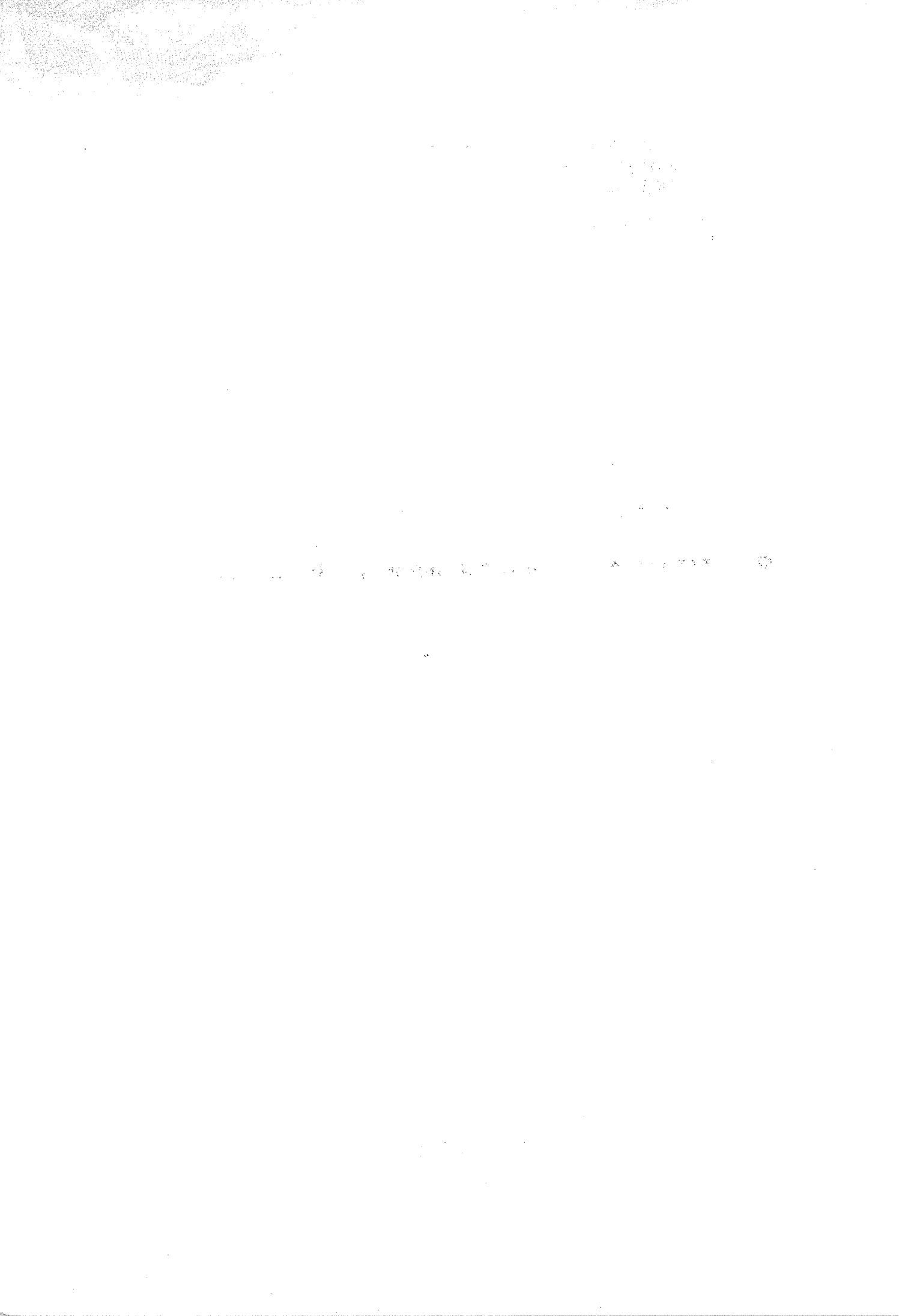


Orta Doğu Teknik Üniversitesi
Fen-Edebiyat Fakóltesi
Fizik Bölümü

TÜRK ASTRONOMİ DERNEĞİ
9. ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

5-7 EYLÜL 1994

ODTÜ-ANKARA
1994



9. ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

TÜRK ASTRONOMİ DERNEĞİ
ODTÜ FİZİK BÖLÜMÜ
TÜBİTAK
HEWLETT-PACKARD BİLGİSAYAR SİSTEMLERİ A. Ş.

TARAFINDAN DESTEKLENMİŞTİR.

BİLİMSEL DÜZENLEME KOMİTESİ:

M.ALİ ALPAR
ZEKİ ASLAN
ÇETİN BOLCAL
OSMAN DEMİRCAN
DİLHAN ERYURT
ZEYNEL TUNCA
M.EMİN ÖZEL

YEREL DÜZENLEME KOMİTESİ:

MURAT ALEV
RİKKAT CİVELEK
NİLGÜN KIZILOĞLU
SELİM SELAM
ZEKERİYA MÜYESSEROĞLU

KİTABI BASKIYA HAZIRLAYANLAR:

MURAT ALEV
RİKKAT CİVELEK
NİLGÜN KIZILOĞLU

İÇİNDEKİLER

<i>Toplantı Programı</i>	
<i>Yakın Çift Yıldızlar</i> C. İbanoğlu	1
<i>PV Cas: Eksen Dönmesi</i> V. Keskin	32
<i>44 Tauri'nin Zonklama Özellikleri</i> M. C. Akan	36
<i>RT Lac Örtün Çiftinde Renk-Işıtma Çelişkileri</i> C. İbanoğlu	40
<i>Hızlı Dönen F Yıldızları</i> O. Demircan	42
<i>U Cep Sisteminde Dönem Değişimleri</i> S. Selam	45
<i>CV Cygni' de Dönem Değişimi</i> Z. Müyesseroğlu	48
<i>Z Cam ve RX And: Patlama, İniş ve Duraksama</i>	
<i>P-Cygni Profilleri</i> M. T. Özkan	53
<i>EK Eridanus Yıldızı</i> F. F. Özeren	56
<i>HW Vir Yarı-Ayrık Çift Sisteminin UBV Fotoelektrik Gözlemleri</i> B. Gürol	59
<i>II Peg'in Fotometrik Etkinlikleri</i> S. Evren	62
<i>Çok Lekeli Modelleme ve Güneş Analogisi Yeni Bir Yaklaşım</i>	
<i>HD 12545 İle Uygulama</i> Z. Eker	63
<i>HR 7275'in Manyetik Etkinliği</i> B. Albayrak	69
<i>Kimi Güneş Parlamlarının Göreceli Dönmeye Göre Dağılımları</i> L. Altaş	75
<i>Güneş Granülleri İçin Plazma Simülasyonu</i> G. Kandemir	78
<i>Güneş'in Mikrodalga Radyo Patlamaları</i> R. Pekünlü	88
<i>Astronomik Veri Sorgulama Lisanı</i> L. Denizman	91
<i>Dönmenin Yıldız Yapı ve Evrimine Etkisi</i> N. Kızıloğlu	96
<i>OB Türü Çift Sistemlerin Kütle Oranı Dağılımı</i> S. Özdemir	99
<i>SA 82 Yıldız Alanının UBV Fotometrisi</i> S. Bilir	104
<i>ψ Per'in Optik ve Morötesi Spektroskopisi</i> T. Ak	105
<i>Güneş Spektrumundaki Fraunhofer Çizgilerin Asimetrisinin</i>	
<i>Çizgi Şiddetine ve Atomik Niceliklere Bağlılığı</i> M. Başal	109
<i>V 471 Tau'nun 1.8 mHz lik Salınım Dönemi Değişimleri</i> A. Esendemir	113
<i>Be/Shell Yıldızı V923 AQL'nin Yeni Gözlemleri</i> L. Denizman	115
<i>Ulusal Gözlemevi Kurulması Çalışmaları</i> Z. Aslan	119
<i>TT Ari: X-ışın Değişkenliği ve 1 mHz Salınımlar</i> Ü. Kızıloğlu	124
<i>Pulsar Hızları</i> F. Gök	127
<i>Galaktik Süpernova Kalıntıları: Nötr Hidrojen Sütun yoğunluğu ve</i>	
<i>Optik Ekstansiyon Değerleri, Uzaklıklar ve Sigma-D Şeması</i> A. Ankay	129
<i>Açık Kümeler, Nötron Yıldızları ile Beyaz Cüceler</i> E. Tuncer	133
<i>Küresel Kümelerde X-ışını Kaynakları NGC 6397</i> İ. Ergün	134
<i>Praesepe Kümesi Doğrultusundaki Bir Yıldız Alanında İki Yöntem İle</i>	
<i>Elde Edilen Verilerin Karşılaştırılması</i> Y. Karataş	141
<i>Alan Yıldızlarının Popülasyon Tiplerinin</i>	
<i>Yeni Bir Yöntemle Tayini</i> S. Karaali	149
<i>Güneş Kromosferine Ait Fotoğrafik Görüntülerin Sayısallaştırılması</i>	
<i>ve Bunların Animasyonu</i> T. Özışık	150
<i>Danjon Astrolabı İle Malatya'da Yapılan Güneş Gözlemleri</i>	
<i>ve Güneş'in Yarıçapı</i> H. Kılıç	153
<i>Güneş Leke Çevrimlerinin Harmonik Bozulması</i> H. Bölge	159
POSTERLER	161

9.ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI PROGRAMI

5 EYLÜL PAZARTESİ

09:00-09:20	Açılış Konuşması	
09:20-10:20	Çağrılı Konuşma: Yakın Çift Yıldızlar	C. İbanoğlu
10:20-10:40	PV Cas'ta Eksen Dönmesi	V. Keskin
10:40-11:10 Çay		
11:10-11:30	44 Tauri'nin Zonklama Özellikleri	C. Akan.
11:30-11:50	RT Lac Örtlen Çiftinde Renk-Isıtma Çelişkileri	C. İbanoğlu
11:50-12:10	Hızlı Dönen F Yıldızları	O.Demircan
12:10-12:30	CK Boo Örtlen Değişen Çift Yıldızının 16 Yıllık Gözlemleri	E.Derman
12:30-12:50	U CEP Sisteminde Dönem Değişimleri	S.Selam
12:50-13:10	CV Cyg'de Dönem Değişimi ve Yörünge Analizi	Z. Müyesseroğlu
13:10-14:30 Öğle Yemeği		
14:30-14:50	Z Cam ve RX AND:Patlama, İniş ve Duraksama P Cygni Profilleri	M.T.Özkan
14:50-15:10	EK Eri Yıldızının Fotometrik Işık Eğrisi	F.F. Özeren
15:10-15:30	HW Vir Çift Yıldız Sistemi	B. Gürol
15:30-15:50	II Peg'in Fotometrik Etkinlikleri	S. Evren.
15:50-16:20 Çay		
16:20-16:40	Çok Lekeli Modelleme ve Güneş Analogisi: Yeni Bir Yaklaşım	Z. Eker
16:40-17:00	HR 7275'in Manyetik Etkinliği	B.Albayrak
17:00-17:20	Kimi Güneş Parlamalarının Göreceli Dönmeye Göre Dağılımları	L. Altaş
17:20-17:40	Güneş Granülleri İçin Plazma Simülasyonu	G.Kandemir
17:40-18:00	Güneş Mikrodalga Radyo Patlamaları	R. Pekünlü
18:00-18:20	AstronomikVeri Sorgulama Lisansı	A.Düzgelen
18:20-18:40	Int. Space Uni. Tanıtılması	C. Ayday

6 EYLÜL SALI

09:00-10:00	Çağrılı Konuşma: Dönen Yıldızların Evrimi	N.Kızıloğlu
10:00-10:20	Delta Scuti Tipi Yıldızlar ve Evrimleri:Her 63	İ. Küçük
10:20-10:40	Büyük Kütleli Yıldızlarda Kütle Oranı Dağılımı	S.Özdemir

10:40-11:10 Çay

11:10-11:30	63 Her'in Radyal ve Radyal olmayan Salınımları	B.Uyaniker
11:30-11:50	SA 82 Yıldız Alanının UBV Fotometrisi	S.Bilir
11:50-12:10	Aurelie Near Infrared Spectral Atlas 04 Binary Stars	H.Gülseçen
12:10-12:30	ψ Per'in optik ve Morötesi Spektroskopisi	T.Ak
12:30-12:50	Güneş Sistemindeki Fraunhofer Çizgilerinin Asimetrisinin Çizgi Şiddetlerine ve Atomik Niceliklere Bağlılığı	M.Başal
12:50-13:10	Güneş Spektrumundaki Spektral Çizgilerin İnce Yapısı Hakkında	C.Kuli-Zade

13:10-14:30 Öğle Yemeği

14:30-14:50	X-Işını Bandında V 471 Tau	A.Esendemir
14:50-15:10	BE Yıldızı V923 Aql (HD 183656) I.Optik ve Kızılötesi Tayf	T.Saygıç
15:10-15:30	Be-Shell Yıldızı V 923 AQL'nin Yeni Gözlemleri	L.Denizman
15:30-15:50	HD 193182'nin Tayf Analizi	T.Koktay

15:50-16:20 Çay

16:20-18:20	Ulusal Gözlemevi	
-------------	------------------	--

7 EYLÜL ÇARŞAMBA

- 09:00-10:00 Çağrılı Konuşma:Yıldız Evrimi Sonucu Oluşan Kalıntılar:Gözlenen Verilerin Analizi O.Hüseyinov
10:00-10:20 TT Aries'in ROSAT Gözlemleri N.Ercan.
10:20-10:40 Pulsar Hızı ve Işıtma Gücü F.Gök

10:40-11:10 Çay

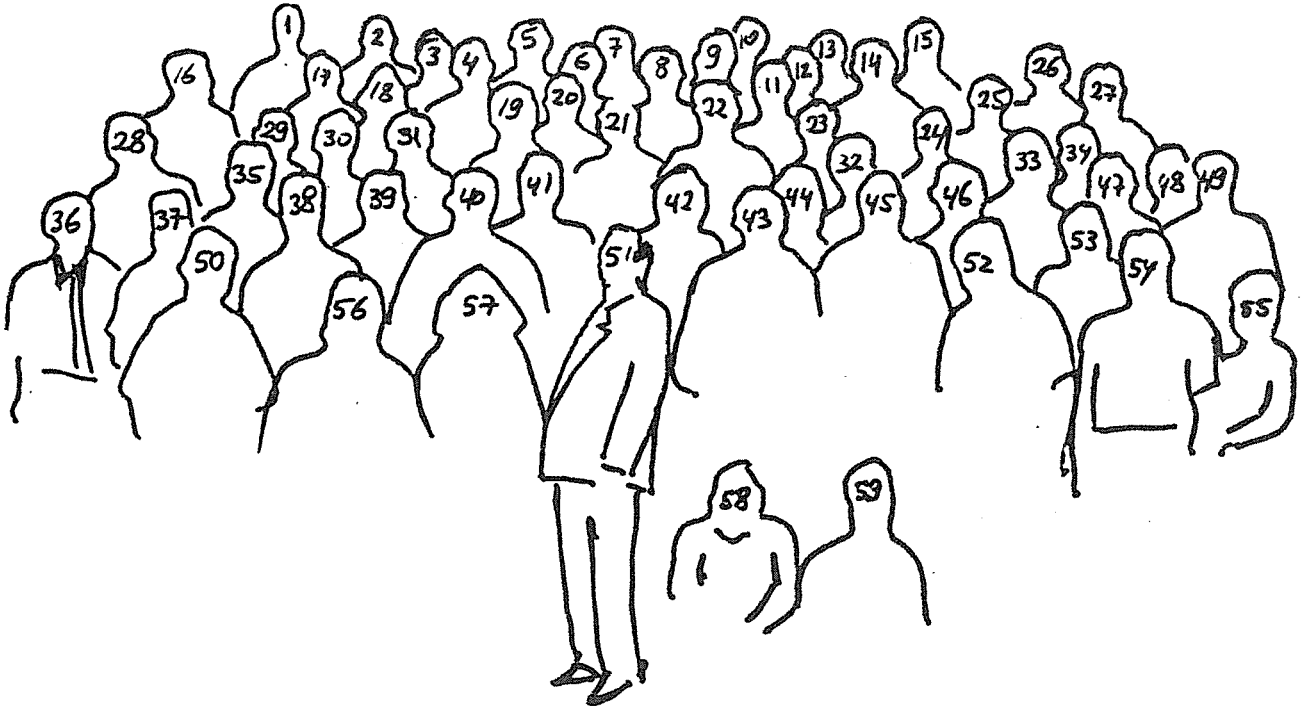
- 11:10-11:30 Gökada Kümelerinde Karanlık Madde Dağılımı ve Karanlık Maddeden Beklenen Yüksek Enerjili Gama Işınları A.Akyüz
11:30-11:50 Galaktik SN Kalıntılarının Uzaklıkları A.Ankay
11:50-12:10 Açık Kümeler, Nötron Yıldızları ile Beyaz Cüceler Arasındaki Sınır Kütleli E.Tuncer.
12:10-12:30 Küresel Kümelerdeki X-ışını Kaynakları İ.Ergün
12:30-12:50 Preasepe Kümesi Doğrultusunda Bir Yıldız Alanında İki Yöntem İle Elde Edilen Verilerin Karşılaştırılması Y.Karataş
12:50-13:10 ϵ Ori Yıldızı Doğrultusunda Yıldızlararası Kolon Yoğunlukları H. Menteşe

13:30-14:30 Öğle Yemeği

- 14:30-14:50 Alan Yıldızlarının Popülasyon Tiplerinin Yeni Bir Yöntemle Tayini S.Karaali
14:50-15:10 Güneş Kromosferine Ait Fotoğrafik Görüntülerin Sayısallaştırılması ve Bunların Animasyonu T. Özışık
15:10-15:30 Danjon Astrolabı ile Malatya'da Yapılan Gözlemler ve Güneş'in Yarıçapı H. Kılıç
15:30-15:50 Güneş Leke Çevrimlerinin Harmonik Bozulması H. Bölge

15:50-16:20 Çay

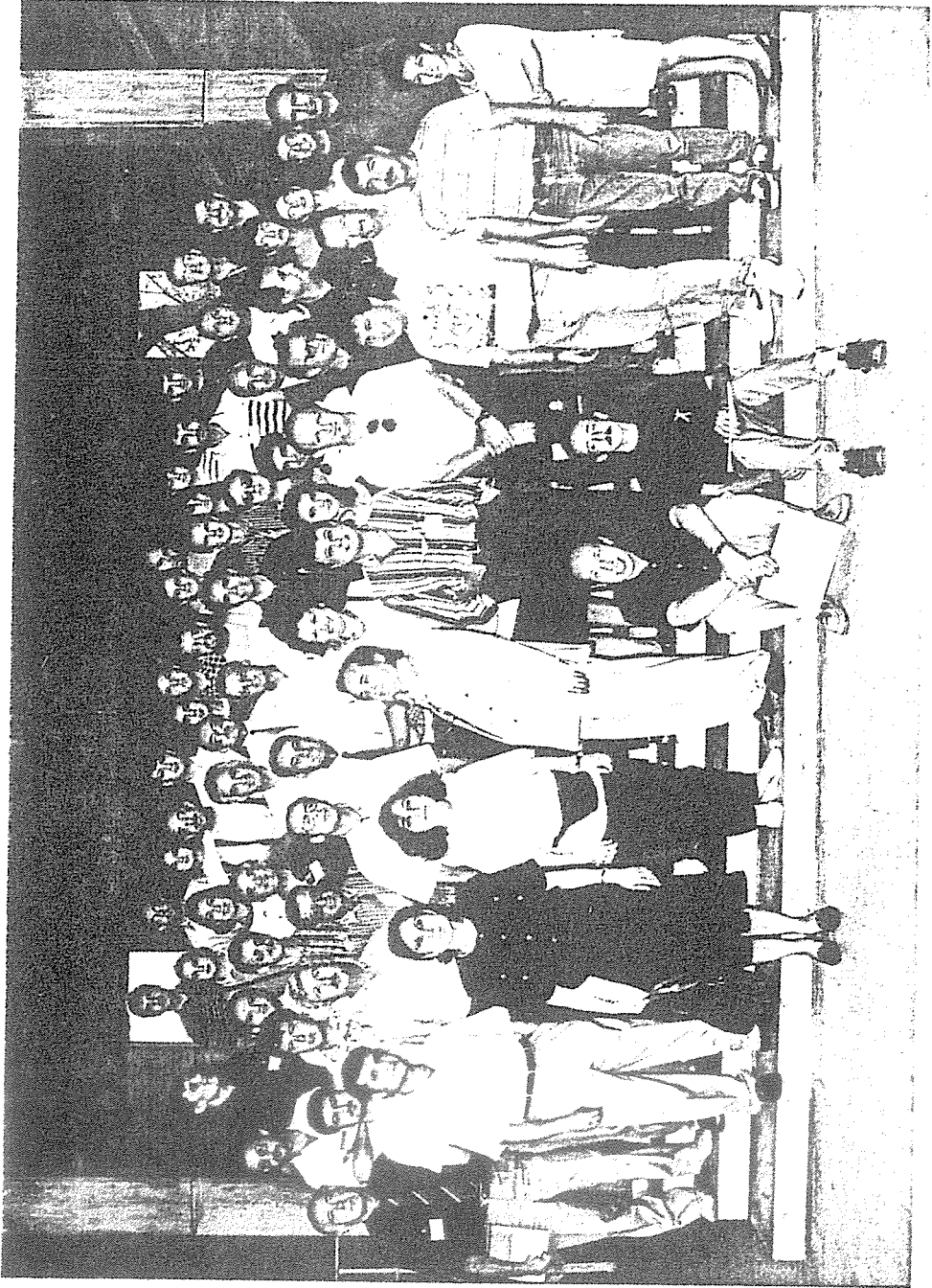
- 16:20 -18:30 TAD Genel Kurulu



1. N. KAYA
4. V. KESKİN
7. T. BAYSAL
10. T. UĞUR
13. B. ÖZİŞİK
16. V. SCHEVCHENKO
19. Z. ASLAN
22. C. İBANOĞLU
25. N. KÖKER
28. L. ALTAŞ
31. D. KOÇER
34. F. GÖK
37. Y. KARATAŞ
40. B. GÜROL
43. S. EVREN
46. O. GÖLBAŞI
49. O. HÜSEYİNOV
52. L. DENİZMAN
55. R. CİVELEK
58. Ü. KIZILOĞLU

2. S. BİLİR
5. N. ÇAKTIR
8. S. SELAM
11. Ö. ÇAKIRLI
14. M. BAŞAL
17. G. TAŞ
20. S. ÖZDEMİR
23. T. AK
26. G. ŞEN
29. H. AK
32. H. KILIÇ
35. G. YAZICI
38. A. ÖKTEN
41. A. ESENDEMİR
44. D. KILIÇ
47. N. KIZILOĞLU
50. M. TANRIVER
53. F. CHOLLET
56. H. YEŞİLYAPRAK
59. İ. ERGÜN

3. H. ÇALIŞKAN
6. A. ÖZMALKOÇ
9. A. DEVLEN
12. B. DEMİREL
15. T. ÖZİŞİK
18. A. DÜZGELEN
21. Z. TUNCA
24. S. KARAALİ
27. E. TUNCER
30. Z. MÜYESSEROĞLU
33. A. ALPAR
36. S. RASULOĞLU
39. Ö. İMAMOĞLU
42. S. ENGİN
45. C. AKAN
48. A. ANKAY
51. E. DERMAN
54. M. ALEV
57. K. YÜCE



YAKIN ÇİFT YILDIZLAR

C. İbanoğlu

E.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

Bileşenleri karşılıklı olarak küresel yüzey yapılarını bozabilecek denli birbirine yakın olan örten çift yıldızlara yakın çift yıldızlar diyoruz. Yakın çift yıldızların incelenmesiyle çifti oluşturan yıldızların kütle, yarıçap, ısıtma, yoğunluk, yüzey sıcaklıkları, dönme hızları gibi yıldızlara ilişkin temel özellikleri duyarlı bir şekilde bulabiliyoruz. Yalnız bu özelliklerle kalmayıp, tayf ve ışıkölçüm gözlemlerini birleştirerek yıldızlarda kenar kararması, çekim kararması gibi onların atmosfer özelliklerini ortaya çıkarabiliyoruz. Basık yörüngeli örten çiftlerde, minimumlardaki dönemli kaymalardan iç yapıya ilişkin önemli bilgiler elde ediyor, yıldız içlerinde maddenin dağılımını gösteren kuramları denetleyebiliyoruz.

Son yıllarda yapılan X-ışın ve radyo gözlemlerini optik çalışmalarla birleştirerek, yıldızlardaki aktivite ve manyetik dinamo modellerini karşılaştırabiliyor, yıldızların fotosferleri üstündeki geçiş bölgeleri, kromosfer ve korona yapılarını daha yakından tanıyabiliyoruz. Bileşenleri arasında kütle aktarımı olan yakın çiftlerin incelenmesiyle, yığılma disklerinin oluşumu ve yapısı ile plazmanın fiziksel özelliklerini ortaya çıkarabiliyoruz. Bu konuşmada bu bilgilere nasıl ulaşabileceğimiz öz olarak verilecek, yakın gelecekte daha neler yapabileceğimiz tartışılacaktır.

1. GİRİŞ

Karşılıklı çekim kuvvetiyle birbirine bağlı, ortak kütle merkezi çevresinde kapalı yörüngeler çizen iki yıldızdan oluşmuş dizgelere **çift yıldızlar** diyoruz. Bu tanım bileşen yıldızlar arasındaki uzaklığa bağlı olmadığından yıldızlar birbirine çok yakın olabilecekleri gibi binlerce AB gibi çok ayrık da olabilirler. Ortak özelliklerine göre çift yıldızları alt sınıflara ayırmanın en iyi yolu **gözlem yöntemlerine** dayandırılmıştır. Bir çift yıldız bize yeterince yakın ve bileşenler arasındaki uzaklık çok büyükse onun bileşenlerini teleskoplarımızla ayrı ayrı görebiliriz. Bunlara **görsel çift yıldızlar** diyoruz. W. Herschel'in 1804 yılında Castor yıldız çiftinin yörünge devinimini bulmasıyla Newton'un evrensel çekim yasasının Güneş Dizgesi dışında da uygulanabileceği ortaya çıkmış oldu.

Bir çift yıldızın üyeleri birbirine çok yakın ise teleskopla bile onları ayrı ayrı görme olanağı ortadan kalkar. Bu tür çift yıldızları ancak tayf çizgilerindeki dönemli kaymalardan tanıyabiliyoruz ve bunlara **tayfsal çift yıldızlar** diyoruz. Bunların yörünge dönemleri bir kaç saat ile bir kaç ay arasındadır. Kimi çift yıldızların yörünge düzlemleri bakış doğrultumuza çok yakındır. Böyle çift yıldızlarda bileşen yıldızlar birbirini karşılıklı olarak örter. Dolayısıyla dizgenin toplam parlaklığı dönemli değişimler gösterir. Bu tür dizgelere de **örten çift yıldızlar** diyoruz.

Çift yıldızların farklı üç türünü gözlemek için kullanılan teknikler de çok farklıdır. Bir görsel çiftin üyelerinin ortak kütle merkezi çevresinde çizdikleri yörüngeyi belirlemek için bileşenler arasındaki uzaklığın yeterince büyük olması yanında çiftin güneşe yakın olması gerekir. Bir tayfsal çiftin gözlenebilmesi için onun ne kadar uzakta olduğunun önemi yoktur. Yeter ki dizge, yüksek yaymalı tayfları elde edilebilecek kadar parlak olsun. Örten çift olma durumunda tutulmalar yeterince derinse daha da uzaklara gidebiliriz. Yalnız kendi gökadamızdakileri değil öteki gökadalardaki örten çiftleri de gözleyebiliriz. Örten çift yıldızların tümü aynı zamanda potansiyel birer tayfsal çifttir.

Bilinen fizik yasaları çift yıldızların uygun gözlemleriyle birleştirilerek yıldızların,

- a) Kütleleri
- b) Yarıçapları
- c) Yoğunlukları
- d) Yüzey sıcaklıkları
- e) Işıtmaları
- f) Dönme miktarları

gibi temel öğeleri bulunabilir. İkili ve çoklu yıldız dizgelerinin sayısı nedir gibi bir soru akla gelebilir. Güneş dizgemiz yöresindeki yıldızların yüzde elliden fazlası çoklu yıldız dizgelerinin üyeleridir. Gökadamızdaki yıldızların yarısının çift yıldız üyesi olduğu sanılmaktadır.

1.1 KÜTLE TAYİNİ

Çift yıldızların astrofiziğe en önemli katkısı yıldızların kütle, yarıçap ve ısıtma gibi temel öğelerinin belirtenmesidir. Yıldızların kütlelerini dolaysız olarak ancak çift yıldızları kullanarak bulabiliyoruz. Yarıçap ve ışıtmaların bulunmasında çift yıldızların önemli katkısı olsa da bu nicelikleri başka yollarla bulma olanağımız var.

Yıldızların kütlelerinin bulunmasında temel denkleminiz Kepler'in üçüncü yasası

$$a^3 / P^2 = m_1 + m_2 \quad (1.1)$$

dir. Burada a, AB cinsinden bileşenler arasındaki uzaklık; P, yıl biriminde dönem; m_1 ve m_2 de güneş kütlesi biriminde bileşenlerin kütleleridir. Çiftin toplam kütlelerini belirlemek için dizgenin dönemi ve yörünge yarı-büyük eksen uzunluğunun bilinmesi gerekmektedir. Çift yıldızlarda P'yi duyarlı bir şekilde belirtebildiğimize göre, kütle tayininin duyarlılığı a'nın duyarlılığına bağlıdır. Görsel çiftlerin yörüngelerinden a'yi bulabiliyoruz. Çiftin ıraksımı π'' biliniyorsa a'nın salt değerini hesaplayabiliyoruz.

Tayfsal çift olma durumunda yörünge düzlemi gökyüzü düzlemine çakışık değilse ve bileşenlerin parlaklık farkı da çok büyük değilse her iki bileşenin tayf çizgileri laboratuvar dalgaboyuna göre dönemi Doppler kayması gösterir. Doppler formülü,

$$\Delta\lambda / \lambda = V_r / c \quad (1.2)$$

bağıntısını kullanarak bulacağımız V_r değerlerini t zamanlarına göre işaretlediğimizde elde edilen eğriye dikine hız eğrisi diyoruz. Bu eğri yörüngenin biçimine bağlı olması yanında gözlemcinin yörüngeye bakış doğrultusuna bağlıdır. Dikine hız eğrisinin denkleminin

$$V_r = V_0 + (2\pi a \sin i / P \sqrt{1-e^2}) [e \cos w + \cos(v + w)] \quad (1.3)$$

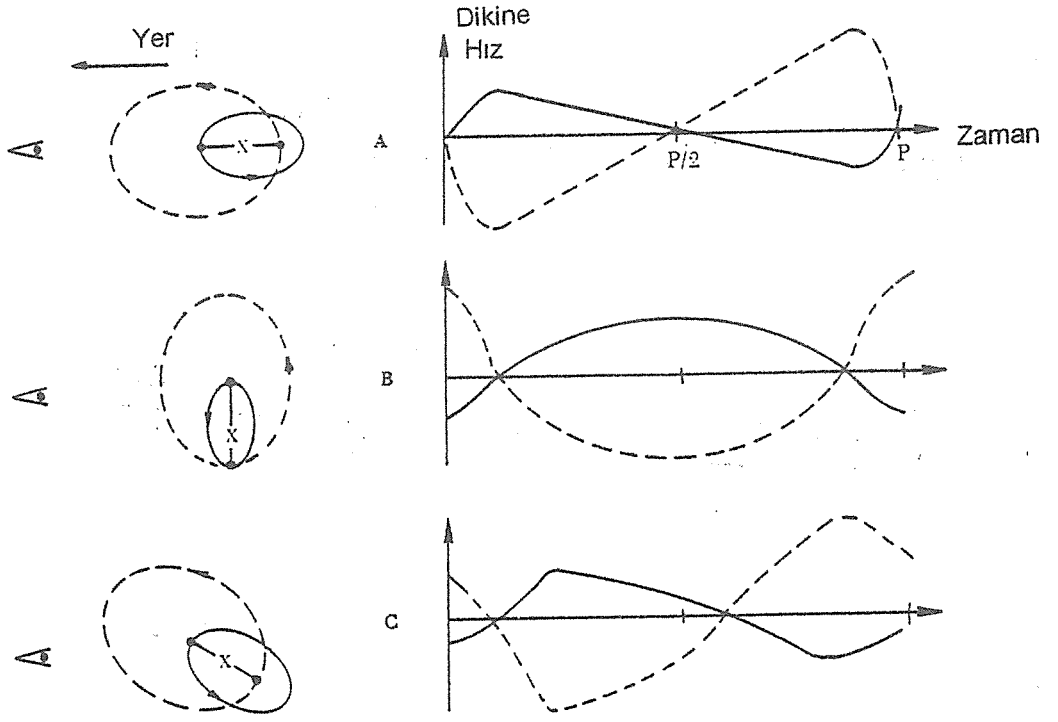
olacağını kolayca çıkartabiliriz. En basit durum olarak yörüngenin daire, yörünge düzleminin de bakış doğrultusunda olduğunu varsayarsak, her iki bileşenin dikine hız eğrisi sinüs eğrisi verecek fakat zıt evreli olacaktır. Buna göre her iki bileşenin kütle merkezine uzaklığı,

$$a_1 = V_1 P / 2\pi, \quad a_2 = V_2 P / 2\pi \quad (1.4)$$

olacaktır. Kütle merkezi özelliğine göre $m_1 a_1 = m_2 a_2$ olduğundan,

$$m_1 / m_2 = a_2 / a_1 = V_2 / V_1$$

elde ederiz. Görelî yarı-büyük eksen uzunluğu $a = a_1 + a_2$, P belli olduğundan $m_1 + m_2 = a^3 / P^2$ ile bileşenlerin kütlelerini ayrı ayrı bulabiliriz.



Şekil 1. Bakış doğrultusuna bağlı olarak dikine hız eğrileri.

Yörüngenin basık olduğu durumda eğrinin yarı genlikleri A ve B , alanlar Z_1 ve Z_2 ise

$$K = (1/2) (A+B) = (2\pi a \sin i) / (P\sqrt{1-e^2}) \quad (1.6)$$

$$e \cos w = (A-B) / (A+B) \quad (1.7)$$

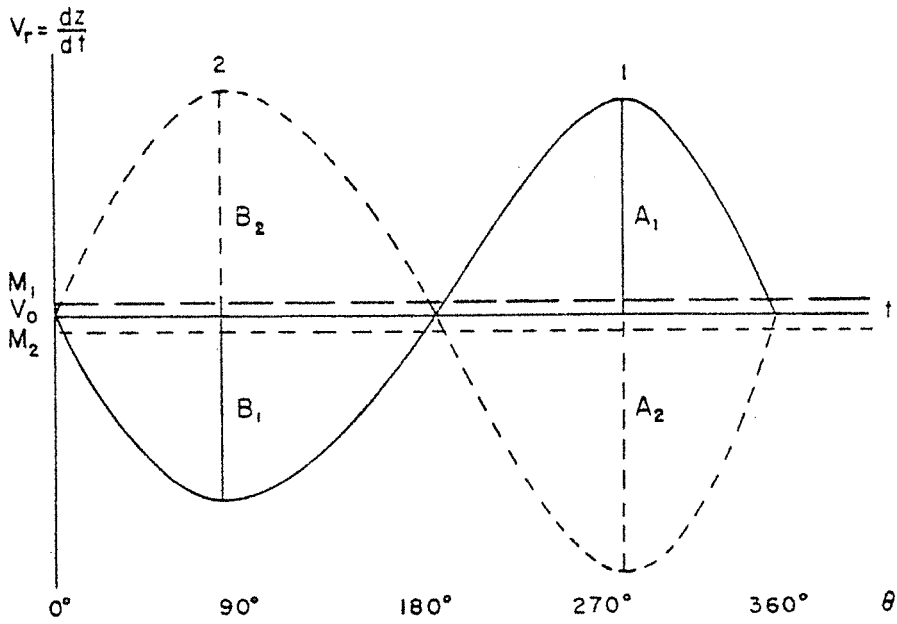
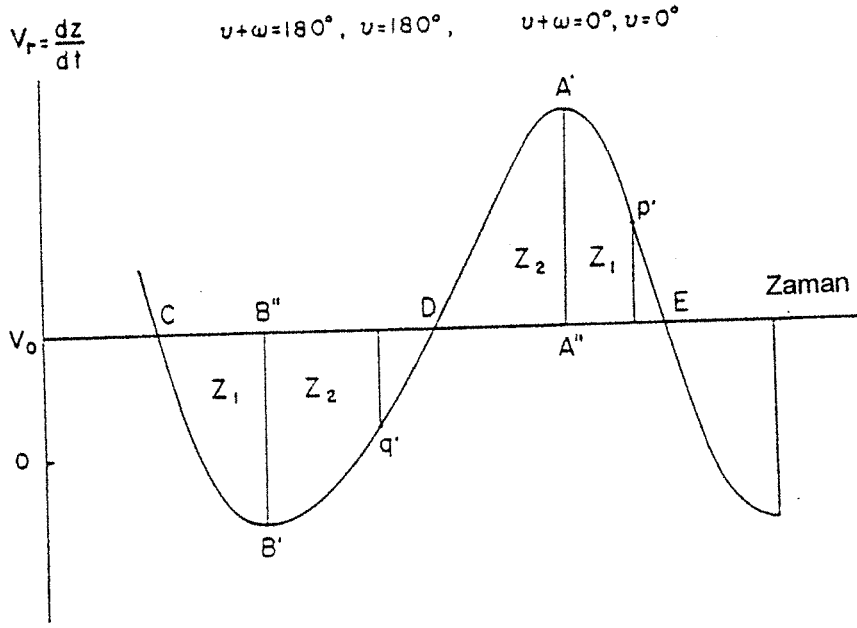
$$e \sin w = 2 \sqrt{AB} / (A+B) [(Z_2 - Z_1) / (Z_2 + Z_1)] \quad (1.8)$$

$$a \sin i = (K P \sqrt{1-e^2}) / 2\pi \quad (1.9)$$

$$m_2 / m_1 = a_1 / a_2 = a_1 \sin i / a_2 \sin i ; m_2 / (m_1 + m_2) = a_1 / a \quad (1.10)$$

$$f(m) = m_2 \sin^3 i / (m_1 + m_2)^2 = (a_1 \sin i)^3 / 25 P^2 \quad (1.11)$$

bağıntıları yardımıyla e , w , $a \sin i$ ve kütle fonksiyonunu bulabiliriz. Büyük kütleli parlak yıldızın kütlelerini herhangi bir yolla belirleyebilirsek tayf çizgileri görünmeyen küçük kütleli yıldızın kütlelerini, kütle fonksiyonundan bulabiliriz.



Şekil 2. Tek ve çift çizgili tayfsal çiftlerde dikine hız eğrileri.

$$a \sin i = (K_1 + K_2) P \sqrt{1-e^2} / 2\pi \quad (1.12)$$

$$m_1 \sin^3 i = a_2 \sin i (a \sin i)^2 / 25 P^2 \quad (1.13)$$

$$m_2 \sin^3 i = a_1 \sin i (a \sin i)^2 / 25 P^2 \quad (1.14)$$

bağıntıları yardımıyla $\sin^3 i$ ile çarpılmış kütleleri ayrı ayrı bulabiliriz.

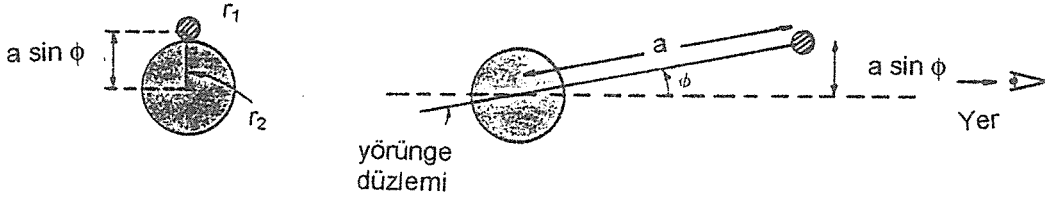
1.2 YARIÇAP TAYİNİ

Dev yıldızların açısal çaplarını Michelson girişimölçeriyle belirleyebiliyoruz. Ancak, sönük yıldızlara doğru gidildikçe bu tekniğin kullanılması güçleşmektedir. Yıldız çaplarının hesaplanmasında Ay tarafından örtülmeyi de kullanabiliriz. Yıldızların yarıçaplarının dolaysız olarak bulunmasında örten çift yıldızların ışık eğrilerini kullanabiliriz.

Bileşenleri arasındaki uzaklık a , yörünge düzlemiyle bakış doğrultumuz arasındaki açı ϕ ise tutulmaların olabilme koşulu

$$a \sin \phi < r_1 + r_2 \quad (1.15)$$

dir. O halde küçük yörüngeli, kısa dönemli yıldızlarda tutulma bekleriz.



Şekil 3. Tutulmanın geometrisi.

Tutulma sırasında sıcak yıldız arkada ise daha büyük bir parlaklık değişimi olur. Sıcak yıldızın örtülmesiyle oluşan bu derin minimuma **baş minimum**, soğukun örtülmesiyle oluşan sığ minimuma da **yan minimum** diyoruz.

Tutulma türleri :

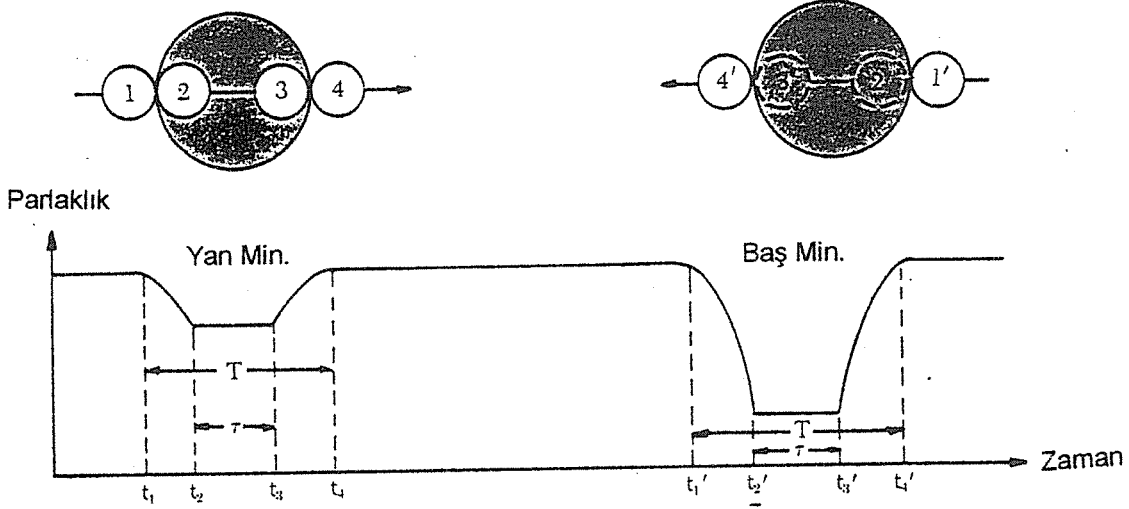
- $i=90^\circ$ ise tam ve halkalı tutulma
- $a \cos i < [r_2 - r_1]$ ise yine tam ve halkalı tutulma
- $[r_2 - r_1] < a \cos i < [r_2 + r_1]$ ise parçalı tutulma olur.

Merkezi tutulmaların olduğu bir ışık eğrisini gözönüne alalım; $i=90^\circ$ demektir. Küçük yıldızın merkezler arasındaki uzaklık biriminde yarıçapı r_1 , büyüğün r_2 ise,

$$2 r_1 = V (t_2 - t_1) = V (t_4 - t_3) \quad (1.16)$$

$$2 (r_1 + r_2) = V (t_4 - t_1) \quad (1.17)$$

olur. Görelî dairesel yörüngenin yarıçapı ise,



Şekil 4. Tutulma eğrileri ve tutulma zamanları.

$$a = V P / 2\pi \quad (1.18)$$

dir. Bu eşitliklerden,

$$r_1 / a = \pi (t_2 - t_1) / P \quad (1.19)$$

$$r_2 / a = \pi (t_4 - t_2) / P \quad (1.20)$$

elde edilir. Bileşenlerin tayfını almadan etkin yüzey sıcaklıkları oranını da ışık eğrilerinden bulabiliriz. Yıldızların yüzey parlaklıkları σT_e^4 , her minimumda πr_1^2 kadarlık alan örtüldüğünden minimumların göreceli derinlikleri oranı $(T_2/T_1)^4$ değerini verir.

Yörünge düzleminin gökyüzü düzlemine dik olmadığı durumda yıldızların yarıçapları ile yörünge eğikliğinin bulunması zorlaşır. Geometrik elementler r_1 , r_2 , ve i ile gözlenen ışık kaybı α arasındaki temel denkleminiz,

$$\sin^2 \theta \sin^2 i + \cos^2 i = r_2^2 [1 + kp (k, \alpha)]^2 \quad (1.21)$$

dir. Burada θ , yörünge evre açısı; k , yarıçaplar oranı; $p = (\delta - r_2) / r_1$ olup geometrik derinliktir. δ ise herhangi bir t anında yıldızların merkezleri arasındaki uzaklıktır. Gözlem değerlerini kullanarak bu denklemin çözümü grafik ya da sayısal çözümleme yoluyla yapılabilir.

Elde edilen ışık eğrilerinin doğrudan çözümü bizi yanlış sonuçlara götürebilir. Karşılıklı çekimden dolayı bileşenlerin biçiminin küresel yıldızlardan ayrılması, birbirine bakan yüzeylerinin aldıkları ışınımı yeniden yansıtmaları nedeniyle tutulmalar arasında parlaklık değişmesi gözönüne alınmalıdır. Bu etkileri ortadan kaldırma işlemine **arındırma** diyoruz.

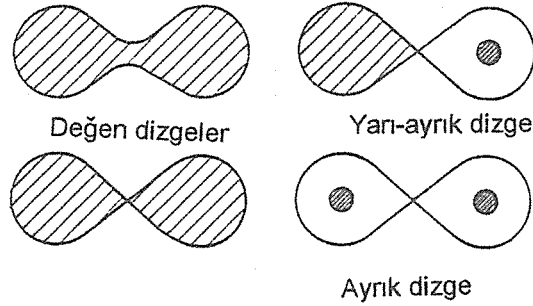
1970 li yıllarda örten çift yıldızların sayısal modellerini gözlemlerle karşılaştırarak öğelerin belirlenmesi yöntemleri geliştirilmeye başlandı. Yıldız atmosfer modelleri kullanılarak bileşenlerdeki bozulma, yansıtma ve kenar kararması etkileri de modele sokuldu (Wood,1969; Wilson ve Devinnay, 1971; Hill ve Hutchings, 1970).

1.3 SINIFLANDIRMA

Örten çift yıldızların sınıflandırılması Krat (1944), Struve (1950) ve Sahade (1960) tarafından farklı yöntemler kullanılarak yapılmaya çalışıldı. Sahade sınıflandırmada çifti oluşturan bileşenlerin gelişim durumunu belirteç olarak alıyordu. 1955 yılında Kopal tamamen farklı bir belirtece göre sınıflama önermişti. Bir yıldızın bileşeninin olması onun ulaşabileceği boyutu sınırlar. Bu sınır, sınırlı üç cisim problemindeki sıfır-hız yüzeyleri olarak düşünülmektedir. Yüzeyi kesen parçacıklar her iki bileşenin çekimi altında fakat lobun içindeki yıldızla ait değildir. Bu lobların boyutları tamamen iki yıldızın kütleleri oranına bağlıdır. Bu yüzeye Roche limiti diyoruz. Kopal sınıflaması örten çift yıldızları üç sınıfa ayırır:

1. Bileşenleri Roche lobunu doldurmayan ayrık dizgeler
2. Bileşenlerinden birisi Roche lobunu dolduran yarı-ayrık dizgeler
3. Her iki bileşeni Roche lobunu dolduran değen dizgeler.

Plavec (1964), bu iki sınıflamanın birleştirilerek iki belirteçli bir sınıflamanın yapılmasını önermiştir. Böyle bir sınıflamanın yapılabilmesi için bileşenlerin kütle, yarıçap, ısıtılmaları yanında bileşenler arasındaki uzaklığın bilinmesi gerekmektedir.



Şekil 5. Örten çift yıldızların Roche loblarına göre sınıflandırılması

Bu öğelerden bileşenler arasındaki uzaklığın özel bir önemi vardır. Yakın ve çok ayrık dizgeler bu öğeye göre birbirinden ayrılmaktadır. Bileşenler karşılıklı olarak küresel yüzey yapılarını bozabilecek denli birbirine yakınsa böyle dizgelere **YAKIN ÇİFT YILDIZLAR** diyoruz. Bu tanıma göre görsel çiftler ve tayfsal çiftlerin çoğu çok ayrık dizgelerdir. Dönemleri birkaç gün ya da daha kısa olan dizgeler de yakın çiftlerdir. Ancak, Plavec (1967) ve Paczynski (1967) yakın çift yıldızlar tanımına yeni bir yaklaşım getirdiler. Bu tanıma göre bileşenlerden birisi ötekinin gelişimini etkiliyorsa bu dizge bir yakın çifttir. Gelişimin belli bir basamağında bileşenlerden birisi kendi Roche lobunu doldurabilir. Böyle bir dizgede her iki yıldız da birbirinin gelişimini etkileyecektir. Çok küçük kütleli yıldızlar anakol gelişimlerini tamamladıktan sonra yozlaşmış cüce durumuna geleceklerinden ancak bu tür çift yıldızlar ayrık olarak kalabilirler.

General Catalogue of Variable Stars' in 1985 ile 1990 yılları arasında yayınlanan dördüncü baskısında yakın çift yıldızlar yeniden sınıflandırılmıştır. GCVS 'nin bu son baskısında üçlü bir sınıflama şeması önerilmektedir. Bunlar;

1. Işık eğrisinin biçimine göre: EA-Algol, EB- β Lyr, EW-WUMa

2. Bileşenlerin fiziksel özelliklerine göre:

- GS-Bileşenlerinden biri ya da her ikisi dev veya üst dev olanlar,
- PN-Gezegenimsi bulutsuların çekirdeklerinde olanlar (UU Sge),
- RS-Kuvvetli Call H, K salmaları gösteren RS CVn yıldızları,
- WD-Beyaz cüce bileşenli çiftler,
- WR-Wolf-Rayet bileşenli çiftler,

3. Roche lobuna göre

- AR-Her iki bileşeni alt dev olan AR Lac türü ayrık çiftler,
- DM-Ayrık anakol dizgeleri,
- DS-Alt dev bileşenli ayrık dizgeler,
- KE-Ön tayf türünden değen dizgeler,
- KW-W UMa türü değen dizgeler,
- SD-Küçük kütleli alt dev bileşenin Roche lobunu doldurmak üzere olduğu yarı-ayrık dizgeler.

İlk yöntem ışık eğrilerinin görünüşüne göre yapılırken ikinci ve üçüncü yöntemler çiftin bileşenlerinin HR diyagramlarındaki konumlarıyla Roche lobunu doldurma özelliğini kullanmaktadır.

Bir çift yıldız oluşturan bileşenlerin fiziksel özellikleri ve incelenecek mekanizmaları elde edilecek bilgilere göre yakın çift yıldızlar Guinan (1993) tarafından yeniden sınıflandırılmış ve Çizelge 1 'de verilmiştir. Bu çizelgede yıldızların hemen hemen her türünün örten çift yıldızlarda temsil edildiği görülmektedir. Dolayısıyla çağdaş fizik ve gökbiliminin önemli ve farklı bir çok probleminin incelenmesinde yakın çiftlerin belli türlerini kullanabiliriz. Bu açıdan bakıldığında yakın çift yıldızlar bize çağdaş fiziğin ve gökbilimin her türlü konusunu araştırma olanağı sağlayan **ASTROFİZİK LABORATUARLARI'** dir.

1970'li yıllarda yakın çiftlerin, yıldızlar astrofiziği ve gelişimde kullanılmaya başlandığını görüyoruz. Başka bir yıldız ya da yıldız grubundan elde edemediğimiz fakat yakın örten çift yıldızları kullanarak kolayca belirleyebildiğimiz özellikleri şöyle sıralayabiliriz:

- Yıldız Atmosferleri** (Kenar kararması, çekim kararması ve atmosferik tutulma çalışmaları)
- Yıldız içleri ve iç yapıları** (Basık yörüngeli çiftlerde eksen dönmesi)
- Yıldız aktivitesi ve manyetik dinamo** (Yıldız korona ve kromosferlerinin X - ışın, UV ve radyo tutulma haritaları)
- Plazma fiziği** (Yığılma diskli çiftler)

Bunlara ek olarak bir kaç yakın çift dizge var ki, eksen dönmesi çalışmalarıyla genel görelilik kuramını test edebiliyoruz. Uygun çift yıldızları seçerek kozmik helyum bolluğunu hesaplayabilir, yıldızların nükleer çekirdeklerindeki **konvektif fırlatmanın** (overshooting) önemini denetleyebiliriz.

Çizelge-1. Yakın çift yıldızların sınıflandırılması (Guinan, 1993)

Tür	Fiziksel özellik/İncelenecek mekanizma
1 Ayrık çiftler	Bileşen yıldızların kütle, yarıçap, ısıtma ve yoğunlukları; yıldızların gelişiminin denetlenmesi
2 Aktif Kromosferli Çiftler RS CVn, BY Dra ve İlgili dizgeler	Manyetik aktivite, Yıldız lekeleri, Kromosfer ve korona salmaları; Güneş-yıldız bağlantısı
3 Basık yörüngeli çiftler	Eksen dönmesi çalışmaları; yıldız yapıları ve iç yapıları; genel görelilik kuramının testi.
4 Yarı-ayrık dizgeler Algol, W Ser çiftleri	Yıldız ve çift yıldız gelişimi; kütle kaybı ve değişimi; yığılma disklerinin oluşumu
5 Değen dizgeler a) soğuk : W Uma türü dizgeler b) sıcak : AO Cas ve WR çiftleri	Yıldız aktivitesi ve manyetizma; çift yıldız gelişimi; açısal momentum kaybı; çift yıldız birleşmeleri Çift yıldız gelişimi ve dinamiği; etkileşen rüzgarlar; kütle kaybı
6 Değmeye yakın dizgeler V1010 Oph dizgeleri, Ters Algoller	Yıldızların gelişimi; kütle aktarımı ve kaybı; soğuk bileşenli dizgelerde manyetik aktivite
7 ζ Aurigae ve VV Cep dizgeleri	Gelişmiş üst dev yıldızların özellikleri: Gelişmiş yıldızların kütle, yarıçap ve atmosfer yapıları; kütle kaybı miktarları; yığılma işlemleri
8 Kataklizmik değişenler ve Nova-benzeri çiftler	Beyaz cücelerin kütleleri; yığılma ve yığılma diskleri; manyetik frenleme ve rölativistik etkilerle açısal momentum kaybı
9 Nötron yıldızı ve kara-delik bileşenli X-ışın çiftleri	Nötron yıldızlarının özellikleri; yığılma; sıcak plazma ve manyetik alanların fiziği; kara deliklerin varlığı (Cyg X-1, V404 Cyg)
10 Çift atarcılar	Nötron yıldızlarının özelliği; üstnova kalıntıları; çok yoğun madde; genel göreliliğin testi
11 Simbiyotik çiftler (MIII + Wd) uzun dönemli çiftler	Rüzgarla yığılma ve kırmızı devlerden kütle kaybı miktarı, plazma fiziği
12 Baryum ve S-yıldızı çiftleri (soğuk dev+wd) uzun dönemli değişenler	Yıldızların gelişimi; çekirdek birleşmeleri; kütle kaybı ve aktarımı / kimyasal zenginleşme
13 Ortak zarf sonrası çift yıldızlar ; gezegenimsi bulutsuların çift çekirdekleri; V471 Tau	Ortak zarflı gelişim; kütle kaybı/ kimyasal zenginleşme /alt cüceler / beyaz cüceler.

2. TUTULMA BİÇİMİ VE ATMOSFERİK TUTULMALAR

2.1 KENAR KARARMASI VE YILDIZ FOTOSFERLERİ

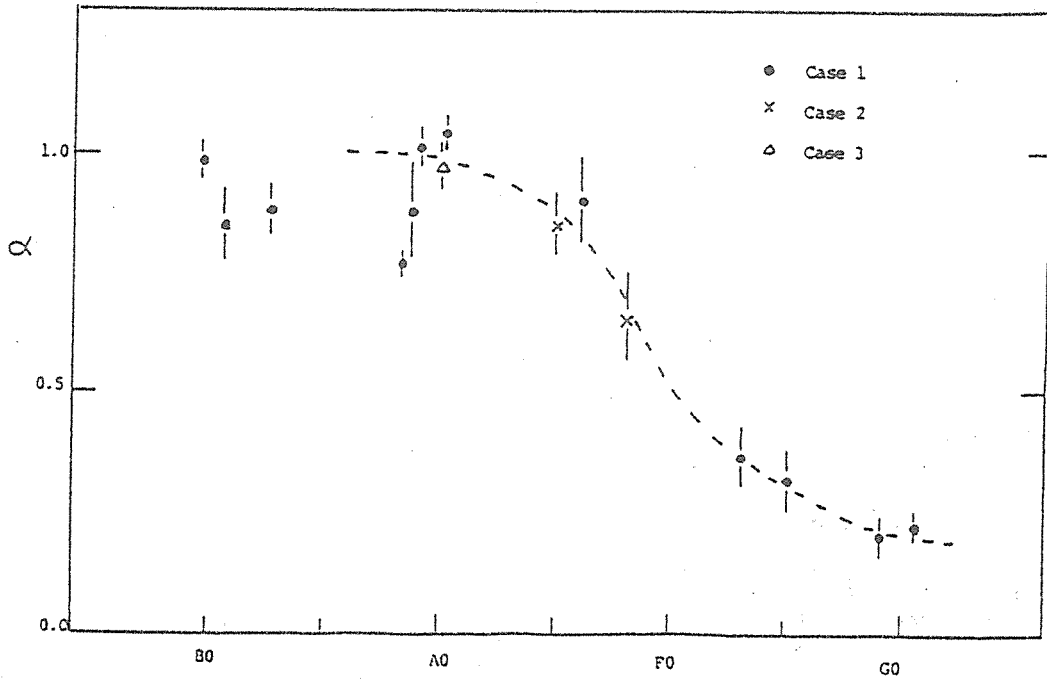
Güneşin fotosferindeki kenar kararmasını inceleyerek fotosferdeki sıcaklık dağılımını bulabiliyoruz. Güneş dışında kenar kararması olayını ancak örten çift yıldızların tutulma eğrilerinin biçiminde görebiliyoruz. Kenar kararmasının doğrudan, duyarlı bir şekilde bulunması ışık eğrilerinin yeterince derin ve tam tutulma olması yanında ışık eğrisinin başka bir nedenle bozulmamış olması gerekmektedir. Bu iki koşulu sağlayan ışık eğrilerinin tutulmalar sırasındaki parlaklık değişiminin analizi bileşen yıldızların görünür diskleri üzerindeki parlaklık dağılımını verir. Kenar kararması, donukluk (κ_λ), kimyasal bolluk (X, Y, Z), elektron basıncı (P_e), sıcaklık (T_e) ve sıcaklık gradiyenti (dT / dr) gibi yıldız fotosferinin fiziksel özelliklerine bağlıdır. Son yıllarda geliştirilen atmosfer modelleri kullanılarak doğrusal ve doğrusal olmayan kenar kararma katsayıları Claret ve Gimenez (1990) tarafından hesaplanmıştır. Elimizde yüksek duyarlıklı ışıkölçümle ışık eğrileri elde edilen çok az yıldız var. Bu ışık eğrilerinden bulunan kenar kararma katsayıları kuramsal değerlerde iyi bir uyuma gösteriyor. Yüksek duyarlıklı çok-bant ışık eğrilerinin elde edilerek çeşitli tayf türlerindeki yıldızlarda kenar kararması ve fotosfer modellerinin denetlenmesi gerekmektedir.

2.2 ÇEKİM KARARMASI: YILDIZLARIN YÜZEYALTI

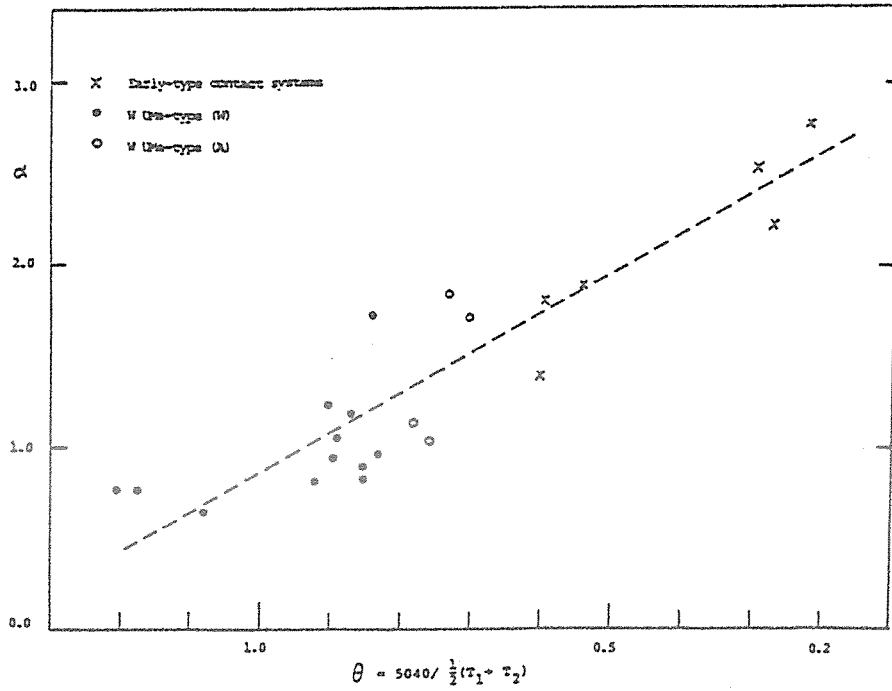
Örten çiftlerin ışık eğrilerinin analiziyle bulunan önemli bir nicelik de küresel yapıları bozulmuş yıldızların çekim kararmasıdır. Çekim kararması, dönme ve karşılıklı çekimle bozulmuş yıldızlarda fotosferaltı katmanları inceleyebileceğimiz gözlemsel tek niceliktir. Yerel çekim ivmesi g olmak üzere yıldız yüzeyinin herhangi bir noktasındaki tümünüm parlaklığı çekimsel kararma yasasına göre $I \propto g^\alpha$ dir. Atmosferlerinde erkenin ışınım ile taşındığı yıldızlar için üssün kuramsal değeri α (ışın) = 1.0 (Zeipel 1924), konvektif yıldızlar içinse α (conv) = 0.3 tür (Lucy ,1967).

Çekim kararmasının en iyi belirtici tutulmalar dışındaki basınlık etkisi olarak bilinen eğrisel parlaklık değişimidir. Ancak tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi gaz akımı, yığılma diskleri ve soğuk bileşenli örten çiftlerdeki lekelerden dolayı oldukça etkilenir. Bu güçlükler karşın 50' ye yakın çiftte çekim kararması hesaplanabilmiştir (Kitamura ve Nakamura 1989; Kitamura 1990). Ayrık çiftlerin anakol yıldızları için elde edilen α değerleri ışınım ve konvektif atmosfer kuramının verdiği değerlerle uyumaktadır (Şekil 6). Öte yandan yarı-ayrık dizgelerde Roche lobunu dolduran bileşenler için hesaplanan değerler $2.25 < \alpha < 9.73$ arasındadır. Sıcak değen dizgelerde çekim kararması yine büyük $1.4 < \alpha < 2.8$, W UMa türü değen dizgelerde ise konvektif zarflardan beklenen değerlerden daha büyük olup $0.65 < \alpha < 2.77$ dir.

Yarı-ayrık dizgelerin Roche lobunu doldurmuş bileşenleri için çekim kararmalarının bu denli yüksek çıkmasına Unno et al. (1988) **kütle kaybı kararması** derken, Kitamura (1990) büyük kütleli bileşene kütle aktarımıyla erke taşınmasından kaynaklandığını önermektedir. Çekim kararmasının böyle büyük değerler alması, bileşenler arasındaki madde akışı ve erke aktarımından mı yoksa W UMa dizgelerindeki manyetik etkinliğin yıldızlardan erke aktarımını değiştirmesinden mi kaynaklanmaktadır? Daha önce de belirttiğimiz gibi çekim kararmasının böyle yüksek çıkması bu yıldızların ışık eğrilerindeki bozulmalardan mı ileri gelmektedir? Çekim kararması problemini çözebilmek için anlaşılan daha çok çalışma gerekmektedir.



Şekil 6. Ayırık yakın çiftlerdeki anakol yıldızları için deneysel olarak bulunan çekimsel kararım üssü.

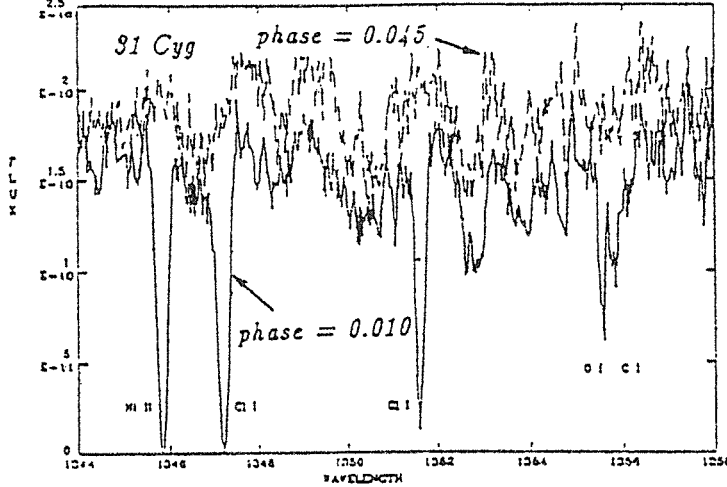


Şekil 7. Değeri dizgeleri için etkin sıcaklıkla çekim kararımı arasındaki ilişki.

2.3 YILDIZ ATMOSFERLERİNİN YAPISI: ATMOSFERİK TUTULMALAR

Soğuk bir bileşen ile sıcak ve küçük bileşenden oluşan örten çiftlerde soğuk yıldızın atmosferinin sıcak yıldızı örtmesiyle onun atmosferine ilişkin önemli bilgiler elde edebiliriz. Atmosferik tutulma gösteren en ünlü dizgeler Zeta Aurigae yıldızlarıdır. Bu dizgeler G-M üst dev yıldızıyla daha küçük O veya B anakol yıldızlarından oluşur (Stencel et al. 1979; Ahmad 1989). M üst dev bileşenlilere VV Cep, F üst dev bileşenlilere de Epsilon Aurigae dizgeleri diyoruz.

Zeta Aurigae yıldızlarında sıcak bileşenin arkadan geçişi sırasında baş minimum öncesi ve sonrasında atmosferik tutulmalar gösterirler. Bu tutulmalar sırasında sıcak yıldızın ışığı soğuk bileşenin atmosferi tarafından soğurulur ve saçılır. Bu da soğuk yıldızın atmosferinden tayfsal belirtiler yanında gözlenen parlaklıkta dalgaboyuna bağlı azalmalar doğurur. Soğuk üst dev ve devlerin atmosfer yapılarını doğrudan inceleme fırsatını ancak Zeta Aurigae yıldızlarıyla elde edebiliyoruz. Görünür bölgede soğuk bileşen baskın iken morötede çok az katkıda bulunur. Dolayısıyla UV de sıcak yıldızın tayfı ile atmosferik tutulmadan kaynaklanan çizgiler görülür. IUE uydusuyla yapılan gözlemler bu yıldızlara ilişkin önemli olduğu kadar şaşırtıcı sonuçlar vermiştir. Soğuk üst dev bileşenlerden çıkan rüzgarların sıcak bileşen tarafından iz şeklinde yönlendirildiği bulunmuştur (Hack ve Stickland, 1987). Schröder (1985, 1990), IUE gözlem verilerini kullanarak üst dev bileşenlerin yoğunluk dağılımını hesaplamıştır. Bu yıldızların IUE gözlemlerinden son yıllarda Ahmad (1989, 1990) tarafından bulunan en önemli bulgulardan birisi de sıcak B yıldızı atmosfer tarafından örtülüyken Cl, CII, NIII ve OI gibi düşük sıcaklıklı dar ve kuvvetli soğurma çizgilerinin ortaya çıkartılmasıdır. Bu çizgiler sıcak bileşenin ışığının soğuk yıldızın kromosferinden geçişi sırasında üretilmektedir. Soğuk yıldızın kromosferinde bu düşük sıcaklıklı çizgilerin görülmesi soğuk kromosferin sıcak B bileşeninin iyonlaşma ışınımından korunduğunu gösterir. Öte yandan, sıcak bileşenin soğuk kromosfer tarafından örtülmeye başlamasıyla, tutulmadan çıkışı sırasında elde edilen IUE tayfları kromosferin bakışık veya tekdüze olmadığını göstermektedir.



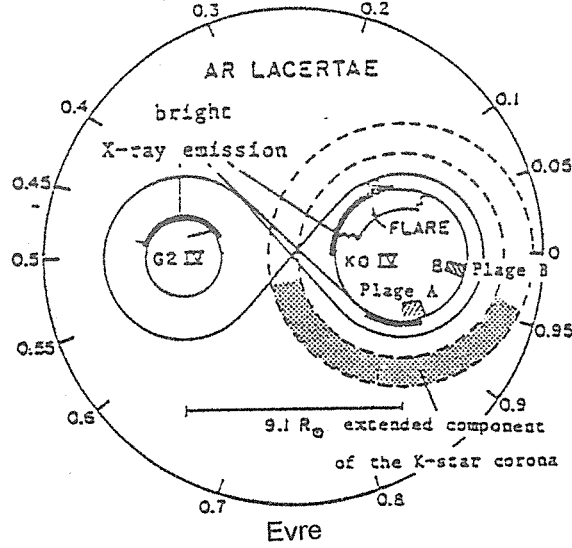
Şekil 8. 31 Cygni'nin 0.010 ve 0.045 evrelerinde alınan tayfları.

2.4 YILDIZ YAPILARININ AYRINTILARI

Yıldız lekeleri, plajlar, fakülalar gibi küçük ölçekli yüzey yapıları yıldızın tutulması sırasında farklı dalgaboyu ve farklı salma ve soğurma çizgilerinde gözlenerek ortaya çıkartılabilir ve kuramla karşılaştırılabilir. Bunun için elbette çok yüksek yaymalı tayflara gereksinim vardır.

Son yıllarda yüzey ve kromosfer yapısının ortaya çıkartılması için üzerinde en fazla çalışılan yıldızlardan birisi AR Lacertae'dir. G2IV ve K0III yıldızlarından oluşan kromosferik olarak aktif bu dizgenin yörünge dönemi 1.98 gündür. Kuvvetli bir X-ışın kaynağı olan dizgenin korona yapısını elde etmek için Walter et al. (1983) tutulmaları kullanmıştır. Rodono (1986) optik ışık eğrilerini analiz ederek lekenin boyutları ve yıldız yüzeyindeki dağılımını ortaya çıkarmıştır. Neff

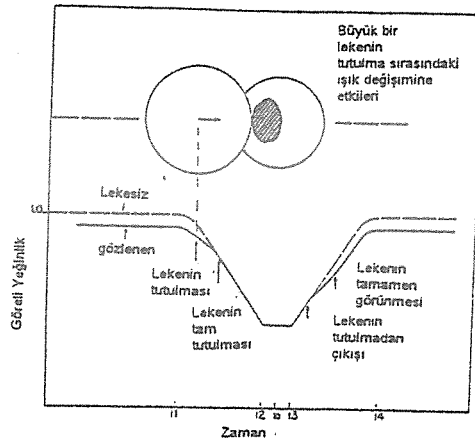
et al. (1989) ve Walter et al. (1990) bir dönem boyunca yüksek yaymalı IUE tayflarını elde ederek Doppler görüntüleme tekniğiyle MgII h ve k salmalarından yıldız yüzeyinde farklı üç salma bölgesinin varlığını ortaya çıkarmışlardır. Bunlardan ikisi KOIII-IV yıldızındaki plaj bölgeleri üçüncüsü de radyo flare'si ile bağlantılı kromosferik salma bölgesidir. Plaj, radyo flare bölgeleri ve iki yıldızın katkılarını ayırabilmek için tutulmalar sırasında elde edilen FUV tayfları kullanılmıştır.



Şekil 9. AR Lac'in her iki bileşeninde lekeler, plajlar ve flare bölgelerinin yerleri.

2.5 YÜKSEK DUYARLIKLILIK İŞIKÖLÇÜM İLE YAKIN ÇİFTLERİN YÜZEY GÖRÜNTÜLERİNİN ORTAYA ÇIKARTILMASI

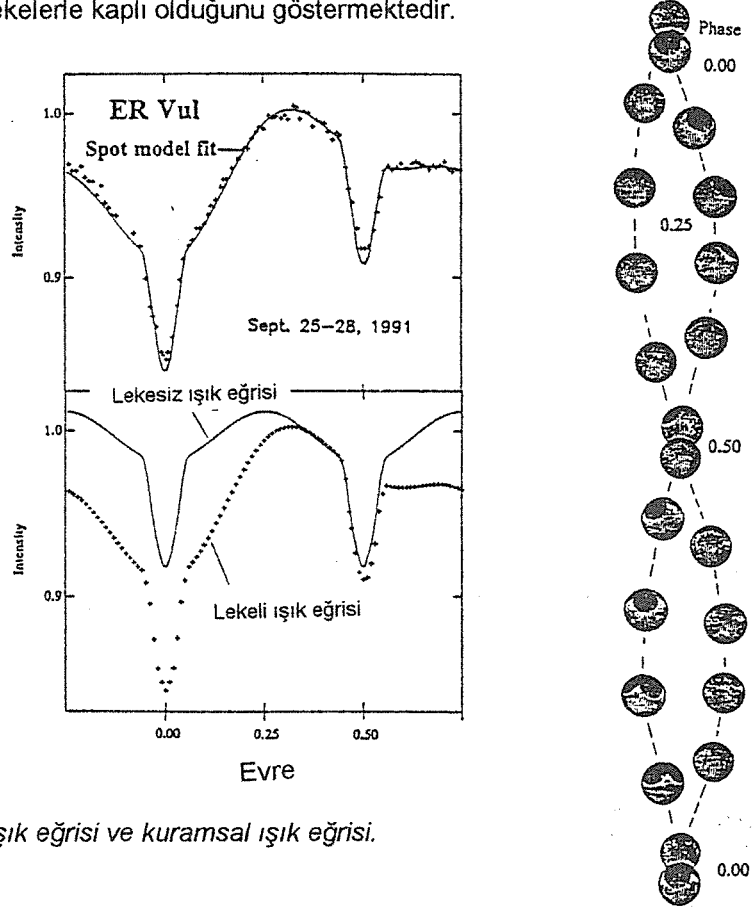
Örten çiftlerin yüksek duyarlılık ışıkölçümüyle elde edilecek ışık eğrilerinden aktif bileşenlerin yüzey düzensizliklerini ortaya çıkarma olanağı vardır. Bu dizgelerde örten yıldız, lekeli yıldızı örten bir örtme diski görevi görür. Örtülen yıldızdaki bir leke tutulmanın inişi ve çıkış kolunun eğiminde değişimler doğurur (Şekil 10.). Yer atmosferindeki düzensizliklerden kaynaklanan değişimleri en aza indirmek için farklı iki gözlem evinden eş zamanlı gözlem yapılmasının büyük yararı vardır. Tutulma-haritalama tekniği X-ışın, UV ve radyo bölgelerinde başarıyla uygulanmasına karşın optik dalgaboylarında ancak RS CVn, AR Lac, SZ Psc ve ER Vul dizgelerinde yapılabilmektedir.



Şekil 10. Büyük ve karanlık bir lekenin tutulma sırasında ışık eğrisinin biçiminde yaptığı etki.

Bu yöntemin uygulanması yıldızda çok sayıda leke olduğunda, hem parlak hem de karanlık bölgelerin aynı anda bulunduğu oldukça güçleşmektedir. Üstelik her ışık eğrisinin ayrı ayrı analiz edilmesi yanılgılı sonuçlar vermektedir. Güvenilir sonuçlara ulaşmak için tutulma verilerinin tutulma dışı ışıkölçüm verileriyle birleştirilmesi ve dizgenin ardışık, uzun zaman dilimine yayılmış ışık eğrilerine gereksinim vardır.

Şekil 11. de kısa dönemli bir RS CVn çifti olan ER Vul'ün gözlenen ışık eğrisiyle model ışık eğrisi gösterilmektedir. 0.698 gün dönemli güneş benzeri G0V + G1V yıldızlardan oluşan dizgede her iki bileşen de aktiftir. Yıldızların güneşten tek farkı 40 kat daha hızlı dönmeleridir. 25-28 Eylül 1991 tarihleri arasında E. Ü. Gözlemevi'nde elde edilen ışık eğrilerinde bozucu etkinin 0.6-0.3 gibi geniş bir aralığı kapsadığı görülmektedir. Yapılan analiz her iki yıldız yüzeyinin de önemli bir bölümünün lekelerle kaplı olduğunu göstermektedir.



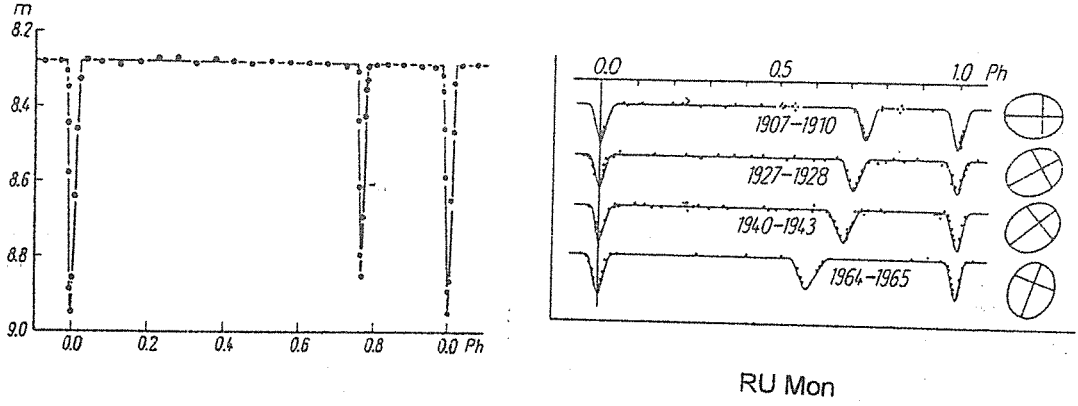
Şekil 11. ER Vul'ün V-ışık eğrisi ve kuramsal ışık eğrisi.

3. ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARLA YILDIZLARIN İÇ YAPILARININ ARAŞTIRILMASI

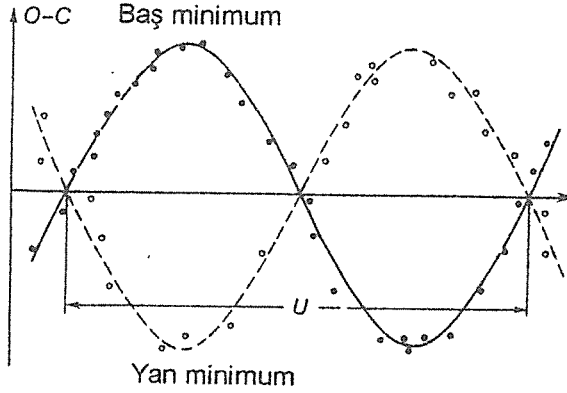
3.1 EKSEN DÖNMESİNDEN İÇ YAPI VE KÜTLE DAĞILIMININ BULUNMASI

Bir yıldız bir çiftin üyesi ise ve basık bir yörüngede dolanıyorsa bu yıldızın içini görme ve kütle dağılımını elde etme olanağı vardır. Bir çifti oluşturan yıldızlar karşılıklı çekim etkisi altında Newton yasasına bağlı olarak dolanıyorsa yörüngenin enberi noktasının boylamı w sabit ya da değişkendir. w 'nın zamanla değişmeme koşulu : cisimlerin kütle nokta olması, Newton çekim yasasına uygun devinmeleri ve iki cisim çekimsel olarak yalıtılmış olmalıdır. Bu koşullardan birisinin sağlanmadığı durumda enberinin boylamı zamanla değişmeye başlar. Yakın çiftlerin birbirine karşılıklı olarak uyguladıkları çekim kuvvetleri ve kendi eksenleri çevresinde dönmelerinden dolayı küresel yapıları bozulur. Çekim ve dönmeden dolayı küresel yapısı bozulmuş bir yıldızın ürettiği klasik dörtlü momentten dolayı eksen dönmesi başlar. Buna genel görelilikten kaynaklanan eksen dönmesi de katkıda bulunur.

Bir çift yıldızın baş ve yan minimum zamanlarının doğrusal bağıntı ile hesaplanan zamanlardan farkları alınarak elde edilen O - C değerleri zamana göre noktalanırsa bir sinüs eğrisi elde edilir. Baş ve yan minimumlara karşılık gelen O - C değerleri zıt evrelidir.



Şekil 12. DI Her'in ışık eğrisi.



Şekil 13. Eksen dönmesinden dolayı O - C değerlerindeki dönemli değişme (RU Mon)

Işık ve dikine hız eğrilerinden yörüngeye ve yıldızlara ilişkin özellikleri duyarlı bir şekilde elde edebilirsek eksen dönmesi döneminden bulacağımız w ile birleştirerek yıldızlardaki kütle dağılımına gidebiliriz. Yıldız içlerindeki kütle dağılımı iç yapı sabiti k_2 ile temsil edilir.

Çiftin yörünge dönemi P , eksen dönme dönemi de U ise enberinin boylamındaki değişme,

$$P / U = \Delta w / 2\pi \quad (3.1)$$

iç yapı sabiti de,

$$k_2 = (P / U) / (c_1 + c_2) \quad (3.2)$$

dir. Burada c_1 ve c_2 bileşenlerin kütle oranı, yörünge dışmerkezliği ve bileşenlerin yarıçaplarına bağlı sabitlerdir. Gözlemsel olarak elde edilen k_2 değeri ile iç yapı modellerinden bulunan

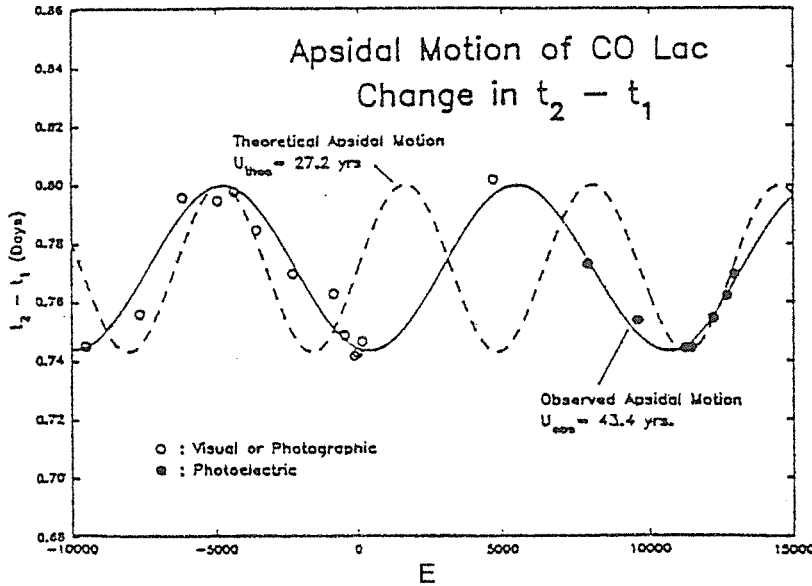
kuramsal k_2 değeri karşılaştırılabilir. Bu da yıldızın kütlesi, yaşı ve kimyasal karışımına bağlıdır. Anadol gelişimini tamamlayan yıldızların iç yapı modelleri kullanılarak k_2 değerleri Claret ve Gimenez (1989) tarafından hesaplanmıştır. k_2 değerleri kütle, yarıçap ($\log g$), kimyasal karışım ve yaşın fonksiyonu olarak verilmiştir. $\rho_c / \rho = \infty$ olan yıldızlar için $k_2 = 0.0$, $\rho_c / \rho = 1$ olan eş yoğunluk dağılımlı yıldızlar için $k_2 = 0.2$ dir. Anadol yıldızları için k_2 değeri 0.005 ile 0.015 arasında değişmektedir.

İç yapı sabitini doğru tayin edebilmemiz için eksen dönmesine genel görelilikten gelen katkıyı çıkarmamız gerekir. Genel görelilikten kaynaklanan eksen dönmesi,

$$U' / P = 1.57 \times 10^5 [A(1-e^2)] / (m_1 + m_2) \quad (3.3)$$

Burada U' relativistik eksen dönmesi, A ise görelî yarı-büyük eksen uzunluğudur.

Eksen dönmesi çalışmalarında gözlemlerle kuram arasında genel olarak iyi bir uyuma vardır. Ancak kimi dizgelerde gözlem ve kuram birbirinden oldukça ayrılmaktadır. Buna en güzel örneklerden birisi 10-kadirden 1.542 gün dönemli CO Lac'tır. Semeniuk (1967) dizgenin eksen dönmesinin dönemini 43.4 ± 0.5 yıl verirken, Wolf (1994) 43.36 ± 0.04 yıl bulmaktadır. Deeney et al. (1991) ışık ve dikine hız eğrilerini analiz ederek iç yapı modellerinden baş yıldız için $k_{21} = 0.0071$ yoldaş yıldız için $k_{22} = 0.0069$ bulmuşlardır. Bu k_2 değerlerini kullanırsak kuramsal eksen dönme dönemi 27.2 yıl çıkmaktadır ki bu değer gözlenenenden %35 daha kısadır. İç yapı sabitini $k_2 = 0.0042$ alırsak gözlenen değere yaklaşıyoruz. Bu da merkezi yoğunlaşmanın kuramdan beklenenden çok fazla olduğunu gösterir.



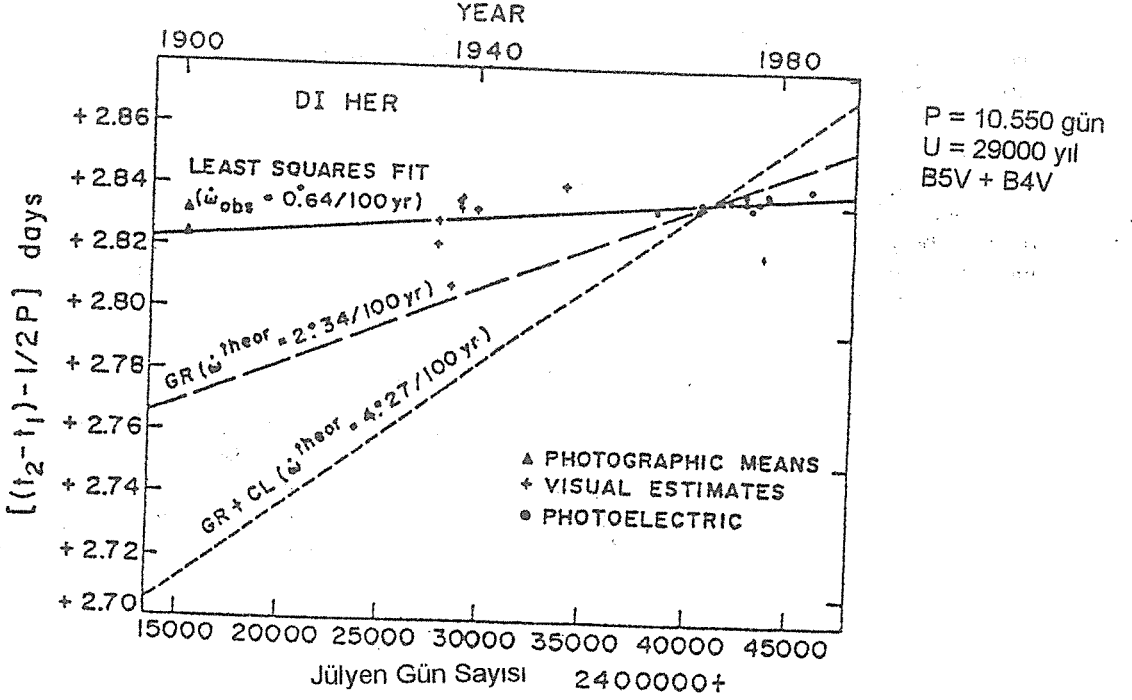
Şekil 14. CO Lac örten çift yıldızında eksen dönmesinin gözlenen ve kuramsal değerlerinin karşılaştırılması.

Örten çift yıldızlardaki eksen dönmesi yalnızca yıldızların iç yapılarına ilişkin bilgi vermekle kalmayıp Genel Görelilik (GG) kuramını da denetleme olanağı sağlar. Son 70 yılda uzay uçuşlarıyla GG kuramında önemli ilerlemeler sağlanmasına karşın bu kuramın yeterince denetlenmediği kimi alanlar bulunmaktadır. Bu denetleme yollarından birisi 1913+16 atarcasının kullanılması olmuştur. GG kuramının uzayda çeşitli yollarla denetlenmesi için NASA bir dizi çalışma başlatmıştır.

Merkür gezegeninin yörünge eksenindeki devinim her ne kadar GG kuramının en duyarlı dinamik testlerinden birisi olsa da son yıllarda bu test örten çiftlerin yörünge devinimleriyle

yapılmaya çalışılmaktadır. Basık yörüngeli örten çiftlerin ışık ve dikine hız eğrilerinin analizi ve minimum zamanları kullanarak eksen dönmesinin klasik $\dot{\omega}_{CL}$ ve genel görelilik $\dot{\omega}_{GG}$ bileşenleri büyük bir duyarlıkla hesaplanabilmektedir. Bu kuramsal değerlerin bileşimi gözlenen eksen dönmesi miktar $\dot{\omega}_{Gözl}$ ile karşılaştırılabilir.

Genel görelilikten kaynaklanan eksen dönmesi, klasik çekimsel bozulma etkisinden büyük ya da eşit olan 10 kadar örten çift yıldız biliyoruz. İşte bu yıldızları kullanarak güneş dizgesindekinden daha kuvvetli çekim alanlarında genel göreliliği denetleyebiliriz. Bunlarda büyük kütleli bileşenleri olan örten çiftlerde gözlenen eksen dönmesi, genel görelilik ve klasik etkilerden beklenenlerden daha küçüktür. Buna örnek olarak DI Her ve AS Cam örten çiftlerini gösterebiliriz (Gunian ve Maloney 1985, 1987; Maloney et al. 1989).



Şekil 15. DI Herculis örten çiftinde eksen dönme miktarları

DI Herculis örten çiftinde kuramsal olarak beklenen eksen dönme miktarı $4.27 / 100$ yıl iken gözlenen değer bunun hemen hemen %15'i kadar olup $0.65 / 100$ yıldır.

4. YAKIN ÇİFTLERDE MANYETİK ETKİNLİK

Konvektif zarflı bir çok soğuk yıldızda fotosferik lekeler, kromosferik salma, korona X-ışın ve radyo salması ve flare etkinliği gibi güneş benzeri manyetik etkinlik belirteçlerinin görüldüğünü biliyoruz. Genel olarak yıldız etkinliğinin yeğlinliği hızlı dönme ve konvektif zarfın derinliğinin arttığı geri tayf türlerine doğru büyümektedir. Güneş benzeri etkinliğin kökeninin Güneş'te diferansiyel dönme yapan konvektif bölgelerde manyetik alanların üretildiği manyetik dinamoya bağlanmaktadır. Güneş etkinliğini açıklamakta manyetik dinamo modeli genel kabul görmesine karşın çok az anlaşılabilir ve bugüne kadar yeterince denetlenmesi yapılmayan bir modeldir (Parker 1981, 1986).

Skumanich (1972) ve Soderblom (1983, 1988) güneş benzeri tek yıldızlar da kromosferik etkinliğin yaşa ve dönme miktarına bağlı olduğunu gösterdiler. Güneş benzeri genç yıldızlar daha hızlı döndüklerinden manyetik etkinlik daha yeğın, güneş gibi yaşlı yıldızlar da yavaş döndüklerinden az yeğın olmalıdır. Güneş benzeri yıldızlarda manyetik etkinliğin azalması

kabaca $\sim t^{-1/2}$ ile orantılıdır. Güneş ve soğuk tek yıldızların yavaşlaması manyetize yıldız nüzgarlarıyla manyetik frenleme sonucu açısal momentum kaybına (AMK) dayandırılmaktadır. AMK'nın yalnızca yıldızların dış katmanlarını mı yoksa çekirdeğe kadar tüm yıldız mı etkilediği tartışmaları sürmektedir (Pinsonneault et al. 1989).

T Tauri ve ankol öncesi çok genç yıldızlar kadar etkinlik gösteren yıldızlar G ile M tayf türü arasında soğuk yıldızları bulandıran yakın çiftlerdir. Bunlara **aktif kromosferli çift yıldızlar diyoruz**. RS CVn, BY Dra, W UMA dizgelerini bu gruba örnek olarak gösterebiliriz. Bu etkin çift yıldızlarda bileşenler karşılıklı çekim etkisi ile çok hızlı dönerler; dönme dönemleri ile yörünge dönemleri hemen hemen eşittir. Bu yıldızlar sakin Güneş'e göre $10^2 - 10^4$ kat daha yeğin X - ışın ışıtmalarına sahiptir ve kuvvetli korona X-ışın kaynaklarıdır. Hemen hepsi ışık eğrilerinde göç dalgaları gösterirler. Göç dalgalarının varlığı bu yıldızların yüzeylerinin %30 - 40 'nın dev soğuk leke veya leke gruplarıyla kaplı olduğu ortaya koyar. Halbuki güneşimizde leke çevriminin maksimumunda bile güneşin ancak 0.002' si lekelerle örtülür. Bunlara ek olarak kromosferik etkinlik gösteren çift yıldızların çoğunluğunda yüksek erkeli flare benzeri olaylar gözlenmiştir (Byrne 1989, Pettersen 1989). Bu flareler güneşte şimdiye değin gözlenen en yeğin flareden daha kuvvetli, $10^{34} - 10^{36}$ erg erkelelidir.

Algol türü çiftlerde ve kataklizmik değişen çiftlerde (CV) de manyetik alana bağlı etkinlik olduğunu biliyoruz. Ancak, bu dizgelerdeki sıcak bileşenler UV ve optik dalgaboylarında çok yeğin olduğundan onları incelemek güçleşmektedir. Üstelik, soğuk bileşenler Roche loblarını doldurduğundan soğuk bileşenden kütle kaybı ve kütle aktarımı da onun ışığında ve tayf çizgilerinde değişimler doğurur. Algol dizgelerindeki soğuk bileşenler tayf türü ve dönme özellikleri bakımından RS CVn yıldızlarına çok benzediğinden aynı düzeyde etkinlik göstermeleri beklenir. Gerçekten, bize yeterince yakın algol dizgelerinin X-ışın ve radyo çalışmaları onların X-ışın ve ısısal olmayan radyo özelliklerinin RS CVn' lere çok benzediklerini ortaya koymuştur (Lestrade 1988, Drake et al. 1989). CV' lerdeki soğuk bileşenlerde derin konvektif zarflı M türü yıldızlar olup karşılıklı çekimden dolayı bir kaç saat dönemli hızlı dönen yıldızlardır. O halde bunlardaki yüzey etkinliğinin daha yüksek olması beklenir. Yüksek düzeydeki bu etkinlik çiftin fiziksel yapısı ve gelişimini etkilemelidir. Ne yazık ki, beyaz cüce ve yığılma disklerinin çok parlak olması nedeniyle bu dizgelerdeki soğuk yıldızları inceleyemiyoruz.

Manyetik etkinlik ve dinamo modellerinin incelenmesinde neden yakın çift yıldızları kullanıyoruz ? Bu sorunun yanıtını şöyle verebiliriz :

1. Konvektif atmosferli bir yıldız bir yakın çiftin üyesi ise karşılıklı çekim ile yıldız kendi eksenini çevresinde yörünge dönemine eşit bir dönemle dönmeye başlar. Bu hızlı dönme yıldızın yaşamı boyunca kuvvetli manyetik etkinlik doğurur. İşte bu nedenle soğuk, eş dönmeli bileşeni olan çift yıldızlar çok etkindir ve bulunmaları da o denli kolaydır. O halde soğuk bileşenli yakın çiftler, kuvvetli kromosfer ve geçiş bölgesi (TR) salma çizgileri, korona, X-ışın ve radyo salmaları, yıldız lekeleri ve flareler gibi dinamo kaynaklı manyetik etkinliklerin incelenmesinde önemli temel bilgiler verebilir.

2. Bir yakın çiftte yıldızın hızlı dönmesini sağlayan çekim kuvveti tek yıldızdaki iç ve yüzey dönmesini değiştirebilir. Çağdaş yıldız dinamo kuramlarında etkinlik çevriminin gelişimi ve manyetik alanların oluşumunda enlemsel ve boylamsal diferansiyel dönmenin önemli rolü olduğunu biliyoruz (Parker 1986; Gilman ve DeLuca 1986). Yakın çiftlerin üyeleri olan yıldızlarda diferansiyel dönmenin yavaşlatılması beklenir. Dolayısıyla karşılıklı çekimin kuvvetli olduğu yakın çift üyeleri dinamo modellerinin testi ve dinamoya diferansiyel dönmenin nasıl yansıdığına incelenmesinde laboratuvar görevi görebilir.

3. Aktif yıldız bir çiftin üyesi ise kütle, yarıçap, ışıma vb. fiziksel özelliklerini biliyoruz. Yıldızın dönme ekseninin yörünge düzlemine dik olacağı varsayımıyla yıldızın dönme ekseninin eğikliği de bellidir.

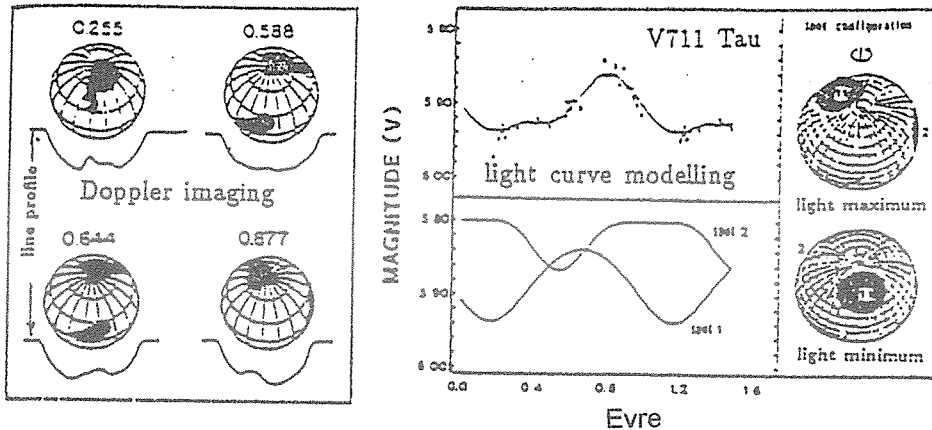
4. Kromosferik aktif yıldız bulunduran örten çiftlerde bileşenlerin karşılıklı olarak birbirini örtmeleri onların yüzey ve atmosfer yapılarını haritalama olanağı sağlar. Tutulma haritalama tekniğinin başarılı olması için UV, optik ve X-ışın çalışmalarının birlikte değerlendirilmesi gerekir (Neff et al. 1989; White et al. 1990).

5. Aktif, soğuk bir bileşenle küçük, sıcak beyaz cüce veya alt cüce bileşenden oluşan örten çiftlerde soğuk yıldızın atmosferini incelemek için sıcak yıldız kullanılabilir. Baş minimum öncesi ve sonrasında sıcak yıldız soğuk yıldızın atmosferinin arkasından geçerken soğuk yıldızın iç korona, geçiş bölgesi ve kromosferi incelenebilir.

4.1 YILDIZ LEKELERİ

Yıldızların yüzeylerinde de güneşteki gibi lekelerin bulunduğu 50 yıl kadar önce ilk kez Kron (1947) tarafından önerilmiş fakat, Hall (1976)'ün yıldız lekelerini kromosferik etkinliğe bağlayan çalışmasına değin üzerinde fazla durulmamıştır. Lekelerin varlığına ilişkin ilk ip ucu geniş band ışık eğrilerinde görülen düşük genlikli sinüs benzeri parlaklık değişimi idi. Bundan sonra bu alanda yapılan yoğun araştırmalar bu yıldızlarda fotosferden 500-1000 K daha soğuk dev, kara lekelerin varlığını ortaya koydu. Leke bölgelerinin yeri, lekelerin sıcaklıkları ve büyüklükleri için önce ışık eğrileri kullanıldı. Işık eğrilerinin modellenmesi çok sayıda serbest değişkene bağlı olduğunda içinden çıkılması zor sorunlar getirdi. Bu sınırlamalara karşın ışık eğrilerinin modellenmesiyle lekelerin sıcaklıkları, alanları, sayıları ve yıldız yüzeyindeki konumlarına ilişkin önemli bilgiler elde edildi. Lekelerin buldukları boylamlar iyi belirlenirken lekelerin enlemleri tam olarak saptanamamıştır. Çünkü enlemin belirlenmesi leke alanı, sıcaklığı ve yıldızın dönme eksenine bakış doğrultusundaki açıya bağlıdır.

Leke bölgelerinin varlığı ve yıldız diski üzerindeki konumunun belirlenmesi Vogt ve Penrod (1983) tarafından geliştirilen Doppler görüntüleme tekniği kullanılarak tayfsal yöntemle araştırılmaya başlanmıştır. Doppler görüntüleme tekniği dönmeden dolayı genişlemiş tayf çizgi kesitlerinde lekelerin oluşturduğu küçük bozulmalara dayanır. Bu yöntemin uygulanabilmesi için yüksek yaymalı ve yüksek sinyal / gürültü oranlı tayf çekerek bir dönem boyunca elde edilmiş verilere gereksinim vardır. Doppler görüntüleme yöntemi enleme çok duyarlı olduğundan ışık eğrilerinin leke modelleriyle birleştirilmesi haritalamayı tamamlamaya yardımcı olur. Leke boyutları ve dağılımları bir kaç hafta içerisinde değiştiğinden tayf ve ışık ölçümünün aynı anda yapılmış olmasında yarar vardır. Ancak, Doppler görüntüleme yöntemi çok az sayıda yıldızda uygulanabilmiştir (Strassmeier 1990,1991). Öte yandan Linsky (1988) ve Strassmeier (1990), Hatzes ve Vogt (1992) eş zamanlı çok-renk ışık eğrileriyle tayfsal Doppler görüntüleme tekniğinin aynı sonuçları verdikleri göstermişlerdir.



Şekil 16. V711 Tau 'nun aktif K2IV bileşeninde Doppler görüntüleme tekniği (Vogt, 1988) ve ışık eğrisi modellenmesiyle (Rodono et al., 1986) elde edilen leke dağılımınının karşılaştırılması. Gözlemler eş zamanlıdır.

Lekelerin özelliklerini ortaya çıkartmak için son yıllarda yüksek sinyal / gürültü oranlı λ 8860 A TiO band tayfı kullanılmaya başlanmıştır (Saar ve Neff 1990). Her üç yöntem de benzer sonuçlar vermektedir. Bu modellemeler yüksek enlemlerde en az iki lekenin bulunduğunu ve yıldızın görünen yüzeyinin %5 'i ile %25 'ini kapladığını ortaya koymaktadır. Lekeler yıldızın ışık küresine göre 500 - 1200 K daha soğuktur.

RS CVn ve BY Dra yıldızlarının çoğunun ışık eğrilerinin genliğinde ve ortalama parlaklıklarında güneş benzeri etkinlik çevrimlerinden kaynaklandığı sanılan uzun süreli değişimler görülür. Değişim çevrimleri genellikle 6-14 yıl arasındadır (Evren 1990; İbanoğlu 1990; Olah 1990). Öte yandan bu dizgelerin kimisinin yörünge dönemleri azalma ve artmayı aynı anda gösterirler. Her iki yönlü bu dönem değişmesini Hall (1990) güneş türü manyetik çevrimlere bağlamaktadır.

Güneşteki diferansiyel dönmenin enleme bağılı olduğunu biliyoruz. Dönme miktarı;

$$\Omega (^{\circ}/\text{gün}) \approx 14.37 - 2.60 \sin^2\phi \quad (4.1)$$

bağıntısıyla verilmektedir (Tang 1981). Güneş' in 11 yıllık etkinlik çevrimi ile 22 yıllık manyetik çevriminin açıklanmasında güneş dinamo modellerinin çoğu diferansiyel dönmeyi anahtar element olarak kullanır. Kısa dönemli RS CVn dizgelerindeki diferansiyel dönme, güneştekinin %10-30 'u kadar aktif, tek anakol yıldızlarıyla λ And 'in yörünge dönemine eşit dönmeyen bileşeninde 5 kat daha fazladır. RS CVn yıldızlarındaki diferansiyel dönmenin bu denli küçük olması çekimle kuvvetli etkileşmeden dolayı diferansiyel dönmenin zayıflatılmasıdır. Öte yandan, Vogt ve Hatzes (1991), UX Ari çiftinde bileşenlerin uçlağlarının eşleklerine göre daha hızlı döndüğünü göstermişlerdir.

RS CVn ve BY Dra yıldızlarının en önemli özelliklerinden birisi de Call H ve K çizgileriyle H_{α} çizgilerinin çok kuvvetli salma olarak görünmesidir. Bu yıldızların kromosfer ve geçiş bölgelerine ilişkin bilgilerimiz şüphesiz IUE uydusuyla artmaya başladı. Soğuk G, K ve M türü yıldızların UV sürekliliği çok zayıf olduğundan MgII h+k λ 2800 gibi kromosferik salma çizgileriyle NV λ 1240, Si IV λ 1400 ve CIV λ 1550 gibi geçiş bölgesinin çok kuvvetli salma çizgileri kolayca incelenebiliyordu. Bu çizgilerin incelenmesiyle yıldız etkinliği yanında kromosfer ve geçiş bölgesinin fizik yapısına ilişkin önemli bilgiler elde ediliyordu.

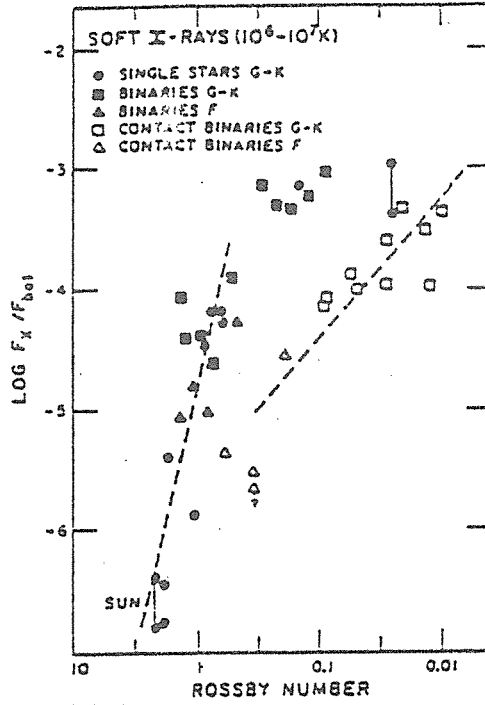
4.2 KORONA X-IŞIN SALMASI VE RADYO SALMALARI

Aktif kromosferli yıldızların yumuşak X-ışın saldıkları (0.1-4.5 keV) ilk kez HEAO-I ile bulunmuş, daha sonra EINSTEIN, EXOSAT, GINGA ve ROSAT ile gözlemleri sürdürülmüştür. Bu gözlemler X-ışın ısıtmalarının yörünge dönemine ve dolayısıyla dönme dönemine bağlı olduğunu göstermiştir. RS CVn yıldızlarının X-ışın ısıtmaları $L_x \approx 10^{29}$ - 10^{31} ergs⁻¹ olup sakin güneşten ($L_x = 2 \times 10^{27}$ ergs⁻¹) 100-10000 kat daha fazladır. Güneş koronasından salınan X-ışınları gibi bu yıldızlarda da X-ışın salmalarının koronada kapalı manyetik loop yapıları içersine sıkıştırılmış 10^7 K sıcaklığındaki sıcak plazmadan kaynaklanmaktadır.

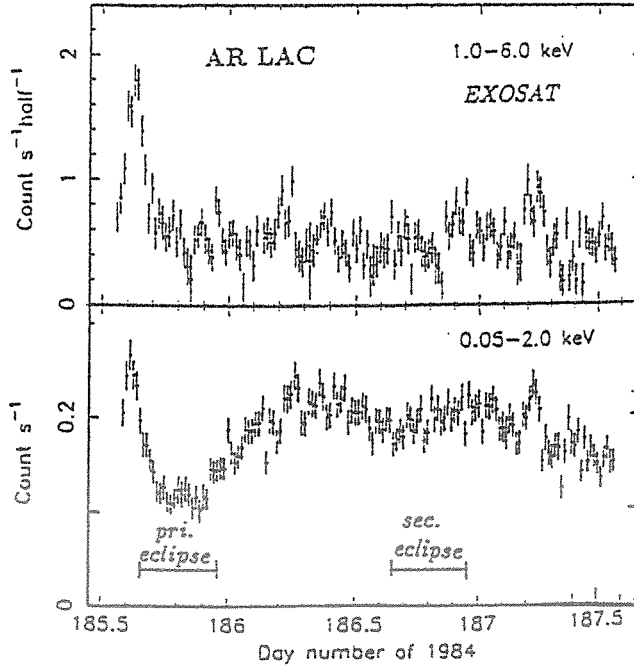
Vilhu (1984) 'dan alınan Şekil 17. aktif yıldızların X-ışın akıları ile Rossby sayısı ($P_{\text{dön}} / \tau_c$) arasındaki ilişkiyi göstermektedir. $R < 0.5$ olduğu hızlı dönen yıldızlarda $\log (F_x / F_{\text{bol}}) = -3.0$ lük en büyük değerine ulaşır. W UMa türü değen dizgeler ise daha az X-ışın akılıdırlar ve farklı bir bağıntı gösterirler.

AR Lac 'in EXOSAT ile elde edilen bir çevrimlik X-ışın gözlemleri düşük erkelerde (<1 keV) baş ve yan minimumlarda X-ışınlarının yoğunluğunda azalmalar gösterirken 1 keV dan daha yüksek erkelerde evreye bağlı bir değişim göstermediği gibi X-ışın tutulmaları da göstermediğini ortaya çıkarmıştır (White et al. 1990). Düşük erkeli bileşen $\approx 7 \times 10^6$ K sıcaklığına

karşılık gelmektedir. Yüksek erkelerde yörüngeye bağlı bir değişimin görülmemesi dizgeyi yüksek sıcaklıklı bir plazmanın sardığını gösterir. Yüksek sıcaklıklı bu korona, boyutları bileşenler arasındaki uzaklığa kadar büyüyeabilen kapalı manyetik yapılarla tuzaklanmış olabilir ve lupların parçalanması sonucu fırlatılan parçacıklarla ısıtılabilir.



Şekil 17.. Normalleştirilmiş X-ışın akıları (F_x / F_{bol}) ile Rossby sayısı arasındaki ilişki (Vilhu 1984).

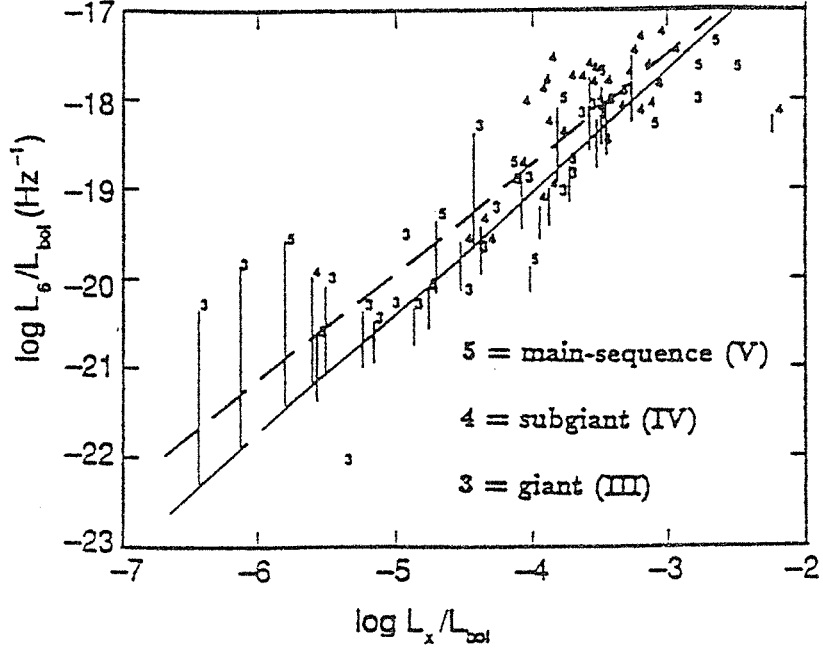


Şekil 18. AR Lac 'ın EXOSAT X-ışın gözlemleri.

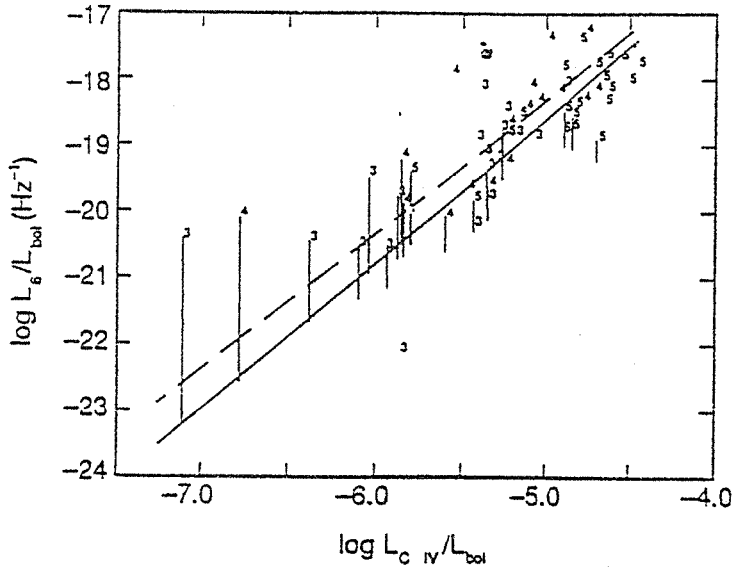
Güneş'imizin radyo salmaları yaptığını çok iyi biliyoruz. Bu salmalar sakin salmalardan radyo patlamalarına değin uzanmaktadır. Santimetre dalgaboylarındaki salmanın koronada bulunan ısısal ve relativistik plazmadaki cirosinkrotron ve ısısal frenleme işlemlerinden kaynaklandığı düşünülmektedir (Morris ve Mutel 1988). Bugüne değin aktif kromosferli 120

yıldızdan ancak yarı 6 cm radyo dalgasında gözlenebilmiştir. Bu yıldızlardaki radyo salmaları güneştekinden kat kat kuvvetli olması yanında kimisinde radyo flareleri de gözlenmiştir (Byrne 1989).

Drake et al. (1989) 6 cm lik radyo ışıtmaları ile aktif bileşenlerin dönme hızları arasında $L_x \approx V_{dön}^{1.0 \pm 0.3}$ şeklinde bir bağıntı bulmuşlardır. Öte yandan, normalleştirilmiş radyo ışıtmaları $L_{6\text{ cm}} / L_{bol}$ ile normalleştirilmiş X-ışın ışıtmaları L_x / L_{bol} arasında $L_{6\text{ cm}} / L_{bol} = (L_x / L_{bol})^{1.4 \pm 0.1}$, normalleştirilmiş CIV $\lambda 1550$ salma çizgisi ışıtmaları L_{CIV} / L_{bol} arasında da $L_{6\text{ cm}} / L_{bol} = (L_{CIV} / L_{bol})^{2.2 \pm 0.3}$ şeklinde bir bağıntı bulmuşlardır. Bu bağıntılar Şekil 19. ve 20. de gösterilmektedir.



Şekil 19. Aktif kromosferli çiftlerde $L_{6\text{ cm}} / L_{bol}$ ile L_x / L_{bol} arasındaki ilişki (Drake et al. 1989).



Şekil 20. BY Dra ve RS CVn yıldızlarında $L_{6\text{ cm}} / L_{bol}$ ile L_{CIV} / L_{bol} arasındaki ilişki (Drake et al. 1989).

Radyo salması, X-ışın ve kromosferik geçiş bölgesi etkinliği arasında yakın bir ilişki olduğu görülmektedir. O halde 6 cm radyo salmaları ile yüksek sıcaklıklı X-ışın salmaları 50×10^6 K lik ısısal elektronlar tarafından üretilmelidir. Bu da radyo salmalarının genişlemiş halo bölgesinde ısısal cirosinkrotrondan kaynaklandığını gösterir. Bu bölgedeki elektron yoğunluğu $N_e \approx 2 \times 10^8 \text{ cm}^{-3}$, ortalama manyetik alan yeğnliği de $B \approx 200$ Gauss olarak hesaplanmıştır.

Manyetik alan yeğnliklerinin doğrudan ölçümü için Saar (1991), Zeeman-genişleme tekniğini geliştirmiştir. Bu teknik bir kaç yıldız uygulanmış olmasına karşın yıldız yüzeyinde hangi bölgede yeğn bir manyetik alanın olduğunu ve toplam yüzeyin ne kadarını kapladığını güzel bir şekilde ortaya koymaktadır. V711 Tau örneğinde bulunan eşlek bölgesindeki $B = 985 \pm 270$ Gauss' luk manyetik bölge yıldız yüzeyinin %18' ini kaplamaktadır. Bu yeğnlik güneş lekelerinin tam gölgelerindeki 1200-1600 Gauss' luk yeğnlikten az, fakat kapladığı alan çok geniştir.

4.3 YAKIN ÇİFTLERDE MANYETİK ETKİNLİĞİN SONUÇLARI: AÇISAL MOMENTUM KAYBI VE MANYETİK FRENLEME

Aktif yıldızlarda yıldız rüzgarlarındaki manyetik dönme momentlerinin açisal momentum kaybına neden olduğu bilinmektedir (Mestel 1968, 1984). Bu mekanizmaya **manyetik frenleme** diyoruz. Rüzgardaki manyetik alanın ürettiği kuvvet momentleri manyetik alanın yeğnliğine, Alfven yarıçapına ve yıldız rüzgarlarının uzaklığına bağlıdır. Manyetik frenleme ile AMK bileşenler arasındaki uzaklığın, dolayısıyla yörünge döneminin kısalmasına neden olur (Huang, 1966). Güneş türü tek yıldızların tersine yörünge dönemi kıaldıkça çift yıldız bileşenleri daha hızlı dönmeye başlarlar. Dönmenin hızlanmasıyla manyetik etkinlik artar. Van't Veer (1979), Vilhu (1982), Guinan ve Bradstreet (1988) tarafından ayrıntılarıyla tartışıldığı gibi güneş benzeri yıldızlardan oluşan ayrık bir dizge açisal momentum kaybı ile kısa dönemli bir değen dizge durumuna gelebilir. Çift kısa dönemli bir değen dizge durumuna geldikten sonra çekimsel ışınım da AMK nin önemli bir kaynağı durumuna gelir. Kısa dönemli ($P < 0.5$ gün) bir yakın çift bu iki kurgunun etkisiyle birleşerek çok hızlı dönen FK Com veya mavi aykırı yıldızlar (blue stragglers) gibi tek yıldızlara dönüşebilir.

W UMa türü dizgelerden 34 'ü üzerine yapılan bir çalışma onların yüksek uzay hızına sahip olduklarını göstermiştir. Buna göre bu dizgeler çok yaşlı disk öbeği yıldızlar olmalıdır. Guinan ve Bradstreet (1988) bu gruptaki yıldızların yaşlarının $(5-10) \times 10^9$ yıl dolayında olduğunu hesaplamışlardır. Yaşlı bir açık yıldız kümesi olan NGC 188 ($t \approx (5-10) \times 10^9$ yıl) de yedi W UMa dizgesinin bulunması (Kaluzny ve Shara 1987) bu düşüncüyü desteklemektedir. Küçük kütleli, başlangıç dönemleri kısa olan yarı ayrık dizgeler AMK ile daha kısa zamanda değen dizge durumuna geçmektedir. O halde bugün gözlediğimiz W UMa dizgelerinin atalarının kısa dönemli BY Dra ve RS CVn yıldızları olduğu söylenebilir.

5. PLAZMA FİZİĞİ: YIĞILMA DİSKLERİ

Etkileşen çift yıldızlar terimi son on yılda sıkça kullanılmaya başlandı. Çift yıldız tanımına göre çekimsel olarak etkileşen iki yıldızdan oluşan bir çiftin üyeleri ortak kütle merkezinde kapalı yörüngelerde dolanmaya zorlandıklarına göre bütün çiftler **etkileşen** çift yıldızlar olmalıdır. Ancak etkileşen çift yıldızlar terimini daha çok her iki bileşenin ve dolayısıyla dizgenin gelişimini önemli ölçüde etkileyen kuvvetli etkileşmeler için kullanıyoruz (Batten ve Wood, 1993).

Yakın çiftlerin çoğunda bileşenlerden en az biri gelişim sırasında kendi eş potansiyel yüzeyini (Roche lobu) doldurabilir. Bu duruma gelen bileşen artık kararsızdır. Böyle dizgelerde

bileşenler arasında madde aktarımı ve dizgeden madde kaybı beklenmelidir (Batten, 1973). Bileşenler arasında madde aktarımının en iyi belirteçleri ışık ve dikine hız eğrilerinde bozulmalar, yörünge dönemlerinde değişimler ve salma çizgilerinde evreye bağlı değişimlerdir.

Bileşenler arasında madde aktarımının varlığı ilk kez Wyse (1934)'nin RW Tau örtin çiftinin tam tutulma evresinde balmer salma çizgilerini gözlemesiyle ortaya çıktı. Daha sonra Joy (1942) tayfsal gözlem verilerini değerlendirerek baş yıldız çevresinde dönen genişlemiş bir gaz halka modelini önerdi. Joy'un halka modeli zamanla disk - benzeri modele dönüştü. Struve (1949), çok sayıda Algol dizgesinde salma çizgileri buldu ve ilk kez yığılma disklerinin daha çok uzun dönemli yıldızlarda oluştuğunu önerdi. CCD ve görüntü tüpleri gibi yeni alıcıların geliştirilmesiyle yığılma disklerine ilişkin bilgilerimiz hızla artmaya başladı. Bugün yüksek yaymalı, yüksek S / N oranlı tafeçerlerle yıldızlararasıdaki çok az maddeyi bile fark edebiliyoruz. NASA' nın 1968 yılında OAO - A2'yi fırlatmasıyla atmosfer dışından moröte gözlemlerine başlanması, etkileşen bir çok örtin çiftin moröte ışık eğrilerinin elde edilmesi yığılma disklerinin nasıl oluştuğunu ve fizik yapılarını anlamamızı kuşkusuz çok kolaylaştırdı.

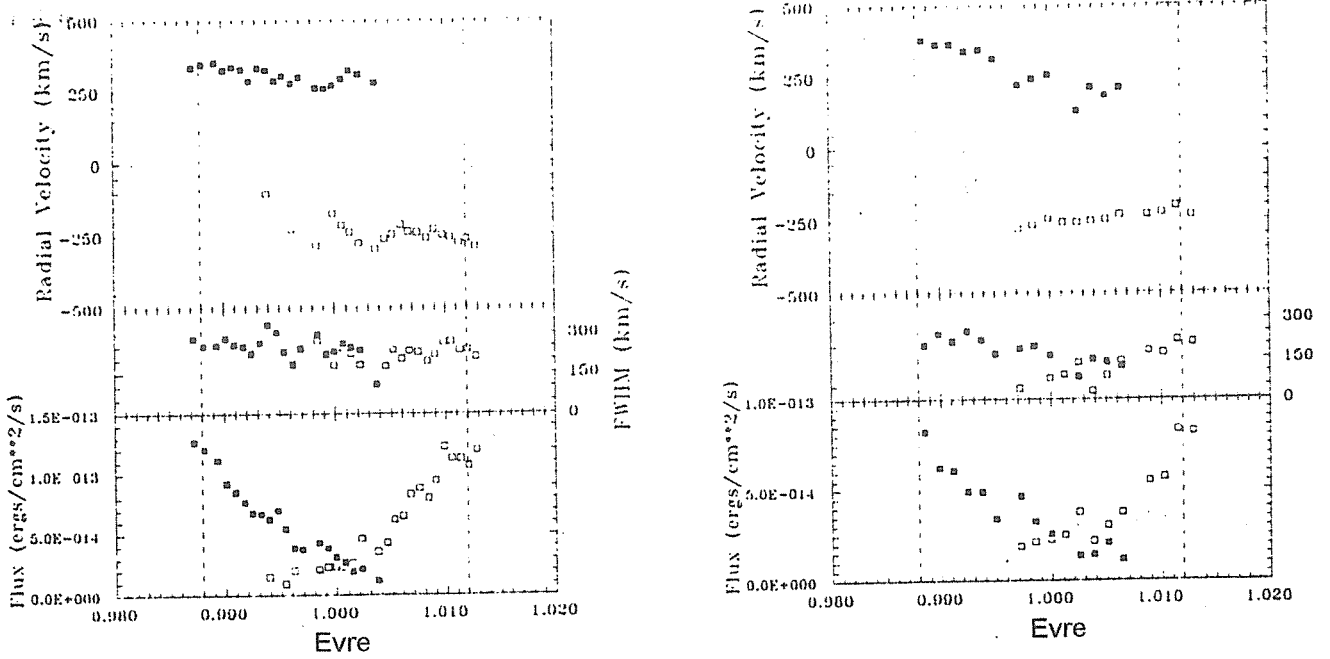
Baş yıldızları kuşatan yığılma disklerinin Roche lobunu dolduran küçük kütleli bileşen tarafından oluşturulduğu bilinmektedir (Pringle 1981; Verbunt 1982). Lagrange L₁ noktasından ayrılan madde kütle alan yıldızla çarpmayacak kadar fazla açısız momentuma sahiptir. Akan madde büyük kütleli yıldız çevresinde yörünge çizmeye başlar. Sürtünme işlemleri dışarıya doğru açısız momentum içeriye doğru kütle yığarak yassı bir disk oluşturur. Hidrostatik dengede olan disk Kepler yörüngesinde dönmeye başlar. Bu diskin oluşum işlemi kütle alan yıldızın kesirsel yarıçapı küçükse olasıdır. Bu da ancak CV ve uzun dönemli Algol dizgelerde olabilir. Bununla birlikte kısa dönemli Algol dizgelerde akan gaz yıldızın arka yüzeyine çarpacaktır. Uzun ve kısa dönemli Algol dizgelerde gözlenen farklı diskleri bu öneri açıklayabilmektedir (Lubow ve Shu 1975). Kısa dönemli Algollerdeki geçici diskler yıldız - akıntı çarpışmasıyla oluşabilir.

Kütle alan sıcak yıldızın soğuk yıldız tarafından örtüldüğü derin baş minimumda sıcak yıldız saran diskin ayrıntılarını görebiliriz. Tutulma başlangıcından sonuna kadar alınan tayflar diskin fizik yapısındaki farklılıklar yanında sıcak yıldız çevresindeki dönme hızlarını da bulmamızı sağlar.

Gaz diskleri üzerine yapılan çalışmaları derleyerek Kaitchuck ve Honeycutt (1982) ile Kaitchuck, Honeycutt ve Schlegel (1985) kütle aktarımı gösteren yıldızları iki gruba ayırdılar. Buna göre $P > 5g$ olan yıldızlarda akan madde baş yıldızın arkasından sürüklenerek kalıcı bir disk oluşturmaktadır. $P < 5g$ olanlarda ise akan gaz baş yıldızla çarpmakta geçici ve kararsız bir disk meydana gelmektedir. Peters (1989)'e göre en çok değişkenlik gösteren dizgeler 5-6 gün dönemli olanlardır. Diskin kalın ya da ince olması kütle aktarım hızına bağlıdır. Yıldız saran diskin ön ucuyla arka ucundan elde edilen çizgi yeğnilikleri farklı olduğu gibi hızlar da farklıdır. Dizgenin öğeleri belliyse salma çizgilerinin görünüp kaybolma zamanlarını kullanarak diskin yarıçapını bulabiliriz. Hesaplanan yarıçaplar genellikle kuşattığı yıldız çapının 1.1 ile 1.7 katıdır ve dairesel yapıda değildir.

Şekil 21' de Kaitchuck (1989) 'un SW Cygni 'nin tayfsal gözlemleriyle elde edilen sonuçlar verilmektedir. Farklı tarihlerde edilen gözlemlere göre diskin dönme hızı Kepler yörünge hareketine uymamakta, yıldızın önündeki parçacıkların hız alanı zamanla tersine dönmektedir. En yüksek dönme hızları diskin en dışında görülmektedir. Dönme hızlarına göre daha geniş çizgi eşdeğer genişliklerinin tüm Balmer salma çizgilerinde görülmesi disk içersinde büyük ölçekli çalkantı devinimlerinin varlığının en iyi belirticidir. Bu yüksek ölçekli çalkantı devinimi kuvvetli bir şok cephesi oluşturarak yüksek mertebeden salma çizgilerini oluşturabilir(Kaitchuck, 1989). Plavec (1983)'e göre U Cep yıldızında yüksek mertebeden iyonlaşmış elementlerin salma çizgilerinden çalkantı hızlarının 100 kms^{-1} dolayında olduğunu hesaplamıştır.

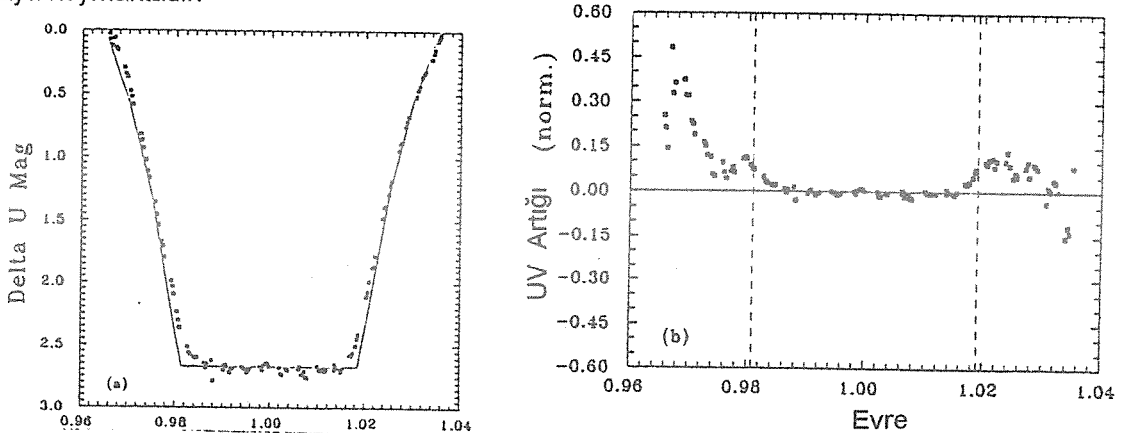
Peters ve Polidan (1984) sıcak çalkantı yığılma bölgesinin (HTAR) kütle alan yıldızın arka yüzeyinde olduğunu göstermişlerdir. Buna karşın, HTAR, geçici diskin optik salma çizgilerini oluşturan bölgeler ve sürekli diskler arasındaki fiziksel ilişkiler henüz tam olarak anlaşılmamıştır.



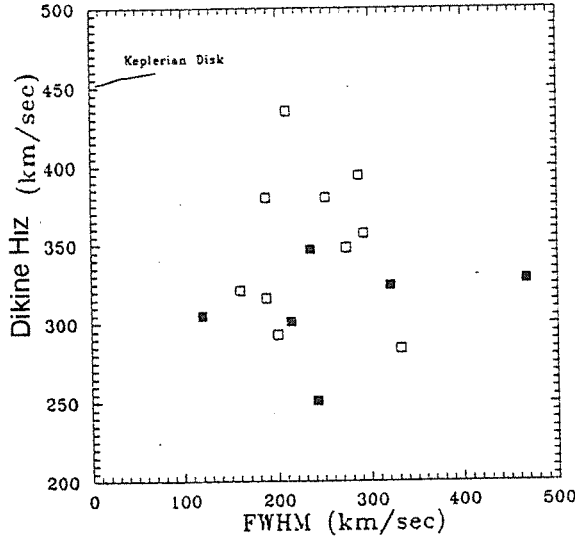
Şekil 21. SW Cygni 'nin 28 Temmuz 1982 ve 17 Ekim 1987 tarihlerinde elde edilen H_{β} salma çizgilerinin hızları, eşdeğer genişlikleri ve akıları. Dolu ve boş semboller kırmızıya ve maviye kaymış Doppler bileşenlerini göstermektedir.

Şekil 21' den de görüldüğü gibi ön diskin dış kısımları daha hızlı dönmektedir. Çizgi akıları da kırmızıya kayan bileşenin ikinci teğetten üçüncü teğete doğru azaldığını, maviye kayan bileşenin ise tutulma ortasından üçüncü teğete kadar düz ya da hızlı değişme gösterdiği görülmektedir.

Olson (1982), U Cep'in on yıllık gözlem verilerinden kütle aktarımı hızlandığında geçici bir sürekli salma diskinin oluştuğunu önermiştir. Tutulma sırasında sürekli ışık fazlalığını Olson, gaz akımıyla yıldızda erke depolanmasına bağlamaktadır. Kaitchuck et al. (1989) 'in eşzamanlı tayf ve UBV ışıkölçümü de sürekli diskin yarıçapını $1.2 R_{\text{pri}}$, salma diskinin de 1.2 ile $1.6 R_{\text{pri}}$ yarıçapında olduğunu ortaya koymuştur. Kimi zaman içten teğet evresinde süreklilik artışı bulunmazken salma çizgisi görülmekte, kimi zaman da bunun tersi olmakta veya her ikisi birden bulunmaktadır. Bu durum, bu iki bölgenin birbirine yakın fiziksel ilişki içerisinde bulunmadığını ortaya koymaktadır.

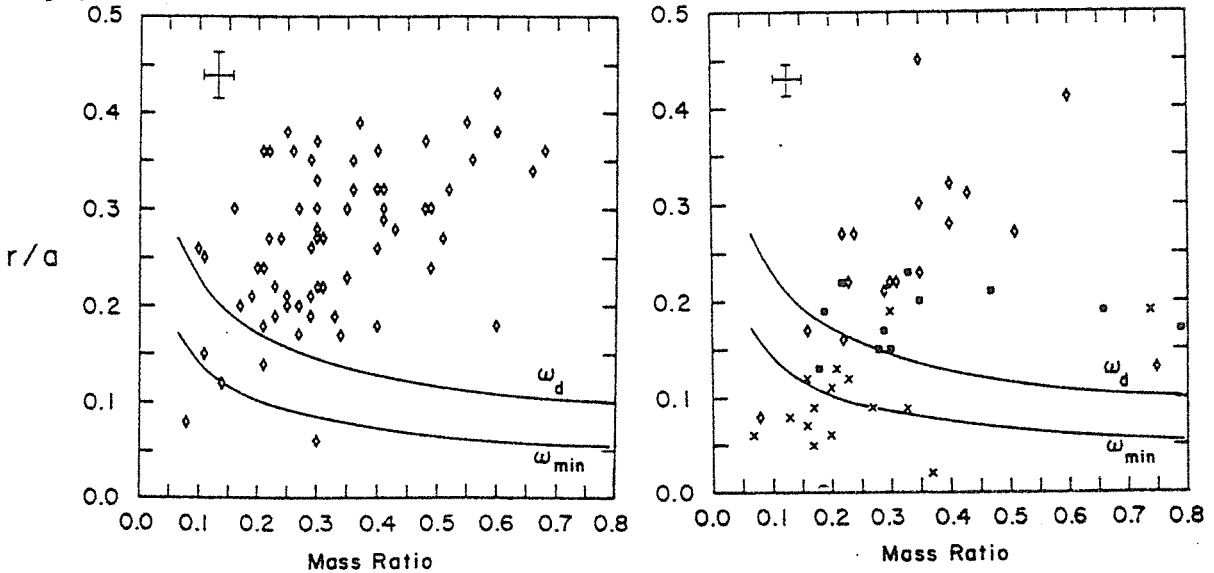


Şekil 22. U Cep 'in U bandındaki tutulma eğrisi ve renk artışı.

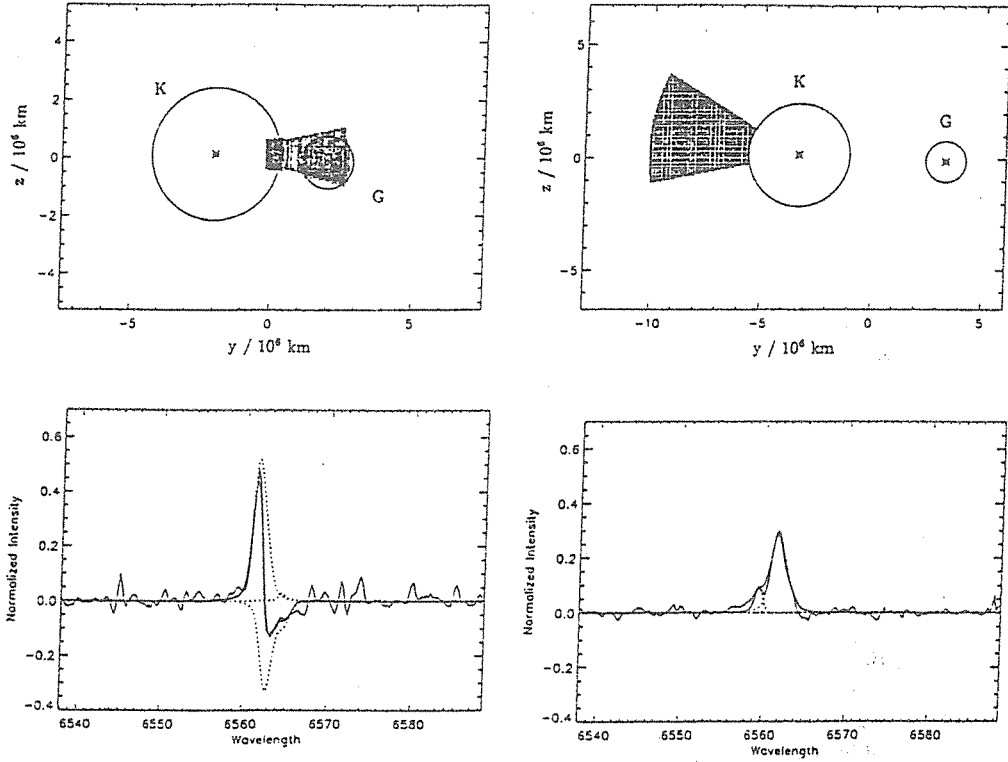


Şekil 23. *U Cep'in baş minimumda salma çizgilerinden elde edilen dikine hızlar ve çizgilerin eşdeğer genişlikleri. Dolu noktalar kırmızıya, boş noktalar da maviye kaymış çizgileri göstermektedir. Kepler yörüngesi de sürekli çizgiyle gösterilmiştir.*

Dönem değişimleri ve ışık eğrilerindeki bozulmalar kısa dönemli Algol dizgelerinin çoğunun kütle aktarım evresinde bulduklarını göstermektedir. O halde neden çok az sayıda yıldız tutulma sırasında salma çizgisi göstermektedir? Bu sorunun yanıtı disk oluşumunun mekaniğinde bulunabilir. Şekil 24., Algol dizgelerinde baş yıldızın kesirsel yarıçapının kütle oranına göre değişimini göstermektedir. Disk belirtisi gözlenemeyen yıldızlar açık, geçici disk gözlenebilenler ise dolu sembollerle gösterilmiştir. Sürekli disk bulunduran yıldızlarda çarpı ile işaretlenmiştir. Bunlar genellikle uzun dönemli, her zaman salma çizgisi gösteren yıldızlardır. Bu şekilde görülen üstteki eğri, Lubow ve Shu (1975) tarafından hesaplanan disk yarıçapı, alttaki ise akıntının kütle alan yıldız ne kadar yaklaşabileceğini göstermektedir. Altteki eğrinin altına düşen dizgelerde kararlı, Kepler yörüngesinde devinen disklerin oluşması beklenmektedir. İki eğri arasında kalan dizgelerde akıntının kalınlığına bağlı olarak bir kısmı sıcak yıldızla çarparken bir kısmı disk oluşturabilir. Üstteki eğrinin üstünde kalan yıldızlarda ise akıntının tamamının yıldızla çarpması beklenmektedir.



Şekil 24. *Kütle kazanan yıldızın kesirsel yarıçapı ile kütle oranı arasındaki ilişki.*



Şekil 25. SS Boo 'nun 9 Nisan 1987 'de 0.953 ve 25 Mayıs 1991 'de 0.923 evrelerindeki H α çizgileri ve fışkıрма modelleri (Hall ve Ramsey, 1994).

Hall ve Ramsey (1994), H α çizgilerinin ince yapılarından RS Cvn yıldızlarının bileşenlerinin Roche loblarını doldurmadan da fışkırmalar şeklinde kütle kaybedebileceklerini göstermişlerdir. Şekil 25 'te SS Boo 'nun hemen hemen aynı evre fakat farklı tarihlerde elde edilen H α çizgi kesitleri ve bunları açıklamak için önerilen fışkıрма modelleri gösterilmektedir. Fışkırmalar 2.15 R $_*$ yarıçapına kadar çıkabilmekte ve aktif yıldızların bu yolla güneş rüzgarıyla kütle kaybının 100 katı dolayında, yaklaşık $10^{-12} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ lık kütle kaybedebilecekleri önerilmektedir.

6. SONUÇLAR

Algol 'un John Goodricke tarafından yeniden bulunmasından bu yana 2 yy 'dan fazla zaman geçti. Bu uzun zaman diliminde bu ilginç cisimler grubunun yapılarını ve davranışlarını iyi kavrayabilecek bir konuma ulaştık. Ancak, daha çözemediğimiz bir çok olay bulunmaktadır. Bunları şöyle özetleyebiliriz :

- 1) Roche modeli bileşenleri birer kütle nokta olarak ele almakta, çekim kuvveti dışındaki ışınım basıncı, manyetik etkiler, konvektif fırlatma, zonklama, dönme gibi henüz tam olarak anlayamadığımız öteki etkileri boşlamaktadır. Öyle anlaşılıyor ki bu etkilerden kaynaklanan kütle kaybı ya da kütle aktarımı, boşlanamayacak kadar büyüktür.
- 2) Etkileşen çift yıldızlarda kütle kaybının kütle aktarımından daha önemli olduğu açığa çıkmaktadır. Düzenli kütle kaybının etkileşen çift yıldızların gelişimini nasıl etkilediği gözlemsel ve kuramsal olarak açıklığa kavuşturulamamıştır.
- 3) Yakın çiftlerin gelişimi başlangıç kütlelerine, başlangıç kütle oranına ve bileşenler arasındaki başlangıç uzaklığına bağlıdır. Ancak kuramla gözlem arasında bire-bir bir ilişki henüz kurulamamıştır.

- 4) Etkileşen çift yıldızlardaki bir çok olayı, yığılma diskleriyle açıklamaya çalışıyoruz. Kuramsal çalışmalar, kütle alan yıldız sıkışık bir cisim ise yığılma diskinin oluşabileceğini gösteriyor. Anadol ve dev bileşenler kütle almaya başladığında bir diskin nasıl oluşabileceği konusu henüz açıklığa kavuşturulabilmiş değildir.
- 5) Manyetik etkinlik, G ve K altdev ya da dev bileşenli yakın çiftlerde en yüksek düzeyine ulaşıyor. Bu, ya konvektif bölgenin derinliği veya düşük yüzey çekimi veya her ikisinden kaynaklanmaktadır. Ancak, Zwaan (1991) 'a göre en büyük etki karşılıklı çekimden gelmektedir. Zwaan, buna *hiperaktiflik* derken Kuijpers (1989) *çift katlanmış etki* demektedir. Bu yıldızların oluşumu ve bundan sonraki gelişimlerinin nasıl olacağı gizemini hala korumaktadır.
- 6) RS Cvn yıldızlarındaki diferansiyel dönme Güneş 'e göre çok az, bazılarında terstir. Aktif yıldızların diferansiyel dönmesi 0.1 - 0.001 iken, Güneş 'te bu değer 0.2 'dir. Diferansiyel dönmenin bu denli az olmasına karşın, aktif çift yıldızların Güneş ve güneş-benzeri yıldızlardaki manyetik etkinliklerin bütün özelliklerini göstermeleri, bu yıldızlarda farklı bir dinamo mekanizmasının mı işlediği sorusunu gündeme getirmektedir. Kimi yıldızlarda uçlak bölgelerinin neden daha hızlı döndüğü anlaşılmalıdır.
- 7) Yörünge dönemlerindeki yan-düzenli artma ve azalmalar Hall (1990) tarafından aktivite çevrimlerine bağlanmaya çalışılmıştır. Ancak, bu düşünce henüz tartışılma aşamasındadır. Bu yıldızlardaki dönem değişimleri, manyetik etkinlik dışında başka olaylardan da mı kaynaklanmaktadır ?
- 8) Aktif yıldızların ışık eğrileri analizi ve Doppler görüntüleme tekniği, bu yıldızlarda en az iki leke grubunun aynı anda bulunduğunu göstermektedir. Bunlar Güneş 'tekinin tersine yüksek enlemlerde ve hatta kimi zaman tam uçlaktalarda yerleşmektedir. Güneş 'te lekelerin ömrü bir kaç ay görünürken, bu yıldızlarda yıl mertebesinde dir. Lekelerin ömürlerini ve konumlarını tam olarak ortaya çıkarabilmek için çok sayıda ardışık olarak elde edilmiş ışık eğrilerinin birlikte analizinin daha güvenilir sonuçlar vereceği açıktır.
- 9) Aktif çift yıldızlarda radyo salmalarının oluşmasında çiftlik etkisinin önemi, yıldız rüzgarları şeklindeki parçacık çarpmaları, kütle aktarım etkilerinin nasıl katkıda bulunduğu tartışmaları sürmektedir.
- 10) LMC 'de CAL87 'nin optik bileşeni 19. kadirde bir örten çifttir (Cowley et al., 1990). X-ışın, tayf ve fotoelektrik ışıkölçüm, 10.6 saat dönemli bu örten çiftin görünmeyen bileşeninin 6 M_{\odot} 'den daha büyük kütleli bir karadelik olduğunu göstermektedir. 1^m.2 derinliğindeki başminimumun, karadelik etrafındaki geniş, parlak diskin örtülmesinden kaynaklandığı sanılmaktadır. CAL87 karadelik bulduran tek örten çifttir. Tutulmaların incelenmesi, karadelik çevresindeki diskin geometrisi ve yapısını ortaya çıkarabilecektir.
- 11) Güneş-benzeri bir yıldız etrafında küçük kütleli bir kahverengi cüce veya bir gezegenin varlığı, ilk kez F9V yıldızı olan HD114762 'nin dikine hız çalışmalarından bulundu (Maze et al., 1990). Görünmeyen bileşenin kütlelerinin 2.5×10^{31} gr (13 M_{Jup}) olduğu ve yörünge dolanımını 84.05 günde bir tamamladığı belirlendi. Kahverengi cüce ya da gezegenlerin varlığını ortaya çıkarmada yörünge eğikliği 90° 'ye çok yakın olan örten çiftleri kullanabiliriz. Otomatik fotoelektrik teleskoplarla (APT) $\pm 0^m.001$ duyarlıkta gözlem yapabildiğimize göre (Young et al., 1990) gezegenin yıldızı örtmesiyle oluşacak parlaklık değişimini kullanarak gezegen varlığını araştırabiliriz.
- 12) Yüksek kuantum etkinliktli CCD dedektörlerinin geliştirilmesiyle yıldız kümeleri ve dış gökadalardaki 15 - 18^m 'den örten çiftlerin çok duyarlıklı ışık ve dikine hız eğrilerini elde etmeye başladık. Ayrıca APT 'lerin Dünya yüzeyine dağıtılması ve ortak bir program hazırlanmasıyla etkileşen çift yıldızların bir dönemlik tam ışık eğrilerinin elde edilmesi olanağı doğdu.
- 13) X-ışın uyduları CV ve X-ışın çiftlerinin yapılarını anlamamıza büyük katkılarda bulundu. ROSAT ve AXAF 'in X-ışın çiftleri ve korona X-ışın kaynakları konusundaki bilgilerimizi daha da ileriye götüreceğini umuyoruz.
- 14) UE fırtılışından bu yana geçen 16 yıl boyunca $\lambda\lambda 1150 - 3200$ dalgaboyu aralığında yaptığı gözlemlerle yakın çiftlerin yapılarını daha iyi anlamamızı sağladı. Hubble Uzay Teleskobu (HST) UV dalgaboylarında etkileşen çift yıldızların yapılarının ortaya çıkartılmasında önemli rol

oynayacaktır. Yüksek S/N oranıyla elde edilen çeşitli çift yıldızların tayfları incelenmeye başlanmış, gökadamız ile LMC ve SMC X-ışın çiftlerinin araştırılması sürmektedir.

15) NASA önümüzdeki bir kaç yıl içerisinde Uluslararası Ay Gözlemevi 'ni kurmayı planlamaktadır. Böyle bir gözlemevinin sağlayacağı üstünlükleri şöyle sıralayabiliriz: atmosfer yok, dolayısıyla tüm elektromanyetik tayfı alma olanağı var; kararlı bir gözlemevi tabanı; yavaş dönme nedeniyle bir kaynağı 14 gün gözleme olanağı. Ancak, böyle bir istasyonun kurulabilmesi için parasal sorun, Ay 'daki yüksek ardalın ışınımı, gündüz/gece çevriminden dolayı bir gözlemevinin kapasitesinin ancak %50 'sinin kullanılması gibi güçlükler de vardır.

Yakın çiftlerde çözümlenemediğimiz olayların kökenine inebilmek için onların yüksek erkeli γ ışınlarından radyo dalgalarına kadar olan tüm dalgaboylarında uzun süreli gözlemlerinin gerektiği ortaya çıkmaktadır. Üstelik bu gözlemlerin eşzamanlı yapılmasında büyük yarar vardır.

KAYNAKLAR:

- Ahmad, I. A. : 1989, Ap. J., 338, 1011.
Ahmad, I. A. : 1990, in 6. Cambridge Workshop on Cool Stars, Stellar Systems and the Sun, p230.
Batten, A. H. :1973, in Binary and Multiple Systems of Stars, (Pergamon Press), p.166.
Batten, A. H., Wood, F. B. : 1993, in the Realm of Interacting Binary Stars, eds. J. Sahade, G. E. Mc Clushey and Y. Kondo (Kluwer: Dordrecht), p.3.
Byrne, P. B. : 1989, in Solar and Stellar Flares, ed. B. M. Haisch and M. Rodono (Kluwer: Dordrecht), p.61.
Claret, A., Gimenez, A.: 1990, AA. 230, 412.
Cowley, A. P., Schmidt, P. C., Crampton, D., Hutchings, J. B. : 1990, Ap.J. 350, 288.
Drake, S. A., Simon, T., Linsky, J. L. : 1989; Ap.J. Suppl. 71, 905
Deeney, B. D., Guinan, E. F., Maloney, F. P., Bradstreet, D. H.: 1991, B.A.A.S., 23, 835.
Evren, S. : 1990, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu (Kluwer:Dordrecht), p.561.
Guinan, E. F.: 1983, in New Frontiers in Binary Star Research, ed. K. C. Leung and I. S. Nha, p. 1, Sci. Conf. Series Vol. 38.
Guinan, E. F., Bradstreet, D. H. : 1988, Information and Evolution of low Mass Stars, ed. A. K. Dupree and M. T. Lago (Reidel : Dordrecht), p.345.
Guinan, E. F., Maloney, F. P. : 1985, A.J., 90, 1519.
Guinan, E. F., Maloney, F. P. : 1987, in New Generation Small Telescopes, eds. D. S. Hayes, D. R. Genet and R. M. Genet (Fairborn : Mesa, AZ), p. 383.
Gilman, P. A., DeLuca, E. E. : 1986, in Physics, Vol.254: Cool Stars, p.163.
Hack, M. Stickland, D. : 1987, in Exploring the Universe with the IUE Satellite, ed. Y. Kondo (Reidel : Dordrecht). p. 445.
Hall, D. S. :1976, in Multiple Periodic Variable Stars, ed. W. S. Fitch (Reidel : Dordrecht), p.287
Hall, D. S. : 1990, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu, (Kluwer : Dordrecht), p.95.
Hall, J. C., Ramsey, L. W. : 1994, A.J. 107, 1149.
Hatzes, A. P., Vogt, S. S. : 1992, M.N.R.A.S. 258, 387.
Hill, G., Hutching, J. B. : 1970, Ap.J. 162, 265.
Huang, S. S. : 1966, Ap.J., 150, 229.
İbanoğlu, C. :1990, in Active Close Binaries, ed. C. İbanoğlu, (Kluwer : Dordrecht), p.515.
Joy, A. H. : 1942, P.A.S.P., 54, 35.
Kaitchuck, R. H. : 1989, in Algols, ed. A. H. Batten (Kluwer: Dordrecht), p51.
Kaitchuck, R. H., Honeycutt, R. K. :1982, P.A.S.P. 94,532.
Kaitchuck, R. H., Honeycutt, R. K., Schlegel, E. M. : 1985, P.A.S.P. 97,1178
Kaluzny, J., Shara, M. M. : 1987, Ap.J. 314, 585.

- Kitamura, M.: 1990, in *Active Close Binaries (NATO - ASI)*, ed. C. İbanoğlu (Kluwer: Dordrecht), p. 69.
- Kitamura, M., Nakamura, Y. : 1989, *Publ. Natl. Astron. Obs., Japan*, 1, 43.
- Kopal, Z. : 1955, *Ann Ap.* 18, 379.
- Krat, T. V. : 1944, *Astr. Zu.* 21, 20.
- Kron, G. E. : 1947, *P.A.S.P.*, 59, 261
- Lestrade, J. F. : 1988, in *The Impact of VLBI on Astrophysics and Geophysics*, ed M. J. Reid and M. J. Moran (IAU Publ.), p.265
- Linsky, J. L. : 1988, in *Multiwavelength Astrophysics*, ed. F. Cordova (Cambridge Univ. Press), p.49.
- Lubow, S. H., Shu, F. H. : 1975, *Ap.J.* 198,383.
- Lucy, L : 1967, *Z. Ap.*, 65, 89.
- Maloney, F. P., Guinan, E. F., Body, P. T. : 1989, *A.J.* 98, 1800.
- Mazeh, T., Latham, D. W., Stefanik, R. P., Torres, G., Wasserman, E. : 1990, in *Active Close Binaries*, ed. C. İbanoğlu (Kluwer : Dordrecht), p267.
- Mestel, L.: 1968, *M.N.R.A.S.*, 138, 359.
- Mestel, L.: 1984, in *Lecture Notes in Physics, Vol.193: Cool Stars, Stellar Systems and the sun*, ed. S. L. Baliunas and L.Hartmann (Spirenger - Verlag : Berlin), p.49.
- Morris, D. H., Mutel, R. L. : 1988, *A.J.* 95, 204.
- Neff, J. E., Walter, F. M., Rodona, M., Linsky, J. L. : 1989, *A.A.*, 215, 79.
- Olah, K. : 1990, in *Active Close Binaries*, ed. C.İbanoğlu, (Kluwer : Dordrect), p.545.
- Olson, E. C. : 1982, *Ap.J.* 259, 702.
- Paczynski, B. : 1967, in *On The Evolution of the Double Stars*, ed. J. Dómmanget, p. 111, *Commun Obs. r. Belgique, Ser. B, No. 17.*
- Parker, E. N. : 1981, *Ap.J.*, 244, 631.
- Parker, E. N. : 1986, in *lecture Notes in Physics, No. 254 Cool Stars, Stellar System and the Sun*, ed. M. Zeilik and D. M. Gibson (Springer - Verlag, NY), p. 341.
- Peters, G. J. : 1989, in *Algols*, IAU Coll. No. 107, ed. A. H. Batten, (Kluwer : Dordrect), p.9.
- Peters, G. J., Polidan, R, S. : 1984, *Ap.J.* 282, 745.
- Petterson, B. R. : 1989, *Solar Physics.* 121,299.
- Pinsonneault, M. H., Kawaler, S. D., Sofia, S., Demargue, P. : 1989, *Ap.J.*, 338, 424.
- Plavec, M. : 1963, *Ap.J.* 275, 251.
- Plavec, M. : 1964, *Bull. Astr. Inst. Csl.* 15, 156.
- Plavec, M. : 1967, in *On the Evolution of Double Stars*, ed. J. Dommanget, p. 83, *Commun. Obs. r. Belgique, Ser. B, No. 17.*
- Pringle, J. E. : 1981, *Ann. Rev. A. Ap.* 19, 137.
- Rodono, M. : 1986, in *Cool Stars, Stellar Systems and the Sun*, eds. J. L. Linsky and R.E. Stencel (Springer - Verlag, NY), p.475.
- Saar, S. H. : 1991, in *The Proc. IAU Coll. 130 : The Sun and Coll Stars - Activites*, No. 3228.
- Sahade, J. : 1960, in *Stellar Atmospheres (Stars and Stellar Systems VI)* ed. J. L. Greenstein, p. 466, Chicago University Press.
- Schröder, K. P. : 1985, *A.A.* 147, 103.
- Schröder, K. P. : 1990, in *Evolution in Astrophysics*, ed. E. J. Rolfe, ESA SP - 310, p.345.
- Semeniuk, I. : 1967, *Acta Astr.*, 17, 245.
- Skumanich, A. : 1972, *Ap. J.*, 171, 565.
- Soderblom, D. R. : 1983, *Ap. J. Suppl.*, 53, 1.
- Soderblom, D. R. : 1988, in *Formation and Evolution of Low Mass Stars*, (NATO - ASI) ed. A. K. Dupree and M. T. Lago (Kluwer : Dordrecht), p.389.
- Stencel, R. E., Kondo, Y., Bemart, A.P., McCluskey, G. E. : 1979, *Ap. J.* 233, 621.
- Strassmeier, K. G. : 1990, *Ap. J.*, 348, 682.
- Strassmeier, K. G. : 1991, in *Robotic Telescopes in the 1990's*, ed. A. Filippenko (A.S.P. Conf. Ser).
- Struve, O. : 1949, *M.N.R.A.S.* 109, 487.
- Struve, O. : 1950, *Stellar Evolution*, Chap. 3, Princeton University Press.
- Unno, W., Kiguchi, M. Kitamura, M. : 1988, *Atmosferic Diagnostic of Stellar Evolution (Proc. IAU Coll. No. 108)*, p.215.

