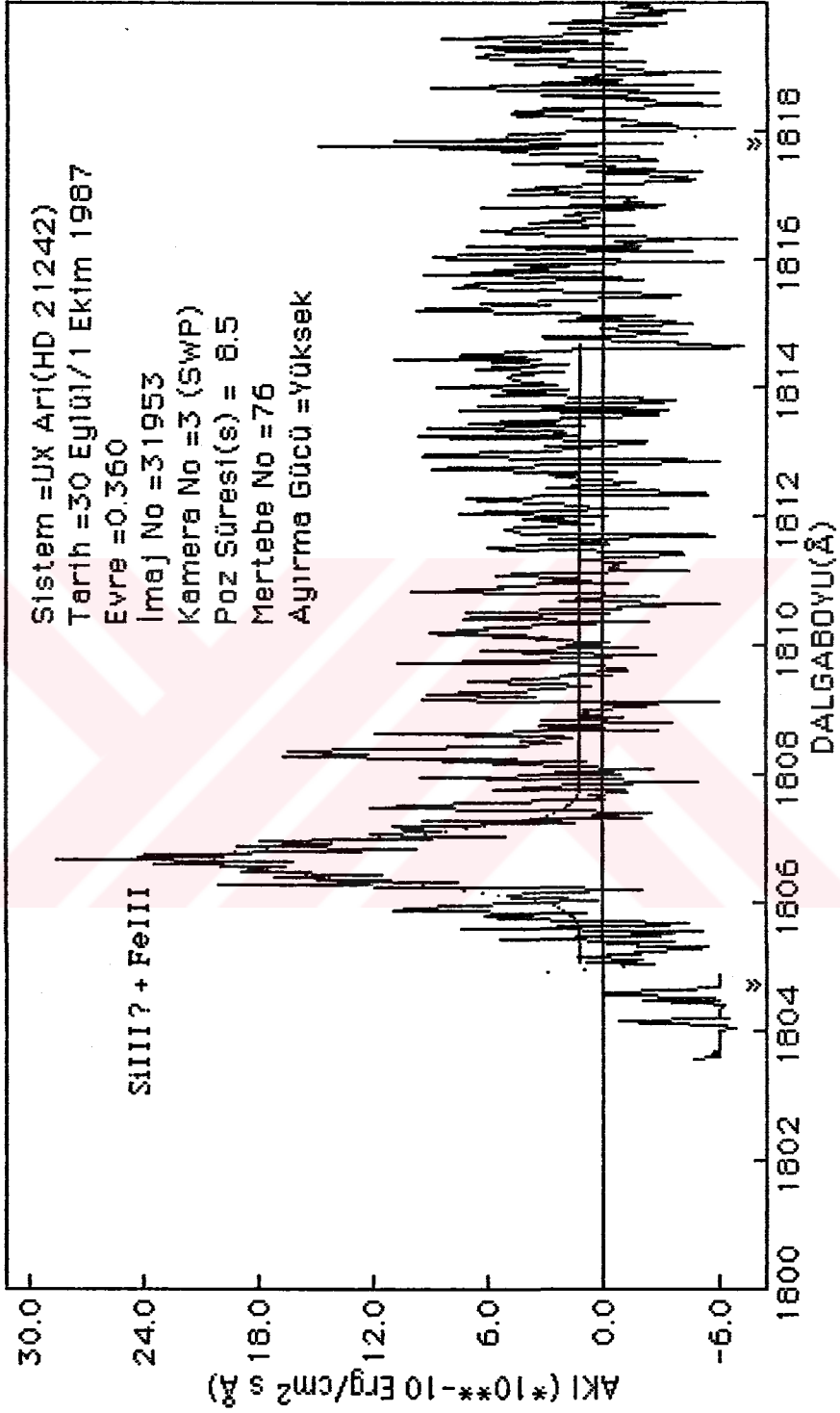




Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yekleşimi ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 24.83$



Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profilinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 30.00$



**EK-C**

Fit verileri ile birlikte uzun dalgaboyu düşük dispersiyon tayfları.

Fitler için  $\chi^2$  değerleri LWR 6329 tayfı hariç  $10^{-22}$  ile çarpılacak şekilde verilmiştir. LWR 6329 tayfı için bu çarpım değeri  $10^{-26}$  'dır.

Karacisim ışıını yekleşımı ile yepülen fitin sonuçları :  
 $R_G = 0.80 R_{\odot}$ ,  $T_G = 4741^{\circ}K$ ,  $R_K = 2.96 R_{\odot}$ ,  $T_K = 4716^{\circ}K$ ,  $K^2 = 3.17$   
 $\pm 0.06$   $\pm 12$   $\pm 0.02$   $\pm 12$

Sistem = UX Ari(HD 21242)

Tarih = 8 Aralık 1979

Evre = 0.089

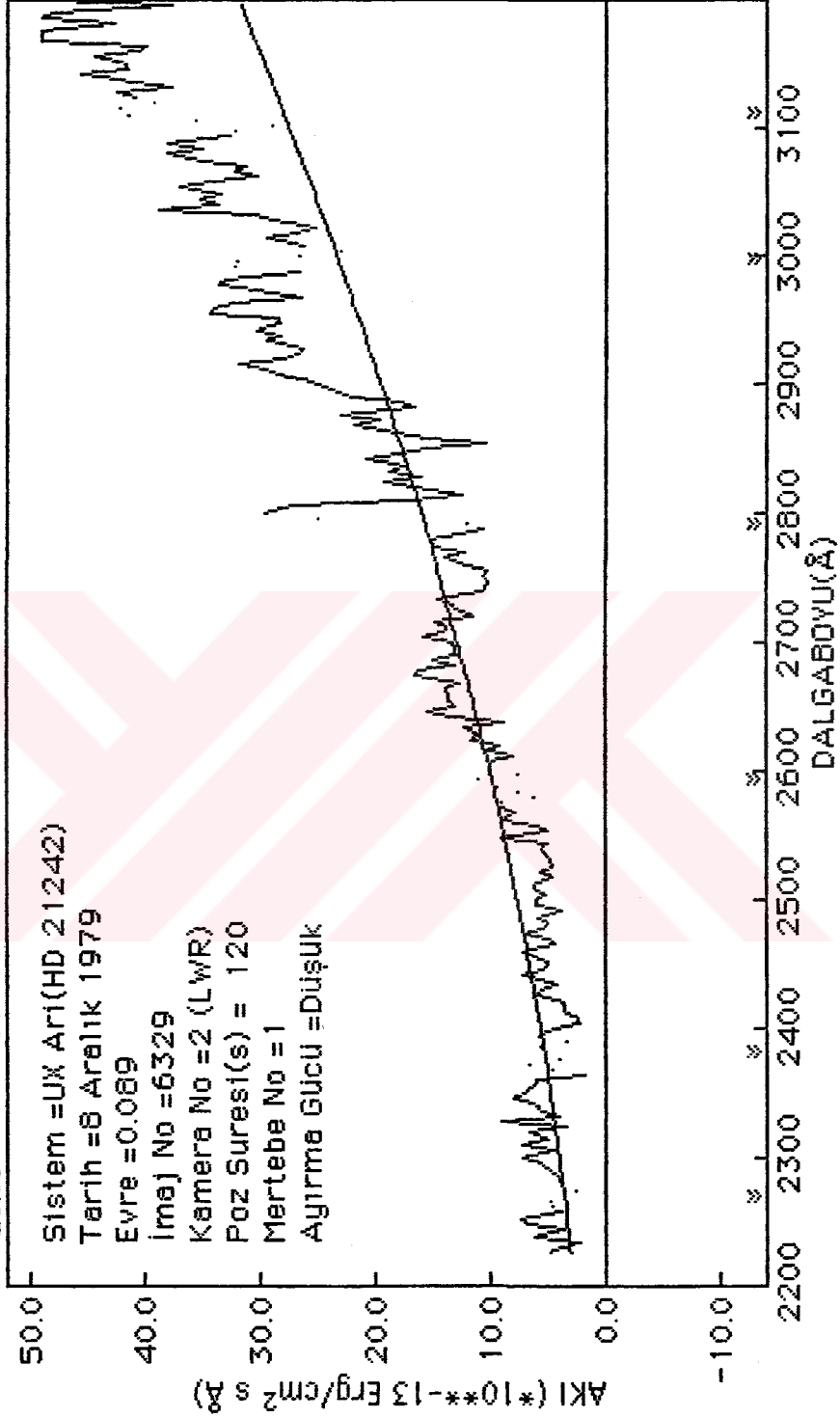
İmaj No = 6329

Kamera No = 2 (LWR)

Poz Süresi(s) = 120

Mertebe No = 1

Ayırma Gücü = Düşük



Karacisim ışıınımlı yaklaşıımı ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_s = 15.18 R_o. I_s = 3786 \text{ }^\circ\text{K} . X^2 = 2.54$$

$$\pm 0.10 \pm 4$$

Sistem = UX Arı(HD 21242)

Tarih = 6 Aralık 1979

Evre = 0.089

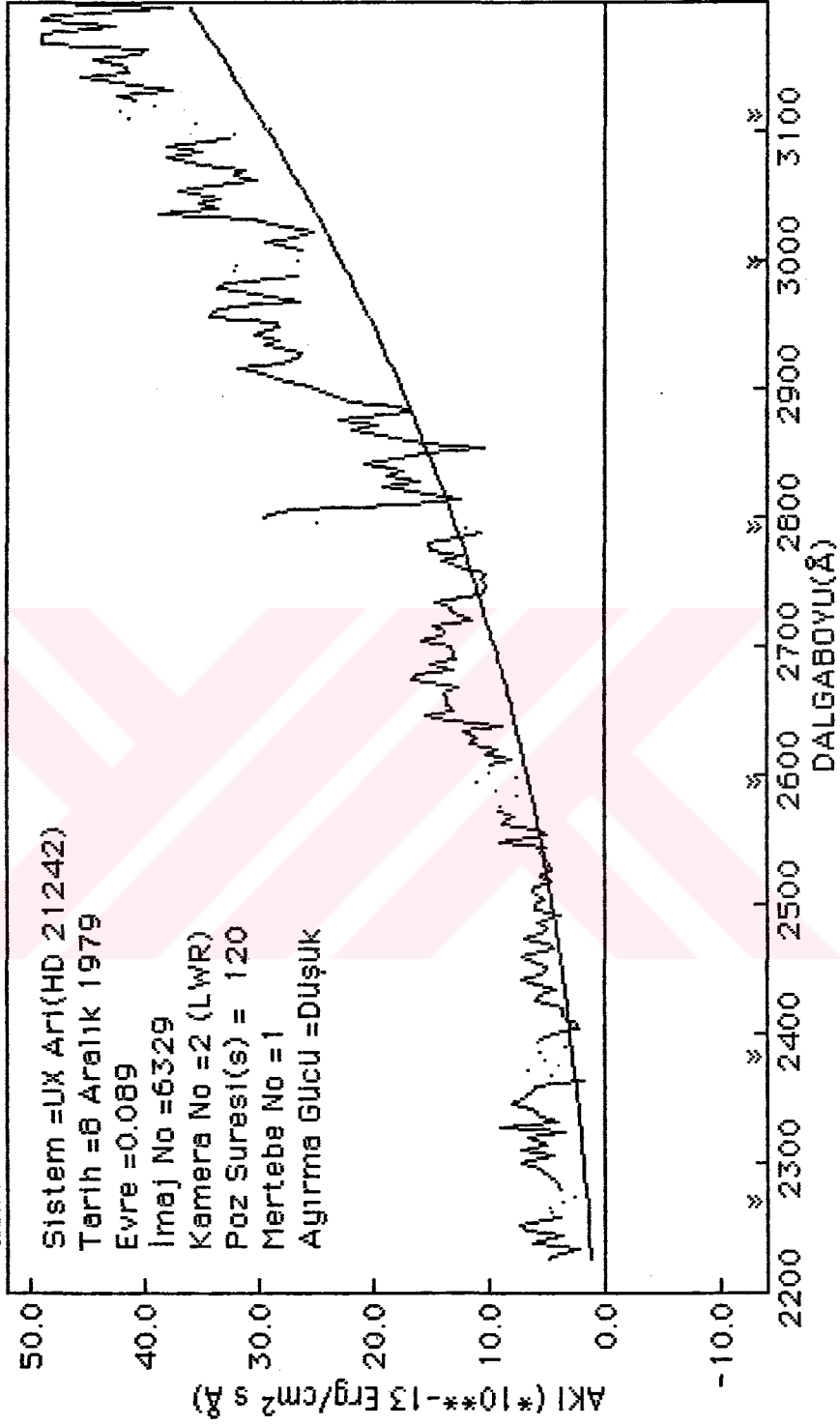
İmaj No = 6329

Kamera No = 2 (LWR)

Poz Suresi(s) = 120

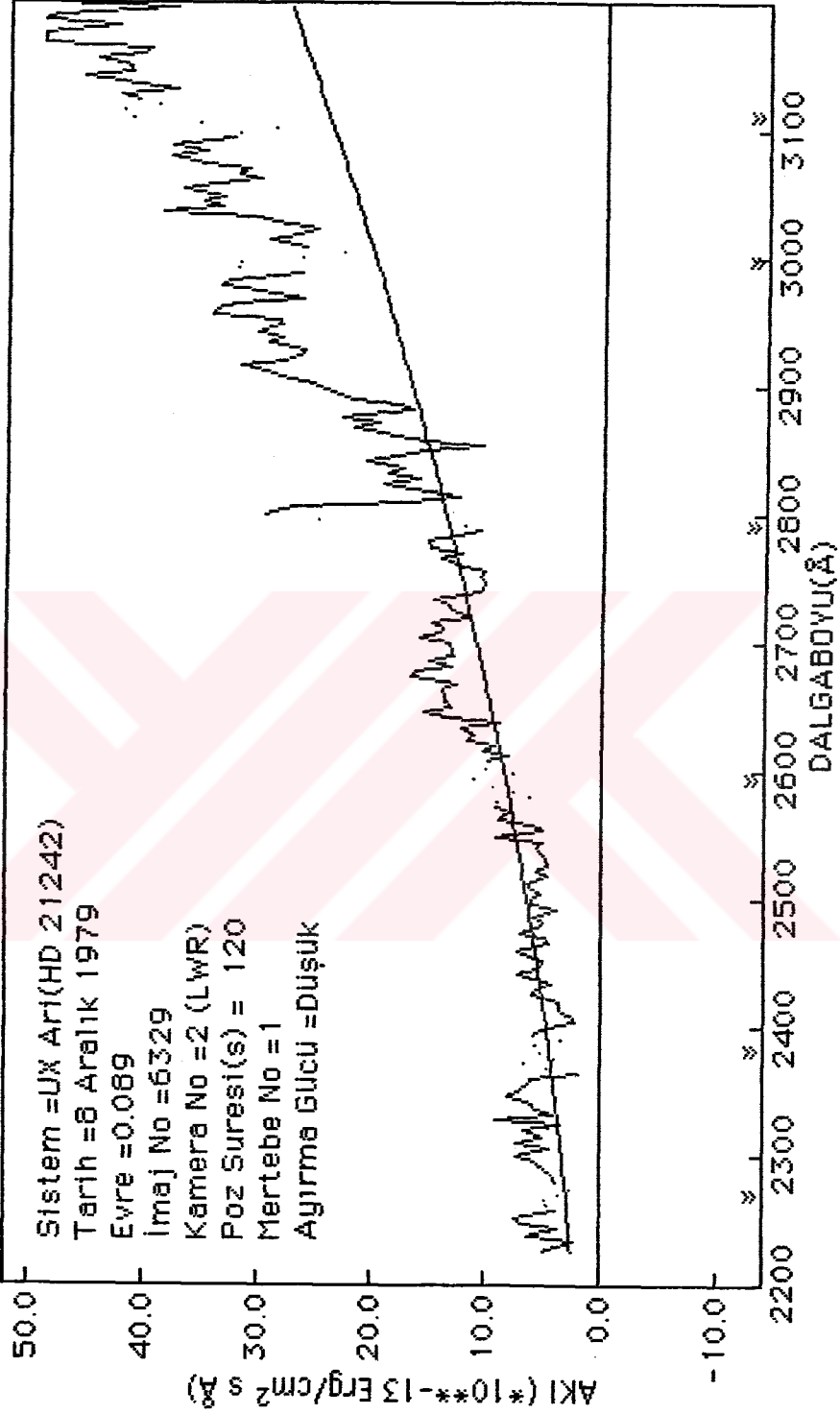
Mertebe No = 1

Ayırma Gücü = Düşük

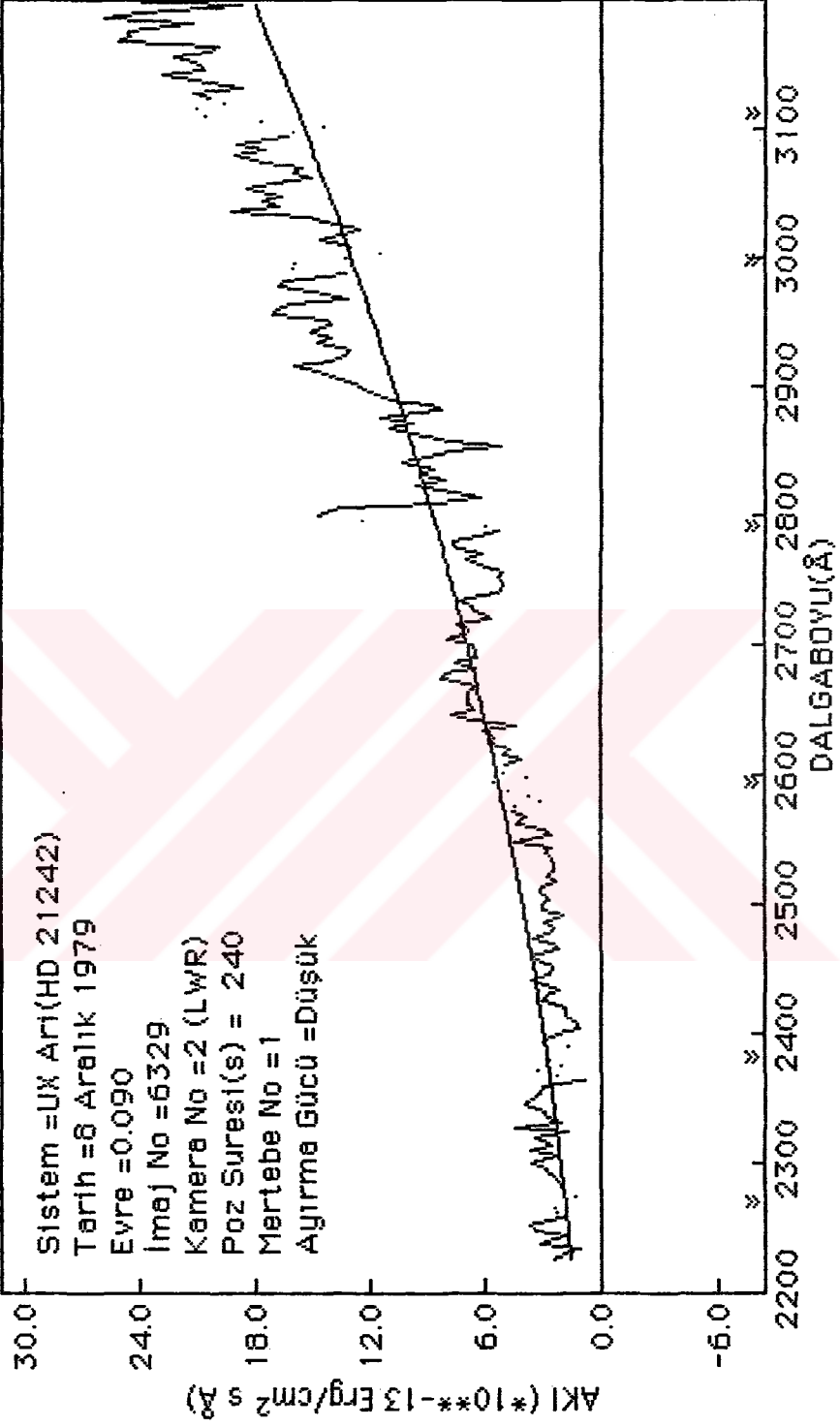


Karacisim ışıını yekleşımı ile yapılan fitin sonuçları :

$T_g = 4579^\circ K$  ,  $T_k = 4696^\circ K$  ,  $x^2 = 4.01$   
 $\pm 11$   
 $\pm 9$



Kerecisim ışınımı yaklaşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_G = 0.81 R_0$ ,  $T_G = 3985^\circ K$ ,  $R_K = 3.00 R_0$ ,  $T_K = 4699^\circ K$ ,  $X^2 = 1.15$   
 $\pm 0.08$ ,  $\pm 36$ ,  $\pm 0.03$ ,  $\pm 8$



Karacisim ışınımmı yekleşımı ile yepülen fitin sonuçları :

$$R_s = 14.68 R_{\theta}, T_s = 3636 \text{ }^{\circ}\text{K}, \chi^2 = 1.67$$

$$\pm 0.12 \quad \pm 4$$

Sistem = UX Arı(HD 21242)

Tarih = 8 Aralık 1979

Evre = 0.090

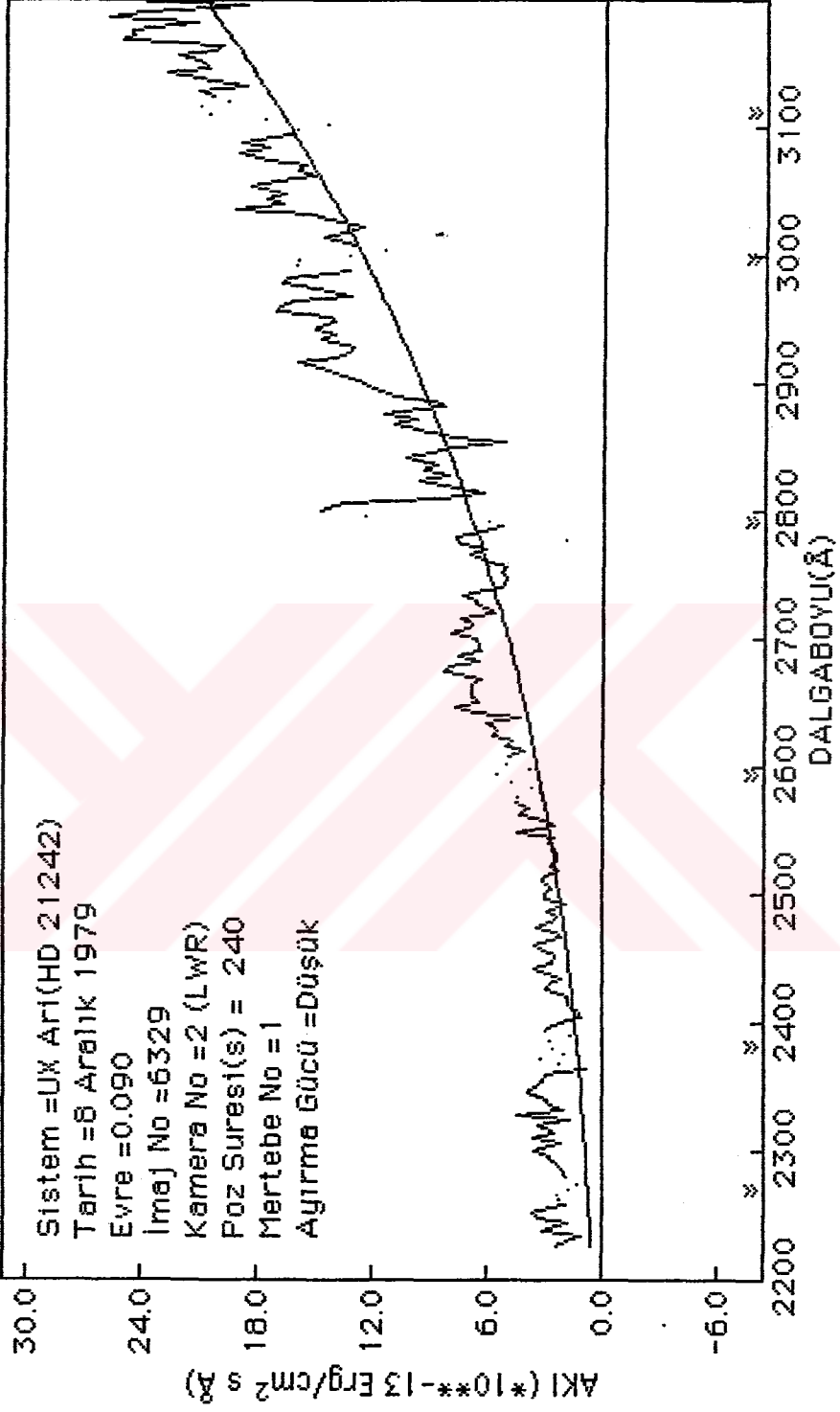
İmaj No = 6329

Kamera No = 2 (LWR)

Poz Süresi(s) = 240

Mertebe No = 1

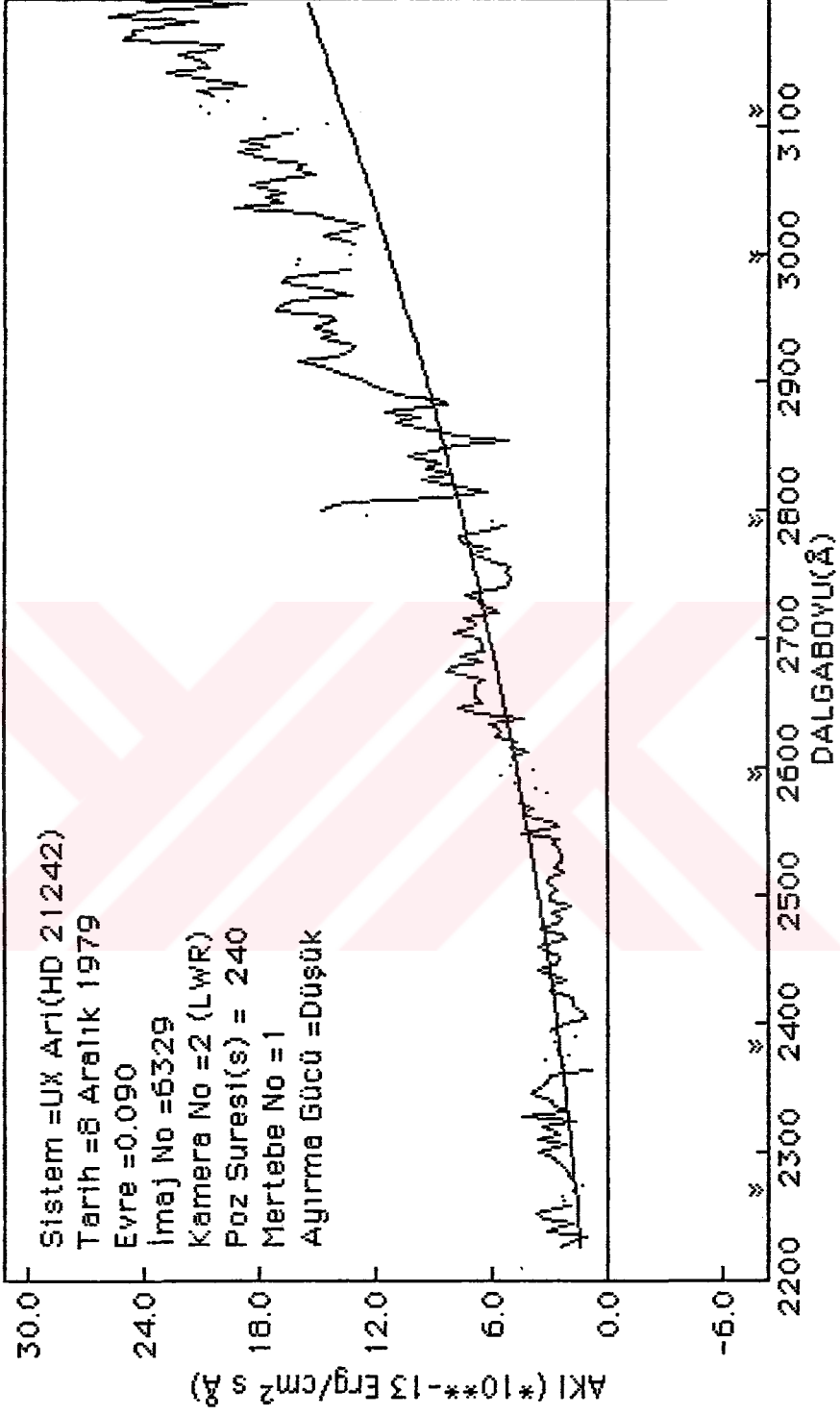
Ayırma Gücü = Düşük



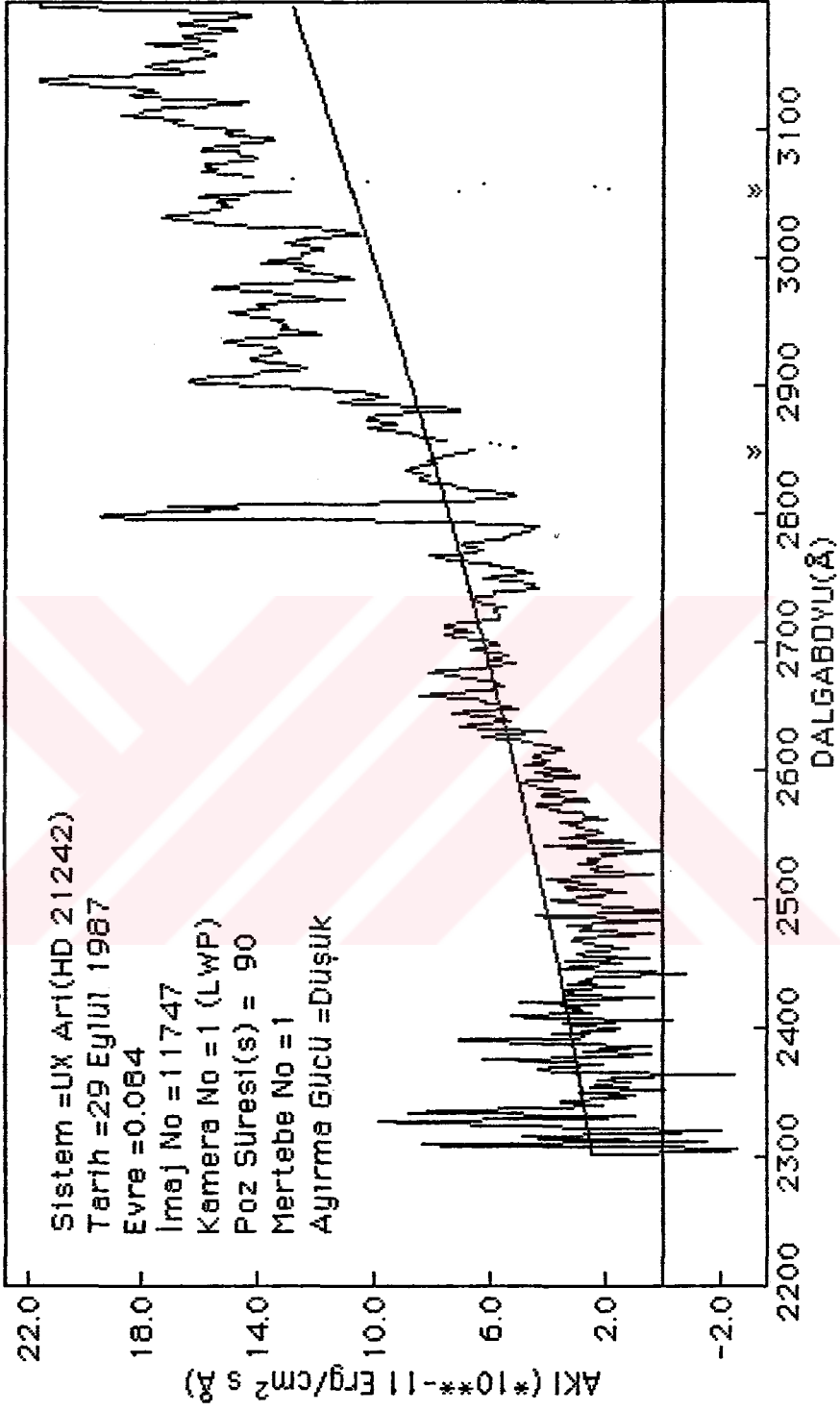


Keracısım ışıınıyı yaklaşıımı ile yapılan ftin sonuçları :