- Van't Veer, F. : 1979, A. A. 80, 287.
- Verbunt, F. : 1982, Sp. Sci. Rev. 32, 379.
- Vilhu, O. : 1982, A.A.109, 17.
- Vilhu, O. : 1984, Proc. 4th European IUE Conf., (ESA SP - 218),239.
- Vogt, S. S. : 1988, in The Impact of Very High S/N Spectroscopy on Stellar Physics,
ed. G. C. De Strobel and M. Spite (Kluwer : Dordrecht), p. 253.
- Vogt, S. S., Hatzes, A. P. : 1991, in The Sun and Cool Stars (Proc. IAU Coll. No. 130), p297.
- Vogt, S. S., Penrod, G. D. : 1983, P.A.S.P., 95, 565.
- Walter, F. M., Gibson, D. M., Basri, G. S. : 1983, Ap. J. 267, 665.
- Walter, F. M., Neff, J. E., Gibson, D. M., Linsky, J. L., Rodono, M., Gary, D. E. and Butler, C. J.:
1990, A.A. 186, 241.
- White, N. E., Shafer, R. A., Horne, K., Parmar, A. N., Culhane, J. L. : 1990, Ap.J. 350, 776.
- Wilson, R. E., Devinney, E. J. : 1971, Ap.J. 166, 605.
- Wolf, K. : 1994, A.A. 286, 875.
- Wood, D. B. : 1969, Bull. Am. Astr. Soc. 1,267.
- Wyse, A. B. : 1934, Lick Obs. Bull. No.17, 42.
- Young, A. T. et al. : 1990, IAPP Comm. No. 39, p5.
- Zeipel, H.: 1924, M.N.R.A.S., 84, 702.

PV Cassiopeiae : EKSEN DÖNMESİ

Varol KESKİN, Cafer İBANOĞLU, Zeynel TUNCA, Serdar EVREN, M. Can AKAN
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Çift yıldızlarda eksen dönmesi üzerine yapılan çalışmaların amacı, özellikle yıldızların iç yapılarının deneysel olarak incelenmesidir. Dış merkezlikli yörüngeleri olan çift yıldızlardaki dinamik tedirginlikler eksen dönmesine neden olmakta ve bunun ne kadar olduğu, minimum zamanları yardımıyla çok duyarlı bir biçimde ölçülebilmektedir. Bir yıldızın bileşenine uyguladığı çekim kuvveti, onun iç yoğunluk dağılımına bağlıdır ve eğer temel çekim parametreleri biliniyorsa, bu konuda önemli bilgiler elde edilebilir. Bu bilgileri elde etmenin yolu, gözlenen eksen dönme oranlarıyla, kuramsal modellerle belirlenen iç yapı katsayılarına bağlı olarak hesaplanan oranları karşılaştırmaktır.

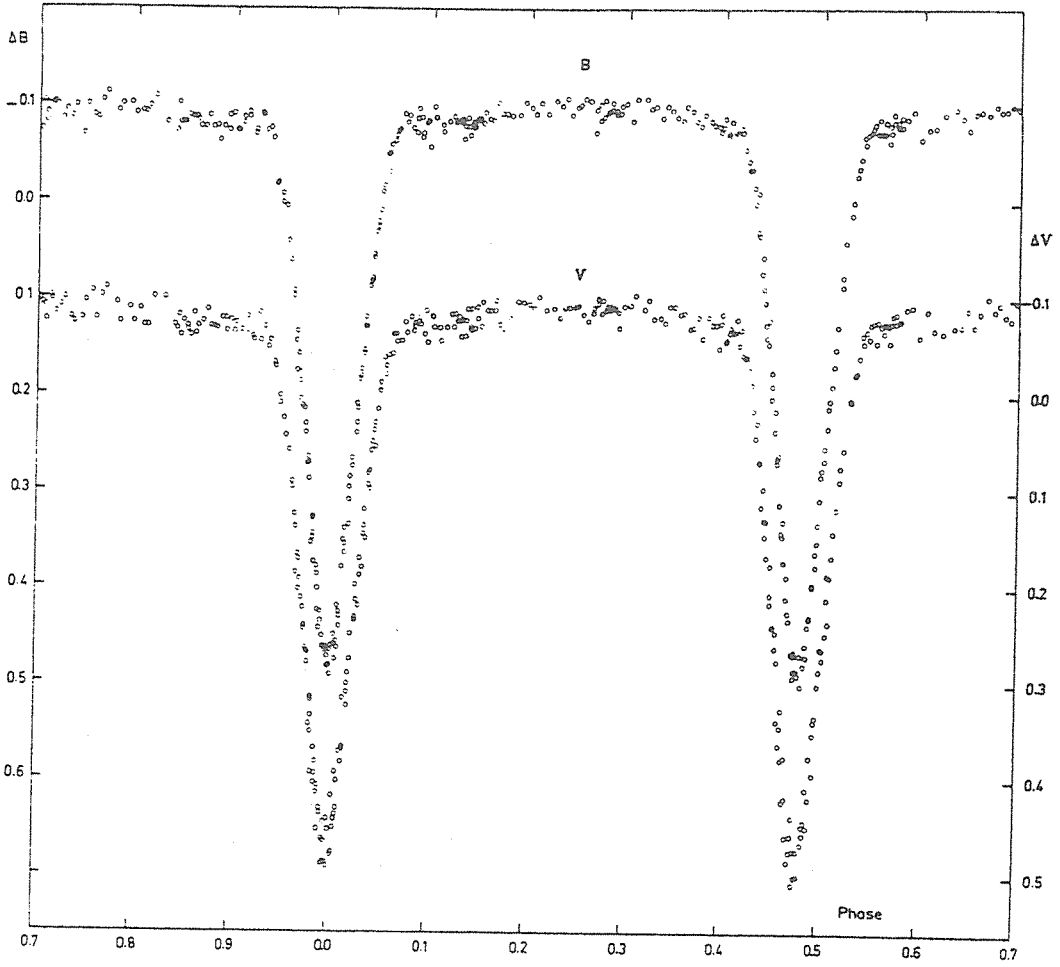
Eksen dönmesine iki katkı vardır : *Klasik katkı* ve *Relativistik katkı*. Eksen dönmesi temel olarak, Newton 'ın çekim yasasından sapmalar nedeniyle ortaya çıkmaktadır. Küresel yapıdaki nokta kütleler, gerçek kepler yörüngeleri oluşturur fakat yakın çiftlerdeki gibi bozulmuş yapıdaki yıldızlar, birer nokta kütle olarak ele alınamaz ve yörünge hareketi ile ilgili hesaplamalarda düzeltme yapmak gerekir. Tüm düzeltmeler yapıldığında, enberi noktasının yeri ile ilgili terim kalmaktadır. Bu da eksen dönmesine neden olabilecek tüm nedenlerin hesaplamalara katılması gerektiğini göstermektedir.

Diğer yandan, toplam eksen dönmesine neden olan klasik katkı da, yıldızların bozulmalarından kaynaklanan iki terim içermektedir : *yakınlık etkileri* ve *dönme nedeniyle basıncılaşma*. Eksen dönmesinin hesaplanmasına ilişkin denklemler, dış merkezlik (e), kütle oranı (q), bileşenlerin görelî yarıçapları (r_g, r_s), bileşenlerin iç yapı sabitleri (her iki bileşen için ortalama k_2) ve dönme hızları (V_1, V_2) cinsinden verilmektedir. Görelî yarıçapları 0.1 den daha küçük olan ayrık çiftlerde eksen dönme oranı, klasik katkının görelî yarıçapının 5. kuvvetinin tersiyle orantılı olması yüzünden, temel olarak relativistik katkı nedeniyle ortaya çıkar. Bu nedenle böylesi örten çift yıldızlar, relativistik katkının test edilmesi açısından çok uygundur. Görelî yarıçapları 0.15 'ten büyük olan yakın çift yıldızlarda ise, klasik katkı daha baskındır (Giménez, 1990).

PV Cas 'ın değişen yıldız olduğu, ilk kez Geyer (1955) tarafından belirlenmiştir. Geyer sistemi Algol türü olarak tanımlamış ve 1958 'de ilk fotoğrafik ışık eğrisini elde ederek dönemini 0.875231 gün olarak belirlemiştir (Geyer, 1958). Daha sonra ilk fotoelektrik ışık eğrisini elde etmiş, fakat ışık eğrisinde yan minimum görülmediğini söylemiştir. Bu ışık eğrisini kullanarak yaptığı analizde bileşenlerin yarıçaplarını, $r_g = 0.455$, $r_s = 0.309$ ve yörünge eğikliğini de $i = 74^\circ$ bulmuştur (Geyer, 1961). Dizge Algol türü olarak sınıflandırılmış olmasına karşın, belirlenen bu yarıçaplar değen dizgelere karşılık gelmektedir. İbanoğlu (1974) ardışık minimumlar arasındaki zaman farkının sabit olmadığını bulmuş, elde ettiği ışık eğrisinde yan minimumun baş minimum ile aynı derinlikte olduğunu fakat 0.480 evrede olduğunu göstermiştir. Işık eğrilerini analiz ederek, bileşenlerin yarıçaplarını $r_g = 0.221$, $r_s = 0.191$ ve yörünge eğikliğini $i = 88^\circ.3$ olarak belirlemiştir. Yan minimumdaki kaymadan, dizgede eksen dönmesi olabileceğini belirtmiştir. Popper (1987) dikine hız eğrisinin çözümünü yapmış ve İbanoğlu (1974) tarafından verilen değerlerle birleştirerek

$$\begin{aligned} M_1 = M_2 &= 2.79 \pm 0.05 & (M_\odot) \\ R_1 = R_2 &= 2.27 \pm 0.05 & (R_\odot) \\ \log g_1 = \log g_2 &= 4.17 \pm 0.02 & (\text{cgs}) \\ \log T_1 = \log T_2 &= 4.00 \pm 0.01 & (\text{K}) \\ a \sin i &= 10.815 \pm 0.064 & (R_\odot) \\ \text{Tayf türü} &= \text{B 9.5 V} + \text{B 9.5 V} \end{aligned}$$

bulmuştur. Giménez ve Margrave (1982) O - C değerlerini kullanarak, eksen dönmesinin döneminin 90 yıl dolayında olduğunu önermiştir. Krzesinski ve ark. (1993), yeni gözlem verilerini de kullanarak eksen dönmesi dönemi için $U = 98 \pm 5$ yıl ve enberi noktasının boylamındaki değişme miktarını da $\omega = 0.0178$ °çevrim olarak buldular. İç yapı sabitini de $k_2 = 0.0034 \pm 0.0003$ olarak hesapladılar.



Şekil 1. B, V ışık eğrileri

1993 yılında 4 tane baş minimum ve 5 tane yan minimum elde edilmiş ve şimdiye değin elde edilen tüm minimum zamanları ile birleştirilerek baş ve yan minimum zamanlarındaki sapmalar yeniden analiz edilmiştir. Her iki minimuma ilişkin zamanlar için birlikte çözüm yapılarak

$$\begin{aligned}
 T_0 &= \text{JD } 24\,40227.3876 \pm 0.0016 \\
 P &= 1.75046978 \pm 0.00000009 \\
 e &= 0.0322 \pm 0.0006 \\
 A &= 0.0181 \pm 0.0007 \text{ } ^\circ/\text{çevrim} \\
 \omega_0 &= 182^\circ \pm 3^\circ \\
 U &= 94.80 \pm 3.51 \text{ yıl}
 \end{aligned}$$

bulunmuştur.

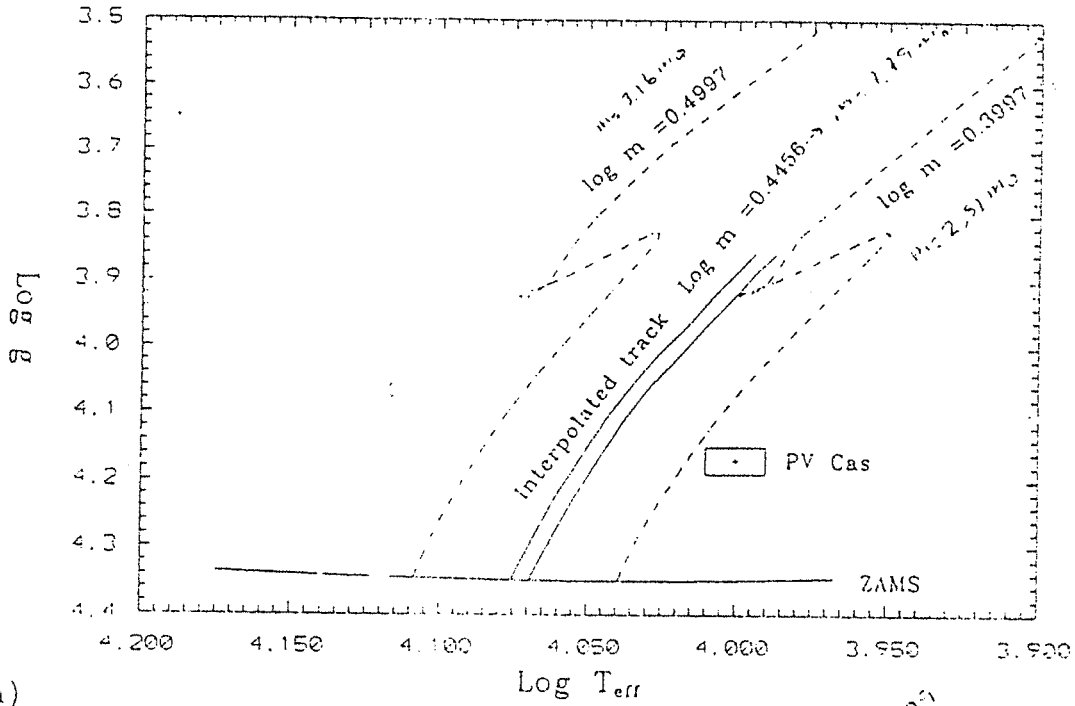
Relativistik eksen dönmesi

$$\frac{U'}{P} = 1.57 \times 10^5 \frac{A(1-e^2)}{m_1 + m_2}$$

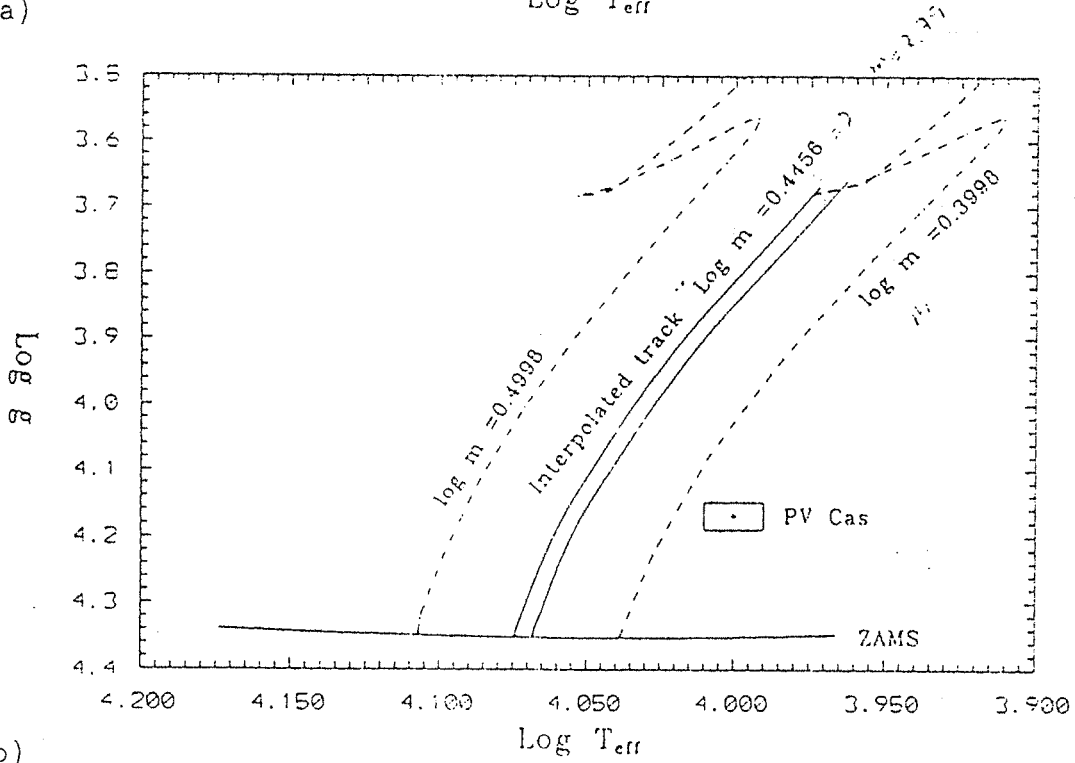
den $U' = 1456.82$ yıl elde edilmektedir. Buna göre $\dot{\omega}_{\text{rel}} = 0.001184$ $^\circ/\text{çevrim}$ dir. $\dot{\omega}_{\text{obs}} = \dot{\omega}_{\text{rel}} + \dot{\omega}_{\text{cl}}$ olduğundan $\dot{\omega}_{\text{cl}} = 0.0170$ $^\circ/\text{çevrim}$. $U = 101.4$ yıl ve k_2 (gözlem) = 0.0060 çıkmaktadır. Halbuki, Claret ve Giménez (1991) 'in gelişim modellerine göre :

konvektif fırlatmasız $k_{2(\text{kuram})} = 0.0050$, konvektif fırlatmalı $k_{2(\text{kuram})} = 0.0049$

bulunmaktadır. Kuramla gözlemi karşılaştırırsak, PV Cas 'in bileşenlerinde kütlelerin merkeze doğru yığılması, kuramdan beklenenden daha azdır. Benzer bir durum, gözlenen $\log g$ ile $\log T$ değerleriyle kuramsal $\log g - \log T$ değerlerinde de ortaya çıkmaktadır. Bileşenler, kuramdan beklenenden daha soğuk görünmektedir. Bunun nedenleri :

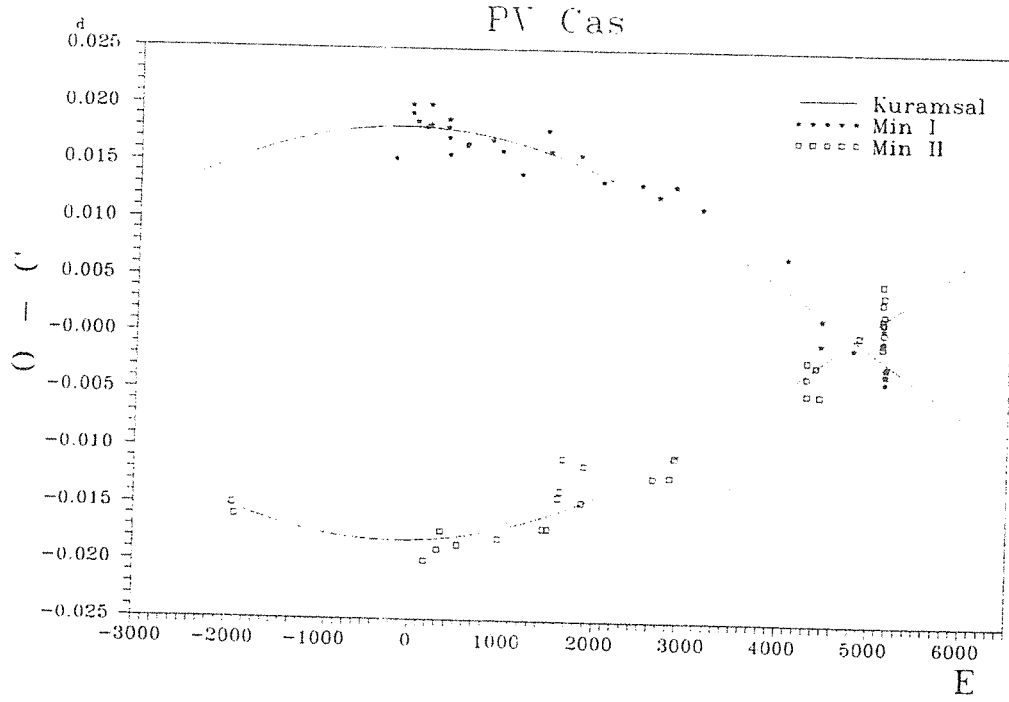


a)



b)

Şekil 2. Krzesinski Fig 2 a ve b



Şekil 3. PV Cas 'ın Min I ve Min II O - C eğrileri.

- a) Kimyasal element bolluğundaki fark
- b) Yıldızların kendi eksenleri çevresindeki hızlı dönme
- c) Kuramsal modellerde yoğunluk dağılımının yanlış alınması
- d) Genel görelilikten gelen katkının çok az olması

olabilir. Bu nedenlerden herbirinin ayrı ayrı araştırılması gerekmektedir.

Kaynaklar :

Claret, A., Giménez, A. : 1991. *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **87**, 507.
 Geyer, E. : 1955, *Kl. Veröffentlich. Bamberg*, No.9.
 Geyer, E. : 1958, *Kl. Veröffentlich. Bamberg*, No.25.
 Geyer, E. : 1961, *Z. Astrophys.*, **51**, 79.
 Giménez, A. : 1990, in *Active Close Binaries*, NATO ASI, ed. C. İbanoğlu,
 (Dordrecht : Kluwer), p.137.
 Giménez, A., Margrave, T. E. : 1982. *Astron. J.*, **87**, 1233.
 İbanoğlu, C. : 1974. *Astron. Astrophys.*, **35**, 483.
 Krzesinski, J., Pajdosz, G., Drozd, M. : 1993. *Astrophys. Space Sci.*, **204**,
 191.
 Popper, D. M. : 1987, *Astron. J.*, **93**, 672.

- ❖ -

44 TAURİ'NİN ZONKLAMA ÖZELLİKLERİ

M.C. Akan

E.Ü. Fen Fak. Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü, Bornova, İzmir

Abstrakt. 44 Tau'nun 1965-1992 yılları arasında elde edilmiş V rengindeki fotoelektrik gözlemleri bir araya getirilerek, Poretti ve ark. (1992)'nin verdiği yedi zonklama modunun genlik değişimi gösterip göstermediğini ortaya koymak amacıyla analiz edilmiştir. Sözkonusu modların frekanslarının da zamanla değişip değişmediği ayrıca araştırılmıştır. Mod belirleme çalışmaları üç tane radyal (temel mod, birinci ve ikinci harmonikler), ve farklı I mertebelerinden radyal olmayan iki tane p_1 ve iki tane de p_2 modlarının varlığını ortaya koymuştur.

1. Giriş

44 Tau'nun değişen bir yıldız olduğu ilk kez Danziger ve Dickens (1967) tarafından bulunmuştur. Bu araştırmacılar ışık değişim dönemi olarak $0^{\circ}.132$ değerini vermişlerdir. 1969-72 yılları arasında yaptığı gözlemlere dayanarak Percy (1973) dönem için $0^{\circ}.1449$ değerini vermiştir. Percy ayrıca genliğin de değiştiğini vurgulamıştır ki bu da ikinci bir dönemin varlığına işaret etmektedir. Periodogram yöntemini (Gray ve Desikachary, 1973) yeni bir yaklaşımla ele alan ve onu elde ettiği fotometrik gözlemlere uygulayan Desikachary (1973) iki ayrı dönem seti elde etmiştir; bunlardan ilki 2.2 günlük batman dönemi oluşturan 0.1342 ve 0.1265 günlük dönemler, ikincisi ise 0.38 günlük batman dönemi oluşturan 0.1449 ve 0.1046 günlük dönemlerdir. Daha sonra iki gecelik fotometrik gözlemlere dayanarak Percy ve McAlary (1974) yukarıda verilen ikinci setin doğruluğuna işaret etmişlerdir. Bu dönemlerin oranı 0.72 dir ve bu da sözkonusu modların radyal olmadığına işaret eder (Fitch ve Szeidl, 1976; Petersen 1978). Öte yandan Morguleff ve ark. (1976) 0.13 gün değerine doğru bir eğilim olmakla birlikte 44 Tau'nun zonklamalarında hiç bir dönemlilik olmadığına işaret etmişlerdir. Wizinowich ve Percy (1979) ise 44 Tau'nun zonklamasının radyal olmayan türden olması için hiç bir belirti olmadığını ve üçüncü bir dönemin varlığı için de kanıt bulunmadığını belirtmişlerdir; bu araştırmacılar ayrıca Morguleff ve ark. (1976)'nın "...44 Tau'nun zonklamasında hiç bir biçimde dönemlilik yoktur" şeklindeki ifadelerinin kesinlikle doğru olamayacağını belirtmişlerdir.

E.Ü. Gözlemevinde yaptıkları orta-band gözlemlere dayanarak Tümer ve ark. (1981) $0^{\circ}.145067 \pm 0^{\circ}.000019$ değerinde bir dönemin varlığına işaret etmişlerdir. İbanoğlu ve ark. (1983) ise ışık eğrisinin genliğinin $0^m.04$ ile $0^m.14$ arasında değiştiğini belirtmişlerdir.

Coca ve ark. (1987)'nin çalışması ise birinci ve ikinci harmonikler için sırasıyla 0.1272 ve 0.1048, ve ayrıca temel mod için ise 0.1627 gün değerinde dönemlerin olduğunu ortaya koymuştur.

Poretti ve ark. (1992) kendi gözlemlerine dayanarak yaptıkları çalışmada değerleri 6.90 c/d ile 11.52 c/d arasında yer alan yedi frekansın bulunduğunu ortaya koymuşlardır. Ayrıca ikinci ve yedinci frekansın genliklerinde zamanla önemli değişimler olduğunu belirtmişlerdir.

Yaptığı fotoelektrik gözlemlere dayanarak Akan (1993) kimi modların genliklerindeki değişimlerin önemli olabileceğini vurgulamıştır.

2. Veri Seti

Analiz için V rengindeki tüm eski gözlem verileri (eski verilerin ayrıntıları için bkz. Poretti ve ark.,1992) toplanmış ve üç uygun bölüme ayrılmıştır. Yeni gözlem verileri de üç ayrı bölüm içerisinde ele alınmıştır. Poretti ve ark. (1992)'de yer alan Şekil 4, 1989-90 gözlemleri dışında, B rengi için modların genliklerindeki değişimleri gösterdiğinden burada yalnızca V rengi için genlik değişimleri incelenmiştir. Burada belirtilmesi gereken bir nokta, gözlem verilerinin bu çalışmadaki gruplandırılması ile Poretti ve ark. (1992)'deki gruplandırılması arasında fark olduğudur. Bunun nedeni elde edilen verilerin B ve V renklerinde eş zamanlı olarak elde edilmemiş olmasıdır. Bu, özellikle eski gözlemler için geçerlidir. Örneğin bu çalışmada 1967 ve 1977-78 yılları için V renginde gözlem verisi yoktur, ancak yukarıda sözü geçen makalede durum böyle değildir. Öte yandan bu çalışmada yer almış olan Park (1994)'a ilişkin gözlem verileri ise Poretti ve ark. (1992)'de yer almamaktadır.

3. Veri Analizi

Veri analizi PERIOD adlı bilgisayar programı (Breger, 1990) yardımıyla yapılmıştır. Delta Scuti yıldızlarında zonklama modlarının genliklerindeki değişimler çeşitli makalelere konu olmuştur. Örneğin Breger ve ark.(1990) 4 CV'n'de genlik değişimleri olduğuna işaret etmişlerdir. Öte yandan Poretti ve ark. (1992) 44 Tau'da yedi zonklama modundan iki tanesinin genliklerinin zamanla değiştiğini bulmuşlardır.

Poretti ve ark. (1992)'nin verdiği frekans ve genliklerin şimdiye kadar verilmiş en duyarlı değerler oldukları kabul edilerek analizlerde giriş değerleri olarak kullanılmışlardır. İlk aşamada frekans değerleri sabit tutularak aşağıdaki bağıntı yardımıyla tüm gözlem verisi guruplarına fit yapılmıştır:

$$m(t) = \text{zeropoint} + \sum a_i \sin(2\pi f_i t + 2\pi \Phi_i)$$

Buna göre 1., 2., 3., 4., 5., 6. ve 7. frekanslar için genliklerin zaman içerisindeki değişimleri sırasıyla 15.8, 19.9, 14.3, 5.2, 8.2, 3.7 ve 14.7 mmag olarak elde edilmiştir. Bu değerler Poretti ve ark. (1992)'nin verdiği, ilgili genliklerin belirlenmesinde söz konusu olan hatalarla karşılaştırıldıklarında, 18-100 kat arasında olmak üzere daha büyüktürler.

İkinci aşamada ise yine tüm gözlem verisi guruplarına bu kez Poretti ve ark. (1992)'nin verdiği frekanslar değişken olacak biçimde fitler yapılmıştır. Sonuçta her bir frekansın değerinin bir veri gurubundan diğerine değiştiği görülmüştür. Bunlar arasında üçüncü ve beşinci frekanslardaki değişim en belirgin olup değişim miktarı 0.0260 c/d den büyüktür. Frekansların değerlerindeki değişim miktarları 1., 2., 3., 4., 5., 6. ve 7. frekanslar için Poretti ve ark. (1992)'da verilen hatalardan sırasıyla 47, 109, 262, 49.5, 88.7, 34.7 ve 14.3 kat daha büyüktürler.

4. Zonklama Modlarının Belirlenmesi

Zonklama modlarının belirlenmesi için ilk önce aşağıdaki denklem yardımıyla her bir moda ilişkin Q zonklama sabitleri hesaplanmıştır:

$$\log Q = -6.454 + \log P + 0.5 \log g + 0.1 M_{bol} + \log T_{eff}$$

Burada g, M_{bol} ve T_{eff} için İbanoglu ve ark. (1983), Poretti ve ark. (1992), Petersen ve Jorgensen (1972) ve Fitch (1981) tarafından verilen değerlerin ortalaması olarak $4732 \pm 937 \text{cms}^{-2}$, 1.44 ± 0.16 ve $7031 \pm 130 \text{K}$ değerleri kullanılmıştır. Q değerleri için hata ± 0.0044 olarak belirlenmiştir. Elde edilen Q değerleri ve Stellingwerf (1979) ile Fitch (1981) tarafından verilen tablolar kullanılarak yapılan mod belirlemesine göre üç tane radyal (temel mod, birinci ve ikinci harmonikler) ve farklı l mertebelerinden radyal olmayan iki tane p₁ ve iki tane de p₂ modlarının varlığı ortaya çıkmıştır.

5. Sonuçlar

44 Tau'nun zonklama özellikleri eldeki V rengindeki gözlemler kullanılarak araştırılmıştır. Yapılan analizlere göre yıldızda var olan zonklama modlarının genlikleri bir gözlem veri gurubundan diğerine birkaç mmag yöresinde farklılıklar göstermektedir. En fazla değişim 19.9, 15.8, 14.7 ve 14.3 mmag ile sırasıyla 2., 1., 7. ve 3. modlarda görülmektedir. 2. ve 7. modların genliklerindeki değişimlerin önemli olduğu daha önce Poretti ve ark. (1992) tarafından da vurgulanmıştır. Ayrıca yapılan fitlerde frekansların değerleri serbest bırakıldığında her bir gözlem veri gurubu için farklı frekans değerleri elde edilmektedir.

Bu aşamada eldeki verilerle daha ayrıntılı sonuçlara ulaşma çabaları erken olabilir. 44 Tau ve aynı zamanda diğer Delta Scuti yıldızlarında görülen karmaşık davranışların daha iyi anlaşılabilmesi için daha fazla gözlem verisine gereksinim olduğu açıktır.

Kaynaklar

- Akan, M.C.: 1993, A&A, 278, 150.
Breger, M.: 1990, Comm. Asteroseismology, 20, 1, Austrian Academy of Sciences, Vienna.
Breger, M., McNamara, B.J., Kerschbaum, F., Huang, L., Shi-yang, J., Zi-he, G., Poretti, E.: 1990, A&A, 231, 56.
Coca, P.L., Rolland, A., Garrido, R., Rodriguez, E.: 1987, Rev. Mex. Astron. Astrofiz., 15, 59.
Danziger, I.J., Dickens, R.J.: 1967, ApJ, 149, 55.
Desikachary, K.: 1973, A&A, 27, 331.
Fitch, W.S.: 1981, ApJ, 249, 218.
Fitch, W.S., Szeidl, B.: 1976, ApJ, 203, 616.
Gray, D.F., Desikachary, K.: 1973, ApJ, 181, 523.
İbanoglu, C., Ertan, A.Y., Tunca, Z., Tümer, O., Evren, S.: 1983,

- Rev. Mex. Astron. Astrofiz., 5, 261.
- Morguleff, N., Rutily, B., Terzan, A.: 1976, A&A, 23, 429.
- Park, Nam-Kyu.: 1994, Private Communication.
- Percy, J.R.: 1973, The Observatory, 93, 81.
- Percy, J.R., McAlary, C.W.: 1974, The Observatory, 94, 225.
- Petersen, J.O.: 1978, A&A, 62, 205.
- Petersen, J.O., Jorgensen, H.E.: 1972, A&A, 17, 367.
- Poretti, E., Mantegazza, L., Riboni, E.: 1992, A&A, 256, 113.
- Stellingwerf, R.F.: 1979, ApJ, 227, 935.
- Tümer, O., Ertan, A.Y., Evren, S., Tunca, Z., Ibanoglu, C.: 1981, Inf. Bull. Var. Stars, No.2028.
- Wizinowich, P., Percy, J.R.: 1979, PASP, 91, 53.

RT Lac ÖRTEN ÇİFTİNDE RENK - IŞITMA ÇELİŞKİLERİ
C. İBANOĞLU, Z. TUNCA, S. EVREN, V. KESKİN, M. C. AKAN
E. Ü. GÖZLEMEVİ, BORNOVA / İZMİR

1. GİRİŞ

RT Lac örten çiftiyıldız RS CVn türü aktif çiftiyıldızlardandır. Her iki bileşeni de Ca II H ve K salma çizgisi gösteren, bozulmuş ışık eğrili, geri tür bileşenlerden oluşan bu dizge aktif kromosferli dizgelerin bir çok özelliğini taşımaktadır. Buna karşın çok farklı kütleli bileşenlerin bulunması onu RS CVn dizgelerinden ayırır.

Milone (1976)'ın yaptığı ilk gözlemler evreye bağlı ve bağımsız kırmızıöte artığı göstermiştir. Gibson ve ark. (1978)'nin radyo gözlemleri RT Lac'ın RS CVn'lerden daha yüksek bir radyo ışırtmasının, Walter ve Bowyer' in (1981)'in X - ışın gözlemleri de çok yüksek yumuşak X - ışın ışırtmasının varlığını göstermiştir. Bileşenlerin ilk tayf türü sınıflaması Joy (1931) tarafından alt dev G9 ve K1 olarak yapılmıştır. Bu sınıflandırmaya göre büyük kütleli bileşen geri tayf türündendir. Daha sonra Milone (1976)'nın yaptığı çalışma da bu sınıflandırmayı doğrulamıştır. Dizgenin ışıkölçümü ise geri tayf türünden, büyük kütleli bileşenin önde olduğu derin, baş minimumda U - B ve B - V renk ölçeklerinin tutulma dışına göre daha ön tayf türünden bir yıldızın varlığını göstermektedir. Huenemoerder ve Borden (1986)'nin aldığı optik ve UV tayflar ise G9 bileşeninin G9 - K0 arasında düştüğünü, K1 bileşeninin ise G8 yöresinde olduğunu ortaya koymuştur. Geri tayf türündeki bileşenin B - V ve moröte ölçeklerinin daha mavi olması bu bileşenin çevresindeki saçıcı bir kabuğun varlığına bağlanmıştır. Daha sonra Ca II H ve Ca II kırmızıöte üçlüsü arası ($\lambda 3900 - \lambda 8500$) ve UV de Huenemoerder (1988) tarafından alınan tayflar tutulmalar dışındaki salma yeğnliliklerinde önemli değişmeler olduğunu göstermiştir. Bu değişmelerin kütle aktarımı ve yığılma diskleri ile açıklanabileceği önerilmiştir. Popper (1991) parlak küçük kütleli yıldız G9 olarak sınıflandırırken büyük kütleli sönük bileşenin tayfının tayf türü tayin edilebilecek kadar belirgin olmadığına işaret etmiştir. Renk ölçeğini kullanarak bu bileşenin G5 tayf türünden olabileceği sonucuna varılmıştır. RT Lac örten çiftinin geniş - band BV ışık ölçümü E. Ü. Gözlemevinde 1978 den bu yana yapılmaktadır. Elde edilen gözlem verileri ve kimi sonuçları daha önce İbanoğlu ve ark. (1980), Tunca ve ark. (1983), Evren ve ark. (1985) ve Evren (1989) tarafından yayınlanmıştır. Bu konuşmada dizgenin ışık eğrisindeki ve dönemindeki değişmeler ile renk ölçeği ve parlaklık değişmelerinden bileşenlerinin tayf türleri ve ışırtma sınıfları için bulunan çelişkili sonuçlar tartışılacaktır.

2. IŞIK EĞRİLERİNDEKİ DEĞİŞMELER

RS CVn türü örten çiftlerin en önemli özelliği ışık eğrilerindeki dalga benzeri bozulmadır. Eaton ve Hall (1979), RT Lac örten çiftinde bu dalga benzeri bozulmanın göç döneminin 9.5 yıl, dalga genliğinin değişim döneminin de 30 yıl yöresinde olduğunu bulmuşlardır. Buna karşın Tunca ve ark. (1983) dalga göçü döneminin 4 yıl yöresinde olduğunu önermişlerdir. Leke çevriminin ise 6 yıl dolayında olduğu da Evren (1985) tarafından bulunmuştur.

Baş minimum ortasındaki parlaklık çevrimli bir değişme göstermekte, 1984 dolayında maksimum değerine ulaşmaktadır. Değişmenin genliği B renginde $0^m.33$, V renginde ise $0^m.29$ dir. Büyük genlikli değişmenin her iki tarafında küçük genlikli iki değişme vardır. Küçük büyük genlikler arasında 5, küçükten küçüğe ise 10 yıllık bir ara vardır. Renk değişimi de benzer bir değişme göstermektedir. Tutulma ortasındaki ortalama renk B - V de $0^m.09$ lik değişme göstermektedir. Yan minimum ortasındaki değişme ise $0^m.1$ in altında kalmaktadır. Birinci ve ikinci maksimumlardaki değişme B renginde $0^m.14$, V de $0^m.11$ dir. Bu değişim de 6 yıllık bir çevrimle yineleniyor gibi görünmektedir. Renk değişiminin genliği ise $0^m.05$ dolayındadır. İkinci maksimumdaki değişme Min I deki değişmeye benzerken birinci maksimumdaki değişme oldukça farklıdır. Dizgenin rengi 12 yıllık bir dönemle $0^m.055$ lik bir değişme göstermektedir.

Baş minimum ortasındaki U-B ve B-V renk ölçekleri tayfsal olarak elde edilen K1 yıldızından daha mavi bir yıldız karşılık gelmektedir. Dizgenin 200 pc uzaklıkta (Perry ve Johnston, 1982) olduğu varsayılırsa B-V rengindeki yıldızlararası kızıllaşma $0^m.05$ dolayında olmalıdır. Yıldızlararası kızıllaşmadan arındırılmış B-V renkleri Min I de $1^m.041$, Max I de $1^m.073$, Min II de $1^m.156$, Max II de $1^m.075$ bulunmuştur. Bileşenlerin anakol yıldızları olduğu varsayılırsa tayf türleri Min I de K0, Min II de K2 elde edilmektedir. Buna göre baş minimumda önde olan büyük kütleli yıldız daha ön tayf türündendir.

3. SONUÇLAR

Optik bölgede elde edilen tayflarda büyük kütleli bileşenin sürekli ve çizgi tayfı tayf türü belirlenebilecek kadar kuvvetli değildir. UV de elde edilen tayflar da kimi karmaşıklıklar göstermektedir. Min I deki ortalama parlaklık 1984 yılında en büyük değerine ulaşmaktadır. 1984 yılı ışık eğrilerinin kaba bir çözümü büyük kütleli yıldızın kesirsel yarıçapının 0.23, küçük kütlelinin de 0.29 dolayında olduğunu göstermektedir. Popper (1991) tarafından verilen 0.63 ve $1.57 M_{\odot}$ kütlelerini kullanırsak küçük kütleli bileşenin kritik Roche lobunu doldurduğunu görüyoruz. Dolayısıyla RT Lac küçük kütleli büyük kütleli bileşene kütle aktaran klasik bir Algol dizgesidir. Kütle aktarımı gösteren yıldızlar için Lubow ve Shu (1975) tarafından geliştirilen modele göre RT Lac disk oluşturmakta olan yıldızlar bölgesinde yer almaktadır. Birinci maksimumda görülen bozulmaların çoğu da bu kütle aktarımından kaynaklanmaktadır. Büyük kütleli bileşenin tayf türünün belirlenmesindeki güçlükler de yine bir bölümü ona çarpan, bir bölümü de onun çevresinde disk oluşturan maddeden ileri gelmektedir.

KAYNAKLAR:

- Eaton, C.A., Hall, D.S.:1979, Ap.J.227,907.
Evren, S., Tunca, Z., İbanoğlu, C., Tümer, O.:1985, Ap. S.S., 108,388.
Evren, S.:1989, Ap. S.S., 161,303.
Gibson, D.M., Owen, F.N., Hjellming, R.M.:1978, P.A.S.P., 90,751.
Huenemoerder, D.P., Barden, S.C.:1986, A.J., 91,508.
Huenemoerder, D.P.:1988, P.A.S.P., 100,600.
İbanoğlu, C., Kuruoğlu, M., Tümer, O., Evren, S., Tunca, Z., Ertan, A.Y.:
1980, A.P.S.S., 72,61.
Joy, A.H.:1931, Ap.J., 74,101.
Lubow, S.H., Shu, F.H.:1975, Ap.J., 198,383.
Milone, E.F.:1976, Ap.J. Suppl., 31,93.
Perry, C.L., Johnston, L.:1982, Ap.J. Suppl., 50,451.
Popper, D.M.:1991, A.J., 101,220.
Tunca, Z., İbanoğlu, C., Tümer, O., Ertan, A.Y., Evren, S.:1983, Ap. S.S.,

HIZLI DÖNEN F YILDIZLARI

Osman Demircan

Ankara Üniversitesi Gözlemevi ve Astronomi ve uzay Bilimleri Bölümü
06100 Tandoğan/Ankara

Özet: Hızlı dönem bir grup F yıldızı, geç tür yıldızların oluşturduğu dönme-etkinlik bağıntısına uymamaktadır. Bu yıldızlar, RS CVn türü çift yıldız bileşenleri gibi hızlı döndükleri halde onlara göre (değen çift yıldız bileşenleri gibi) çok düşük magnetik etkinlik göstermektedir. Bu yıldızların dönme-etkinlik diyagramlarındaki konumları onların değen çift yıldızlarla ilişkili olabileceğini göstermektedir.

Konvektif atmosfere sahip soğuk yıldızlarda dönmenin magnetik alan tarafından kontrol edildiği, yıldızların magnetik frenlemeyle zaman içinde yavaşladığı ve sonuç olarak soğuk yıldızlarda dönme hızının yaşa bağlı olduğu Skumenich (1972) yasası olarak iyi bilinmektedir. Konvektif katmanları ince olan F-yıldızlarının dönme-etkinlik bağıntısına uymadıkları, değen çift yıldız bileşenleri gibi düşük magnetik etkinlik gösterdikleri de iyi bilinmektedir (Pallavicini vd. 1981, Walter ve Linsky 1986). Düşükte olsa magnetik etkinlik gösteren F-yıldızları da diğer soğuk yıldızlar gibi yıldız rüzgarıyla momentum kaybetmeli ve magnetik alan tarafından frenlenerek zaman içinde yavaşlamalıdır. Genelde F yıldızlarının bu kurala uyduğu da iyi bilinmektedir (Gray 1988). Fakat pek genç olmadığı halde beklenenden fazla magnetik etkinlik gösteren ve buna rağmen hızlı dönen henüz yavaşlamamış F-yıldızları vardır. Hızlı dönen F yıldızları (HDFY) dediğimiz bu yıldızların neden yukarıda açıklanan dönme yasasına uymadıkları henüz bilinmemektedir. β Cas, 47 Oph, HR 2740, θ Peg, α Tri, ψ^3 Psc, HR 8191, HR 3991, ρ Psc, w Psc bu tür yıldızlardandır. Bu yıldızlar için literatürden toplanan magnetik etkinlik belirteçleri çizelge 'de verilmiştir. Çizelgede R sembolü bolometrik değerlere normalize edilmiş magnetik etkinlik belirteçleridir. Bu çizelgede karşılaştırma amacıyla F-türü değen çift yıldızlarına ve RS CVn çift yıldızlarına ilişkin etkinlik değerleride verilmiştir. Bu çizelge yardımıyla oluşturulan Şekil 1 hızlı dönen bu yıldızların farklı tür yıldızlarla beraber dönme-etkinlik diyagramlarında konumlarını göstermektedir. Şeki 1'de sağdan sola x, CIV ve CII normalize akıları sırasıyla korona, geçiş bölgesi ve kromosfer etkinlik belirteci olarak ele alınmıştır. Şekilde etkinlik evriminin sağ üstten sol alta olduğu bilindiği için HDFY'nın bir şekilde F-türü değen çift yıldızlardan evrimleşmiş olabileceği düşünülmüştür. Bu yıldızları daha iyi tanıyabilmek için yürütülen bir çalışmada (Demircan vd. 1994) yıldız tayflarında kısa süreli akı ve dikine hız değişimleri saptanmış, bazıları için de atmosferik katmanlaşma belirtileri

görülmüştür. HDFY'nın F-türü değen çift yıldızlarla ilişkili olabileceği düşüncesiyle salt parametreleri iyi bilinen yirmi F-türü değen çift yıldız için ortalama dönme hızı $v.\text{sini} = 160 \pm 18$ km/s ve ortalama yörünge eğimi $i = 76^\circ \pm 7^\circ$ bulundu. $i < 30^\circ$ olması halinde $v.\text{sini} < 70$ km/s olacaktır. HDFY için $v.\text{sini}$ değeri de 50-100 km/s arasındadır. Bu bize HDFY'nın çok eğik yörüngeli değen çift yıldızlar olabileceğini düşündürmektedir. Çok eğik yörüngeli değen çift yıldızlarda bileşenler magnetik frenleme sonucu iç içe girmişse bileşenlere ilişkin tayf çizgileri ayrı ayrı görülemez ve yörünge eğimi nedeniyle dikine hız bileşenleri çok küçük olacağından önemli dikine hız değişimi saptanamaz. Bu amaç için yürütülen çizgi profili modellemeleri (Furluga 1994) HDFY'nın eğik yörüngeli değen çift yıldız olmaları için yörünge eğimlerinin çok küçük ($i \ll 30^\circ$) olmaları gerektiğini ortaya koymuştur.

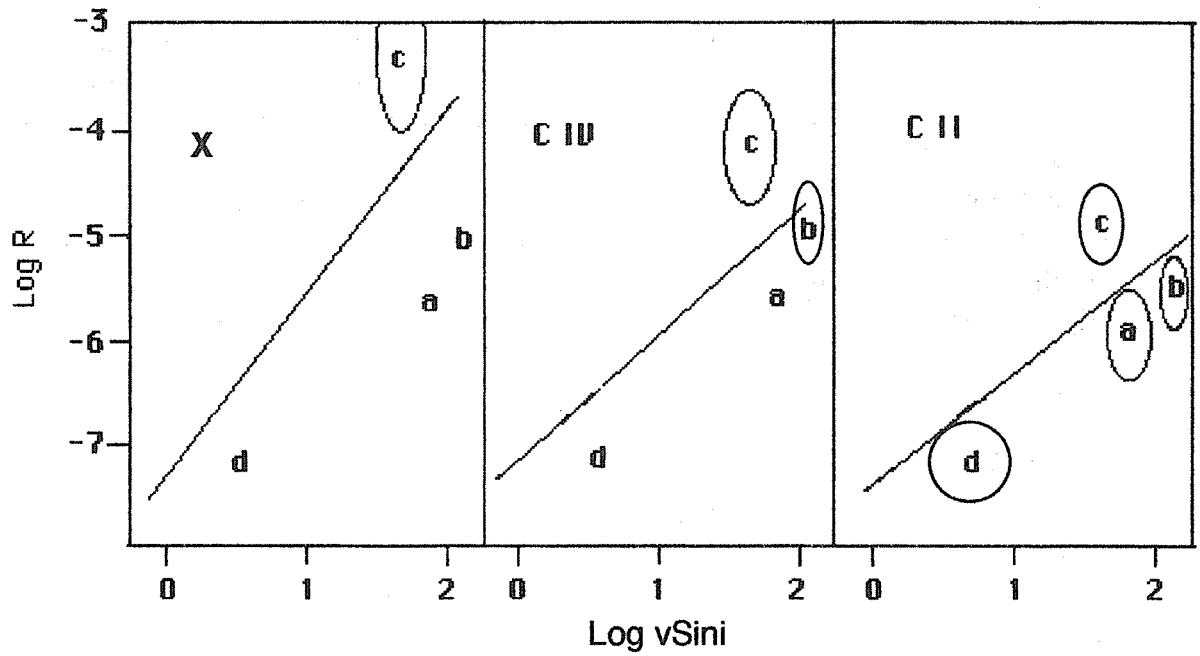
Magnetik etkinlik gösteren yıldızların fotosferlerinde oluşan leke ve benzeri yapıların dönme sonucu fotometrik ve tayfsal gözlemlerde kendilerini gösterdikleri bilinmektedir (bkz örneğin Strassmeier vd 1989). Bu tür etkilerin dönemi gün ve hafta uzunluğunda, genlikleri de birkaç onda bir kadar mertebesinde olmaktadır. Demircan vd. (1994) nin yörettiğü fotometrik ve tayfsal çalışmalarda belkide gözlemlerin düzgün dağılması nedeniyle HDFY'nda beklenen bu tür önemli değişimler saptanamamıştır.

Ayrık çift yıldızların magnetik frenlemenin varlığıyla ortak zarf evrimi sonucu değen çift yıldızlara bunların da hızlı dönen tek yıldızlara dönüşebildikleri bilinmektedir. (bkz. Iben ve Livio 1993, Demircan 1992) HDFY'nın gözlemsel özelliklerini başka türlü yorumlamak mümkün olmamaktadır. Bu yıldızların değen çift yıldızlardan evrimleşmiş (veya evrimleşmekte) olmaları gerekmektedir. Bu yönde gözlemsel kanıtların artırılması için HDFY daha düzenli ve daha uzun süre gözlenmelidir.

Kaynaklar

- Skumenich A., 1972, ApJ, 171, 265,
Pallavicini R., Golub L., Rosner R., Vaiana G.S., Ayres T., Linsky J.L.,
1981, ApJ. 248,279.
Walter F.M., Linsky J.L.,1986, Eight yr. of UV astronomy with IUE.
ESASP-233. Gray D.F. ,1988, FGK stars, ps-9.
Demircan O.,1992 Yakın Çift Yıldızların Açısal Mmomentum Evrimi,
VII.Ulusal Astronomi toplantısı.
Furluga S.,1994,Özel görüşme.
Demircan O., Furluga S., Hack M., Yılmaz N., Engin S., Ekmekçi F.,
Aydın C., Derman E., 1994, yayında.
Strassmeier K.G., Hall D.S., Boyd L.J., Genet R.M.,1989,ApJ S. 69 , 141.
Iben I., Livio M.,1993,PASP 105, 1373.

HR No.	fO1	fCII	fCIV	R(O1)	R(CII)	R(CIV)	R _x
21	26.1(27)	29.5(29)	56.4(31)	7.34	8.2	15.7	3.3
339	4.9(11)	3.3(11)	9.3(11)	28.8	19.3	55.3	22.0
413	-	2.9(1)	8.7(1)	-	14.4	43.3	91.2
544	21.6(4)	38.2(4)	72.0(4)	17.8	31.5	59.4	48.8
2740	3.5(1)	5.1(1)	12.9(1)	7.5	11.0	27.8	9.1
3991	1.5(1)	2.4(3)	4.0(3)	6.9	10.2	24.6	15.0
6493	-	4.0(1)	10.1(1)	-	-9.2	23.2	17.9
8191	1.2(1)	0.75(1)	1.2(1)	16.4	10.3	16.4	18.0
8413	7.9(1)	10.0(1)	17.0(1)	16.5	20.9	35.6	75.5
9072	6.9(1)	8.5(1)	13.9(1)	9.8	12.1	19.8	9.7
F-type cont. binaries				20-60	40-80	60-180	25-250
RS CVn binaries				20-150	30-300	100-500	1000-25000



U Cep Sisteminde Dönem Değişimleri

Selim SELAM

A.Ü. Gözlemevi, Fen Fakültesi, 06100, Tandoğan-ANKARA

Özet: Algol Türü örten çift yıldız U Cephe'nin 1828-1994 yılları arasında elde edilmiş minimum zamanlarına ilişkin (O-C) eğrisi seküler yapılı bir parabolik değişim üzerine binmiş üç ayrı sinüsel değişimin kombinasyonu olarak oldukça iyi bir şekilde ifade edilmiştir. O-C eğrisinde görülen bu değişimler, sistemin bileşenleri arasındaki kütle aktarımı, ikinci bileşenin manyetik aktivite çevrimi ve sisteme fiziksel olarak bağlı ilave bileşen yıldızların varlığı açısından irdelenmiştir.

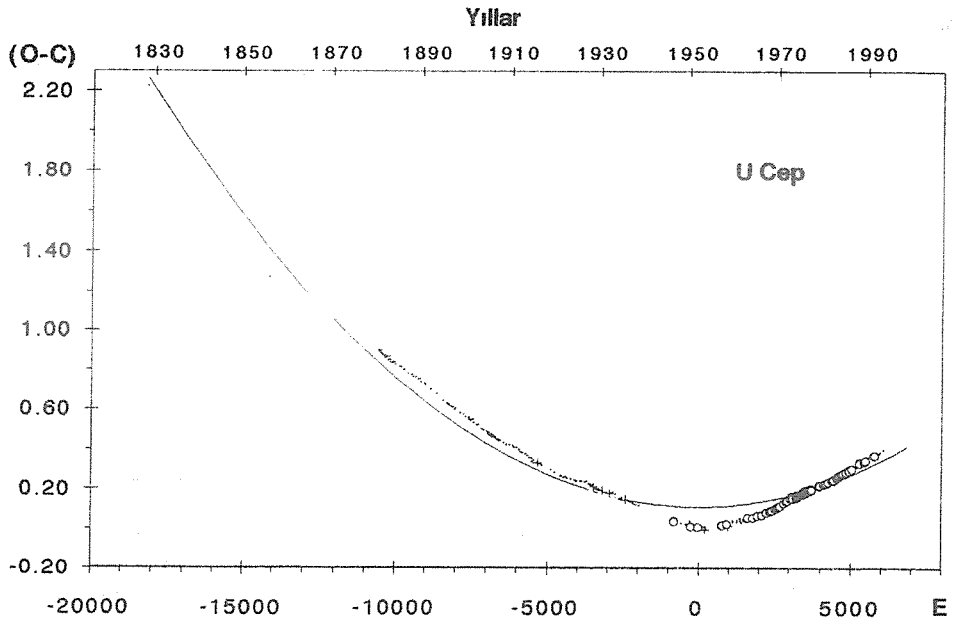
1. Giriş:

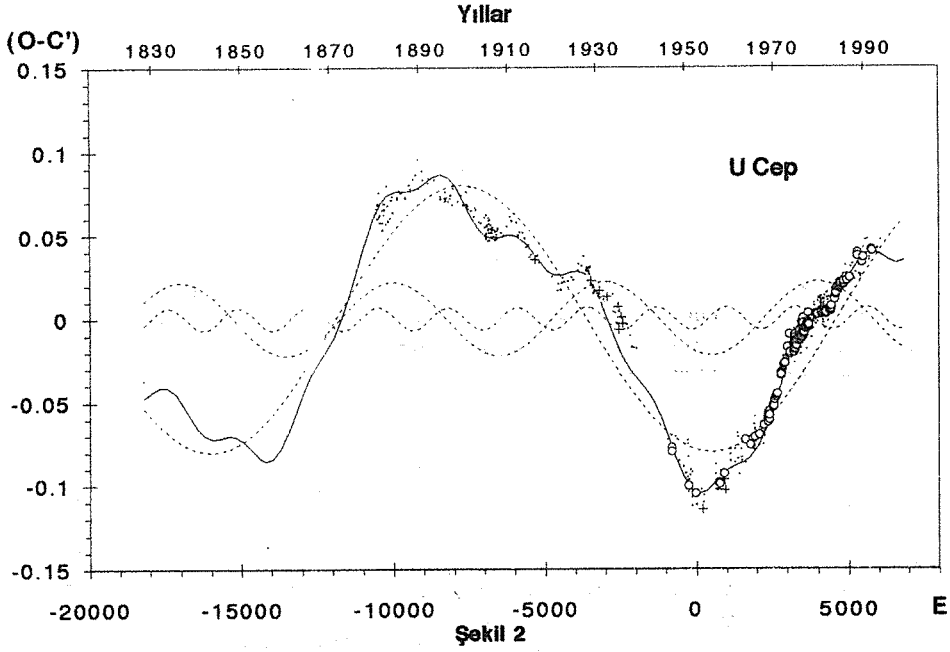
U Cephei (BD+81°0025, HD 005679, ADS830 A), klasik Algol-türü bir çift sistemdir ve ADS 830 görsel üçlüsünün en parlak bileşenidir. Işık değişimi ilk kez Schwert tarafından 12 Mayıs 1828 tarihinde gözlenmiştir (Chandler 1889). Carrington (1855) 1855'in son aylarında yaptığı gözlemlere dayanarak sistemin dönemini vermiştir. Ceraski (1880) ise yaptığı gözlemlerin sonucu olarak sistemin Algol türü bir örten değişen olduğunu keşfetmiştir. U Cep sistemi, döneminin kısa olması ($\approx 2,5$ gün), I. minimum'un oldukça derin olması ($\approx 2^m$), parlak olması (max ışıkta $m \approx 7^m$) ve kuzey yarımküre için sirkumpolar olması nedeniyle, Ceraski'nin keşfinden itibaren oldukça sık gözlenmiştir. Tarihi nitelikteki eski gözlemler (fotometrik+tayfsal) ve sonuçları Dugan (1920) ve Batten (1974) tarafından özetlenmiştir. Sistemin yakın tarihteki gözlemlerine ilişkin fotometrik yörünge analizleri Olson (1984), Rafert ve Markworth (1991) ve Burnett vd. (1993) tarafından, tayfsal analizleri ise görsel bölgede Batten (1974) ve Tomkin (1981), moröte bölgede ise Plavec (1983) tarafından yapılmıştır. Sistemin ışık ve dönem değişimi gösterdiği Chandler (1889) dan bu yana bilinmektedir. I. minimumda tam

tutulma gösteren U Cep' in özellikle I. minimum civarında ışık eğrilerindeki değişimler Olson tarafından oldukça detaylı çalışılmış (bkz. Olson 1985 ve burada verilen kaynaklar) ve sonuçları sistemdeki düzensiz yapılı gaz akımlarına ve geçici disk oluşumlarına bağlanmıştır. Bu çalışmada, sistemin dönem değişiminin karakteri incelenmiş ve geçerli olabilecek modeller açısından yorumlanmıştır.

2. Minimum Zamanları ve Dönem Değişimi

Bu çalışmada U Cep' in göstermiş olduğu ilginç dönem değişimi, çevrimsel yapılı dönem değişimlerinin yorumlanmasında ileri sürülen yeni modellerin ışığı altında analiz edilmiştir. Bu amaçla sistemin gözlenmiş minimum zamanları orijinal kaynaklarına ulaşarak derlenmiş ve son 166 yıllık zaman aralığı için toplam 725 adet minimum zamanına ulaşılmıştır. Verilerin 547 adedi görsel, 19 adedi fotografik, 159 adedi ise fotoelektrik gözlemlerin sonucudur. Bu veriler ve bu çalışmada elde edilen yeni ışık elemanlarının doğrusal kısmı ile oluşturulan sisteme ilişkin (O-C) diyagramı Şekil-1 de görülmektedir. Bu diyagramda "o" sembolü fotoelektrik, "+" fotografik, "-" ise görsel verileri temsil





Şekil 2

etmektedir. O-C diyagramının genel yapısı gereği sistemin döneminin arttığı görülmektedir. Tüm verilere uygulanan ikinci derece en küçük kareler yaklaşımı Şekil 1 de sürekli çizgi ile gösterilmiştir ve $1,9 \cdot 10^{-6}$ gün yil^{-1} (yüzyıl başına 16,4 sn) mertebesinde seküler bir dönem artmasını gerektirmektedir. Verilerin bu ikinci derece yaklaşımdan olan (O-C') artıkları oluşturulmuştur ve Şekil-2 de grafik formatta gösterilmiştir. Şekil-2 de verilen O-C' artıkları ise 3 ayrı teorik sinus eğrisinin üstüste binmiş şekli olarak oldukça iyi bir şekilde temsil edilmiştir. Şekilde kesikli çizgilerle 3 ayrı sinüsel yaklaşım ve sürekli çizgi ile de bu yaklaşımların üst üste binmiş şekli görülmektedir. Ardışık yaklaştırma yöntemleri sonucu gözlemsel verilerle en iyi uyumu sağlayan üç sinüs eğrisinin dönemleri sırasıyla 112,6, 47,8 ve 15,7 yıl, yarıgenlikleri $0^g.08$, $0^g.022$ ve $0^g.007$ dür. Minimum epokları ise sırasıyla 500E, 500E ve -150E olarak belirlenmiştir. Böylece O-C değişiminin tamamını temsil eden parabol+3sinüs yaklaşımının gözlemsel verilerden olan artıklarının toplamı $\chi^2=0.037$ dir. Buna göre U Cep sisteminin yeni ışık elemanları

$$\begin{aligned} \text{Min I} = & \text{HJD } 2434195.578 + 2^g.4929905 \cdot E + 6.5 \cdot 10^{-9} \cdot E^2 \\ & + 0^g.080 \sin[(2\pi(E-500)/16500) - \pi/2] \\ & + 0^g.022 \sin[(2\pi(E-500)/7000) - \pi/2] \\ & + 0^g.007 \sin[(2\pi(E+150)/2300) - \pi/2] \end{aligned}$$

olarak belirlenmiştir.

3. Yorum ve Tartışma

Bu bölümde, bir önceki bölümde sistemin O-C değişimine yapılan parabolik ve sinüsel yaklaşımların hangi fiziksel modellere uyabilecekleri tartışılmıştır. Dönem değişimi karakteri yorumlanırken, sisteme ilişkin gerekli bazı parametreler ve sistemin mutlak boyutları Burnett vd. (1993) den alınmıştır. Bu veriler Çizelge 1 de listelenmiştir.

Çizelge 1. U Cep sisteminin parametreleri

Sp= B8Ve+G8III	$M_1= 3.57M_{\odot}$
$T_1= 11250^{\circ}\text{K}$	$M_2= 1.86M_{\odot}$
$T_2= 4980^{\circ}\text{K}$	$R_1= 2.414R_{\odot}$
$i= 86^{\circ}.3$	$R_2= 4.404R_{\odot}$
$q= 0.522$	$L_1= 83.18L_{\odot}$
$d= 205 \text{ pc}$	$L_2= 10.72L_{\odot}$
$a= 13.6R_{\odot}$	$M_{V1}= +0^m.41$
	$M_{V2}= +2^m.24$

3.1 Bileşenler Arası Kütle Transferi

O-C analizi sonucu U Cep'in ortalama döneminin uzun zaman aralığında seküler olarak $1,9 \cdot 10^{-6}$ gün yil^{-1} (yüzyıl başına 16,4 sn) mertebesinde arttığı görülmektedir. Dönemde görülen bu seküler artma düşük kütleli ikinci bileşenden, birinci bileşene kütle aktarımı mekanizması ile açıklanabilmektedir. Çünkü klasik Algollerde, düşük kütleli ikinci bileşenden, büyük kütleli birinci bileşene doğru oluşan kütle aktarımı yörünge döneminin artmasını gerektirmektedir. Buna göre ikinci bileşenden birinci bileşene akan kütle miktarı $\Delta m_2=9.89 \cdot 10^{-7} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ olarak elde edilmektedir. Bu değer Algoller için oldukça klasik bir değerdir. Olson'da (1985) U Cep sisteminde $10^{-6} M_{\odot} \text{ yıl}^{-1}$ mertebesinde kütle transferinin varlığından bahsetmektedir.

3.2 Manyetik Aktivite Çevrimi

Manyetik aktivite çevrimi, Matese ve Withmire (1983) ve çok sayıda araştırmacı tarafından, kromosferik aktivite gösteren çift yıldızlarda dönem değişiminin temel nedeni olarak gösterilmiştir. Bu modele göre yakın çift yıldızlarda FO dan daha geç tayf türüne sahip bileşenlerinin manyetik aktivite çevrimi sonucu dönme dönemlerinde oluşan çevrimsel yapıları

değişimler, dönme-dolanma kitlemesi varlığı sonucu, sistemin yörünge döneminde kendini göstermektedir ve sistemin ortalama yörünge dönemi manyetik aktivite çevriminin dönemi ile bir salınım göstermektedir. Bu şekilde kromosferik aktivite gösteren çift yıldızlarda görülen çevrimsel yapı döneme değişimlerinin, bir bileşen yıldızdaki diferensiyel dönme gradientinde oluşan çevrimsel değişimlerle açıklanması Applegate (1992) tarafından irdelenmiştir. Bu konuda yapılan gözlemsel çalışmalar kromosferik aktivite çevrimlerinin 3-20 yıl arasında dönemlilik gösterdiğini ortaya çıkarmıştır (bkz. Maceroni vd., 1990). Buna göre U Cep sisteminde, O-C analizi ile elde edilen ve 15.7 yıl döneme sahip sinüsel değişim, sistemin G8III bileşeninden kaynaklanabilir. Applegate (1992) kuramına göre yapılan hesaplamalar, bu bileşenin yüzey manyetik alanının 5.7 k Gauss olması gerektiğini ve manyetik çevrim sonucu sistemin toplam ışınımının $\Delta m=0^m.001$ yöresinde bir genlikle değişmesi gerektiğini göstermektedir. Bu düzeyde bir parlaklık farkının, geçmiş fotometrik gözlemler üzerinde irdelenmesi mümkün değildir. Bu nedenle U Cep'in döneminde görülen 15.7 yıllık salınım yapısının manyetik aktivite çevrimi ile açıklanması yalnızca bir olasılık olarak kalmaktadır. Sistemin döneminde görülen diğer iki çevrimsel yapı, dönemlerinin 20 yıldan çok büyük olması nedeni ile manyetik aktivite çevrimi tartışmasının dışında tutulmuştur.

3.3 Sisteme Bağlı İlave Bileşen Yıldızlar

U Cep sisteminin minimum zamanları için oluşturulan O-C' farkları üç ayrı sinüsel değişimin üst üste binmesi ile temsil edilmişti. Bu yapı sisteme çekimsel olarak bağlı üç ilave bileşen yıldızın yarattığı ışık-zaman etkisi olarak da gözönüne alınabilir. Analiz sırasında tüm ilave cisimlerin yörüngelerinin dairesel olduğu ve U Cep çiftinin yörüngesi ile aynı düzlemde buldukları kabul edilmektedir. Buna göre yörünge dönemleri $P_3=112^y.6$, $P_4=47^y.8$ ve $P_5=15^y.7$ yıl olan ilave cisimlerin kütle fonksiyonları $f(m_3)=0.210M_\odot$, $f(m_4)=0.024M_\odot$ ve $f(m_5)=0.007 M_\odot$ ve kütleleri ise $M_3=2.34M_\odot$, $M_4=1.0M_\odot$ ve $M_5=0.65M_\odot$ olarak bulunmaktadır. Eğer ilave cisimlerin anakol yıldızları oldukları kabul edilirse, Demircan ve Kahraman'ın (1991) $M_{bol}=4.67-9.79\text{Log}(M/M_\odot)$ deneysel kütle-parlaklık bağıntısı gereğince her birinin bolometrik mutlak parlaklığı sırasıyla $M_{bol3}=1^m.06$, $M_{bol4}=4^m.66$ ve $M_{bol5}=6^m.53$ olmalıdır. Bu bileşenlerin çift sistemden olan uzaklıkları ise $a_3=32.29\text{AB}$, $a_4=20.67\text{AB}$ ve $a_5=10.22\text{AB}$ dir. 4. ve 5. bileşen yıldızlar U Cep sistemden sırasıyla 4^m ve 6^m daha sönüktür ve sistemin tayfında bu bileşenlere ilişkin çizgilerin görülemeyeceği açıktır. Ancak 3. bileşenin sistemden olan parlaklık farkı $0^m.5$ yöresindedir ve sistemin tayfında kendini göstermesi gerekmektedir. Sistemin son yapılan tayfsal çalışmalarında bu duruma ilişkin belirteçlerden bahsedilmemektedir. Bu durumda 3. bileşenin de bir çift yıldız olma ihtimali vardır. Eğer 3. bileşen $1M_\odot+1M_\odot$ kütleli bir yakın çift ise bu durumda U Cep çiftinden $\approx 4^m$ daha sönük olacaktır ve U Cep'in tayflarında çizgileri görülemeyecektir. Sistemin Burnett vd. (1993) tarafından verilen uzaklığı dikkate alındığında

ilave bileşenlerin U Cep sisteminden olan açısal ayrıklıkları sırasıyla $\alpha_1=0^".225$, $\alpha_2=0^".119$ ve $\alpha_3=0^".055$ olarak bulunmaktadır. Speckle interferometre gözlemlerinin açısal ayırma gücünün ortalama $0^".02$ olduğu gözönüne bulundurulursa, önerilen ilave cisimlerin tamamının Speckle gözlemleri ile tespit edilmesi gerekmektedir. Speckle gözlemleri için yapılan literatür taramasında U Cep'in gözlemlerine rastlanmamıştır. Bu çalışmada önerilen ilave cisimler için en uygun kantılar ancak bu gözlemlerden elde edilebilecektir.

Kaynaklar

- Applegate J.H., 1992, ApJ, 385, 621
 Batten A.H., 1974, PDAO, 14, 191
 Burnett B.J., Etzel P.B., Olson E.C., 1993, AJ, 106, 1627
 Carrington R.C., 1855, Redhill Catalogue
 Ceraski W., 1880, AN, 97, 312
 Chandler S.C., 1889, AJ, 9, 49
 Demircan O., Kahraman G., 1991, Ap&SS, 181, 313
 Dugan R.S., 1920, PC, no.5, 1
 Maceroni C., Branchini A., Rodono M., Ven't Veer F., Vio R., A&A, 237, 395
 Matese J.J., Withmire D.P., 1983, A&A, 117, L7
 Olson E.C., 1984, PASP, 96, 162
 Olson E.C., 1985, "Interacting Binaries", NATO ASI SerC, Vol: 150, p.127
 Plavec M., 1983, ApJ, 275, 251
 Rafert J.B., Markworth N.C., 1991, ApJ, 377, 278
 Tomkin J., 1981, ApJ, 244, 546

CV CYGNI'DE DÖNEM DEĞİŞİMİ VE YÖRÜNGE ANALİZİ

Z. Müyesseroğlu, O. Demircan

A.Ü. Gözlemevi, Fen Fakültesi, 06100, Tandoğan-ANKARA

Özet: CV Cyg, az çalışılmış ve türü hakkında çelişkiler bulunan bir değişen yıldızdır. Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan fotoelektrik gözlemler W UMa türü örten değişen olduğunu kanıtlamıştır. Sistemin yörünge döneminde ve ışık eğrisinde değişimler vardır. Yörünge dönemindeki azalma, sistemden açısal momentum kaybını göstermektedir. Işık eğrisinde birinci minimum derinliği ~ 0.1 değişebilmektedir. Sistemin ışık eğrisi Wilson-Devinney yöntemi ile analiz edildi. Birinci minimum derinliğinin değişimi, bu tutulmada önde olan büyük bileşenin diğerine bakan yüzündeki soğuk leke ile açıklanmıştır. Kütle oranının büyük (~ 0.9) bulunması ve yörünge döneminin sürekli azalması, sistemin ayırık bir çiftten degen çifte yeni evrimleşmekte olduğunu göstermektedir.

1. Giriş

CV Cyg'nin değişkenliği 1925 yılında Baade (1928) tarafından keşfedildi. 1926-1934 yılları arasında, sistemli bir şekilde Beyer (1926, 1928, 1934) tarafından fotoğrafik olarak gözlemlendi. Beyer'in "kısa dönemli cepheid" olarak yaptığı sınıflama, Robinson (1934) tarafından da doğrulandı. Ancak Starikova ve Sycheva (1948), CV Cyg'nin W UMa türü örten olduğunu ve döneminin daha önce bulunanların iki katı olduğunu iddia etti. Ayrıca onların, minimum zamanları için oluşturdukları (O-C) eğrisi, azalan yörünge dönemini temsil eden parabolik değişime sahipti. Vetesnik ve Perek (1966)'in elde ettikleri ilk fotoelektrik ışık eğrisi, CV Cyg'nin W UMa türü çift olduğunu gösterdi. Vetesnik ve Perek, ışık eğrisinin değişimi ve anormallikleri nedeniyle yörünge çözümünün güç olduğunu vurguladılar. Son yıllarda, Schmidt ve ark (1990), Cygnus'un kalabalık bölgesinde aldıkları CCD görüntülerine dayalı olarak, CV Cyg'yi tipik bir RR Lyr türü yıldız olarak buldular. Onların buldukları dönem ($P=0^d.74$), ışık eğrisinin biçimi ve değişim genliği daha öncekilerden tamamen farklıdır. Hegedüs (1991), $dP/dt=1.17 \cdot 10^{-9}$ gün/çevrim olarak bulduğu dönem azalmasını, açısal momentum kaybına bağladı. Demircan ve ark (1994) bu değerlerin daha küçük olduğunu ve sistemden olan açısal momentum kaybı ile CV Cyg'nin oldukça evrimleşmiş degen yada değmeye yakın bir çift olduğunu ileriye sürdüler. Örten değişen CV Cyg'nin tayfsal gözlemi yapılmamıştır.

2. GÖZLEMLER ve IŞIK DEĞİŞİMLERİ

CV Cyg A.Ü. Gözlemevi'nde, Haziran-Ekim 1993 tarihleri arasında 15 gece fotoelektrik olarak gözlemlendi. 30 cm'lik Maksutov-Cassegrain teleskobu ve ona bağlı SSP-5A fotometre başlığı (Hamamatsu R1414 fotokatlandırıcı) kullanıldı. Standart UBV süzgeçlerine yakın bandlarda yapılan gözlemlerden, "değişen-mukayese" anlamında 894'er tane diferansiyel nokta elde edildi. Işık eğrileri Şekil-1'de görülmektedir. Yıldızların sönük olmaları ve diyafram açıklığının görece olarak büyük olması nedeniyle saçılma oldukça fazladır. Tek bir gözlemin standart hatası V ve B'de $0^m.02$, U'da ise $0^m.04$ dir. Işık eğrisi, Demircan ve ark (1994) tarafından verilen ışık elemanlarının lineer parçası;

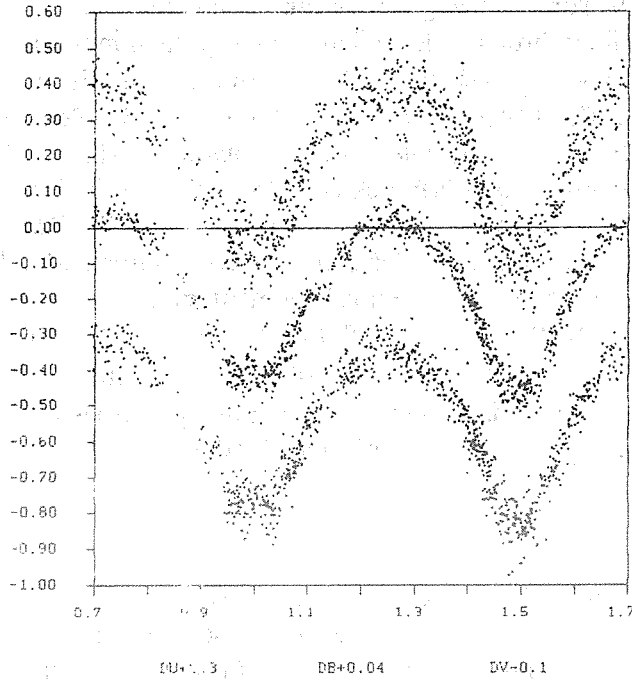
$$HJD \text{ min } I = 2449265.2602 + 0^d.9834121 * E$$

kullanılarak evrelendirilmiştir.

Bu yeni ışık eğrisine göre de CV Cyg, açıkca W UMa türü örten bir çifttir. Bizim ışık eğrimizde birinci minimum daha sığ, ikinci minimum daha derin görülmektedir. Vetesnik ve Perek'in ışık eğrilerinde Ağustos 1965'de birinci minimum daha derin iken, Ekim 1965'de (64 gün sonra) ikinci minimum daha derin olmaktadır. Ayrıca, ışık eğrilerinin maksimumlarında da asimetri vardır. 1993 ışık eğrisinde, ana minimumdan sonra gelen birinci maksimum biraz daha parlaktır. Işık eğrilerinin minimum derinlikleri ve asimetri değerleri, $\Delta_{min} = \min1 - \min2$, $\Delta_{max} = \max2 - \max1$, $D1 = \min1 - \max1$ ve $D2 = \min2 - \max2$ farkları cinsinden, Çizelge-1'de verilmiştir. Vetesnik ve Perek'in gözlemlerinde düz ve daha derin olan birinci minimum "occultation"dur. Bu, sistemin Ağustos 1965'de W alt-türü olduğunu gösterir. Buna karşın, sistem Ekim 1965 ve 1993'de A türü görünmektedir. Böyle tür değişimi birinci minimumda örtülen büyük bileşen üzerinde ortalama sıcaklık değişimine bağlı olarak parlaklık değişimi nedeniyle olabilir.

Çizelge-1

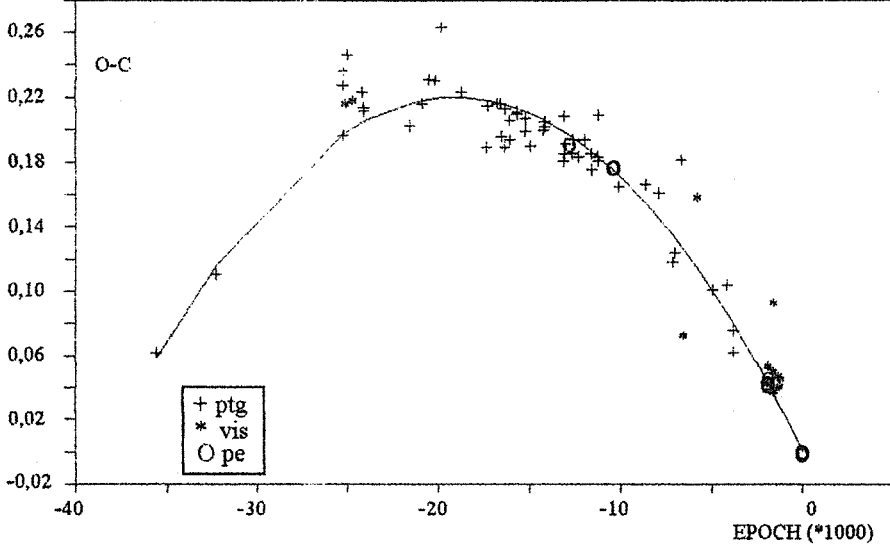
	Demircan ve ark			Vetesnik & Perek	
	U	B	V	B	V
D1	0.46	0.44	0.45	0.50	0.54, 0.44
D2	0.49	0.49	0.52	0.47	0.47
Δ_{min}	0.02	0.04	0.06	0.03	0.07, -0.03
Δ_{max}	0.01	0.01	0.02	0.01	0.01



Şekil-1

3. DÖNEM DEĞİŞİMİ

Sistemin dönem değişimi Belyakova ve Grigoresky (1959), Wood ve Forbes (1963), Rafert (1982) ve son zamanlarda Hegedüs (1991) tarafından araştırılmıştır. Dönemin sürekli olarak azaldığı ilk kez Belyakova ve Grigoresky (1959) tarafından ortaya atıldı, devam eden gözlemler de bunu destekledi.



Şekil-2

Hegdüs (1991)'ün topladığı minimum zamanlarına, 2 tane fotoelektrik minimum zamanı ve literatürden elde edilen 6 tane yeni minimum zamanı ekleyerek (O-C) eğrisini 1993'e kadar genişlettik. 34380 yörünge çevrimini kaplayan (≈ 93 yıl) (O-C) farkları $T_0 = \text{HJD}2449265.2587$ ve $P = 0^d.983435$ elemanları kullanılarak hesaplandı. Burada da, daha öncekilere benzer olarak, yörünge döneminin düzgün biçimde azalmaya devam ettiği görülmektedir (Şekil-2). Birinci ve ikinci minimum zamanlarının aynı (O-C) davranışını göstermeleri, Rafert (1982)'de söz edilen eksen dönmesinden kaynaklanan bir dönem değişimini doğrulamamaktadır. En küçük kareler ile yapılan ikinci mertebe polinom fiti yeni ışık elemanlarını;

$$\text{HJD Min I} = 2449265.2602 + 0^d.9834121 * E - 5.98 * 10^{-10} * E^2$$

$\pm 0.0015 \quad \pm 0.0000003 \quad \pm 0.08$

olarak vermiştir. Bu polinomdan olan farklara göre, sistematik değişim varsa bile (fotometrik gözlemin azlığı nedeniyle) görülmemektedir.

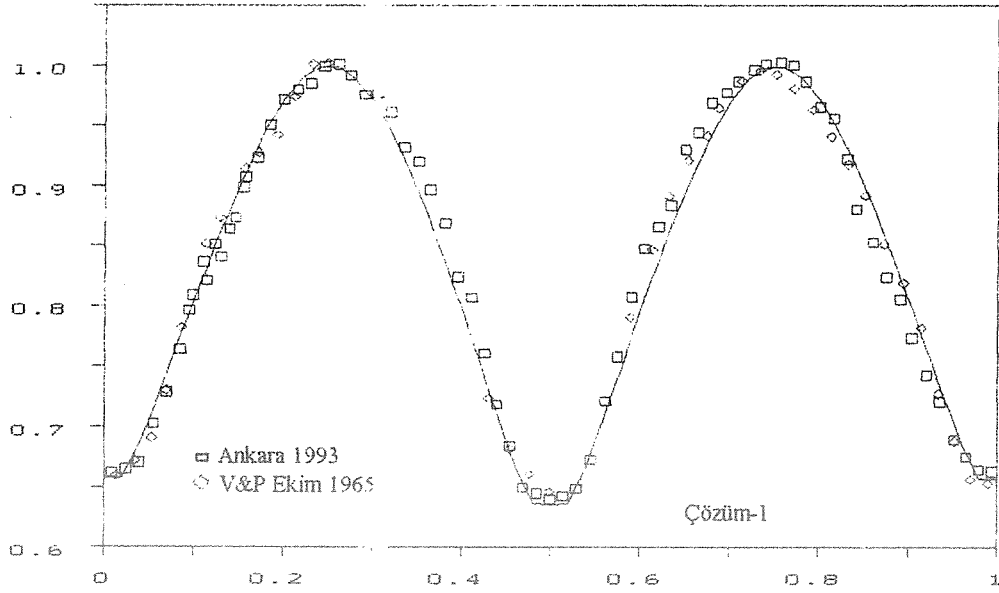
4. YÖRÜNGE ANALİZİ

B ($\sim 4300 \text{ \AA}$) bandında gözlediğimiz ışık eğrisinden, 0.015 evre aralıklı 72 tane normal nokta oluşturuldu. Bu normal noktalar Wilson-Devinney (1975) yöntemi ile mode:3 (değen çiftler için) kullanılarak sistemin yörünge çözümü arandı. Gözlem ile kuramsal noktalar arasındaki fark karelerini en aza indirene kadar ardışık parametre düzeltmeleri yapılarak Çizelge-2'de görülen Çözüm-1 sonuçları elde edildi. Bizim gözlemsel noktalarımız ve bu parametrelerle oluşturulan kuramsal eğri Şekil-3'de gösterilmiştir. Şekilde, ayrıca Vetesnik ve Perek'in Ekim 1965 normal gözlemleride noktalanmıştır. Işık eğrileri arasındaki uyum iyidir. Daha sonra Çözüm-1'in geometrik parametreleri olduğu gibi alınarak Ağustos 1965 ışık eğrisine uyan çözüm arandı.

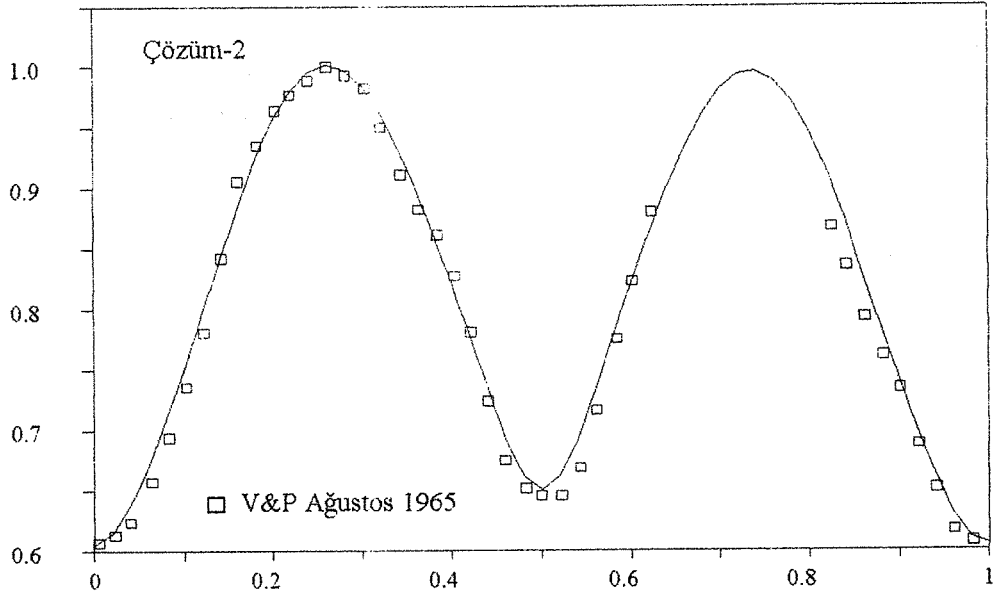
Yörünge döneminin düzgün olarak azalması büyük bileşenden küçük bileşene madde aktarımı olduğunu gösterir. Bunun sonucu, başlangıçta küçük bileşen üzerinde parlak bir lekenin olabileceğini düşündük. Sıcak lekeli, en iyi çözümle bile birinci minimum genişliği sağlanamadı. Ardından büyük bileşen üzerine konan soğuk bir leke ile (Çözüm-2) gözlemin daha iyi uyduğu görüldü.

Çizelge-2

Parametre	Çözüm-1	parametre	Çözüm-2
i	66°.87 (0.40)	T_1	6150°K
T_1	6150°K	T_2	6128°K (10.3)
T_2	6151°K (3.6)	l_1	0.519
q	0.914 (0.004)	l_2	0.481
$x_{1,2}$	0.754	leke param.	
$\Omega_{1,2}$	3.5092 (0.005)	bileşen	büyük
l_1	0.539 (0.016)	enlem	90°
l_2	0.461 (0.001)	boylam	357°
r_{1nole}	0.377 (0.006)	alan	42°
r_{1side}	0.399 (0.008)	sıcaklık çarpanı	0.80
r_{1back}	0.436 (0.013)	sıcaklık	4920°K
r_{2nole}	0.362 (0.003)		
r_{2side}	0.382 (0.004)		
r_{2back}	0.421 (0.007)		



Şekil-3a



Şekil-3b

Kaynaklar

- Baade W. 1928 *Astron. Nachr.* **232**, 69
 Belyakova A.S., Grigorevsky V.M. 1959 *AC* **207**, 13
 Beyer M. 1926 *Astron. Nachr.* **227**, 269
 Beyer M. 1928 *Astron. Nachr.* **233**, 335
 Beyer M. 1934 *Astron. Nachr.* **252**, 99
 Demircan, O., Müyesseröğlu, Z., Selam, S., Derman, E., Akalın, A., 1994 *Astron. Astrophys.*, (baskıda)
 Grigorevsky V.M., Belyakova A.S 1960 *Perem Zv.* **13**, 136
 Hegedüs T. 1991 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **42**, 119
 Rafert J.B. 1982 *Publ. Astron. Soc. Pacific* **94**, 485
 Robinson L.V. 1934 *Harvard Annals* **90**, No.2, 27
 Schmidt G.S., Loomis C.G., Groebner A.T., Potter C.T. 1990 *Ap. J.* **360**, 611
 Starikova G., Sycheva N. 1948 *Perem Zv.* **6**, 209
 Vetesnik M., Perek L. 1966 *Bull. Astron. Inst. Czechosl.* **17**, 278
 Wood D.B., Forbes J.E. 1963 *Astron. J.* **68**, 257

Z CAM VE RX AND: PATLAMA, İNİŞ VE DURAKSAMA P-CYGNI PROFİLLERİ

M. T. Özkan, T. Ak, A. T. Saygıç, S. Güler, H.H. Esenoğlu

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452. Üniversite - İSTANBUL

Özet: Bu çalışmada Z Cam tipi iki cüce novanın patlama, iniş ve duraksama evrelerindeki C IV $\lambda 1550$ P-Cygni profillerinin gözlemsel özellikleri incelenmektedir. Özellikle kütle kaybını gösteren bu profillerin, patlamanın maksimumundan itibaren geçen zamanla ilişkili olmadıkları, IUE ve AAVSO verilerinden yararlanılarak gösterilmiştir. Ayrıca bu profillerden hesaplanan kütle kaybı miktarları $\approx 10^{-11} M_{\odot}$ /yıl mertebesinde bulunmuştur.

1. Giriş

Çalışmamızda gözönüne alınan iki yıldız Z Cam ve RX And, kataklizmik değişen yıldızların cüce novalar grubunun bir alt sınıfı olan Z Cam tipi yıldızlardır. Bu sınıfın özelliği, bazı patlamalar sonrasında *duraksamalar* göstermesidir. Bu yıldızlar duraksama evresinde maksimum ışıklarına göre yaklaşık 1 kadir daha sönüktürler ve duraksama süreleri de birkaç gün ile birkaç yıl arasında değişir.

Bu sınıfın prototipi olan Z Cam üzerine bir hayli çalışılmış olmasına rağmen, C IV P-Cygni profilinin yapısı ile patlamadan itibaren geçen zaman arasında bir korelasyon olup olmadığı sorunu karşımıza çıkmaktadır. Bu durum Szkody ve Mateo (1986) tarafından incelenmiştir. Buna göre sistemden kütle kaybını gösteren P-Cygni profili duraksama içinde kaybolmaktadır. Ancak Özkan ve Esenoğlu (1994) ve Özkan ve ark. (1994) tarafından yapılan bir çalışmada gösterilmiştir ki: Z Cam'ın duraksama evrelerinde P-Cygni profilleri çok kesin bir biçimde belirlenebilmektedir. Öyle ki bu durum duraksamanın başlangıcından itibaren çok uzun zaman geçse bile (11 ay) geçerlidir. Sözü edilen noktadan hareketle, Z Cam sınıfının iki yıldızına ait morötesi tayflar ile ışık eğrileri kullanılarak bu sorunun çözümünü daha ayrıntılı bir şekilde araştırmak ve ayrıca patlama, iniş ve duraksama evrelerindeki kütle kaybı miktarlarını hesaplamak çalışmamızın amacını oluşturmaktadır.

2. Gözlemsel Veriler

Çalışmada, incelenen yıldızlara ait düşük ayırma güçlü toplam 37 IUE tayfı kullanılmıştır. Çalışmanın temelini C IV $\lambda 1550$ çizgisi oluşturduğundan, sadece SWP tayfları gözönüne alınmıştır. Söz konusu tayflar patlama, patlamadan iniş ve duraksama evrelerini kapsamaktadır. Z Cam'a ait olan 23 morötesi tayfıdan bir tanesi maksimum, 14 tanesi patlamadan iniş ve 8 tanesi de duraksama evresinde alınmıştır. RX And'a ait 14 tayfıdan 2 tanesi maksimum, 11

tanesi patlamadan iniş ve 1 tanesi de duraksama evresini içermektedir. Öte yandan SWP tayflarının, yıldızların hangi etkinlik dönemlerine ait olduğunu tespit edebilmek için, IUE gözlemleri civarındaki fotometrik gözlemlere gereksinim vardır. Bu gözlemler AAVSO'dan Mattei (1994) vasıtası ile elde edilmiştir.

İndirgeme sonucu elde edilen tüm tayflarda, PC'ler için geliştirilen bir program vasıtası ile (Özkan ve ark., 1994) interaktif olarak süreklilikler tesbit edilerek normalizasyon işlemi yapılmıştır. Aynı program kullanılarak C IV P-Cygni profillerine ait tayfsal çizgi parametreleri de ölçülmüştür; bu parametreler Çizelge 1'de listelenmiştir.

Şekil 1, Z Cam ve RX And'ın patlama, iniş ve duraksama evresinde C IV çizgisi civarındaki SWP tayflarını göstermektedir.

3. Sonuçlar

Cüce novaların Z Cam alt sınıfında iki yıldızın patlama, iniş ve duraksama evrelerini içeren morötesi tayflarının incelendiği çalışmamızda, özellikle C IV P-Cygni profillerinin patlamadan sonra geçen zamanla ilişkili olup olmadığı araştırıldı. Varılan sonuçlar şöyle özetlenebilir:

- Bütün tayflarda P-Cygni profilleri iyi tanımlanmıştır. Z Cam'daki profiller, patlamadan sonraki iniş ve duraksama evrelerinde çok fazla değişmezler.

- Z Cam'da profilin soğurma bileşeninin eşdeğer genişliği salma bileşeninden her zaman daha büyüktür. Bu durum 8-10.12.1980 tarihlerindeki iniş evresinin sonuna doğru alınmış üç tayf hariç olmak üzere, RX And için de gözlenmiştir; ancak sözkonusu inişin ardından bir duraksama meydana gelmemiştir.

- Z Cam'daki ortalama eşdeğer genişlikleri gözönüne alırsak görürüz ki, iniş tayflarındaki C IV soğurması duraksamanınkinden biraz daha kuvvetli olurken, salma biraz daha zayıftır. RX And'da inişdeki C IV'ün hem soğurma hem de salma bileşeni duraksamadakin-den biraz daha kuvvetlidir.

- Çizelge 1'de verilen ve süreklilik akımlarını tanımlayan tayfsal indeksler kararlı yığılma disk modeli Lynden-Bell (1969) ile oldukça iyi uyumludur. İndeksler Z Cam için ortalama -2.34, RX And için ise -2.33 olarak bulunmuştur.

- Çizelge 1'den görüldüğü üzere duraksama evresi boyunca kütle kaybının devam ettiği anlaşılmaktadır.

Bu çalışmada görüldü ki, C IV P-Cygni profillerinin şiddeti ile patlamadan sonra geçen zaman arasında bir korelasyon yoktur; diğer bir deyişle Z Cam yıldızları patlama maksimumundaki parlaklıklarından 1^m daha sönük olan duraksama evrelerinde olmalarına rağmen, yukarıdaki sonuçlar yığılma diskinin yapısında ve kütle kaybı miktarlarında iniş evresinde olsun duraksama evresinde olsun büyük değişimler göstermezler.

Kaynaklar

Lynden-Bell D.; 1969, Nature, 233, 690

Mattei J. A.; 1994, Observations from the AAVSO International Database, özel haberleşme

Özkan M. T., Esenoğlu H. H.;1994, hazırlanıyor

Özkan M. T., Güler S., Ak T., Esenoğlu H. H., Saygıç A. T.; 1994, İ.Ü. Fen Fakültesi Mecmuası, baskıda

Özkan M. T., Esenoğlu H. H., Ak T., Saygıç A. T., Güler S.; 1994, Padova-Abano Conference on Cataclysmic Variables: Inter Class Relations

Szkody P., Mateo M.; 1986, Ap. J., 301, 286

Z CAM

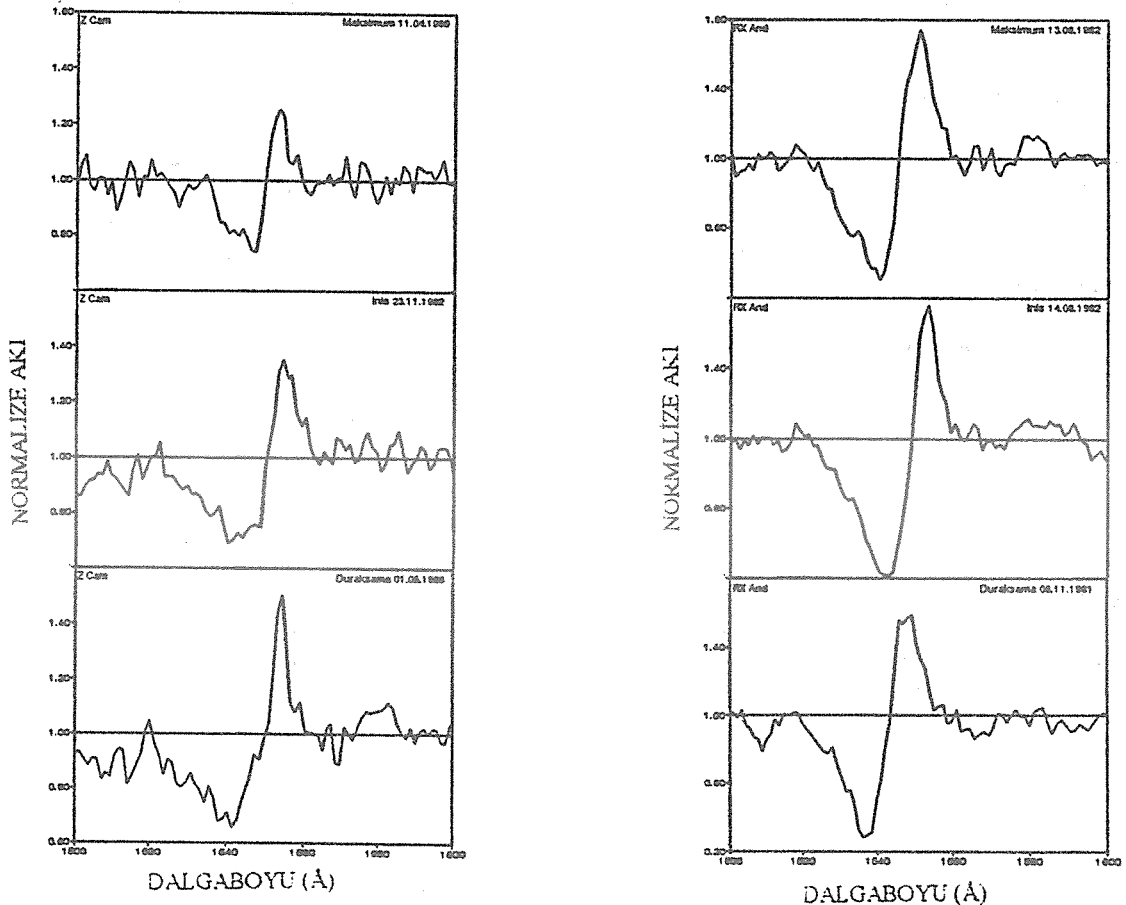
Aktivite Evresi	C IV $\lambda 1550$ Soğurma (Å)	C IV $\lambda 1550$ Salma (Å)	Zaman Aralığı [¶] (gün)	Terminal Hız (km/s)	Kütle Kaybı ($10^{-11} M_{\odot}$ /Yıl)	α
Duraksama (03-15.12.1979)	<-2.3>	<1.1>	168.8-181.4	<3860>	<4.72>	<2.45>
Duraksama (16.10.1981- 08.11.1981)	<-3.9>	<3.7>	1.9-24.5	<4440>	<3.09>	<2.46>
İniş (23.11.1982)	-3.3	1.6	...	5220	3.28	2.40
İniş (8-10.12.1983)	<-3.7>	<1.8>	...	<4730>	<2.85>	<2.35>
İniş (12.12.1983)	<-7.0>	<3.2>	...	<5170>	<5.75>	<2.41>
Duraksama (11.04.1986)	<-6.9>	<2.5>	164.8-164.8	<5050>	<5.4>	<2.35>
Duraksama (01.05.1988)	-5.1	2.0	330.6	5700	5.98	2.24
Duraksama (19.03.1989)	-4.3	3.6	13.4	4890	4.29	2.00
Maximum (11.04.1989)	-3.0	1.1	...	3020	0.56	2.42

RX AND

Aktivite Evresi	C IV $\lambda 1550$ Soğurma (Å)	C IV $\lambda 1550$ Salma (Å)	Zaman Aralığı [¶] (gün)	Terminal Hız (km/s)	Kütle Kaybı ($10^{-11} M_{\odot}$ /Yıl)	α
İniş (08-10.12.1980)	<-6.5>	<8.6>	...	<4900>	<1.53>	<2.01>
Duraksama (08.11.1981)	-7.7	4.4	160.3	6089	2.69	2.40
Maximum (13.08.1982)	<-10.3>	<4.4>	...	<5930>	<3.89>	<2.46>
İniş (14-16.08.1982)	<-9.8>	<5.2>	...	<5040>	<2.91>	<2.24>
İniş (24.11.1988)	<-9.4>	<2.3>	...	<5150>	<1.93>	<2.53>

[¶] Gözlem zamanı ile duraksama başlangıcı arasında geçen süre.

Çizelge 1. C IV'e ait eşdeğer genişlikler, terminal hızlar ve kütle kaybı değerleri. Tayflar için zaman aralıkları ve tayfsal indexler.



Şekil 1. RX And ve Z Cam'in C IV civarında patlama, iniş ve duraksamayı içeren normalize edilmiş tayfları.

EK ERIDANUS YILDIZI

Ferhat Fikri ÖZEREN, Osman DEMİRÇAN

Ankara Üniversitesi Gözlemevi ve Astronomi ve uzay Bilimleri Bölümü
06100 Tandoğan/Ankara

Özet: Uzun dönemli aktif yıldız EK Eri'nin son üç yıllık UBV gözlemleri sunulmuştur. Bu gözlemler eski gözlemlerle beraber değerlendirilerek yıldızın fotometrik dönemi, ışık değişiminin genliği ve magnetik etkinliği hakkında bilgiler çıkarılmıştır. Sönümlenmiş gibi görünen dalga hareketinin aslında mevsimlik gözlemlerin son yıllarda dalga maksimumlarına rastlamasından kaynaklandığı anlaşılmıştır. Yıldızın Ankara Üniversitesi Gözlemevinde son beş yıldır sürdürülen gözlemlerinden ortalama dönem 335 gün bulunmuştur. Fotometrik gözlemlerdeki maksimum seviyelerin çevrimden çevrime değiştiği görülmektedir. Örneğin 20 Eylül 93 yöresinde gözlenen son maksimum 20 Kasım 1991 de gözlenen maksimuma göre V'de $0^m.07$, B'de $0^m.09$ ve U'da $0^m.12$ daha sönüktür. Yıldızın, bu kadar yaşavaş döndüğü halde, çok aktif olması iç kısmının çok daha hızlı (P~10 gün) dönmesini gerektirmektedir.

1. GİRİŞ

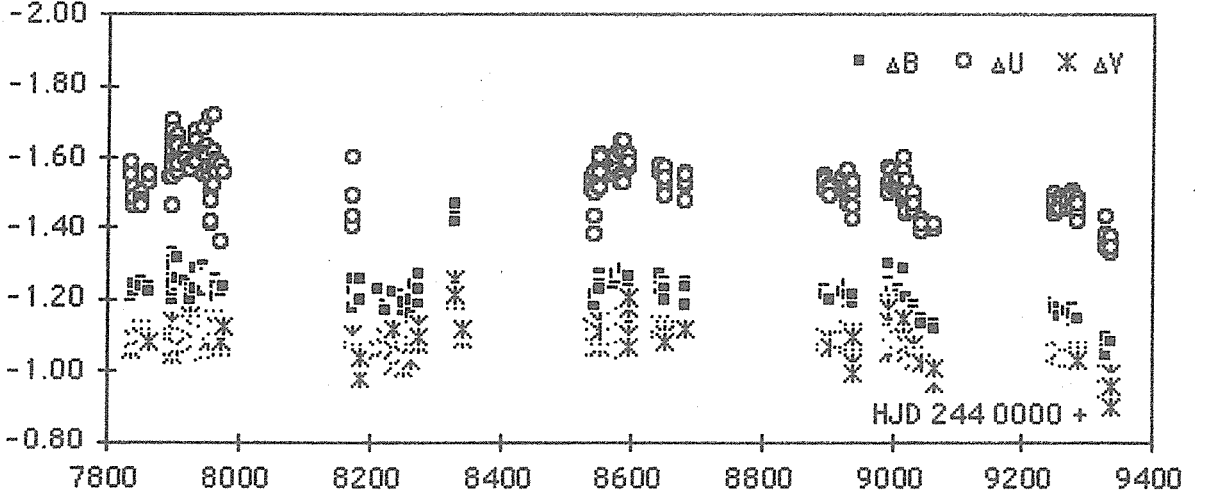
Geç tür parlak bir dev yıldız ($6^m.3$) olan EK Eri kesin olmayan Ca II H ve K çizgisi (Bieldman ve MacConnell, 1973) ve kesin koronal soft X-ışın (Walter ve Bowyer, 1981) gösterdiğinden, muhtemel RS CVn türü çift yıldız olarak listeye alınmıştır (Hall, 1983). EK Eri yeni bir değişen yıldız olarak Kholopov (1987) tarafından bildirilmiştir. Bieldman ve MacConnell tayfsal tipini G8 IV olarak belirlediler ve yıldızın yakın tayfsal çift yıldız olabileceğini gösteren kesin olmayan bir kanıt buldular. Eggen (1978) salt parlaklığını $M_v=0.65$ olarak buldu. Fotometrik değişim Lake (1964), Boyd vd. (1985), Hall (1983), Derman vd. (1989) tarafından belirlenmiştir. Fotometrik değişimin dönemi Hall (1983) tarafından $33^d.6$, Boyd (1985) tarafından 154^d , Derman vd. (1989) tarafından 330^d , ve Strassmeier vd. (1990) tarafından 335^d bulunmuştur.

2. UBV GÖZLEMLERİ

EK Eri yıldızı A.Ü. Fen Fakültesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde 30 cm'lik Maksutov teleskoba bağlı EMI 9789 QB fotokatlandırıcı kullanılarak 25 gece 1989/1990 gözlem sezonunda ve SSP-5A fotokatlandırıcı kullanılarak 1990/1991, 1991/1992, 1992/1993 gözlem sezonlarında toplam 50 gece UBV filtreleri ile gözlenmiştir. 1989-1993 yılları arasındaki ışık değişimi Şekil 1 de gösterilmiştir.

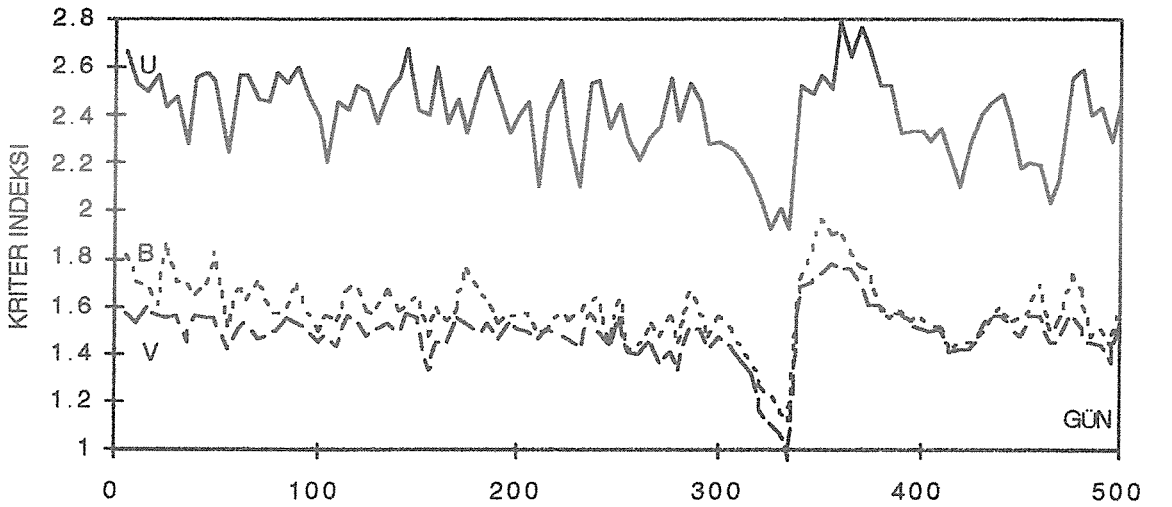
3. GÖZLEMLERİN YORUMLANMASI VE SONUÇLAR

1989 ve 1990 gözlemleriyle beraber Şekil 1' de gösterilen son üç yıllık UBV gözlemleri aşağı-yukarı 0.1 kadirlik bir bant içinde saçılmış gibi görünmektedir. Gözlem yanılığından daha büyük görünen bu saçılma bandı yıldızda gerçek değişimin işaretidir. Bir gözlem mevsimi içindeki değişimler de düzgün görünmemektedir. Buna karşın her bantta mevsimlik gözlemlere dönem analizi uyguladık. Gözle hiçbir belirgin düzgün değişimin farkedilmediği mevsimlik gözlemlerin herbiri için fotometrik dönemler 300-350 gün arasında çıkmaktadır. Kriter indisinin 310-350 gün aralığında minimuma inip bu geniş aralıkta sabit kalması mevsimlik gözlemlerden dönemin ancak 20 gün hata ile bulunabileceğini göstermektedir.



ŞEKİL 1

Gözlemlerin yetersizliği nedeniyle 1989+1990 gözlemlerinden anlamlı fotometrik dönem bulunamamaktadır. Son beş yıllık gözlemler birleştirilerek dönem analizi yapıldığında kriter indisi çok keskin bir şekilde $P=335$ gün değerinde minimuma inmektedir (bkz. şekil 2). Buradan sistemin fotometrik döneminin $P=335$ gün olduğu anlaşılır. Bu değer önceden bulduğumuz (Derman, Demircan, Özeren 1989) dönemi kanıtlamaktadır. Strassmeier vd.nin (1990) daha çok veri kullanarak bulduğu dönem de aşağı yukarı aynıdır. Bu kadar yavaş dönmesine karşın Ek Eri'nin oldukça fazla aktif olduğu X ışınlarında Walter ve Bowyer (1981) ve Walter (1981) tarafından, moröte bölgede Simon ve Fekel (1987) tarafından, ve CaII ve H 'da Strassmeier vd. (1990) tarafından gösterilmiştir. Dönme-etkinlik bağıntısına göre Ek Eri'nin dönme dönemi 13 gün tahmin edilmiştir (Walter 1981). Eğer Ek Eri'de de magnetik dinamo güneşte olduğu gibi radiatif bölge sınırında çalışıyorsa bu bölgenin dönme-etkinlik bağıntısına göre 10-15 gün dönemle dönmesi beklenmeli Ek Eri'nin dış yüzeyi büyük olasılıkla magnetik frenlemeyle yavaşlamış olmalı, hızlı dönmesi gereken iç kısım dış katmanları tekrar hızlandırabilir veya frenleme iç kısımlarında zamanla frenleyip yavaşlatarak dinamoyu etkisiz hale getirebilir ve bu durumda yıldızda dönme-etkinlik bağıntısında olması gereken yere inebilir.



ŞEKİL 2

Ek Eri'nin son yıllarda yapılan fotometrik gözlemlerinde dikkati çeken bir başka nokta genliğin sönümlenmiş gibi görünmesidir (bkz şekil 1). Strassmeier vd. (1990)'da şekil 1'e göre bu sönümlenme 1986-1987 yıllarında başlamıştır. Dikkat edilirse 1987 sonrasındaki gözlemlerin önceki salınımların maksimum seviyesinde olduğu görülür. Daha önceki yorumumuzda (Özeren, Demircan, Derman 1990) bu durum yıldızda soğuk lekelerin yok olup plaj bölgelerinin hakim olmaya başlaması şeklinde yorumlanmıştır. Biriken verilerle bu hipotezi yeniden denetledik. Salınımların sönümlenmesi şeklinde görülen bu durumun aslında mevsimlik gözlem dağılımının son yıllarda hep maksimumlara rastlaması sonucu oluştuğunu sanıyoruz. Son gözlem mevsiminde yıldızın sönükleşmiş görünmesi ise salınım maksimumunun çevrimden çevrime değişmesinden kaynaklanmaktadır. Bu durum için Strassmeier vd. (1990)'da şekil 1'e bakınız. Yukardaki görüşümüzün doğru olması halinde gelecek yıllarda söz konusu salınımın iniş kolunun gözlenmesi beklenmelidir. Bu yıldızın fotometrik gözlemlerinden magnetik aktivite karakterinin daha iyi belirlenebilmesi için bir gözlem kampanyasıyla farklı boylamlardan daha düzenli gözlenmesi gerekmektedir.

Strassmeier vd., nin (1990) belirlediği G8 III-IV tayf türüyle EK Eri: $M \approx 2M_{\odot}$ $R = 6-10 R_{\odot}$, $T \approx 6000 K$ ve $L \approx 20L_{\odot}$ olan ve merkezde He yakan evrimleşmiş bir yıldız olmalıdır. Dönme ve magnetik etkinlik özelliğiyle EK Eri dinamo modellerinin denetlenmesi için önemli bir yıldızdır.

4.KAYNAKLAR

- Barksdale, W.S., 1989, Private Communication.
Bieldman, W.P., and MacConnell, D.J., 1973, Astr. J., 78, 687.
Boyd, L.J., Genet, R.M., Hall, D.S., Barksdale, W.S., Fried, R.E., Henry, G.W., Pearsall, J.E., and Wasson, N.F., 1985, Inf. Bull. Var. Stars, No. 2696.
Eggen., O.J., 1978, Astrophys. J., 222, 203.
Hall., D.S., 1983, I.A.P.P.P. Communication No. 13, 6.
Lake, R., 1964, Mont. Not. Roy. Astr. Soc., 23, 136.
Özeren F.F., DEMİRCAN O., DERMAN İ.E., 1990, Çok Uzun Dönemli Bir RS CVn Yıldızı: EK Eri, VII. Ulusal Astronomi Toplantısı.
Walter, F.M. and Bowyer, S., 1981, Astrophys. J., 245, 671.
Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Barksdale, W.S., Jusick, A.T., Henry, G.W., I n Press (Astrophys. J.).

HW Vir YARI-AYRIK ÇİFT SİSTEMİNİN UBV FOTOELEKTRİK GÖZLEMLERİ

Birol GÜROL ve Selim SELAM

A.Ü. Fen Fakültesi 06100 Tandoğan-ANKARA

ÖZET: HW Vir yarı-aynık kısa dönemli çift sistemi 1992, 1993 ve 1994 yıllarında U, B ve V fotoelektrik gözlemleri yapılarak ışık eğrileri elde edilmiştir. Minimum zamanlarından oluşturulan (O-C) eğrisine göre sistemin yörünge dönemi hızla küçülmektedir.

1. GİRİŞ: İlk defa Menzies ve Marang (1986) tarafından UV-parlak cisim araştırmasında değişen olduğu keşfedilen HW Vir (BD-7°3477, PG1241-084) sistemi, yörünge döneminin kısıtlılığı ve evrimsel durumu nedeniyle oldukça ilgi çekmiştir. Menzies (1986) yaptığı fotoelektrik gözlemler sonucunda HW Vir sisteminin yörünge döneminin 2^h48^{dk} olduğunu bulmuştur. Işık eğrisinde güçlü yansıma etkisi mevcuttur.

Menzies and Marang (1986) yaptıkları tayfsal incelemede başyıldızın radyal hız eğrisini ölçmüş ve $K_1=87.9\pm 4.8 \text{ km s}^{-1}$ olarak bulmuşlardır.

Menzies ve Marang (1986) fotoelektrik ve tayfsal çalışmalarından ve Wood vd. (1993) HW Vir sistemi için yaptıkları UBVR ışık eğrilerinin Wilson-Devinney programını kullanarak yaptıkları çözümlerden sisteme ilişkin fotometrik çözüm parametrelerini vermişlerdir (Çizelge 1).

Çizelge 1: HW Vir'in fiziksel özellikleri.

Menzies ve Marang (1986)		Wood vd.(1993)
$P=2^s48^{dk}=168^{dk}$	$i=80^\circ.6\pm 0^\circ.2$	$T_1=29000<T_1<36000^\circ\text{K}$ $T_2=3700^\circ\text{K}$
$\gamma=-12.5\pm 3.6 \text{ kms}^{-1}$	$K_1=87.9\pm 4.8 \text{ kms}^{-1}$	$g=4.9<\log g_1\leq 5.8$
$M_1=0.25M_\odot$	$M_2=0.12M_\odot$	$q\sim 0.31$ (başyıldızın kütlesi $0.50M_\odot$ ise; $0.28<q<0.48$)
$r_1=0.203$	$r_2=0.207$	$q\sim 0.39$ (yoldaş bileşen bir anakol yıldızı ise)
$T_1=26000^\circ\text{K}$	$T_2=4500\pm 500^\circ\text{K}$	$d=42<D<151 \text{ pc}$
$a_1 \text{ Sini}=1.41\times 10^5 (\pm 0.08\times 10^5) \text{ km} = 0.020R_\odot$		
$f(M)=0.0082\pm 0.0013M_\odot$		

2. GÖZLEMLER VE İNDİRGE ME

HW Vir sistemi 1992 yılında 1 gece, 1993 yılında 1 gece ve 1994 yılında 7 gece olmak üzere toplam 9 gece Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde gözlenmiştir. Gözlemler 30 cm'lik Maksutov teleskobuna bağlı SSP5-A fotometresi ile yapılmıştır. Gözlemlerde kullanılan filtreler standart Johnson UBV bandlarına çok yakındır.

Gözlemlerde mukayese ve denet yıldızı olarak sırasıyla BD-8°3411 ve BD-7°3467 yıldızları kullanılmıştır. Denet yıldızına ait parlaklık değerlerinin standart sapması U, B ve V bandlarında sırasıyla ± 0.026 , ± 0.019 ve ± 0.020 olarak elde edilmiştir.

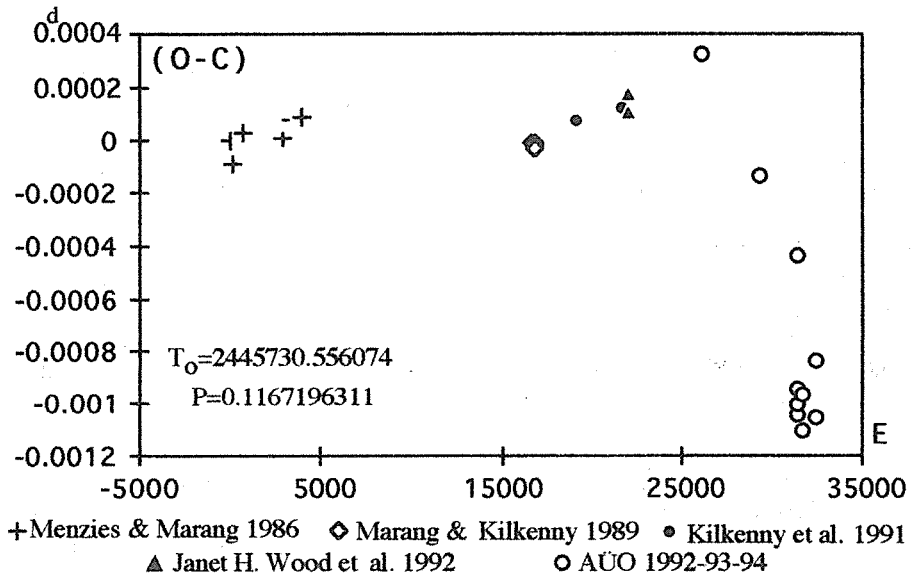
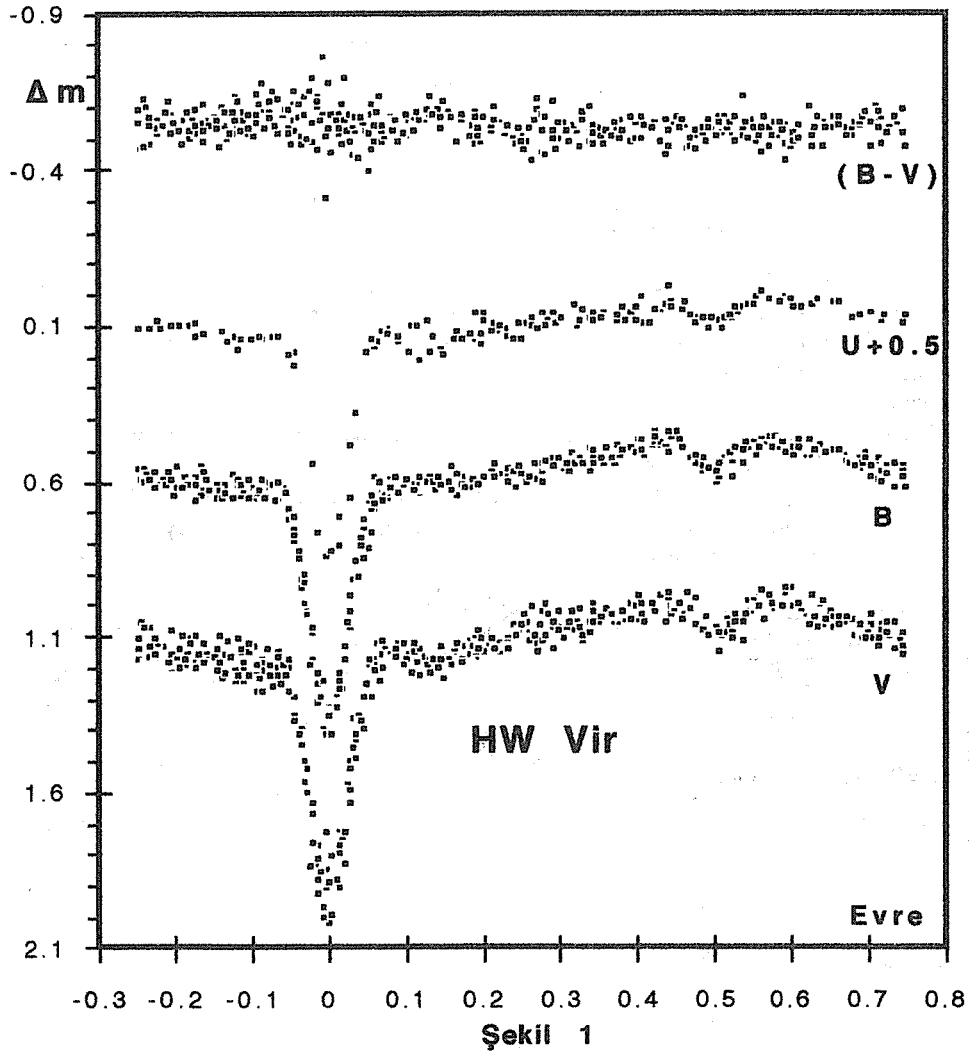
Gözlemler, B.Gürol tarafından programlanan Excel İndirgeme-Makrosu kullanılarak indirgenmiştir. Değişen-Mukayese olarak hesaplanan diferensiyel parlaklık değerleri atmosfer dışına gözlem gecesinde mukayese yıldızından hesaplanan söniümlenme katsayıları kullanılarak indirgenmiştir. Ayrıca, gözlem zamanları Güneş merkezine indirgenmiştir.

HW Vir sistemini döneminin çok kısa olması nedeniyle sisteme ilişkin gözlemsel nokta sayısını artırmak amacıyla her mukayese arasında altı adet değişen yıldız gözlenmiştir.

Şekil 1'de bu gözlemlerden oluşturulan ışık ve (B-V) renk eğrileri gösterilmiştir. Şekil 1'den de görüldüğü gibi sistemde güçlü yansıma etkisi görülmektedir. Ayrıca 0.1 ile 0.2 evreleri arasında daha önce yayınlanan (Wood vd. 1993) ışık eğrilerinin aksine bir çökme meydana gelmiştir. Bu çökmenin nedeni anlaşılabilir değildir. Fakat Wood vd. (1993)'ün yayınlanan ışık eğrilerinde benzer değişimler farklı evrelerde görülmüş ve bu değişimin yer atmosferinden kaynaklanabileceğini belirtmişlerdir. Uzun zaman yapılacak gözlemler sonucunda benzer değişimlerin tekrarlaması durumunda bu değişimin sistemde yeni oluşan bir diskten kaynaklanabileceği söylenebilir.

Şekil 1'de görülen ışık eğrileri aşağıdaki ışık elemanları kullanılarak hesaplanmıştır,

$$\text{HJD(L.min)}=2448294.886472+0.11671953\cdot n$$



+Menzies & Marang 1986 ♦ Marang & Kilkenny 1989 • Kilkenny et al. 1991
 ▲ Janet H. Wood et al. 1992 ○ AÜO 1992-93-94

3. (O-C) DEĞİŞİMİ

Gözlemler sonucunda 7 adet birinci ve 3 adet ikinci minimum olmak üzere toplam 10 adet minimum zamanı Kwee-van Woerden (1956) yöntemi kullanılarak hesaplanmıştır. Hesaplanan minimum zamanları, minimum türleri ve ortalama hata değerleri Çizelge 2'de verilmiştir. Ortalama minimum ve Ortalama hata değerleri aşağıdaki ifade kullanılarak hesaplanmıştır.

$$t_{\min(\text{mean})} = \frac{\sum_i (t_i / \sigma_i^2)}{\sum_i (1 / \sigma_i^2)} \quad \text{ve} \quad \sigma_{\text{mean}}^2 = \frac{1}{\sum_i (1 / \sigma_i^2)} \quad (1)$$

Şekil 2'de Literatürden toplanan minimum zamanları ve elde ettiğimiz minimum zamanları kullanılarak çizilen (O-C) eğrisi görülmektedir. (O-C) eğrisinde 1992 yılından sonra çok hızlı bir değişimin ortaya çıktığı görülmektedir. Bu değişim sistemin oldukça dikkatli bir şekilde gözlemlerinin yapılması gerektiğini ortaya çıkarmaktadır.

(O-C) değişiminin ne şekilde gelişeceği ve yorumu gelecekte yapılacak olan gözlemlere bağlıdır. Minimum zamanı verilerinin yeterli zaman aralığında olmamasından dolayı detaylı dönem analizi yapılamamıştır.

4. SONUÇ

HW Vir sistemi evrimsel durumu nedeniyle hızlı değişimlerin olması beklenen bir sistemdir. Bu nedenle sistemin dikkatlice gözlenmesi gerekmektedir. Sistemin minimuma giriş ve çıkışlarının çok kısa (~17dk) bir zaman aralığında olması nedeniyle hızlı gözlem yöntemlerinin kullanılması gerekmektedir.

Bu gözlem tekniğini programlayarak kullanmamıza izin veren Z.Müyesseroğlu'na ve sistemin gözlemlerine katkıda bulunan diğer Astronomi bölümü elemanlarından B.Albayrak ve S.Özdemir'e teşekkür ederiz.

Çizelge 2

Min.	HJD Min. +2400000	Ortalama Hata (I)	Band	HJD Min. (Ortalama) +2400000	Ortalama Hata (II)	E	(O-C)	Gözl
I	48776.3548	±0.00046	V	48776.3552	±0.00013	26095	0.00032	SOS
I	48776.355	±0.00021	B					
I	48776.3553	±0.00018	U					
II	49149.3318	±0.00021	U	49149.3323	±0.00011	29290.5	-0.00014	ZM
II	49149.3323	±0.00026	B					
II	49149.3325	±0.00015	V					
I	49393.5095	±0.00032	B	49393.5095	±0.00032	31382.5	-0.00044	BA
I	49393.5671	±0.00017	V	49393.5672	±0.00005	31383	-0.00105	BA
I	49393.5672	±0.00006	B					
II	49400.5114	±0.00050	B	49400.5121	±0.00013	31442.5	-0.00100	SÖ
II	49400.5119	±0.00017	V					
II	49400.5125	±0.00023	U					
I	49400.5704	±0.00007	U	49400.5705	±0.00005	31443	-0.00095	SÖ
I	49400.5705	±0.00008	B					
I	49400.5708	±0.00021	V					
II	49427.4739	±0.00010	B	49427.4742	±0.00009	31673.5	-0.00111	BG
II	49427.475	±0.00017	V					
I	49427.5327	±0.00010	V	49427.5327	±0.00005	31674	-0.00097	BG
I	49427.5327	±0.00005	B					
I	49511.3372	±0.00016	V	49511.3373	±0.00008	32392	-0.00106	BG
I	49511.3373	±0.00009	B					
I	49518.3407	±0.00008	B	49518.3407	±0.00008	32452	-0.00084	BG

Gözlemciler: SOS: S.O.Selam, ZM: Z.Müyesseroğlu, BA: B.Albayrak, SÖ: S.Özdemir, BG: B.Gürol.

REFERANSLAR

- Kilkeny D., Harrop-Allin M., Marang F., 1991, IBVS 3569.
 Kwee K.K., van Woerden H., 1956, BAN, 12, 327.
 Marang F. & Kilkeny D., 1989, IBVS 3380.
 Menzies J.W. and Marang F., 1986, J.B. Hearnshaw and P.L. Cottrell (eds.). Instrumentation and Research Programmes for Small Telescopes, 305-306, by the IAU.
 Menzies J.W., 1986, Ann.Rep.S.Afr.Astron.Obs. p.20.
 Wood J.H., Zhang Er-Ho and Robinson E.L., Mon.Not.R.Astron.Soc.,1993, 261, 103-112.

II Peg' in FOTOMETRİK ETKİNLİKLERİ

S. Evren, V. Keskin, Z. Tunca, C. İbanoğlu ve C. Akan

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İzmir

Kuzey yarımküreden gözlenebilen RS CVn yıldızları içinde en sorunlu olanlardan biri, kuşkusuz II Peg sistemidir. Sistemin gerek optik olarak, gerekse *IUE*, *EXOSAT* ve *GINGA* adlı uydularla yapılan gözlemleri ile manyetik etkin bölgelerinin karakteristiği ortaya çıkarılmaya çalışılmaktadır. Bundan başka, tayfın farklı bölgelerinde yapılan gözlemler, etkin alanlar üzerindeki atmosfer yapısının tanımlanmasına, kromosfer ve geçiş bölgeleri arasındaki yapının ve fotosferik lekelerle arasındaki ilişkinin çıkarılmasına olanak verir.

Tayf türü, K2 - 3 IV - V olan II Peg, tek çizgili, etkin bir tayfsal çiftyıldızdır. Çok renk ışıkölçümü yapan araştırmacıların hepsi de, elde edilen ışık eğrilerinde dalga benzeri bozulma, bakışsızlık, genlik değişimi, dalga minimumunun azalan ya da artan evrelere doğru kaymasından ve ortalama parlaklık değişiminden söz etmektedirler. Sistemin yörünge eğikliğinin saptanamaması nedeniyle, ortaya konan leke modelleri üzerinde büyük tartışmalar vardır.

II Peg, 1993 yılı içinde 5 ay boyunca Ege Üniversitesi Gözlemevi 'nde, B,V filtrelerinde, toplam 60 gece olmak üzere gözlenmiştir. Yapılan gözlemler, 5 ayrı grupta toplanarak değerlendirilmiştir. 1976 yılından bugüne dek yapılan fotometrik gözlemler topluca değerlendirmeye alınarak, sistemin uzun dönemli değişimi incelenmiştir. Sonuçta, tayfsal çalışmalardan elde edilen bulguların desteği ile, 0.9 evrede, sistemin tümünü saran ya da bileşenlerden birinin çevresinde yeralan bir soğurucu maddenin varlığı ortaya konmuştur. Bu soğurucu maddenin parlaklık değişimi, B filtresinde $0^m.12$ kadardır. Sistemin rengini $0^m.06$ kadar kızılaştırıran bu soğurucu maddenin ortalama parlaklık değerleri, sistemin ortalama parlaklık değerlerinden çıkarılarak, soğuk lekelerden kaynaklandığı varsayılan parlaklık değişimi bulunmuştur. Buna göre, birbirlerine göre 180° farklı boylamlarda bulunan iki büyük leke grubunun varlığı ortaya çıkarılmış ve bunların eşlek ve uçlağa doğru sürüklendikleri saptanmıştır. Leke etkinliğinin bir belirteci olan sistemin ortalama parlaklığının, yaklaşık 13 - 14 yıllık bir dönemle değiştiği bulunmuştur.

Flare yıldızlarının dışında, RS CVn yıldızlarının da flare etkinliği gösterdikleri, son yıllarda bulunan özelliklerden biridir. Ancak, genelde gözlenen flareler, tayfın X-ışın ve radyo bölgesindedir. Optik bölgede bir flare gözlenmesi ise, çok az rastlanan bir olaydır ve genelde kısa dönemli RS CVn 'lerde görülür. II Peg gibi uzun dönemli RS CVn yıldızlarında optik flare gözlemi, bugüne kadar çok az yapılmıştır. II Peg 'in 1993 yılı içinde yapılan gözlemlerinden bir gecesinde, 4434^s süren bir optik flare gözlenmiştir. Flare anında sistemin parlaklığı, B filtresinde $0^m.058$ kadar artmıştır. Flarenin parlama süresi, sönme süresinden çok daha kısadır. Böylesi bir optik (beyaz ışık) flarenin gözlenmiş olması, uzun dönemli RS CVn yıldızlarında da optik flarelerin görülebildiğinin kanıtıdır. Böylece, onların atmosferik etkinliklerine ilişkin kuramların yeniden gözden geçirilmesi gerekecektir.

ÇOK LEKELİ MODELLEME ve GÜNEŞ ANALOJİSİ
YENİ BİR YAKLAŞIM
HD12545 İLE UYGULAMA

1) Giriş,

RS CVn ve benzeri yıldızların ışık eğrilerindeki sinisoidal bozulmaların yıldız lekelerinden kaynaklandığı artık bilinmektedir. Tek lekeli ilk modellerden sonra gözlemsel ışık eğrilerinin asimetric oluşundan dolayı çift lekeli modeller ortaya çıkmıştır. Çok olmakla birlikte, lekeleri umra-penumra yapısında düşünenler de olmuştur. Bütün bu leke modellerinin güneş analogisi ile üretildiği düşünülebilir. Ama dikkatle incelediğimiz zaman, yayınlanan modellerin hemen hemen hepsi lekeleri görünen kutbun olduğu yarıkürede öngörmüşlerdir. Lekelerin tek bir yarıkürede toplanmalarının bilinen hic bir sebebi yoktur. Bu sebeple ileri sürülen leke modellerinin güneş analogisinden uzak olduğu söylenebilir çünkü güneşte durum böyle değildir.

Bu çalışmada, güneş analogisinden yararlanıp, lekeli yıldızlar için yeni bir modelleme tekniği geliştirilmiştir. Temel fikir olarak, güneşteki lekelerin çok sayıda olduğu ve kuzey, güney her iki yarıkürede hemen hemen eşit sayıda (veya alanda) buldukları kullanılmıştır. HD12545 in UBV(RI)_c beş renk fotometre gözlemleri literatürden (Strassmeier and Olah 1992) alınmıştır. Sözü geçen yayın, leke modellenmesinde iki önemli tekniği (nümerik ve analitik) karşılaştırması ve sistemle ilgili parametreleri vermesi bakımından da önemlidir. Bu çalışma yeni tekniğimizin kullanılan tekniklerle karşılaştırılmasını da imkan verecektir.

2) Model tarifleri,

Eğer bir yıldız ışık eğrisindeki en parlak noktadan daha parlak olarak gözlenmiş ise bu parlak nokta genelde yıldızın lekesiz parlaklığı olarak kabul edilir. Böylece, elimizdeki ışık eğrisine göre lekelerin görülmediği evre yok demektir. Lekesiz parlaklık seviyesini ışık eğrisindeki parlaklık seviyesine indirmek için kutupta bir leke veya herhangi bir enlemde

küçük küçük lekelerin eşit şekilde dağıldıklarını düşünebiliriz. Bu nedenle kutupta lekesi olan modellere kutupsal modeller, diğerlerine de kemer modelleri denmiştir. Kutup lekeleri veya kemer yapı ışık eğrisinde değişime sebep olmadan her evrede ışık seviyesini düşürür. Işık eğrisindeki değişimin belli bölgelerde toplanan, yoğunlaşan lekelerin sebep olduğunu düşünebiliriz. Lekelerin yoğunlaştığı bölgeler tek tek lekelerle ifade edilebilir, ve hatta ilk yaklaşımla bütün bu lekelerin hepsi tek bir leke gibi görülebilir. Bu lekenin ekvator üzerinde olmadığını düşünelim. Güneş analogisine göre aynı büyüklükte bir başka lekenin öteki yarı kürede ekvatorundan aynı uzaklıkta olduğunu düşünebiliriz. Bu nedenle en basit kutupsal model 4 lekeli modeldir (biri kutuplarda birer tane her iki yarı kürede). Kutup haricindeki bu lekeleri A ve B diye isimlendirelim. A lekesi görünen kutbun olduğu yarıkürede olsun. Kemer modelleri için de A ve B lekeleri vardır. Ancak, A ve B nin dışında aynı enlemlere eşit şekilde dağılmış hepsi aynı büyüklükte küçük küçük lekeler vardır. Bu küçük lekelerin sayısı 15 olarak düşünülmüştür. Böylece, en basit kemer modelinde A ve B lekeleriyle birlikte 32 leke bulunur. Kutup lekeleri dairesel olmalıdır. Kemerdeki lekelerin şekillerinin önemi yoktur. Ama, A ve B lekelerinin şekli ışık eğrisi için önemlidir. Kare ve daire, ışık eğrisinde ayırt edilemiyebilir, ama uzunca bir leke uzun olmayandan ayırt edilebilir. Eğer bu leke bölgeleri uzun iseler, uzantıları büyük bir ihtimalle ekvatora paraleldir. Bu çalışmada Eker (1994) ün formülleri kullanıldığından her bir leke daireseldir. Ancak uzunca leke bölgeleri bir birine değen birkaç tane leke ile ifade edilmiştir. Bu bölgelerdeki leke sayısı lekelerin uzunluk derecesi olarak düşünülebilir. Yüzeyleki bütün lekelerin aynı sıcaklıkta ve uniform oldukları kabul edilmiştir.

Şekil ve sıcaklıkları aynı olmasına rağmen her bir leke üç parametre (boyutu ve iki koordinatı) demektir. Kullandığımız güneş analogisindeki simetri yardımıyla

bilinmeyen parametre sayısı minimuma indirilmiştir. Bilinmeyen ve tayin etmek istediğimiz bu parametrelere model parametreleri ismi verilmiştir ve şunlardır:

- 1) kutup lekесinin yarıçapı (r_p) veya kemerlerdeki bir lekenin yarıçapı (r_b).
- 2) A lekесi içindeki bir lekenin yarıçapı (r).
- 3) leke bölgelerinin ekvatorдан uzaklığı ($\pm\beta$).
- 4) A lekесinin boylamı (L_A).
- 5) B lekесinin boylamı (L_B).
- 6) leke sıcaklıkları (T_s)

3. sonuç,

Yukarıdaki parametrelerle ifade edilen 10 model, beş i kutupsal beş i kemer, için otomatik iterasyonlarla çözümler aranmıştır. Model parametrelerini teker teker otomatik olarak değiştiren program her bir model için en uygun parametreleri bulur. Gözlemlerle en iyi uyumu veren modelin parametreleri Tablo 1 de Strassmeier ve Olah'in (1992) bulgularıyla karşılaştırılmıştır. Bu parametrelerle üretilen ışık eğrileri Şekil 1 de ve lekerin görünüşleri Şekil 2 de gösterilmiştir.

KAYNAKLAR

Eker, Z. (1994) Ap.J.,420,373.

Strassmeier, K.G., and Olah, K., (1992) A&A,259,183.

Dr. Zeki Eker
King Saud University
Coll.of Science\Dept.of Astronomy
P.O.Box 2455, RIYADH 11451
SAUDI ARABIA

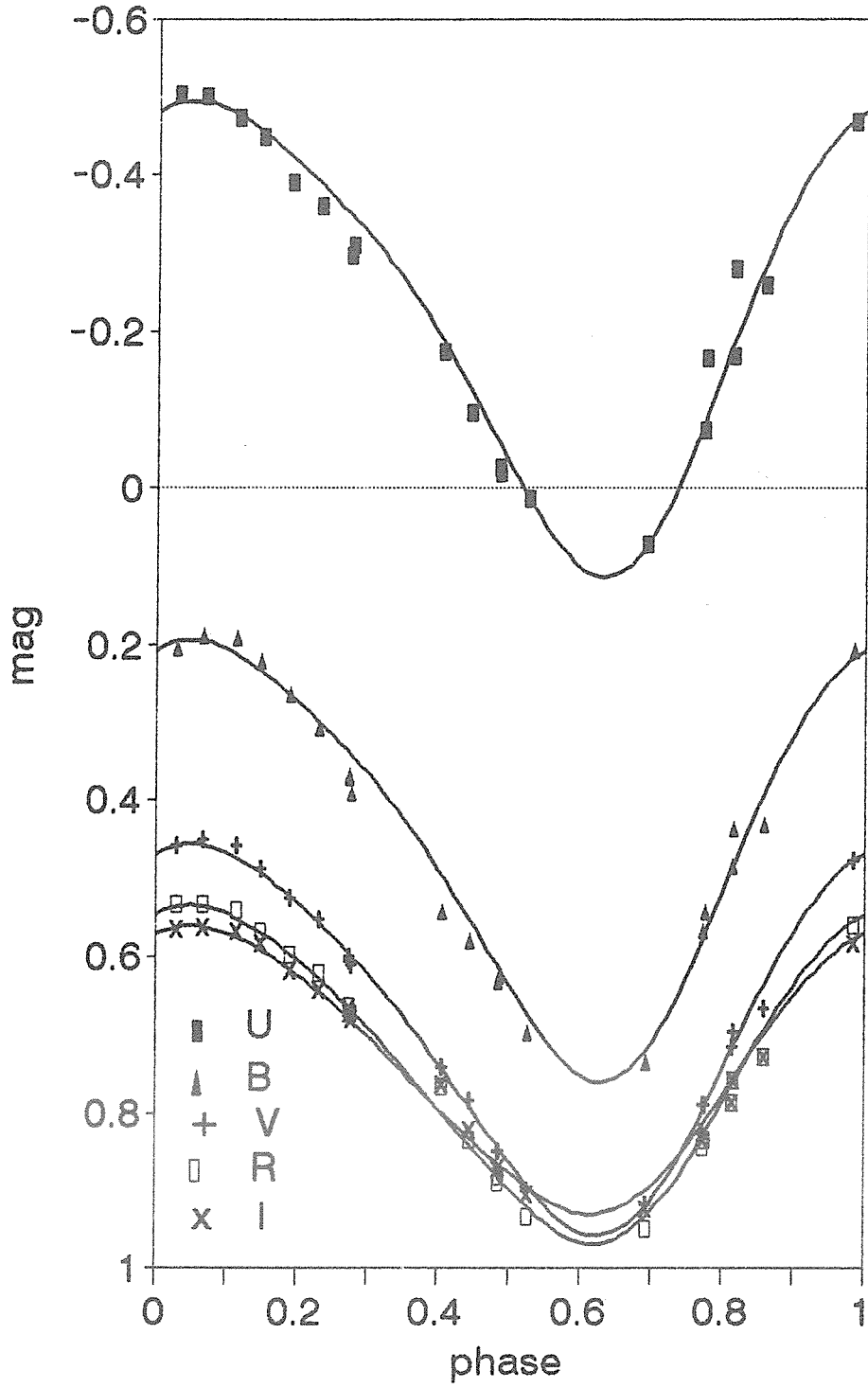
TABLO 1

MODEL PARAMETRELERİ	SPOT	DOPPEL	BU YAYIN	(birim)
Bir kemer lekesi yarıçapı (r):	23.3 (*)	--- (*)	3.44	deg.
Kemer lekelerinin alanı :	4.1 (*)	0.6 (*)	2.7	% yüzey
Leke A (Ana leke)				
Merkez boylamı :	223.7	161-260	236.0	deg.
Merkez enlemi :	28.2	0- 55	18.0	deg.
(tek birinin) Yarıçapı (r) :	40.4	----	28.88	deg.
Alan :	11.9	11.2	12.43	% yüzey
Leke B				
Merkez boylamı :	314.0	289-345	129.0	deg.
Merkez enlemi :	-21.0	20- 75	-18.0	deg.
(tek birinin) Yarıçapı (r) :	29.1	----	28.88	deg.
Alan :	6.3	4.8	12.43	% yüzey
TOPLAM LEKE ALANI :	22.3	16.6	27.56	% yüzey
Bagil leke sıcaklığı (Tp-Ts) :	1130	1080	1280	Kelvin
(Tp=4820) LEKE SICAKLIĞI :	3690	3740	3540	Kelvin

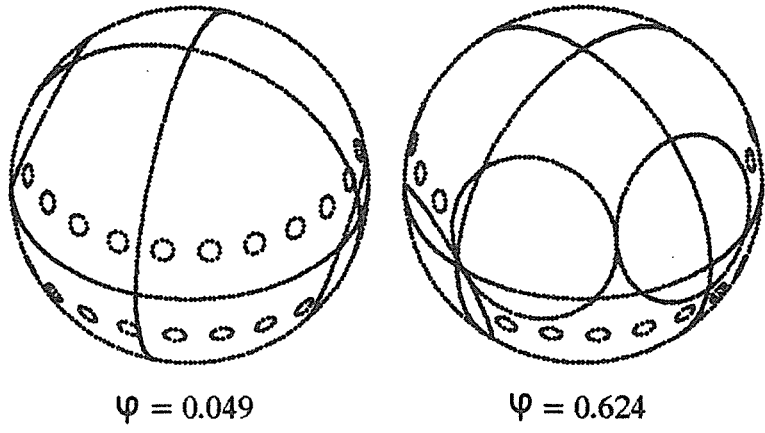
1) Analitik yaklaşım. Dairesel lekeler.

2) Numerik yaklaşım. Dikdörtgen lekeler.

(*): Uygun değil, bu modellerdeki üçüncü leke içindir.



Şekil 1



Şekil 2

HR 7275'İN MAGNETİK ETKİNLİĞİ

Albayrak, B., Aydın, C., Demircan, O.
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü, ANKARA

ÖZET

RS CVn türü tek tayf çizgili HR 7275 yıldızı için sisteme ilişkin gözlemsel veriler kullanılarak aşağıdaki magnetik etkinlik belirteçleri elde edilmiştir:

$$F_X = 1.93 \times 10^{16} \text{ erg/cm}^2 \text{ s}, \quad F_{\text{MgIIh}} = 2.31 \times 10^7 \text{ erg/cm}^2 \text{ s}, \quad F_{\text{MgIIk}} = 2.87 \times 10^7 \text{ erg/cm}^2 \text{ s}$$

$W_{\text{MgIIh}} = 109.73 \text{ km/s}$, $W_{\text{MgIIk}} = 124.24 \text{ km/s}$. Tüm bu belirteçler kullanılarak dönme-magnetik etkinlik diyagramlarında HR 7275'in korona ve kromosfer etkinliği RS CVn yıldızları ile karşılaştırılmış ve onlara göre benzer korona etkinliği gösterirken en az 10 kat daha yüksek bir kromosfer etkinliği gösterdiği saptanmıştır. Ayrıca HR 7275'in RS CVn sistemlerinin oluşturduğu Wilson-Bappu bağıntısına uyduğu gösterilmiştir.

1. HR 7275 SİSTEMİ

HR 7275 (V1762 CYG, HD179094), 28.59 günlük yörünge dönemine sahip, parlak (5.81 kadir), tek çizgili tayfsal bir çift sistemdir. Sistemin yörünge elemanları ilk olarak Young(1944) daha sonra Eker(1989) tarafından bulunmuştur. Tayf türünü (K1 III-IV) ve fotometrik değişim gösteren bir sistem olabileceğini ilk olarak Herbst(1973) saptamıştır. Sistemin özellikleri Çizelge 1'de özetlenmiştir.

Çizelge 1. HR 7275 SİSTEMİ

Uzaklığı	= 250 parsek
Tayf türü	= K1 III-IV
V_{max} parlaklığı	= 5.81 kadir
ΔV_{dalga}	= 0.3 kadir
Yörünge dönemi	= 28.5895 gün
Fotometrik dönemi	$\approx P(\text{yör})$
Yarıçapı	$\geq 8R_{\odot}$
Tutulma	= yok
$f(m)$	= 0.1939
$L_X(\text{erg/s})$	= $0.25-1.25 \times 10^{31}$

2. KORONA ETKİNLİĞİ

Geç tür yıldızlarda X ışını yayınının yorumlanmasında en önemli dayanak noktası Güneş'tir. Zombeck vd. (1979) göre, X ışını bandında Güneş'te; (i) X ışını yayını (Güneş diski üzerinden) sadece belli bölgelerden yapılır, (ii) Bu bölgeler fotosferde Güneş lekelerinin olduğu bölgelerin üzerinde yer alır. Diğer taraftan bu bölgeler magnetik alanın fotosfer üzerine çıktığı bölgelerdir (Demircan, 1988).

Güneş'i geç tür yıldızları temsil eden tipik bir örnek olarak kabul edersek, geç tür yıldızlardan X ışın yayını onların magnetik etkinlik belirteci olduğunu kabul etmek gerekir. Bu şekilde Güneş örnek alınır, soğuk yıldızlardan gözlenen X ışını yayını da kapalı magnetik ilmeklerden kaynaklanmış olmalıdır.

Geç tür yıldızlarda X ışın yayınıyla diğer fiziksel parametreler arasında ilişkiler aranırken etkinlik belirteci olarak X ışınım gücü L_X yerine X ışın akısı F_X 'in alınması daha anlamlıdır (Demircan,1989).

HR 7275 dahil 25 RS CVn sisteminin X ışınım güçleri Strassmeier vd. (1993) katalogundan alınarak bu değerlerden X ışınım akıları,

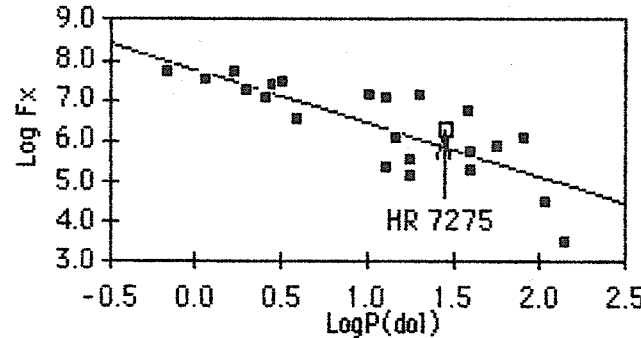
$$F_X = \frac{L_X F_{bol}}{L_{bol}} = \frac{L_X F_{bol}}{4\pi R^2 F_{bol}} = \frac{L_X}{4\pi R^2}$$

formülüyle bulundu. Elde edilen X ışın akısı değerleriyle yörünge dönemi ve dönme dönemi arasındaki bağıntı Şekil 1 ve Şekil 2'de görülmektedir. Bu bağıntıya uymayan uzun dönemli iki sistem: HR 7428 ve omicron Dra'dır. Her iki şekilde dönem arttıkça X ışın akısının düştüğü görülmektedir. HR 7275'de bu genel bağıntıya uymaktadır. Şekillerdeki doğruyu temsil eden denklemler sırasıyla,

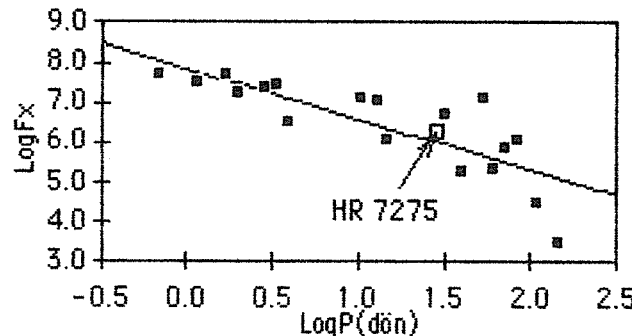
$$\text{Log}F_X = 7.7493 - 1.3225 \text{Log}P(\text{dol})$$

$$\text{Log}F_X = 7.8643 - 1.2627 \text{Log}P(\text{dön})$$

dir. $P(\text{dol})$ ve $P(\text{dön})$ için bulunan bağıntılar bir birine çok yakındır. Bunun nedeni dikkate alınan sistemler için (V4138 Sgr ve λ And hariç) $P(\text{dol}) \approx P(\text{dön})$ olmasıdır.



Şekil 1. RS CVn türü çift yıldızlar için X ışın akısı-yörünge dönemi bağıntısı



Şekil 2. RS CVn türü çift yıldızlar için X ışın akısı-dönme dönemi bağıntısı

3. KROMOSFER ETKİNLİĞİ

Geç tür yıldızlarda en belirgin kromosferik belirteç CaII H ve K ($\lambda\lambda 3968\text{\AA}$, 3964\AA) ve MgII h ve k ($\lambda\lambda 2803\text{\AA}$, 2796\AA) çizgileridir. Bu nedenle, yıldız kromosferlerine ilişkin incelemeler bu çizgilere dayandırılmaktadır.

HR 7275'in kromosferik etkinliğini belirlemek için yüksek ayırma güçlü beş IUE tayfindan MgII h ve k salma çizgilerinin akı ve eşdeğer genişlik değerlerini elde ettik. Bu değerler Çizelge 1'de listelenmiştir.