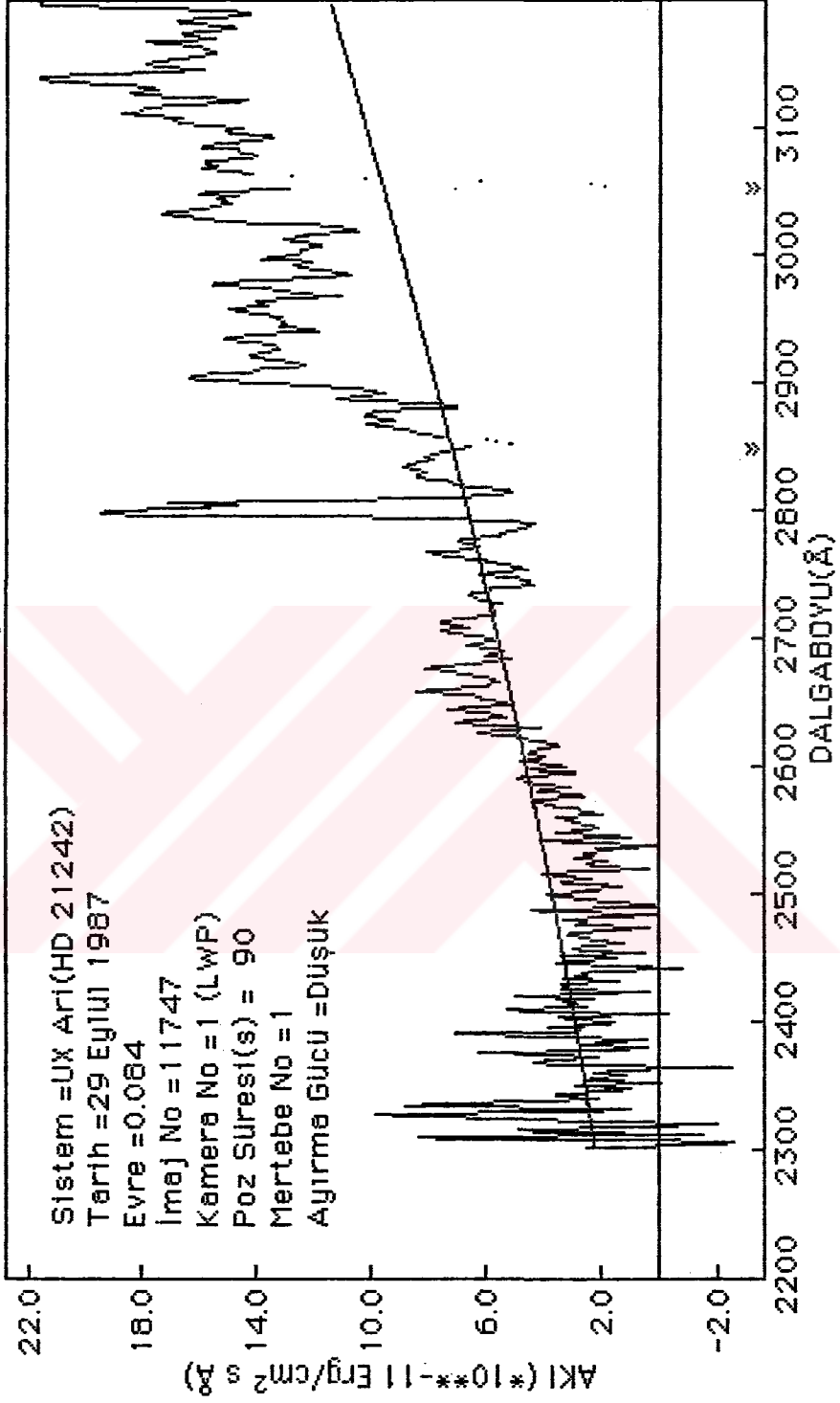
$T_g = 3432^{\circ}K$  ,  $T_K = 4682^{\circ}K$  ,  $\chi^2 = 1.50$   
 $\pm 207$



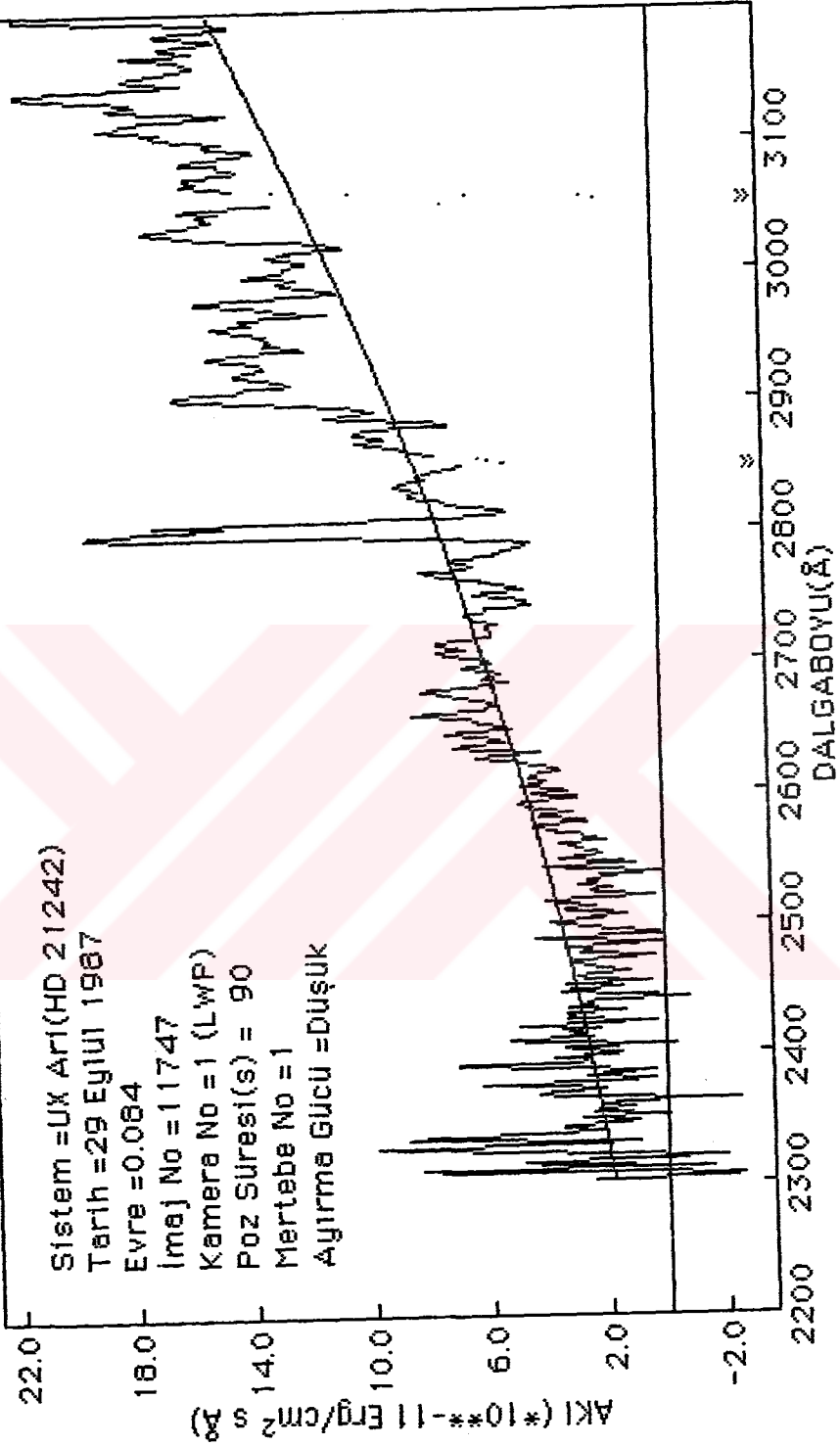
Karacisim ışıını yekleşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 12.17 R_{\odot}$ ,  $T_A = 3785^{\circ}K$ ,  $T_G = 5481^{\circ}K$ ,  $T_K = 4746^{\circ}K$ ,  $K^2 = 1.55$   
 $\pm 0.07$   $\pm 83$   $\pm 8$   $\pm 29$



Keracisim ışıınımlı yaklaşıımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 11.39 R_{\odot}$ ,  $T_A = 3782 \text{ }^{\circ}\text{K}$ ,  $T_G = 5499 \text{ }^{\circ}\text{K}$ ,  $T_K = 4720 \text{ }^{\circ}\text{K}$ ,  $\chi^2 = 0.91$   
 $\pm 0.09$   $\pm 144$   $\pm 11$   $\pm 43$



Karacisim ışıını yaklaşımları ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 27.97 R_0$ ,  $T_A = 2510 \text{ }^\circ\text{K}$ ,  $T_G = 4741 \text{ }^\circ\text{K}$ ,  $T_K = 3632 \text{ }^\circ\text{K}$ ,  $X^2 = 1.51$   
 $\pm 0.15$   $\pm 113$   $\pm 5$   $\pm 58$



Yazdırma Tarihi: 29 Eylül 1987  
 Yazar: M. K. K. K.  
 Kontrol: M. K. K. K.

Keracisim ışınımı yekleşümü ile yapılan fitin sonuçları :

$R_g = 22.00 R_0$ .  $I_s = 4991^\circ K$ .  $\chi^2 = 1.23$   
 $\pm 0.12$   $\pm 5$

Sistem = UX Ari(HD 21242)

Tarih = 29 Eylül 1987

Evre = 0.084

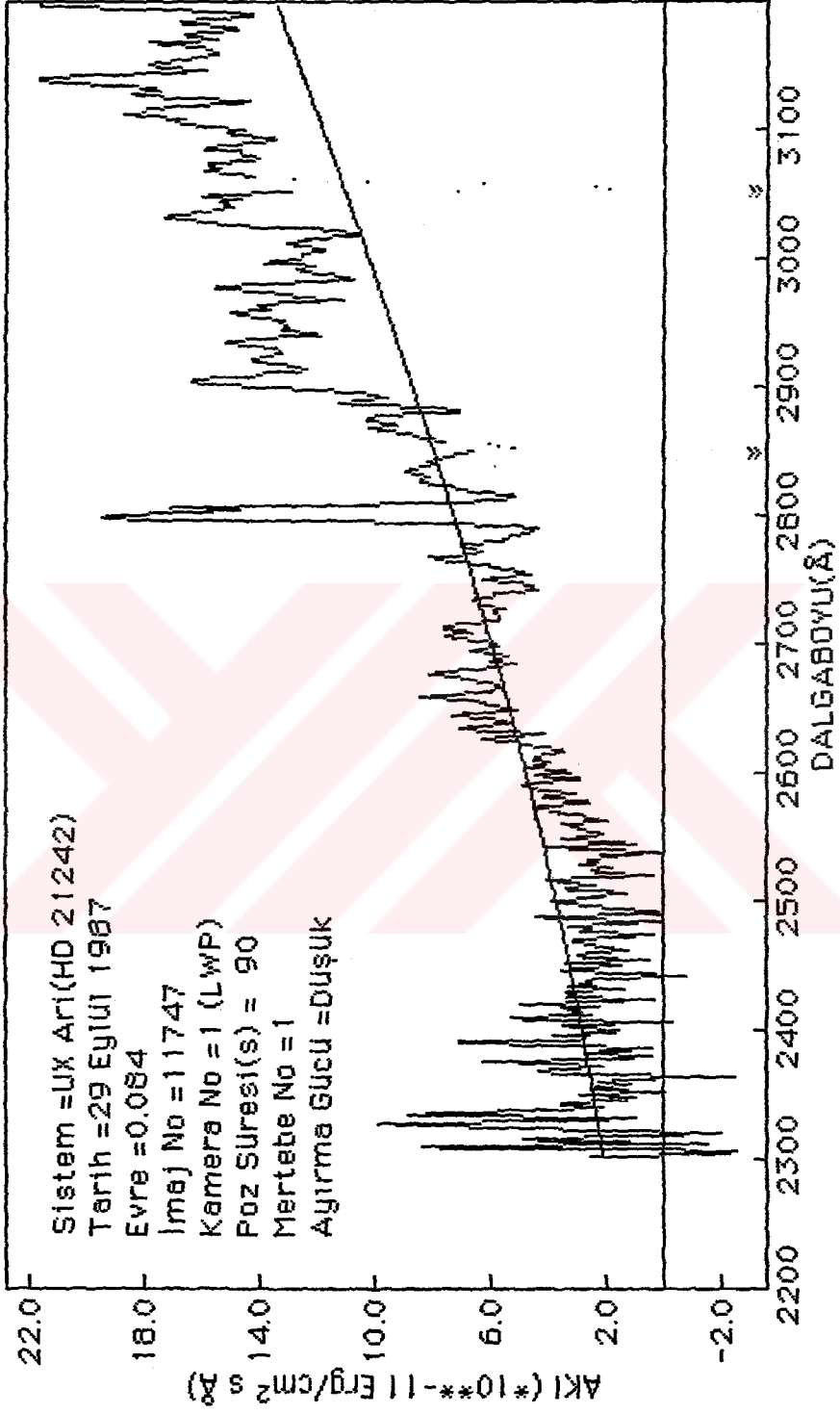
İmaj No = 11747

Kamera No = 1 (LWP)

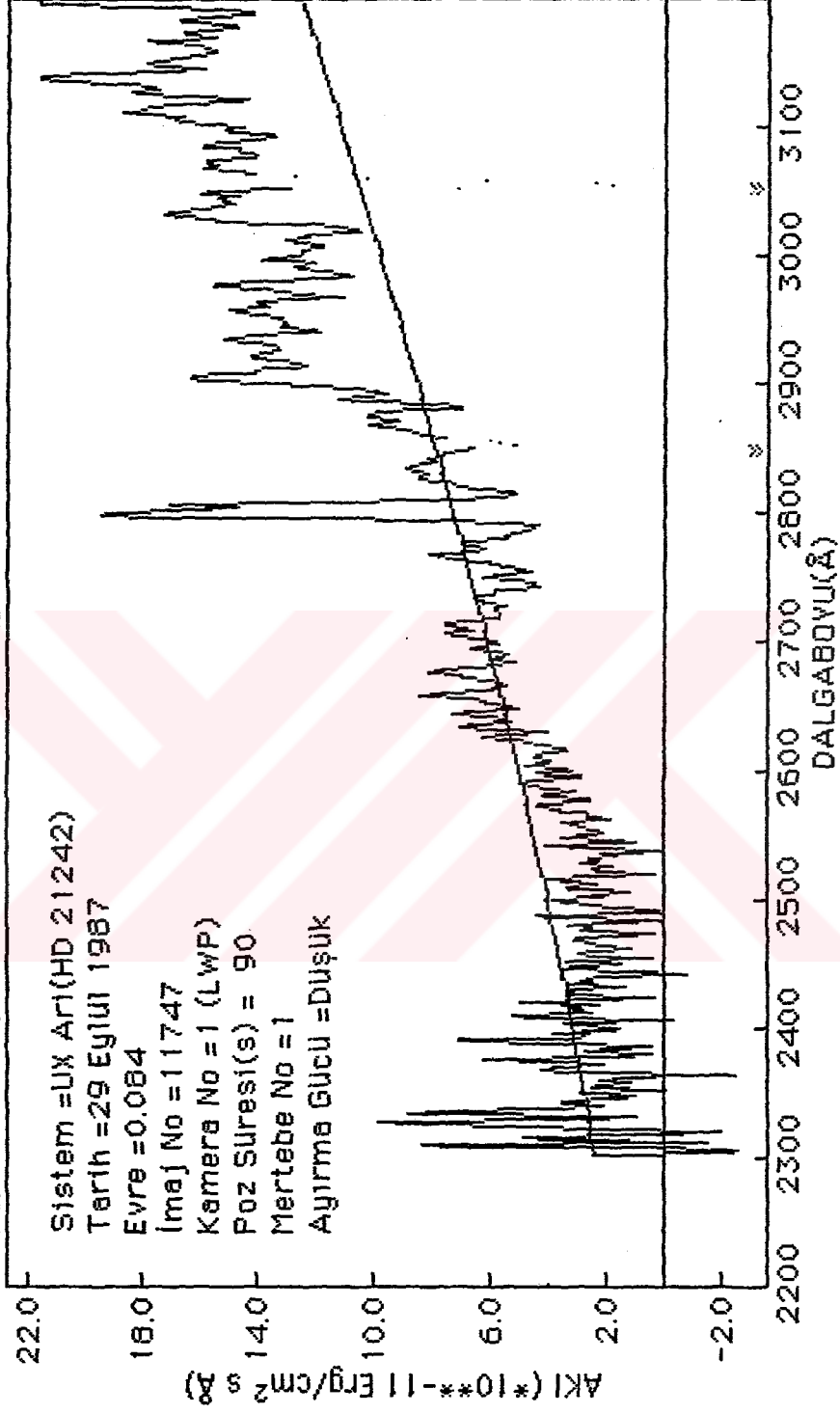
Poz Süresi(s) = 90

Mertebe No = 1

Ayırma Gücü = Düşük



Karacısım ışınımı yaklaşımları ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_G = 1.01 R_{\odot}$ ,  $T_G = 5486^{\circ}K$ ,  $R_K = 12.52 R_{\odot}$ ,  $T_K = 4720^{\circ}K$ ,  $X^2 = 1.59$   
 $\pm 8$   $\pm 0.07$   $\pm 28$



Karacisim ısıtımı yekleşımı ile yapılan fitin sonuçları :

$R_A = 11.99 R_0$ ,  $T_A = 3899^\circ K$ ,  $T_G = 5488^\circ K$ ,  $T_K = 4756^\circ K$ ,  $\chi^2 = 1.90$   
 $\pm 0.08$   $\pm 107$   $\pm 8$   $\pm 24$

Sistem = UX ARI(HD 21242)

Tarih = 29 Eylül 1987

Evre = 0.088

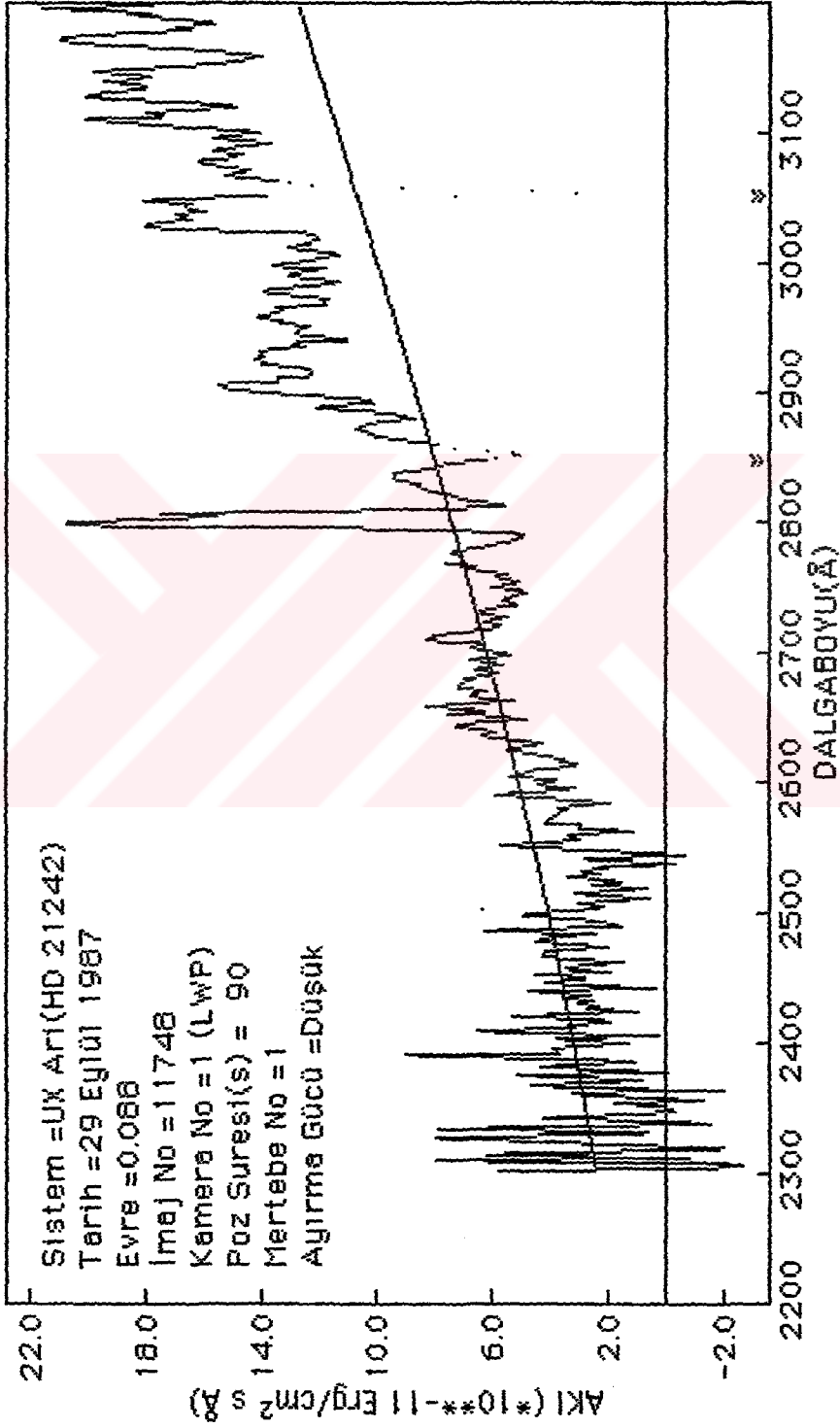
İmaj No = 11748

Kamera No = 1 (LWP)

Poz Suresi(s) = 90

Mertebe No = 1

Ayırma Gücü = Düşük



Keracisim ışınımı yekiesimini ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_s = 22.80 R_o, I_s = 4989^\circ K, X^2 = 1.87$$

$\pm 4$

Sistem = UX Arı(HD 21242)

Tarih = 29 Eylül 1987

Evre = 0.088

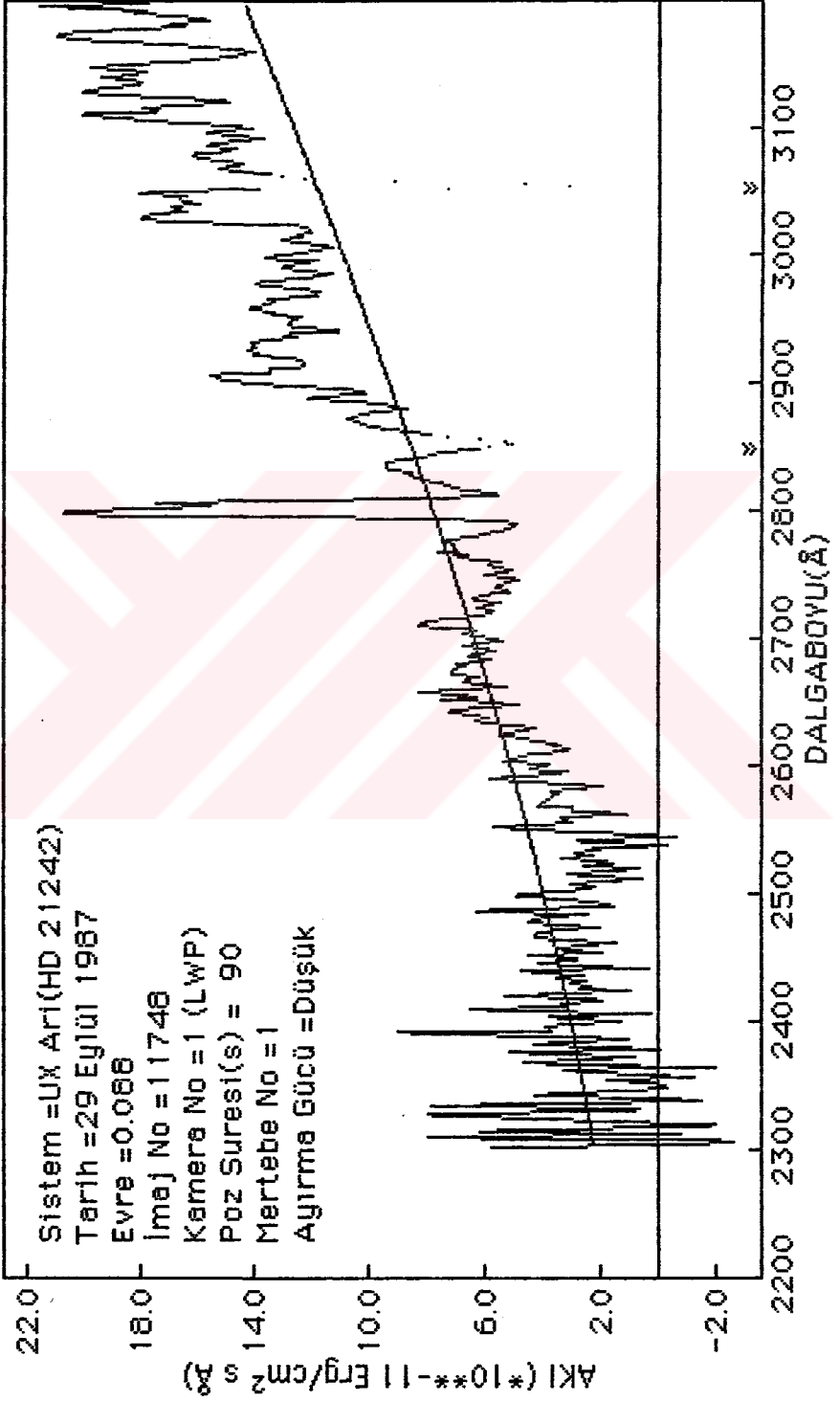
İmaj No = 11748

Kamera No = 1 (LWP)

Poz Süresi(s) = 90

Mertebe No = 1

Ayırma Gücü = Düşük





Karacisim ışıını yekleşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_G = 0.93R_0$ ,  $T_G = 5483^\circ K$ ,  $R_K = 13.04R_0$ ,  $T_K = 4723^\circ K$ ,  $\chi^2 = 2.74$   
 $\pm 0.76$   $\pm 6$   $\pm 0.05$   $\pm 21$

Sistem = UX Ari(HD 21242)

Tarih = 29 Eylül 1987

Eyre = 0.088

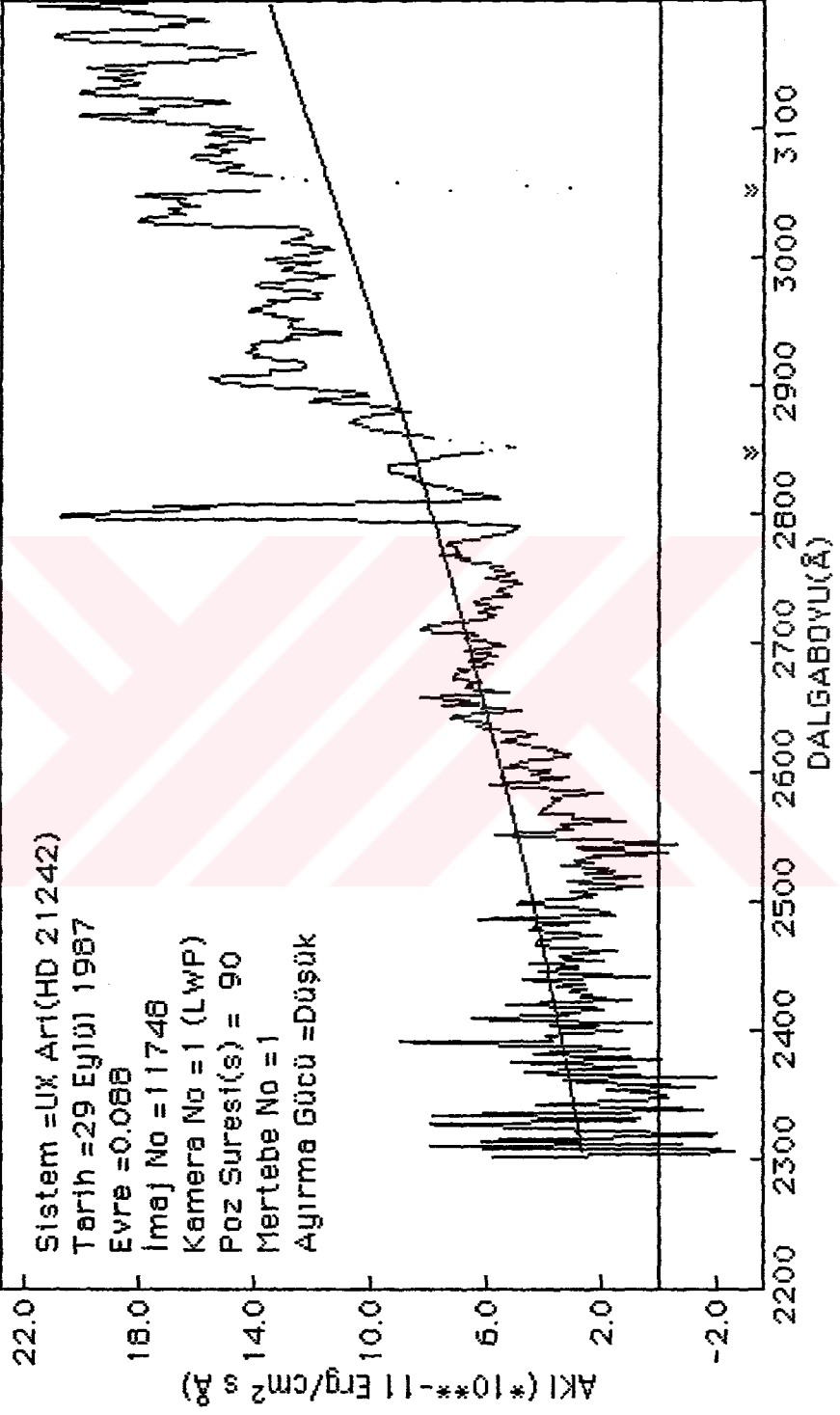
İmaj No = 11748

Kamera No = 1 (LWP)