Tek yıldızlar için F_{MgII} ve (B-V) renkleri arasında çizilen grafikte renge bağlı olan bir alt sınır bulunmuştur (Orange ve Zwann, 1985). Bu alt sınır yıldızın rengine bağlı olarak değişmektedir. Gözlemsel olarak elde edilen bu minimum akı veya temel akı (Basal Flux, Φ) magnetik akıyla ilgili değildir (Schrijver, 1987). Etkin yıldızların akısı bu temel akıdan daha büyüktür. Dolayısıyla etkinliği gösteren miktar, gözlenen akıdan bu temel akıyı çıkardığımızda elde edeceğimiz ΔF farkıdır. Etkinlik akısı adı verilen bu ΔF 'yi bulmak için temel akıyı bulmak gerekir. gözlemsel olarak elde edilen temel akı denklemleri Rutten ve Schrijver (1987) tarafından şu şekilde verilmiştir.

$$\text{Log} \Phi_{\text{MgII}} = 6.73 - 1.61(B-V) \quad B-V < 1.0$$

$$\text{Log} \Phi_{\text{MgII}} = 6.17 - 1.04(B-V) \quad B-V > 1.0$$

Şekil 1 ve 2'ye göre RS CVn'lerde dönme hızı arttıkça X ışın akısı da artmaktadır. Böyle bir ilişkinin ΔF_{MgII} akıları için de var olup olmadığını araştırdık. V 4138 Sgr ve λ And yıldızları senkronize dönmeden saptıkları için bu yıldızları dikkate almadık. Bu durumda diğer yıldızlar için $P(\text{dol}) \approx P(\text{dön})$ olduğundan ΔF_{MgII} akılarının $P(\text{dol})$ 'e göre değişimini inceledik (bkz. Şekil 3). Bu değişim,

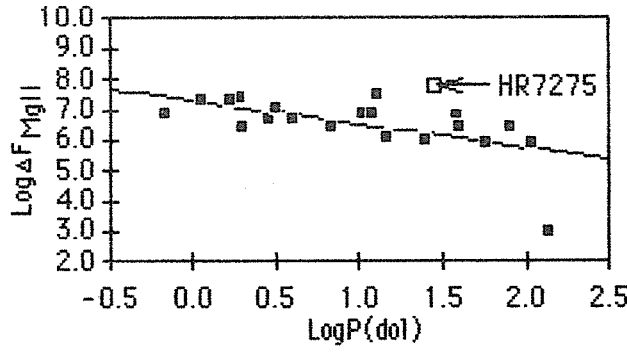
$$\text{Log} \Delta F_{\text{MgII}} = 7.3056 - 0.769 \text{Log} P(\text{dol})$$

bağıntısı ile temsil edilmektedir. X ışın akısında var olan yönde bir ilişki MgII salma akıları için de görülmektedir.

TAYF	$f \times E^{-13} (*)$ MgII k	LogWo MgII k	$f \times E^{-13} (*)$ MgII h	LogWo MgII h
LWR10317	159.75	2.08	132.50	2.03
LWR11588	169.91	2.10	130.95	2.02
LWR09695	153.39	2.09	118.17	2.07
LWR13852	154.68	2.08	112.33	2.04
LWR13853	109.96	2.12	108.38	2.04

(*) $\text{erg/cm}^2 \text{ s } \text{\AA}$

Çizelge 2. HR 7275'in MgII h ve k salma çizgilerine ait f ve $\text{log} \text{Wo}$ değerler



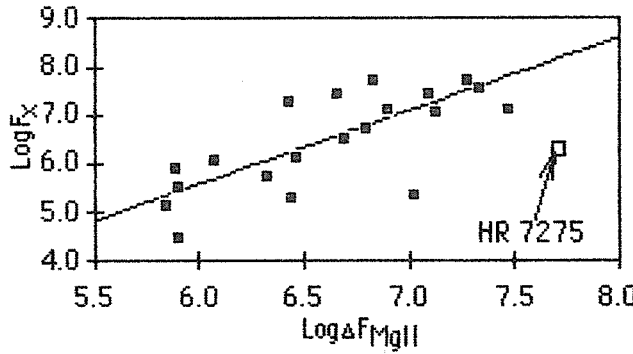
Şekil 3. ΔF_{MgII} etkinlik akısı ile yörünge dönemi arasındaki ilişki

4. KORONA ve KROMOSFER ETKİNLİKLERİN KARŞILAŞTIRILMASI

HR 7275'in korona ve kromosfer etkinliklerini diğer RS CVn sistemleriyle karşılaştırmak için dikkate alınan tüm sistemlerin F_x değerlerini ΔF_{MgII} değerlerine karşı logaritmik ölçekte grafiğe aktardık (Şekil 4). Şekil 4'de $\text{Log}F_x$ - $\text{Log}\Delta F_{MgII}$ arasındaki ilişki görülmektedir. Bu ilişki,

$$\text{Log}F_x = -3.4657 - 1.51 \text{Log}\Delta F_{MgII}$$

bağıntısı ile ifade edilebilmektedir. Şekilde de görüldüğü gibi F_x arttıkça magnetik etkinlik belirteci olan MgII akıları da artmaktadır. Ancak dikkat edilirse HR 7275'in şekildeki genel trendden biraz sapma gösterdiği görülmektedir.



Şekil 4. X-ışın akısı ile ΔF_{MgII} etkinlik akısı arasındaki ilişki

5. WILSON-BAPPU BAĞINTISI

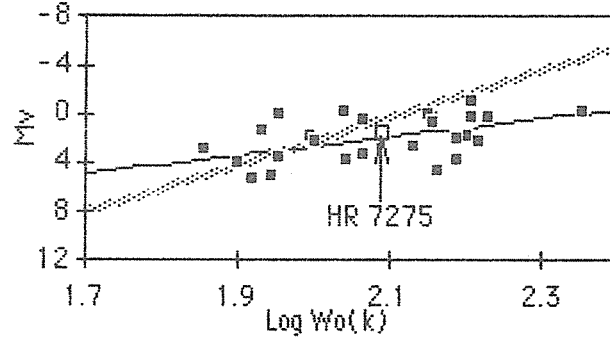
HR 7275 için bulunan MgII h ve k salma çizgilerinin yarı genişlik değerleri ve Özeren, F.F.'den (1992) alınan diğer RS CVn türü sistemlerin MgII h ve k salma çizgilerinin yarı genişlikleri kullanılarak, HR 7275 sisteminin Wilson-Bappu bağıntısına uygunluğu araştırıldı. Bu çalışmada RS CVn sistemleri için,

$$k \text{ çizgisi için, } M_V = 17.7994 - 7.5901 \text{Log}W_0 (\text{km/s})$$

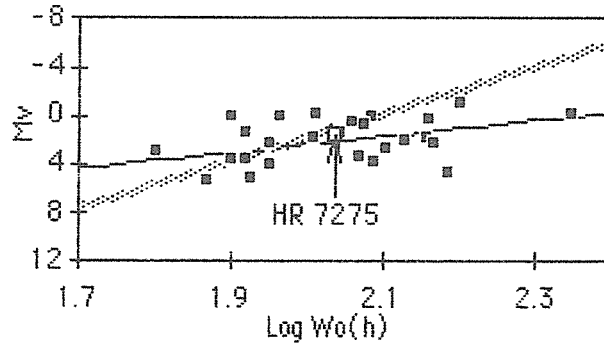
$$h \text{ çizgisi için, } M_V = 15.4594 - 6.5573 \text{Log}W_0 (\text{km/s})$$

bağıntıları elde edilmiştir.

Şekil 5.'de ve Şekil 6.'da açık renkli kalın çizgi tek yıldızlar için (Viladilo vd., 1987), koyu renkli ince çizgi ise HR 7275'in de dahil olduğu RS CVn bileşenlerini temsil etmektedir. Her iki şekilden de görüldüğü gibi RS CVn bileşenleri için bulunan Wilson-Bappu ilişkisi tek yıldızlar için bulunandan farklıdır ve HR 7275 beklendiği gibi diğer RS CVn sistemlerinden farklı görünmemektedir.



Şekil 5. M_V ve $\text{Log } W_0(k)$ arasındaki ilişki. Açık renkli kalın çizgi tek yıldızlar için, koyu renkli ince çizgi RS CVn bileşenleri içindir



Şekil 6. M_V ve $\text{Log } W_0(k)$ arasındaki ilişki. Açık renkli kalın çizgi tek yıldızlar için, koyu renkli ince çizgi RS CVn bileşenleri içindir

6. SONUÇLAR

HR 7275 tek yıldız olsaydı HR diyagramında dev olmaya yaklaşan konumuyla yavaşlamış ve magnetik etkinliğinin düşmüş olması gerekirdi (bkz. Gray, 1982). Bu çalışmada, HR 7275'in magnetik etkinliğinin genelde diğer RS CVn sistemlerinden pek farklı olmadığı gösterildi. Bunun temel nedeni HR 7275 tek yıldız olarak gözlenmiş olsa bile, tek yıldız olmayıp bir RS CVn sistemi olmasıdır. Şekil 1 ve 2'den HR 7275'in korona etkinliğinin diğer RS CVn'lerle oldukça çok iyi bir uyum içinde olduğu görülürken, Şekil 3'ten kromosfer etkinliğinin diğer RS CVn'lerden en az 10 kat daha yüksek olduğu görülmektedir. Bu durum Şekil 4'te de açık olarak görülmektedir. Bu durum fiziksel olarak henüz açıklanamamıştır. Diğer taraftan HR 7275'in RS CVn'lerin oluşturduğu Wilson-Bappu bağıntısıyla uyum içinde olduğu gösterilmiştir.

KAYNAKLAR

- Demircan, O., 1988. Güneş'in Magnetik Etkinliği, ders notu, Ankara.
- Demircan, O., 1989. Yıldız Atmosferlerinde X-ışın Yayınlı, Doğa Tü. Fiz. D.C., 13, 74.
- Eker, Z., 1989. Mon. Not. R. Astr. Soc., 238, 675.
- Gray, D.F., 1982. Ap J., 261, 259.
- Herbst, W., 1973. Astron. Astrophys., 26, 137.
- Orange, R.J., Zwaan, C., 1985. Astron. Astrophys., 147, 265.
- Özeren, F.F., 1992. RS CVn yıldızlarında MgII h ve k çizgileri, Y.L. Tezi, A.Ü Fen Bil. Enst., Ankara.
- Rutten, R.G.M., Schrijver, C.J., 1987. Appropriate units for the Rotation-Activity on Rotation and Evolution, ed. Rutten, R.G.M., Drukkeriz Elinkwijk, B.V., Utrecht: 59, 66.
- Schrijver, C.J., 1987. Astron. Astrophys., 172, 11.
- Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Fekel, F.C. and Scheck, M., 1993. Astron. Astrophys. Suppl. Seri., 100, 173.
- Viladilo, G., Molaro, P., Crivellari, L., Foing, B.H., Beckman, J.E. and Genova, R., 1987. Astron. Astrophys., 185, 233.
- Young, R.K., 1944. J. Roy. Astron. Soc. Com., 38, 366.
- Zombeck, M.Z., Viana, G.S., Haggerty, R., Krieger, A.S., Silk, J.K. and Timothy, A.F., 1979. Ap. J. Suppl., 38, 69.

Kimi Güneş Parlamalarının Göreceli Dönmeye Göre Dağılımları

L. ALTAŞ, A. ÖZGÜÇ

B.Ü. Kandilli Rasathanesi, Çengelköy, İstanbul

1. GİRİŞ

Güneş yüzeyindeki aktif bölgeler en yoğun olarak $\pm(5^\circ - 30^\circ)$ enlemsel kuşaklarda yer alırlar. Aktivitenin boylamsal dağılım biçimi ise henüz kesin olarak tanımlanamamıştır. Bu yüzden boylamsal aktivitenin tekbiçim mi olduğu ya da belli bölgeleri mi tercih ettiği güneş Aktivitesi'ni yorumlamak için önemli bir bilgidir.

Aslında güneş araştırmalarının ilk evrelerinde bile, (Carrington, 1863) lekelerin boylamsal olarak raslantısal dağılmadığı düşünülüyordu. Sonraları, aktif bölgelerin güneş yüzeyinde belirli alanlara rağbet ettiği öne sürülerek (Bumba ve Howard 1965; Hedeman, Dodson ve Roelof 1981; Gaizauskas ve ark. 1983) "aktivite kompleksleri" ya da "aktif yuvalar" gibi kavramlar ortaya atıldı. Bu çalışmalara paralel olarak parlamaların (flare) büyük çoğunluğunun ise "aktif boylamlar" olarak isimlendirilen boylam kuşaklarında kümelendikleri bulundu (Warwick 1965; Svestka ve Simon 1969; Svestka 1970; Dodson ve Hedeman 1975; McIntosh 1981). Son olarak Bai (1990), güneşin dönme periyodunu serbest parametre olarak ele aldı ve büyük parlamaları inceledi. Sonuçta, parlamaların kümelendiği, farklı dönme periyotları olan 2 ana-kuşağı sıcak leke (hot spot) olarak tanımladı.

Çalışmamızda, Bai'nin (1990), 20 ve 21. çevrimler için öne sürdüğü dönme periyotlarını kullanarak D, G ve H-tipli parlamaların sıcak lekelerde kümelenebilirliğini test ettik. Bu tip parlamaları seçmemizin nedeni bir çeşit manyetik aktivite kompleksleri hiyerarşisi göstermeleridir. Sonuçları karşılaştırmalı olarak tartıştık.

2. VERİ VE ÇÖZÜMLEME

Çalışmamızda "Solar Geophysical Data"nın (SGD) yayınladığı veriler kullanıldı. Tek nokta (D-tipi), çevresinde leke olmayan (G-tipi) ve yüksek-hızda filament eşliği parlamalarına karşılık gelen (H-tipi) olayların Ocak 1965'den Aralık 1986'ya kadar olanları seçildi. Tablo 1'de bu parlamaların çevrim ve yarıkürelere göre dağılımı görülmektedir.

TABLO 1
Parlamaların Çevrim ve Yarıkürelere göre Dağılımı

	20. ÇEVİRİM			21. ÇEVİRİM		
	KUZEFY	GÜNEY	TOPLAM	KUZEFY	GÜNEY	TOPLAM
D - TİP..	10598	8632	19230	3806	3542	7348
G - TİP..	473	306	779	517	513	1030
H - TİP..	3851	2530	6381	1202	1273	2475

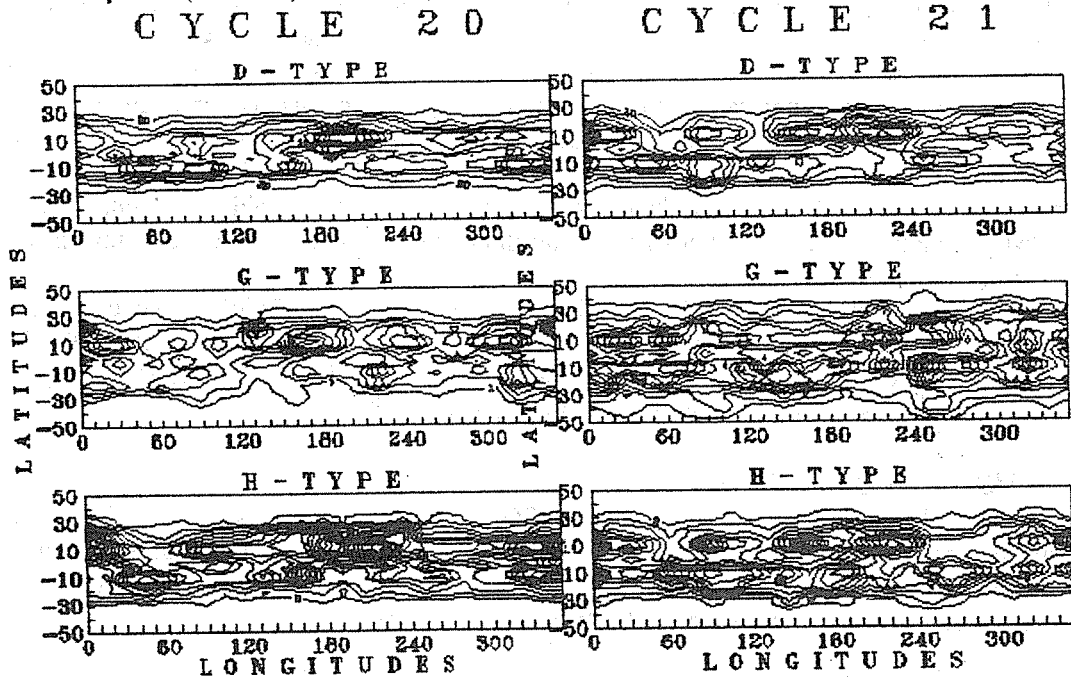
Bir parlamanın boylamı merkezi meridyene göre ölçülür. Farklı zamanlarda gözlenen parlamaların boylamsal konumlarını bulmak için güneşin dönme oranını hesaba katmak gerekir. Bunun için Carrington dönme periyodu (27.2753 gün) kullanılır. Bai'nin (1990) 20 ve 21. çevrimler için hesapladığı dönme periyotları kuzey yarıküre için 26.73 gün ve güney yarıküre için 27.99 gündür. Bu değerler için 1965 yılı başındaki merkezi meridyen sıfır boylamı alarak söz konusu parlamaların boylamsal dağılımlarına bakıldı. P sinodik periyoduyla güneş yüzeyinde dönen bir çerçevedeki parlamaların relatif boylamları aşağıdaki formülle hesaplandı:

$$l_f(l_f, t, P) = l_f + (n - t/P)360 \quad (1)$$

Burada l_f parlamanın merkezi meridyene uzaklığı, t 1965'den bu yana geçen zaman, n $0^\circ - 360^\circ$ aralığında l_f 'ye tamamlanan bir tam sayıdır.

Sıcak lekelerin bu tip parlamalardaki varlığını araştırmak için güneş yüzeyi $\pm 50^\circ$ enlem aralığında $10^\circ \times 10^\circ$ 'lik, 10×36 çerçeveye ayrıldı. Şekil 1'de çerçevelere göre parlama dağılımlarının topografik yapısı gösterilmektedir. Görüldüğü gibi güneş yüzeyinde eşdeğer ve tekbiçim olmayan sıcak lekelerin varlığı belirgindir. Şekil 2'de ise her iki çevrim ve yarıküre için

parlamaların boylamsal dağılımları histogram olarak verilmektedir. Şekil 2'nin solunda 20. çevrim için üç-tip parlamaların boylamsal dağılımları görülmektedir. 505 D-tip parlama 210°-220° kuşağında yer almakta, ortalamasının yaklaşık 1.7 katı ve tüm kuzey yarıküre D-tip parlamaların 5%'ini oluşturmaktadır. Güney yarıkürede ise 454 D-tip parlama 50°-60° kuşağında yer almakta ortalamasının yaklaşık 1.8 katı, ve tüm güney yarıküre D-tip parlamaların 5%'ini oluşturmaktadır. Ayrıca maksimum piklerin tümü kendi tiplerindeki toplam parlamaların % 5'ini meydana getirmektedir. Şekillerde üst ve alt kesikli çizgiler ortalamadan sapma (%99 güven sınırlı) değerlerini göstermektedir, sınır seviyesinin üstünde kalan pikler istatistik olarak önemlidir. D ve H-tip parlamalar, kuzey yarıküre için her iki çevrimde aynı boylamsal kuşaklarda (10°-20°; 210°-220°) kümelenmelerine karşın güney yarıküre için sadece 20. çevrimde 50°-60° kuşağında uyuşma vardır. Diğer tip parlamalar ise değişik aktif boylamsal kuşaklarda kümelenmişlerdir (20°-60°; 100°-110°; 170°-200°; 320°-360°).



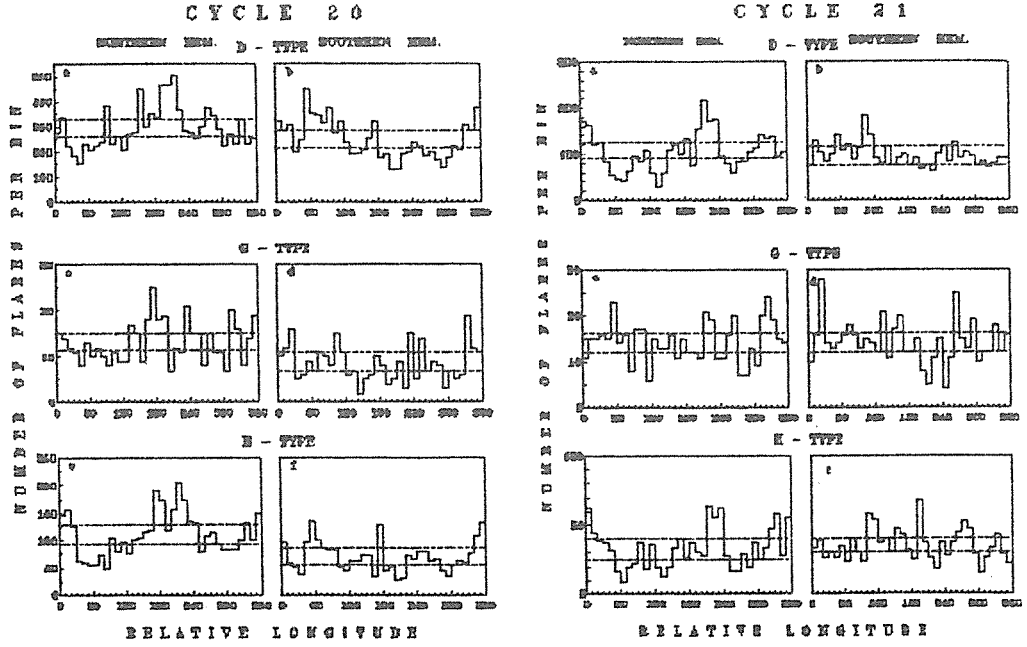
Şekil 1. 20 ve 21. çevrimlerde D, G ve H-tip parlamaların topografik olarak güneş yüzeyine dağılımları. Parlama kümelenmelerinin istatistiksel önemini belirlemek için ikiterimli (binominal) olasılık dağılımını aşağıdaki formülle hesapladık (Brand 1976).

$$W(n,k,p) = \frac{n!}{k!(n-k)!} p^k (1-p)^{n-k} \quad (2)$$

Burada n sayıdaki olayın k kez tekrarlanmadaki başarı oranı p ise; 20. çevrim kuzey yarıküre D-tip parlamalarının dağılımını gözönüne aldığımızda $n=10598$, $p=(36/360)=0.1$ ve $k=505$ için, 10598 parlamada 505 tanesinin güneş yüzeyindeki tanımladığımız bir çerçevede raslantısal olarak oluşma olasılığı hemen hemen sıfırdır. Aynı hesaplamayı her iki yarıküredeki istatistik öneme sahip diğer pikler için de yaptığımızda bu sayıdaki parlamaların raslantısal olarak yığılma olasılığı sıfıra oldukça yakın bulunur. Yukardaki belirlemeye göre Şekil 2'deki parlama kümelenmeleri istatistiksel olarak önemlidir.

3. TARTIŞMA VE SONUÇ

Çalışmamızda dağılımın tekbiçim olmaması ve küresel ölçekte parlamaların belli bölgeleri tercih etmesi önceki çalışmalarla da aynı yöndedir (Warwick 1965; Svestka 1968; Svestka 1970). Güven sınırının üstündeki pikler gözönüne alındığında, güneş yüzeyinin toplam %20'lik bir bölgesinin parlamaların yaklaşık %40'ını ürettiği görülmektedir. Aktif kuşakların yerine bakılmaksızın bu sonuç da konuyla ilgili bazı çalışmalarla uygun düşmektedir (Svestka ve Simon 1969; Verma ve ark. 1987; Özgüç ve Düzgelen 1989; Özgüç ve ark. 1991; Altaş 1994).



Şekil 2. 20 ve 21. çevrimlerde kuzey ve güney yarıküreler için D, G, ve H-tip parlamaların göreceli boylamsal dağılımları.

Bai'nin (1990) 20 ve 21. çevrimler için hesapladığı dönme hızı değerlerine göre SMM (Solar Maximum Mission) ve CFI (Comprehensive Flare Indices) parlamaları 2 ana sıcak lekede büyük yığılma göstermelerine karşın aynı sıcak leke kuşaklarında D, G ve H-tip parlamaların yoğun ölçüde kümelenmelerine rastlamadık. Öyleki, istisnalar dışında (her iki çevrimin güney yarıküresi için bazı uyuşmalar vardır) sıcak leke olarak tanımlanan kuşaklar parlama tiplerinin dağılımında aktif olmayan (non-aktif) bölgelerine karşılık gelmektedir. Yani, yüksek-enerjili olan CFI ve SMM parlamalarının yığıldığı sıcak lekeler daha az enerjili parlamaları yoğun olarak beslemekte ve üretmemektedirler. Ayrıca, D, G ve H-tip parlamalar çevrimden çevrime değişen ölçekte nispeten kümelenme göstermeleriyle birlikte güneş yüzeyine aktif-olmayan kuşaklar dışında (20 ve 21 Kuzey 30°-90°; 250°-300°, 20 Güney 120°-170°; 240°- 330°, 21 Güney 200°-260°) bütünüyle de yayılma eğilimindedirler.

Sonuç olarak aktif zonların dönme değerlerine göre hesaplanan enerjetik parlamaların dağılımı kümelenme gösterirken daha kısa yaşamlı ve az enerjili parlamalar bu kümelerin parlama üretim kaynaklarından beslenememektedirler.

KAYNAKLAR

- Altaş, L.: 1994, *Solar Phys.*, **151**, 169.
 Bai, T.: 1990, *Astrophys. J.*, (letters) **364**, L17.
 Brandt, S.: 1976, *Statistical and Computational Methods in Data Analysis* (2. baskı), North Holland, Amsterdam.
 Bumba, V. ve Howard, R.: 1965, *Astrophys. J.*, **141**, 1492.
 Carrington, R. C.: 1863, *Observations of spots on the Sun*, (London: Williams & Norgate).
 Dodson, H. W. ve Hedeman, E. R.: 1975, *Solar Phys.*, **42**, 121.
 Gaizauskas, V., Harvey, K. L., Harvey, J.W. ve Zwaan, C.: 1983, *Astrophys. J.*, **265**, 1056.
 Hedeman, E. R., Dodson, H. W. ve Roelof, E. C.: 1981, *World Data Center for Solar - Terrestrial Physics Report UAG-81* (Boulder: NOAA).
 McIntosh, P. S. 1981, *The Physics of Sunspots*, ed.L. E. Cram ve J. H. Thomas (Sunspot: Sacramento Peak Observatory), p. 7.
 Özgüç, A. ve Düzgelen, A.: 1989, *Astrophys. Space Sci.*, **162**, 27.
 Özgüç, A., Yeşilyaprak, H. ve Düzgelen, A.: 1991, *Astron. Astrophys.*, **241**, 209.
 Solar Geophysical Data, NOAA, Data and Information Files: CD-ROM NGDC 01.
 Svetska, Z.: 1968, *Solar Phys.*, **4**, 18.
 Svetska, Z.: 1970, *Space Res.*, **10**, 797.
 Svetska, Z. ve Simon, P.: 1969, *Solar Phys.*, **10**, 3.
 Verma, V. K., Pande, M. C. ve Uddin, W.: 1987, *Solar Phys.*, **112**, 341.
 Warwick, C.S.: 1965, *Astrophys. J.* **141**, 500.

GÜNEŞ GRANÜLLERİ İÇİN PLAZMA SİMÜLASYONU

Gülçin Kandemir ve Cennet Kaya

İ.T.Ü., Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, İstanbul

ÖZET

Granüllerin içinde yukarı doğru olan madde hareketi granüller arası bölgede aşağı doğrudur. Granüller zamanla genişleyip daha küçük granüllere bölünür; bunlar da birleşip yeni granüller oluşturur. Güneşteki bu madde hareketleri çok sayıda araştırmacı tarafından incelenmiş ve hidrodinamik temele dayanan simülasyonlar yapılmıştır. Bu çalışmada ise konveksiyonu belirten klasik hidrodinamik hesaplamalar yerine granülleri soğuk bir plazmada zıt yönde hareket eden yüklü parçacıkların kararsızlığı sonucu ortaya çıkan oluşumlar olarak sorgulamak denendi. Granüller ve granüllerarası ortama ait hızlar kabul edilerek plazma hareketi sonucu faz uzayında ortaya çıkan girdaplar ve non-lineer bölünmeler incelendi. Bu oluşumların gözlemlere ve klasik yöntemli simülasyonlara uygun olduğu görüldü.

1. GİRİŞ

Güneş kromosfer ve koronasının ısınmasına neden olan sürecin güneşin konveksiyon bölgesi olduğuna inanılmaktadır. Güneş granülleri de bu konveksiyon bölgesinin fotosferde gözlemleyebildiğimiz uzantıları olarak düşünülmektedir. Granüllerin ortalama yaşam süresi 8 dakika ve boyutları 1000-2000 km kadardır. Güneş yüzeyindeki enerji akısının ancak çok küçük bir miktarı radyasyonla iletilir; iletimin büyük bir miktarı konveksiyon yoluyla sağlanır yani enerji granül hareketi ile yüzeye taşınır. Hidrojenin iyonlaşması sonucu yüzeye yaklaştıkça absorpsiyon katsayısı hızla artar; bu

nedenle radyasyonla iletim çok azalır. Konvektif hızlar fotosferdeki spektrel çizgilerin genişleyip şiddetlenmesini açıklar. Granüllerde parçacıklar ancak km/saniye mertebesinde hızlarla yükselir ya da aşağı inerken bu hareketin bir kısmının fotosfer maddesine aktarıldığı sanılmaktadır. Parçacıkların bu hareketi sonucu absorpsiyon çizgilerinde oluşan Doppler kaymaları çizgiyi zikzaglı bir biçime sokmaktadır. Zikzagların büyüklüğü granüllerin boyutuyla orantılıdır. Granüllerdeki madde hareketinin hızını ölçmek için güneş spektrum çizgilerinin asimetrisinden yararlanılmaktadır (1).

Dravins v.d. granüllerin simülasyonu ile fotosferde gözlenen asimetrisini ve dalga boyu kaymalarını açıkladılar (2).

Nordlund hidrodinamik ve radyatif transfer denklemlerini kullanarak ve yatay dalgalanmaları iki boyutlu Fourier serisi ile temsil ederek granüller için simülasyon yaptı. $3600 \times 3600 \times 1500$ km'lik bir birim hücreyi Fourier bileşenlerine ayırdı. Güneş yüzeyindeki parlaklık değişimleri gözlenen granül özelliklerini taşıyordu. Granüller zamanla genişleyip daha küçük granüllere bölünüyordu; bunlar da birleşip büyüyordu. Parçalanma süresi birkaç dakika idi. Yukarı çıkan granül maddesinin hızını aşağı inenden daha az buldu. Nordlund ayrıca granüllerden kaynaklanan çizgi asimetrisini de sentetik çizgi profilleriyle hesaplamaktadır (3).

Genel kanı makroskopik boyutlu hareketin gözlemlenen spektroskopik olaylara neden olduğudur. Granüllerin birkaç dakikada kayboluşu gibi olaylar şimdiye kadar hidrodinamik yaklaşımla açıklanmaya çalışılmıştır. Bu yaklaşım kesin bir açıklama getirmediği için güneş yüzeyindeki plazmanın mikro kararsızlıklarının ve non-lineer olaylarının bu olaylara neden olup olamayacağı sorgulanmalıdır.

2. İKİ AKINTI KARARSIZLIĞI

Maxwell ve Vlasov denklemleri kullanılarak yapılan plazma simülasyonu ile granüllerde mikrokararsızlık oluşumunu incelemek denenebilir. Bu amaçla uygulanan bir boyutlu ESI elektrostatik plazma programı elektrostatik kararsızlığı incelemektedir (4). Elektrostatik kararsızlık yüklerin biraraya toplanması sonucu oluşur. Elektromagnetik kararsızlıkta olduğu gibi bir akım yoğunluğunun artması sözkonusu değildir; ya da $\vec{\nabla} \wedge \vec{E} = 0$ dır. Plazmanın bir bölgede tutulması sırasında oluşan kararsızlıkların en hızlı büyüyen ve en yıkıcı olanı elektrostatik kararsızlıktır (5).

Granüllerdeki konveksiyon hareketi sırasında mikro kararsızlık oluşması beklenebilir. Çünkü granülün içinde yukarı çıkan ve granüllerarası bölgede aşağı inen yüklü parçacıklar yer yer zıt yönlerde akan iki plazma akıntısı oluşturacaktır. Karışmaya başlayan iki akıntı yüklerin yer yer toplanmasına neden olacaktır. Aynı işaretli ($q_1, q_2 \geq 0$) yüklü parçacık akıntılarında $\lambda/2$ uzaklığında yük gruplaşmaları oluşur. Bunların oluşturacağı kuvvetli elektrik alanlar ise yüklerin ivmelenmesine neden olur. Böylece bir akıntıda başlayan yoğunluk pertürbasyonu öteki akıntıda parçacıkların üstüste binmesiyle yeni kuvvetler oluşturarak büyür. Pertürbasyon zamanla eksponansiyel olarak artar. Kararsızlığın oluşmasıyla sürüklenme kinetik enerjisi azalır; her iki akıntı yavaşlar. Dağılım Maxwellien gibidir. Çarpışma yoksa bile girişen akıntıların termalize olduğu söylenebilir. Termal hız, v_t artıp sürüklenme hızı, v_0 azaldıkça büyüme yavaşlayıp durur. Soğuk plazmalarda $v_t \sim \frac{v_0}{1.3}$ olunca eksponansiyel büyümenin duracağı gösterilmiştir (6). Fakat doğrusallık bozulduğu için eksponansiyel büyüme dursa da $v_t \geq v_0/1.3$ den sonra da büyüme devam edebilir. Non-linear olay faz uzayında tutulan, girdap oluşturan parçacıklar yardımıyla incelenebilir.

$k = 2\pi/\lambda$ nın harmonikleri $2k, 3k, 4k, \dots$ de non-linear oluşumlar olarak ortaya çıkar; sinüzoidal gruplar sivrileşen oluşumlara dönüşür. Bu harmonikler kararsızlıkların gelişimini değiştirebilir (7).

3. VERİLER

Güneş atmosferindeki parçacıkların sayısal yoğunluğu 10^{12} cm^{-3} , sıcaklık 10^4 K , plazma frekansı $6 \times 10^{10} \text{ Hz}$, Debye uzunluğu $5 \times 10^{-4} \text{ cm}$, bir Debye küresindeki parçacık sayısı 10^2 dir(5).

Bu veriler kullanılarak termal hız, sürüklenme hızı ve başlangıç pertürbasyonu hesaplanmıştır. Plazma nötr kabul edilebileceğinden

elektron ve iyon yoğunlukları eşit alınmıştır. ESI programı bir boyutlu olduğundan parçacık yoğunluğu $\sqrt[3]{10^{12}} = 10^4$ dür.

Sıcaklık 10^4 K olduğundan elektronlar için termal hız,

$$v_t = \left(\frac{2kT}{m_e} \right)^{1/2} = 0.05 \times 10^9 \text{ cm/s}, \text{ sürüklenme hızı ,}$$

$v_o = v_x = 1.3 v_t = 0.07 \times 10^9 \text{ cm/s}$ alınmıştır. Hızın pertürbasyon miktarı $2v_t = 0.07 \times 10^9 \text{ cm/s}$ olarak alınmıştır. Protonlar için

hızlar ~ 40 defa daha azdır. Sistem uzunluğu $L = \frac{\text{Toplam sayı}}{\text{yoğunluk}} = \frac{N}{n}$ 2π ya da 20π gibi değerler için incelenebilmektedir.

Debye uzunluğu çok küçük olduğundan X deki pertürbasyon miktarı sıfır alınabilir. Güneş yüzeyinde magnetik alan zayıf olduğundan siklotron frekansı da ihmal edilebilir.

4. SİMÜLASYON

Granüllerin bulunduğu güneş yüzeyine ait veriler kullanılarak ESI programı yardımıyla gerçekleştirilen plazma simülasyonunda zıt yönlerde akan iki elektron akıntısı sabit kabul edilebilen bir iyon fonu üzerinde akmaktadır. Şekil 1de her yerde aynı değerlerde kabul edilerek başlatılan elektron sürüklenme hızları

daha sonra oluşan yük gruplaşmaları sonucu farklılık gösterir. Şekil 2 de faz uzayında ortaya çıkan sinüzoidal eğriler plazma salınımları sonucu oluşur.

Güneş yüzeyi , soğuk plazma sınırı olarak tanımlanan 10^4 K-lik sıcaklıktadır. Dolayısıyla termal hız nedeniyle faz uzayı diyagramlarında parçacıklar belli bir alana saçılmakla birlikte bu saçılmanın fazla olmadığı görülmektedir. $t=0$ da $v_x=0$ olan sürüklenme hızı faz diyagramında $\pm 3 \times 10^9$ cm/s= ± 300 km/s değerlerine yükselip periyodik olarak eski değerine dönmektedir. Gruplaşma yapan elektron akıntıları ise faz uzayında girdaplar oluşturmaktadırlar. $\sqrt{m_i/m_e} = 42.8$ olduğundan protonlar için sürüklenme hızı 7.0 km/s ye inmektedir. Daha ağır iyonlar için sürüklenme hızı daha da yavaşlayacaktır. Simülasyon sonucu ortaya çıkan bu hız değerleri gözlemlerle saptanan birkaç km/s-lik hızlarla uyumludur.

Dakika mertebesinden bir süre sonunda faz uzayındaki gruplar iyice kaynaşmakta ve girdap halkaları tamamen kaybolmaktadır. Termal hız daha da arttığında oluşan non-linear olaylar incelenebilmektedir; faz uzayında yeniden girdaplar oluşabilmektedir.

5. SONUÇ

Plazma kararsızlığı güneş yüzeyine ait verilerle incelendiğinde gerek linear, gerek non-linear olayların simülasyonu ile mikro ölçekteki hızlar ve oluşumlar için geçen süreler granüllerdeki gözlem sonucu bilinen hız ve sürelerle uygundur. Ayrıca büyük boyutlar için daha önce yapılmış simülasyon sonuçlarına

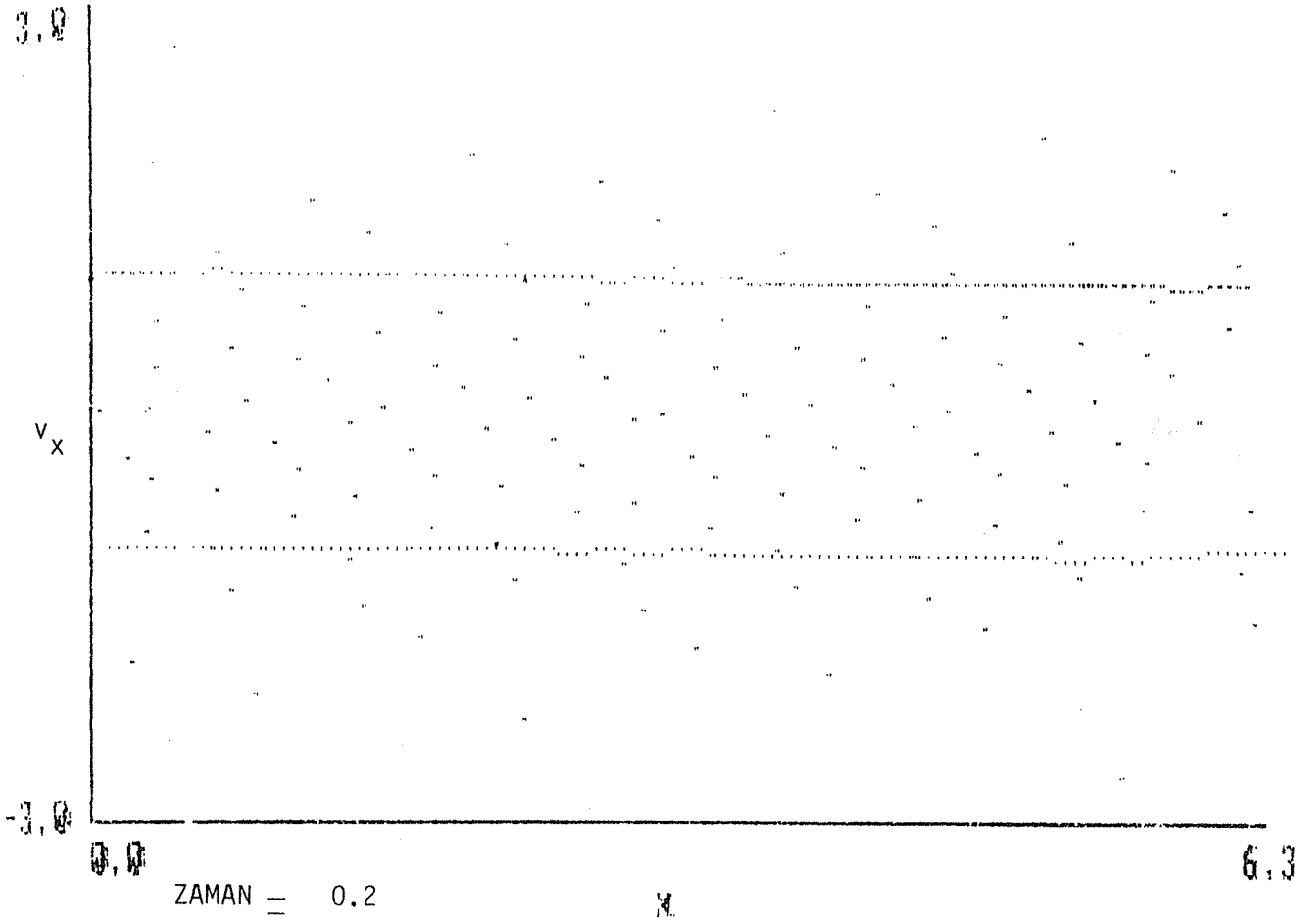
da uymaktadır. Bu uyum rastlantısal değilse aralarında nasıl bir ilişki olabileceği incelenmelidir.

TEŞEKKÜR

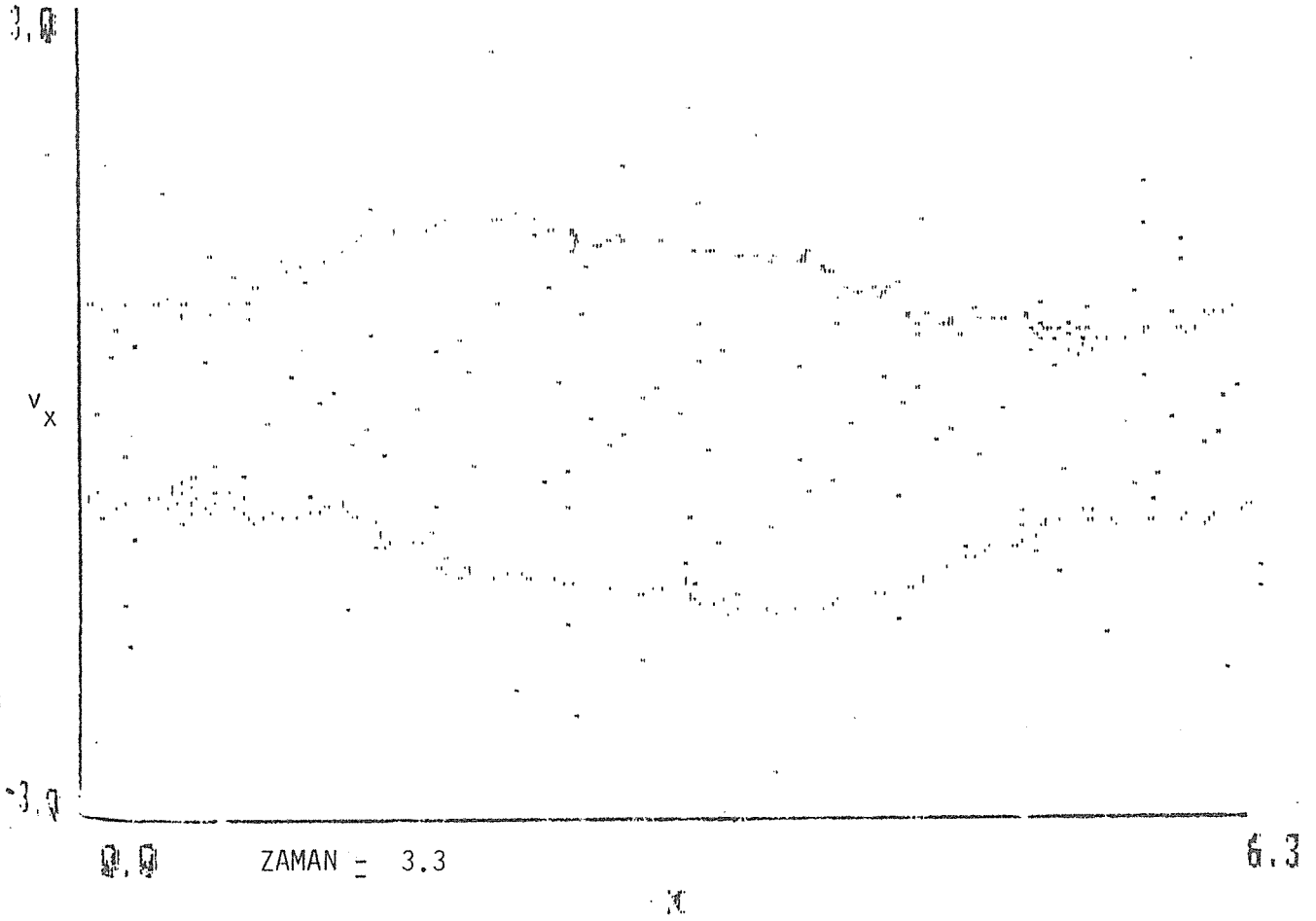
Çalışmalarımıza yön vermek üzere konunun Ulusal Astronomi toplantısında tartışılmasına ve basımına olanak sağlayan ODTÜ elemanlarına teşekkür ederiz.

KAYNAKLAR

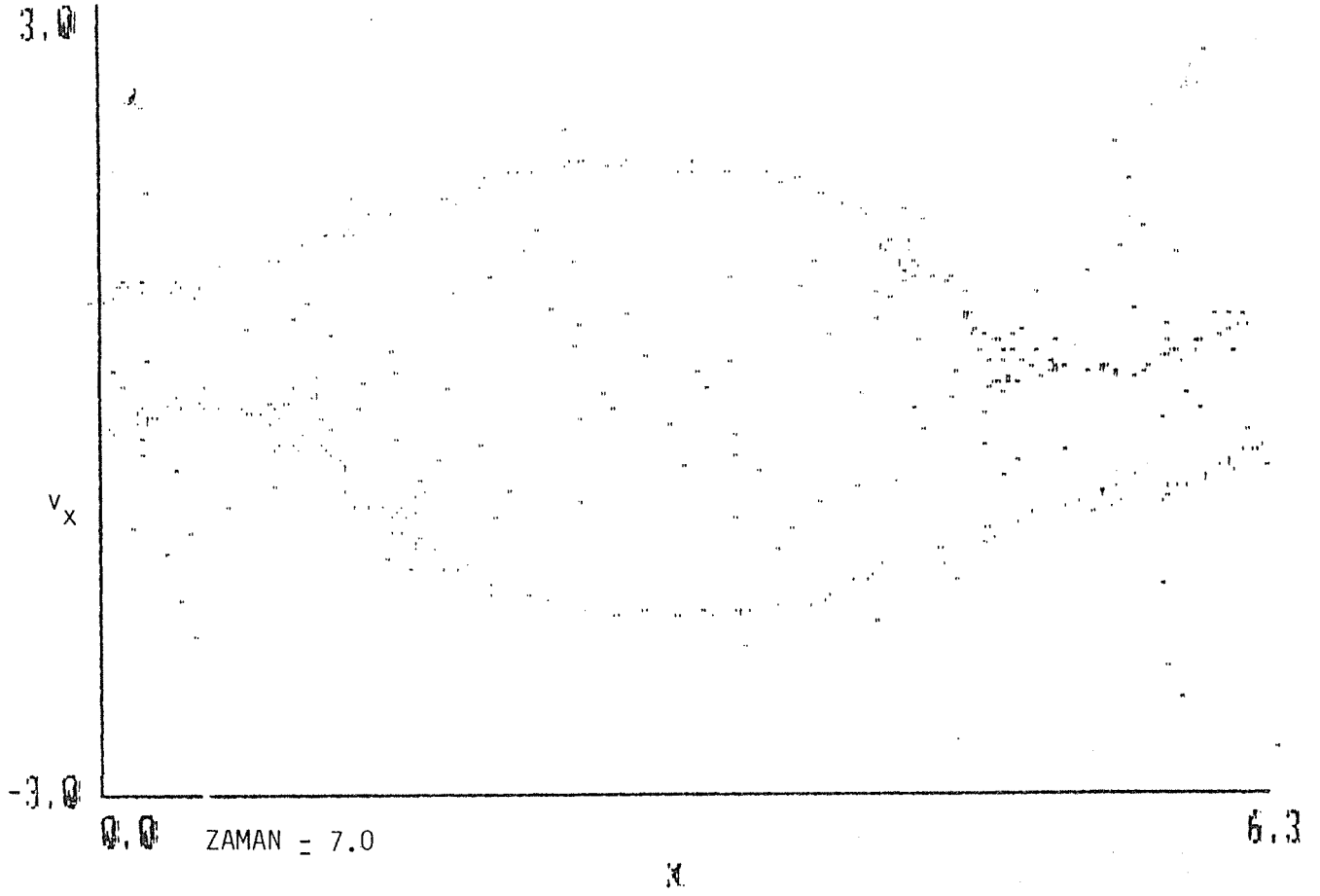
- (1) Stathopoulou, M. ve C.E. Alissandrakis, "A Study of the asymmetry of Fe I lines in the solar spectrum", *Astron. Astrophys.*, 274, 555-562, (1993)
- (2) Draviş, D., L.Lindgren ve Å . Nordlund, "Solar Granulation: Influence of Convection on Spectral Line Asymmetries and Wavelength Shifts", *Astron. Astrophys.*, 96, 345-367, (1981)
- (3) Nordlund, Å, "Numerical Simulations of the Solar Granulation", *Astron. Astrophys.*, 107, 1-10, (1982)
- (4) Birdsall, c.K. ve A.B. Langdon, "Plasma Physics via Computer Simulation", McGraw-Hill, (1985)
- (5) Krall, N.A. ve A.W. Triebel, "Principles of Plasma Physics", Mc Graw-Hill, (1973)
- (6) Stringer, T.E., "Electrostatic instabilities in current-carrying and counterstreaming plasmas", *J.Nucl. Energy, Part c, (Plasma Physics)*, 6, 267-279, (1964)
- (7) Ishihara, O., A. Hirose ve A.B. Langdon, "Non-linear evolution of Buneman instability", *Phys. Fluids*, 24, 452-463, (1981)



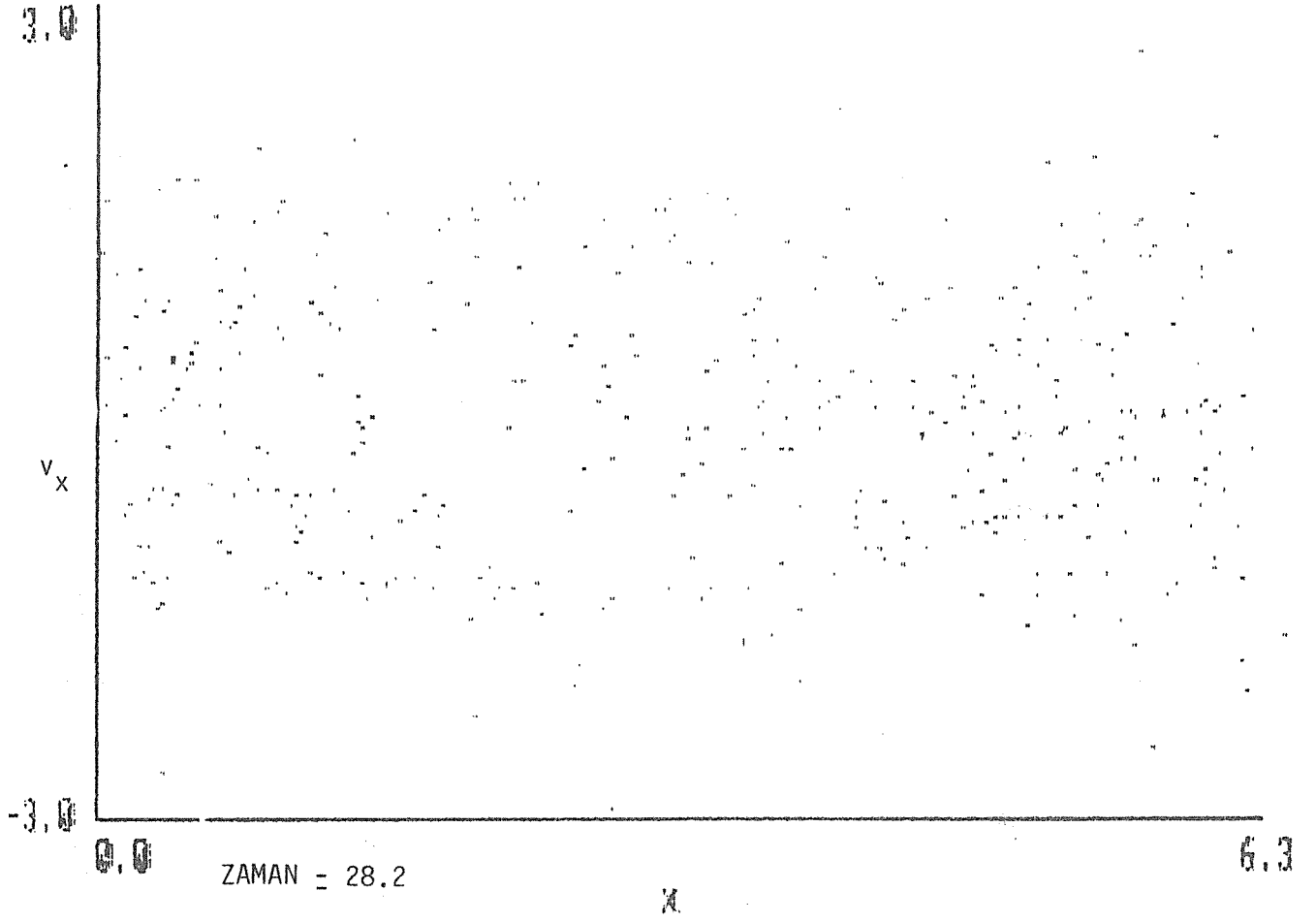
Sekil 1. $t = 0.0$ saniyede iyon fonu üzerinde aynı hızdaki elektronlar



Sekil 2. $t = 3.3$ saniyede faz uzayında gözlenen sinüzoidal oluşum



Şekil 3. $t = 7.0$ saniyede faz uzayında gözlenen girdap



Şekil 4. $t = 28.2$ inci saniyede parçacıkların faz uzayında iyice karıştığı görülüyor.

GÜNEŞ'İN MİKRODALGA RADYO PATLAMALARI

Rennan PEKÜNLÜ

EGE Üniversitesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Bornova, İZMİR

I. ÖZET

Güneş'ten gelen mikrodalga spike patlamaları Güneş flare etkinliği ve sert X ışınlarıyla (HXR) sıkı bir ilişki içindedir. Mikrodalga ışınımının yüksek parlaklık sıcaklığı ($T_B \geq 10^{10}$ K), % 100 e varabilen dairesel uçuşma, olabildiğince dar frekans band aralığı ($\Delta\omega / \omega = 0.01$) ve 1 ms denli kısa olan patlama süresi sergilemesi ışınımın *cyclotron maser* gibisinden bir uyarılmış ışınım süreciyle üretilebileceğine işaret etmektedir.

Mikrodalga bölgesinde ışınım yapan elektronları *kayıp koni (loss-cone)* dağılımı gösteren yönbağımlı (*anisotropic*) bir plazma ortamının flare yapan manyetik ilmiğin Güneş tacı/renkküre sınırında oluştuğu varsayılmıştır. Bu ortamda yayılan *extraordinary (X)* dalga biçimi için Green işlevi elde edilmiştir. Bu işlev, ışınım elektrik alanının bulunmasında, aynı alan yardımıyla da ışınımın erke akısı, açılal dağılımı ve frekans tayfının elde edilmesinde kullanılır. Elde edilen sonuçlar *maser* sürecinin bazı gereksinimlerini karşılar görünmektedir.

II. MİKRODALGA GÖZLEMLERİ VE IŞINIM MODELİ

II.1. Gözlemler

Cyclotron maser süreciyle salınan ışınımın başlıca gözlemsel özellikleri, (1) radyo akı yoğunluğunun zamanla çok hızlı değişimi: herbir patlama akısının yükselip doruk noktasına erişme zamanı birkaç milisaniye veya daha kısa bir sürede olmaktadır (Slotte, 1987). Bu da kaynağın boyutlarının 1000 km den daha küçük olduğuna işaret eder; (2) 10^{15} K dereceye varabilen yüksek parlaklık sıcaklığı; (3) % 100 e varan dairesel uçuşma derecesi ve (4) dar frekans band aralığıdır, $\Delta\omega / \omega = 0.01$.

Tüm bu özelliklere sahip olan Güneş mikrodalga spike patlamaları, Güneş flare etkinliği sırasında salınan ışınımın *cyclotron - maser* süreciyle gerçekleştiğinin dolaysız kanıtıdır (Crannell ve ark., 1988; Melrose ve Dulk, 1982).

II.2 Cyclotron - Maser Işınımı

Güneş flare etkinliği sırasında yapılan yumuşak X - ışın, HXR ve mikrodalga gözlemleri, örneğin kayıp - koni yönbağımlılığı gösteren relativistik elektronlarda depolanmış olan flare erkesinin % 10 - 50 denlisinin *cyclotron - maser* kararsızlığıyla mikrodalga ışınımına dönüştüğüne işaret eder (Crannell ve ark., 1988). *Cyclotron - Maser* süreci, (1) pompa; (2) ters topluluğun oluşması; (3) maser sürecinin doyuma ulaşması ve (4) kayıp koni dağılımının gevşemesi biçiminde dört aşamalı bir süreçtir.

Manyetik akı ilmiğinin tepe noktasında ortaya çıkan uyarılmış elektrik alanlar parçacıkları relativistik hızlara ivmelendirir. Kaynak bölgedeki manyetik alan yeğinliğine B_k ve ayakucu noktasındaki yeğinliğe de B_a dersek ilk *tıms* açıları $\alpha > \alpha_I$ ($\alpha_I = \arcsin(B_k / B_a)$) olan elektronlar manyetik ayna noktalarından yansıyacak, $\alpha < \alpha_I$ koşulunu sağlayanlarsa manyetik ayna noktalarından sızarak Güneş tacı veya renkkürenin daha yoğun bölgelerine inip iyonlarla Coulomb etkileşimine girecek ve *bremsstrahlung* süreciyle HXR salacaktır (*tıms* açısı - pitch angle; parçacığın anlık hız vektörüyle manyetik alan yönü arasındaki açı). Ancak bizi ilgilendiren, ayakucuna yakın bölgelerdeki manyetik ayna noktalarından yansıyıp yükselmeye başlayan parçacıkların ışınımsal evrimidir.

Tam bu aşamada gözlemsel bir gerçeğe değinmede yarar var. HXR ve mikrodalga zaman tayflarında büyük benzerlikler gözlenmektedir. Diğer yandan, mikrodalga akısı HXR akısından saniyenin fraksiyonları denli gecikmektedir. Bu gecikmişliğin nedeni dalga yayılma özelliklerine bağlanabileceği gibi (Melrose ve Dulk, 1982) tuzaklanmış - yansıyan parçacıkların devinimine de bağlanabilir. HXR ve mikrodalga uçuşma gözlemleri ikinci nedeni güçlendirici yöndedir (Crannell ve ark., 1988). Bu gözlemsel destek nedeniyle mikrodalga spike patlamalarına neden olan elektron topluluğunun işte bu yansıyıp manyetik akı tüpleri boyunca yükselmeye başlayan parçacıklardan kaynaklandığını varsaymak her zaman haklı gösterilebilir.

Yansıyan parçacıkların hız ve konsayı dağılımlarını dolaysız olarak ölçmek olası değildir. Bu nedenle, bu parçacıkların dağılımına ilişkin gözlemsel desteğin yanısıra kuramsal gereksinimleri de dikkate almamız gerekir. *Flare* etkinliğinde ortaya çıkan özgür erkeğin % 50 ye varan bir bölümü mikrodalga bölgesine gidiyorsa, bu erke ancak parçacıkların hız uzayında sergilediği yönbağımlılıkla (anisotropy) açıklanabilir. Bu noktayı dikkate alan *elektron - cyclotron - maser* modellerinin çoğunda elektron hız dağılım işlevinin yerel biçimi ve ilgili uzay gradyentleri üzerine varsayımlar yapılır. Hız uzayında yönbağımlılık gösteren dağılımlardan en yaygın olarak kullanılanları, *Hollow - beam* dağılımı (Wu ve Freund, 1984) , *DGH* dağılımı (Melrose, 1989) ve *one - sided - loss - cone* dağılımıdır (Aschwanden, 1990).

II.2.1 Pompa

Maser sürecinin gereksinimi olan *pompalamayı* elektronların ivmelenmesi ve kayıp - koni yönbağımlılığının oluşmasına neden olan yansıma sağlar. Kayıp - koni yönbağımlılığı, hızının manyetik alana dik yöndeki bileşeni küçük olan parçacık sayısının çok az olduğunu anlatır; değişik bir tanımlamayla, bu türden bir dağılımda *tıms* açısı küçük olan parçacıkların sayısı yönbağımsız bir dağılımdakilere kıyasla çok daha azdır. Heriki durumda da kayıp - koni dağılımı küçük v_{\perp} değerlerinde $dI/dv_{\perp} > 0$ sergiler.

II.2.2 Ters Topluluk

Bu durum, kuantum fiziği kavramlarıyla ele alacak olursak *ters topluluğun* varlığına işaret eder. Diğer bir deyişle, elektron topluluğunun dağılımı Maxwell dağılımından sapmış, üst erke durumundaki elektron sayısı alt erke durumundaki elektron sayısından daha fazladır. Bu nedenle dizge kararsızdır; özgür erkesini mikrodalga bölgesine salarak Maxwell dağılımına gevşemek isteyecektir.

Kayıp - koni dağılımı gösteren bir plazma ortamından mikrodalga bölgesinde erke koparma süreci şöyle gelişir:

II.2.3. Maser Sürecinin Doyuma Ulaşması

Manyetik ayna noktalarından yansıyan özgür elektronlar manyetik alan çizgileri çevresinde sarmal yörüngelerini çizerken ivmelenirler. Bu ivmelenme sırasında erkelerinin bir kısmını mikrodalga bölgesine salarlar. Ters topluluğun bulunduğu bu ortamda yayılmaya başlayan mikrodalgalar *negatif soğurmaya* uğrarlar. Bilindiği gibi Maxwell hız dağılımı, termodinamik dengede bulunan bir ortamdaki parçacıkların dağılımıdır. Böylesi bir ortamda ışınım yapan elektronlar için soğurma katsayısı κ_{ν} daima pozitifdir; yayılan ısıl ışınımın yeğinliği de kaynaktan olan uzaklıkla azalır. Ancak, parçacıkları *kayıp - koni* yönbağımlılığı gösteren bir plazma ortamında soğurma katsayısı negatif olabilir ($\kappa_{\nu} < 0$). Ters topluluk nedeniyle optik kalınlık $\tau_{\nu} = \int \kappa_{\nu} dl$ negatif olur. Mikrodalga ışınımının parlaklık sıcaklığı $T_B \approx \exp(-\tau_{\nu})$ olduğundan *maser* süreci doyuma ulaşmaya dek eksponansiyel bir biçimde artar. Isıl ışınımın tersine *maser* ışınımının yeğinliği yayıldığı plazma ortamında giderek artar. Bu nedenle, 10^8 K derecelik bir ortamda üretilen mikrodalga *spike* patlamalarının parlaklık sıcaklığı 10^{15} K denli yüksek olabilmektedir. Kuşkusuz, parlaklık sıcaklığının erişebileceği üst sınırı *maseri* doyuma ulaştıran doğrusal olmayan süreçler belirler (Melrose ve Dulk, 1982).

Ters topluluğun özgür erkesinin büyük bir bölümü ışınımına dönüştüğünde *maser* doyuma ulaşır. Doyum, dalga - parçacık saçılması sonucunda elektronların hız uzayının daha düşük "nüfuslu" bölümlerine sızmasıyla gerçekleşir. Yönbağımlılığı gevşemiş, daha çok Maxwell dağılımına benzemeye başlamış olan parçacık topluluğu artık dalga genliğini yükseltemez duruma gelmiştir.

Elektron - cyclotron - maser ışınım süreci mikrodalga *spike* Patlamalarını açıklayabilen tek değil en olası, gözlemlerle en tutarlı görünen süreçtir. Diğer seçenek süreçlere değinmek yerine ışınım süreçlerinin sınıflamasını anımsayarak bir kıyaslama yapabiliriz. Işınım süreçleri, (1) *ısıl (thermal)*; (2) *ısıl olmayan ve uyumsuz (non - thermal and incoherent)* veya (3) *uyumlu (coherent)* olmak üzere sınıflandırılabilir. Işınımın parlaklık sıcaklığı, T_B , gözlenen ışınımın hangi türden olduğunu belirlemede iyi bir göstergedir. Yüksek parlaklık sıcaklığı, ışınımın *uyumlu* süreçlerle üretildiğine işaret eder. Dolayısıyla, *ısıl olmayan ve uyumsuz* bir süreç olarak sınıflanan *synchrotron* ışınımı ve *ısıl* bir süreç olan elektron - iyon *bremsstrahlung* süreci yarışamayacak denli zayıf adaylardır (Melrose ve Dulk, 1982).

III. X - DALGA BİÇİMİ İÇİN GREEN İŞLEVİ

Boşlukta devinen tek bir yüklü parçacığın salmış olduğu ışınımın frekans tayfı, açılal dağılımı, anlık erke akısı ayrıntılarıyla incelenmiş ve olabildiğince iyi anlaşılmıştır (Jackson, 1975). Adı geçen kaynaktaki

kullanılan yöntem, Güneş mikrodalga *spike* patlamalarının üretildiği ortama benzer bir ortamda yayılan *extraordinary (X)* dalga biçimi için kullanılabilir.

Böylesi bir çalışma sonunda elde edilen ilk sonuçlar, *maser* ışınım süreci için gerekli olan koşulları karşılar görünmektedir. Örneğin *Green* işlevi yardımıyla elde edilen *X* dalgasının ışınım elektrik alanı

$$\mathbf{E}^{\text{rad}}(\mathbf{r}, t) \sim [\dot{\beta}R - \beta \times \dot{\beta}] \quad (1)$$

biçiminde türetilmiştir. Burada $\beta = v/c$; $\dot{\beta} = d\beta/dt$; R de uzaklığı temsil eder. Maser sürecine katılan elektron topluluğu için elde edilmiş olan bu sonuçtan erke akısı

$$S = c/4\pi |\mathbf{E}^{\text{rad}}|^2 \mathbf{n} \sim [(\dot{\beta}R)^2 - (\beta \times \dot{\beta})^2] \quad (2)$$

bağıntısıyla elde edilir. Bu sonuç, relativistik çarpanı γ olan tek bir elektrondan gelen ışınım erke akısı için Lienard'ın elde ettiği sonuca

$$P = (2/3)(e^2/c)\gamma^6 [(\dot{\beta})^2 - (\beta \times \dot{\beta})^2] \quad (3)$$

benzemektedir. Kuşkusuz, tek bir parçacıktan gelen erke akısıyla toplu olarak uyarılmış ışınım yapan elektron topluluğundan gelen erke akısı ayrımlı olmalıdır. Bu ayrımlı ve aynı zamanda *maser* sürecinin gereksinimlerinden biri olan *uzayda büyümeyi* (spatial growth) sağlayan şey (1) eşitliğindeki R çarpanıdır. R , salınan *X* dalgasının negatif soğurmaya uğradığı ölçek uzunluk olarak alınabilirse, ışınımın yeğinliğinin eksponansiyel olarak arttığı, kuramın sergilediği doğal bir sonuç olur. Işınımın frekans tayfı ve açısal dağılımı da (1) eşitliğinden türetilir.

IV. ÖZET VE SONUÇ

Güneş *flare* etkinliğiyle sıkı bir ilişkisi olan mikrodalga *spike* patlamaları gözlemleri uyarılmış ışınım süreçleriyle açıklanabilecek özellikler sergilemektedir. 10^8 K derece sıcaklığa sahip bir ortamdan gelen bir ışınımın parlaklık sıcaklığı eğer 10^{15} K derece denli yüksek olabiliyorsa bu ortam termodinamik dengeden sapmış ve özgür erkesini parçacıkların hız dağılımındaki yönbağımlılıkta depolamış demektir. Bu erkenin mikrodalga bölgesinde atılması ve salınan erkenin *maser* süreciyle yükseltilebilmesi için dalganın *negatif soğurmaya* uğrayacağı yol yeterince uzun olmalıdır. Işınım yeğinliğinin yola olan bağımlılığı geliştirilmiş olan bir modelde doğal olarak ortaya çıkmaktadır. Seçenekleri olmasına karşın *elektron - cyclotron - maser* süreci, Güneş mikrodalga *spike* patlamalarının değişik yanlarına açıklama getirebilen en olası model olarak durmaktadır.

KAYNAKLAR

- Aschwanden, M.J., 1990, *A&A Supp. Ser.*, **85**, 1141
 Cornell ve ark., 1984, *Ap. J.*, **279**, 875
 Crannell ve ark., 1988, *Solar Physics*, **118**, 155
 Jackson, J.D., 1975, *Classical Electrodynamics*, John Wiley & sons, Inc., NY
 Kosugi, T. ve ark., 1988, *Ap. J.*, **324**, 1118
 Melrose, D.B., 1989, *Instabilities in Space Laboratory Plasmas*, CUP, Cambridge
 Melrose, D.B. & Dulk, G.A., 1982, *Ap. J.*, **259**, 844
 Slottje, C., 1987, *Nature*, **275**, 520
 Stahli, M & Magun, A., 1986, *Solar Physics*, **104**, 117
 Wu, C.S. & Freund, H.P., 1984, *Radio Sci.*, **19**, 519

9. ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI
5-7 EYLÜL 1994, ODTÜ FİZİK BÖLÜMÜ-ANKARA

ASTRONOMİK VERİ SORGULAMA LİSANI

Prof. Dr. Ç. BOLCAL¹, Dr. L. DENİZMAN^{1,2}, A. DÜZGELEN³

¹İ.Ü Fen Fakültesi, Fizik Bölümü, İstanbul

²TÜBİTAK-MAM, Uzay Teknolojileri Bölümü, Gebze, Kocaeli

³Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Gözlemevi, İstanbul

Özet: Bu çalışmada bir Avrupa Uzay Ajansı (ESA) projesi olan Avrupa Uzay Bilişim Sistemi (ESIS) için geliştirilen astronomik sorgulama lisanını tanıtacağız ve bu lisanı nesne yönelimli bir yazılıma dönüştürebilmek için gerekli olan standart notasyonu ve gerekli aşamaları vereceğiz.

1. Sunuş

Astronomide sayısal teknikler ve CCD alıcılarının kullanımı ile çeşitli dalgaboyu aralıklarında, gerek uydu gerek yeryüzü gözlemlerinde yapılan gözlemler sonucu sayısal formdaki veri miktarı muntazaman artmaktadır. Etkin veri stoklama ve sorgulama tekniklerinin gerekliliğini anlamak için yaklaşık bir veri miktarı hesabı yapılırsa, en iyimser koşullarda yılda bir kaç Terabyte (1Terabyte= 10^{12} byte) (Ochsenbein, 1986) kadar yeni veri kayıtlanmaktadır. Bunu nicelik açısından biraz daha belirginleştirmek istersek; bir yüksek dispersiyonlu spektrumun (örneğin, IUE spektrumu) yaklaşık $3 \cdot 10^6$ byte olduğu kabullenilir ve tüm verinin spektrum olduğu varsayılırsa, yaklaşık $1 \cdot 10^6$ spektrum yapmaktadır. Yeryüzündeki gökbilimci sayısı yaklaşık $2 \cdot 10^4$ alınırsa kişi başına 50 yüksek dispersiyonlu spektrum düşmektedir. Bu çok büyük bir rakamdır ve böylece etkin veri stoklama, sorgulama ve görüntü işleme sistemlerinin önemi ortaya çıkmaktadır.

Benzeri bir hesabı kurulmakta olan Ulusal Gözlemevi teleskopları için de yapabiliriz ve Türk astronomları olarak kısa bir süre sonra telekoplardan gelecek veri miktarını ve çok az sayıdaki etkin astronom sayısını da göz önüne alırsak acil önlemler alınmalıdır. Çok amaçlı ve çok teleskoplu bir gözlemevi kurulurken veri işleme ve saklama konusunda yapılması gereken çalışmaların; bir çok astronomik alet içeren ve çok uzun ömürlü bilimsel bir programa yeterli olabilmesi için gözlemevine ait program çalışmalarının 10-15 yıl önceden başlamış olması gerekmektedir (Jaschek, 1989). Bu programın son üç yılı tümüyle teknik aşamalar olup teleskopların montajı, fotometri, spektrograf gibi ek aletlerin testleri ve bütün bunların hepsini işletecek olan yazılımların ve veri akış, stoklama, indirgeme diyagramlarının uluslararası standartlara uygun olarak hazırlanması içindir. Bu çalışmada bir Avrupa Uzay Ajansı (ESA) projesi olan

Avrupa Uzay Bilişim Sistemi (ESIS) için geliştirilen astronomik sorgulama lisanını tanıtaçaz ve bu lisanı nesne yönelimli bir yazılıma dönüştürebilmek için gerekli olan standart notasyonu ve gerekli aşamaları vereceğiz.

ESIS projesinin temel amacı değişik Avrupa veri merkezlerindeki astronomik ve uzay veri tabanlarına homojen erişimi sağlamaktadır. Bu projede pilot ağ aşağıdaki veri tabanlarından oluşmuştur.

SIMBAD (CDS, Strasbourg Fransa- Temel Astronomik ölçümler, bibliyografi), STARCAT (ST-ECF, Garching Almanya- Uzay teleskobu verileri, kataloglar), ESA IRS (ESRIN, Frascati İtalya- Genel bibliyografi veri tabanı), IUE DB-ULDA (ESA, Villafranca İspanya- IUE Yüksek ve düşük çözünürlüklü spektra, bibliyografi), EXOSAT (ESTEC, Noordwijk Hollanda- X ışını spektra ışık eğrisi ve görüntüleri, bibliyografi).

ESIS için hazırlanmış olan sorgulama çevresi (*query environment*) 'nin temelinde Astronomik Sorgulama Lisanı (*Astronomical Query Language*) yatmaktadır. Bu lisan veri tabanlarında bulunan ve sorgulanabilecek öğelerin Nesne-İlinti (*Entity-Relationship*) diyagramında (kavramsal şema) gösterilimidir. Kavramsal şema veri tabanı tasarımında özellikle homojen olmayan (herbir değişik işletim sistemine, farklı veri tabanı modeline farklı veri türlerine ve farklı sorgulama lisanlarına sahip) beş veri tabanını birleştiren çok önemli bir gösterilimidir (Egret et al., 1992)

ESIS projesinde kullanılan kavramsal şema klasik *Nesne-İlinti* diyagramıdır. Bu araştırmada nesne yönelimli analiz ve çizim (NYAÇ) Shlaer and Mellor, (1992) terminolojisine uygun bir kavramsal şema hazırlanmıştır.

Wilson, 1994 e göre NYAÇ aşağıdaki aşamalardan oluşmaktadır.

i) Bilgi Modellemesi: Bu aşamada veri tabanına ilişkin nesnelere, nesnelere ilişkin niteliklerin (attribute), ilintilerin (relationship) belirlenmesi gereklidir. Shaler/Mellor bu bölümü büyük ölçüde Nesne-İlinti analiz yöntemlerinden almıştır.

ii) Davranış Modellemesi: Bu aşamada nesne yaşam çevrimi, hal (state) modelleri, olaylar (events), işlevler (actions), hal geçiş çizelgeleri, olay listeleri, ilintilerin dinamiği, son olarak da genel sistem dinamiği ve olayların iletişimi incelenmektedir.

iii) İşlem Modellemesi: Bu aşamada ise işlevlere (actions) ve işlemlere (processes) ilişkin akış çizelgelerinin hazırlanması, işlem hal çizelgelerinin hazırlanması gerekmektedir.

iv) Tanım kümelerinin ve alt sistemlerin seçimi: Burada proje matrisi ve her alt sistem için yukarıda tanımlanan işlemler yapılmaktadır.

Bu aşamada nesne-yönelimli analiz bitmektedir. Tahmin edileceği gibi nesne, ilinti, işlev, işlem ve tanım kümelerine bağlı olarak bu yöntemde birçok çizelge ve şekil üretilmesi gerekmektedir. Tüm bu analiz öğelerinin bütünlüğünün ve mantıksal uyumunun sağlanması için *bilgisayar destekli yazılım mühendisliği* (CASE) araçlarına gereksinim vardır.

2.Bilgi modellemesi evreleri.

Bilgi modellemesi aşağıdaki aşamalardan oluşmaktadır.

1- Astronomik nesnelere ve niteliklerin belirlenmesi.

Astronomik sorgulama lisanının hazırlanması, gerekli nesnelere seçilmesi ilintilerin bulunması ESA' ya bağlı üye ülke gökbilimcileriyle yapılan dörümsel (iterative) bir çalışma sonucunda bir yıl içinde hazırlandı (Egret et al. 1992).

ESIS ile semantik uyumluluk sağlamak için orada belirlenmiş olan nesnelere; ESIS lisanı İngilizce olduğu için ve semantik ağ İngilizce dilbilgisi kurallarına göre hazırlandığı için Egret et al. 1992 deki aynı terminolojiyi kullanarak hazırladık.

2- Astronomik nesne ilintilerinin belirlenmesi.

3- Astronomik nesnelere ilişkin niteliklerin belirlenmesi:

Astronomik nesnelere niteliklerinin belirlenmesi sadece semantik açıdan değil astrofizik ve fizik uygulamaları açısından önem taşımaktadır. Nesnelere ilişkin anahtar niteliklerin belirlenmesi, referanssal bütünlüklerin korunması için hazırladığımız kavramsal şemanın tekrar elden geçirilmesi ve Ulusal Gözlemevi Projesi hazırlama komitesine sunulması gerekmektedir. Şekil-1 üst-düzey kavramsal şemayı göstermektedir. Ayrıca iki ayrı koni içerisinde alt nesnelere ve ilgili oldukları veri tabanları da verilmiştir.