Poz Süresi(s) = 90

Mertebe No = 1

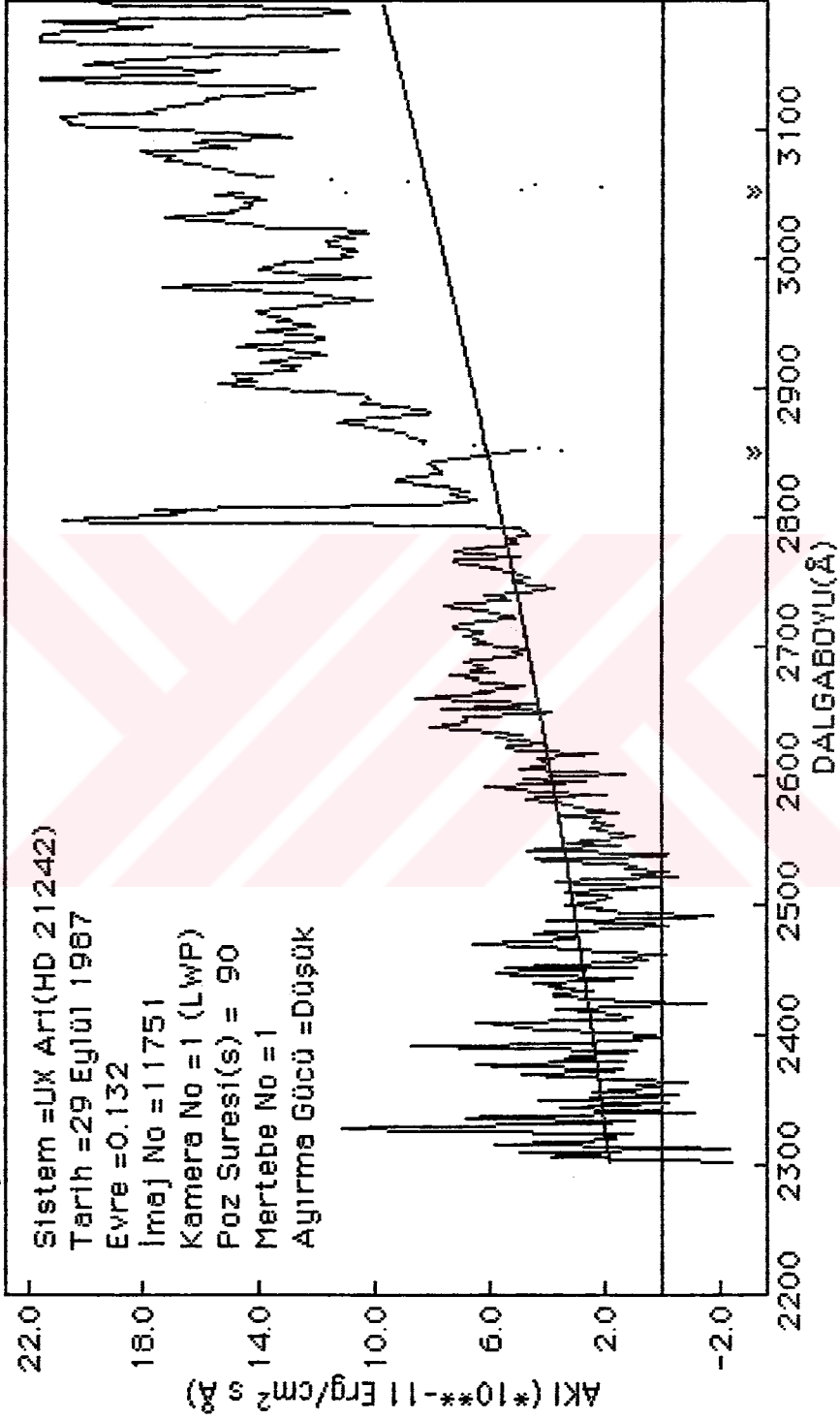
Ayırma Gücü = Düşük



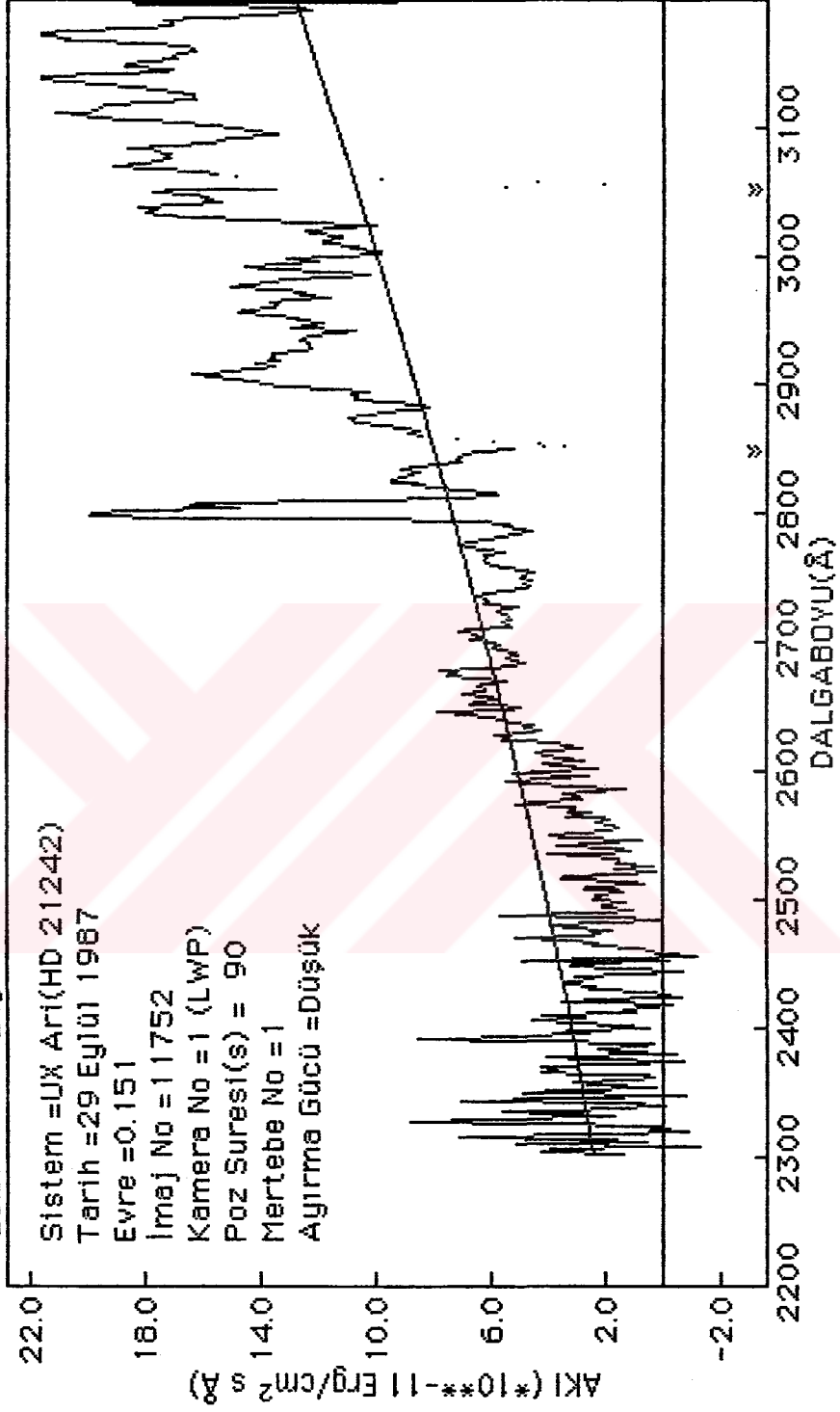
Keracisim ışınımı yaklaşımı ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_A = 10.74 R_{\odot} \cdot T_A = 3952 \text{ } ^\circ\text{K} \cdot T_G = 5471 \text{ } ^\circ\text{K} \cdot T_K = 4777 \text{ } ^\circ\text{K} \cdot X^2 = 2.31$$

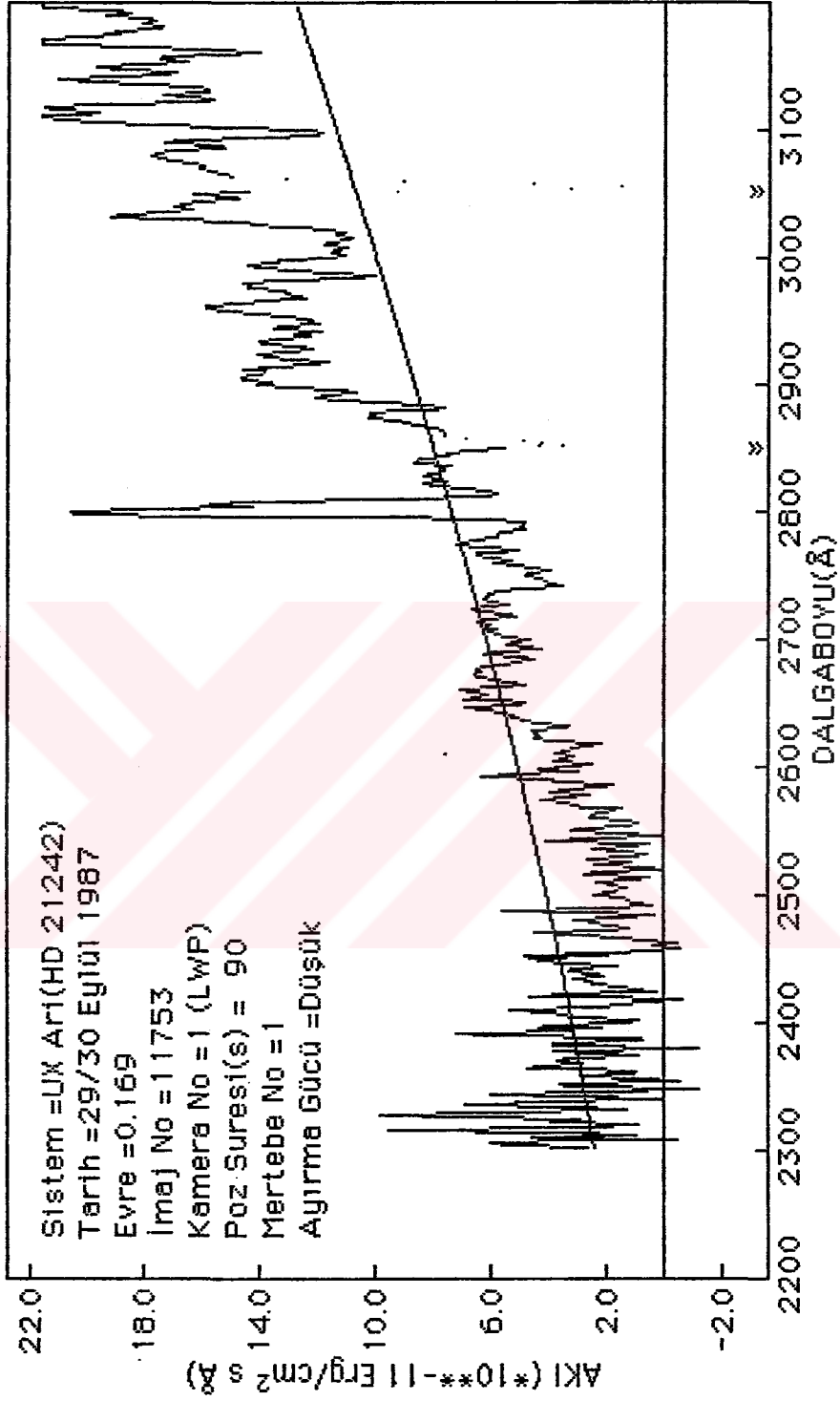
$$\pm 0.13 \quad \pm 172 \quad \pm 14 \quad \pm 39$$



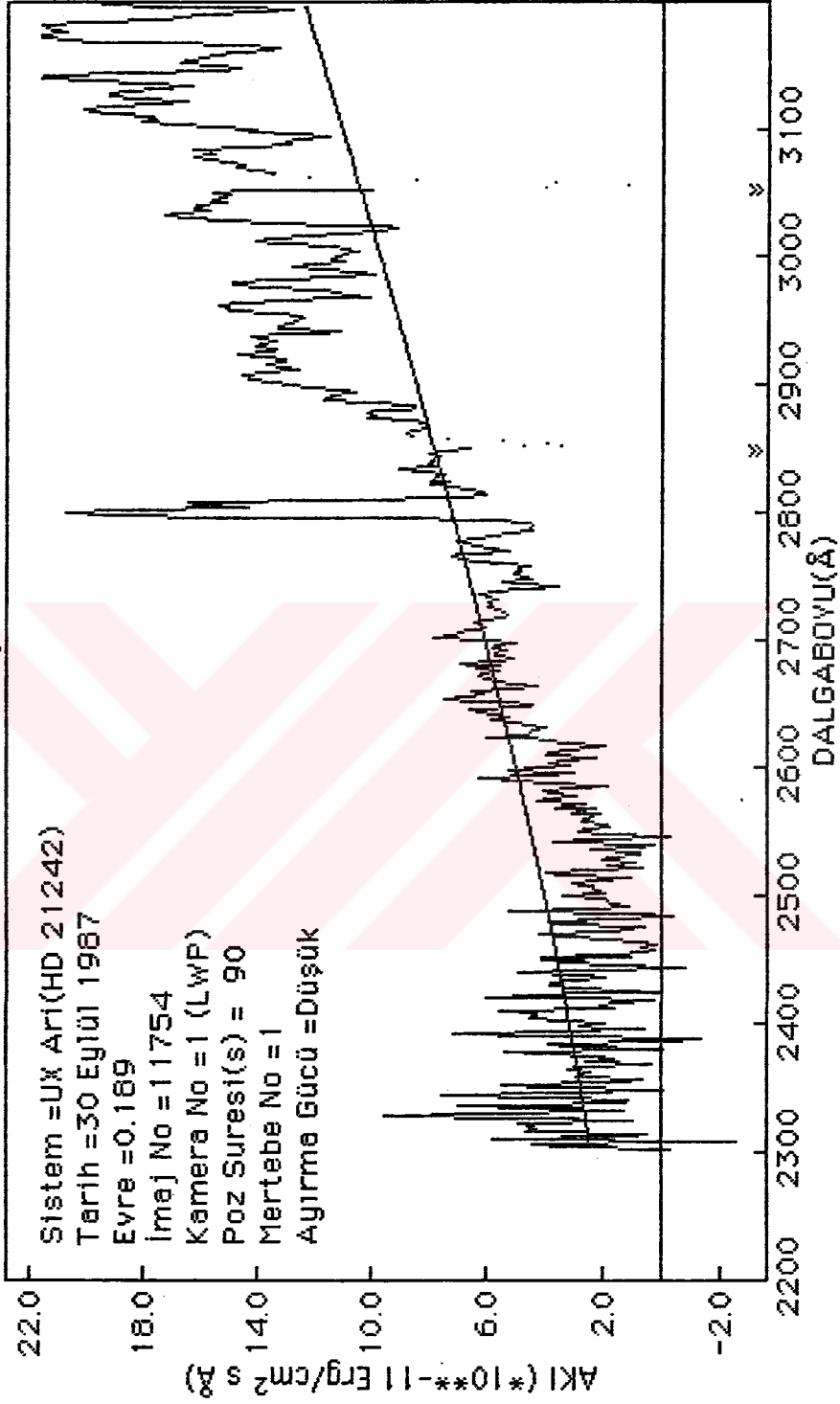
Karacisim ışıını yaklaşımları ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 12.13 R_0$ ,  $T_A = 3822^\circ K$ ,  $T_G = 5474^\circ K$ ,  $T_K = 4760^\circ K$ ,  $\chi^2 = 3.29$   
 $\pm 0.07$ ,  $\pm 75$ ,  $\pm 7$ ,  $\pm 20$



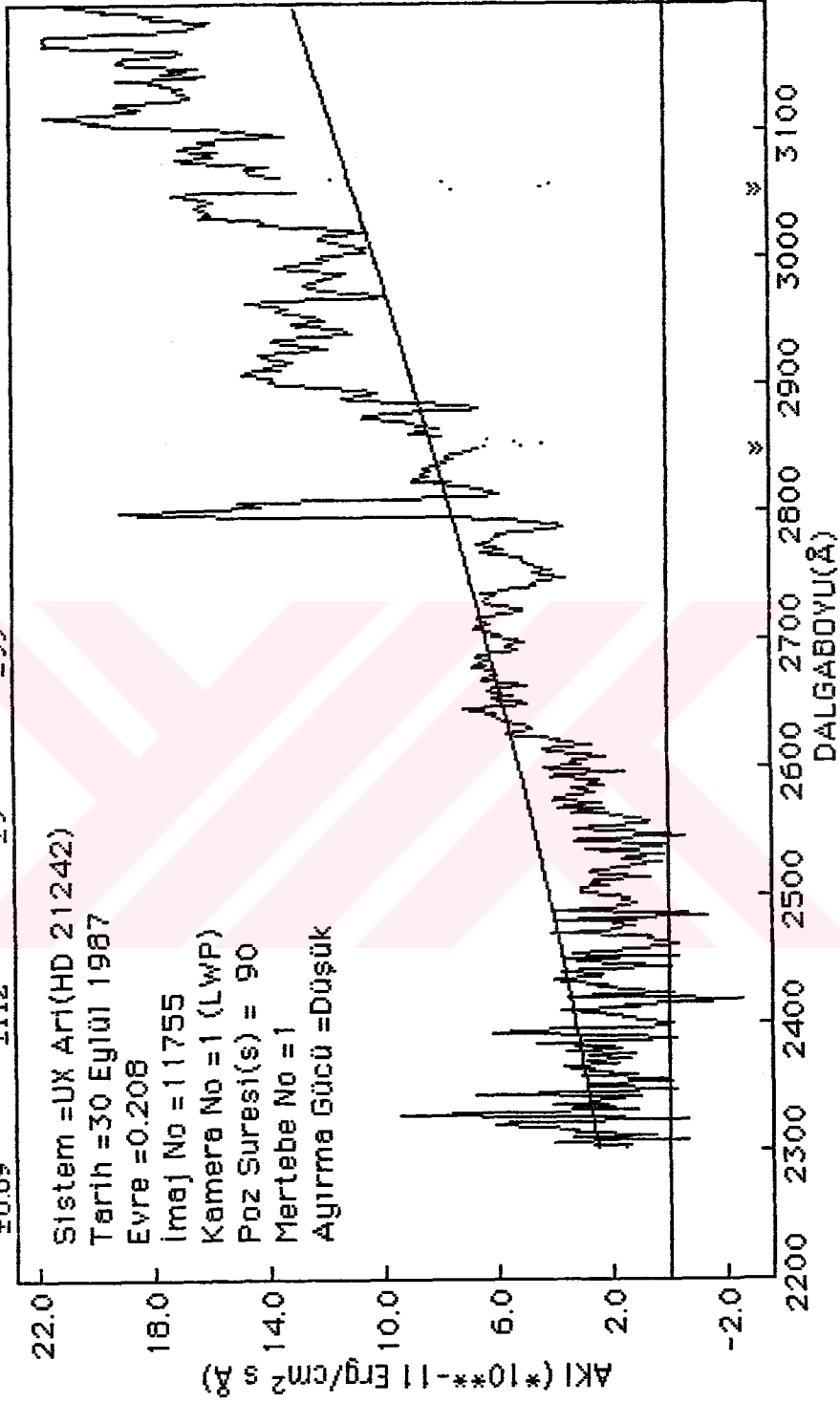
Karacisim ışınımı yaklaşımları ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 12.00 R_e$  .  $T_A = 3931 \text{ }^\circ\text{K}$  .  $T_G = 5484 \text{ }^\circ\text{K}$  .  $T_K = 4762 \text{ }^\circ\text{K}$  .  $\chi^2 = 2.73$   
 $\pm 0.07$   $\pm 7$   $\pm 20$



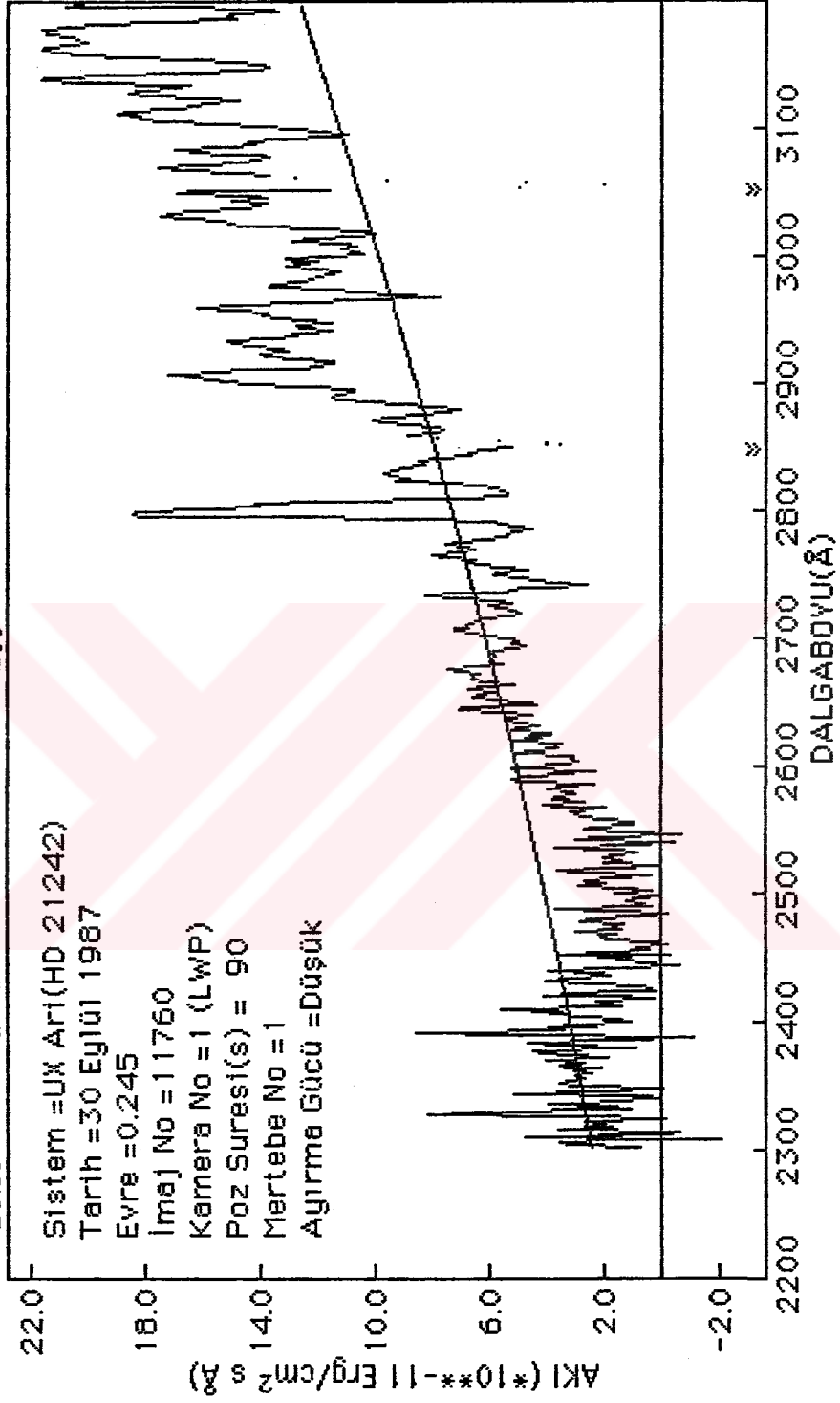
Karacisim ışını yeklaşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 11.86 R_0$  .  $T_A = 3813 \text{ }^\circ\text{K}$  .  $T_G = 5499 \text{ }^\circ\text{K}$  .  $T_K = 4727 \text{ }^\circ\text{K}$  .  $\chi^2 = 1.07$   
 $\pm 0.09$   $\pm 119$   $\pm 10$   $\pm 36$



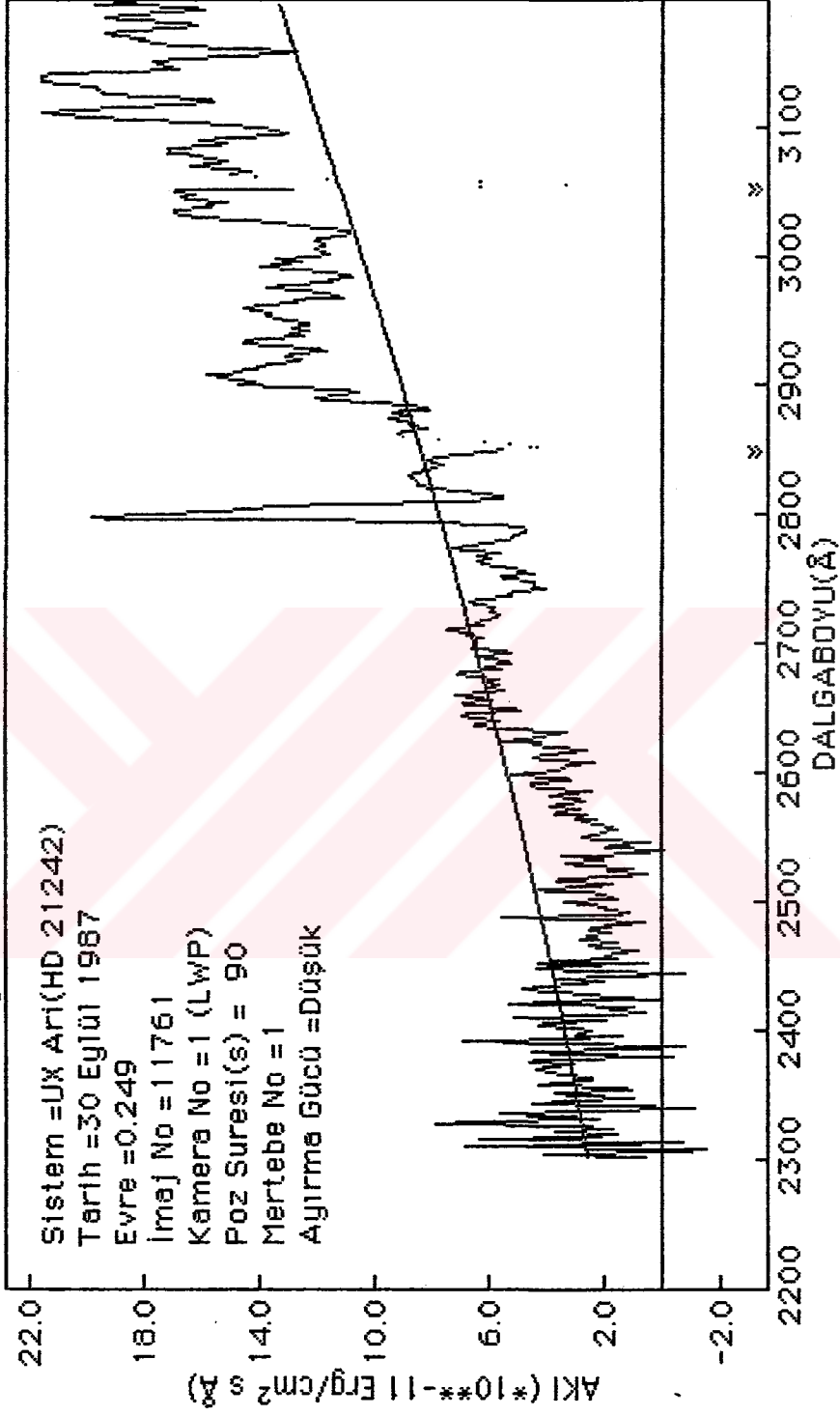
Keracisim ışınımı yekleşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 12.14 R_0$ ,  $T_A = 3835^\circ K$ ,  $T_G = 5495^\circ K$ ,  $T_K = 4741^\circ K$ ,  $X^2 = 1.64$   
 $\pm 0.09$   $\pm 112$   $\pm 9$   $\pm 33$



Karacisim ışınımlı yakleşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 11.96 R_e$ ,  $T_A = 3849^\circ K$ ,  $T_G = 5493^\circ K$ ,  $T_K = 4745^\circ K$ ,  $\chi^2 = 1.27$   
 $\pm 0.08$   $\pm 11$   $\pm 9$   $\pm 33$

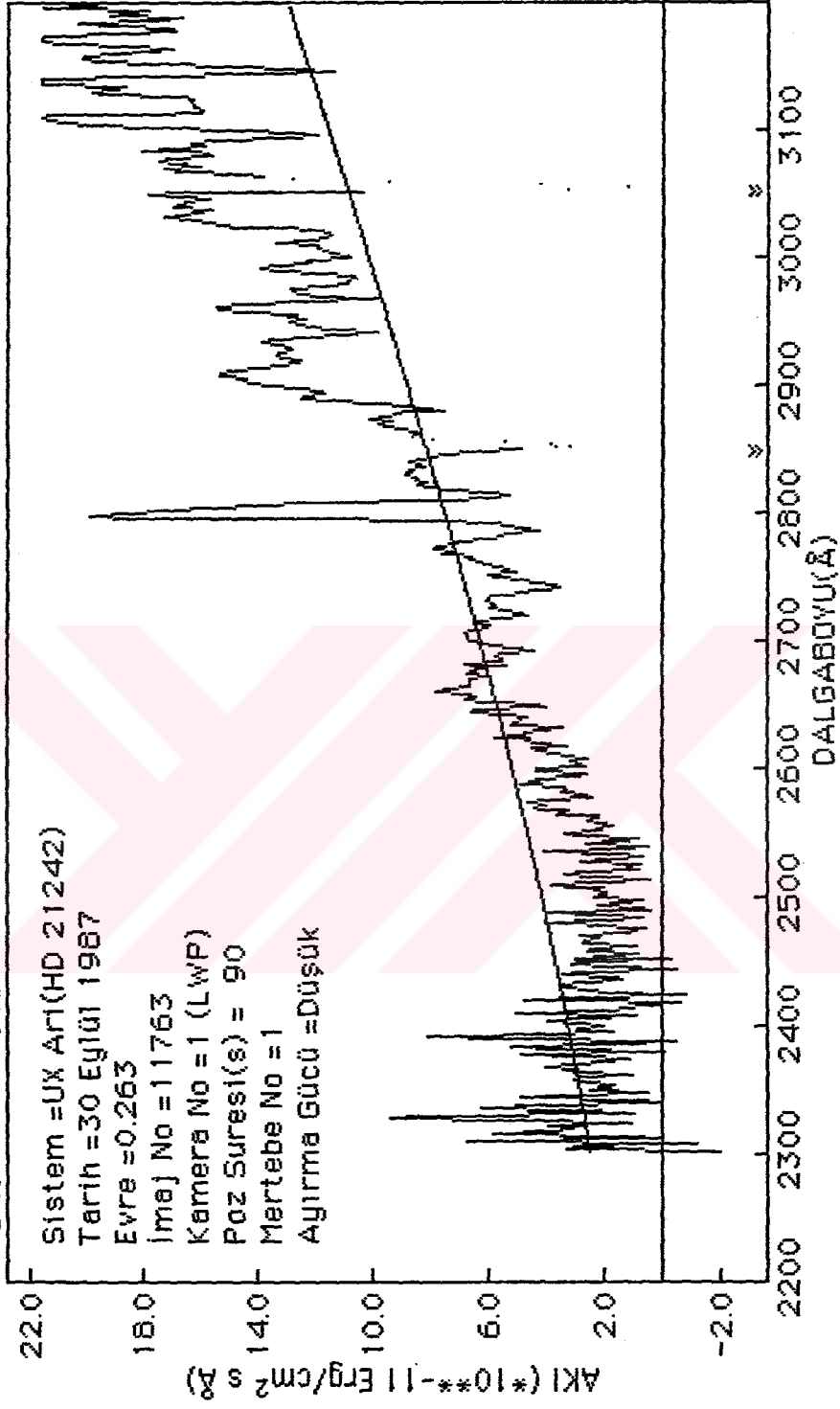


Karacisim ışınımlı yaklaşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 12.35 R_0$  ,  $T_A = 3832^\circ K$  ,  $T_G = 5491^\circ K$  ,  $T_K = 4745^\circ K$  ,  $\chi^2 = 1.63$   
 $\pm 0.08$   $\pm 95$   $\pm 8$   $\pm 29$

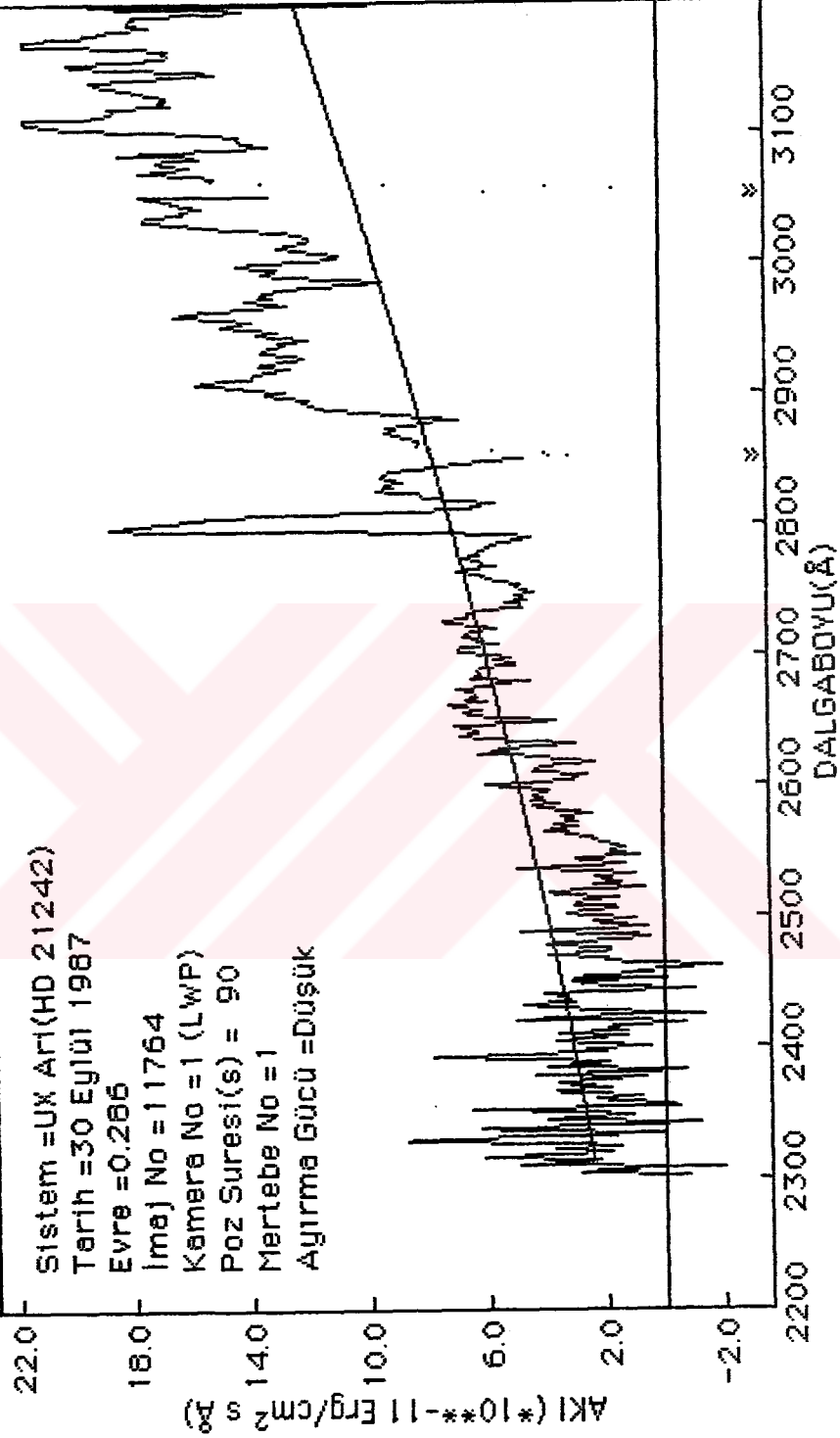




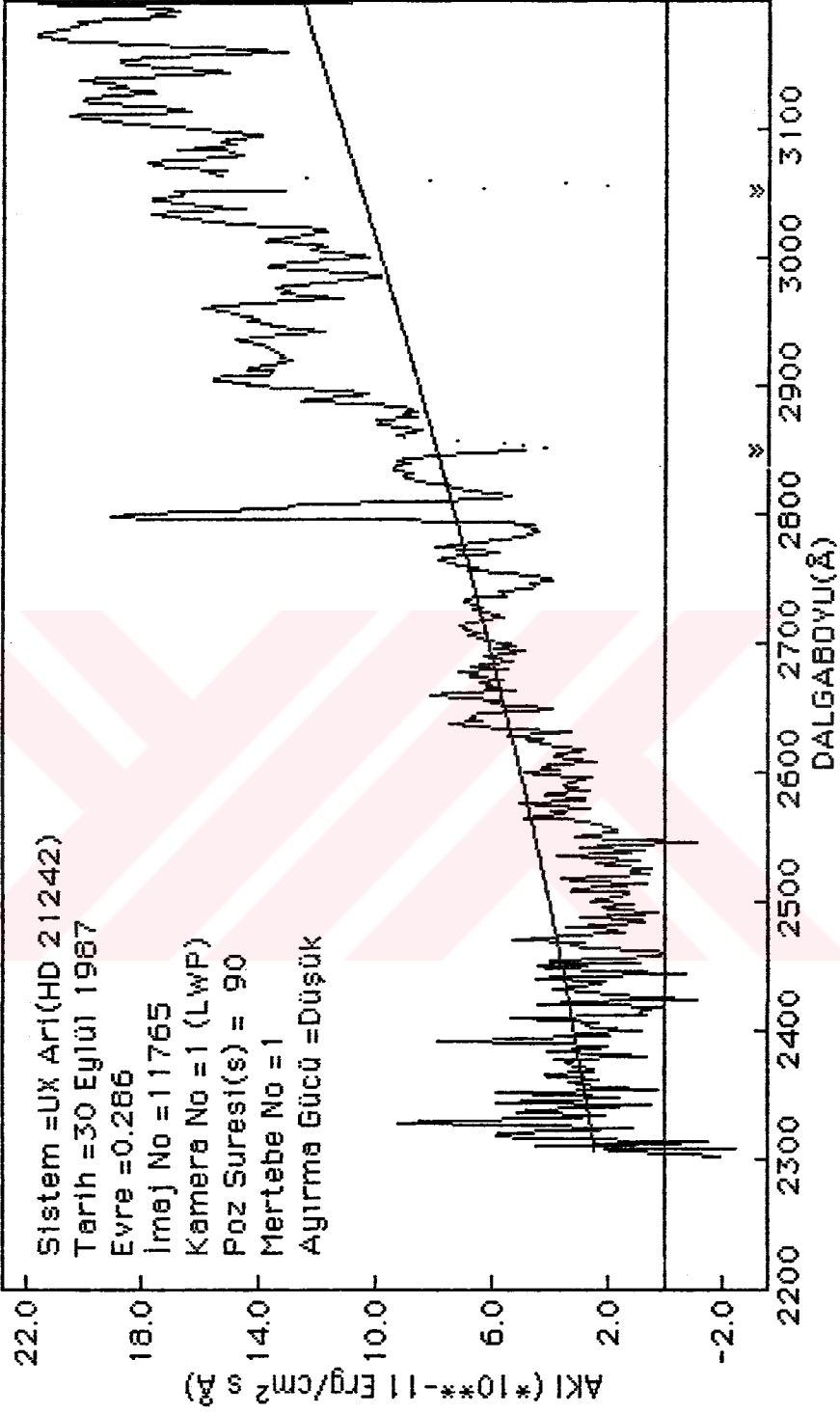
Karacisim ışıını yekleşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 12.11 R_0$ ,  $T_A = 3871 \text{ }^\circ\text{K}$ ,  $T_G = 5490 \text{ }^\circ\text{K}$ ,  $T_K = 4753 \text{ }^\circ\text{K}$ ,  $\chi^2 = 1.63$   
 $\pm 0.07$   $\pm 92$   $\pm 7$   $\pm 21$



Karacisim ışınınu yaklaşımla ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 11.78 R_{\odot}$ ,  $T_A = 3691^{\circ}K$ ,  $T_G = 5494^{\circ}K$ ,  $T_K = 4759^{\circ}K$ ,  $X^2 = 2.13$   
 $\pm 0.07$   $\pm 77$   $\pm 8$   $\pm 24$



Karacisim ışınımı yaklaşımları ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 11.91 R_{\odot}$ ,  $T_A = 3672^{\circ}K$ ,  $T_G = 5499^{\circ}K$ ,  $T_X = 4746^{\circ}K$ ,  $X^2 = 1.70$   
 $\pm 0.07$ ,  $\pm 76$ ,  $\pm 8$ ,  $\pm 31$



Karacisim ışıını yekleşımı ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_A = 12.08 R_0 \cdot T_A = 3649^\circ K, T_0 = 5504^\circ K, T_K = 4723^\circ K, K^2 = 1.16$$

$$\pm 0.09 \quad \pm 83 \quad \pm 10 \quad \pm 34$$

Sistem = UX Arı(HD 21242)

Tarih = 30 Eylül 1987

Evre = 0.325

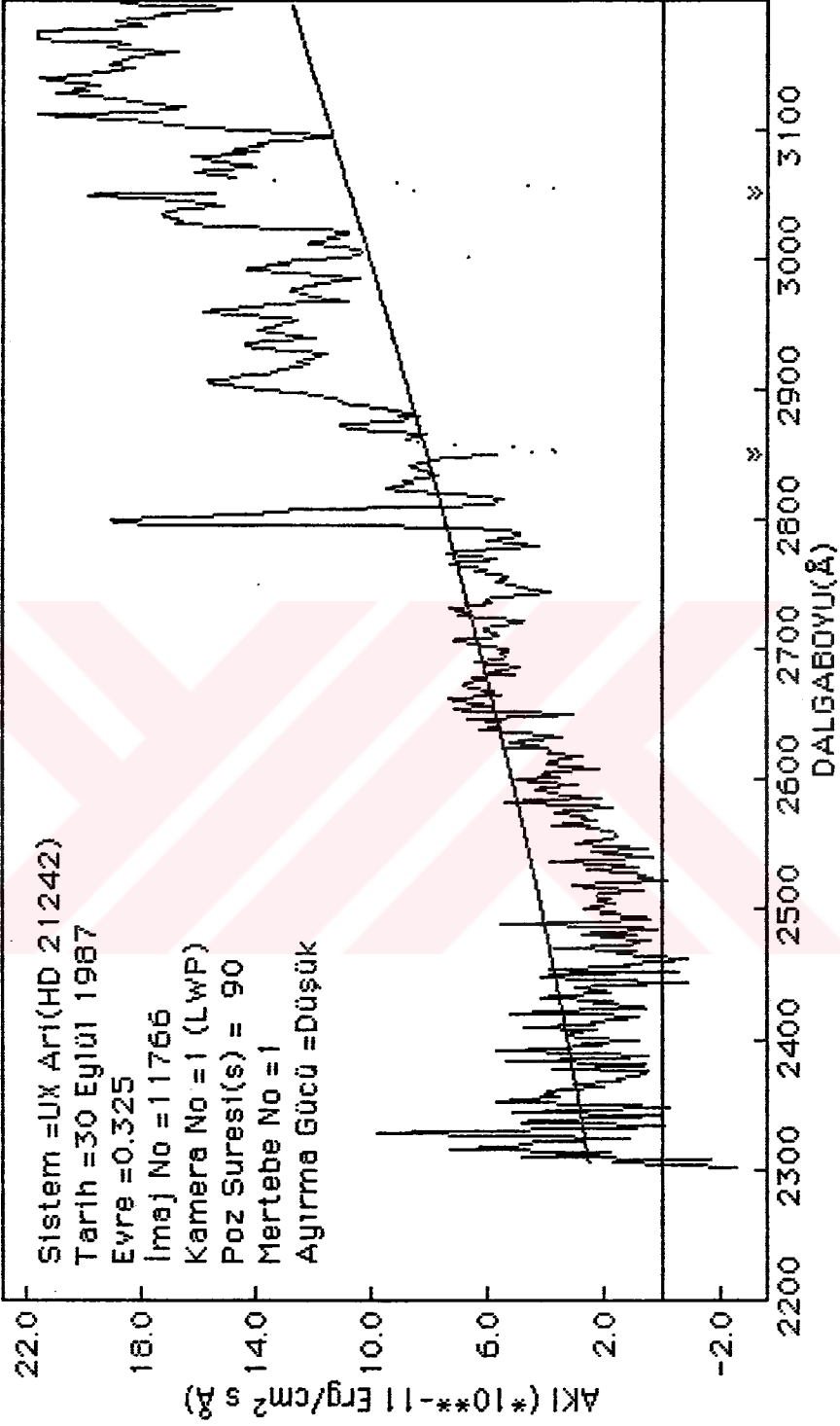
İmaj No = 11766

Kamera No = 1 (LWP)

Poz Suresi(s) = 90

Mertebe No = 1

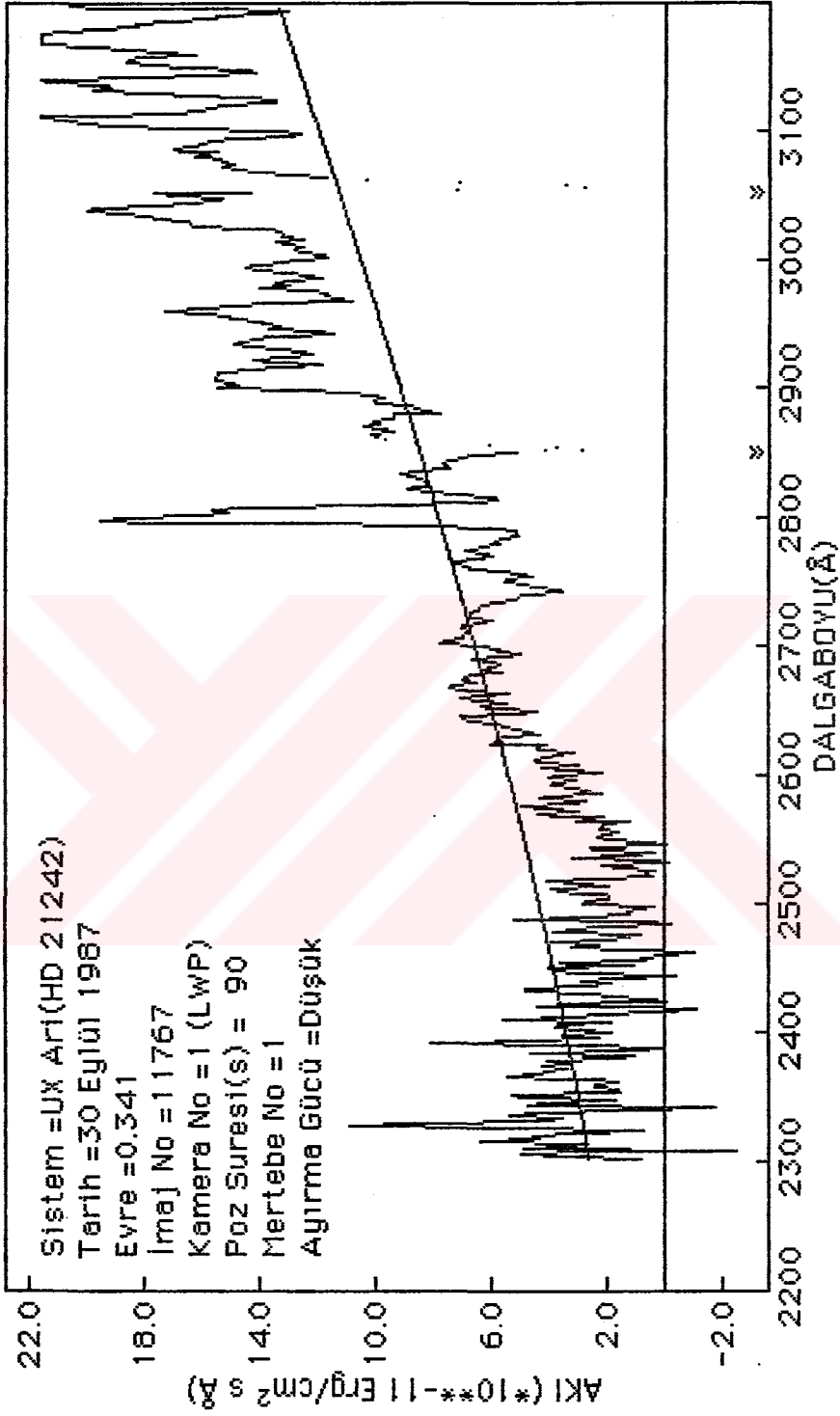
Ayırma Gücü = Düşük



Karacisim ışıını yaklaşımları ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_A = 12.43 R_e, T_A = 3636^\circ K, T_G = 5502^\circ K, T_K = 4716^\circ K, X^2 = 1.33$$

$$\pm 0.09 \quad \pm 74 \quad \pm 9 \quad \pm 31$$



Karacisim ışını yaklaşımı ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_A = 12.45 R_{\odot} \cdot T_A = 3662^{\circ}K, T_G = 5494^{\circ}K, T_K = 4749^{\circ}K, X^2 = 1.71$$

$\pm 0.08$   $\pm 67$   $\pm 8$   $\pm 28$

Sistem = LUX ARI (HD 21242)

Tarih = 30 Eylül 1987

Evre = 0.345

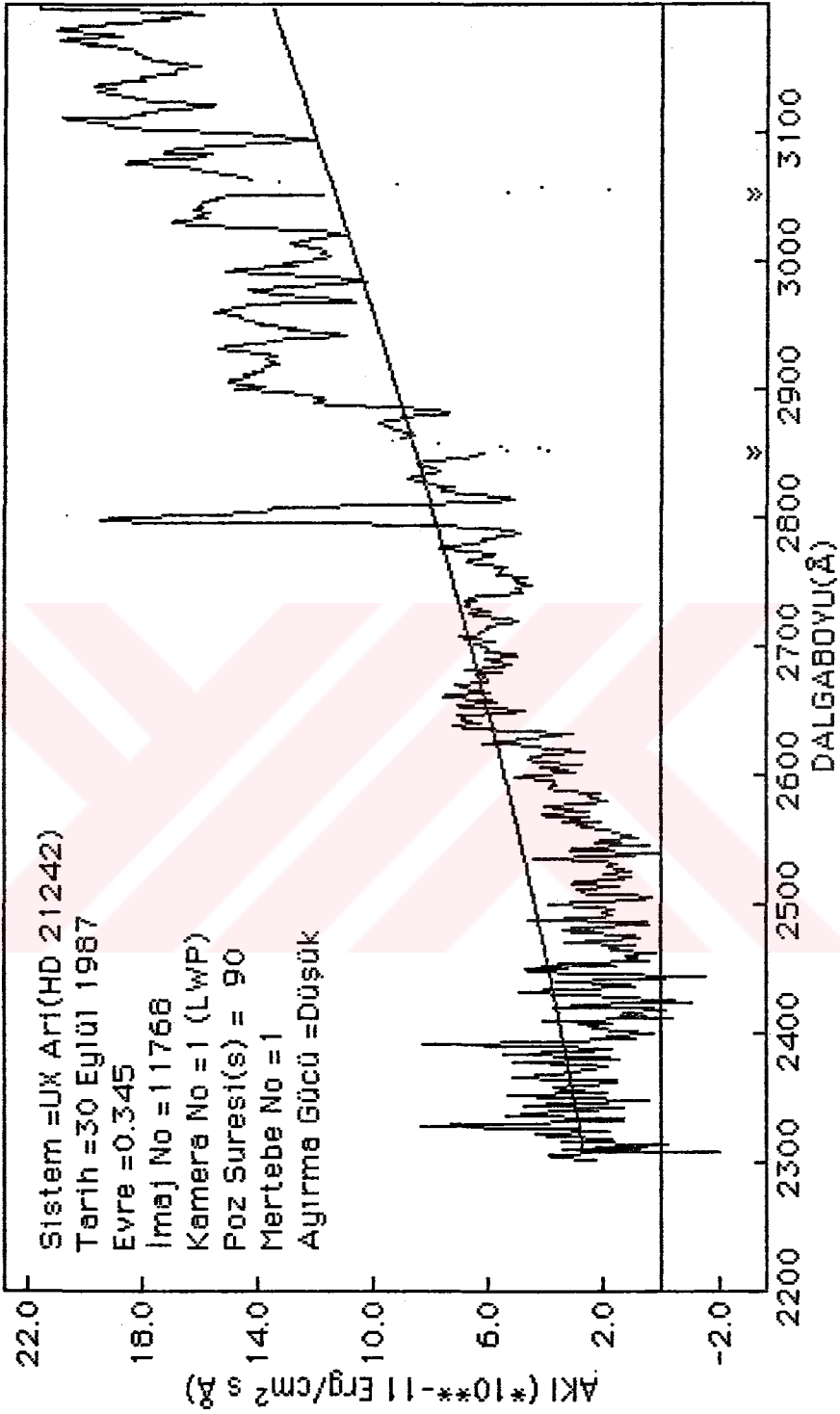
İmaj No = 11768

Kamera No = 1 (LWP)

Poz Süresi(s) = 90

Mertebe No = 1

Ayırma Gücü = Düşük



Keracisim ışınımı yaklaşımları ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_s = 27.88 R_o, \quad T_s = 4790^\circ K, \quad \chi^2 = 1.60 \\ \pm 0.14 \quad \pm 4$$

Sistem = UX Ari (HD 21242)

Tarih = 30 Eylül 1987

Evre = 0.345

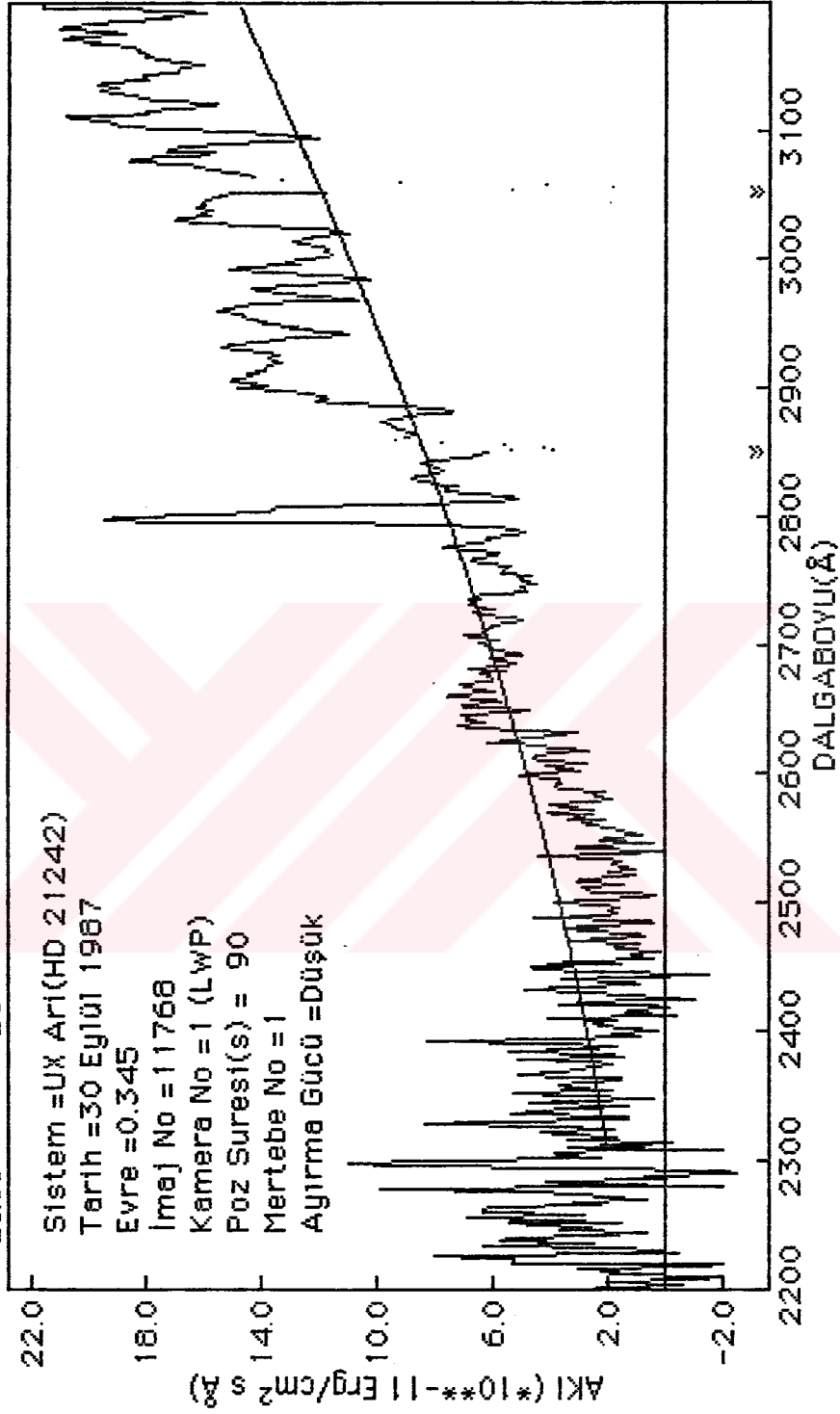
İmaj No = 11768

Kamera No = 1 (LWP)