3.Astronomik Senaryo Analizi

Astronomik sorgulama lisanını içeren kavramsal şema her ne kadar statik bir yapıya sahip gibi gözüküyorsa da üzerinde son derece etkin bir veri tabanı lisanı vardır. Sorgulama ve stoklama için, oldukça kompleks astronomik senaryolar yaratılabilmektedir.

İlk örneğimiz tek bir nesneye dayalı basit bir sorgulama olacaktır.

HD 184279 un ekvatoryal koordinatlarını ve parlaklığını bulunuz?

Gözlemsel nesne Astronomik Kavramsal şemadan seçilir, ve onun niteliği olan IDENT (belirtecine) HD 184279 değeri girilir.İstenilen diğer nitelikler EQ-COO (ekvatoryal koordinatlar) ve MAG.(parlaklık) a sistemden "ARA" komutu verilir. Sistem OBS_ENT isimli nesnenin bağlı olduğu veri tabanına (SIMBAD) gider, yerel veri tabanı lisanını kullanarak verilen belirteçteki nesneyi bulur ve istenilen koordinat ve parlaklık değerlerini çıkarır.. Tahmin edileceği gibi tek bir astronomik objeyi sorgulayabileceğimiz gibi bir obje listesini de sorgulayabilir; çıktıyı grafik olarak ekranda isteyebiliriz. Hatta grafik çıktı üzerinden astrofizik yaklaşımımıza bağlı olarak bir grup objeyi seçebilir ve onların belirli bir konudaki periyodik yayın listesini, yayın özetlerini vs. isteyebiliriz.

İkinci örnekte üç nesneyi birleştiren daha kompleks bir sorgulama yapılırsa:

M81 objesine ilişkin yayınların periyodik adları (journal name), yazar, cilt, sayfa no ve yayın özetlerini ve kırmızı-ötesi katalog değerlerini bulunuz?

Kullanıcı OBS_ENT (gözlemsel nesne), PUBLIC (yayın) ve ASTRO_CAT (astronomik katalog) isimli nesnelere seçecektir OBS_ENT belirteci M 81 dir. İstenilen diğer niteliklere sistemden "ARA" komutu verilir. Bu kez sorgulama SIMBAD, IRS-INSPEC (yayınlar için), STARCAT (örneğin,IRAS katalogu) veri tabanlarında yapılacaktır.

Böyle bir sorgulama ESIS ortamında bir kaç dakikadan- saat düzeyine sorgulama zamanı gerektirmektedir. Benzeri senaryolar elle yapılmaya kalkıldığında bir haftadan bir kaç aya kadar uzayabilmektedir.

4.Sonuçlar.

Bir çok gökbilimci IUE uydusu ve veri tabanının astronomi tarihinin şu ana kadar en verimli gözlemlerinden biri olduğu konusunda hem fikirdir. Başka bir deyişle IUE arşivi 1978 de 0.0 byte ile başlayıp 1990 da 190Gbyte a ulaşmıştı (Wamsteker W., 1991). Bu arada 223250 spektra (~ 250 Gbyte) arşivden istendi ve kullanıldı.Böylece iyi hazırlanmış bir astronomik misyonun bilimsel çalışmalara nasıl katkıda bulunabileceği açıkca anlaşılmaktadır.

Ulusal gözlemevinin kazanılan bu deneyimlerden yararlanılarak, arşivinin en etkin biçimde planlanması ve hazırlanması gerekmektedir.

Referanslar:

Egret D.,Ansari S.G., Denizman L.,Preite-Martinez A., *Bull. Inform CDS*, **40** (1992)

Jaschek C.,*"Data in Astronomy"* Cambridge University Press, Cambridge, (1989)

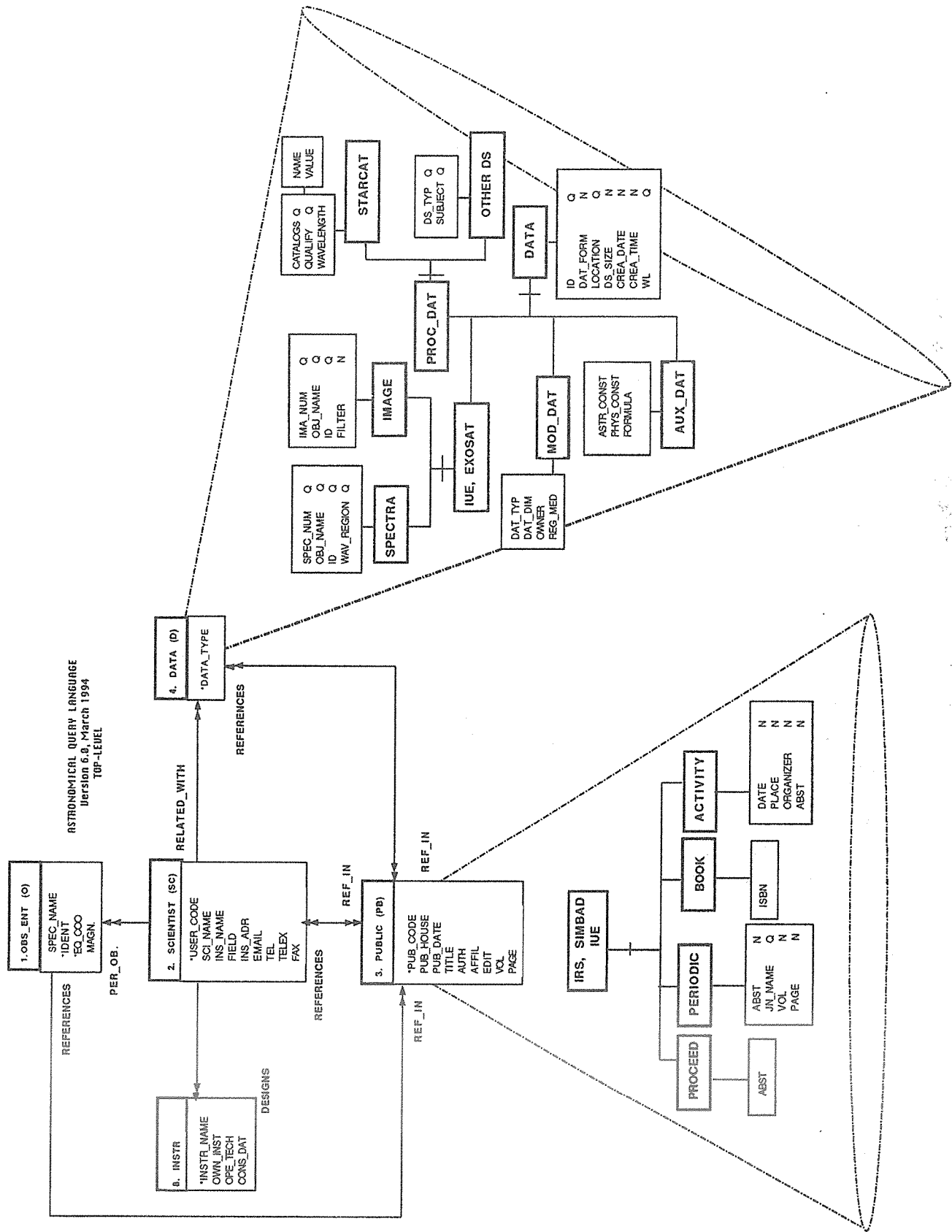
Ochsenbein F., *Bull. Inform CDS*, **31** , 25 (1986)

Shlaer S, Mellor S. J., " *Object Lifecycles - Modelling the World in States* " Yourdon Press Computing Series.

Wamsteker W., *"Databases and On-line Data in Astronomy"* Eds. Albrecht and Egret, Kluwer Academic Publishers (1981)

Wilson W., *"Object Orient Analysis and Design with Shlaer/Mellor"*, course notes, TÜBİTAK-MRC, 21-25 Jan. 1994.

Wilson W., *Private Communication*, TÜBİTAK-MRC, 22/02/1994



Şekil 1

DÖNMENİN YILDIZ YAPI VE EVRİMİNE ETKİSİ

Nilgün KIZILOĞLU
ODTÜ, Fizik bölümü

Özet. Son 40 yıl içinde yıldızların yapı ve evrimine ilişkin kuramsal çalışmalarda olumlu gelişmeler olmuştur. Henyey ve ark. (1955) (yıldız yapı denklemlerini nümerik olarak çözen ilk kişiler) tarafından başlatılan çalışmalar Ezer ve Cameron (1965) ve Iben (1965) 'in anakol öncesi (AKÖ) ve hidrojen yanması durumunda evrim modelleriyle devam etti. Bugüne kadar dönmenin dahil edilmediği bir çok evrim çalışması yapılmasına rağmen dönmenin yıldız yapı ve evrimine etkisi yeterince incelenmemiş durumda. Küresel geometriden uzaklaştıkça yıldız yapı denklemlerinin çözümü zorlaşmaktadır. Bununla beraber dönen yıldızların AK evrimine ilişkin çalışmalar son yıllarda artmıştır.

Dönmenin içerildiği bir yıldızın evrimini anlamak dönmeyenlerinkini anlamaktan daha zor. Nedeni ise başlangıç şartlarındaki belirsizlikler ve açısal momentumun (AM) dağılımı. Bugüne kadar açısal momentum dağılımının ne olabileceği ile ilgili çok az gözlem yapılmış. Son bir kaç yıl içinde küçük kütleli yıldızların (KKY) dönme hızları (DH) ile ilgili gözlemler sayesinde bu açıklık biraz kapatılmış durumda.

T Tauri yıldızlarının dönme hızları ile ilgili yapılan gözlemlerden bu yıldızların AM 'u hakkında birşeyler öğrenmek mümkün (Bouvier ve ark., 1986; Stauffer ve Hartmann, 1986; Stauffer, 1988; Hartmann ve Stauffer, 1989). KKY'lar için DH dağılımına bakarsak ($M < 1.3 M_{\odot}$) açısal momentumu $J = 3 \cdot 10^{49} \text{ gcm}^2/\text{s}$ buluyoruz. Yıldızın kütlesi 1.3 güneş kütlesinden büyük ise $J = 3 \cdot 10^{50} \text{ gcm}^2/\text{s}$ oluyor. Görülüyorki $J(M)$ dağılımı büyük ve küçük kütleli yıldızlar için farklı. Acaba $J(M)$ 'ın değerini bulabilir miyiz?

Kawaler (1990) teorik hesaplanan AM değerinin gözlemler sonucu AK yıldızları için elde edilen AM'dan E6 defa daha fazla olduğunu belirtiyor. Dolayısıyla yıldızlar AM'un çoğunu Hayashi yolunda bir nesne olana kadar kaybediyorlar. Bu yüzden proto yıldızın Hayashi yoluna ulaştığı andaki AM'unu empirik olarak belirlemek gerekiyor.

Bununla ilgili olarak Kraft (1970) ve Kawaler'in (1987) çalışmaları var. Kraft AM ve kütle arasındaki ilişkiyi şöyle veriyor:

$$\langle J \rangle / J_0 = 61.5 (M/M_{\odot})^{1.57} \quad (M/M_{\odot} > 1.5 \text{ ise ve } J_0 = 2 \cdot E48 \text{ gcm}^2/\text{s})$$

Skumanich (1972) Kraft'ın verilerini kullanarak bir güneş kütleli yıldız için DH ile yıldızın yaşı arasındaki ilişkiyi $v = K t^{-1/2}$ olarak bulmuş. Yalnız bu ilişki Pleiades açık kümesinden daha genç kümelerdeki yıldızlar için geçerli değil. Skumanich kanunundan KKY'larda yaş arttıkça DH'nın azaldığını görüyoruz; yani bu yıldızlarda AM kaybı olmakta. Oysa BKY'lar için DH'nın yaşla olan bağlantısını gösteren gözlemsel bir bulgu yok. Yani AM kaybı düşünülmemekte. Dolayısıyla oluşum esnasındaki AM dağılımı hakkında bilgi edinebilmek için ara kütleli yıldızların AK'daki DH'ları incelenebilir. Bu hız başlangıç AM'unu yansıtabilir.

Kawaler (1987) yeni gözlemleride kullanarak (Fukuda, 1982) AM ile kütle arasındaki ilişkiyi şöyle buluyor:

$$\langle J \rangle = (8.95 \pm 0.55) \times 10^{49} (M/M_{\odot})^{2.09 \pm 0.05}$$

Bu ilişki F0 dan erken tayf tipi olan yıldızlar için geçerli: $M \approx 1.5 - 6 M_{\odot}$. Form olarak J Kraft' in bulduğu ilişki ile aynı yalnız exponent daha büyük.

Dönmenin yıldız evrimine etkisi anakolda ve anakol sonrasında bir çok kişi tarafından çalışılmış (Kippenhahn ve ark., 1970; Endal ve Sofia, 1981). Buna karşılık AKÖ dönmenin etkisi üzerinde pek az çalışma var (Okamoto, 1969; Bisnovaty-Kogan ve ark., 1979).

ODTÜ de yapılan AKÖ ile ilgili çalışmalarda dönmenin evrim üzerine etkisini araştırmakta daha ileriye gittiğimizi söylemeliyim. Yani politropik hal denklemlerini kullanmıyoruz ve evrim çalışmamıza kararlılık noktasından, dönmeninde içerildiği modellerle başlıyoruz. Yıldızı oluşturmak üzere çöken gaz bulutunun çekimsel potansiyel enerjisinin bulutun iç enerjisine eşit olduğu nokta kararlılık noktası.

AKÖ nde dönmenin yıldız evrimine etkisi bölümümüzde Dr. N. Özkara (1984) ve Dr. R. Civelek (1987) tarafından doktora tezleri olarak hazırlandı. Özkara'nın çalışmasında yıldız küreselmiş gibi kabul edilerek dönmenin etkisi merkezkaç kuvvetin radyal bileşeninin kullanılması ile hidrostatik denge denkleminde yerini alır. Civelek'in çalışmasında ise yıldız küresel değil dönmeden dolayı basık durumdadır. Dönmenin etkisi iki düzeltme faktörü ile sağlanmaktaki bu faktörler sadece toplam potansiyel enerjinin bir fonksiyonu.

Dönmeyen ve dönmenin dahil edildiği aynı kütledeki iki yıldızın evrim yollarını birbiri ile karşılaştırırsak ışınım gücünün ve yüzey sıcaklığının dönen yıldız için azaldığını görüyoruz. Ayrıca evrim zamanı uzamakta, merkezi basınç artmakta, merkezi sıcaklık azalmakta. Yukarıda bahsettiğim iki doktora tezinde de 2 güneş kütesinden daha büyük kütleli yıldızların evrimi incelendi.

KKY'larda AM kaybı olduğunu gözlemlerden biliyoruz. Bu gözlemler sonucu Stauffer ve Hartmann (1986) KKY'ların zaman geçtikçe yavaşlamasını ilk önce konvektif zarfın yavaşlamasına bağlıyorlar. Yani yıldızda AM kaybı dış konvektif zarftan oluyor. G tayf tipinden M tayf tipine geçtiğimizde dış konvektif zarfın derinliği arttığından bu bölgede korunan AM değerinde artıyor ve yıldız daha uzun zamanda yavaşlıyor. Yavaşlama hızı hem kütleyle hem kümenin yaşına bağlı.

AM kaybını modelleyebilmek için bir çok teorik çalışmalar yapılmış durumda. Dönen bir yıldızda yıldız rüzgarlarının manyetik alanla ilişkisi araştırılmış ve AM kaybetme hızı dönme hızının bir fonksiyonu olarak verilmiş (Weber ve Davis, 1967; Mestel ve Spruit, 1987). KKY'larda AM kaybı ilave edilerek dönmenin etkisini inceleyen evrim modelleri ise Kawaler (1988), Pinsonneault ve ark. (1990), Kızıloğlu (1991), McGregor ve Brenner (1991) tarafından çalışılmıştır.

Kawaler (1988) KKY'ların yavaşlaması için manyetik frenlemeden dolayı oluşacak yıldız rüzgarları ile AM kaybının iyi bir model olacağını düşünerek, dönme hızı ile manyetik alan şiddeti arasında gözlenen ilişkileri kullanarak AM kaybını şöyle belirlemiştir:

$$dJ/dt = K W^3 (R/R_{\odot})^{1/2} \quad (1 M_{\odot} \text{ yıldız için})$$

K kalibrasyon sabitini W ise açılma hızı göstermekte. Anakolda yarıçap ve eylemsizlik momentinin zamanla çok yavaş değiştiğini düşünürsek bu eşitliğin integralini aldığımızda Skumanich kanununu elde ediyoruz.

Kızıloğlu (1991) yaptığı çalışmada 0.4, 0.5, 0.7, 0.9, 1.0, 1.3, 2.0 güneş kütleli yıldızlarda AKÖ'nde dönmenin yıldız evrimine etkisini manyetik yıldız rüzgarının neden olacağı AM kaybını gözönüne alarak inceledi. AM kaybının hesaplanması için

Kawaler'in (1988) verdiği formül kullanıldı. Güneş için kalibrasyon yapıldıktan sonra dönmenin etkisi diğer yıldızlarda incelendi. Bir güneş kütleli yıldız için başlangıç AM ne olursa olsun 10^8 yıldan sonra açılal hız eğrisinin zamana göre değişiminin hep aynı olduğu görüldü. $2 M_{\odot}$ yıldız için hiç AM kaybı görülmedi. Bu yıldız anakola doğru devamlı hızlanmakta ve sıfır yaş anakolundaki hızı 325 km/s. Yıldızlarda yavaşlama $5 \cdot 10^7$ yılından sonra başlamakta ve DH'ları $7 \cdot 10^8$ yılına kadar 10 km/s ye düşmekte. $1.3 M_{\odot}$ yıldız ise 70 km/s DH'ndan 5 km/s DH'na çok çabuk düşmekte (E7 yılda). Oysa Hyades açık kümesindeki gözlemler bu kütledeki yıldızların hızlarının 10 km/s den büyük olabileceğini göstermekte. Dolayısıyla çok ince konvektif zarfı ($10^{-6}M$) olan yıldızlarda yıldız rüzgar teorisi pek etkili değil veya AM iç kısımdan dış zarfa devamlı transfer olmakta.

Sonuç olarak AM kaybı için manyetik frenleme modeli konvektif zarfları olan yıldızlarda başarılı oluyor diyebiliriz. $1.3 M_{\odot}$ dan daha büyük kütleli yıldızlarda manyetik frenlemeye bağlı AM kaybı olmamaktadır.

Referanslar

- Bisnovatyi-Kogan G.S. ve ark. Soviet Astr. 23,432,1979
Bouvier J. ve ark. AA 165,110,1986
Civelek-Çelikel R. Ph.D.Thesis 1987, 'Evolution of a rotating component star', METU
Endal A.S. ve Sofia S. ApJ 243,625,1981
Ezer D. ve Cameron A.G.W. Can.J.Phys. 43,1497,1965
Fukuda I. PASP 94,271,1982
Hartmann L.W. ve Stauffer J.R. AJ 97,873,1989
Henyey L.G. ve ark. PASP 67,154,1955
Iben I. ApJ 141,993,1965
Kawaler S.D. PASP 99,1322,1987
Kawaler S.D. ApJ 333,236,1988
Kawaler S.D. Angular Momentum and Mass Loss for hot stars p:55,1990
Kızıloğlu N. AA 243,405,1991
Kippenhahn R. ve ark. AA 5,155,1970
Kraft R.P. ApJ 150,551,1967
McGregor K.B. ve Brenner M. ApJ 376,204,1991
Mestel L. ve Spruit H.C. MNRAS 226,57,1987
Özkara N. Ph.D.Thesis 1984 'Pre-main sequence evolution of a $4 M_{\odot}$ star including rotation', METU.
Okamoto I. Stellar Rotation p:73,1969
Pinsonneault M.H. ve ark. ApJ 74,501,1990
Sukumanich A. ApJ 171,265,1972
Stauffer J.R. ve Hartmann L.W. PASP 98,1233,1986
Stauffer J.R. Formation and evolution of Low Mass Stars p:331,1988
Weber E.J. ve Davis L. ApJ 148,217,1967

OB TÜRÜ ÇİFT SİSTEMLERİN KÜTLE ORANI DAĞILIMI

Özdemir S.¹, Huseynov O.H.², Demircan O.¹, Allahverdiev A.O.^{2,3}

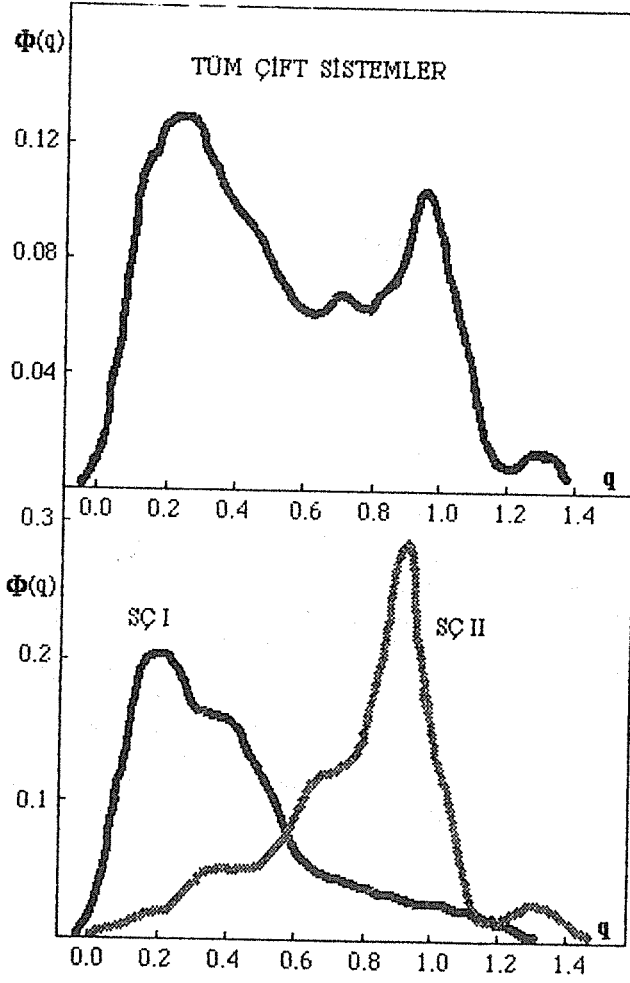
1. Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, Tandoğan Ankara, TÜRKİYE
2. Ortadoğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara, TÜRKİYE
3. Fizik Enstitüsü, Bilimler Akademisi, AZERBAJCAN

ÖZET: Çift yıldızların kütle dağılım fonksiyonu bir civarında maksimum yapmaktadır. Bunun nedeni kütle oranı küçük olan çift yıldızların gözlenme zorluğundan kaynaklanan seçim etkisi olabilir. Ancak SN istatistikleri, kaçan yıldız istatistikleri ve X-ışın çift yıldız istatistikleri, büyük kütleli yıldızların yine büyük kütleli yıldızlarla çift yıldız oluştuğunu göstermiştir.

1. GİRİŞ

Tek ve çift çizgili spektroskopik çiftlerin kütle oranı (q) dağılımı birbirinden tamamen farklı çıkmaktadır. Tek çizgili spektroskopik çiftler $q \approx 0.2-0.3$ civarında bir pik verirken çift çizgili spektroskopik çiftler $q \approx 1$ civarında pik vermektedir (bkz. Şekil.1). Bu ise, çift yıldızların q dağılımının çift pikli bir yapı sergilemesine neden olur (Trimble 1974, Kraicheva vd 1979, Staniucha 1979, Hogeveen 1992). Bu çift pikli dağılım seçim etkileri ile açıklanabilmektedir (örn. Halbwachs 1987). Diğer taraftan gerçek q dağılımı seçim etkisi içermeyen verilerle incelenebilir (Eggleton, Fitchet, Tout 1989, Duguennoy, Mayor 1991, Garmany vd 1980). Uygulamada ise spektroskopik çiftler için seçim etkileri karmaşıktır ve yalnız gözlenebilen radyal hızdaki kısıtlamalara bağlı olmayıp aynı zamanda aranma ve bulunma olasılığına da bağlıdır. Gözlemsel hatalar arındırdıktan sonra çift çizgili spektroskopik çiftler için Lucy ve Ricco (1979) $q=0.97$ 'de dar bir pik elde etti. Bu pikin ne seçim etkisiyle ne de evrimle açıklanamayacağını belirttiler. Hatalardan iyice arındırılan spektroskopik çiftler ve görsel çiftlerin q dağılımları da $q \sim 0.8-0.9$ arasında benzer pikler vermektedir (örn. Hogeveen 1992). Diğer yandan Garmany vd (1980) $m_V=7^m$ 'den daha parlak evrimleşmemiş O türü çiftlerin $q < 0.3$ olan kütle oranları göstermediklerini belirtmiştir. Tüm bu çalışmalar, kütle oranı 1'e yakın olan çift yıldızların çoğunlukta olduğunu göstermektedir.

Bu çalışmada büyük kütleli OB-yıldızlarının diğer büyük kütleli yıldızlarla bir araya gelerek büyük kütleli çiftleri oluşumuna meyilli oldukları gösterilecektir.

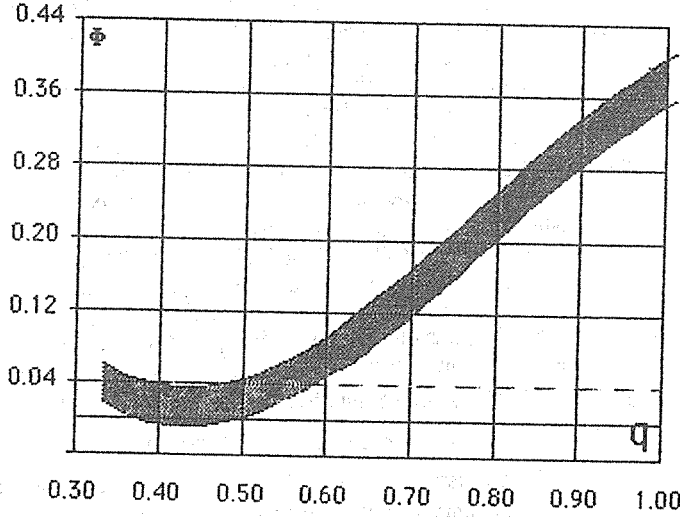


Şekil 1. Tek ve çift çizgili spektroskopik çift sistemler için kütle oranının dağılımı görülmektedir (Staniucha 1979).

2. VERİLER VE KÜTLE ORANI DAĞILIMI

Bir ayrıntılı çift sistemde orijinal kütle oranı q 'nin, bileşenlerden biri evrimleşerek alt dev olmadan önce değişebileceğini bekleyemeyiz. Daha hızlı evrimleşen büyük kütleli bileşen (M_1) Roche lobunu doldurmadan hemen önceki evredeyken kütle oranı $q = M_2/M_1$ yıldız rüzgarıyla önce 1'e yaklaşır ve Roche lobunu aştıktan sonra da tipik algol türü çiftlerde olduğu gibi 3-5'e ($q' = M_1/M_2 \approx 0.3-0.2$) çıkmalıdır. Böyle bir evrim etkisinden etkilenmeyerek hatalı sonuca götürmeyecek OB türü çift sistemleri seçmek için üç ayrı kaynak taraması yapılarak çift çizgili OB türü ayrıntılı sistemler belirlendi. Bu kaynaklar: Batten vd 1969, Harmanec 1988, Andersen 1991'dir. Yörünge dönemlerine ve bileşen yıldızlarının yanıp sönmeye bakılarak mümkün algol türü sistemler elimine edilmiştir. Değerli çift sistemler ile zayıf(d) veya çok zayıf(e) spektroskopik elemanları olan çiftler veri setinden çıkarılmıştır. Kütle oranı dağılımının evrimsel etkilerden etkilenmediği düşünülerek tek çizgili spektroskopik çiftler hariç tutulmuştur. Ancak bazı evrimleşmiş çift çizgili ayrıntılı çiftler: θ Aql (B9 III + B9 III), CC Cas (O9 IV + O9 IV), ϵ Lup (B3 IV + B3 V), 96 Her (B3 IV + B3 IV), V453 Cyg (B0.5 IV + B0.5 IV), Y Cyg (B0 IV + B0 V), 2 Lac (B6 IV + B6 V), NY Cep (B0 IV + B0 IV) hariç tutulmamıştır. Çünkü bunların bileşenleri Roche lobunu doldurma durumundan oldukça uzaktır. Böylelikle elde edilen örnek sayısı 74 olmuştur. Bu örneklerin smooth edilmiş kütle oranı dağılımı Şekil.2.'de görülmektedir. Bu dağılım farklı araştırmaları için

çizilmiş ve düzleştirilmiş ortalamaya dağılım Şekil.1 'de sunulmuştur. y eksenindeki Φ fonksiyonu, birim q aralığındaki sistem sayısının toplam sayıya bölünmesiyle elde edilen normalize değerlerden oluşmuştur. Bileşenlerinin her ikisi de anakolda olan 52 adet sistem seçilerek oluşturulan alt örneklerden de oluşturulan q dağılımı Şekil.2'deki gibidir. Böylelikle evrim etkilerinden arındırılmış OB türü anakol sistemlerinin q dağılımı oluşturulmuştur.



Şekil.2. Çift çizgili OB türü anakol sistemlerinin kütle oranı dağılımı.

Çift çizgili ayrıncı OB sistemlerinin ve seçilen alt örneğin q dağılımı $q \approx 1.0$ civarında bir pik oluşturmakta, $q \approx 0.45$ civarında da minimuma inmektedir. Sonra küçük q değerlerine doğru tekrar artmaya başlamaktadır. Tek çizgili çiftlerin hariç tutulması elbette gerçek kütle oranı dağılımını etkileyecektir. Çift çizgili ayrıncı çift yıldızların bulunma ihtimali, anakoldaki bileşen yıldızın sönmüştüğüyle birlikte düşmektedir. Şekil.2'de görülen küçük q değerlerine doğru olan artış, çok zayıf ikincil bileşenli tek çizgili sistemlerin de çift çizgili sistem olarak algılanmasından kaynaklanabilir. Şekil.2'deki q ~ 1'deki pik gerçektir. Lucy ve Riccio (1979)'nun da belirttiği gibi ayrıncı çift çizgili OB türü sistemlerin kütle oranı dağılımında görülen $q \approx 1.0$ civarındaki pik, seçim etkisiyle açıklanamaz. Bu sonuç üç ayrı alandan alınan bazı yeni sonuçlarla desteklenmektedir.

3. SN İSTATİSTİK SONUÇLARI

Gözlemsel özelliklerine göre süpernova (SN)'lar iki ayrı türe ayrılırlar. SN I olarak bilinen tür, spektrumunda hidrojen göstermeyen, büyük kütleli bir beyaz cüce (WD) bileşene sahip yakın çift sistemlerden oluşmuştur. II. tür SN'lara ise büyük kütleli ($\geq 10-15 M_{\odot}$) tek veya çift yıldız bileşenlerinin evrimleri sonunda patlamalarıyla oluştuğuna inanılmaktadır. SN I türleri de kendi aralarında üç gruba ayrılırlar: SN I a, b, c (Vanden Berg 1991, Tammann 1991). Ocak 1989 ile Nisan 1993 arasında 203 I. tür SN keşfedilmiştir. Bunlardan 83 tanesi SN Ia türü olup sadece 6 tanesi E türü galaksilerde görülmüştür. SN I b, c'nin sayısı SN Ia'dan iki kat daha fazladır (Vanden Berg 1994). SN I b, c'ler geç tür galaksilerde oluşurken SN Ia her tür galaksi de oluşmaktadır. SN Ia tüm galaksilerde oluşur fakat özellikle spiral ve düzensiz galaksilerde görülür. Bu ise orta kütlede yoldaşı olan WD bileşenli etkileşen çiftlerin SN Ia'ları oluşturacağını göstermektedir. Yüksek oranda yıldız oluşumunun sürdüğü geç tür galaksilerde görülen SN I sıklığı, kısa ömürlü (10^8 yıldan küçük) yıldızların evrimleri sonucunda bunların (SN I) oluşabileceğini göstermektedir (Oemler, Tisley 1979, Guseinov vd 1980). Geç tür galaksilerde görülen SN Ia'ların atalarının orta yaşta populasyonlardan olabileceğini Flippenko (1989) önermiştir. Birim mavi luminozite başına SN Ia oranının (soğurmayı da dikkate alırsak) Sb ve Sc galaksilerinde E-S0a galaksilerindekinden biraz daha fazla (veya ona benzer oranda) çıktığını Vanden Berg (1991) göstermiştir. Ayrıca SN Ia bulunma sıklığının Sc spirallerinde erken tür E-S0 galaksilerindekinden ~10 kez daha fazla olduğunu da göstermiştir. Böylece, SN Ia'ların çok küçük bir miktarda çok yaşlı yıldız

populasyonlarının içinde bulunmaktadır. 2'şer adet SN Ia patlamasının görüldüğü şu dört galaksi ilginçtir. Bunlardan iki tanesi SO peküliyer (NGC 1316 ve 4753) biri IO peküliyer (en yeni yıldız oluşumlarının izlendiği NGC 5253) ve bir Sc (gözlenen yalnız iki SN'dan her ikisini de Ia türü olduğu NGC 3913)'dir (Barton vd 1989).

E-S-Ir boyunca SN Ia oranının artışı, bu sıra boyunca (E-S-Ir) ortalama zaman gecikmesinin azalacağını gösteriyor. Yani nisbeten daha genç çiftler, ağır WD bileşimli yaşlı (küçük kütleli) çiftlerden çok daha yüksek oranda SN Ia üretiliyor olabilir. Burada "zaman gecikmesi", çift yıldız bileşenlerinin aynı WD ve NS oluşturmaları arasındaki süredir. Bartunov vd (1992), Guseinov vd (1980)'den sonra, farklı Hubble türü spiral galaksilerdeki SN Ia ve diğer SN türleri (yani SN II türü ile SN I türü arasında) radyal dağılım yönünden önemli bir fark olmadığını göstermiştir. SN II ile SN Ia'ların dağılımlarındaki (gerçekte düşük ve büyük kütleli SN ataları) benzerlik, SN Ia'ların genç disk populasyonu ile ilgili olduğunu (yani ortalama zaman gecikmesi $\leq 10^9$ yıl) göstermektedir. SN II'nin SN I'e oranının sabit oluşu, zaman gecikmesinin SN I'lerde yaklaşık 10^8 yıl mertebesinde olduğunu gösteriyor (Allahverdiev vd 1987). Yüksek SN oluşumunun görüldüğü galaksilerde (örn. NGC 6946'da 6 SN, NGC 5236'da 6 SN ve NGC 4321'de 4 SN) her ki tür SN oluşum oranında ve konularında fark görülmemektedir. Ayrıca her iki tür SN patlamalarının konumu da bu galaksilerde aynı yerlere rastlamaktadır. Van Dyke (1992), geç tür (Sb'den daha geç) galaksilerde yıldız oluşum bölgelerinde rastlanan tüm SN'lar arasında SN Ia'ların daha az sıklıkta oluştuğunu bulmuştur. Tüm bu gerçekler, SN I'lerin büyük bir çoğunluğunun zaman gecikmesinin 10^8 yıl olduğunu göstermektedir. Bu yaş ise $M \geq 4M_{\odot}$ 'lik bir yıldıza uymaktadır. $M \sim 2M_{\odot}$ 'lik yıldızlar için yaşam süresi $\sim 10^9$ yıla ulaşabilir. Büyük kütleli WD barındıran çift sistemlerde WD'ların atalarının $\leq 10-15 M_{\odot}$ olduğunu hatırlarsak SN I türlerinin ataları olarak büyük kütleli çiftler için minimum kütle oranını $q_{\min} \sim 0.3$ olarak hesaplayabiliriz. SN I'lerde zaman gecikmesi süresinin sadece bir parametreye (atası olan çiftin kütle oranına) bağlı olduğunu dikkate alırsak $M=10-15M_{\odot}$ olan büyük kütleli çiftlerin sadece % 10-20'sinin kütle oranının 0.3'den küçük olduğunu tahmin edebiliriz. E türü galaksilerde görülen SN Ia'ların, yaşlı yıldız populasyonlarıyla ilişkili olduğu kesindir. Ancak bu tür galaksilerdeki SN Ia oranı düşüktür.

4. KAÇAN YILDIZLARA VE X-IŞIN ÇİFTLERİNE AIT İSTATİSTİKLER

Gies ve Bolton (1986), kaçan yıldızların % 10-25'ini O yıldızlarının, % ~2'sini B yıldızlarının, % ~0.1-0.2'sini de A yıldızlarının oluşturduğunu buldu. O yıldızlarının yüksek yoğunluğu, OB asosasyonlarında oluşan O türü sistemlerin kendilerinden daha hafif bileşenlerden oluşmadığını göstermektedir. Aksine, eğer O yıldızı içeren çiftlerin çoğunda düşük kütleli bir yıldız bulunsaydı çift-çift etkileşmesi sonucu (Leonard ve Duncan 1989) böyle bir hızla O yıldızının uzaya kaçmasını ve kaçan yıldızlar içindeki O yıldızlarının bu yüksek oranını açıklamak mümkün olmazdı. Clarke ve Pringle (1992) tarafından yapılan nümerik simülasyonlar O9 yıldızlarının ($\sim 20 M_{\odot}$) çoğunun B5'ten daha erken (yani $> 5 M_{\odot}$) yıldızlarla birleşerek çift sistemler oluşturduklarını göstermiştir. Bu ise ya O yıldızı oluşum bölgelerinde $5 M_{\odot}$ 'ten daha küçük kütleli yıldızların oluşmadığını ya da O yıldızları için çift oluşum sürecinin, tercihen kütle oranı 1 olacak şekilde sürdüğünü göstermektedir.

Düşük kütleli X-ışın çiftleri (LMXB), optik bileşenlerinin orjinal kütleleri olan $\sim 1M_{\odot}$ 'lik kütleyle uygun olan 10^{10} yıllık hayat süresine göre yaşlı disk ve galaktik merkez populasyonunda yer almaktadırlar. Büyük kütleli X-ışın çiftleri (HMXB) ise, optik bileşenlerinin $5-8 M_{\odot}$ 'lik kütlelerine uygun olarak 10^8 yıl (veya daha küçük) civarında yaşam süresine sahiptirler. Dahası, bu sistemlerin nötron yıldızı bileşenlerinin ataları $10 M_{\odot}$ 'ten daha büyük yıldızlardan oluşmaktadır. Bazı karadelik adaylarını (123 adet bilinen X-ışın çift sisteminden çıkarılan sonuç; Van Paradijs 1993) ve bunların atalarının $20-30 M_{\odot}$ 'lik yıldızlar olduğunu dikkate alırsak, LMXB sistemleri için çok düşük "initial" kütle oranı (0.03'e kadar, fakat ortalama ~ 0.05) bulabilirken, HMXB sistemleri için de yüksek "initial" kütle oranı (1.0'e kadar ulaşan fakat ortalama 1'den biraz daha düşük) buluruz.

Diğer yandan HMXB'lerin doğum oranının LMXB'lerinkinden kabaca ~ 1000 kat daha fazla olduğu hesaplanmıştır (Van Paradijs 1993). Böyle bir sonuç düşük kütle oranlı OB türü

çiftlerin miktarının, büyük kütle oranlı OB türü çiftlerin miktarından ~ 1000 kat az olması gerektiğini gösteriyor. Bununla beraber düşük kütle oranlı çiftlerin büyük kütleli bileşenin evrimleşerek SN patlaması oluşturmaması sonucu sistemin dağılım ihtimalinin yüksek olduğu bilinmektedir. Yukarıda çıkarılan istatistik, bu prosesten etkilenmiştir, çünkü dağılan böyle sistemler LMXB'leri oluşturamayacaktır. Bu etki, düşük q sistemlerinde dağılım oranıyla orantılı olur. Bu etkinin, istatistiği tersine çevirecek kadar büyük olup olmadığını bilmiyoruz. Eğer düşük q sistemlerinde dağılım oranı küçük (örn. % 50'den az) ise, OB türü çiftler arasında büyük kütle oranlı sistemlerin oluşma ihtimali daha fazla olur. HMXB'lere ait yukarıdaki istatistik, OB türü çiftlerin ilk (initial) kütle oranı dağılımının $q < 1.0$ 'dan biraz kaymış bir maksimum verdiğini gösteriyor.

5. SONUÇ

Farklı alanlardan oluşturulan tamamıyla farklı veri setleri yardımıyla büyük kütle oranlı çift sistemlerin fazlalığı gösterilmiştir. Kısa zaman gecikmesi sonucunda ikincil bileşenin evrimleşerek yoldaş yıldızla kütle transferi başlatmasıyla oluşan SN I'lerin yüksek sayısı da, bu tür sistemlerde ikincil bileşenlerin büyük kütleli olması gerektiğini göstermektedir. Diğer yandan, büyük kütleli kaçan yıldızların yüksek sayısı, bileşenlerinin de büyük kütleli olmasını gerektirmektedir. HMXB'lerin LMXB'lere oranında görülen yüksek rakam, büyük kütle oranına sahip çift sistemlerin çok olduğu sonucunu verir.

6. REFERANSLAR

- Allakhverdiev A.O., Guseinov O.H., Yusifov I.M., 1987 Australian J. of Phys. **40**, 837.
 Andersen J., 1991 The Astron. Astrophys. Rev. **3**, 91
 Barbon R., Cappellaro E., Turatto E., 1989 A&A. Suppl. **81**, 421.
 Bartunov O.S., Makarova I.N., Tsvetkov D.V., 1992 A&A. **264**, 428.
 Batten A.H., Fletcher J.M., and MacCarty D.G., 1989 "Eighth Catalogue of the Orbital Elements of Spectroscopic Binary Systems", Publications of the Dominion Astrophysical Observatory, Victoria B.C. (DAOS).
 Clarke C.J., Pringle J.E., 1992 MNRAS
 Eggleton P.P., Fitchet M.J., Tout C.A., 1989 ApJ. **374**, 998.
 Duguennoy A., Mayor M., 1991 Astron. Astrophys.
 Filippenko A.V., 1989 PASP **101**, 588.
 Garmany C.D., Conti P.S., Massey P., 1980 ApJ. **242**, 1063.
 Gies D.R., Balton C.T., 1986 Ap J. Suppl. **61**, 419.
 Guseinov O.H., Kasunov F.K., Kalinin E.V., 1980 Ap Sp Sc **68**, 385.
 Halbwauchs J.L., 1987 Astron. Astrophys. **183**, 234.
 Harmanec P., 1988 Bull. Astron. Inst. Czechosl. **39**, 329.
 Hogeveen S.J., 1992 Ap Sp Sc **196**, 299.
 Kraicheva Z.T., Popova E.I., Tutukov A.V., and Yungelson L.R., 1979 Sov. Astron. **23 (3)**, 290.
 Leonard P.J.T., Duncan M.J., 1988 A J. **96**, 222.
 Leonard P.J.T., Duncan M.J., 1989 A J. **99**, 608.
 Lucy L.B., Riccio E., 1979 AJ **84**, 401.
 Oemler A., Tinsley B.M., 1979 A J. **84**, 985.
 Staniucha M., 1979 Acta Astron. **29**, 587.
 Trimble V., 1974 AJ **79**, 967.
 Van Dyk S.D., 1992 A J. **31**, 1788.
 Van den Berg S., 1991 Phys. Reports **204**, 385.
 Van den Berg S., 1994 Ap J. Suppl. **92**, 219.
 Van den Berg S., Tommann G.A., 1991 Ann Rev A&A **29**, 363.
 Van Paradijs J., 1993 "A Catalogue of X-ray Binaries", Astronomical Institute Anton Pannekoek, University of Amsterdam, preprint number AIAP-1993-002.

SA 82 Yıldız Alanının UBV Fotometresi

S.Karaali , S.Güngör , Y.Karataş , S.Bilir

*İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452 Üniversite İstanbul*

Bu çalışmada , galaktik koordinatları $l = 6^{\circ}.3$, $b = 66^{\circ}.3$ ve büyüklüğü 1.20 derece kare olan bir yıldız alanı içinde $V = 19.0$ limit kadire kadar 935 yıldızın UBV sisteminde fotometrik olarak incelenmiştir. Yıldızların Popülasyon I , Ara Popülasyon II ve Popülasyon II sınıflarına ayrılışı, literatüre yeni kazandırılan “*Yıldızların Uzay Dağılımı Yöntemine*” göre yapılmış, mutlak kadirleri ise gözönüne alınan yıldızların metal bolluğunda bulunan kümelerin renk - kadir diyagramları yardımı ile yapılmıştır. Yoğunluk fonksiyonlarının modellerle karşılaştırılması, yeni yöntemin RGU dan başka UBV sistemine de uygulanabileceğini gösteriyor.

Ψ PER'İN OPTİK VE MORÖTESİ SPEKTROSKOPİSİ

L. DENİZMAN¹, Ç. BOLCAL¹, T. AK², T. KOKTAY², T. EKER³

Özet: Bu çalışmada, Be yıldızı Ψ Per'in optik ve morötesi spektrumları incelenmiştir. Optik çizgilerin shell bileşenleri şiddet, süreklilikteki tam genişlik ve eşdeğer genişlik değişimleri sergilerler. He I çizgilerinde shell bileşenleri yok iken, Fe II $\lambda 4923$ Å çizgisi bir P Cygni profiline sahiptir. Morötesi bölgedeki çizgiler, kütle kaybını işaret eden asimmetrik ve kısa dalgaboyuna kaymış profiller gösterirler.

1. Sunuş

Ψ Per kalıcı H α ... δ ve Fe II emisyonu gösteren, iyi çalışılmış Be yıldızlarından biridir. Bu yıldız Jaschek ve ark. (1980) sınıflamasında grup I yıldızı olarak sınıflanmıştır.

Grup I yıldızları Fe II emisyonu ile karakterize edilmişlerdir; emisyon çizgileri, bazen bu çizgilerin görülmediği üç yıldız hariç, 20 yıldan daha uzun süre için kalıcıdır. Bu yıldızlar Balmer çizgilerinde de yüksek üyelere kadar emisyon sergilerler. Fe II ve H emisyon çizgileri uzun-dönemli değişkenlik gösterirler. En erken tipte olanlar için bu grup yıldızlara bir ışına gücü sınıfı atamak, fill-in sebebiyle güçtür; ancak dört üye hariç genelde cüce yıldızlardır.

2. Gözlemler

Bu çalışmada kullanılan spektrogramlar Fransa Haute-Provence Gözlemevi'nin 152 cm'lik Coude spektrografi ile elde edilmişler, İtalya Trieste Astronomi Gözlemevi'nde Perkins Elmer PDS 1010A dijital mikrodensitometre ile dijitize edilmişler, ve ELSPEC yazılımı (Pasian ve ark., 1982) ile işlenmişlerdir. IUE spektrumları İspanya Villafranca VILSPA/TUE'den elde edilmişler ve ELSPEC yazılımı ile işlenmişlerdir.

Radyal hızlar için beklenen toplam hata optik bölgede ± 5 km/s ve morötesi bölgede ± 20 km/s dir.

3. Optik Spektrumlar

3.1 Hidrojen Çizgileri

Bu yıldızın H α profilleri, şiddeti değişken olan merkezi bir absorpsiyon bileşenine sahip çift-tepeli emisyon çizgileri sergilerler. -800 km/s ve +800 km/s arasında uzanımı bulunan emisyon kanatlarında asimetri gözlenmiştir ve kanatların uzanımı değişkendir (Şekil 1).

¹ İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Fizik Bölümü, İstanbul.

² İstanbul Üniversitesi Gözlemevi Araştırma ve Uygulama Merkezi, İstanbul.

³ 11. St. Antoiusweg, Kennelbach, Bregenz, Austria.

H_{β} çizgi profilleri H_{α} 'ya benzer görünüştedirler. Ana farklılık, H_{α} profilleri emisyonla tamamen doldurulmuş ve bundan dolayı yıldızın ait bileşenler ortada yok iken, H_{β} profilleri için yıldızın ait geniş bileşenlerin ayırt edilebilir olmasıdır.

H_{γ} profilleri -1200 km/s 'den $+1200 \text{ km/s}$ 'ye uzanan, yıldızın ait geniş bir bileşenden ve merkezi bir absorpsiyondan ibarettir. Bu dar merkezi absorpsiyon bileşeni siddet, süreklilikteki tam genişlik (FBWC) ve eşdeğer genişlik değişimleri sergiler. H_{γ} çizgisi sözkonusu dar bileşenin her iki kenarında zayıf emisyon bileşenleri de gösterir.

H_{δ} ve H_{ϵ} profilleri H_{γ} profillerine benzer, ancak H_{γ} 'nın kanatlarında bulunan emisyon bileşenleri bu profillerde yoktur. Her iki çizgide de dar merkezi bileşenler zamanla değişim gösterirler.

H Balmer çizgileri $n=17$ 'ye kadar görülmektedir. Dar bileşenler tüm çizgilerde mevcuttur.

Dachs (1989) tarafından tartışılmış olduğu gibi, H_{α} ve H_{β} profilleri üzerine binmiş olan dar bileşenler "shell bileşenleri" olarak adlandırılabilirler. Ψ Per, optik spektrumunda ikincil bir Balmer sıçraması oluşturarak "shell etkisi" sergilemiştir.

3.2 Diğer Çizgiler

He I çizgileri dar shell bileşenlerine sahip değildirler. He I $\lambda 4471 \text{ \AA}$ ve Mg II $\lambda 4481 \text{ \AA}$ çizgileri profil değişimleri sergilerler. He I $\lambda 5875 \text{ \AA}$ çizgisi de geniş ve değişkendir.

Ca II $\lambda 3933, 3968 \text{ \AA}$ ve Na I $\lambda 5889, 5895 \text{ \AA}$ çizgileri zayıftır.

Bu yıldızın ilginç bir özelliği, Fe II çizgilerinin merkezlerinde dar absorpsiyon bileşenleri bulunan çift-tepeli emisyon profilleri sergilemeleridir. Sadece Fe II $\lambda 4923 \text{ \AA}$ çizgisi bir P Cygni profili gösterir.

3.3 Radyal Hızlar, Merkezi Şiddetler ve Eşdeğer Genişlikler

Yıldızın çevreleyen kabuğun (shell) zamanla değişimini kontrol edebilmek için, merkezi şiddetler, sürekliliklerdeki tam genişlikler (FBWC), eşdeğer genişlikler ve dar bileşenlerin radyal hızları ölçülmüş, ve ölçülen çizgi parametreleri her çizgi veya çizgi grupları için $\log(EP+IP)$ 'ye karşılık çizdirilmiştir. Eksitasyon ve iyonizasyon potansiyelleri Moore (1945)'den alınmıştır.

Radyal hızlar, özellikle dar bileşeni bulunmayan He I çizgilerinde zamanla değişim gösterdi. J.D. = 2446451.4'deki He I çizgileri diğer iki spektruma göre daha pozitif hızlara sahiptiler. J.D. = 2446997.6'da ölçülmüş tüm radyal hızlar, He I hariç özellikle Fe II için, diğer iki geceden daha pozitifti. J.D. = 2446451.4'de, diğer çizgilerde önemli bir değişim gözlenmezken, H çizgilerinin dar bileşenlerinin relatif şiddetleri azaldı. Spektrumların kırmızı taraflarında sadece Na I çizgileri dikkate değer bir değişim sergilediler.

Eşdeğer genişliklerin değişimi relatif şiddetlerinkine benzerdi. J.D. = 2446451.4'de alınan spektrum, diğer çizgiler az veya çok aynı kalırken, H çizgileri eşdeğer genişlikleri için bir maximum gösterdi.

Balmer progression'ı gözlenmedi.

H_{β} emisyon bileşenleri de eşdeğer genişlik ve merkezi derinlikte değişim sergilediler. Her ne kadar merkezi absorpsiyon önemli miktarda değişmediyse de, belirgin bir V/R değişimi gözlemlendi.

4. Morötesi Spektrumlar

Ψ Per'in morötesi spektrumlarının kısa bir tanımını verelim:

Si IV çizgileri asimetric ve kısa dalgaboyuna kaymıştır, ve her iki spektrum da çok açık profil değişimleri sergiler. İkinci spektrumda bu çizgi muhtemelen Fe III ile blend olan kısa dalgaboyuna kaymış (-171 km/s) bir bileşene sahiptir. C IV çizgisi Si IV çizgisine

benzer; profil değişimleri ve kısa dalgaboyuna kaymış (-138 km/s) ikincil bileşen gözlenmiştir (Şekil 2).

Al III ve Fe III (UV34) çizgileri her iki spektrumda da kuvvetli, kısa dalgaboyuna kaymış ve asimetriktir. Mg II çizgileri çift-tepeli emisyon ve kuvvetli bir kaymamış absorpsiyon bileşeni gösterirler. Emisyon bileşenlerinde V/R değişimleri gözlenir.

Si II (UV2,3) çizgileri kuvvetlidirler ve yıldıza ait simetrik bileşen üzerine binmiş yıldız-çevresine ait keskin bir bileşenden ibarettirler. Kısa dalgaboyuna kaymış keskin bileşenler muhtemelen yıldızı çevreleyen bir zarfta (CSE) yaklaşık -30 km/s'lik bir radyal hızla ortaya çıkarlar.

Çeşitli simetrik ve kaymamış, muhtemelen CSE orijinli temel seviye düşük iyonizasyon çizgileri gözlenmiştir. C II (UV1), Al II (UV1), O I (UV2), C I (UV2) ve Si II (UV1).

Uzun dalgaboyu bölgesinde yıldızlararası ortamda oluşan Fe II (Mult. 1, 2, 3) ve Mg I λ 2852.1 Å çizgileri mevcut olup profilleri dar ve kaymamıştır.

5. Sonuç

Çalışmada dikkati çeken noktaları şu şekilde özetlemek mümkündür:

- Hidrojen çizgileri, merkezi bir absorpsiyon bileşeni bulunan çift-tepeli, asimetrik ve uzanımı değişken kanatlara sahip emisyon sergilerler. Dar merkezi absorpsiyon bileşeni (shell bileşeni) şiddet, süreklilikteki tam genişlik ve eşdeğer genişlik değişimleri gösterir. H γ da sözkonusu dar bileşenin her iki kenarında zayıf emisyon bileşenleri vardır. H β profillerinde belirgin bir V/R değişimi gözlenmiştir. H Balmer çizgileri n=17'ye kadar görülmektedir. Optik spektrumda "shell etkisi" belirgindir.

- He I çizgilerinde shell bileşenleri yoktur. He I λ 4471 Å, Mg II λ 4481 Å ve He I λ 5875 Å çizgileri profil değişimleri gösterirler. Ca II λ 3933, 3968 Å ve Na I λ 5889, 5895 Å çizgileri zayıftır.

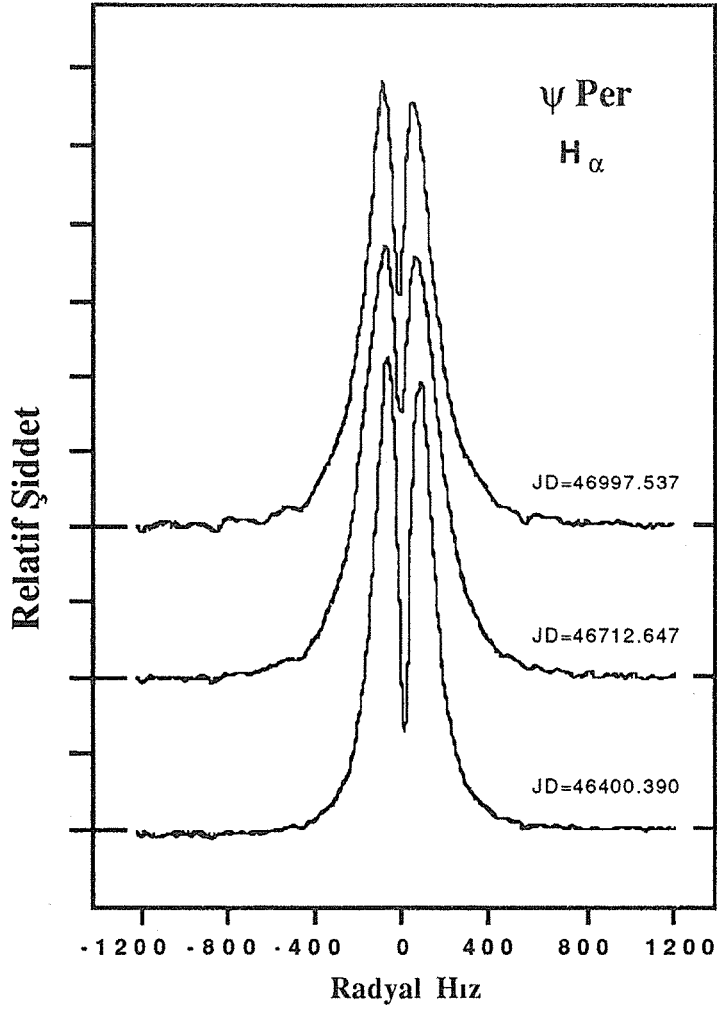
- Fe II çizgileri, merkezlerinde dar absorpsiyon bileşenleri bulunan çift-tepeli emisyon profilleri sergilerler. Fe II λ 4923 Å çizgisi bir P Cygni profiline sahiptir.

- Balmer progression'u gözlenmedi.

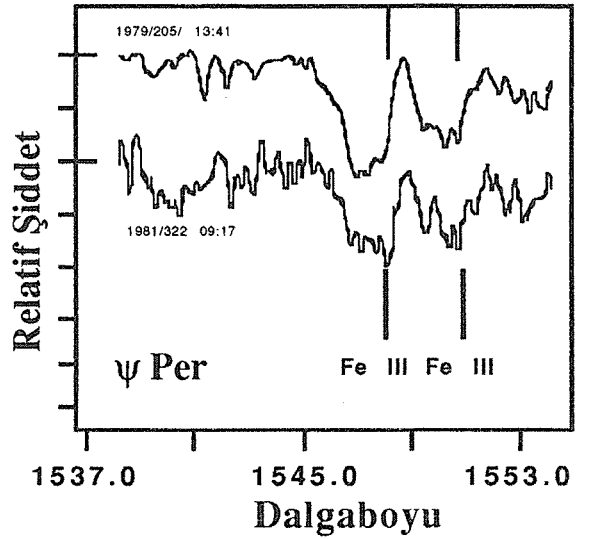
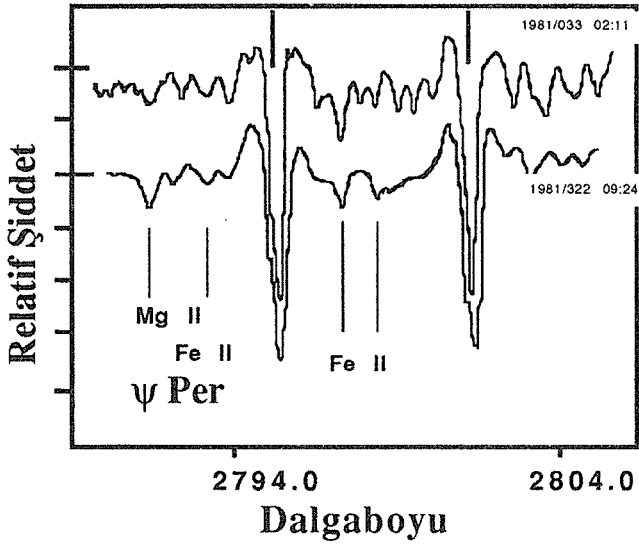
- Morötesi spektrumlarda çizgi profilleri asimetrik ve kısa dalgaboyuna kaymıştır. Mg II çizgileri çift-tepeli emisyon ve kuvvetli bir kaymamış absorpsiyon bileşeni gösterirler. Emisyon bileşenlerinde V/R değişimleri gözlenir.

Kaynaklar

- Dachs J.: 1987, "Physics of Be Stars", eds. A. Slettebak, T. P. Snow, Cambridge Uni. Press, Cambridge
- Jaschek M., Hubert-Delplace A. M., Hubert H., Jaschek C.: 1980, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 42, 103
- Moore C. E.: 1945, Contr. Princeton Univ. Obs., No.20
- Pasian F., Rusconi L., Sedmak G., 1982, Pub. O.A.T., No.806 ve 807



ŞEKİL 1



ŞEKİL 2

GÜNEŞ SPEKTRUMUNDAKİ FRAUNHOFER ÇİZGİLERİNİN ASİMETRİLERİNİN ÇİZGİ ŞİDDETİNE VE ATOMİK NİCELİKLERE BAĞLILIĞI

D.M. Kuli-Zade

Bakü Devlet Üniversitesi Fizik Bölümü, Bakü - AZERBAIJAN

M.Başal

İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, 34452 Üniversite - İSTANBUL

GİRİŞ

Güneş spektrumundaki absorpsiyon çizgi profillerinin asimetrilerinin Voigt (1959) tarafından ortaya koyulması ve incelenmesi, Güneş fiziğinde kaydedilen en önemli gelişmelerden biri olarak değerlendirilebilir. Zira sözkonusu asimetriler, tahmin edilebileceği gibi, fotosferde cereyan eden birtakım dinamik olaylarla ilgilidirler; bu dinamik olayları ve dolayısıyla fotosferi tasvir ederler. Bu nedendir ki, Fraunhofer çizgi profillerinin asimetrileri, Güneş ve yıldız fotosferlerinde hüküm süren fiziksel işlemlerin yapı ve işlevleri hakkında önemli bir gösterge olabilirler.

GELİŞME VE SONUÇLAR

Giriş kısmında bahsedilen sebeplerle, spektrel çizgi profil asimetrilerinin muhtelif atmosferik ve atomik parametrelere bağlılıklarının incelenmesi çok faydalı olabilir. Tabii bunun için, öncelikle, profil asimetrilerinin bir nicelik olarak ifade edilebilmeleri gerekir. Bu amaçla, çizgi profil ölçümlerinden hareketle matematiksel bir nicelik olarak tanımlanan asimetri katsayısı (k) kullanılmaya başlanmıştır. Ancak, ayrıntısını yine bu toplantı kapsamındaki bir başka çalışmamızda konu ettiğimiz gibi, gerek fiziksel bir büyüklük olmaması ve gerekse, özellikle asimetrinin profil boyunca işaretini değiştirdiği şiddetli çizgilerde olmak üzere, önemli derecede bilgi kaybı doğurarak yanlış sonuçlar vermesi sebebiyle, asimetrinin nicelik olarak ortaya koyulmasında bu da sağlıklı bir yol değildir. Bu nedenle, asimetriyi bir nicelik olarak ve güvenilir şekilde ortaya koyamadıklarından, şimdiye kadar kullanılan asimetri tayin metodlarıyla bu tür incelemeleri yapmak mümkün değildir.

Bu çalışmamızda, spektrel çizgi profil asimetrilerinin çizgi şiddetlerine ve diğer atomik niceliklere bağlılıklarını incelemek üzere, Kuli-Zade tarafından önerilmiş metodla elde edilen ve fiziksel bir nicelik olan toplam asimetri kavramı kullanılmıştır. Buna göre, toplam asimetri, profilin muhtelif derinliklerinde hakim diferansiyel asimetrilerin mutlak değer toplamları olmak üzere, sözkonusu spektrel çizgi profili için şu şekilde tanımlanabilir:

$$\Lambda = \sum |-\delta(\Delta W)_i| + \sum |+\delta(\Delta W)_i| \quad (mA).$$

Burada $\pm\delta(\Delta W)_i$ mavi ve kırmızı diferansiyel asimetrilerdir, ve aşağıdaki gibi ifade edilebilir:

$$\delta(\Delta W) = \Delta W_{Vi} - \Delta W_{Ri} \quad (m\text{\AA}).$$

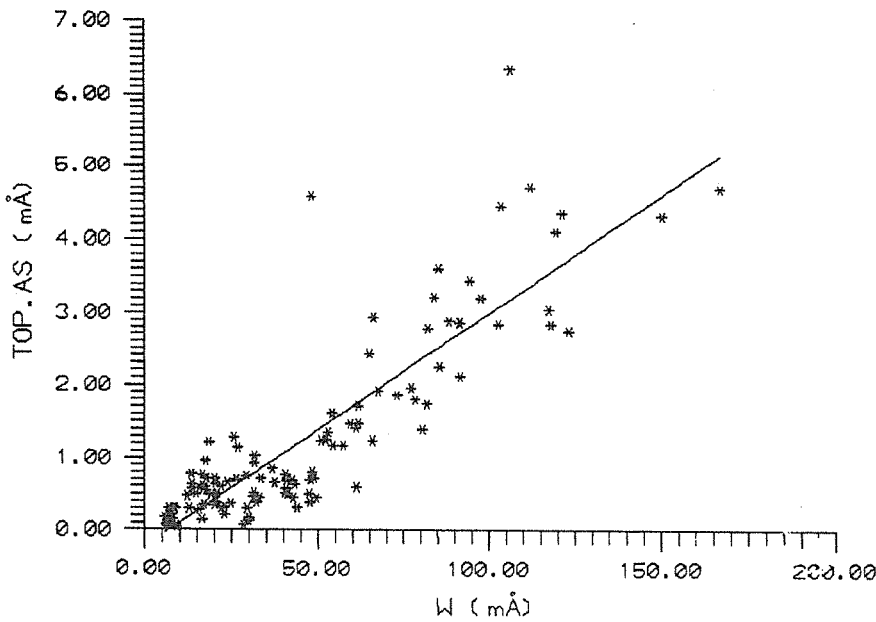
Güneş'in disk merkezi spektrumuna ait zayıf ve orta şiddetli 117 Fraunhofer çizgisinin toplam asimetrilerinin konu edildiği çalışmamızda, Delbouille ve arkadaşları (1973) tarafından elde edilen dijital Güneş spektrum atlası verileri kullanılmış, ve spektrum süreklilikleri Rutten ve Zalm'a (1984) göre düzeltilmiştir.

Elde edilen sonuçların bir kısmı, dalgaboyu (λ), element, düşük eksitasyon potansiyeli (LEP), eşdeğer genişlik (W), ve toplam asimetri (Λ) itibarıyla Tablo-1' de verilmektedir.

TABLO-I

λ (Å)	Element	LEP (eV)	W (mÅ)	Λ (mÅ)
4443.812	Ti II	1.08	150.09	4.31
4555.492	Ti I	0.85	77.25	1.96
4602.008	Fe I	1.61	85.23	3.61
4779.445	Fe I	3.41	47.76	0.69
4801.031	Cr I	3.12	52.27	1.25
4802.887	Fe I	3.64	61.71	1.47
4994.138	Fe I	0.91	102.64	2.84
5136.800	Fe II	2.84	17.40	0.85
5197.576	Fe II	3.23	83.91	3.21
5197.942	Fe I	4.30	37.37	0.65
.....

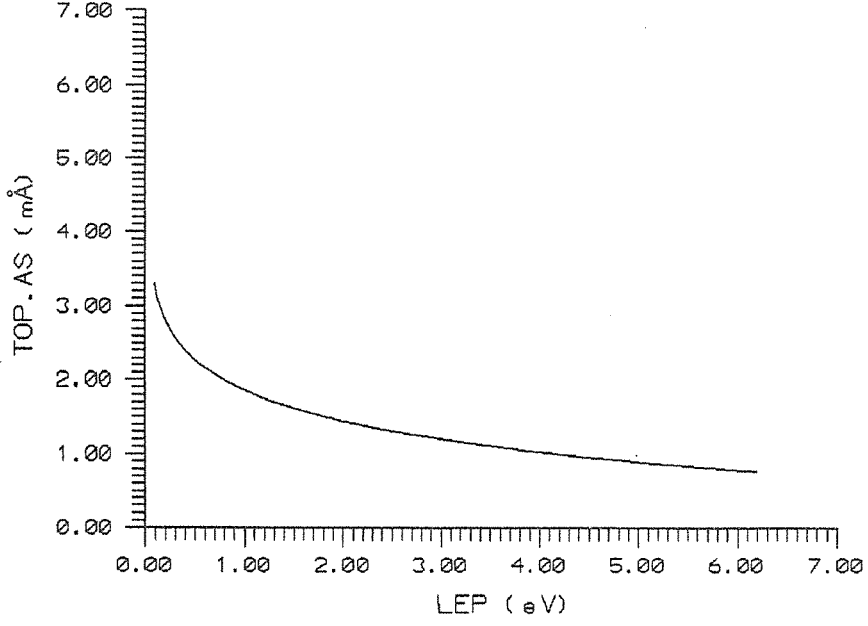
Şekil-1'de çalışılan 117 çizgi için toplam asimetrinin spektral çizginin şiddetine bağlılığı gösterilmiştir. Açıkça görüldüğü gibi, şiddet arttıkça asimetri de bariz bir şekilde artmaktadır. Bunun lineer bir bağıntı olduğu yaklaşımıyla hareket edilirse, dağılımı karakterize eden ampirik doğru denklemi aşağıdaki gibidir.



Şekil - 1 : Çalışılan 117 çizgi için toplam asimetrinin çizgi şiddetine bağlılığı.

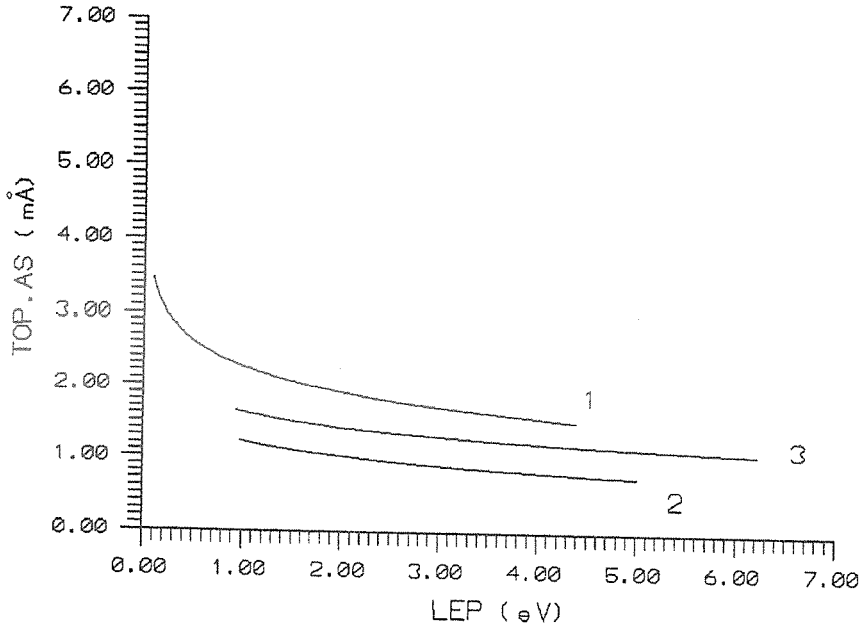
$$\Lambda = 0.032 W - 0.218$$

Şekil-2'de ise, toplam asimetrinin düşük eksitasyon potansiyeline bağlılığı araştırılmıştır. Görüldüğü gibi, çok keskin olmasa da, çalışılan 117 çizginin tümünü



Şekil - 2 : Çalışılan 117 çizgi için toplam asimetrinin düşük eksitasyon potansiyeline bağlılığı.

kapsayan genel bir yaklaşım itibariyle, düşük eksitasyon potansiyeli arttıkça toplam asimetri azalmaktadır. Bu sonuç da Şekil -1 ile ortaya koyduğumuz bariz ilişkiyi



Şekil - 3 : Metinde verilen üç farklı dalgaboyu bölgesi için toplam asimetrinin düşük eksitasyon potansiyeline bağlılıkları.

teyid eder niteliktedir. Zira, genel itibariyle, büyük eksitasyon potansiyelleri daha zayıf çizgilere karşılık gelmektedir.

Çok kuvvetli olmamakla beraber, aynı ilişki farklı dalgaboyu bölgelerinde de görülmektedir. Bu durum Şekil-3'te gösterilmiş, ve dikkate alınan her üç dalgaboyu bölgesinde de dağılımların en uygun şekilde logaritmik eğrilerle temsil edildikleri tespit edilerek, denklemleri aşağıda verilmiştir. (₁) indisiyle işaretli denklem ve eğri 4443.812 - 5250.654 Å dalgaboyu aralığına ait ilk 30 çizgiye,

$$\Lambda_1 = -0.502078 \ln(LEP) + 2.2515$$

$$\Lambda_2 = -0.30047 \ln(LEP) + 1.22203$$

$$\Lambda_3 = -0.295925 \ln(LEP) + 1.61925$$

(₂) indisiyle işaretli denklem ve eğri 5264.808 - 6177.253 Å aralığına ait ikinci 59 çizgiye, (₃) indisiyle işaretli denklem ve eğri 6186.717 - 7807.916 Å aralığına ait son 28 çizgiye aittir. Ortalama dağılım eğrileri arasındaki uyum dikkat çekicidir...

Nihayet, önemli bir sonuç olarak, bu çalışmada, spektral çizgi şiddetiyle birlikte toplam asimetrinin de arttığı ortaya koyulmuştur. Asimetri katsayısı metodu kullanılarak elde edilen sonuçlar ise bunun tam tersinedir: Bu tür çalışmalar (ör. Kostık ve Orlova, 1977), göstermektedirler ki, spektral çizgilerin şiddetleri büyüdükçe asimetri katsayıları küçülmemekte ve çok şiddetli çizgiler için giderek sıfıra yaklaşmaktadır...

Biz bunun, metoddan kaynaklanan yanlış bir sonuç olduğuna inanıyoruz. Zira şiddetli çizgilerin nispeten simetrik, zayıfların ise asimetric olmaları için bir sebep yoktur. Aksine, asimetrinin fotosferdeki dinamik olaylara bağlı olması, ve, daha fazla ve farklı karakterli dinamik olayların kendini gösterebileceği daha kalın bir atmosfer tabakasında meydana gelmeleri sebebiyle, şiddetli çizgilerin profilleri daha asimetric olmalıdırlar. Nitekim bu durum bizim elde ettiğimiz sonuçlara tamamen uygundur.

REFERANSLAR

- Delbouille, L., Neven, L., Roland, G.: 1973, Photometric Atlas of the Solar Spectrum from λ 3000 to 10000 Å, Liege Univ. Press.
- Kostık, R.L., Orlova, T.V.: 1977, Solar Phys., 53, 353.
- Kuli-Zade, D.M., Başal, M.: 1993, First Eurasian Symp. on Space Sciences and Technologies, October 25-27, MRC Gebze-TÜRKİYE.
- Rutten, R.J., Van der Zalm, F.B.J.: 1984, Astron. and Astrophys. Suppl. Ser., 55, 143.

V471 Tau nun 1.8 mHz lik Salınım Dönemi Değişimleri

A. Esendemir

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, Ankara 06531, Türkiye

Ekim 1, 1994

1. Giriş

Hyades kümesinde yer alan V471 Tauri (BD +16°516) ayrıık çift yıldız sisteminin, DA türü bir beyaz cüce ve K2V türü ayrıık bir bileşenden oluştuğu bilinmektedir (Young ve Capps 1971). Sistemin dönemi 0.52 gün (Nelson ve Young 1970), optik ve tayfsal çalışmalarla belirlenen temel parametreleri $a \sin i = 1.1 \times 10^{11}$ cm, $\sin i = 79^\circ.5 \pm 2^\circ.0$, $M_K = 0.8M_\odot$, $M_W = 0.8M_\odot$, $R_W = 6.5 \times 10^8$ cm olarak bilinmektedir (Young ve Nelson 1972). Sistem, K bileşenin aktif atmosferi, ışık eğrisindeki göç eden dalga davranımı, O-C değişimleri, gösterdiği periyodik salınımlar nedeni ile elektromanyetik bandın oldukça geniş bir bölümünde gözlenmiştir (Özet için: Bois, Lanning ve Mochnacki, 1988; Skillman ve Patterson, 1988).

V471 x-ışın bölgesinde ilk olarak HEAO uydusu ile gözlenmiş (van Buren, Charles ve Mason 1980), gözlenen x-ışınının, K bileşeninden kaynaklandığı düşünülen dönemlerde, *Einstein Observatory* ile de gözlenebilmiştir (Young ve ark. 1983). Jensen (1985, ve ark. 1986) tarafından bulunan 554.73 ± 0.3 saniye dönemli salınımlardan sonra, beyaz cüce bileşenin de sistemin x-ışın parlaklığına katkıda bulunduğu belirlenmiştir. Ayrıca 0.15, 0.18, 0.85 evrelerinde gözlenen ışınım azalmaları sistemin olası bölgelerinde yoğunlaşmış madde ile açıklanmıştır. Optik bölgede ~ 555 saniyelik temel ve ~ 227 saniyelik birinci harmonik Robinson Clemens ve Hine (1988), Winget ve Claver (1989) tarafından gözlenmiştir.

Jensen ve ark. (1986) salınımların *g-mode* salınımlar olabileceğini ya da beyaz cücenin dönme döneminden kaynaklandığını önermişlerdir. WET (*The Whole Earth Telescope*) gözlem ağı ile yapılan gözlemler, 561.59 ± 0.02 , 554.63 ± 0.01 ve 277.319 ± 0.003 saniye dönemli salınımlar belirlemiştir. U bandında gözlenen ~ 562 saniye dönemli yeni salınım, beyaz cücenin kutuplarından kaynaklanan ışınım ile tetiklenen K bileşenin gösterdiği ışınım olarak açıklanmıştır (Clemens et al. 1992). Bu model ~ 555 saniyelik salınımların beyaz cücenin dönme dönemi ile ilgili olduğunu ortaya koymuştur.

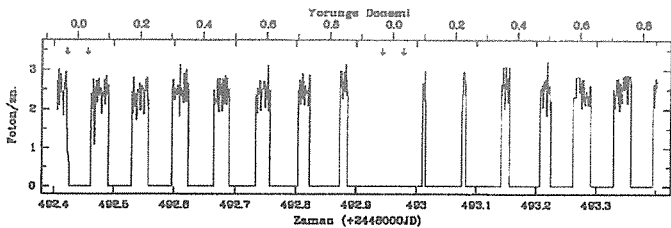


Fig. 1. V471 Tauri nin düzeltilmiş 100 er saniye guruplu ışık eğrisi. Yörünge dönemleri Clemens ve arkadaşlarının (1992) değerleri ile hesaplanmıştır. Oklar tutulma aralıklarını göstermektedir.

2. Arşiv Verileri

ROSAT x-ışın teleskopunun odak düzleminde PSPC (*Position Sensitive Proportional Counter*) ile alınan veriler Şubat-1991 ve Ağustos-1991 dönemlerinde elde edilen iki guruptan oluşmaktadır. Bu detektörün etkin olduğu enerji aralığı 0.1-2.4 keV, 0.93 keV deki ayırma gücü $\Delta E/E \sim 0.43$ dür. Uyduya ait genel bilgiler Trümper (1983) ve Pfeffermann ve ark. (1986) tarafından yayınlanmıştır. İlk veri gurubu (JD 2448314.1249 - JD 2448314.4009) 3959, ikinci gurup (JD 2448492.4057 - JD 2448493.4040) 27900 saniye süreli gözlemlerdir. Sisteme ait fotonlar, $\sim 3\sigma$ düzeyini oluşturan V471 Tauri merkezli $5'.5$ yarıçaplı bir daireden, ardalan fotonları ise aynı merkezli iç yarıçapı $5'.5$, dış yarı çapı $10'.5$ olan aralıktan alınmıştır. Verilerin indirgenmesi EXSAS yazılımı (Zimmermann ve ark. 1993) ile yapılmıştır.

3. Verilerin Değerlendirilmesi

Ortalama ardalan fotonları çıkartılmış, uydunun salınımlarından kaynaklanan düzeltmeler yapılmış, 100 saniyelik guruplama sonrasında oluşan ışık eğrisi şekil 1 de görülmektedir. Guruplama öncesi, foton geliş zamanları, güneş sisteminin kütle merkezine taşınmıştır. Şekil 1 deki evre hesabı $P_{orb} = 0^d.5211831$ ve $T_{mid-eclipse} = 2,447,471.962896$ BJDD (Clemens ve ark. 1992) değerleri kullanılarak yapılmıştır. Yaklaşık 50 saniye kadar süren beyaz cüce tutulma aralığı (Warner et al 1971) oklarla işaretlenmiştir. Sistemden saniyede gelen ortalama foton sayısı 2.43 ± 0.29 foton/saniye dir. ROSAT

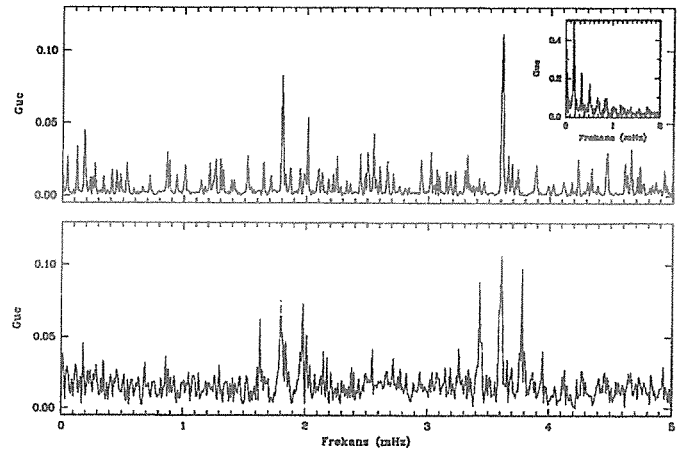


Fig. 2. Üst sağ köşedeki küçük grafikte pencere fonksiyonun, alttaki grafikte orjinal verinin, üstteki grafikte ise orjinal veriden pencere fonksiyonu etkilerinin kaldırılmış Fourier dönüşümleri görülmektedir.

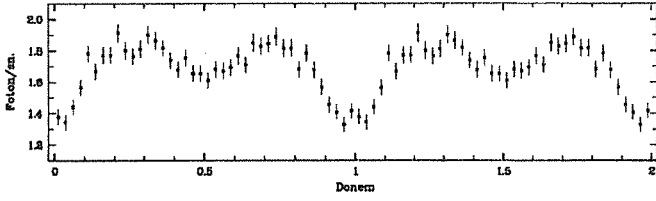


Fig. 3. İkinci gözlemin, tutulma bölümü dışlanarak yapılmış katlama taraması sonucunda bulunan, 554.55 ± 0.03 saniye dönemli salınım profili. Süresinin kısılalığı ve aradaki zaman farkının büyük olması nedeni ile ilk gözleme ait veriler katlama işlemlerine dahil edilmemiştir.

verileri, zaman içinde rastgele dağılan gözlem pencereleri nedeni ile, ilk elde Fourier analize pek uygun değillerdir. Pencere fonksiyonunun oluşturduğu etkiler kaldırılarak yapılan parçalı Fourier dönüşümü (Roberts ve ark. 1987) şekil 2 de görülmektedir. Birinci harmoniği ~ 3.6 mHz de gözlenen ~ 1.8 mHz lik salınım döneminin daha iyi belirlenebilmesi için veri katlama tekniği kullanılmıştır. En olası salınım dönemi 554.55 ± 0.03 saniye olarak bulunmuştur. Ortalama salınım profili ($T=2448492.46146412$ JD, 554.55 saniye değerleri ile) şekil 3 de görülmektedir. Şimdiye kadar yapılmış dönem analizleri kul-

Table 1. Beyaz cüce dönme dönemleri

Gözlemler		Dönem
22-23 Ağustos 1985	EXOSAT ^a	554.85 ± 0.30 s
5-21 Kasım 1988	WET ^b	554.63 ± 0.01 s
23-24 Ağustos 1991	ROSAT ^c	554.55 ± 0.03 s

^a Jensen ve ark. (1986).

^b Clemens ve ark. (1992).

^c Bu çalışma.

lanılarak (Tablo 1) yapılan ağırlıklı en küçük kareler yöntemi beyaz cücenin $-9 \times 10^{-10} \pm 1 \times 10^{-10}$ P değeri ile hızlandığını ortaya koymuştur (Şekil 4).

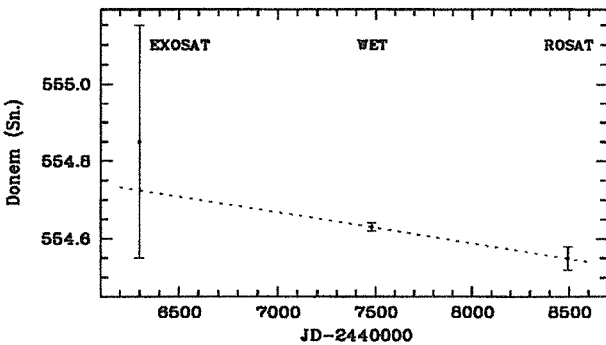


Fig. 4. Tablo 1 de sıralanan dönem değerleri ve ağırlıklı en küçük kareler yöntemi ile bulunan dönem değişimi.

4. Sonuç

Beyaz cücenin bulunan değerle hızlanıyor olması sistemin toplam açısal momentumuna pozitif bir katkıdır. Bu açısal momentumun K bileşeninden beyaz cüce üzerine yıldız rüzgarları ile aktarılan maddeden kazanıldığı düşünülebilir. Ancak beyaz cücenin $-9 \times 10^{-10} \pm 1 \times 10^{-10}$ P değeri ile hızlanabilmesi için gerekli tork miktarı hesaplandığında, bu torku oluşturabilecek kütle miktarı, bilinen değerlerden çok çok fazla çıkmaktadır.

Dönme dönemi değişiminin sabit bir P ile mi olduğu, bir başka deyişle sistemin P tı sıfırdan farklılık sorusu açısal momentumun nasıl değiştiğine açıklık kazandıracaktır.

Not

Arşiv verileri için ROSAT gurubuna ve desteği için TÜBİTAK Yüksek Enerji Astrofiziği Ünitesine teşekkür ederim.

Referanslar

- Bois, B., Lanning, H. H. ve Mochnacki, S. W.: 1988, *Astron. J.*, **96**, 157.
- Clemens, J.C. ve ark.: 1992, *Astrophys. J.*, **391**, 773.
- Jensen, K. A. ve ark.: 1986, *Astrophys. J. (Letters)*, **309**, L27.
- Jensen, K. A.: 1985, *IAU Circ.*, No. 4102.
- Nelson, B. ve Young, A.: 1970, *Publ. Astr. Soc. Pac.*, **82**, 699.
- Pfeffermann E., ve ark.: 1986, *SPIE*, **733**, 519.
- Roberts, D.H., Lehar J., Dreher J.W.: 1987, *Astron. J.*, **93**, 968.
- Robinson, E. L., Clemens, C. ve Hine, B.P.: 1988, *Astron. J.*, **96**, 976.
- Skillman, D. R. ve Patterson, J.: 1988, *Astron. J.*, **96**, 976.
- Trümper, J.: 1983, *Adv. Spa. Res.*, **2**, 241.
- van Buren, D., Charles, P. A. ve Mason, K. O.: 1980, *Astrophys. J. (Letters)*, **242**, L105.
- Winget, D. E. ve Claver, C. F.: 1989, *IAU Colloq. 114*, White Dwarfs, ed. G. Wegher (Berlin, Springer), 293.
- Young, A. ve Capps, P. W.: 1971, *Astrophys. J. (Letters)* **166**, L81.
- Young, A. ve Nelson, B.: 1972, *Astrophys. J.*, **173**, 653.
- Young, A. ve ark.: 1983, *Astrophys. J.*, **267**, 655.
- Zimmermann, U., ve ark.: 1993, MPE Report n. 244.

Be/shell YILDIZI V923 AQL'nin YENİ GÖZLEMLERİ

Denizman, L.^{1,2}, Ak, T.³, Koktay, T.³, Saygıç, A.T.³, Koçer, D.³

1. İ.Ü.F.F. Fizik Bölümü
2. TÜBİTAK MAM, Uzay Teknolojileri Bölümü
3. İ.Ü. Gözlemevi, Araştırma ve Uygulama Merkezi

Özet Be yıldızı V923 Aql, bir çift yıldız adayıdır. Bu çalışmada, V923 Aql'nin optik ve yakın - kızılötesi tayfsal ölçümleri sunulmuştur. V923 Aql, kabuk (shell) bileşenli değişken H Balmer çizgi profilleri göstermektedir. H_{α} profilleri de, R/V, E/C ve radyal hız değişimleri göstermektedir. Bu çalışmada ayrıca zarfa ait kabuk parametreleri de hesaplanmıştır.

Giriş

V923 Aql (HD 183656), uzun dönemli radyal hız ve V/R değişimleri gösteren bir Be yıldızıdır. Bu yıldızın uzun dönemli davranışı Koubsky ve ark., (1989) tarafından analiz edilmiştir. V923 Aql Jaschek Sınıflandırması'nda III. grup yıldız olarak sınıflandırılmıştır. Bu grubun yıldızları yalnızca H_{α} ve H_{β} ile keskin ve derin korlu daha yüksek düzeyden Balmer çizgileri (Hidrojen kabuk çizgileri) ve dar metalik absorpsiyon çizgileri gösterirler. Grup, maksimumu B8 olan ve B5'den A0'a kadar yayılan bir gruptur. Bidelman (1950), bu yıldızın Fe II ve metalik çizgileri içeren kabuk tayfına dikkati çekti. Vojkhanaskaya (1976), bu yıldızın çevrimsel V/R değişkenleri grubuna ait olduğunu teklif etti. Gulliver (1981) daha önce çalışılmış çok sayıdaki plağı yeniden inceleyerek, V/R oranı ile radyal hız değişimleri arasında bir korelasyon olduğunu ileri sürdü. Ringulet ve Shade (1981), görsel tayfları detaylı olarak inceledi. Riguelet ve ark., (1984), eşzamanlı IUE ve yer gözlemlerini yaptılar. Koubsky ve ark., (1989), 1927 - 1987 arasındaki radyal hız ölçümlerinin analizinden bu yıldızın 214.75 günlük bir yörünge periyoduna sahip tayfsal bir çift yıldız olduğunu ileri sürdü.

Bu çalışmada, V923 Aql'nin optik ve yakın - kızılötesi tayfları ve ilgili ölçümler verilmiştir.

Gözlemler

Optik ve yakın - kızılötesi tayflar Haute Provence Gözlemevi'nin 152 cm'lik teleskobu ve Aurelie tayfçekeri ile yapıldı. Tayflar Trieste Gözlemevi'nde PDS 1010A dijital mikrodensitometresi ve ELSPEC yazılımı ile dijital hale getirildi. Aurelie CCD tayfları TÜBİTAK MAM, Uzay Teknolojileri Bölümü'nde SUN İş İstasyonu ve MIDAS yazılımı ile indirildi. Radyal hızlarda beklenen toplam hata ± 5 km/s ve eşdeğer genişliklerde ± 0.2 Å'dur. Çizelge 1a,b'de gözlem bilgileri verilmektedir.

Tayfların Tanımlanması

Optik Tayflar

V923 Aql, değişken profilleri ile bir kez iyonlaşmış elementlerin zengin bir kabuk tayfını gösterir. Tüm çizgiler radyal hızlarında ve eşdeğer genişliklerinde küçük sistematik değişimler gösterirler. Şekil 1'de H_{α} profilleri görülmektedir. Salma tayfları V/R değişimleri vardır. Keza merkezi soğurma bileşeninin şiddet ve radyal hızı da değişkendir. $H_{\beta\gamma\delta\epsilon}$ çizgilerinin genel yapıları H_{α} profillerine benzer. Çizelge 2a,b'de H_{α} çizgilerinin

tayfsal parametreleri verilmektedir. Diğer çizgilerden, Fe II (20, 27, 28, 32, 37, 38, 42, 48, 49, 74, 173, 199) multipletleri ile $\lambda\lambda 4923, 5018, 5169, 6330\text{\AA}$ çizgileri görülmüştür. Ti II (13, 19, 31, 30, 34) ve Si II (2, 3) multipletleri de keskin kabuk profilleri biçiminde ortaya çıkarlar ve değişken radyal hızlara sahiptirler. Gözlenen diğer çizgiler ise, He I $\lambda\lambda 4471, 5875\text{\AA}$, Mg II $\lambda 4481\text{\AA}$, Na I $\lambda\lambda 5890, 5895\text{\AA}$ ve Ca II $\lambda\lambda 3933, 3968\text{\AA}$ şeklindedir.

Yakın - Kızılötesi Tayflar

Hidrojen'in Paschen çizgileri $n=22$ 'ye kadar, geniş yıldız çizgileri üzerine binmiş dar kabuk bileşenleri şeklinde görülebilmektedir. O I $\lambda 8446\text{\AA}$, Ca II tripleti $\lambda\lambda 8498, 8542, 8662\text{\AA}$, P13, 15 ve 16 çizgileri ile karışım halindedir. N I $\lambda\lambda 8629, 8680, 8686, 8703, 8712, 8719\text{\AA}$ çizgileri de görülmektedir. Ayrıca, Fe I (12, 401, 462, 622, 1136, 1050, 1153, 1154, 1172, 1261, 1266, 1269, 1270, 1272, 1286), Cl I (2), Cr I (57), Y (299), Ni I (109, 290), Co I (193), Zr I (40), Al I (16), Ti I (141, 195) S II (31, 68), V I (30), He I (68), Ne I (12), Mn I (49, 53), Si I (46), S I (6), N I (1) elementleri ve multipletleri de belirlenebilmiştir. Paschen, O I ve N I çizgilerine ait radyal hız ölçümleri Çizelge 3'de verilmektedir.

Tartışma ve Sonuç

V923 Aql, optik ve morötesi bölgede ayrıntılı olarak Riguelet ve Shade (1981) ve Ringelet ve ark., (1984) tarafından çalışılmıştır. Bizim çalışmamızdaki optik veriler söz konusu bu çalışmalarla karşılaştırıldı. Bu karşılaştırma sonucunda, optik tayflarımız bu çalışmalardaki tayflarla büyük benzerlik gösterdi. Bir önemli fark $n>8$ 'den sonraki Hidrojen çizgilerindeki, Fe II 38 ve 74 multipletleri, Ca II ve Na I çizgilerindeki dar kabuk bileşenleri söz konusu çalışmalardaki kadar belirgin gözlenmemesidir. Bunun nedeni bizim gözlemlerimizdeki dispersiyonun daha küçük olmasıdır.

Ayrıca Kogure (1977)'nin modeli Hidrojen'in Balmer serisi çizgilerine uygulandı. Bu V923 Aql'nin zarfının fiziksel ve geometrik yapısını açık olarak ortaya koyan bir modeldir. Zarfa ilişkin hesaplanmış parametreler Çizelge 4'de verilmektedir.

Bu çalışmada, V923 Aql'nin tayfları diğer III Grup Yıldızlar'la ve Kabuk Yıldızları ile bir karşılaştırması yapıldı. Önemli bir sonuç olarak, O I $\lambda 8446\text{\AA}$ çizgisi çok dar ve kuvvetli bir soğurma kabuk bileşeni olarak ortaya çıkarken, H_{α} 'nın görece olarak kuvvetli bir salma profili olarak görünmesidir.

Bu çalışmanın amacı esas olarak V923 Aql'nin bir Be/shell tipi çift yıldız adayı olarak optik ve yakın - kızılötesi tayflarını sunmaktır. Yakın - kızılötesi bölgede ayrıntılı çizgi tanımlanması yapıldı. Sentetik ve geç tip yıldızların tayfları ile karşılaştırılarak bileşen yıldızla ilişkin katkının olup olmadığının araştırılması gerekmektedir. Şimdiye kadar bu yıldızın çift olabileceğine ilişkin en önemli ipucu, Riguelet ve Shade (1981) ve Ringelet ve ark., (1984) tarafından yapılan çalışmalarda H ve Fe II çizgilerinin çift bileşenli olarak gözlenmesi oldu. Bizim gözlemlerimizde ise düşük dispersiyondan dolayı bu bileşenler gözlenemedi. Dolayısı ile bu yıldızın daha yüksek dispersiyon ve iyi S/N oranı ile faklı dalgalı boyuları aralıklarında gözlenmesi, çift olabileceği görüşüne bir açıklık getirecektir.

Kaynaklar

- Bidelman, W.P., 1950, Pub. Astr. Soc. Pas., 62, 125.
- Gulliver, A.F., 1981, Astrophys. J., 248, 222.
- Kogure, T., 1977, Pub. Astr. Soc. Pas., 29, 477.
- Koubsky, P., Gulliver, A.F., Harmenec, P., Ballereau, D., Ghauville, J., Graf, T., Horn, J., Illiev, L.H., Lyons, R.W., 1989, Bull. Astron. Inst. Czechosl., 40, 31.
- Riguelet, A.E., Sahade, J., 1981, Pub. Astr. Soc. Pas., 93, 594.
- Riguelet, A.E., Sahade, J., Rovina, M., Fontenla, J.M., Kondo, Y., 1984, Astron. Astrophys., 131, 9.
- Vojkhanaskaya, P., 1976, IAU Symposium, No. 70, 327.

Çizelge 1a. V923 Aql'nin Optik Gözlem Bilgileri

JD2400000 +	Tayf	Emülsiyon	Dispersiyon Å/mm	Etkin Dalgaboyu Aralığı (Å)
46584.564	GB 9188	II a0ch	12	3600 - 5100
46683.443	GA 7251	IIIaF H	20	4800 - 6700
46640.459	GA 7255	IIIaF H	20	4800 - 6700
46640.550	GA7256	II a0ch	20	3600 -5100
46640.912	GB 9208	II a0ch	12	3600 -5100
46929.584	GA 7541	II a0ch	20	3600 -5100
46930.523	GA 7544	II a0ch	20	3600 -5100
46930.580	GA 7545	IIIaF H	20	4800 - 6700
46989.564	GB 9582	II a0ch	12	3600 - 5100
46990.541	GA 7615	IIIaF H	20	4800 - 6700

Çizelge 1b. V923 Aql'nin Yakın - Kırmızıötesi Gözlem Bilgileri

JD 2400000+	Blaze (Å)	Merkezi Dalgaboyu	Filtre	Dispersiyon (Å/mm)	Poz Süresi (s)	A.D.U.	Reseau (iz/mm)
48798.774	6000	8350	OG515	33.3	7504	16500	300
48799.610	6000	8350	OG515	33.3	7413	19800	300

Çizelge 2a. H α çizgisine ait tayfsal parametreler

JD 2400000+	MSB E/C	MSB FBWC (Å)	MSB EW (Å)	MS Derinlik (c.u.)	MS Vr (km/s)	MS EW (Å)	KSB E/C	KSB FBWC (Å)	KSB EW(Å)
46640.486	1.8	6.6	2.6	0.8	-14.9	1.2	1.6	6.1	1.8
46930.580	2.2	7.0	4.2	0.6	-5.4	1.1	1.9	7.6	3.2
46990.541	1.7	7.7	2.7	0.6	-12.3	0.8	1.7	7.6	2.7

MSB : Mavi salma bileşeni, MS : Merkezi soğurma bileşeni, KSB : Kırmızı salma bileşeni

Çizelge 2b. H β çizgisine ait tayfsal parametreler

JD 2400000+	MSB I λ (c.u.)	MS Derinlik (c.u.)	MS Vr (km/s)	MS EW (Å)	KSB I λ (c.u.)
46584.564	0.88	0.02	-5.49	3.21	0.79
46640.912	0.89	0.22	-14.90	2.53	0.82
46929.584	0.80	0.08	-11.76	2.52	0.81
46930.523	0.70	0.10	-12.01	2.38	0.78
46989.564	0.82	0.02	-18.11	2.61	0.87

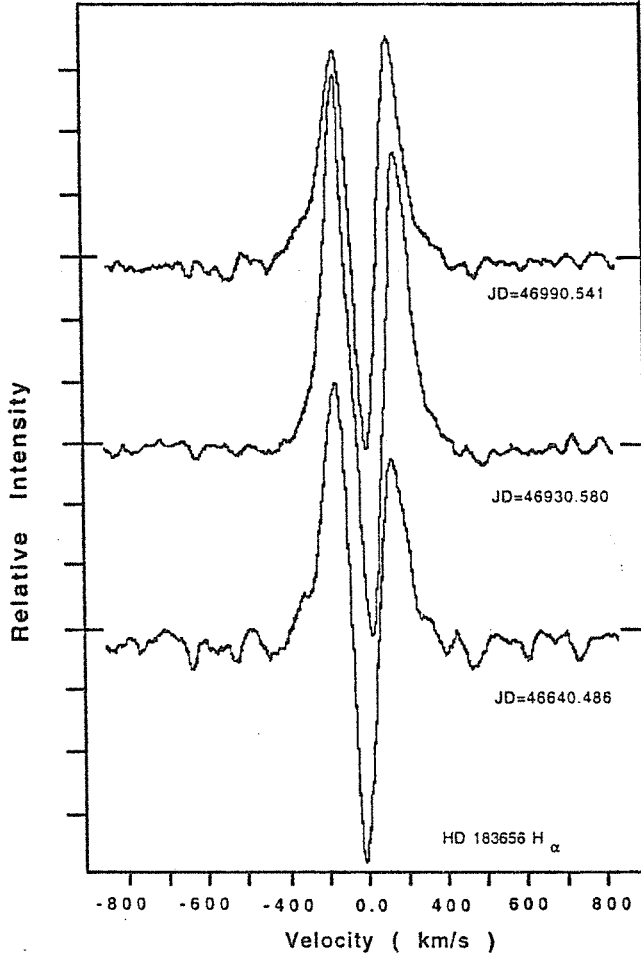
Çizelge 3. Paschen, NI ve O I çizgilerinin radyal hızları

JD 2400000+	Paschen (km/s)	n	NI (km/s)	n	O I (km/s)
48798.774	-2.93	6	+1.60	7	+6.31
48799.610	-5.54	6	+0.92	6	+2.41

Çizelge 4. V923 Aql'nin zarfının kütleleri ve ortalama elektron yoğunluğu. Zarfın dönmesi Kepler hareket yasası ile ($j = 1/2$) ve korunmuş açıl momentum ile ($j = 1$) verilmiştir. $R^*/R = 3.63$ (Allen, C.W., 1973, *Astrophysical Quantities*, London).

JD 2400000+	H/R*	Ra/R*	R(e,H α)/R*	< N ₂ >	< Ne >	Mgaz / M \odot Her Tabaka	Toplam
j = 1/2							
46640.9	0.35	2.38	1.18	$8.63 \cdot 10^3$	$1.09 \cdot 10^{11}$	$3.18 \cdot 10^{-11}$	
	0.55					$5.00 \cdot 10^{-11}$	$8.18 \cdot 10^{-11}$
46989.6	0.55	2.86	1.17	$1.07 \cdot 10^4$	$1.20 \cdot 10^{11}$	$5.64 \cdot 10^{-11}$	
						$6.26 \cdot 10^{-11}$	$1.19 \cdot 10^{-10}$
j = 1							
46640.9	0.35	2.18	1.14	$1.34 \cdot 10^4$	$1.76 \cdot 10^{11}$	$2.75 \cdot 10^{-11}$	
						$4.33 \cdot 10^{-11}$	$7.08 \cdot 10^{-11}$
46989	0.55	2.20	1.13	$1.66 \cdot 10^4$	$1.94 \cdot 10^{11}$	$4.87 \cdot 10^{-11}$	
						$5.41 \cdot 10^{-11}$	$1.03 \cdot 10^{-10}$

H / R* : Yıldız yarıçapı biriminde ekvator düzleminde itibaren disk yüksekliği, Ra / R* : İlgili gözlem anında gerçek ekvatorun alt sınırı, R(e,H α) / R* : yıldız yarıçapı biriminde H α 'nın salma yarıçapı, < N₂ > : Hidrojen atomunun ikinci enerji seviyesindeki ortalama popülasyonu, < Ne > : Ortalama elektron yoğunluğu, Mgaz / M \odot : Güneş kütlesi biriminde zarfın kütlesi.



Şekil 1. H α profilleri

Ulusal Gözlemevi Kurulması Çalışmaları

Z. Aslan, Akdeniz Üniversitesi, Fizik Bölümü

Giriş

Bugüne kadar yaptığımız Ulusal Astronomi Toplantılarında ya Ulusal Gözlemevi (UG) için yapılan yer seçimi çalışmalarından söz ettik, ya da, yer seçildikten sonra, bu yere "UG nasıl ve kim tarafından kurulmalıdır"ı ve bu yöndeki girişimlerimizi tartıştık. Bugün durum farklıdır. Girişimlerimiz meyvesini vermiş, UG kurulmaya başlamıştır. Burada uzun ayrıntılarına girmeden, bugünkü duruma nasıl geldiğini ve bugünkü durumu özetlemeye çalışacağım.

Projelendirme

Yer seçimi çalışmaları, bilindiği gibi, 1986 yılında tamamlandı. UG'nin kuruluşunu aşamalı olarak planlamak üzere TÜBİTAK'ın oluşturduğu, Prof.Dr.Dilhan Eryurt başkanlığındaki "*Ulusal Gözlemevi İhtisas Komitesi*" bir müddet sonra, değişen TÜBİTAK yönetiminin olumsuz yaklaşımı nedeniyle, fiilen dağılmış oldu. Ancak U.G'nin kuruluşunu projelendirme girişimimiz yine Prof.Dr.Dilhan Eryurt başkanlığında Türk Astronomi Derneği (TAD) çerçevesinde sürdürüldü. TÜBİTAK yönetimi 1991 de yeniden değişince bu girişimler sonuç verdi: UG nin kuruluşu, 1992-1996 yıllarını kapsayan 5 yıllık DPT destekli bir proje kapsamına alındı. Yazışmalarda var olan ayrıntıya girmeden, bu projelendirmenin özet başlıkları şöyledir:

- 19 Temmuz 1991 de 1.750.000 dolar bütçeli beş yıllık UG kuruluş projesi TÜBİTAK'a sunuldu.
- TÜBİTAK'ın başvurusunu DPT kabul etti ve $7,145 \times 10^9$ TL ödenek ayırdı; 1992 yılı için 541×10^6 TL tahsis etti.
- 7-11 Eylül 1992 de İnönü Üniversitesinde yapılan 8. Ulusal Astronomi Toplantısı sırasında, bu projenin yürütücülüğüne Prof.Dr. Zeki Aslan önerildi.
- Zeki Aslan'ın hazırlayıp sunduğu 541×10^6 TL bütçeli 1 yıllık proje, TBAG-DPT/T.Sek.1 sayılı *Ulusal Gözlemevi Kurulması* adı altında 1 Ekim 1992 de yürürlüğe girdi.
- Bu proje 1 Ocak 1993 de 1 yıllık projeye dönüştürüldü. Bu tarihten itibaren 1'er yıllık projeler halinde yürütülmektedir.

Projede yalnız bir yürütücü görevli ise de, bu, projenin ulusal niteliğini kısıtlamamaktadır. Proje yürütücüsü, Ulusal Gözlemevi Danışma Kurulu ile birlikte çalışmaktadır. Bu kurul 8. Ulusal Astronomi Toplantısı sırasında, her üniversiteden bir kişi olmak üzere beş kişi olarak belirlenmişti. Daha sonra çeşitli nedenlerle genişletilen Danışma Kurulu'nun üyeleri şunlardır: *Ali Alpar (O.D.T.Ü)*, *Osman Demircan (A.Ü)*, *Akif Esendemir (O.D.T.Ü)*, *Cafer İbanoğlu (E.Ü)*, *Ümit Kızıloğlu (O.D.T.Ü)*, *Dursun Koçer (İ.Ü)*, *M.Emin Özel (Ç.Ü, şimdi MAM)*, *Zeynel Tunca (E.Ü)* ve *İlhami Yeğingil (Ç.Ü)*

- Bu kurul, Proje yürütücüsünün önerisi üzerine zaman zaman toplanmakta, yapılan çalışmaları değerlendirmekte ve yapılacak çalışmaları planlamaktadır. Gerekliğinde toplantılara belli kişiler çağrılmaktadır.
- UG Kurulması Projesinin 1992 yılında DPT destekli projeye dönüştürülmesinde ve ilk hızın verilmesinde TÜBİTAK Başkan Yardımcıları

Prof.Dr.Namık Kemal Pak, ve Ahmet Molvalı ile TBAG Yürütme Komitesi Sekreteri Prof.Dr. Şefik Süzer'e burada teşekkür etmeyi görev sayıyorum.

Yol yapımı

Yol yapımı için girişimler, Temmuz 1992 de Antalya Valiliği ve Köy Hizmetleri (KH) Bölge Müdürlüğü ile (Ahmet Molvalı, Şefik Süzer ve Zeki Aslan tarafından yapılan sözlü görüşmeden sonra TÜBİTAK tarafından yazılan bir yazı ile başlatıldı:

- Ekim 1992 de Antalya KH Etüd ve Proje Şube Müdürlüğü uzmanları ile birlikte yolun güzergahı belirlendi.
- KH Etüd ve Proje Şubesi 7-8 km lik yol için 2.091.634.508 TL keşif bedeli çıkarttı.
- Mart 1993 te KH Genel Müdürlüğü ile TÜBİTAK Başkanlığı arasında bir protokol imzalandı. Bu protokol 15.3.1993 de Antalya KH'ne ulaştı. Yukarıda sözü edilen keşif edeli Mart 1993 den itibaren aylık 300 milyon taksitlerle KH'ne ödenmeye başlandı.
- Bakırlıtepe'de kar örtüsü kalkınca başlaması gereken yol yapımı, ancak 12 Temmuz 1993 günü başlayabildi. Yol yapımı, dağa yakın ve şu anda ulaşılabilen bir ara noktadan başlatıldı. İlk yarı, tepeye ulaşıktan sonra yapılacaktır.
- Mevsimlik işçilerin çıkarılması nedeniyle yol yapımı 27 Ekim 1993 günü durduruldu, şantiye kapatıldı.
- 5 Nisan kararları nedeniyle yol yapımına yeniden ancak 8 Haziran 1994 günü başlanabildi. Makina parkı, başvurumuz üzerine, Karayolları 132. Şube Şefliğinden alınan bir otomatik delici ile desteklenmiştir. Ağustos 1994 başında Köy Hizmetleri ek dozer ve kompresör sağlamıştır. Bu makinaların yakıt ihtiyaçlarını, Gözlemevi'nin elektrik ihalesini üstlenen Gerilim Elektrik Şirketi karşılamaktadır.
- Karayolları Joe'yu 22 Ağustos'ta geri aldı. Birkaç gün sonra da, geçici işçiler çıkarıldığı için, yol çalışması tamamen durdu. Şantiyenin kapanması TÜBİTAK yönetiminin araya girmesi sayesinde önlendi. KH yeni bir Joe verdi, geçici işçilerle bir aylık sözleşme yapıldı ve çalışmalar, 20 gün aradan sonra yeniden başladı. Bu toplantı sırasında KH'nin dozeri Bakırlıtepe'ye ulaştı. Mevsim kapanmadan yolun tamamlanmasına kesin gözüyle bakılmaktadır.

Teleskoplar

Ulusal Gözlemevine şimdilik iki teleskop kurulması öngörülmektedir:

- Proje öncesinde Zeki Aslan ile Utrecht (Hollanda) Üniversitesinden Dr. H. Heintze arasında yapılan yazışmalar sonunda, adigeçen Üniversitenin Ausserbinn (İsviçre) deki gözlemevinde bulunan 40 cm çaplı teleskobu fotometri aksamı ile birlikte % 20 gözlem zamanı karşılığında TÜBİTAK'a hibe edildi. Utrecht Üniversitesi ile TÜBİTAK Başkanlığı arasında bu yönde 6 maddelik bir protokol imzalandı.
- Kasım 1992 de Dr. Akif Esendemir, teleskobu çalışır durumda görmek üzere, 1 hafta süre ile Ausserbinn'e gönderildi. Aynı bağlamda Dr. H. Heintze Türkiye'ye geldi, Bakırlıtepeyi gördü.

- Temmuz 1993 de Dr. Akif Eserdemir Ausserbinn'e gitti, Dr. H. Heintze ile birlikte teleskobu söküp paketledi ve 15 Temmuz günü bir THY uçağı ile Antalya'ya gönderdi. Teleskop 15 Eylül 1993 günü gümrükten çekildi. 16 Kutu halinde, Akdeniz Üniversitesi Fizik Bölümünde saklanmaktadır.
- Prof.Dr.Ali Alpar ve arkadaşlarının Spectrum-X-Gamma uydusuna Türkiye'nin de katılımını sağlayan görüşmeleri sırasında 1,5 m çaplı yeni bir teleskobun Bakırlitepe'ye kurulması olanağı elde edildi. Tataristan Bilimler Akademisi ile TÜBİTAK Başkanlığı arasında bir protokol imzalandı. Buna göre LOMO fabrikasında yapımı yeni tamamlanan teleskobun %60 gözlem zamanı karşılığı Bakırlitepe'ye konması kabul ediliyor; ayrıca Türkiye teleskobun Antalya 'ya taşınmasını ve kubbesinin yapımını üstleniyor.
- Ekim 1993 de Ali Alpar, Osman Demircan ve Ümit Kızıloğlu teleskobu LOMO fabrikasında "çalışır" gördüler. Tataristan Akademisinden Prof. Nail Sakhbullin de Bakırlitepe'yi ziyaret etti.
- Haziran 1994 de paketlenmeye başlayacağı öngörülen bu 1,5 m lik teleskopla ilgili olumsuz bir gelişme vardır: LOMO fabrikası teleskobun %95 inin tamamlandığını, %5 inin ise Türkiye'de bitirilmesine karar verdiklerini belirterek bunun için 100 000 dolar talep etmişlerdir. Protokolde böyle bir konudan söz edilmediği, LOMO fabrikasının taraf olmadığı gerekçesiyle TÜBİTAK bunu kabul etmedi. Bu sorun henüz çözülmemiştir. Rusya ile haberleşme kolay olmadığı için çözüm de uzamaktadır.

Tahsis İşlemleri

Bakırlitepe'nin gözlemevi yeri olarak TÜBİTAK'a, ya da daha kolay ve uygunsa, Akdeniz Üniversitesine tahsis edilmesi için 9.7.1992 tarihinde Antalya Milli Emlak Müdürlüğüne başvuruldu. Bakırlitepe'nin bir kısmının Antalya merkeze bağlı Doyuran Köyü'nün merası olduğu, bir kısmının da Kumluca İlçesi sınırları içinde kaldığı öğrenildi. Doyuran Köyü merası kadastro olduğu halde Kumluca sınırları içinde kalan kısımdan kadastro geçmediği için, ayrıca önce mera niteliğinden çıkarılması gerektiğinden, tahsis işlemleri bürokratik yazışmalarla çok uzadı:

- İlk başvuruda 3×10^6 m² lik alanın tahsisi istendi. Bu, Köy Hizmetleri Genel Müdürlüğüne fazla bulundu. Tepeyi içine alan 1×10^6 m² lik alana razı olduğumuz bildirildi.
- Antalya Köy Hizmetleri İl Müdürlüğü, Bakırlitepedeki meranın ihtiyaç fazlası olup olmadığını, mevcut kullanma durumlarını, ve köye ait hayvan varlıklarını inceleyerek bir rapor düzenledi ve, tahsisinde bir sakınca olmadığı görüşünü de ekleyerek, KH Genel Müdürlüğüne sundu.
- KH Genel Müdürlüğü, KH Antalya İl Müdürlüğü, Antalya Tapu Müdürlüğü, Antalya Kadastro Müdürlüğü, Antalya Tapu ve Kadastro Bölge Müdürlüğü, Antalya Milli Emlak Müdürlüğü ve Kumluca Kaymakamlığı arasında n tane (n > 15) yazışmadan, Zeki Aslan'ın bu yazışmaları yapan kişilerle yaptığı m tane (m > 30) *T tarih ve S sayılı yazı ne oldu?* türü telefon konuşmalarından ve Antalya'daki kurumların her birine i kez (i > 4) gidip geldikten sonra tahsis onayı çıktı!
- Antalya Milli Emlak Müdürlüğü'nün Milli Emlak Genel Müdürlüğüne yazdığı 21.4.1994 tarih ve 2851-7202 sayılı yazının bir kopyası TÜBİTAK Genel Sekreteri Sn. Salih Zeki Tokdemir'in bilgi ve ilgisine sunuldu.
- Henüz tahsis onayı gelmemiştir.

Elektrik hattı

TEK ve Kepez Elektrik ile görüşmelerden, TÜBİTAK inşaat dairesi elemanlarının Bakırlıtepe'yi ziyaretlerinden ve gerekli hazırlık çalışmalarından sonra, Nisan 1994 de elektrik hattı ihaleye çıkarıldı. İhaleyi alan Gerilim Elektrik 18 Mayıs 1994 de direkleri dikmeye başladı. 28 Haziran da direklerin dikimi ve tellerin çekimi tamamlandı. Trafo binası Ağustos sonunda tamamlandı. Trafo alet aksamı da Eylül başında tamamlanmış olacaktır. (Malzeme taşımak için Gerilim Elektrik, henüz yolun ulaşmadığı kısımda "katır ulaşımı"ndan yararlanmıştır! Trafoyu taşımak için Gerilim Elektrik bir "Eder" kiralamıştır; bu paletli araç önce kendisinin tırmanacağı yolu açacak, sonra trafoyu götürecektir.) 10 Ekim 1994'e kadar Elektrik hattının teslim edilmesi gerekmektedir.

Elektrik direklerinin 14 tanesi Saklıkent Kooperatifi sahası içinde, 14 tanesi Doyuran Köyü merası içindedir. Kooperatif Başkanlığı ve Doyuran Köyü Muhtarlığı ile bu direklerin dikilmesi ve kullanımına ilişkin birer sözleşme imzalanmıştır.

Üst yapının projelendirilmesi

Ulusal Gözlemevi Danışma Kurulu'nun çeşitli zamanlarda yaptığı toplantılarda tartışılan ve, proje yürütücüsünün Kanarya Adaları Gözlemevleri'ne yaptığı ziyaretle ilgili rapordan da yararlanarak, TÜBİTAK uzmanları ile yapılan ortak toplantılarda sonuca bağlanan kararlar doğrultusunda hazırlık yapıldı:

- Gözlemci konukevi ve 40 cm'lik teleskop kubbesi için istenilen özellikler belirlendi. Kubbenin ABD'de Ash-Dome firmasından satın alınması kararlaştırıldı. Bunlarla ilgili dosya 22 Şubat 1994 de TÜBİTAK'a teslim edildi
- TÜBİTAK İnşaat Dairesi, gerektiğinde Danışma Kurulu üyelerine danışarak, bu dosyayı proje ihalesine hazırladı.
- Gözlemci konukevi, 40 cm teleskop binası, atölye, garaj ve saha içi yollarının proje ihalesi 6.4.1994 günü yapıldı. TÜBİTAK satınalma Komisyonu Projeyi "Günarda Enerji ve Yapı Araştırma ve Danışma A.Ş." ne yaptırmayı kararlaştırdı.
- Proje yüklenicisi Erkan Şahmalı ve ortağı Mecit Batur 22 Nisan ve 17 Mayıs 1994 tarihlerinde Bakırlıtepe'de resim ve video çekimi yaptılar. Yaptığımız öneri üzerine, 23 Nisan 1994 de Ege Üniversitesi Gözlemevini ziyaret ettiler. Cafer İbanoğlu ve Zeynel Tunca, oradaki teleskop kubbesini ve çalışmasını gösterdiler.
- Kanarya Adaları Gözlemevleri Yöneticiliğinde getirilen örnek teknik çizimler TÜBİTAK aracılığı ile Günarda A.Ş. ne verildi.
- Proje mimarı Erkan Şahmalı hazırladığı proje taslakları hakkında, 6 Mayıs 1994 günü TÜBİTAK merkezinde, "genişletilmiş" Ulusal Gözlemevi Danışma Kurulu Üyeleri ve TÜBİTAK uzmanları huzurunda ,açıklayıcı bilgi verdi, ayrıntılar tartışıldı.
- Günarda A.Ş., Bakırlıtepe'nin kot haritasını Ölçen Mühendislik (Antalya) adlı bir şirkete yaptırdı ve konukevi ile teleskop binası buna göre yerleştirildi.
- Konukevinin, Güneş enerjisinden yararlanarak, *pasif ısı* denen bir yöntemle kışın 0 °C nin üstünde tutulması, yazın da "serin" tutulması amaçlanmıştır. Günarda şirketi, pasif ısı hesaplarını ODTÜ de Prof.Dr. Ahmet Ecevit'e yaptırdı.
- 4 Temmuz 1994 de TÜBİTAK merkezinde TÜBİTAK uzmanları ve Danışma Kurulu'nun Ankarada'ki üyeleri proje çizimlerinin son ayrıntılarını

değerlendirdi. Toplantıya katılan Prof.Dr. Hakkı Ögelman'in önerisi üzerine pasif ısı hesapları yeniden yaptırıldı. Ancak önemli bir değişiklik olmadı.

- Proje, Ağustos 1994 sonunda TÜBİTAK'a teslim edildi. Yol yapımı uzadığı için projenin ihaleye çıkarılmasında acele edilmemiştir. 1995'in ilk aylarında ihale açılacak ve inşaat 1995'in ilkbaharında başlayacaktır.
- 5 Nisan tasarruf önlemleri nedeniyle, teleskop kubbesinin Türkiye'de yapılabilirliği araştırılmış, A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'ne bir kubbe yapan kişi ile de görüşülmüş, ancak uzun vadede bunun daha pahalıya geleceği, "öngörülen" sık arızalar nedeniyle gözlem zamanı kaybının çok olacağı, dolayısıyla kubbenin ithali için çaba harcanması gerektiği sonucuna varılmıştır. Bu konudaki başvurumuz üzerine TÜBİTAK Genel Sekreterliği, T.C. Hazine ve Dış Ticaret Müsteşarlığından özel ithal izni almayı başarmıştır. Şu anda ithal işlemleri sürdürülmektedir.

Geleceğe yönelik çalışmalar

- Ulusal Gözlemevi Projesinin 1995 yılı bütçesi için 30 milyar TL. tutarında bir bütçe önerisi hazırlanmış ve 5 Temmuz 1994 günü TÜBİTAK'a teslim edilmiştir.
- Ulusal Gözlemevi için eleman yetiştirme girişimlerimiz ve alet alma ya da geliştirme hazırlıklarımız, özellikle ekonomik durum nedeniyle, istenilen düzeyde değildir. Bunların bir kısmı üzerinde ve projemizin Üniversitelerimizden görüş isteği konularında bu toplantıda konuşulacaktır.

Teşekkür

Büyük teleskoplara sahip olması gecikse, bile, Ulusal Gözlemevi'nin kurulması artık gerçekleşmektedir. Prof.Dr. Erdal İnönü ile başlayıp Prof.Dr.Tosun Terzioğlu ile sürdürülen katkılar zinciri Ulusal Gözlemevi Projesini TÜBİTAK'ın prestij projelerinden biri yapmıştır. Her yeri geldiğinde vurguladığım gibi, bunu gökbilimcilerimizin hemen hemen tamamının bu konuda birlikte ve ısrarlı davranmalarına borçluyuz. Bundan sonra artık herkesin ulusal Gözlemevine sahip çıkacağından hiç kuşku duymuyorum. TAD Başkanı olarak önce Prof.Dr.Dilhan Eryurt'un ,sonra da Prof Dr. Ali Alpar'ın katkılar yadsınamaz. TÜBİTAK Başkan Danışmanı ve Bilim Kurulu üyesi olarak Prof. Dr. Alpar'ın katkısı bütün yoğunluğu ile sürmektedir. Yukarıda isimlerini sıraladığım Danışma Kurulu Üyelerine ve katkıda bulunan herkese, bu arada konukevi'nin ve teleskop kubbelerinin ilk çizimlerinde Danışma Kuruluna yardımcı olan Selim O. Selam'a ve Prof. Dr. Cemal Aydın'a sizin adınıza teşekkür etmeyi görev sayıyorum. TBAG Başkanı Prof.Dr. Şahin Koçak, Yönetim Kurulu üyesi Doç.Dr. Güner Omay, Genel Sekreter Salih Zeki Tokdemir, İnşaat Dairesi Başkanı Halit Gülbeden ve ekibi, Antalya Köy Hizmetleri İl Müdürü Arif Öner, Yol Şube Müdürü Ali Uluköy, Karayolları Antalya Bölge Müdürü Yalçın Çelik, ve 132. Şube Şefi Günay Büyükküpçü projenin sağlıklı yürütmesinde önemli katkılarda bulunmaktadırlar.

TT ARI : X-ışın Değişkenliği ve 1mHz Salınımlar

A.Baykal¹, A.Esendemir¹, Ü.Kızıloğlu¹, H. Ögelman², M. A. Alpar¹, N.Ercan³, and G.Ikis³

¹Physics Department, Middle East Technical University, Ankara 06531, Turkey

²Department of Physics, University of Wisconsin-Madison, 1150 University Ave., Madison, WI 53706, USA

³Department of Physics, Boğaziçi University, İstanbul, Turkey

October 4, 1994

1. Giriş

TT Arietis (BD +14°341) fotometrik gözlemlerden nova-tipi değişken olarak sınıflandırılmıştır (Smak and Stepien 1969, Cowley et al. 1975). Ayrıca x-ışınlarında ilk olarak Einstein uydusu ile sert x-ışın kaynağı olarak görülmüştü (Córdova et al. 1981). Tayfsal çalışmalar sistem döneminin 0.^d13755 olarak göstermiş ve bu dönemin fotometrik dönem ile uyummadığıda bilinmekte idi (Cowley et al. 1975 and Thorstensen et al. 1985). Sistemin daha önceki gözlemlerinden yarı-dönemsel olarak 17 dak. civarında ve optik kanalda bazı salınımlar gösterdiği ayrıca bu salınımlarında yıllara göre döneminin azaldığı bilinmektedir. Son yıllarda Hollander and van Paradijs (1992) bu salınımların senelere göre azaldığını ve "beat-frequency" modeli ile (Alpar and Shaham 1985) açıklanabileceğini öne sürmüştür. Bu çalışmada TTari ROSAT uydusu gözlemleri analiz edilerek zamana bağlı olan değişimler incelenmiştir.

2. Veriler ve Sonuç

TT Ari ROSAT teleskopu odağında olan PSPC orantılı sayacı ile alınmıştır. Dedektör enerji aralığı 0.1-2.4 keV ve enerji ayırma gücü 0.93 keV de yaklaşık $\Delta E/E \sim 0.43$ dir. Gözlem 1/8/1991 (JD 2448469.8234) ile 2/8/1991 (JD2448470.7048) tarihleri arasında yapılmış olup yaklaşık 25174 sn. toplam etkin gözlem zamanına sahiptir. Kaynaktan gelen fotonlar 3σ seviyesinde 0.4129 ± 0.0024 foton sn^{-1} kadardır. Kaynağa ait en iyi x-ışın mekanizması için yapılan çalışma sonucu termal bremsstrahlung en iyi model olarak görülmüştür. Şekil 1 ve tablo 1 de model ve elde edilen tayfsal parametreler görülmektedir. Model neticesi x-ışın akısı $F_x = 11.3_{-0.4}^{+0.3} \times 10^{-12} \text{erg cm}^{-2} \text{sn}^{-1}$ olarak bulunmuştur bu kaynak uzaklığı 125 pc alındığı taktirde $L_x \sim 2.1 \times 10^{31} \text{erg sn}^{-1}$ vermektedir.

X-ışın yörünge dönemi ve tayf

Kaynak bölgesinden gelen x-ışın fotonları spektroskopik dönem olan 0.^d13755114(13) ile epoch Thorstensen et. al., 1985 olarak katlandığında şekil 2 de görülen yörünge dönemi modülasyonu ortaya çıkmaktadır.

Burada ilginç olan nokta daha önce IUE uydusu ile alınmış UV tayflarından ortaya çıkan yapı ile karşılaştırıldığında ((Robinson and Cordova, 1993) CIV soğurma çizgisinin eşdeğer genişliğinde aynı davranışı göstermesidir. Kaba olarak bakıldığında UV neticelerinde 0.2 faz bölgesinde bir minimum gözlenmekte ve daha sonra artış 0.75 civarına kadar sürerek tekrar düşmektedir. X-ışın modülasyonu dört aralığa ayrılarak incelenen enerji tayfları ise en düşük enerjinin 0.75-0.90 faz aralığında olduğunu diğer aralıklarda ise daha yüksek enerjili fotonların hakim olduğunu göstermektedir (tablo 2).

Table 2. Seçilmiş faz aralıkları için termal bremsstrahlung model parametreleri.

Phases	0.00-0.25	0.25-0.40	0.50-0.75	0.75-0.90
N_H^a	5.5 ± 0.4	5.1 ± 1.1	4.6 ± 0.3	4.7 ± 0.4
$kT(\text{keV})$	4.3 ± 1.7	3.8 ± 3.8	6.4 ± 3.3	1.9 ± 0.7
$(\chi^2)^b$	3.09	2.18	3.2	1.21

^a in units of (10^{20}cm^{-2}) tabular; ^b Values of reduced χ^2 for 18 degrees of freedom.

0.75-0.90 faz aralığında görülen artan L_x ve CIV soğurması artışı, bakış yönünde yumuşak x-ışın kaynağının olduğunu akla getirmektedir. Bu kaynak yığılma diskinin dış kenarında olan sıcak nokta olarak düşünülebilir. 0.00-0.25 faz döneminde en düşük L_x ve CIV soğurması ise sıcak nokta bölgesinin belki parçalı olarak gölgelendiğini göstermektedir.

1mHz Salınımlar

ROSAT uydusunda veri alımı devamlı olmayıp gözlem süresi boyunca birçok gözlem aralıkları oluşmaktadır. Bu

Table 1. Bütün gözlem için tayfsal parametreler.

Model	$N_H(10^{20} \text{ cm}^{-2})$	A_i^a	kT(keV)	α	$(\chi^2_\nu)^b$
Bremsstrahlung ¹	4.68 ± 0.2	2.15 ± 0.110^{-3}	5.09 ± 1.42		2.0
Raymond-Smith ²	4.31 ± 0.28	7.11 ± 0.3410^{-3}	3.93 ± 0.74		1.64
Power law ³	5.02 ± 0.15	2.13 ± 0.1610^{-3}		-1.48 ± 0.07	2.23
Black-Body ⁴	0.89 ± 0.19	3.68 ± 0.110^{-4}	0.347 ± 0.007		1.5

^a A_i is the normalization coefficients of the different models denoted by $i = 1, 2, 3, 4$.

^b Values of reduced χ^2_ν for 77 degrees of freedom.

¹ $F(E) = A_1 e^{-E/kT} (E/E_0)^{-1} g(E; kT) e^{-N_H \sigma(E)}$; A_1 (photons/cm²/s/keV) is the normalization constant, E is the photon energy in keV, (E/E_0) is the photon energy normalized to 1 keV, T is the temperature in kelvins, k is the Boltzmann constant, $g(E; kT)$ is the Gaunt factor (Kellogg et al. 1975), N_H is the column density, $\sigma(E)$ is the photoelectric absorption cross section (Morrison and McCammon 1983).

² Emission spectrum from hot diffuse gas based on the Raymond and Smith (1977) calculations; A_2 (cm⁻⁵) is the normalization amplitude.

³ $F(E) = A_3 (E/E_0)^{-\alpha} e^{-N_H \sigma(E)}$; A_3 (photons/cm²/s/keV), α is a power law index.

⁴ $F(E) = A_4/T \frac{(E/T)^2}{e^{E/T}-1}$; A_4 (photons/cm²/s) is the black body integral.

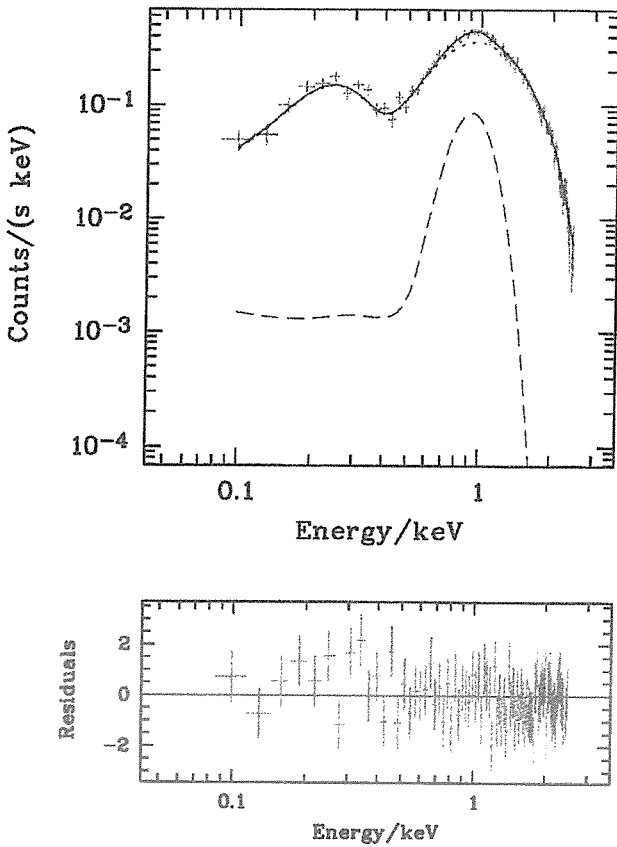


Fig. 1. Üst panelde TT Ari ROSAT PSPC tayfı 5.09 keV sıcaklıkta bremsstrahlung modeli ve düzeltme olarak 0.41 keV soğurma profili ve 0.996 keV Gaussian salma çizgisi görülmektedir. Alt panel ise model ve veriler arası atık gösterilmektedir.

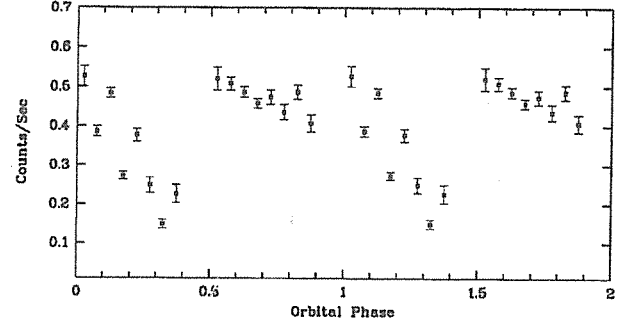


Fig. 2. Thorstensen et. al. 1985 tarafından verilen epoch ve dönem ile katlanmış yörünge dönemi.

yüzden kesikli gözlemlerin daha doğrusu arada bulunan pencerelerin frekans güç tayfı yaratırken olan etkisinin temizlenmesi gerekmektedir. Bu işlem için bir "CLEAN" algoritması (Roberts et al. 1987) kullanılmıştır. Sekil 3 te Üst panel temizlenmiş güç tayfını göstermekte alt panel ise ham tayfı göstermektedir. Üst küçük grafik ise pencere fonksiyonunu temsil etmektedir. Güç tayfından görüldüğü gibi ~ 1.09 mHz ve 2.49 mHz de yeterli güç olduğu görülmektedir. İlk değer daha önce bilinen ve beklenen yarı dönemsel salınımlara karşılık gelmekte diğeri ise uydunun gözlemler sırasında yaptığı salınımlara (wobble) karşılık gelmektedir. 1.4 mHz salınım (2.49 mHz - 1.09 mHz) vuru frekansı, 0.1 mHz civarı yörünge dönem frekansı olarak tanımlanabilir. Toplam gözlem ikiye bölünerek yapılan analizde ise gözlemin ilk yarısına göre ikinci yarıda bir $\sim 20\% - 25\%$ parlaklık artışı gözlenmiştir. Sekil 4 te gözlemin ilk ve son yarılarının güç tayfları görülmektedir. İlk yarıda yarı dönemsel salınım frekansı 1.09 mHz ikinci yarıda ise 1.06 mHz olarak ölçülmüştür. Ölçüm hataları ± 0.03 mHz göz önüne alındığında parlaklık artışı ile bağımlı bir değişim

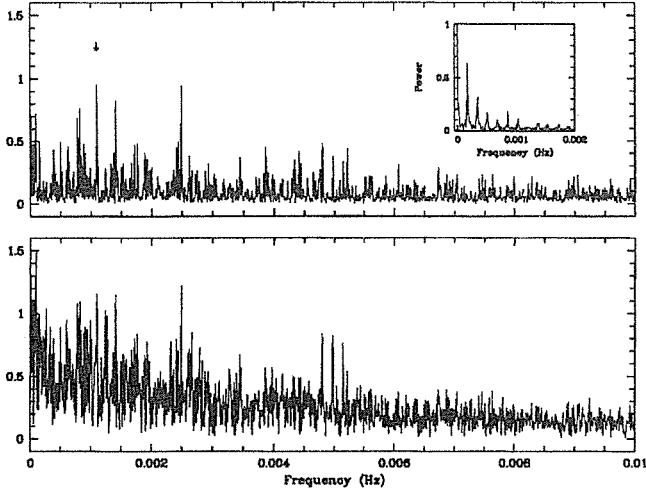


Fig. 3. TT Ari güç tayfı. Alt panel kaba tayf üst ise CLEAN ile temizlenmiş güç tayfını göstermektedir. Pencere fonksiyonu ise iç panelde verilmiştir. Ok 1.09 mHz sahnım frekansındır.

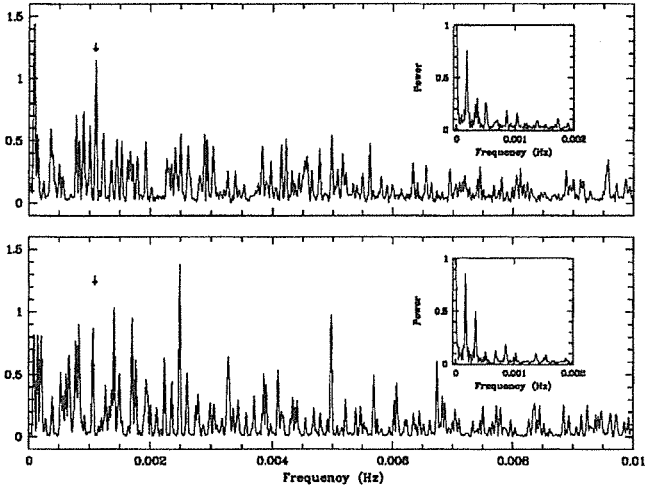


Fig. 4. Gözlemin ilk ve son yarısının temizlenmiş güç tayfları.

gözlenmemiştir. (Alpar and Shaham 1985) "vuru-frekans" modeli geçerli olsa idi 0.1 mHz mertebesinde bir değişim beklemek gerekli idi.

References

- Alpar M.A., Shaham J., 1985, *Nature*, 316, 239
 Belloni T., Verbunt F., Beuermann K., et al., 1991 *Astron. Astrophys.* 246, L44-46
 Córdova F.A., Mason K.O. and Nelson J.E., 1981 *Astrophys. J.* 293, 609
 Cowley A.P., Crampton, D., Hutchings, J.B., Marlborough, J.M., 1975, *Astrophys. J.* 195, 413
 Deeming T.J., 1975, *Astron. Space Science* 36, 137
 Hollander A., van Paradijs J., 1992, *Astron. Astrophys.* 265, 77

- Hudec R., Huth H., Fuhrmann B., 1984, *Observatory* 104, 1
 Kellogg E., Baldwin J.R., Koch D., 1975, *Astrophys. J.* 199, 299
 Morrison R., McCammon D., 1983, *Astrophys. J.* 270, 119
 Jensen K.A., Cordova F.A., Middleditch J., et al., 1983, *Astrophys. J.* 270, 21 1
 Pfeffermann E., et al., 1986, *SPIE* 733, 519
 Raymond J., Smith B.H., 1977, *Astrophys. J. Suppl. Ser.* 35, 419
 Roberts, D.H., Lehar J., Dreher J.W., 1987, *Astron. J.* 93, 968
 Robinson C.R. and Córdova F.A., 1993, To appear in the ASP conference proceedings entitled *Interacting Binaries* (ed. A.W. Shafter)
 Rybicki, G.B., Lightman, A.P., 1979, *Radiative Processes in Astrophysics* (New York: Wiley), 160
 Semeniuk I., Schwarzenberg-Czerny A., Duerbeck H., 1987, *Acta Astr.* 37, 197
 Shafter A.W., Szkody P., Liebert J., et al., 1985, *Astrophys. J.* 290, 707
 Smak J., Stepień, K., 1969, *Non-Periodic Phenomena in Variable Stars*, p. 355, ed. Detre, L. (Academy Press, Budapest)
 Smak J., Stepień K., 1975, *Acta Astr.* 25, 379
 Thorstensen J.R., Smak J., Hessman F.V., 1985, *PASJ* 97, 437
 Trümper, J., 1983, *Adv. Spa. Res.* 2, 241
 van Teeseling A. and Verbunt F., 1994, preprint, accepted for *Astron. Astrophys.*
 Zimmermann, U., et al., 1993, MPE Report n. 244

This article was processed by the author using Springer-Verlag L^AT_EX A&A style file L-AA version 3.

Pulsar Hızları

Gök F., Alpar M.A., Hüseyinov O.H.

Uzaklıkları ve öz hareketleri daha iyi bilinen pulsarların istatistiksel incelenmesi, pulsarların ortalama ve medyan hızlarının yaklaşık $250 - 300 km/s$ olduğunu ortaya çıkarır. Yalnız birkaç pulsarın hızı $300 km/s$ 'in üzerindedir. Pulsarların hızları asimetrik supernova patlamasını ima edecek kadar yüksektir. Pulsar hızları radyo ışınımına ve dönme enerjisi kaybına bağlı olmadığı için bu hızlar büyük bir olasılıkla SN patlaması ile nötron yıldızı vererek ortaya çıkarlar. Bu yüksek hızların pulsar emisyonundan kaynaklanması da olası değildir.

PSR hızları yıldızlardan kütle kaybı, asimetrik SN patlaması, çift yıldız sistemlerinde ve evrensel kümelerde bulunan nötron yıldızlarının sayıları gibi bir çok önemli problem ile bağlantılıdır.

Çok uzun yıllardır pulsar hızları $\sim 100 - 150 km/s$ olarak kabul edilmiştir. Son zamanlarda yapılan incelemeler bu hızların $\sim 500 km/s$ (Lyne and Lorimer, 1994; Lorimer et al., 1993) olduğunu destekler durumda. Bu çalışmalarda yalnızca pulsarların ortalama hızı değil hız dağılımı da önemli. İyi bir *sayı-hız* dağılımı bize asimetrik patlamanın mekanizmasını anlamamızda yardımcı olacaktır.

Taylor'un 1993 katalogunda 94 pulsarın öz hareketleri verilmiştir (Taylor et al., 1993). Biz pulsarların ortalama ve medyan hızlarını incelerken hatası daha az olan 49 pulsarı seçtik. Yaptığımız incelemelerden gördükki PSR hızları \dot{E} 'a bağlı değil, yaş arttıkça PSR hızlarındaki azalma da çok zayıf. Ortalama ve medyan $V_t \sim 230 km/s$ ve ortalama $|\overline{V_z}| \sim 100 km/s$, rastgele dağılımdan elde edilen $|\overline{V_{zran}}| \sim 150 km/s$ dir. Eğer hatası çok olduğu için göz önünde bulundurmadığımız 45 pulsarı da katarsak, o zaman $\overline{V_t}$ ve $|\overline{V_z}|$ değerleri biraz daha büyük olur. $|\overline{V_z}|$ ve $|\overline{V_{zran}}|$ arasındaki fark seçim etkisinden kaynaklanmaktadır. Yani yüksek hıza sahip pulsarlar gözlenen hacimden daha erken çıkarlar bu da galaktik düzleme dik olan haz bileşeninin diğer bileşenlerden birazcık daha küçük olmasına neden olur, fakat yine de bu bileşen $100 km/s$ 'den daha küçük olmaz.

Eğer $\overline{V_z} = 170 km/s$ olduğunu varsayarsak, $\tau > 10^6$ yıl olan pulsarların büyük çoğunluğunun galaktik düzlemde uzaklığının $\sim 170 pc$ olması gerek. Bu durumu incelemek için Arecibo penceresinden gözlenen pulsarları ele aldık, $40^\circ \leq l \leq 65^\circ$; $|b| \leq 2^\circ.5$, Arecibo penceresini seçmemizin nedeni o bölgenin çok iyi taranmış olması. Eğer $\overline{V_z} = 170 km/s$ olursa yaşı $\tau > 10^6$ yıl olan $d = 4 kpc$ uzaklıktaki pulsarların $|b|$ si $2^\circ.4$, $d = 8 kpc$ uzaklıktaki

pulsarların $|b|$ si $1^\circ.2$ olmalı. Halbuki o bölgedeki 20 pulsardan yalnızca 8 tanesinin $|b|$ si $\geq 1^\circ.2$ dir. Bütün diğer field pulsarların, $40^\circ \leq l \leq 65^\circ$; $|b| \geq 2^\circ.5$, Z -uzaklıkları $400pc$ den küçük, yaşları $3 \cdot 10^6$ yıl dan büyük olanların V_z leri yaklaşık $130km/s$ civarında. Aynı sonuca $|Z| - \log\tau$ grafiklerinden de vardık. Yaşları $6 \leq \log\tau \leq 6.5$ olan pulsarların $|V_z|$ leri yaklaşık $130km/s$, Yaşları $6.5 \leq \log\tau \leq 7$ olan pulsarların $|V_z|$ leri yaklaşık $100km/s$.

Kısaca PSR ışınım güçleri hakkında bir iki söz söyleyecek olursak; PSR ışınım gücündeki saçılma, uzaklığı çok iyi bilinen pulsarlar için bakıldığında görduk ki her yaş aralığında yaklaşık aynı ve PSR sayısı uzaklığın karesi ile orantılı olması gerekirken yaklaşık 1.5 katı ile orantılı buda bize çok düşük ışınım gücü olan PSR'ların olduğunu gösterir. $\log P - \log \dot{P}$ grafiginde periyot ve periyot derivatif'i birbirine çok yakın olan pulsarların ışınım güçleri birbirinden çok farklı, yani ışınım gücü P ve \dot{P} 'ye bağlı değil. Aynı zamanda yalnızca \dot{E} si $3 \cdot 10^6$ dan büyük olan pulsarların ışınım gücü $\log L > 3$, bunun haricinde \dot{E} 'a da bir bağıllık yok.

Yukarıdaki anlatılanlardan sırayla şunları çıkarabiliriz:

- i. Arecibo penceresinde gözlenen pulsarların hızları $|\overline{V_z}| < 170km/s$ dir.
- ii. PSR'ların Z -dağılımı, değişik uzaklık ve yaş aralıklarında $|\overline{V_z}| \sim 130km/s$ olması gerektiğini gösterir.
- iii. PSR0823+26, PSR0950+08 ve PSR1929+10' uzaklıkları parallax'dan biliniyor, PSR0656+14'un uzaklığı DM hariç SNR(Mon.Gem.) ile alakasından biliniyor, Crab ve Vela'nin uzaklıkları oldukça iyi biliniyor. Bütün bu pulsarların Z hızları $170km/s$ 'den küçük.
- iv. Öz hareketi iyi bilinen 49 pulsar'ın ortalama ve medyan teğet hızları yaklaşık $230km/s$.

Sonuç olarak diyebilirizki PSR'ların hızları ortalama $300km/s$ 'i aşmaz ve asimetric supernova patlamasının nedeni çökmenin kendisi ile alakalıdır.

References

- Arnett W.D., Bahcall J.N., Kirshner R.P., Woosley S.F., 1989, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **27**, 629
- Bails M., 1985, *ApJ.* **342**, 917
- Caraveo P.A., 1993, *ApJ.* **415**, L111
- Cordes J.M. Romani R.W. and Lundgren S.C., 1993, *Nature* **362**, 133
- Fowler W.H. and Hoyle F., 1964, *ApJ. Suppl. Ser.* **91**, 201
- Guseinov O.H. and Novruzova H.I., 1974, *Astrophizika* **10**, 273
- Guseinov O.H., 1967 *Sov. Astron.* **10**, 613
- Guseinov O.H. and Kasumov F.K., 1974, *Sov. Astron.* **17**, 737
- Iben I.Jr. and Ronzini A., 1983, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **21**, 271
- Lyne A.G. and Lorimer D.R., 1994, *Nature* **369**, p127

GALAKTİK SUPERNOVA KALINTILARI;
NÖTR HİDROJEN SÜTUN YOĞUNLUĞU VE OPTİK EKSTENKSİYON
DEĞERLERİ, UZAKLIKLAR VE SİGMA-D ŞEMASI

AŞKIN ANKAY

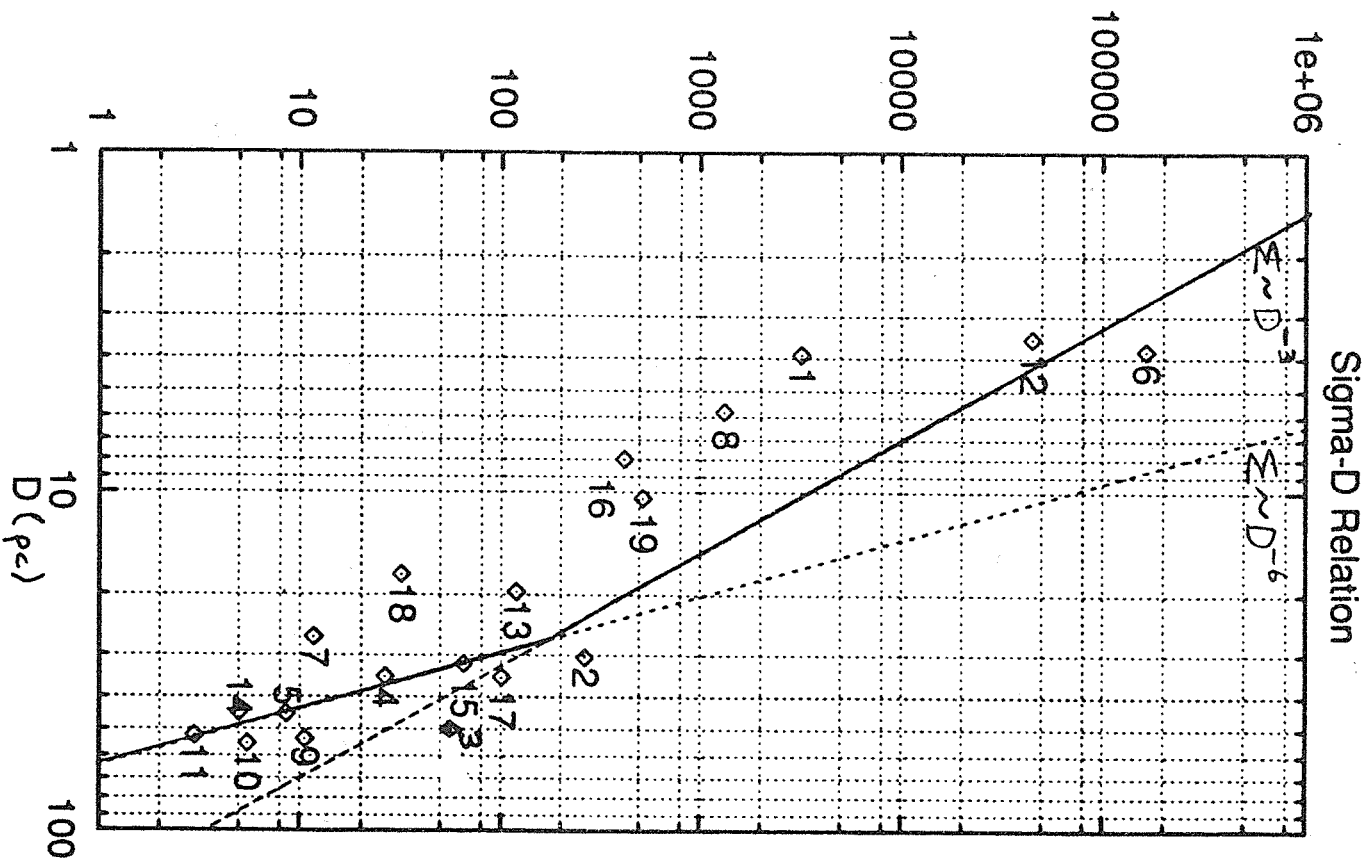
Bazı astrofizik ve astronomi dergilerinin 1980-1993 arası yayımlanmış sayılarından Galaksimizde bulunan ikiyüz kadar supernova kalıntısından kırkyedi tanesi için nötr hidrojen sütun yoğunluğu değerleri, onbeş tanesi için optik ekstensiyon değeri bulduk. Nötr hidrojen sütun yoğunluğu ve optik ekstensiyon verilerini artırarak ve bunları yıldızlar için bulunan değerlerle karşılaştırarak bu yıldızlarla aynı doğrultudaki supernova kalıntılarının güneşe olan tahmini uzaklıkları geliştirilecektir.

Yine çeşitli dergilerde son onbeş yılda çıkan yazılardan Galaktik supernova kalıntılarının, çeşitli yöntemlerle hesaplanmış, güneşe olan uzaklıklarını topladık. Bu Galaktik supernova kalıntılarının içinden, görece daha güvenilir yöntemlere dayanan uzaklık hesaplamaları olan ondokuz tanesini kalibratör olarak seçtik ve bunlar için elimizdeki verilere en uygun birer uzaklık kabul ettik. Bu uzaklıkları ve Green(1993) Galaktik supernova kalıntıları katalogundaki akı(1 GHz deki) ve açısal çap değerlerini kullanarak yüzey parlaklığına karşı doğrusal çap şeması çıkardık.

Yüzey parlaklığı-Doğrusal çap şemasından diğer Galaktik supernova kalıntıları için uzaklıklar bulup, bu uzaklıkları, diğer yöntemlerle hesaplanan uzaklıklarla karşılaştırdığımızda görüyoruz ki, şemadan çıkardığımız değerlerle diğer değerler arasında bazen büyük farklar olabilmektedir. Buna rağmen, uzaklıkları hakkında elimizde bilgi olmayan Galaktik supernova kalıntıları için Yüzey parlaklığı-Doğrusal çap şeması kabaca bir uzaklık tahmininde kullanılabilir.

l	b	Name	d(kpc)	$\text{Sigma} \times 10^{-12}$ ($\text{W m}^{-2} \text{Hz}^{-1} \text{ster}^{-1}$)	D(pc)
4.5	6.8	Kepler	4.5	3177.2	3.9
6.4	-0.1	W28	2.5	264.5	30.5
8.7	-0.1	W30	3.8	60.0	50.0
54.4	-0.3	HC40	3.0	26.3	34.8
74.0	-8.5	Cygnus L.	0.8	8.6	45.0
III.7	-2.1	Cas A	2.6	I 63744.0	3.8
II.9	0.2	CTB I	2.7	II.7	26.6
I20.1	1.4	Tycho	2.5	I317.0	5.8
I32.7	1.3	HB 3	2.3	10.6	53.4
I66.0	4.3	VRO 42.05.01	4.2	5.5	55.0
I80.0	-1.7	S I47	1.0	3.0	52.2
I84.6	-5.8	Crab N.	2.0	44720.0	3.5
I89.1	3.0	IC 443	1.5	II8.9	19.6
205.5	0.5	Monoceros	0.7	5.0	44.7
260.4	-3.4	Puppis A	2.0	65.2	32.0
290.1	-0.8	MSH II-6IA	2.2	421.4	8.0
320.4	-1.2	RCW 89	4.2	100.3	36.5
327.6	14.6	SN I006	2.0	31.8	17.4
332.4	-0.4	RCW I03	4.0	520.2	10.4

$\text{Sigma} \times 10^{-22} (\text{W m}^{-2} \text{Hz}^{-1} \text{ster}^{-1})$



- 1) Kepler
- 2) W28
- 3) W30
- 4) HC40
- 5) Cygnus
- 6) Cass A
- 7) CTB 1
- 8) Tycho
- 9) HB 3
- 10) VRO42.05.01
- 11) S147
- 12) Crab
- 13) IC 443
- 14) Monoceros
- 15) Puppis A
- 16) MSM 11-61A
- 17) RCW 89
- 18) SN 1006
- 19) RCW 103

AÇIK KÜMELER, NÖTRON YILDIZLARI ile BEYAZ CÜCELER

Enis Tuncer

Fizik Bölümü, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, 06531 Ankara.

Açık Kümeler

Galaksimizdeki açık kümeler incelendiğinde, genç açık kümelerin (yaşları $3 \cdot 10^7$ 'dan küçük olanların), galaksimizdeki diğer genç objeler gibi kümeler oluşturdukları gözlenir. Biz bu çalışmamızda 26 tane açık kümelerin oluşturduğu süperkümeler bulduk. Yaşları daha büyük olan açık kümeler de süperkümeleşmeler görülmez. Bu süperkümelerin çoğu OB yıldızı oluşum yerlerindedir. Bu süperkümelerde ve çevrelerinde yıldız oluşumu değişik kütle ve sayıda gerçekleşmektedir. Bundan dolayı en küçük yıldız oluşum bölgesi açık kümelerdir.