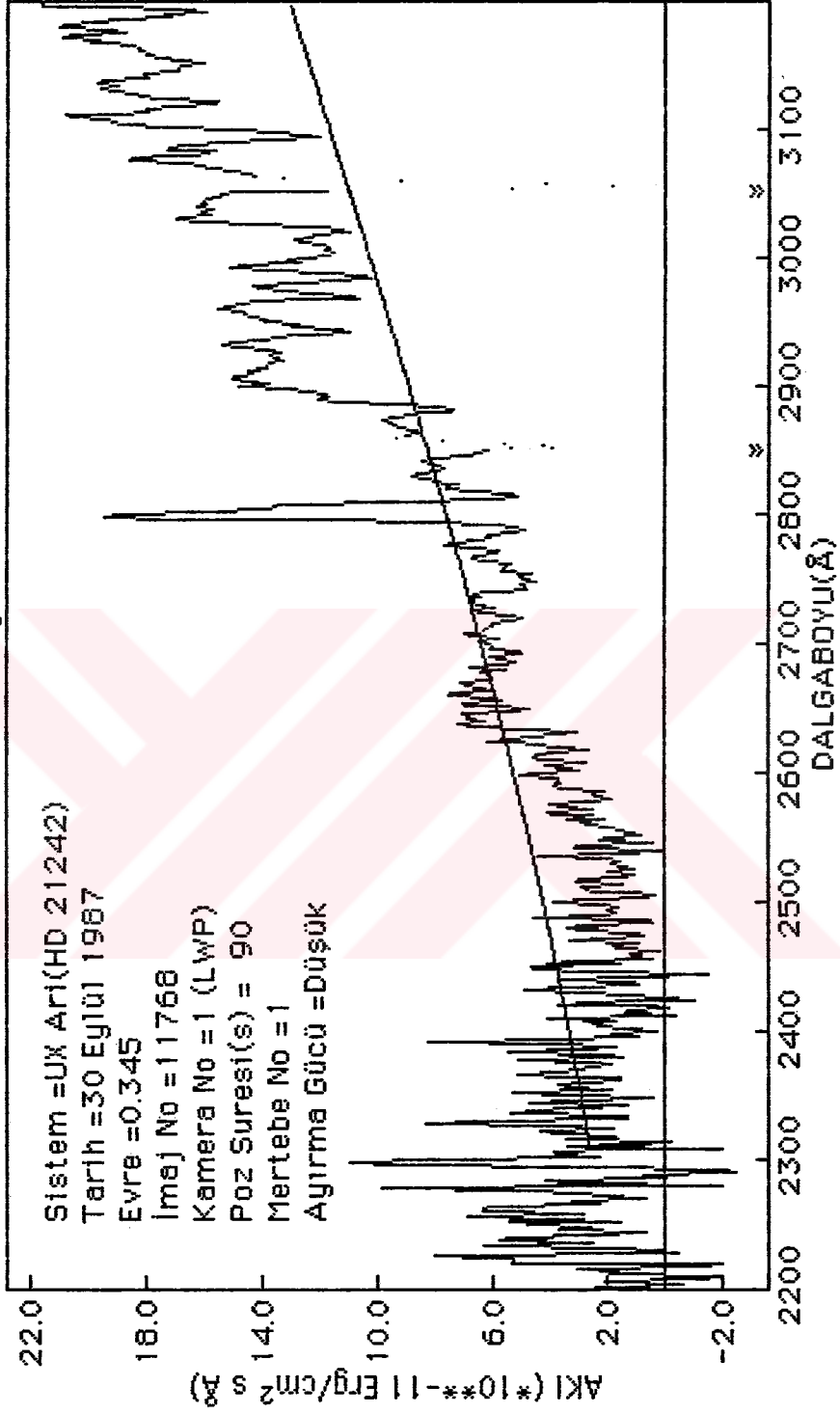
Poz Süresi(s) = 90

Mertebe No = 1

Ayrırma Gücü = Düşük

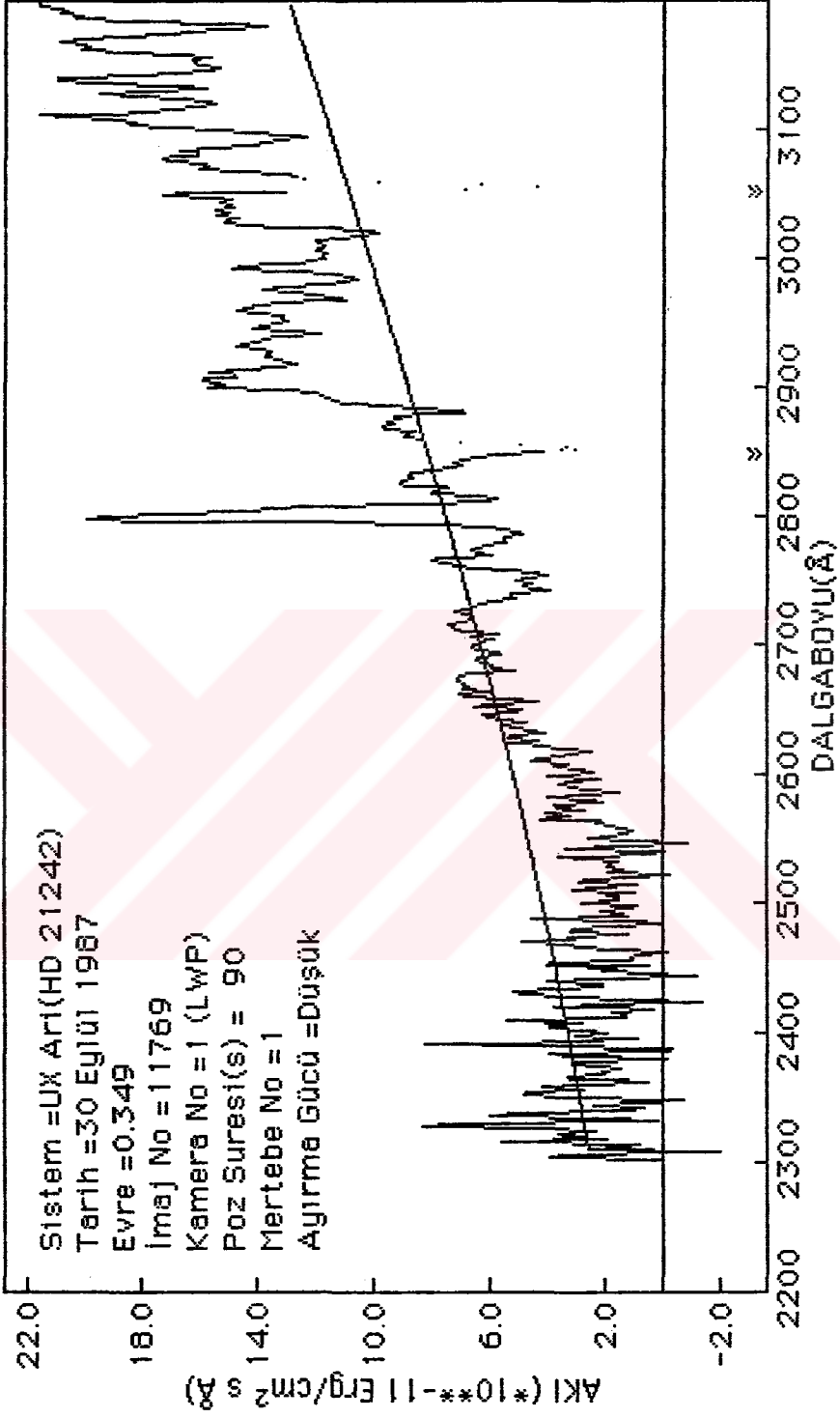


Karacisim ışınımlı yaklaşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_G = 0.86R_0$ ,  $T_G = 5482^\circ K$ ,  $R_K = 12.86R_0$ ,  $T_K = 4717^\circ K$ ,  $K^2 = 2.57$   
 $\pm 0.87$ ,  $\pm 7$ ,  $\pm 0.06$ ,  $\pm 25$



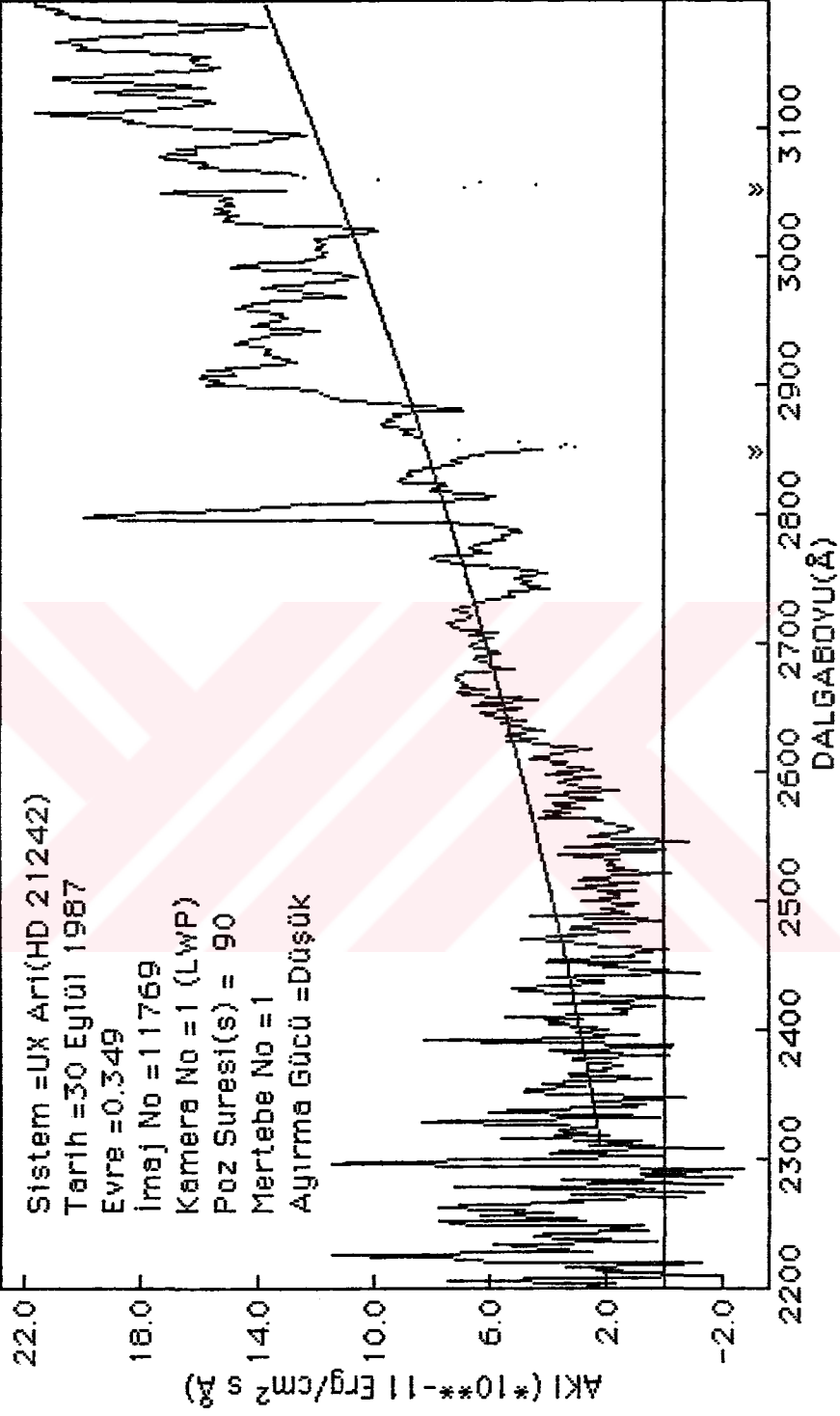


Keracisim ışınımı yaklaşımı ile yapılan fitin sonuçları :  
 $R_A = 12.16 R_0$  .  $T_A = 3644 \text{ } ^\circ\text{K}$  .  $T_0 = 5504 \text{ } ^\circ\text{K}$  .  $T_K = 4720 \text{ } ^\circ\text{K}$  .  $\chi^2 = 1.28$   
 $\pm 0.10$   $\pm 91$   $\pm 10$   $\pm 37$



Karacisim ışıını yekleşımı ile yapılan fitin sonuçları :

$R_s = 22.19 R_e$ ,  $T_s = 4994^\circ K$ ,  $\chi^2 = 1.27$   
 $\pm 0.15$



Karacisim ışınımlı yaklaşımla ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_G = 1.17R_e . T_G = 5492^\circ K . R_K = 12.64R_e . T_K = 4707^\circ K . X^2 = 1.24$$

$$\pm 1.02 \quad \pm 10 \quad \pm 0.10 \quad \pm 36$$

Sistem = LUX ARI(HD 21242)

Tarih = 30 Eylül 1987

Evre = 0.349

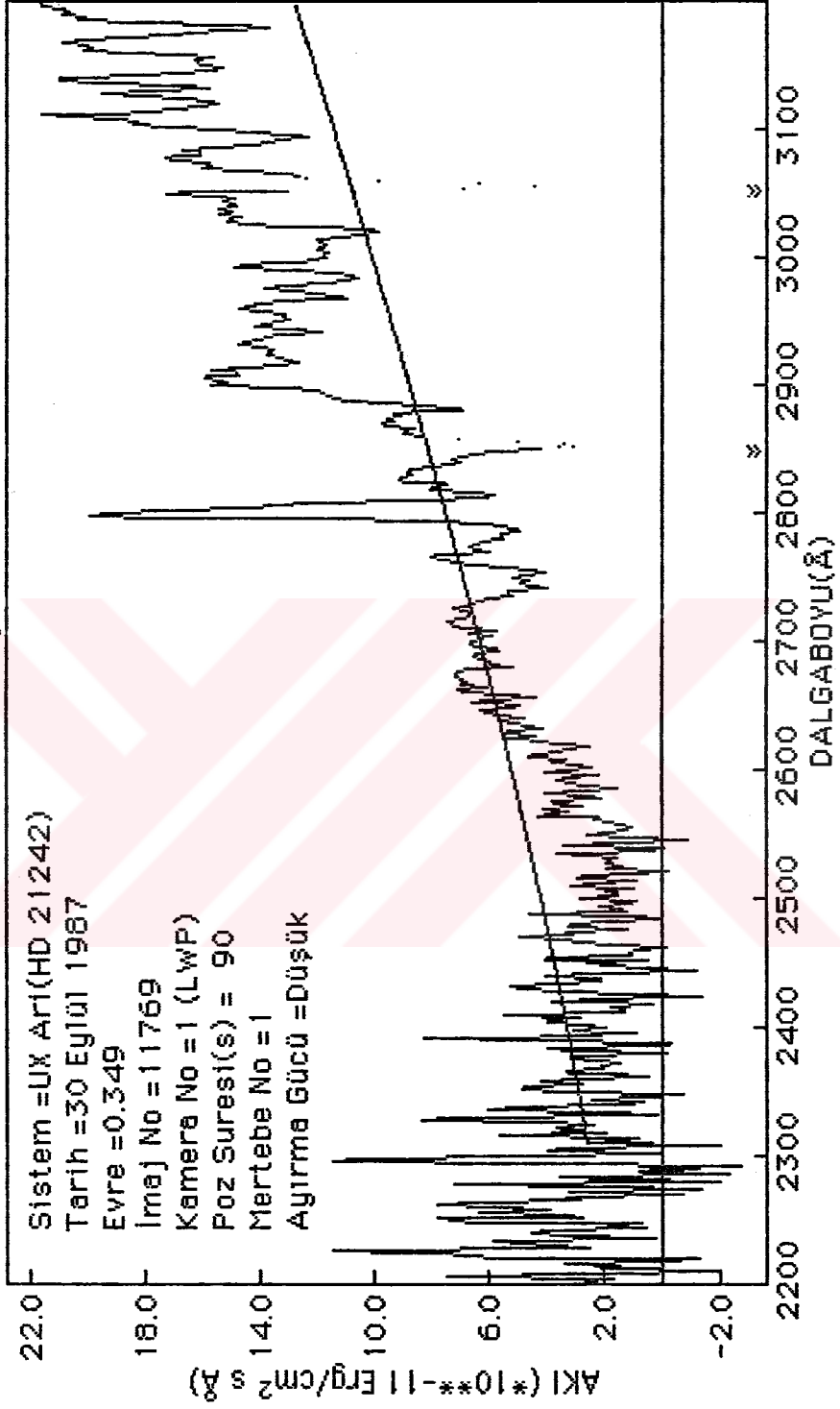
İmaj No = 11769

Kamera No = 1 (LWP)

Poz Süresi(s) = 90

Mertebe No = 1

Ayrırma Gücü = Düşük



Keracisim ışıınıyı yaklaşıımı ile yapılan fitin sonuçları :

$$R_A = 11.91 R_0, T_A = 3665^\circ K, T_G = 5501^\circ K, T_K = 4741^\circ K, X^2 = 1.66$$

$$R_A \pm 0.10, T_A \pm 99, T_G \pm 11, T_K \pm 40$$

Sistem = UX Ari(HD 21242)

Tarih = 30 Eylül 1987

Evre = 0.353

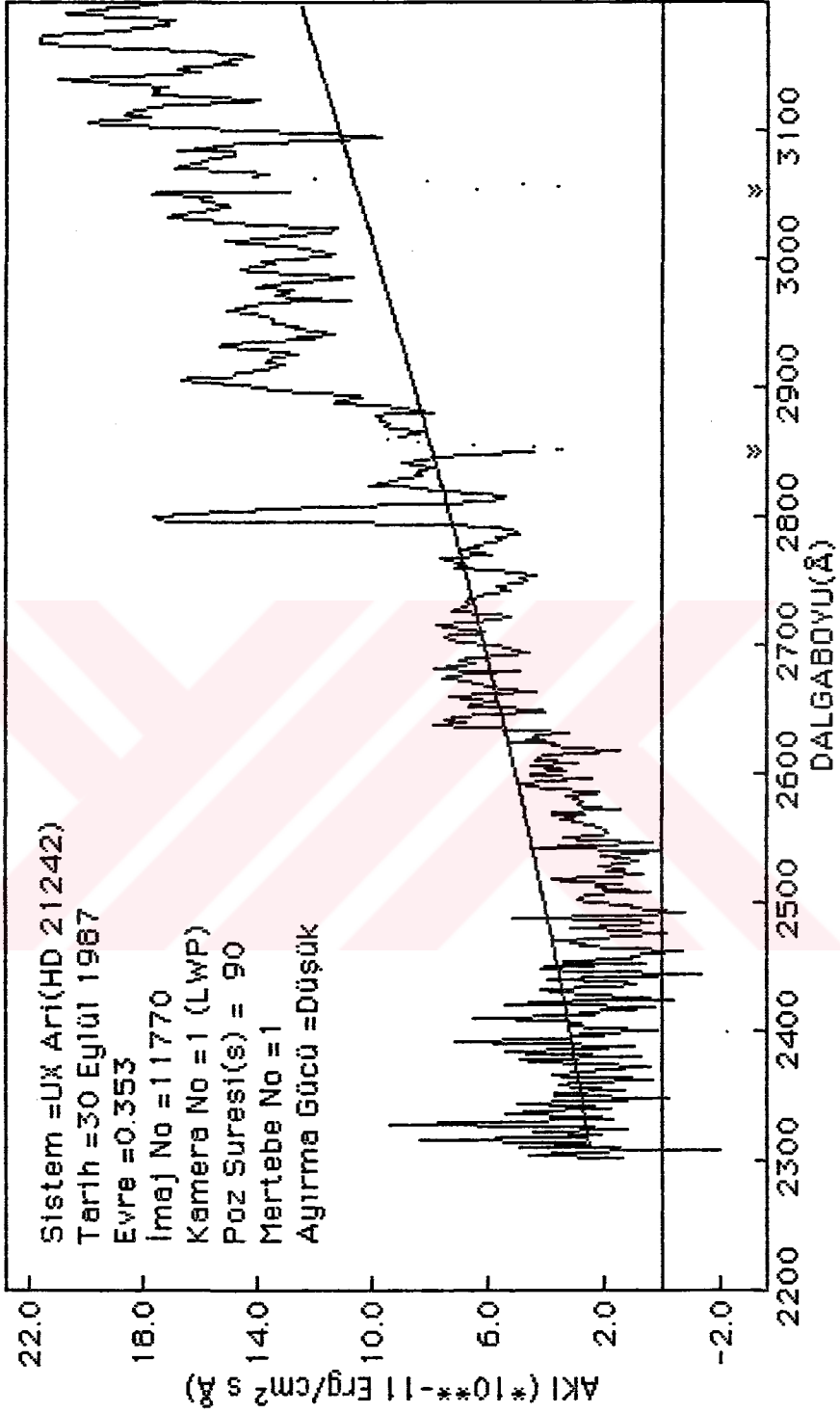
İmaj No = 11770

Kamera No = 1 (LWP)

Poz Süresi(s) = 90

Mertebe No = 1

Ayırma Gücü = Düşük

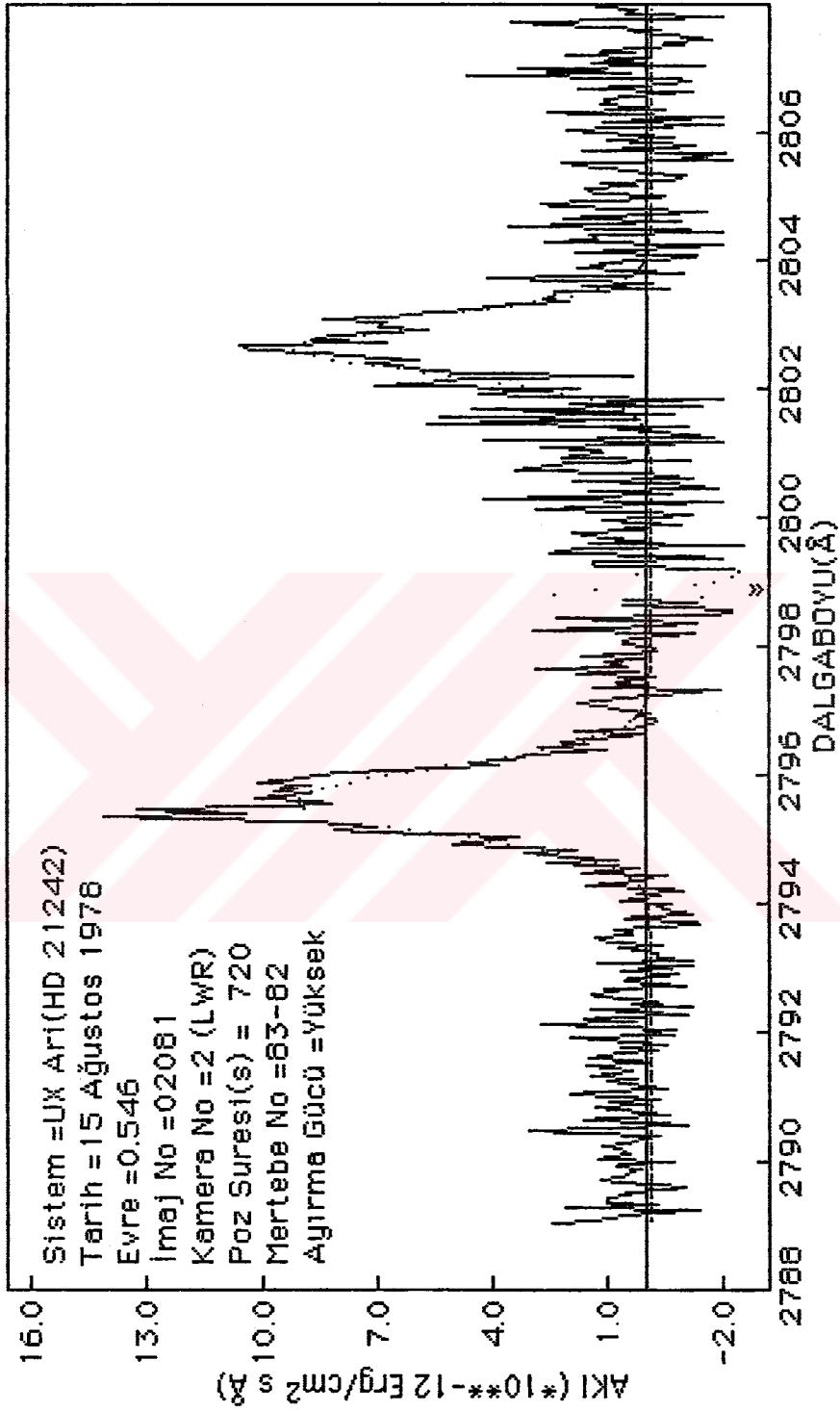


**EK-D**

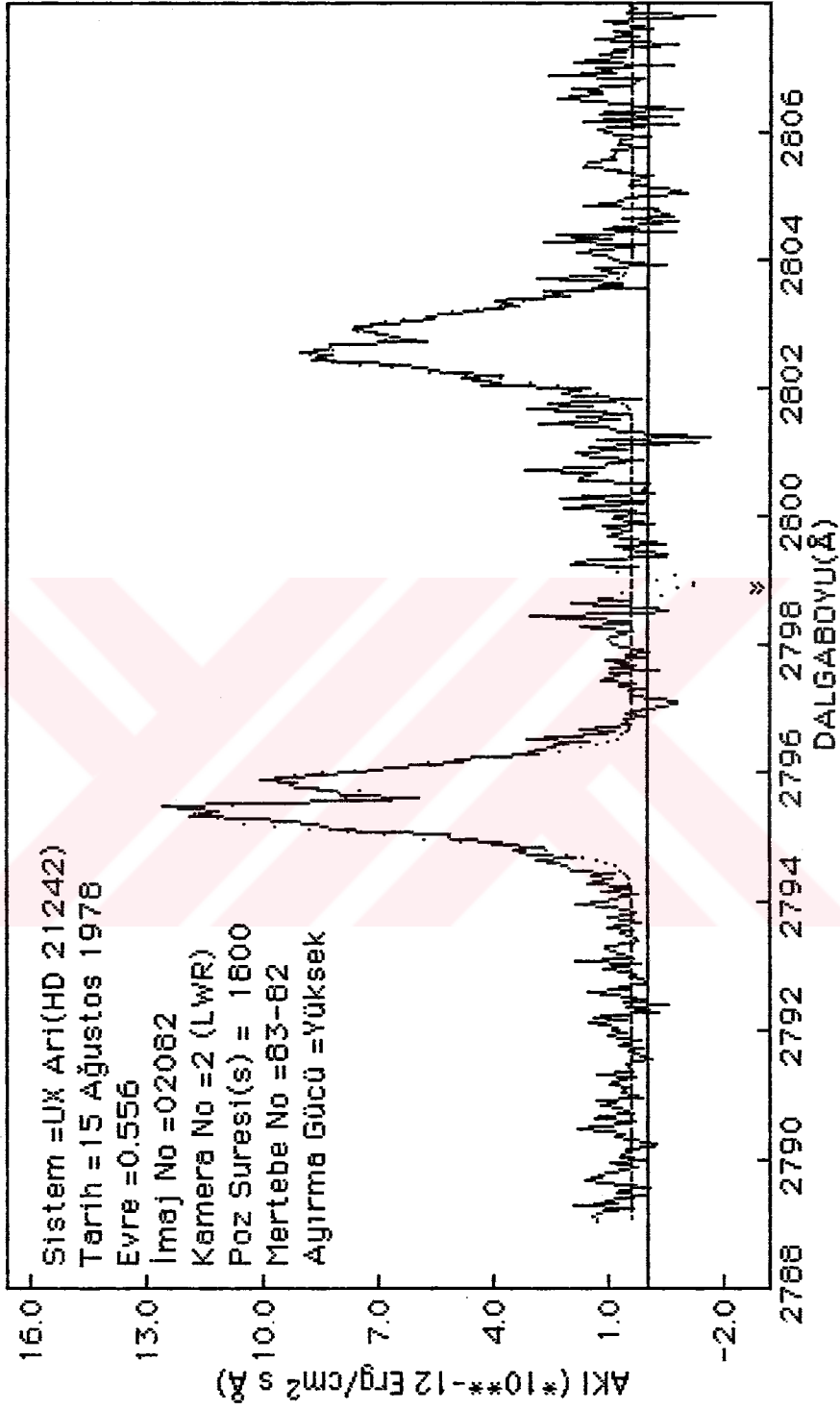
Fit verileri ile birlikte uzun dalgalı boyu yüksek dispersiyon tayflarından  
MgII k ve h profilleri.

Fitler için  $\chi^2$  değerleri  $10^{-24}$  ile çarpılacak şekilde verilmiştir. LWR 2062 tayfında,  
bütün Gauss profillerinin fit verileri noktalı şekilde gösterilmektedir.

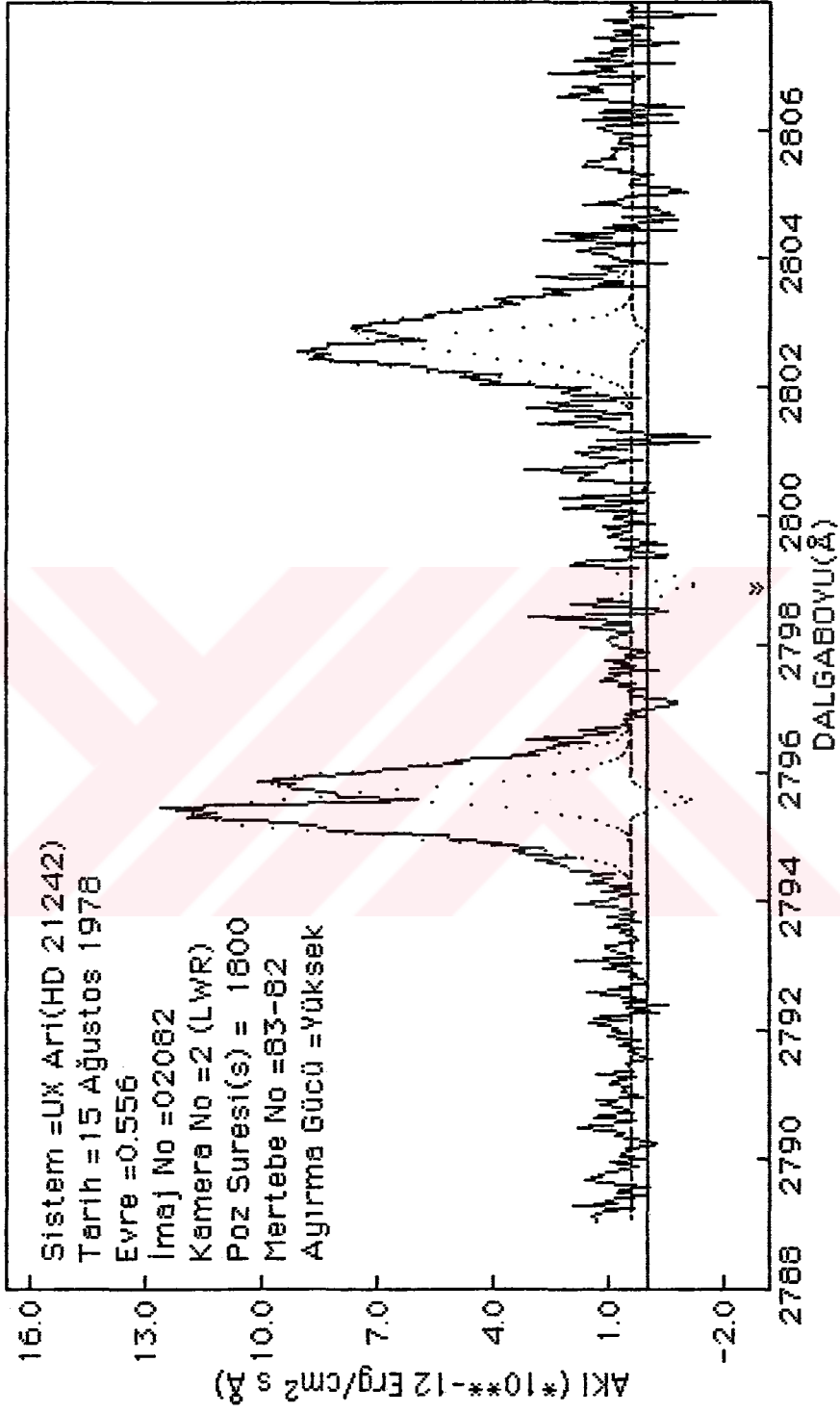
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.50$



Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$

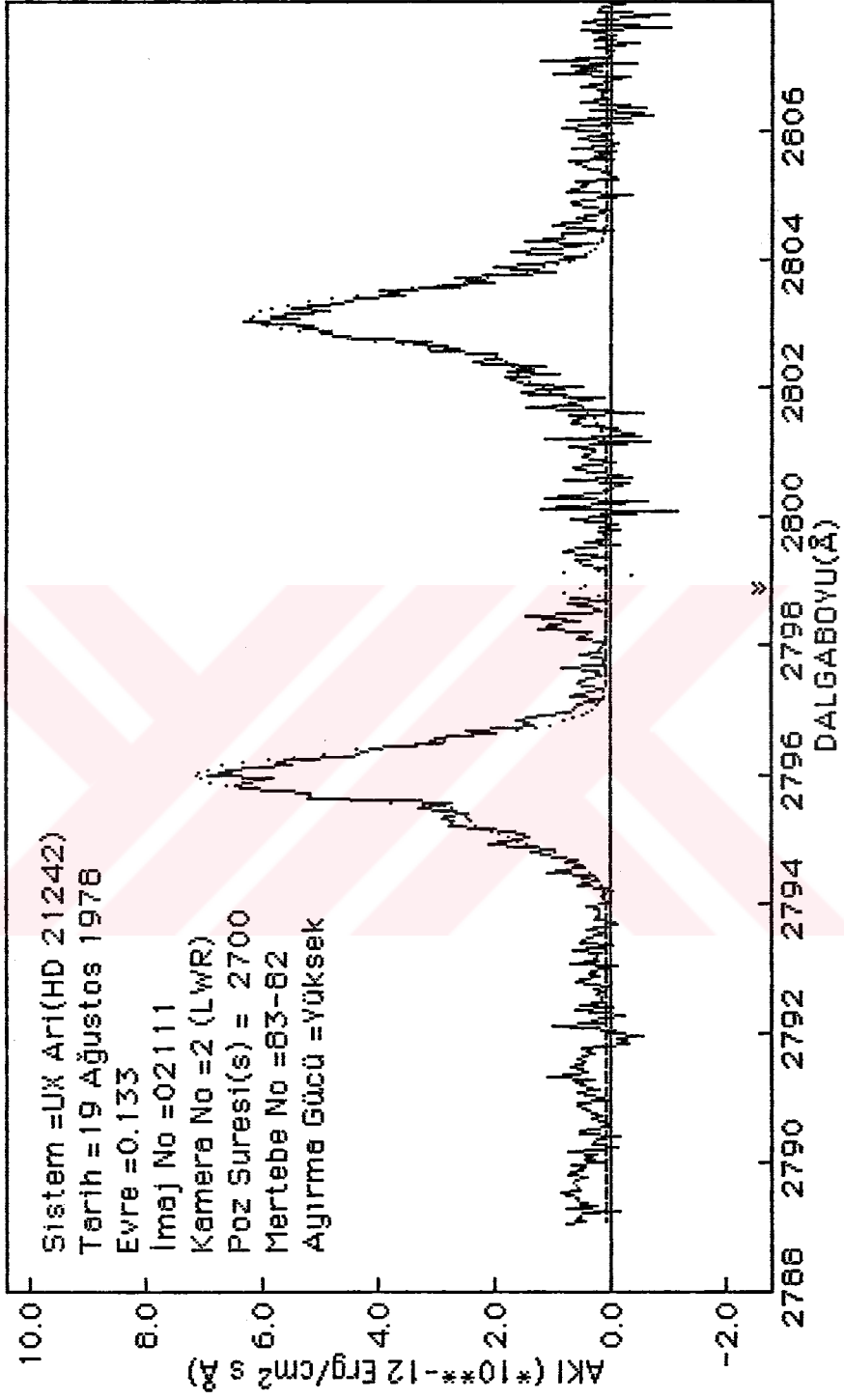


Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$

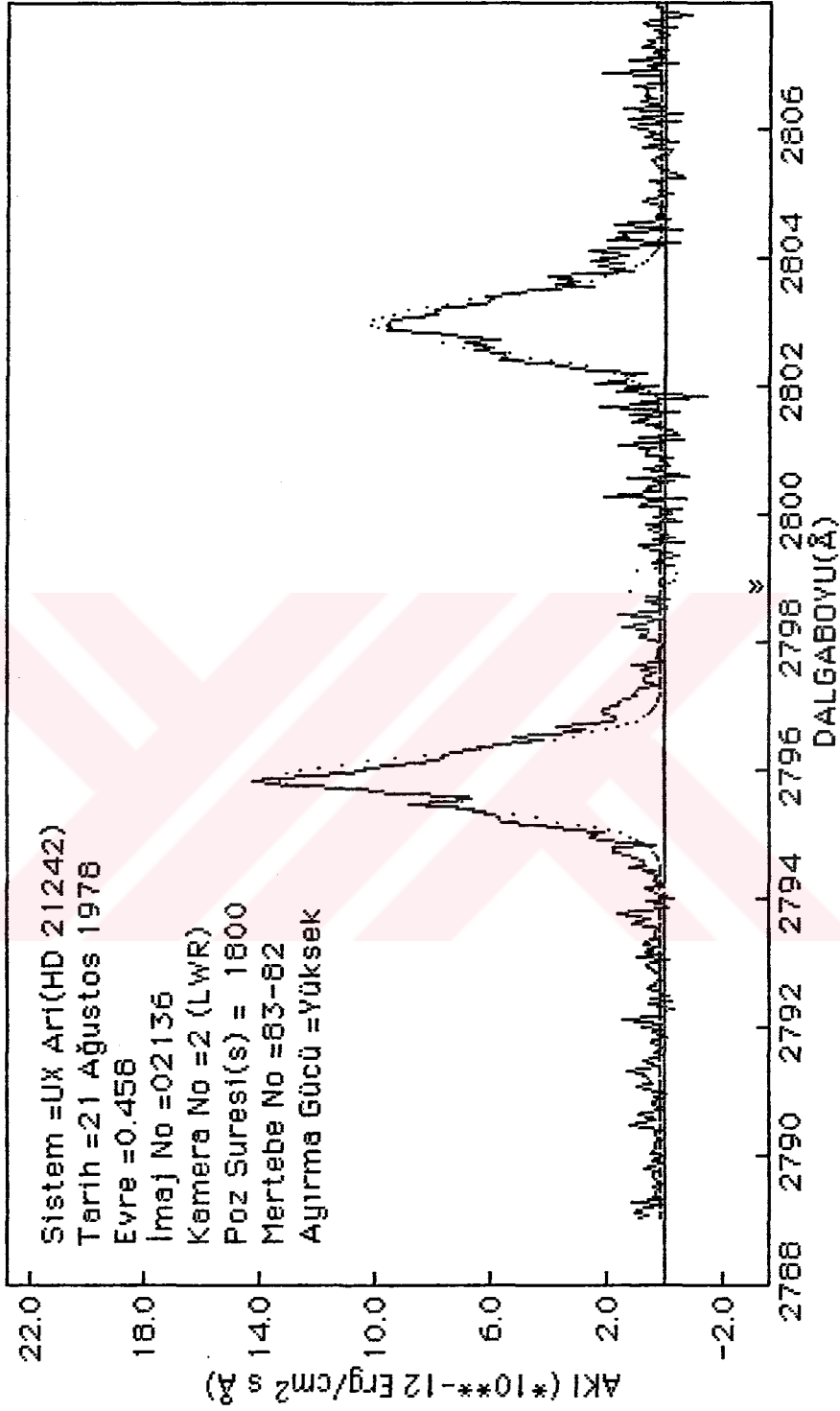




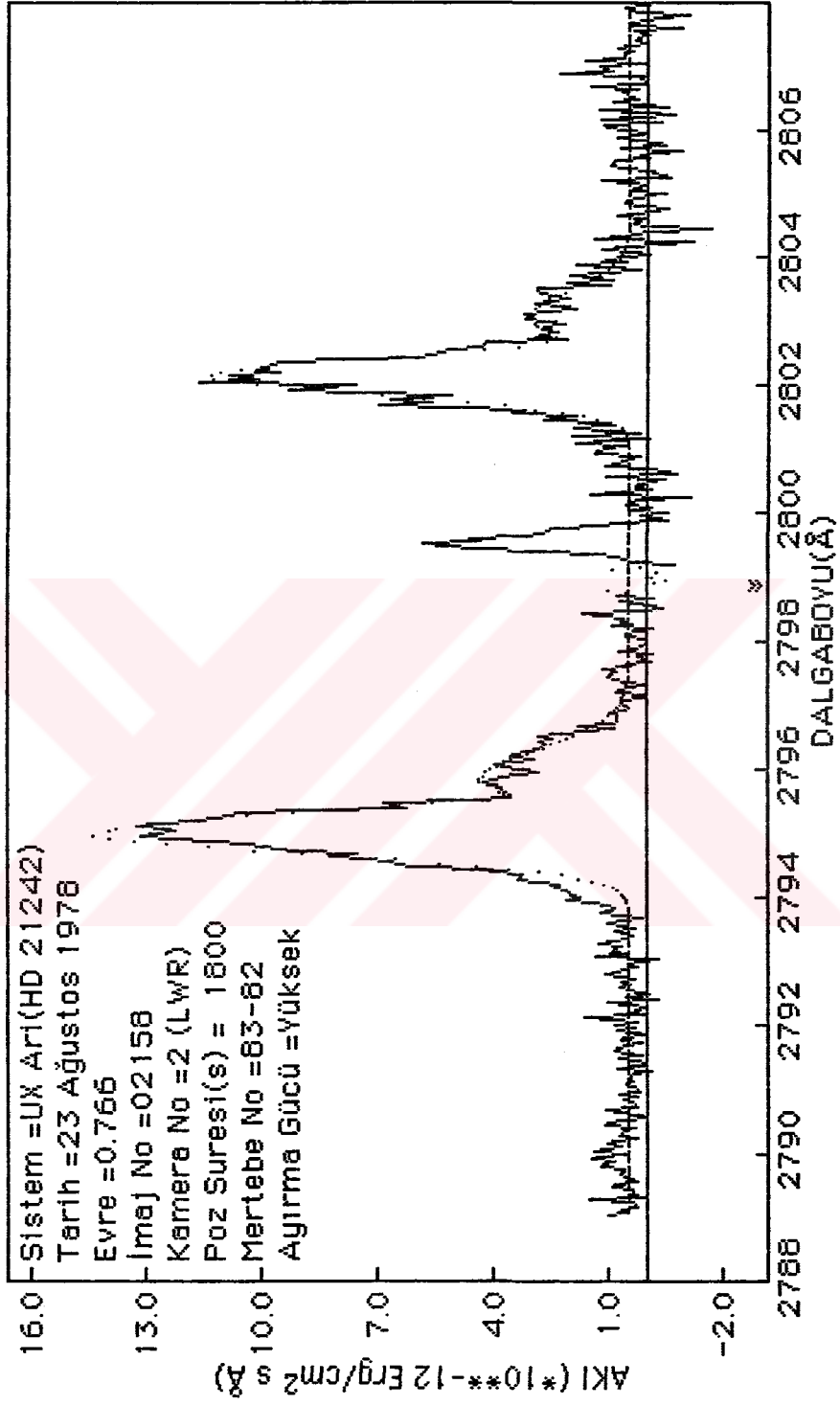
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yskleşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



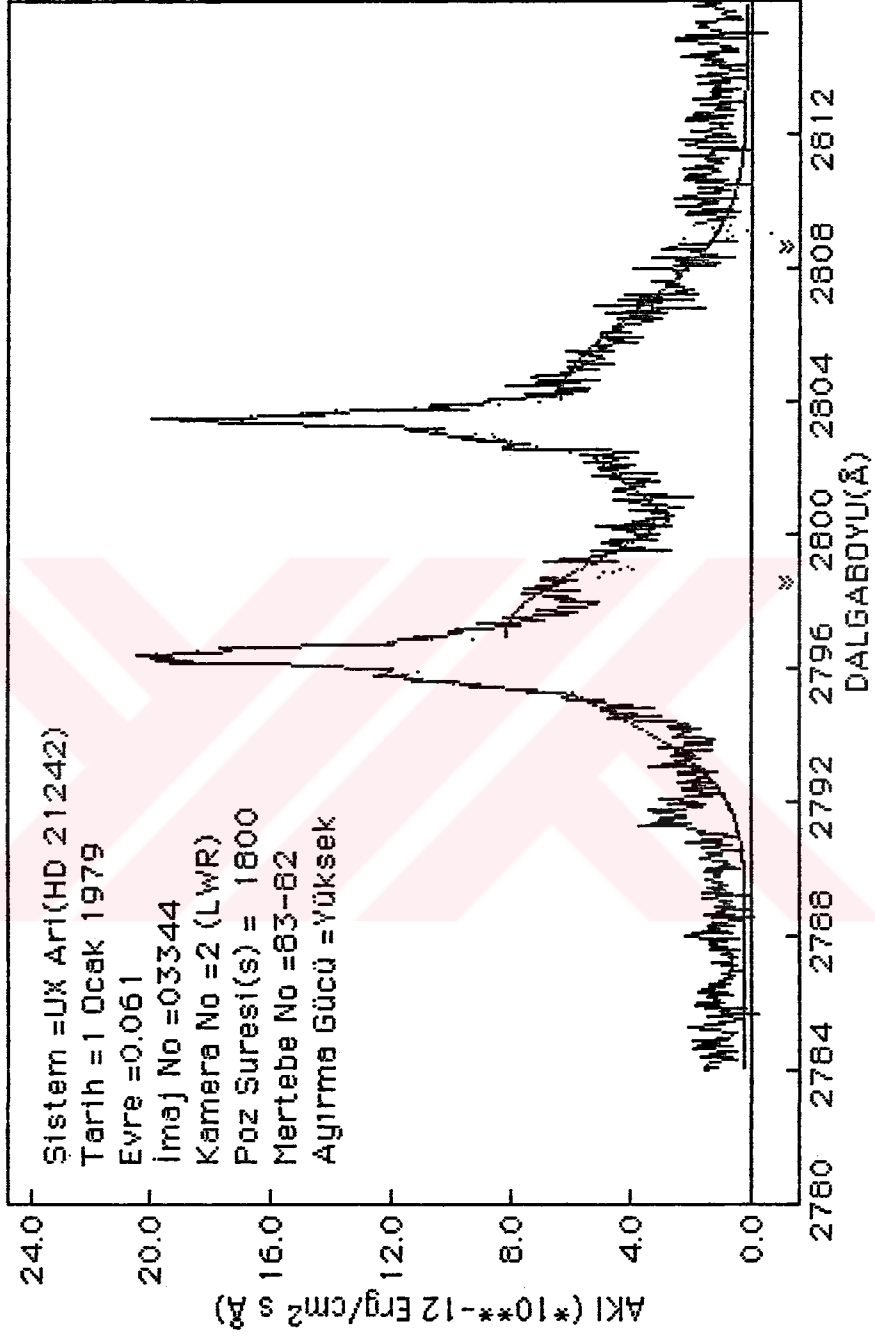
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



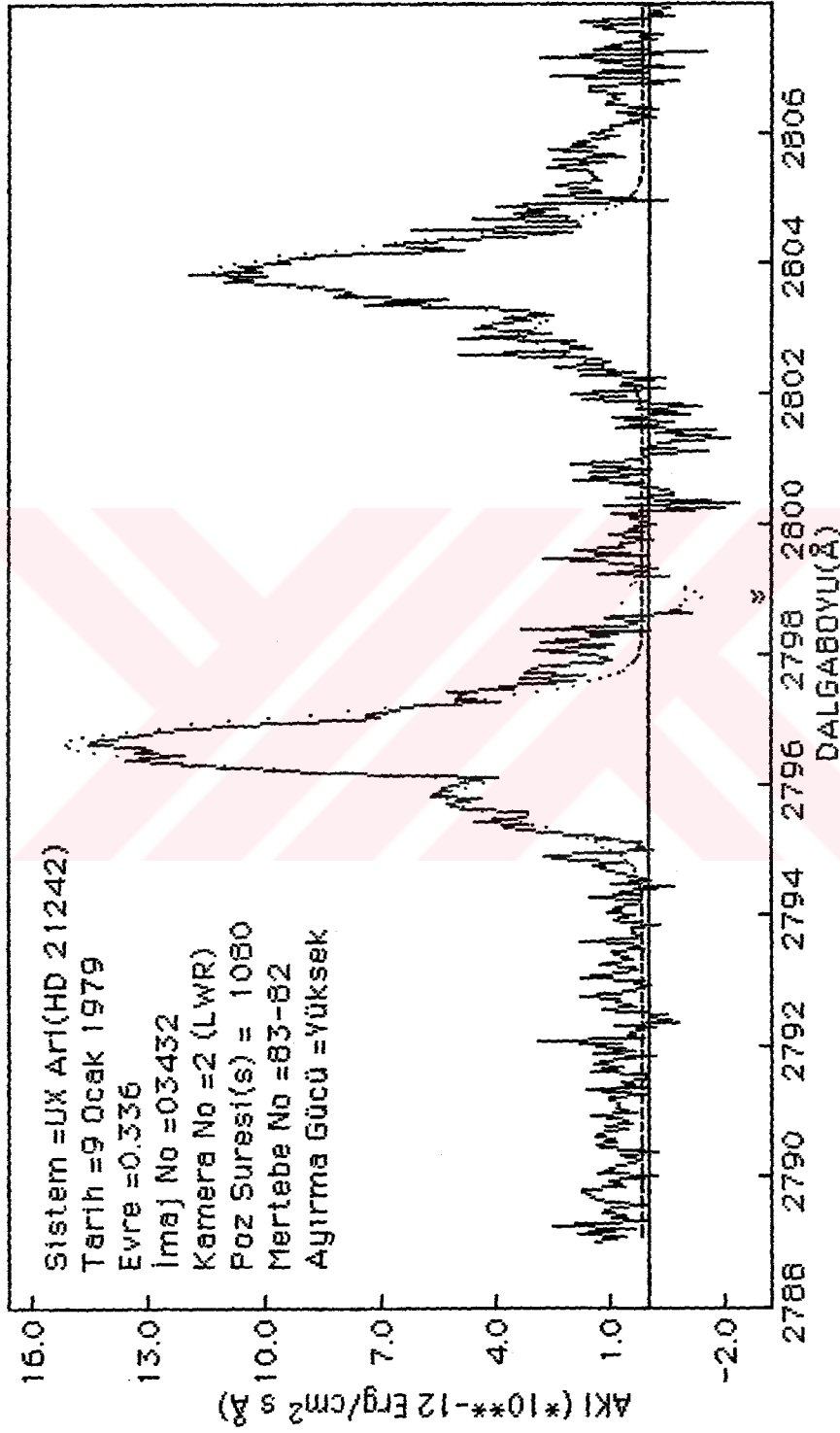
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



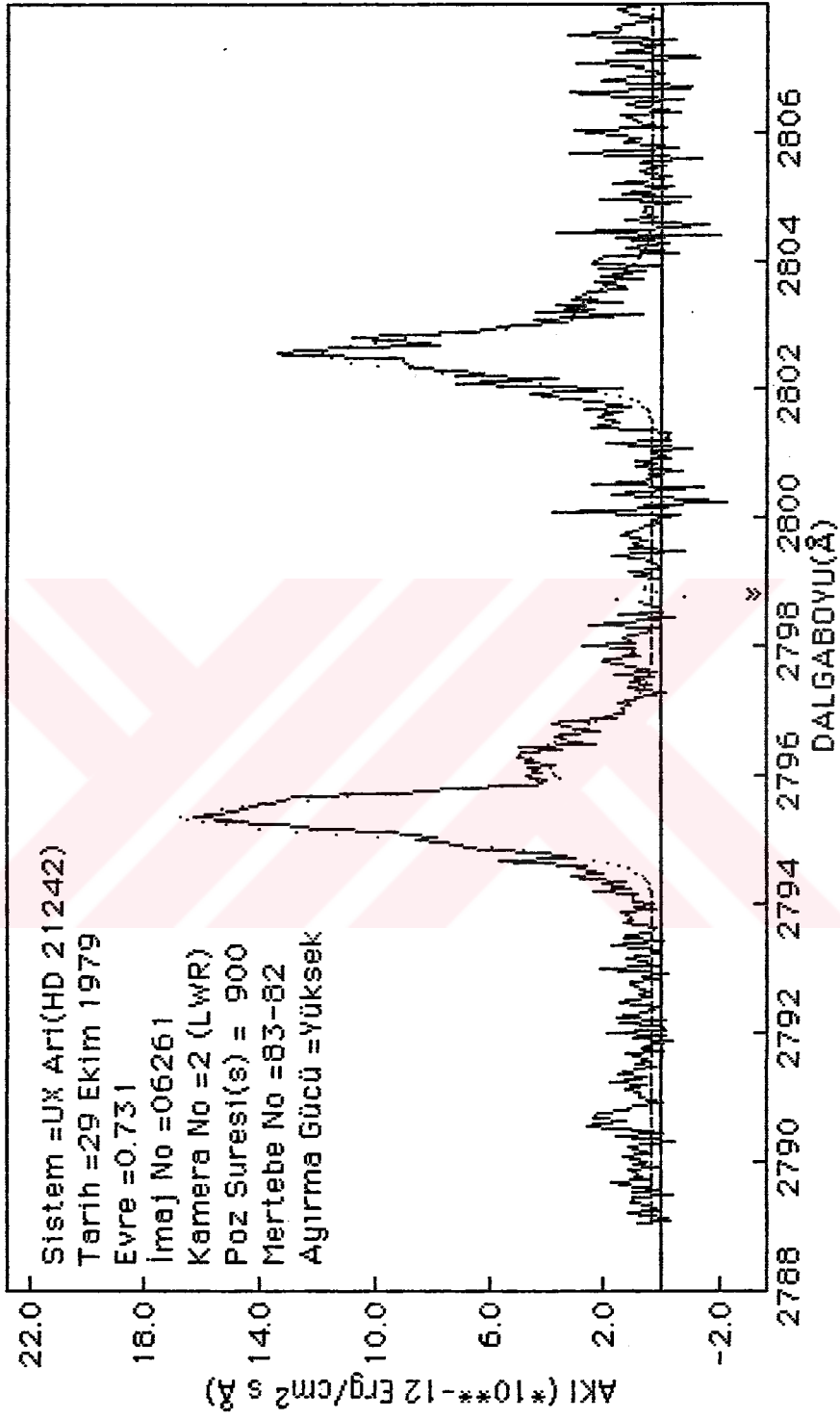
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplami yaklaşıımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 = 1.15$



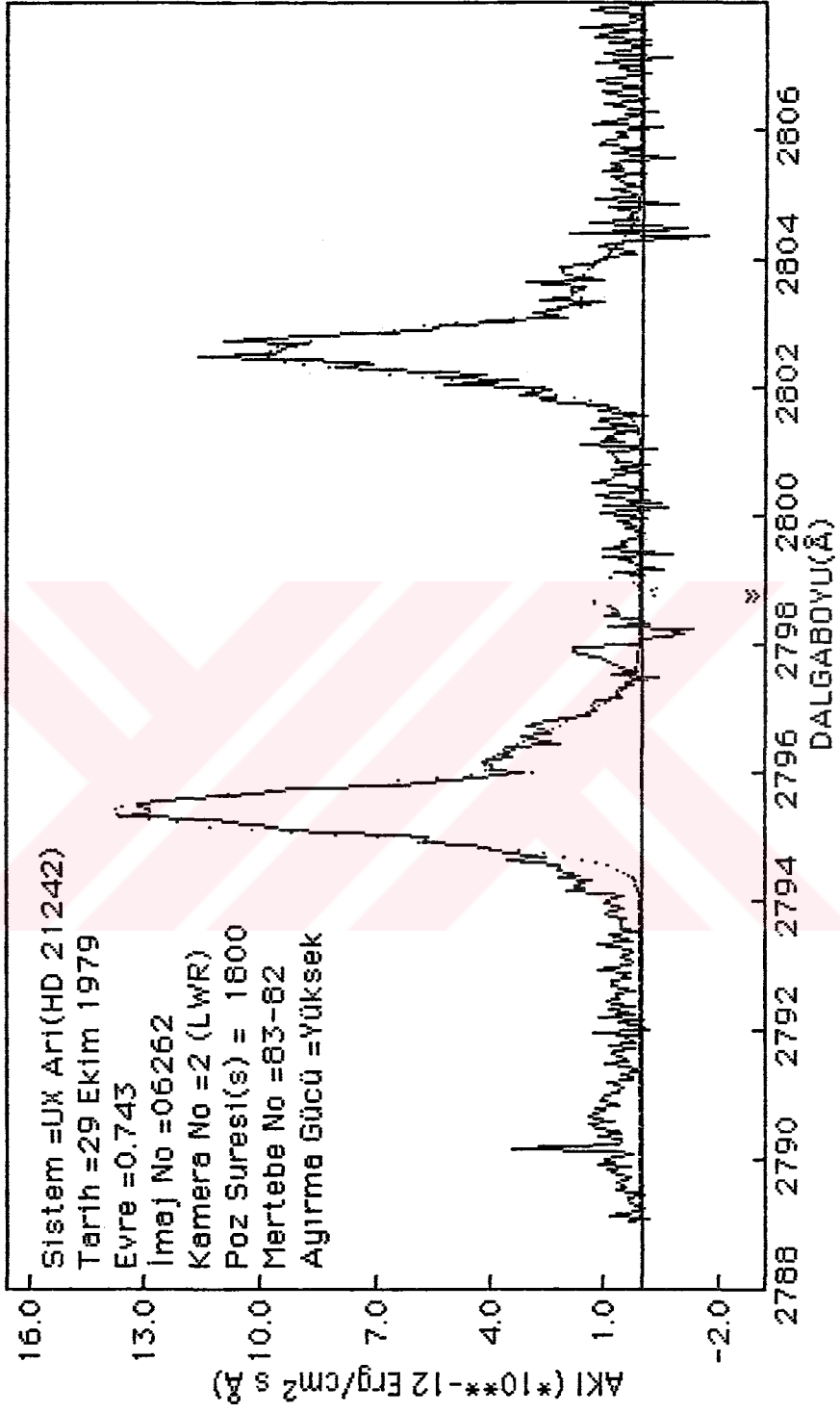
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



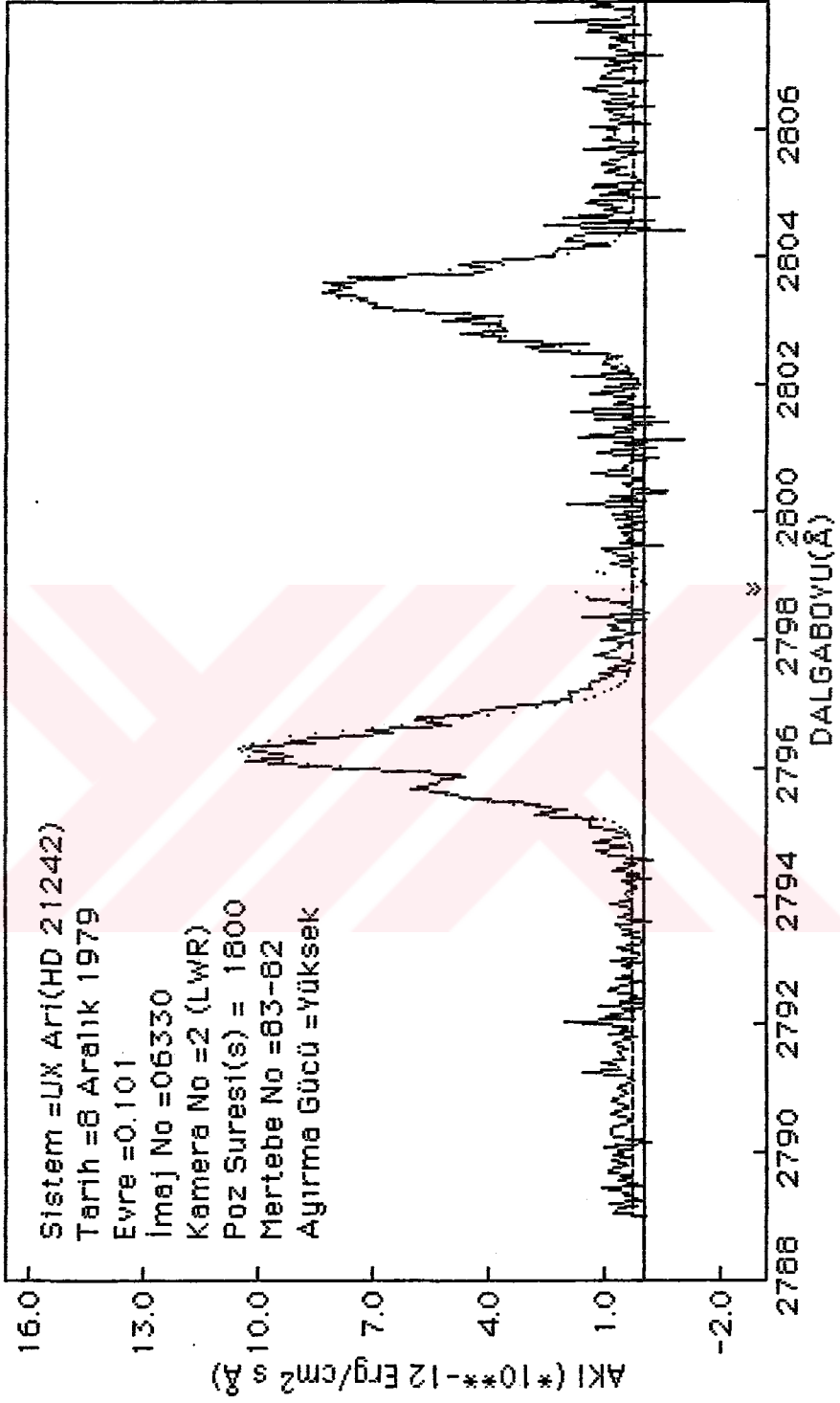
Kuadratik terimli süreklilik ile Geuss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.50$

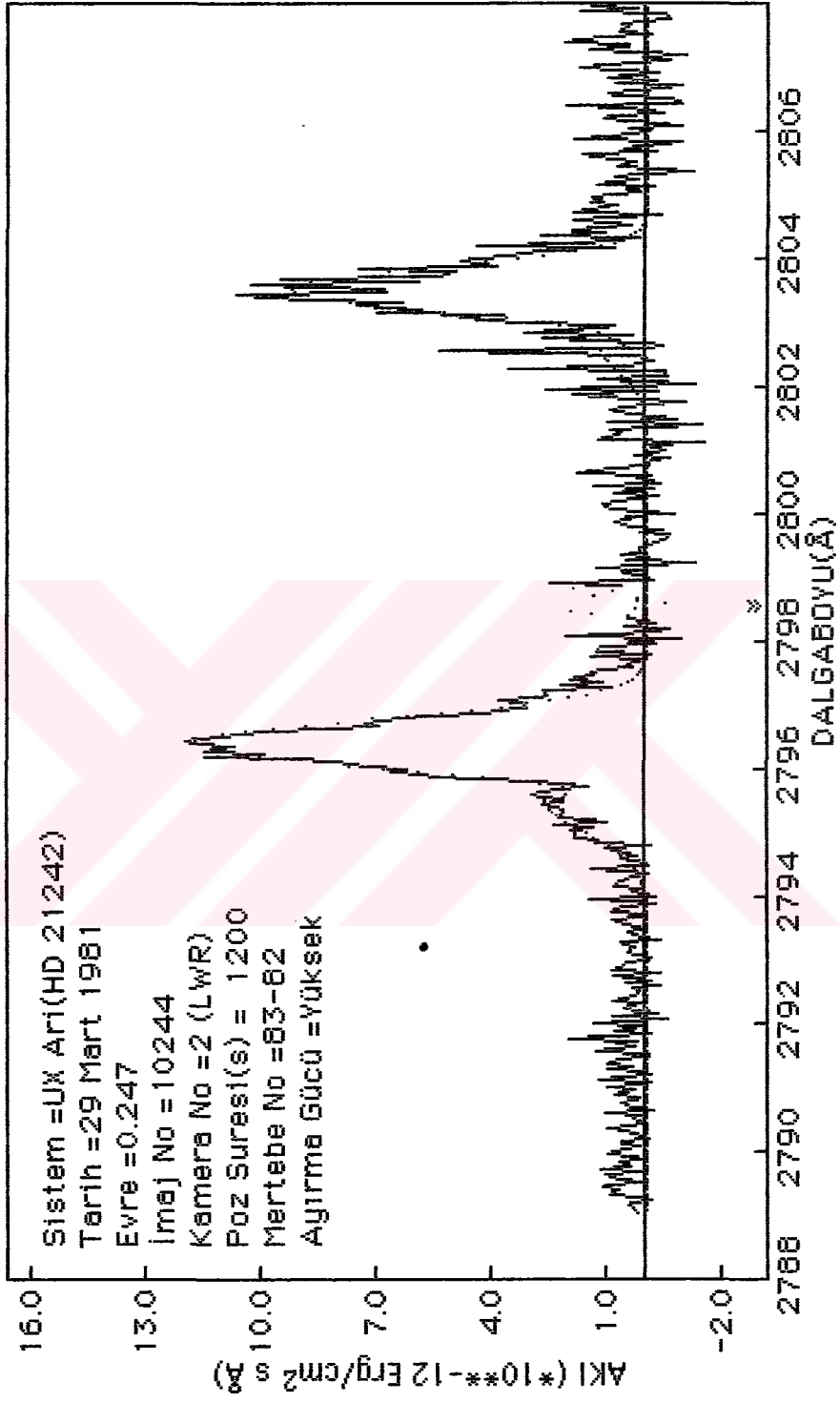


Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yekleşimi ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$

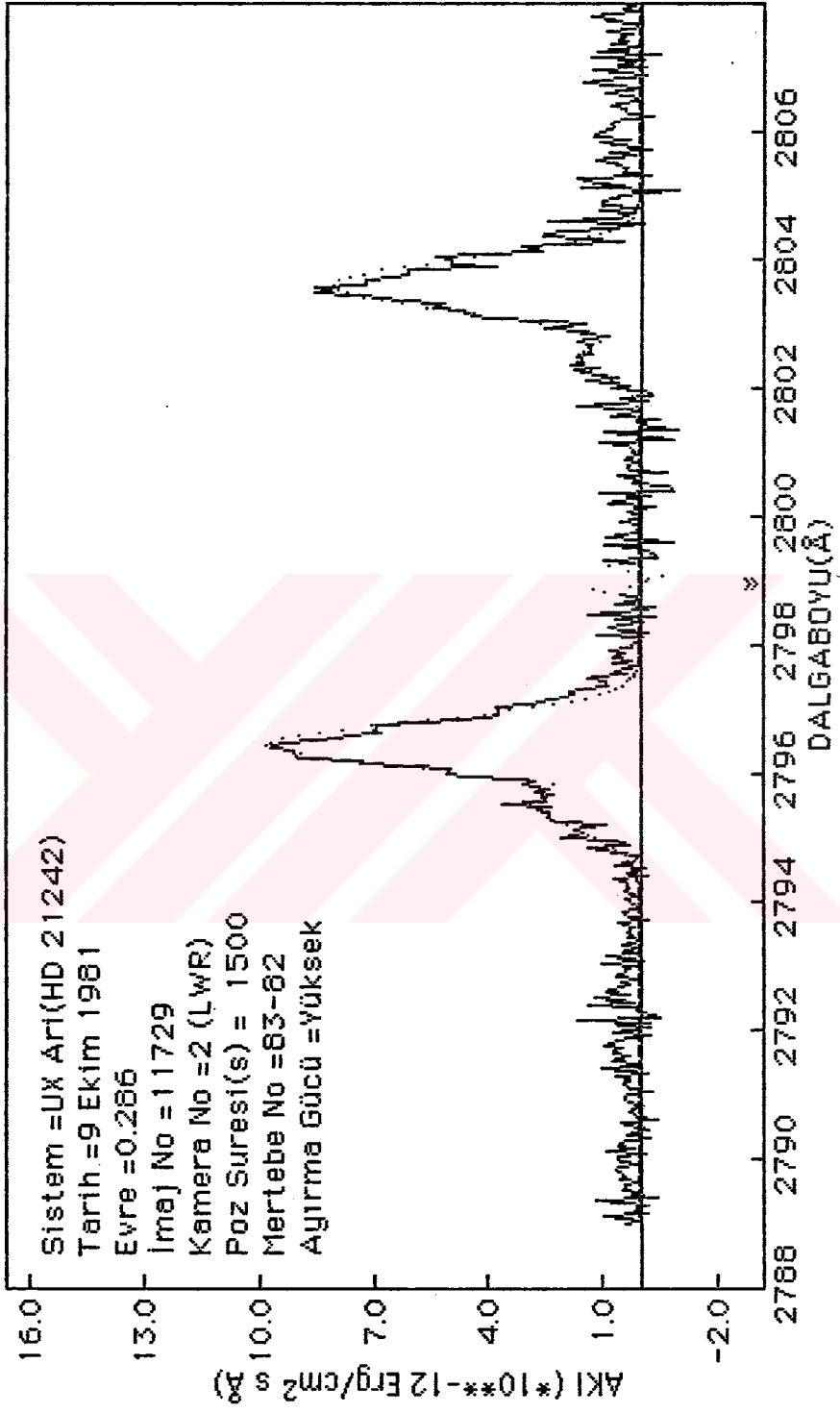




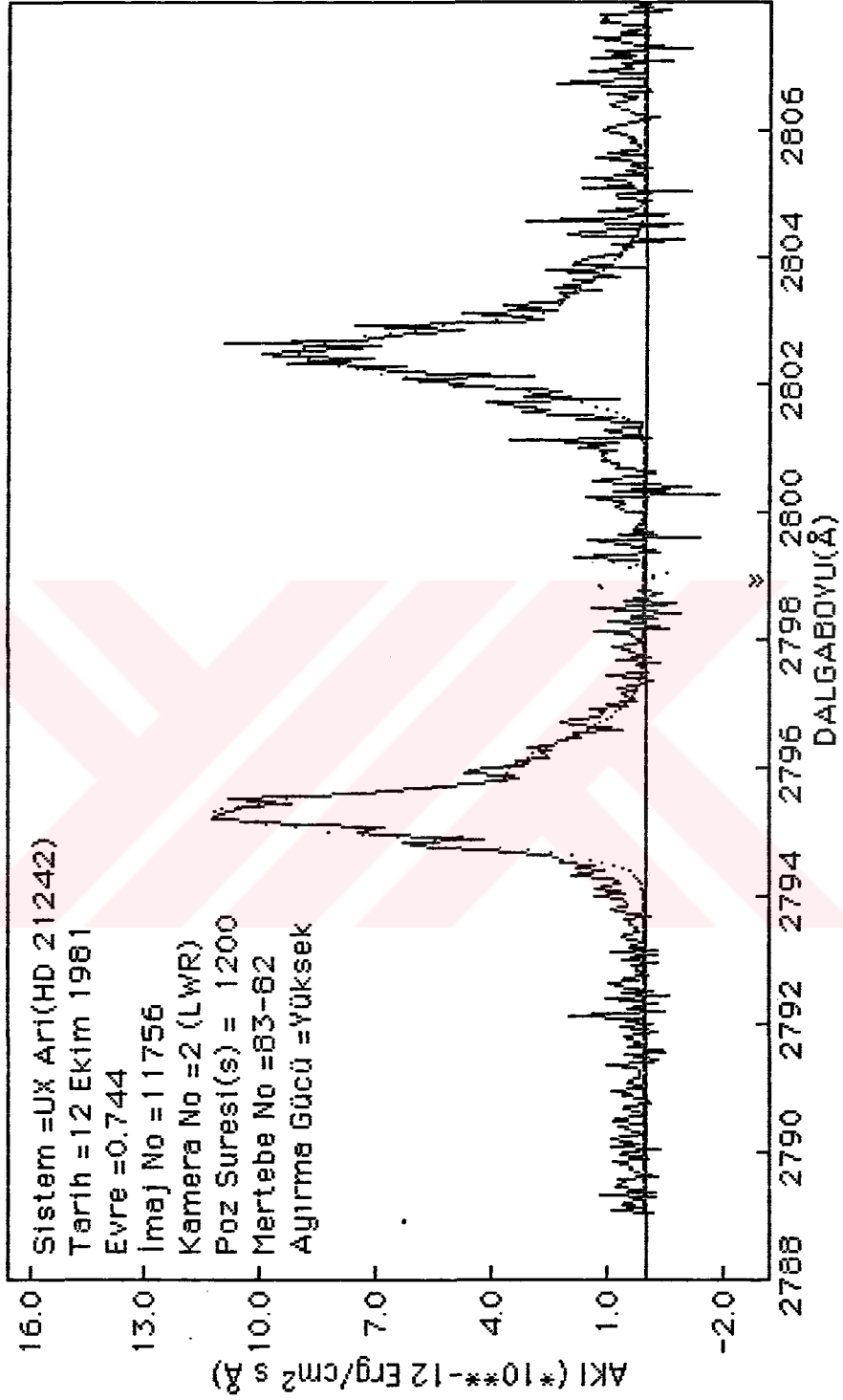
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.50$



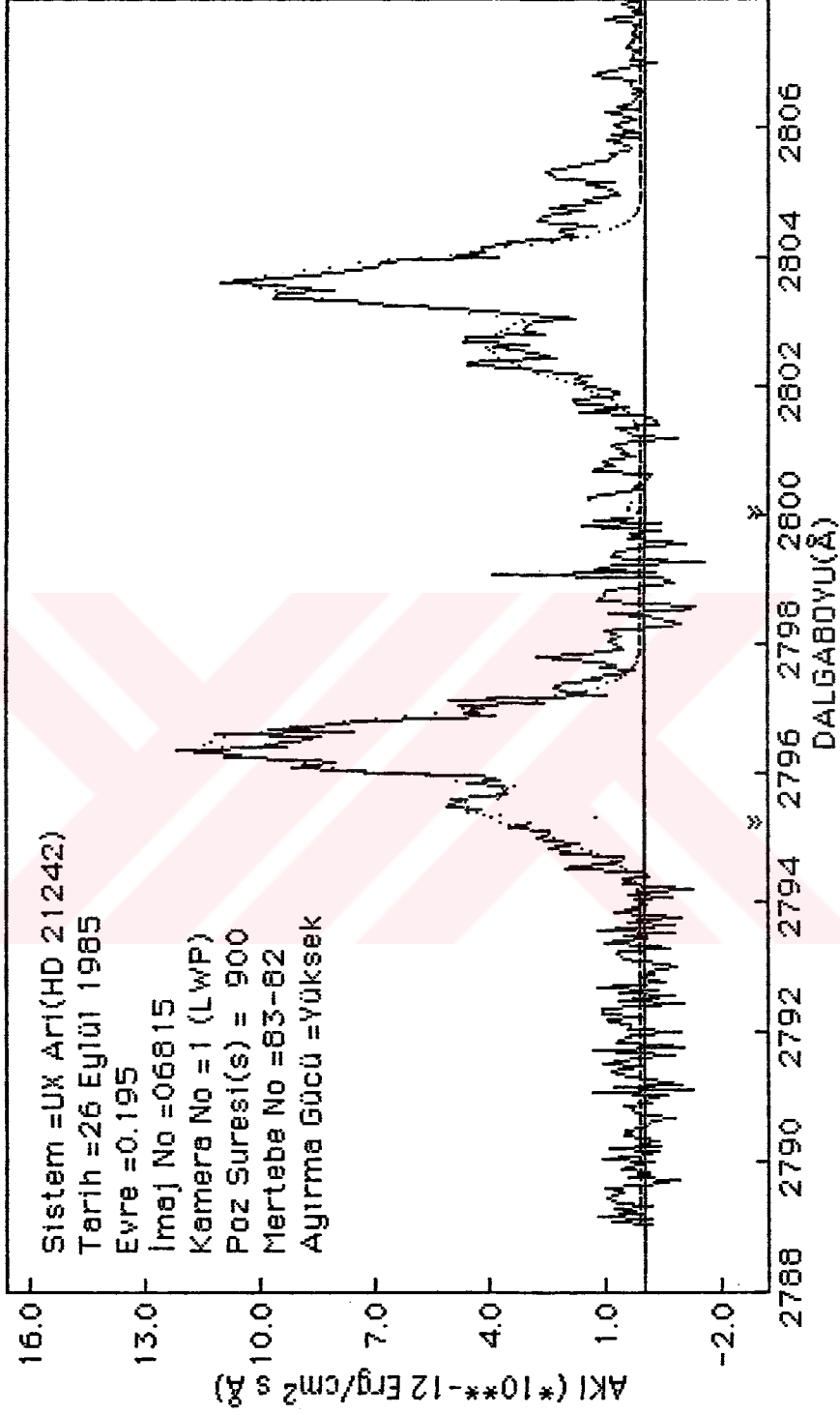
Kuadratik terimli süreklilik ile Geuss Profillerinin toplamı yekleşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



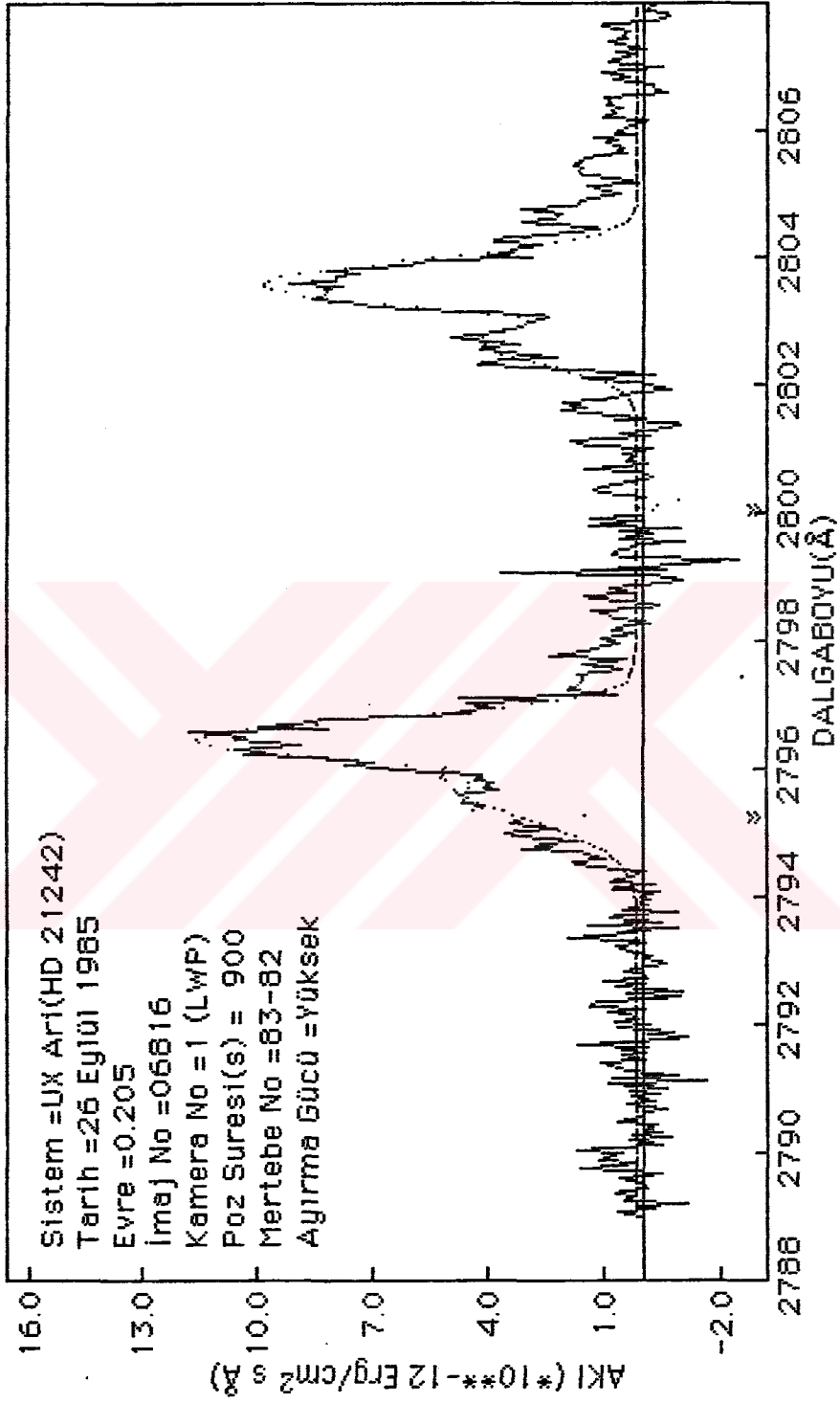
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



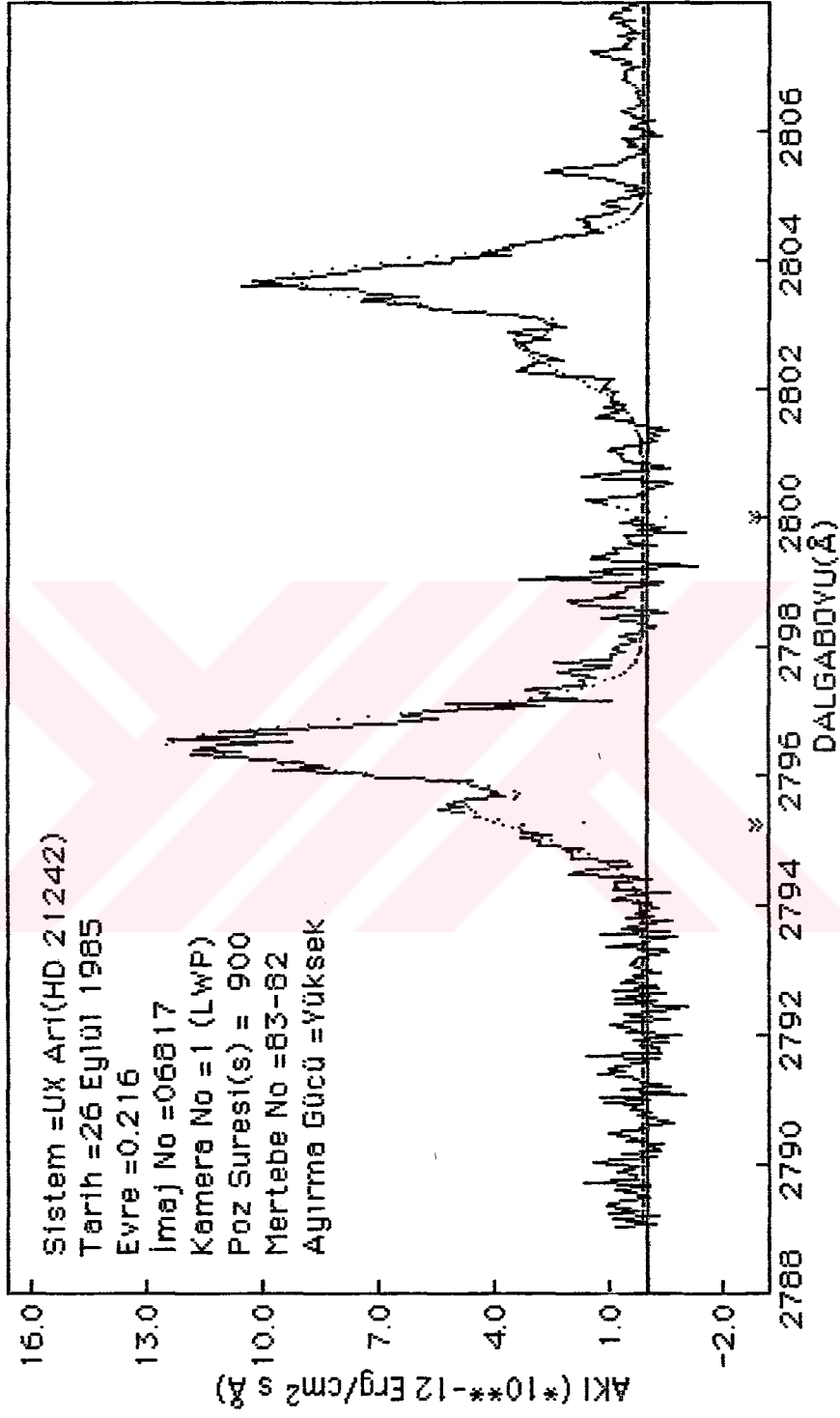
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamsı yekleşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.50$



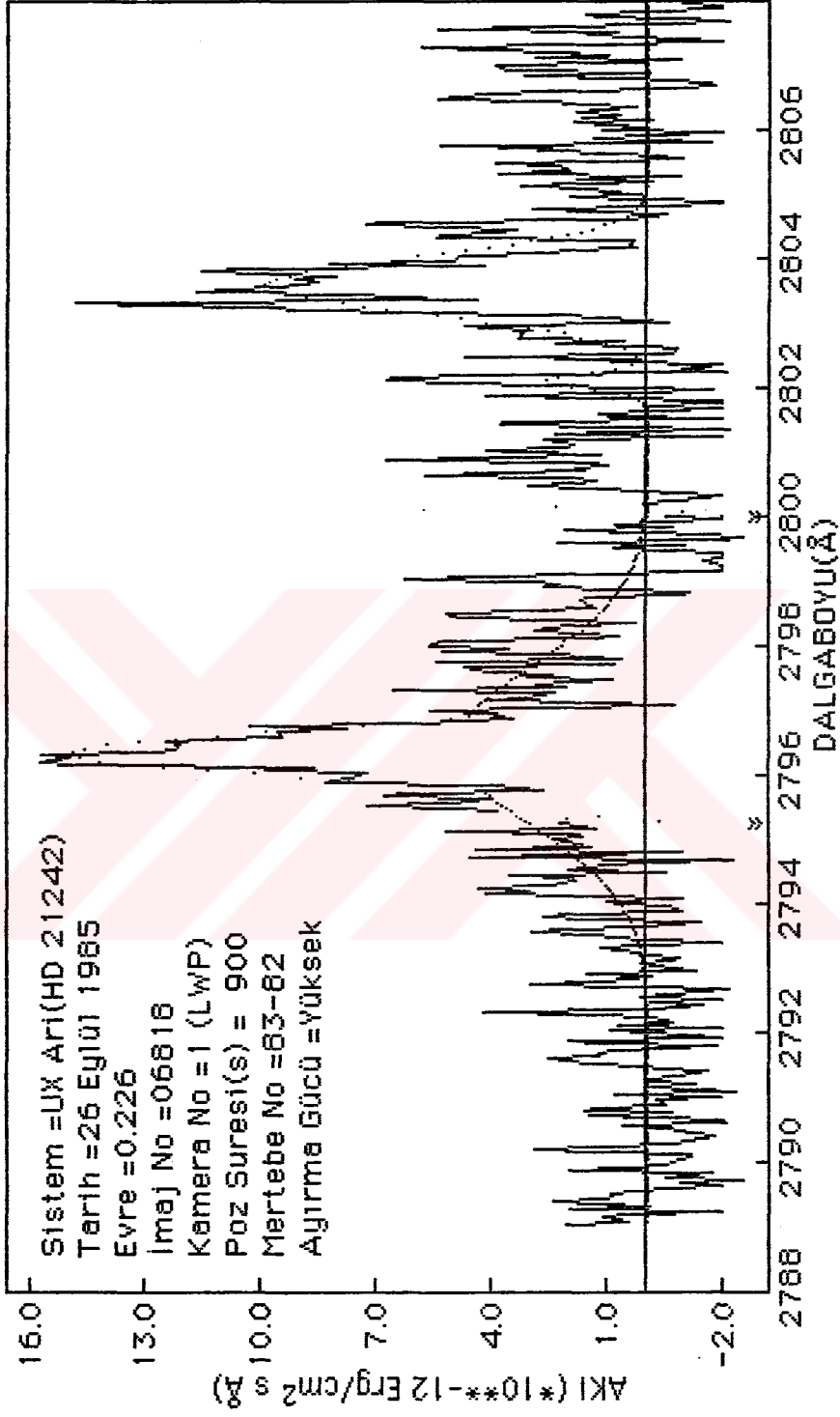
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.50$

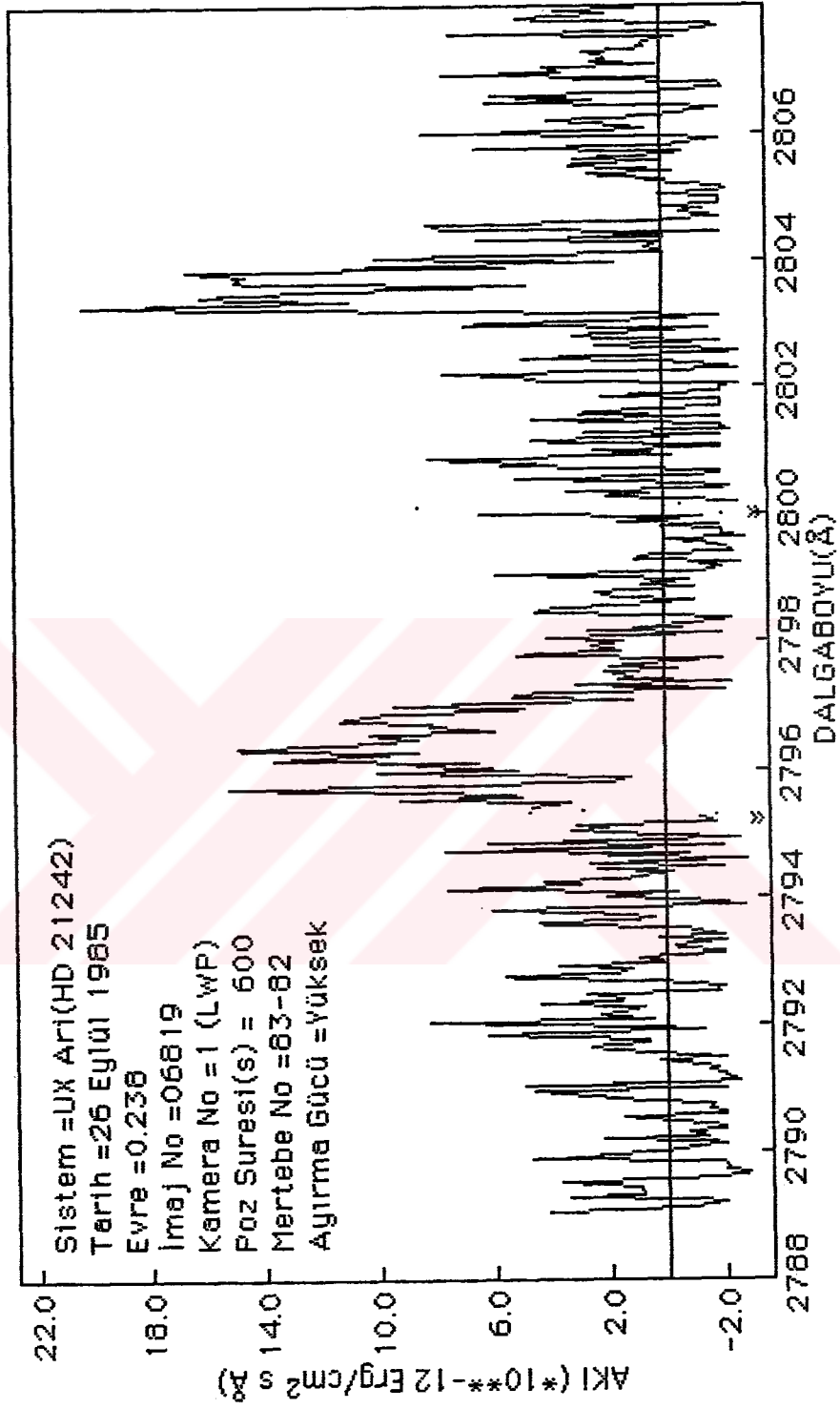


Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yekleşimi ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.50$



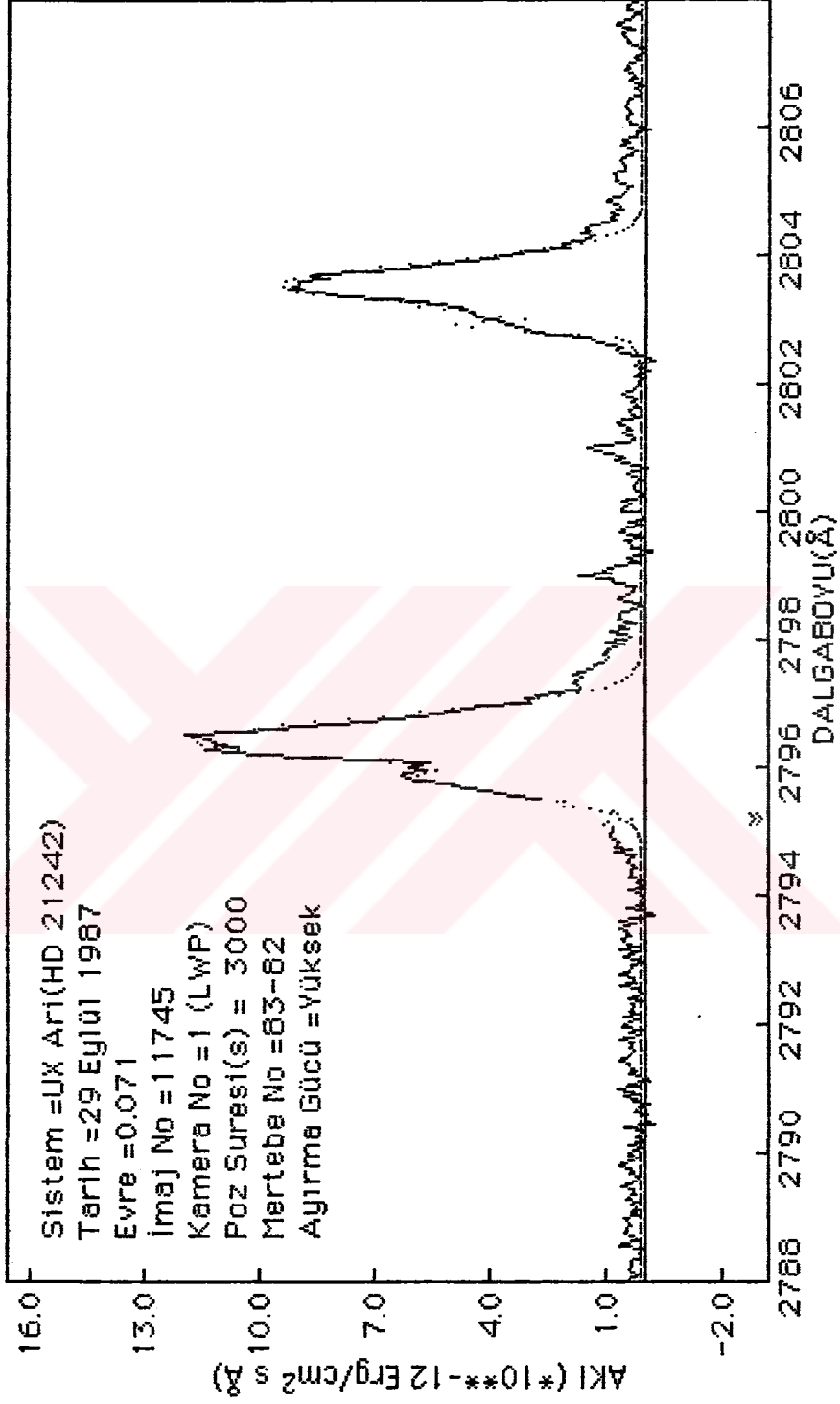
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 2.00$



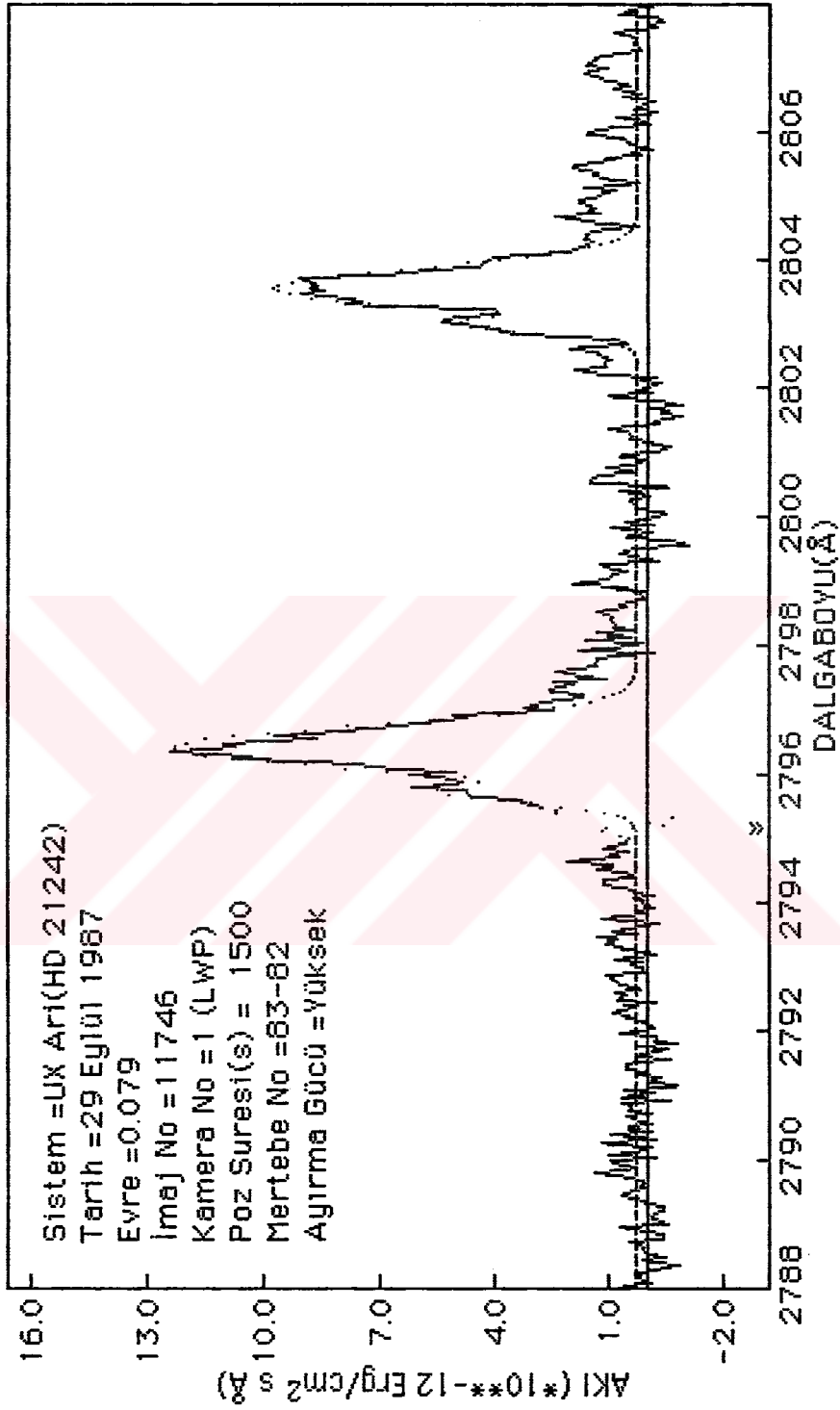




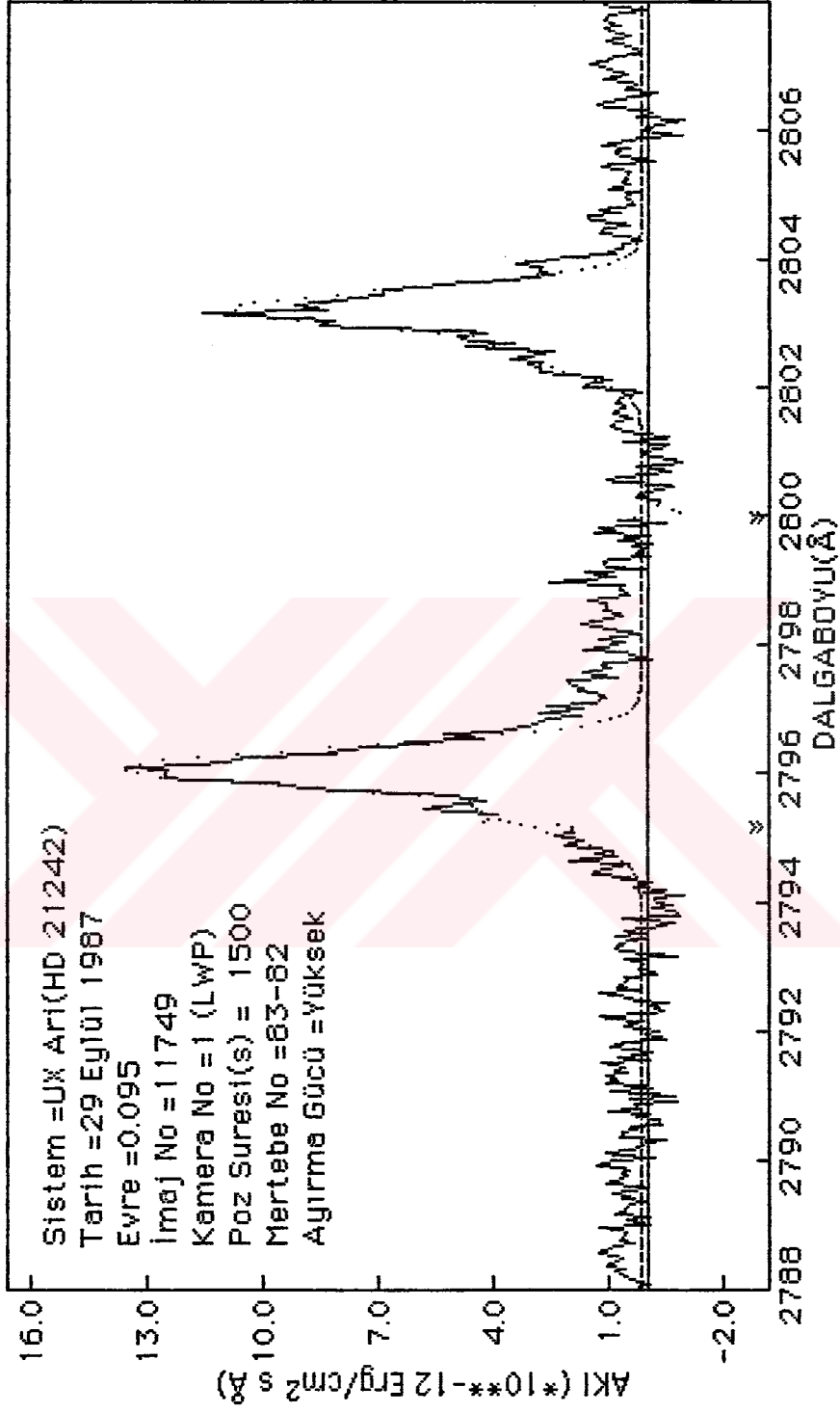
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



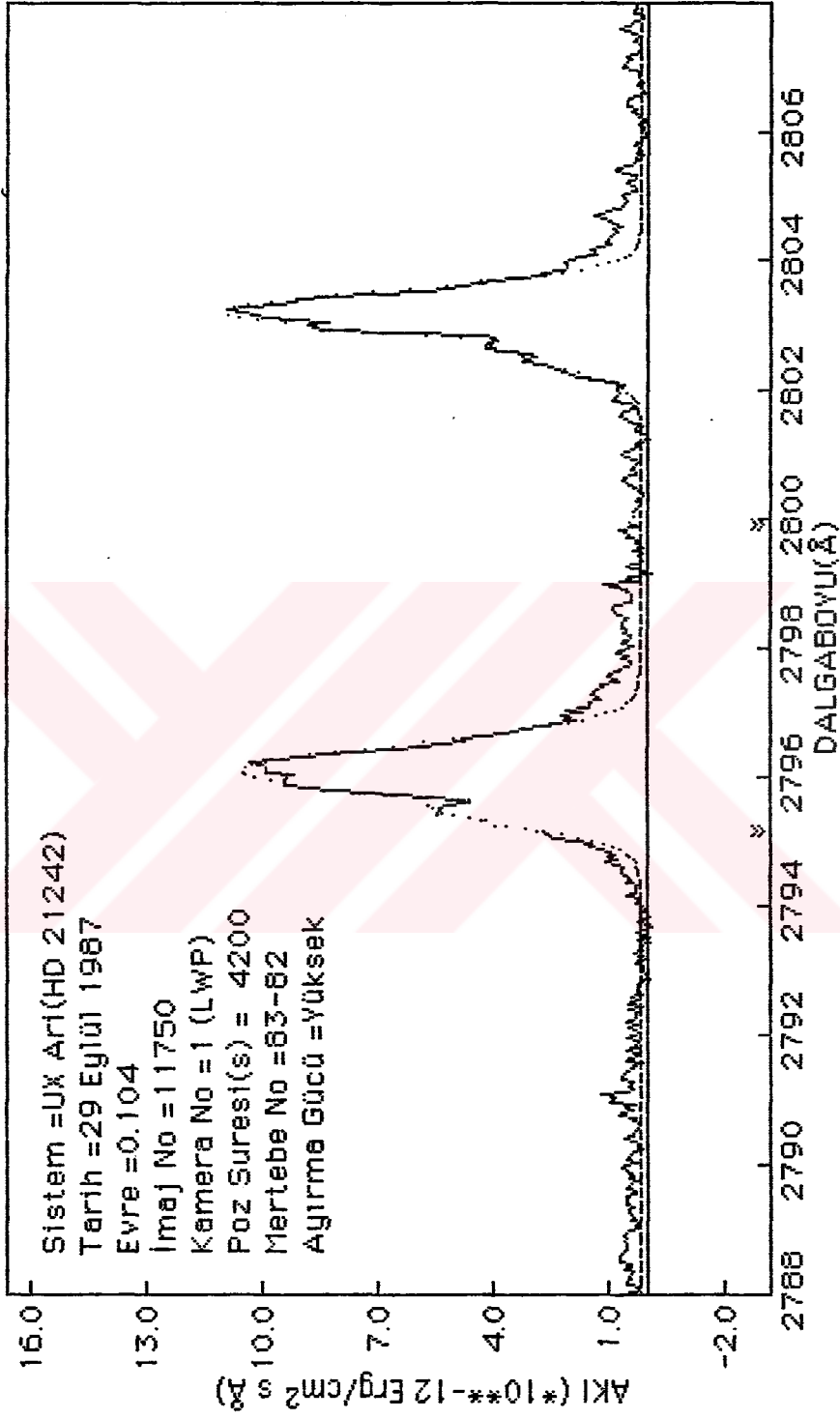
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yekleşimi ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



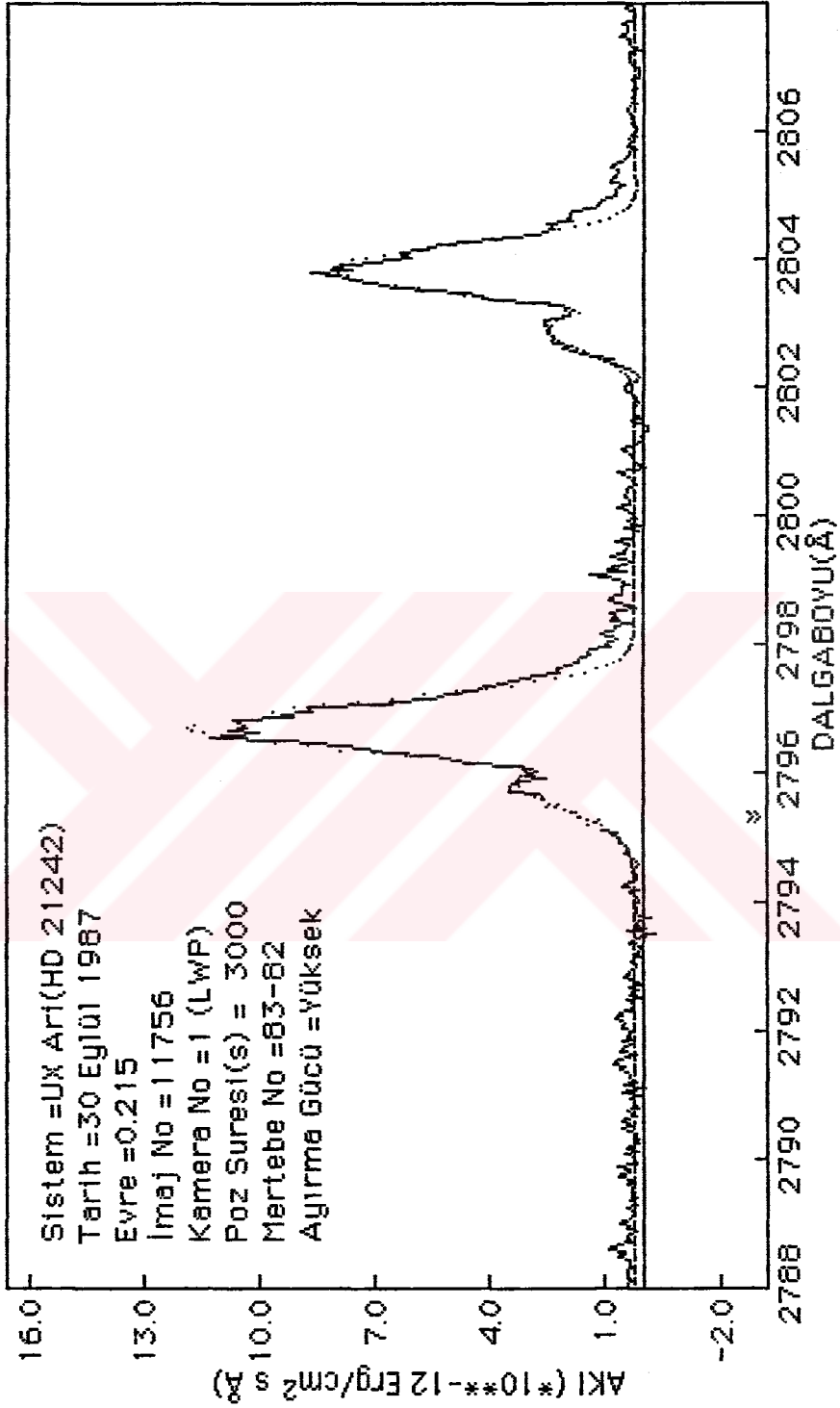
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.50$



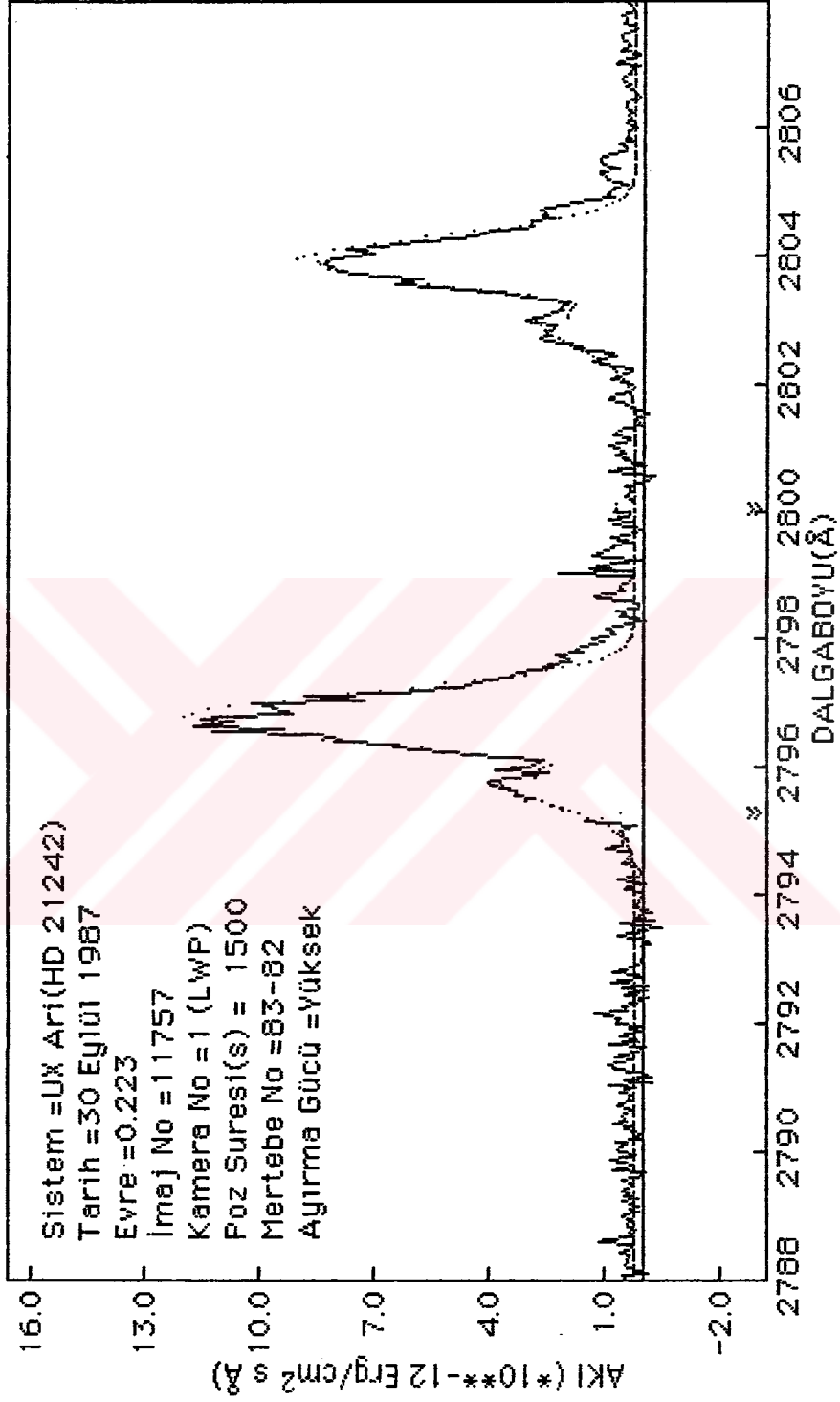
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımla ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



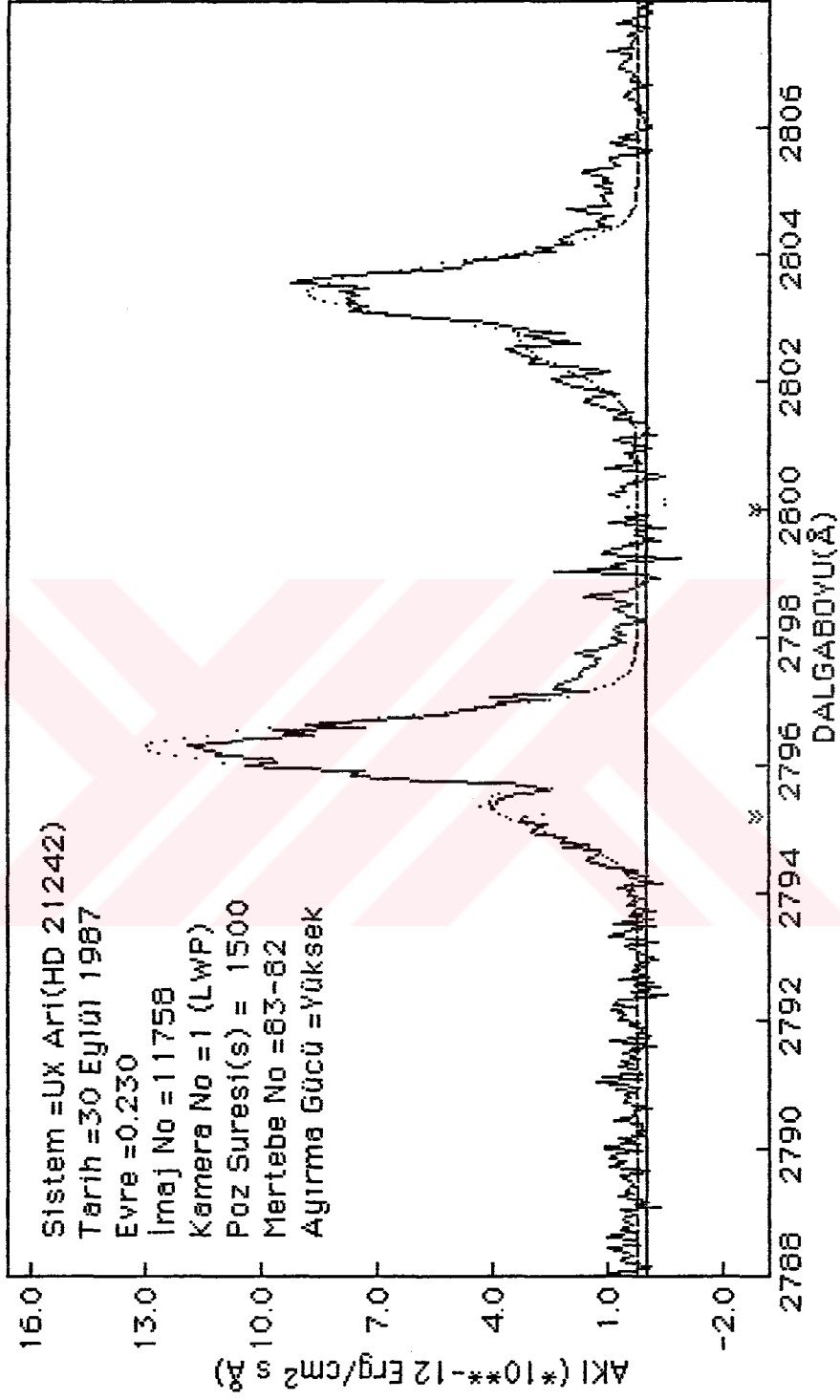
Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



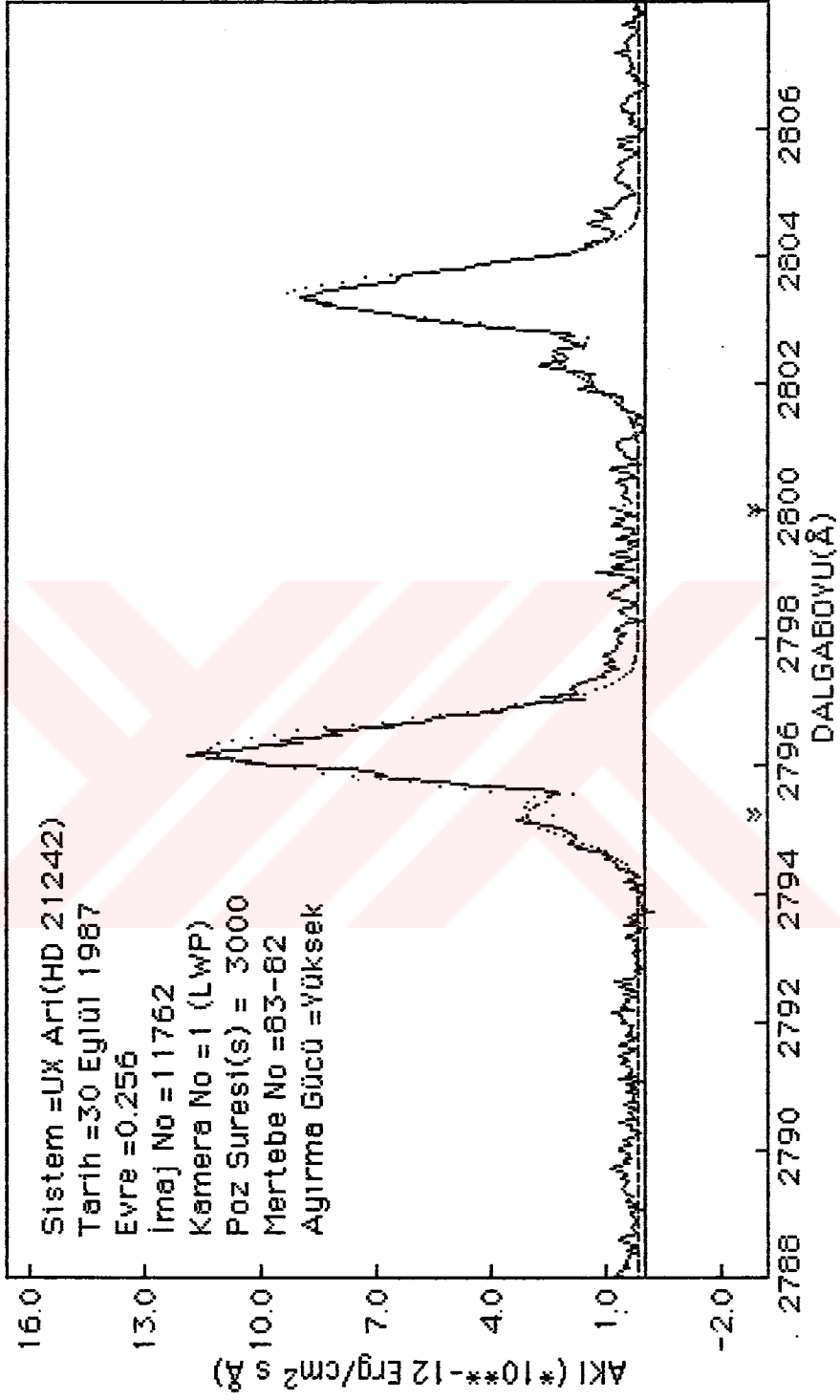
Kuadretik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yekleşimi ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$



Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yaklaşımları ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$





Kuadratik terimli süreklilik ile Gauss Profillerinin toplamı yekleşımı ile yapılan fitin :  $\chi^2 < 1.00$