Nötron Yıldızları ile Beyaz Cüceler

Nötron yıldızları ile beyaz cüceler arasındaki sınır kütle incelendi. Açık kümelere gezegensel bulutsu aramanın kütle sınırı değerlerini geliştirebileceğini sunuyoruz ve bu sınırdaki şüpheli kaynakları tartışıyoruz. Bu araştırma için genç pulsarların, süpernova kalıntılarının ve yüksek kütleli X -ışını çift yıldız sistemlerinin galaksi dağılımlarını süperdev yıldızların ve açık kümelerin dağılımlarıyla karşılaştırıyoruz. Olası süpernova kalıntılarının açık kümeler ile olan birliktelikler, ve gezegensel bulutsuların açık kümeler ve global kümeler ile olan birliktelikleri incelendi. Bu araştırma bize çekirdek yıldızının özelliklerini ve ata yıldızın kütlesini gezegensel bulutsuların kütleleri ve kimyasal bileşimine iyi ayarlayıcılarla bağlamamıza izin veriyor.

Küresel kümelerde X-ışını Kaynakları
NGC 6397

İsmail Ergün
O.D.T.Ü. Fizik Bölümü

Giriş:

Bu çalışmada NGC 6397 küresel kümesinin x-ışını salması incelenmiştir. Gözlem ROSAT-PSPC ile yapılmış ve gözlem verileri Goddard Space Flight Center 'daki Legacy Yüksek Enerji Astrofizik Bilimsel Arşivinden sağlanmıştır. Gerekli indirgeme işlemleri ESO-MIDAS-EXSAS x-ışını gözlem verileri indirgeme paket programları ile yapılmıştır.

Kaynak ve Gözlem:

NGC 6497 küresel kümesi.

R.A.(2000) = 17sa40d42.5sn DEC(2000) = -53der39dak57san

$l_{ii} = 338.165$ der. $b_{ii} = -11.959$ der.

Theta = 19.0 yaydakikası

$r_c = 0.4$ pc

uzaklık = 2.2 kpc (güneşten)

x-ışınım enerji aralığı : ~ 0.5 - 2.5 keV

Gözlem tarihleri : 28 şubat 1991 - 16 Mart 1991

Toplam gözlem süresi (kabül edilen) = 2381 sn.

Gözlem Dr. Gunther G. Hasinger tarafından önerilmiştir.

Toplam gözlenen foton sayımı (kabül edilen) ~ 30000

Bu kaynak daha önce GRINDLAY, J.E.'in önerisi ile ROSAT-HRI (High Resolution Imager : Yüksek çözünürlüklü Görüntüleyici) kullanılarak gözlenmiştir. Sonuçlar referans bölümündeki yayınlarda bulunabilir.

İndirgeme:

Önce bölgenin x-ışını görüntüsü elde edilmiş ve nokta kaynakların yerleri belirlenmiştir.

Küresel kümenin merkez bölgesinin kontur haritası şekil-1 deki gibidir. Daha sonra kümenin merkezini kapsayan bir daire içindeki x-ışını kaynağının (kaynaklarının) ham tayfı elde edilmiştir (şekil-2). Elde edilen ham tayf üzerine thermal bramstrahlung modeli uygulanmış ve bu modele göre atmosfer üzerindeki x-ışını akısı $7.094 \cdot 10^{-13}$ erg/s/cm² olarak ölçülmüştür. Buradaki amaç kaynak x-ışını salması tanımlanması değil daha çok elde edilen ham tayfın hassas integralinin alınmasıdır. Bu nedenle siyah cisim modelide kullanılmıştır.

A.M.Cool, J.E.Gridlay in konu ile ilgili yayınlarında belirtilen çoklu kaynaklar PSPC nin veri indirgenmesinde kullanılan 512x512 hücrelik görüntülerde görüntüye ait çözünürlüğün

yetersizliği nedeniyle tek bir kaynak olarak gör÷lmektedir. Elde edilen x-ışını ışı nım gücü daha önceki HRI indirgemeleri ile uyum içindedir.

Yorum ve Sonuçlar :

Bilindiği gibi küresel kümeler düşük kütleli x-ışını çiftlerinin (DKXÇ) galaktik dağılıma göre çok daha yüksek oranda bulunduğu alanlardır. Küresel kümelerde belirlenmiş DKXÇ lerin listesi tablo-1 de gör÷lebilir. Hemen hemen bütün DKXÇ lerinin düzensiz x-ışını salması yaptığı bilinmektedir. Bunun yanında daha düşük x-ışını ışı nım güçlü ($L_x \cong 10^{32} - 10^{33}$ erg/s) süper yumuşak x-ışını kaynakları da yine küresel kümelerin merkez alanlarında (veya optik merkeze çok yakın ~1-2 yay saniyesi) rastlanmaktadır. Bu yumuşak x-ışını kaynaklarının (Tablo-2) Katakлизмik Değişken (KD) yıldız olabilir. Ancak yıldız sayı yoğunluğunun yüksek olduğu bu kümelerde rastlanan yayılmış x-ışını salması yine bu bölgelerde gör÷ntüsel çözünürlüğünün altında kalan bazı x-ışını kaynaklarının varlığı ve sayı yoğunluğu hakkında bilgiler içermemektedir. İstatiksel hatanın daha düşük olacağı uzun süreli küresel küme x-ışını gözlemleri bu konudaki çalışmalara yardımcı olacaktır. Halen elde bulunan verilerin farklı yönlerden indirgenmesi yayılmış x-ışını salması hakkında daha kesin bilgiler verecektir. Bu çalışmada yakın destek ve ilgilerini esirgemeyen Prof.Dr. Ümit Kızıloğlu, Prof.Dr. Hakkı Ögelman ve Dr. Akif Esendemir e teşekkür ederim.

Kaynaklar :

* Piet Hut et al., Binaries in Globular Clusters, Publication of the Astro. Society of the Pasific, 104:981-1034, 1992 November

* C.J.Peterson and I.R.King, The structure of star clusters. vi.Observed radii and structural parameters in globular clusters, AstJ vol 80 #6 June 1975

* K.R.Lang, Astrophysical Formulae

* W.J.Maciel, Space Distribution and Metallicities of the Globular Clusters: The Distance to the Galactic Center, Ap&Sp Sci. 206:285-300, 1993

* Jan Van Paradijs, Neutron Stars in x-ray Binaries Neutron Stars: Theory and Observations

Tablo-1: Küresel Kümelerde Parlak X-ışını Kaynakları

Küme	x-ışını kaynak ismi	Tipi	Lx(erg/sn) x10 ³⁶
NGC 1851	0512-40	B	3.0
6440	1745-20	T	<0.1
6441	1746-37	B	14.6
6624	1820-30	B R	51.7
6652	1836-33	T	<0.4 - 0.8
6712	1850-09	B T RO	0.4
7078	2127+12	B RO	1.5
Ter 1	1732-30	B	<1.4
2	1724-31	B	3.1
5	1745-25	B	<0.26
6	1751-31	T	<2.5 - 2.9
Lil 1	1730-33	B R	12.6

Tablo-2: Küresel Kümelerde Sönük X-ışını Kaynakları

Küme	x-ışını kaynak ismi	Lx(erg/sn) x10 ³³
NGC 104	0021-72	6.9
1904	0522-24	7.3
5139	1324-47	0.5
5272	1349-28	4.0
5824	1501-33	20.1
6440	1746-20	1.8
6541	1804-43	2.1
6656	1833-24	0.2

* B:Burster, T:Transient, R:Recurrent transient, R ve/veya O : Radio ve/veya Optik çift tanımlı.

** Tablolar 'Publication of the Astronomical Society of the Pacific vol.104 1992 Nov No.681' den alınmıştır.

+ES+ 0 +	MIDAS 94MAY
----------------	----------------

User: ergun

Frame: gau_image

Area:

X: 160 to 340

Y: 160 to 340

Scales:

X: 47.5897

Y: 53.5179

Min: 0.00694

Max: 1.98

Contour levels:

0.3 0.5

0.7 0.9

1.1 1.3

1.5 1.7

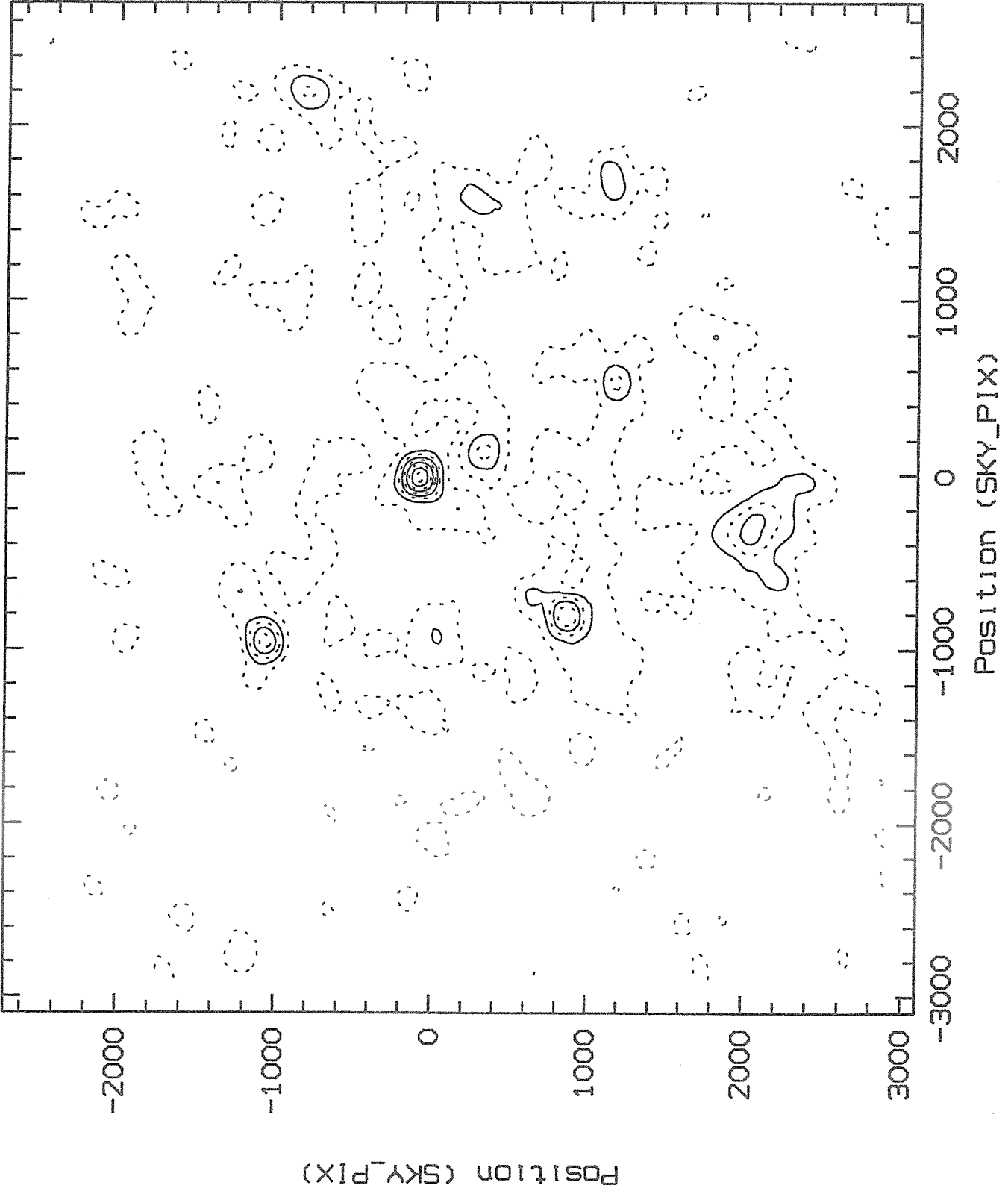
1.9 2.1

2.3 2.5

2.7 2.9

Date: 01 Sep 1994

Time: 17:38:56



Şekil 1 - NGC 6397 küresel kümesinin foton sayımı cinsinden kontur haritası.

+ES+	MIDAS
0	94MAY
+	

User: ergun

Table: spec2

Columns:

X: CHANNEL

Y: #Z

Scales:

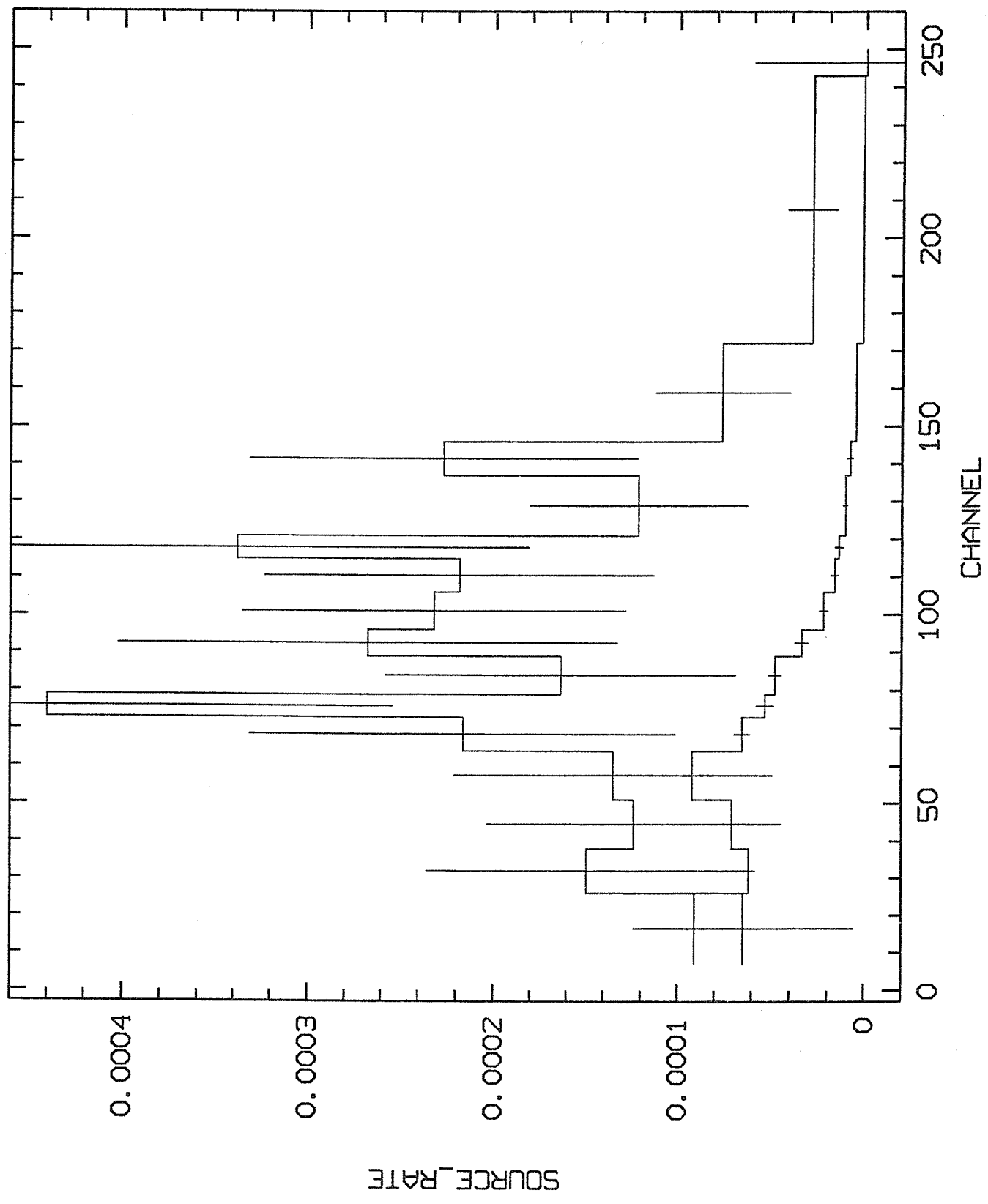
X: 2.15795

Y: 4.42748e-06

Selection: ALL

Date: 29 Aug 1994

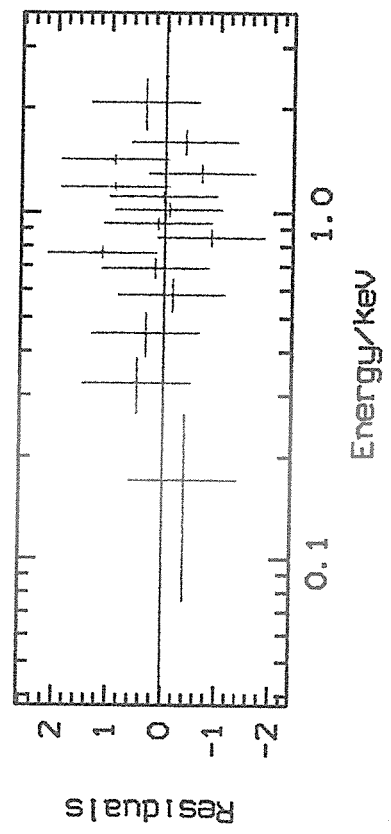
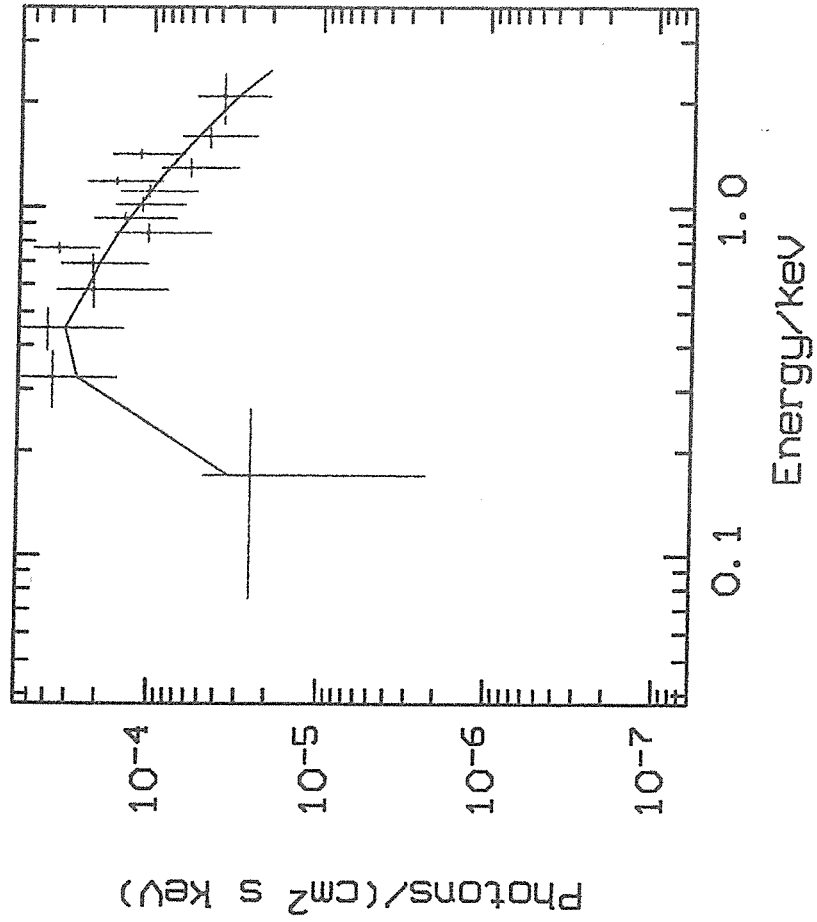
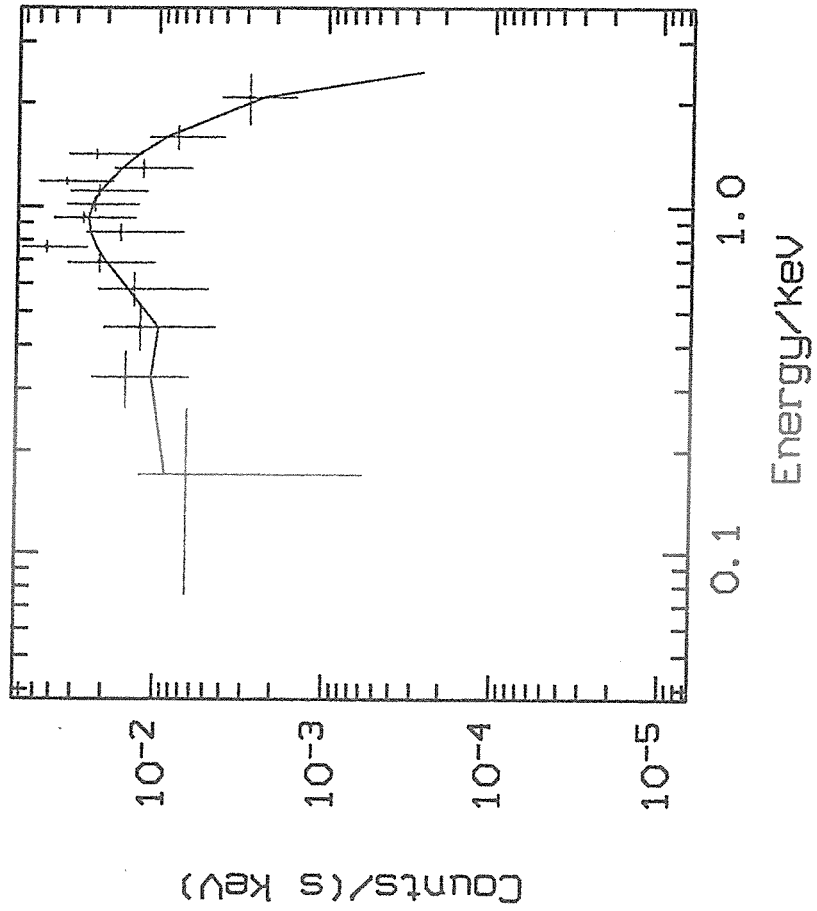
Time: 17:05:12



Şekil 2- NGC 6397 küresel kümesinin merkez bölgesinin ham tayfı.

MPE Catching EXSAS
 ROSAT NCC 6397
 PSPCB XRT UG300045P

User: ERGUN
 Table: spec2_o
 Date: Mo. 29 Aug 1994 17:13



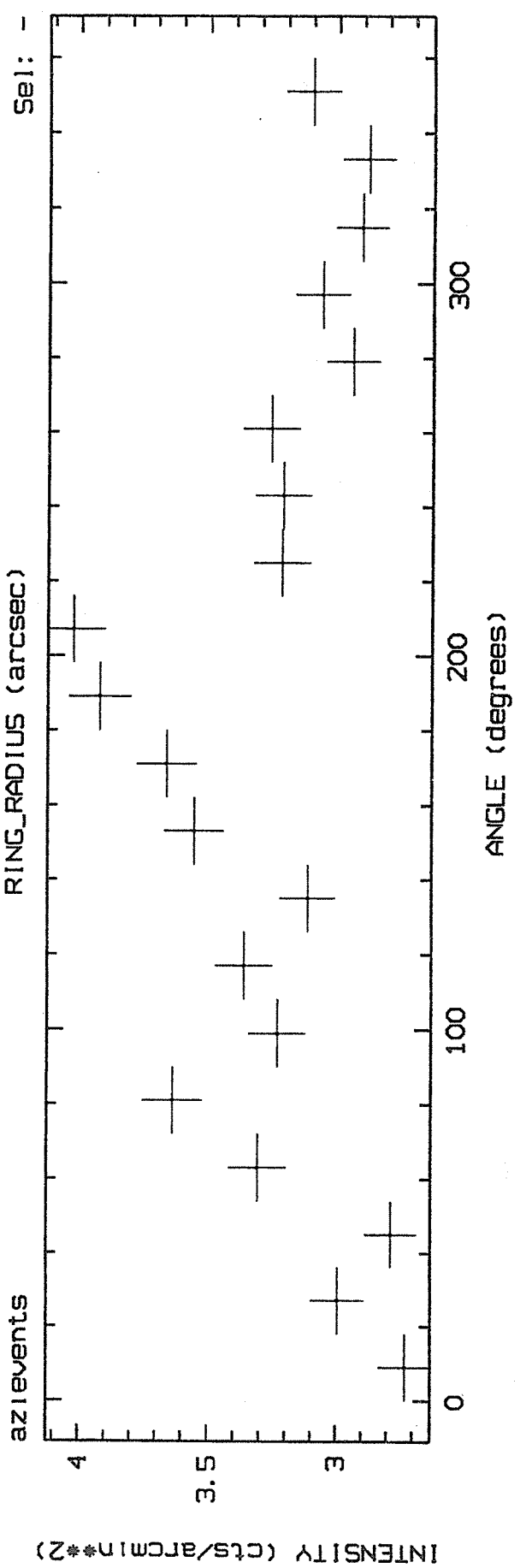
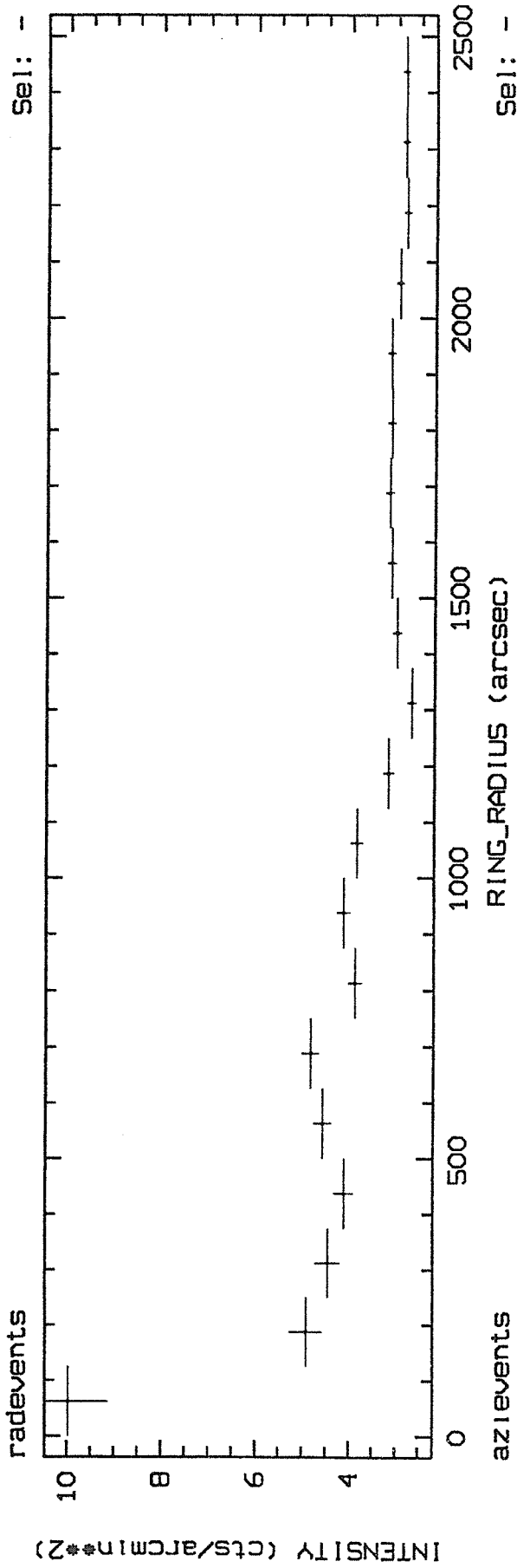
Model: GAMMA(1)*OTHER(2,3,4,5)
 P(1) = 4.37E-01 +/- 2.46E-01
 P(2) = 1.36E-04 +/- 9.52E-05
 P(3) = 2.13E+00 +/- 4.55E+00
 P(4) = -1.00E+00 +/- 0.00E+00
 P(5) = 1.00E+00 +/- 0.00E+00

data = 016
 v = 012
 $\chi^2 = 5.09E+00$
 $\chi^2/\nu = 4.25E-01$

Şekil 3- Termal Bramtrahlung modeli uygulanmış x-ışını tavrı.

Radial and azimuthal profile

ROSAT PSPCB



PRAESEPE KÜMESİ DOĞRULTUSUNDAKİ BİR YILDIZ ALANINDA İKİ YÖNTEM İLE ELDE EDİLEN VERİLERİN KARŞILAŞTIRILMASI

S.Karaali - Y.Karataş
İ.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET : Praesepe kümesi doğrultusunda ($l = 205$, $b = + 32.4$) 3.56 derece karelik bir alan içinde, 1500 yıldızın $G = 16^m.2$ limit kadire kadar daha önce (Karaali, 1984, 1992a, Fenkart 1989) yapılan fotometrik incelenmesi neticesinde, Steinlin ve Buser sistemleri ile tayin edilen bu alana ait ışıma gücü fonksiyonunun Güneş civarındaki Gliese (1969) değerleri ile tam olarak uyuşmadığı görülmüştür. Steinlin sisteminin Buser sistemine göre daha uyuşur görünmesi yanıltıcı olup söz konusu uyum ancak kalın disk ve Sferoid yıldızlarından bir kısmının evrimleştiğinin kabulü ile mümkün olabilir. (Karaali, 1992a) Bu çalışmada, Steinlin ve Buser sistemleri arasındaki farkların, farklı dönüşüm formüllerinden ve mutlak kadirlerin farklı yöntemler ile tayininden kaynaklandığı gösterilmiştir.

GİRİŞ : $G = 16.2$ limit kadirin altında 3.56 derece karelik alanda Praesepe kümesi doğrultusunda bir yıldız alanı Karaali (1984, 1992a) tarafından iki farklı sistemde incelenmiştir.

$$\begin{array}{ll} \alpha = 8^h 34^m.3 & l = 205^{\circ}.9 \\ (1900) & (1950) \\ \delta = + 20^{\circ} 20'.0 & b = + 32^{\circ}.4 \end{array}$$

Steinlin sisteminde (Disk + Halo) yoğunluk fonksiyonlarının Galaksi modelleri ile Fenkart (1969) tarafından yapılan karşılaştırılması, Gilmore - Wyse (1985) 4 bileşenli modelinin Galaksimiz için en uygun model olduğunu ortaya koydu. Bununla birlikte, $M(G) < 5$ kadir değerlerinde bu alana ait ışıma gücü fonksiyonu, Gliese (1969) değerinin altındadır. Oysa $M(G) > 6$ mutlak kadirleri ise Gliese (1969) değerinin üzerindedir. (Şekil 1)

Buser sistemindeki gözlenen yoğunluk fonksiyonları ince disk popülasyonu ile İnce disk + Kalın disk + Sferoid e ait değerler için modeller ile uyum içersindedir. Oysa Kalın disk ve Sferoid popülasyonları için uyumsuzluk vardır. (Karaali 1992a). Buser sisteminde Praesepe alanına ait ışıma gücü fonksiyonunun Gliese'in değerleri ile uyumsuzluğu, Steinlin sistemindeki ışıma gücü fonksiyonundan daha fazladır. (Şekil 2).

Bununla birlikte, Steinlin sistemindeki ışıma gücü fonksiyonu Gliese (1969) in ışıma gücü fonksiyonu ile karşılaştırıldığında, görülen uyumluluk yanıltıcı bir sonuçtur. Steinlin sistemi sistematik bir hata içermektedir. (Buser, 1978). Diğer taraftan, Buser'in sistemi atmosfer modellerine bağlıdır ve çok iyi tanımlanmıştır. Buser sisteminde ki uyumsuzluk, bu sistemdeki bir hatadan çok fiziksel bir nedene dayanmaktadır. $M(G) > 6$ mutlak kadirlerde Kalın disk ve Sferoid yıldızları parlak kadirlerle sahip evrimleşmiş yıldızlardır. (Karaali, 1992 a,b)

İKİ SİSTEM İLE TAYİN EDİLEN MUTLAK KADİRLERİN KARŞILAŞTIRILMASI

İki sistem arasındaki farklı sonuçlar, iki sistemin mutlak kadirlerinden ileri gelmektedir. Bu yüzden, iki sisteme ait mutlak kadirleri karşılaştırmak gerekmektedir. Steinlin ve Buser sistemi ile tayin edilen mutlak kadirler aşağıdaki durumlar için karşılaştırıldı.

- 1) Tüm yıldızlar için
- 2) Her iki sistemde Disk yıldızı olarak sınıflandırılan yıldızlar için
- 3) Her iki sistemde Halo yıldızı olarak sınıflandırılan yıldızlar için

İki farklı sistem tarafından belirlenen bütün yıldızların mutlak kadirlerinin karşılaştırılması (Şekil 4, 5) de gösterildi. (Şekil 4) de Devler dışındaki tüm yıldızların evrimleşmemiş olduğu varsayılır. (Şekil 4) e bakıldığında hemen hemen tüm yıldızlar $M_x = M_b$ çizgisi üzerindedir.

maktadır. Bu durum, Buser sistemindeki mutlak kadirlerin, Steinlin sistemindeki mutlak kadirlerden daha büyük olduğunu göstermektedir. En büyük ve Ortalama farklar, yaklaşık 3 kadir ile 1.5 kadir arasındadır. Bu da Steinlin sistemindeki ışımaya gücü fonksiyonunun Buser sistemindeki ışımaya gücü fonksiyonundan Gliese (1969) Güneş değerleri ile çok daha iyi uyduğunu gösterir fakat bu sonuç yanıltıcıdır. (Şekil 4) de noktaların orta yerinde görülen boşluk $M_s = M_b$ çizgisine paraleldir. ve İnce disk yıldızlarını Kalın disk ve Sferoid yıldızlarından ayırmaktadır. (Şekil 6, 7). (Şekil 5) deki diagram, Buser sistemindeki kalın disk yıldızlarının % 80 i ile Sferoid yıldızlarının tamamının evrimleşmiş olduğu durum için çizilmiştir.

Evrimleşmiş yıldızları temsil eden yıldızlar $M(G) = (2, 3.5)$ mutlak kadir aralığında bulunurlar. (Şekil 4) ve (Şekil 5) in karşılaştırılması, evrimleşmiş yıldızların çoğunun Sferoid bileşenine ait olduğunu göstermektedir. Her iki sistemde Disk yıldızları olarak sınıflandırılan yıldızların mutlak kadirlerinin karşılaştırılması (Şekil 6) da verilmiştir. Burada, hemen hemen tüm yıldızlar $M_s = M_b$ çizgisi üzerinde bulunurlar. Fakat (Şekil 4) deki yıldızlara göre bu çizgiye daha yakındır. Bu kadirler arasındaki en büyük ortalama farklar yaklaşık 1.5 kadir ve 1 kadirden daha azdır. (Şekil 8) deki diagram, Buser sistemindeki Sferoid yıldızlarının tümünün evrimleşmiş olduğu durum için çizilmiştir. Bu diagramda ki yıldızlar $M(G) = 2 - 3$ değerlerine sahip parlak kadirlerle evrimleşmişlerdir.

İKİ SİSTEMİN MUTLAK KADİRLERİ ARASINDAKİ FARKLILIKLARIN SEBEPLERİ

Steinlin ve Buser sistemlerinde ki mutlak kadirler arasındaki farklılıkların sebepleri şunlardır.

- 1) İki sistemde farklı dönüşüm formüllerinin kullanılması
- 2) İki sistemde mutlak kadirleri belirlemek için kullanılan farklı metotlar

Buser ve Steinlin sistemlerinin (G-R) renk indeksleri arasındaki fark, $\Delta(G-R) = (G-R)_b - (G-R)_s = +0.12$ dir. (Şekil 9) da $\Delta(G-R) - (G-R)_b$ arasındaki ilişki gösterilmiştir. Hemen hemen, tüm noktalar $\Delta(G-R)=0$ doğrusunun üzerindedir. Bu konum $\Delta(G-R) = +0.12 (B-V)$ bağıntısını doğrulamaktadır. $\Delta(G-R) > 0$ oluşu, iki renk diagramındaki yıldızların, Buser sisteminde Steinlin sistemine göre çok daha büyük (G-R) indekslerine doğru hareket ettiğini gösterir. Bu etki, mutlak kadirlerin Buser sisteminde daha fazla hesaplanmasına yol açar. Mutlak kadirler iki sistemde farklı metotlar ile belirlenir. Buser sisteminde bir popülasyondaki bir anakol yıldızının mutlak kadiri (G-R) indeksinin bir fonksiyonudur. (Buser - Fenkart 1990). Diğer yandan, Steinlin sisteminde (G-R) renk indeksine sahip bir yıldızın, (Şekil 10) da gösterildiği gibi, bir kaç tane mutlak kadiri hesaplanabilir. Steinlin sisteminde, bir disk yıldızının mutlak kadiri, standard eğri üzerindeki konumundan hesaplanabilir. Halbuki bir Halo yıldızının mutlak kadiri, Blanketing vektörünün bu standart eğri ile birleştiği noktadaki yerinden hesaplanabilir

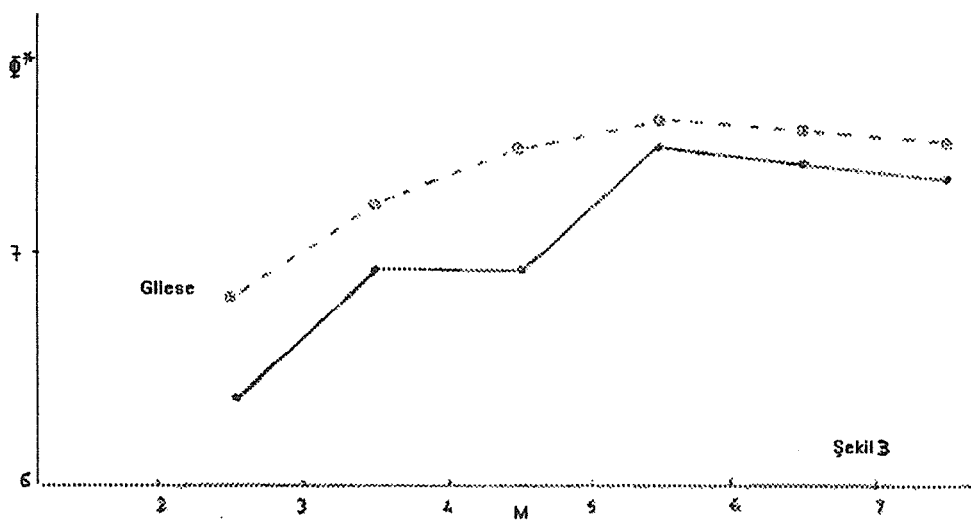
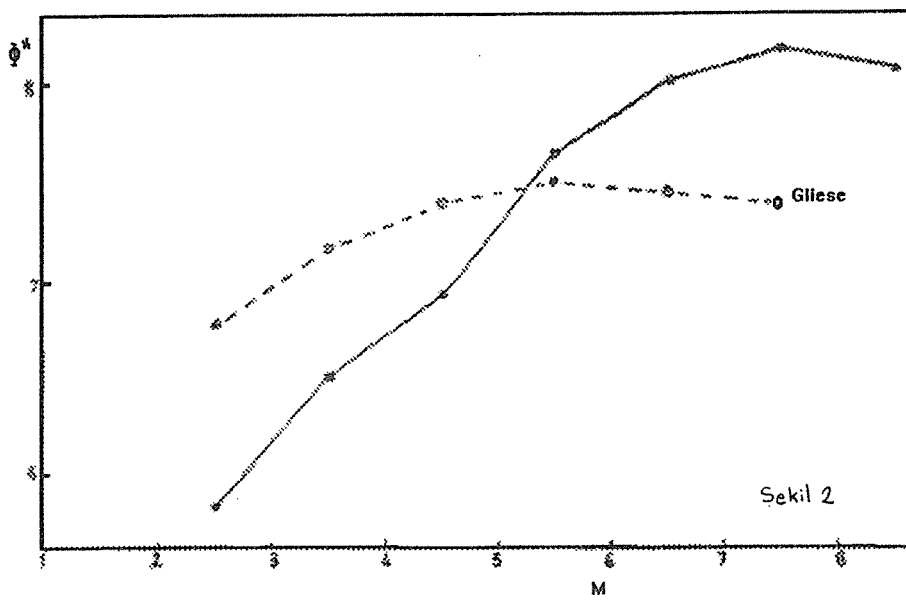
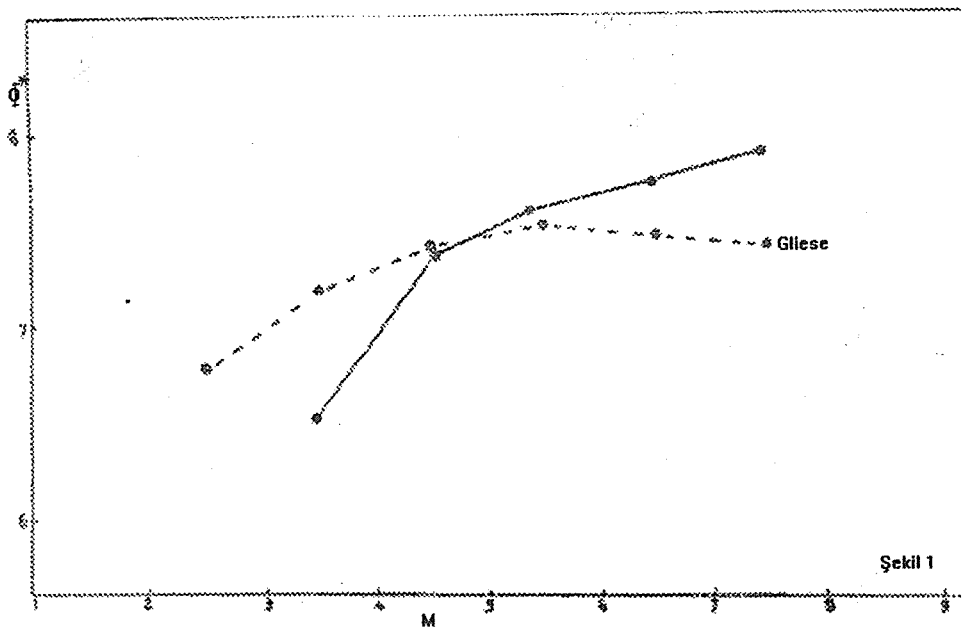
KARŞILAŞTIRMA VE SONUÇ

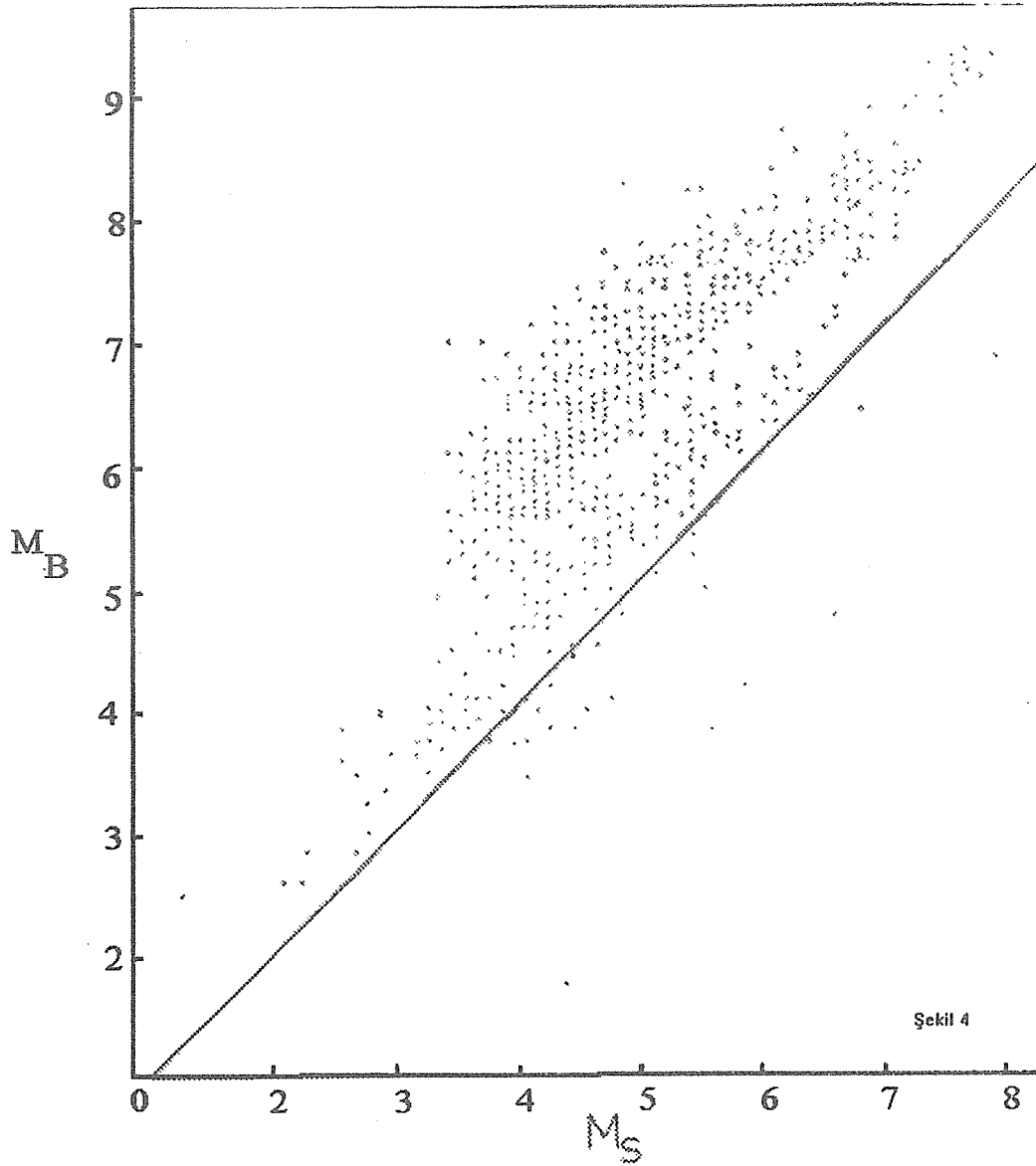
Praesepe yıldız alanında elde edilen veriler, Karaali - Çingilioğlu (1992) tarafından üzerinde çalışılan M67 kümesi doğrultusundaki alana ait veriler ile karşılaştırıldığında, her iki alanda Buser'in sistemi ile elde edilen mutlak kadirlerin Steinlin sistemindeki mutlak kadir değerlerinden büyük olduğu görülür. Fark, iki farklı dönüşüm formüllerinden ve iki sistemde mutlak kadirlerin belirlenmesinde kullanılan farklı metotlardan kaynaklanmaktadır. Steinlin sistemindeki mutlak kadirlerin Buser sistemine ait mutlak kadir değerlerinden az oluşu, Steinlin sistemindeki ışımaya gücü fonksiyonunu parlak mutlak kadirlerle doğru hareket ettirir. Sonuçta Steinlin sistemindeki ışımaya gücü fonksiyonunun Gliese' in değerleri ile uyduğu görülür. Bu yanıltıcı bir sonuçtur. Bunun nedeni de şu şekildedir;

Steinlin sisteminde sistematik bir hata vardır. Üstelik Buser sistemi Atmosfer modelleme bağlıdır ve çok iyi tanımlanmıştır. Bununla birlikte, Kalın disk ve Sferoid deki yıldızların bir kısmının evrimleşmiş olduğunun kabulü ile, Buser sistemindeki ışınma gücü fonksiyonunun Gliese(1969) ışınma gücü fonksiyonu ile uyduğu görülmüştür.(Şekil 3) (Karaali 1992 a, b)

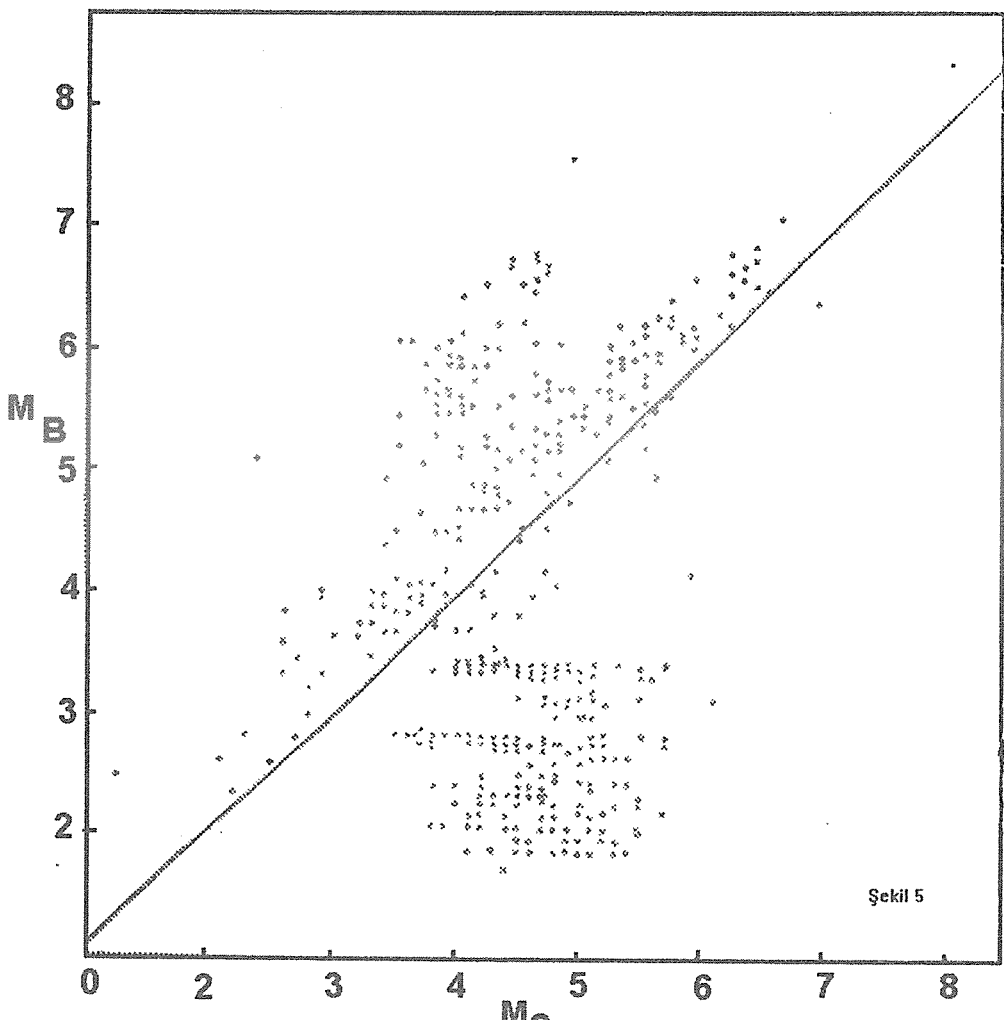
KAYNAKLAR

- Buser, R. (1978), Astron. Astrophys. 62, 425
Buser, R. , Fenkart, R. (1990), Astron. Astrophys. 239, 243
Fenkart, R. (1989), Astron. Astrophys. Suppl. 78, 217
Gilmore, G. , Wyse, R.F.G, (1985), Astron. J. 90, 2015.
Gliese, W. (1969), Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg, No.22
Karaali, S. (1984), Astron. Astrophys. Suppl. 57, 23
Karaali, S. (1992a), VIII.th. National Astronomical Congress Malatya (Baskıda)
Karaali, S. (1992b), VIII.th. National Astronomical Congress Malatya (Baskıda)
Karaali, S., Cingilloğlu, E. (1992) İ.Ü. Astronomi ve Fizik Der. 57, 75 - 90

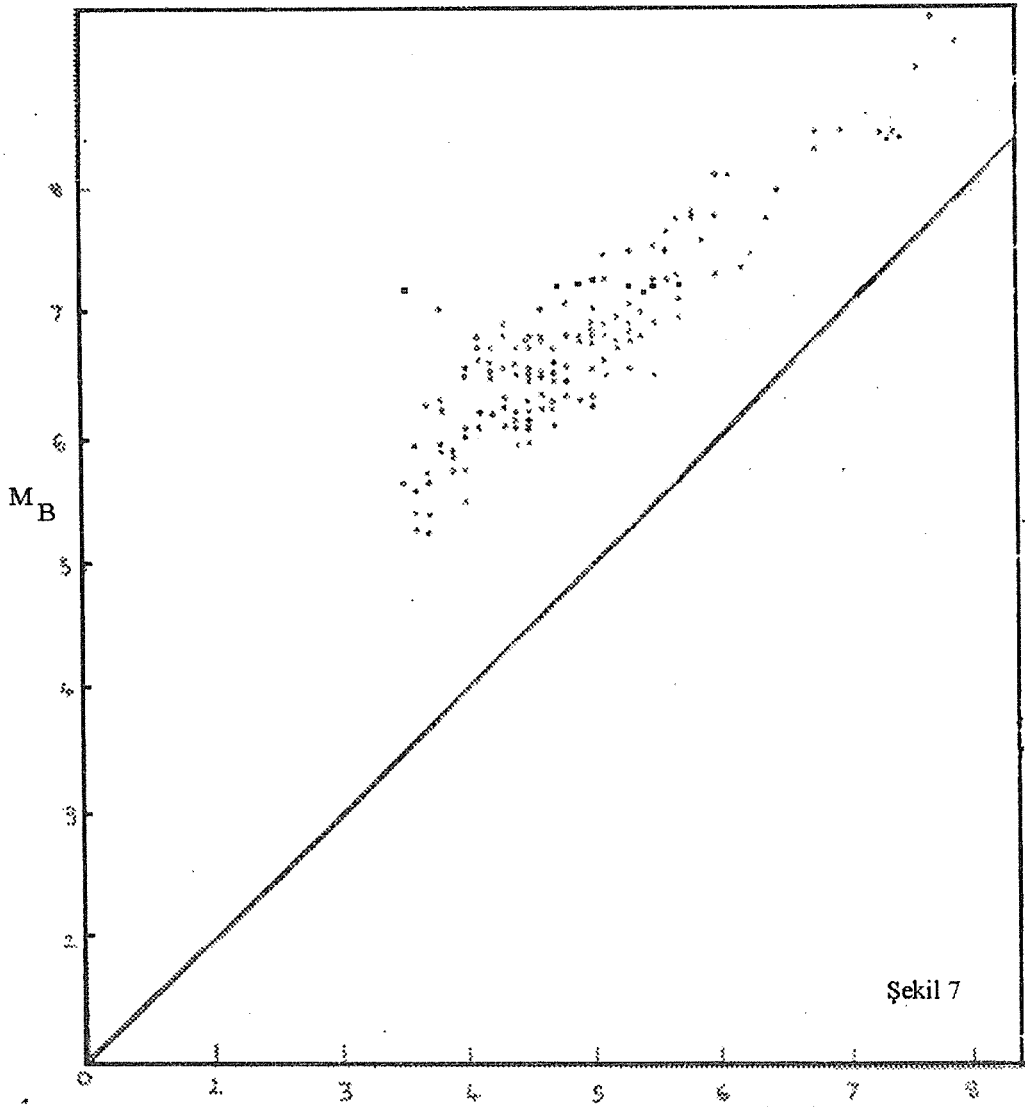
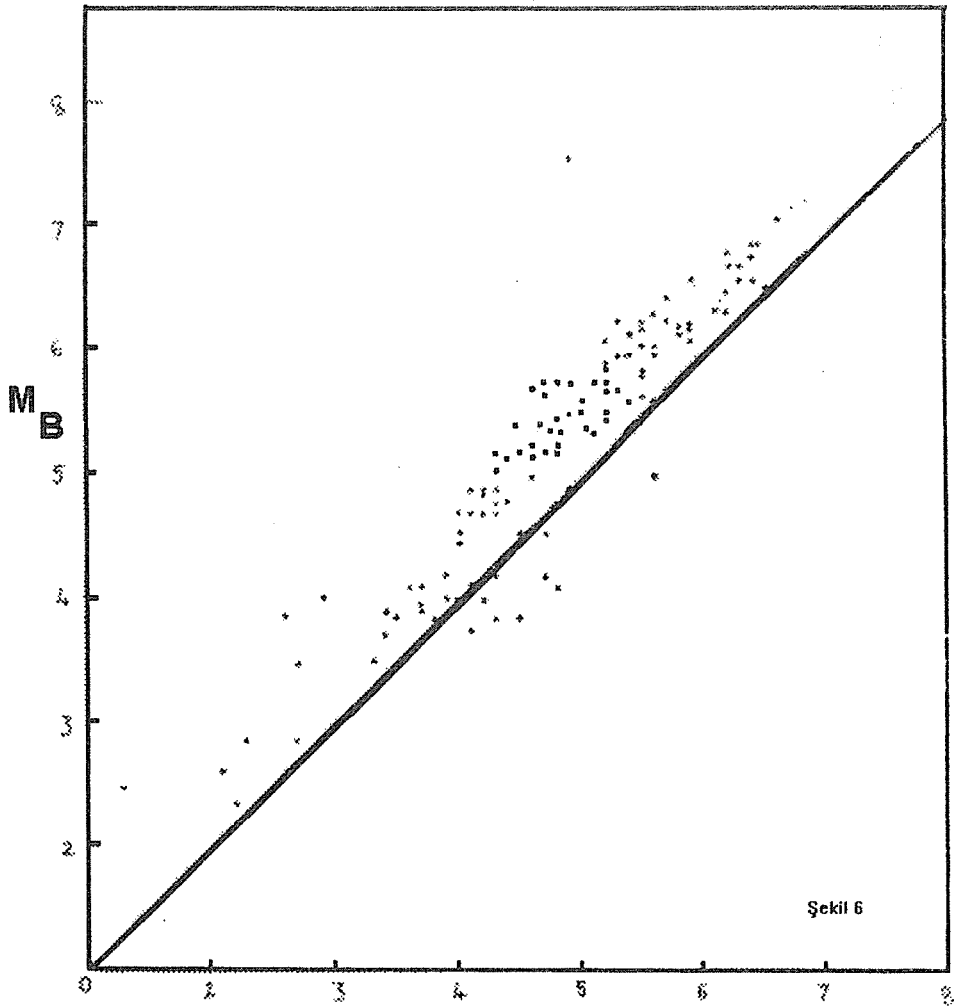


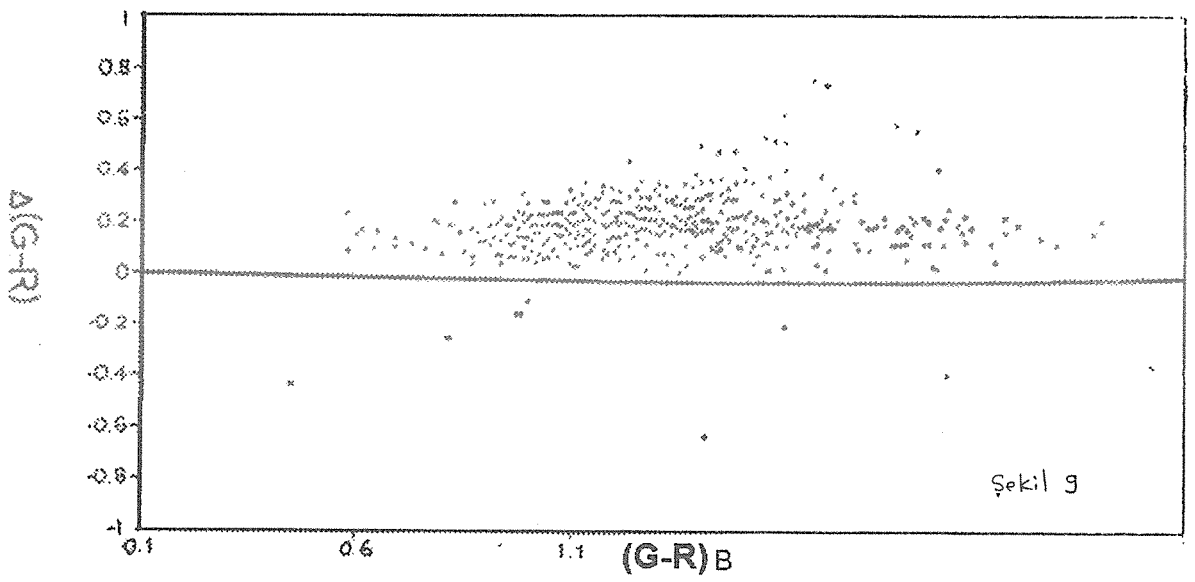
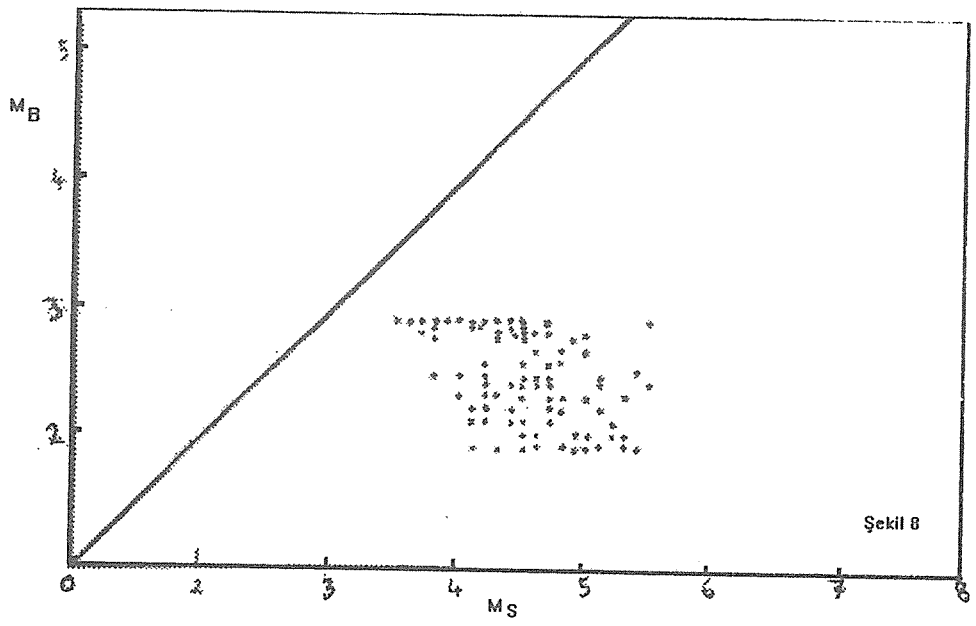


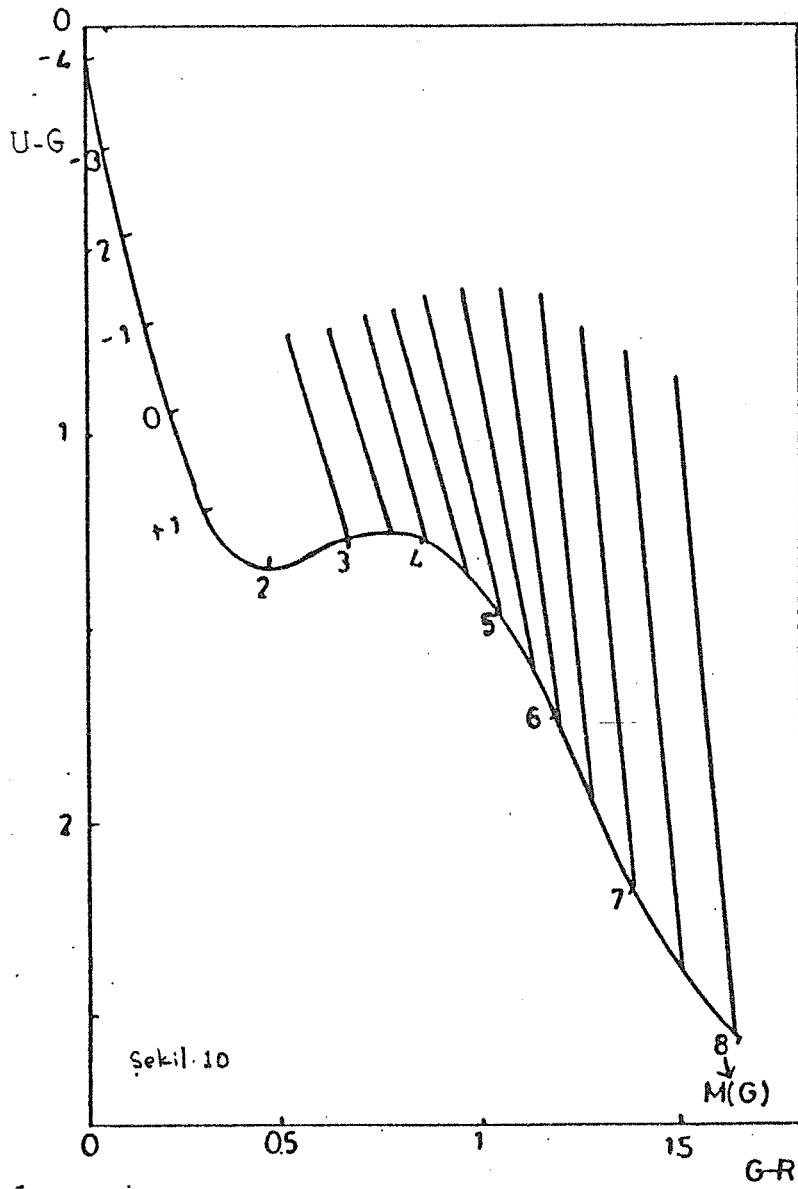
Sekil 4



Sekil 5







Alan Yıldızlarının Popülasyon Tiplerinin Yeni Bir Yöntemle Tayini

Salih Karaali

*İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452, Üniversite-İstanbul*

Bu çalışmada, alan yıldızlarının uzay dağılımı yardımı ile popülasyon tiplerine ayrışması ile ilgili yeni bir yöntem verilmiş ve galaktik koordinatları $l = 65^\circ.5$, $b = +85^\circ.5$ olan SA57 alanında bulunan ve öz hareketleri bilinen 1092 yıldız uygulanmıştır. Evrimleşmiş yıldızların bulunmadığı, $0.72 \leq G-R \leq 1.08$ kadir aralığındaki yıldızların üç modlu dağılımı, Popülasyon I, Ara Popülasyon II, ve Popülasyon II olarak adlandırılan popülasyonların galaksi düzlemine olan z uzaklıklarının tayinine olanak veriyor. Bu z değerleri ile b galaktik enleminin birlikte kullanılması, yıldızların Güneşe olan r uzaklığını verir: $r = z \sin^{-1} b$. Bu çalışmada $b = +85^\circ.5$ olduğundan, $r = z$ dir. Popülasyon I, Ara Popülasyon II, ve Popülasyon II nin z uzaklık aralıkları, sırası ile, $z \leq 1260$, $1260 < z \leq 2885$, ve $z > 2885$ pc olarak bulunmuştur. Bu limit değerlerle $0.72 \leq G-R \leq 1.08$, $1.08 < G-R \leq 1.31$, $1.31 < G-R \leq 1.50$, ve $1.50 < G-R \leq 2.00$ kadir aralığı için kabul edilen $M(G)$ mutlak kadirleri, bu aralıklarda bulunan yıldızların G görünen kadirlerinin hesabını sağlar. Yöntem, galaksinin dönme yönündeki teğetsel hızların dağılımı yardımı ile doğrulanmıştır.

GÜNEŞ KROMOSFERİNE AİT FOTOĞRAFİK GÖRÜNTÜLERİN SAYISALLAŞTIRILMASI VE BUNLARIN ANİMASYONU

Tuncay Özışık

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi
34452 Üniversite - İSTANBUL

Özet : Güneş fiziği çalışmalarında, kromosferin ve burada oluşan aktif olayların görüntülenmesi, büyük önem taşımaktadır. Bu çalışmada, İstanbul Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan kromosfer gözlemleri sonucu elde edilen negatif film formundaki kromosfer görüntülerini, sayısal hale çevirmek için geliştirilen bir metod anlatılmaktadır. Bu metod ile herhangi bir film karesi, yüksek çözünürlükte, bilgisayar ekranına aktarılabilir. Bundan ayrı olarak, gözlenen herhangi bir aktif olayın evrimi ise bir kısmı tarafımızdan geliştirilen bilgisayar programları yardımıyla animasyon haline getirilebilmektedir. Bu sayede tüm olayın gelişimi bir video kaydı gibi izlenebilmekte, tüm görüntüler üzerinde her türlü işlem ve ölçüm yapılabilmektedir. Bilgisayar sağlanabildiği takdirde bazı kromosferik görüntü örnekleri, bir madde çıkışı animasyonu ve programlar takdim edilecektir.

Giriş

Hepimizin bildiği gibi astronomide görüntüleme hemen hemen bütün çalışmaların temelini teşkil etmektedir. Görüntüleme bir hesaplama metodudur. Bilimsel datayı geometrik bir hale getirir ki bu, araştırmacılara kendi simülasyonlarını, hesaplamalarını, data analizlerini, gözlemlerini, günümüzde bilgisayar görüntüleri halinde, ortaya koyma imkanı verir. Bilimsel çalışmayı zenginleştirir.

Gök cisimlerinden bize gelen elektromanyetik ışınım, onları inceleyebileceğimiz yegâne veri kaynağıdır. Birçok durumda bu ışınım, onları ayrıntısıyla inceleyebileceğimiz yeterli bilgiyi taşır, Güneş'te olduğu gibi. Dünya'ya olan yakınlığı dolayısıyla yüzeyini ayrıntısıyla inceleyebildiğimiz tek yıldız olan Güneş, basit bir dürbün ve uygun bir filtre ile oldukça ayrıntılı gözlenebilir ve fotoğraflanabilir.

Günümüzde görüntülemeye kullanılan dedektörlerin CCD gibi bir zirveye ulaşması, astronomları fotoğraf filminden veya plağından kurtarmış, adeta anında sayısal görüntü imkânı vermiştir. Birçok modern güneş teleskobunun odağında fotoğraf veya film makinası yerine CCD'ler yer almaya başlamıştır. Günümüzde bir dürbün, monokromatik bir H α filtresi ve bir fotoğraf makinasından oluşan klâsik bir sistem kromosfer gözlemleri için çoğu zaman yeterli olmakta ve biz de dahil olmak üzere birçok güneş gözlemevinde kullanılmaktadır. Gözlemler sırasında elde edilen negatif filmler, banyo ve kurutma aşamasından sonra 2 yolla incelenebilmektedir:

- 1) Karanlık oda çalışması sonucu görüntüyü istenen bir oranda büyütüp bir fotoğraf kağıdına basmak,

- 2) Bir komparatör yardımıyla film üzerinde birtakım kartezyen koordinat ölçümleri yaparak görüntüyü incelemek

Ne yazık ki ne kadar dikkatli çalışılırsa çalışılsın bunlar nispeten kaba metodlardır ve görüntü kayıpları önemli derecede fazladır, kişisel hatalar, zaman kayıpları ve görüntü üzerinde ayrıca bir işlem yapılamaması, yapılan çalışmayı kısıtlar. O halde, fotoğrafik görüntülerin en yüksek verimle incelenmesini sağlayacak bir metod var mıdır? Evet, onları sayısal hale getirmek. Bunun için kalıcı bir mikrodensidometre, sayısal veriyi kaydedecek manyetik bir kayıt ortamı ve görüntüyü bilgisayarda oluşturabilecek uygun bir yazılım ile fotoğrafik filmden kurulu bir bilgisayar başına geçebiliriz.

Filmlerin Sayısallaştırılması

Kromosferik görüntülerin bulunduğu negatif filmlerin sayısallaştırılması için ilk adım bu filmlerin yüksek ayırma güçlü modern bir mikrodensidometrede taratılmasıdır. Bulgaristan Ulusal Gözlemevi ile İstanbul Üniversitesi Gözlemevi arasında daha önceden başlatılan bir ortak çalışma programı çerçevesinde, oradaki Joyce-Loebl 6 Otomatik Mikrodensidometre'sini bu tarama işlemi için bizzat kendimiz kullanabilmekteyiz. Bu sayede filmler, 20 mikronluk adımlarla otomatik olarak taratılmakta ve veri, bir manyetik bant ünitesinde ikili sistemde kayıt edilmektedir. Daha sonra manyetik banttaki bu veri, bir PC bilgisayara aktarılmaktadır. Bundan sonraki işlem, bu verinin görüntülenmesidir. Bunun için, gereksinimlerimizi tam karşılayacak iki adet bilgisayar programı geliştirildi. Quick Basic 4.5 ile yazılan JLIMG-1 ve JLIMG-2 adlı bu programlar halen geliştirilmektedir.

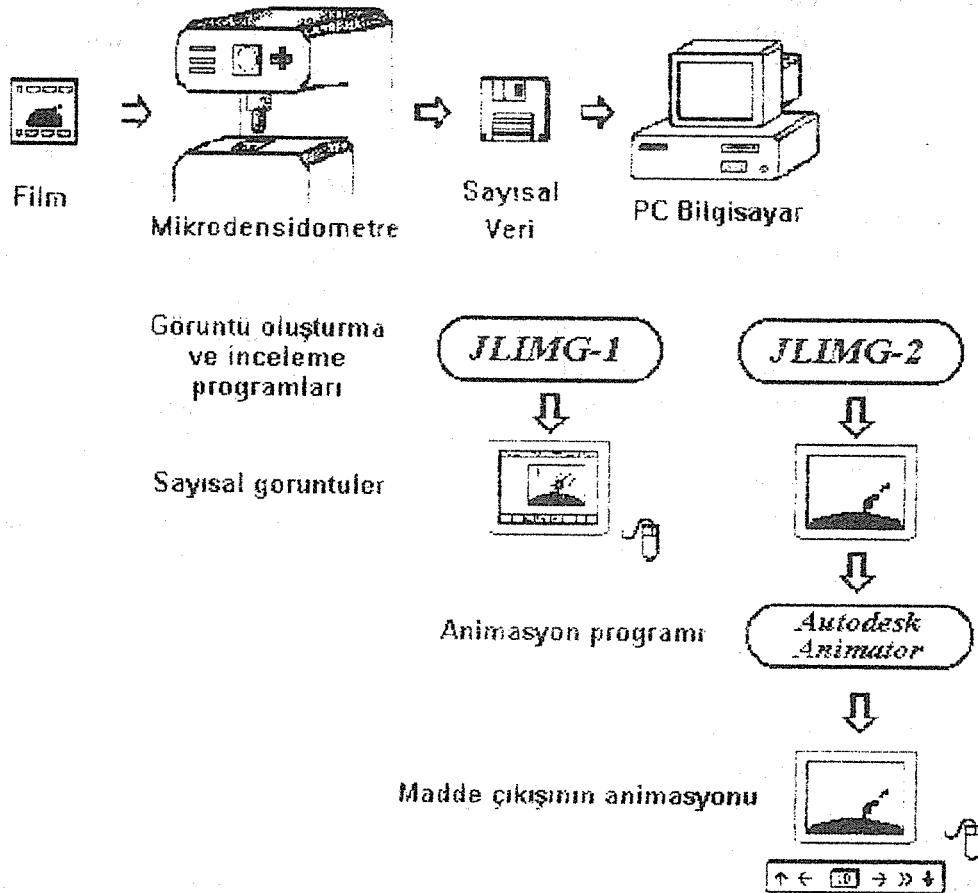
İkili sistemde kaydedilen orijinal mikrodensidometre verilerini doğrudan okuyabilen bu programlardan ilki, taratılan fotoğrafik materyali ki bu bir cam plâk, bir fotoğraf filmi veya bir spektrum olabilir, 640 x 480 piksel formatında ve 16 gri tonlama veya renklendirme yaparak görüntüleyebilmektedir. Ayrıca yoğunluk ölçeği, büyültme küçültme ve görüntüyü PCX, GIF, FITS gibi formatlarda hazırlamak mümkündür. Özellikle bizim çalışmalarımızın yoğunlaştığı surge, spray, aktif prominens gibi kromosferik kenar olaylarının incelenmesi için görüntü üzerinde koordinat sistemi kurulabilmekte, (x,y) koordinatları piksel veya kullanıcının girdiği bir birim sisteminde kolaylıkla ölçülebilmektedir. Program ayrıca kontur haritası oluşturmak için veriyi ASCII formatında düzenleyebilmektedir. JLIMG-2 adlı ikinci program ise, 320 x 200 piksel formatında 64 gri tonlama yaparak tam ekran görüntü oluşturabilmektedir. Bu programın esas amacı bir aktif olayın gelişimini gösteren seri görüntülerin animasyonunu yapabilmek amacıyla kullandığımız *Autodesk Animator* programı için görüntü karelerini hazırlamaktır. Bu şekilde seri görüntüler hazırlandıktan sonra animatör programı ile bunların zamana göre montajı yapılarak sayısal bir film hazırlanmaktadır. Sonuçta olayın tüm gelişimi bir video kaydı gibi izlenebilmekte, ayrıca ileri-geri, kare-kare, hızlı-yavaş oynatma gibi video fonksiyonları da kullanılabilir.

Gözlemevimizde yapılan kromosfer gözlemlerinde Kodak TP 2415 yüksek ayırma güçlü film kullanılmaktadır ve film üzerinde elde edilen güneş görüntüsünün çapı 21 mm'dir. 20 mikronluk adımlarla taratma yaptığımızda elde ettiğimiz ayırma gücü 1325 km/piksel olmaktadır. Yani ekranda 1 piksel, güneş yüzeyinde 1325 km'ye ($\approx 2''$) karşılık gelmektedir. Bir fotosferik granülasyonun ortalama boyutunun 800 -1000 km olduğu düşünülürse bu oldukça iyidir. Taratma hızı 20

mikronun altına indirdiğimiz zaman (5,10 mikron), bu adımlar filmin *granül*lerinden küçük olduğu için görüntü bir işe yaramayacak derecede bozuk olmaktadır.

Burada ana hatları ile anlattığımız sayısallaştırma metodu bir akış şeması şeklinde aşağıda görülebilir. Bu bize olayın gerçek animasyonunu ve özellikle prominens çalışmalarında aşağıda sıralayabileceğimiz avantajları sağlamaktadır:

- 1) Herşeyden önce, bağımsız prominens özellikleri izodensidometrik görüntülerle(kontur haritaları) optik görüntüden çok daha ayrıntılı olarak çalışılabilir.
- 2) İncelenen madde çıkışı olayının zamana bağlı evrimi animasyon ile çok daha kolaylıkla görülebilir. Oysa negatif filmler üzerinde bu imkânsızdır.
- 3) Sayısal görüntülerin kullanılabilirliği sayesinde olaylar tekrar tekrar incelenebilir, bilgisayar disketleri ile kolaylıkla nakledilebilir, aşınma, kalitesi bozulma gibi etkiler söz konusu değildir, çalışılması çok kolay ve rahattır.
- 4) Sayısal görüntüler üzerinde her türlü görüntü-işlem mümkün olduğundan ortaya görüntüye ait birçok yeni özellik çıkarılabilir.



KAYNAKLAR

Richard Berry : *Image Processing in Astronomy*, Sky & Telescope, Nisan 1994, S.30.

McCormick, DeFanti and Brown : *Visualization in Scientific Computing* Report to the National Science Foundation by the Panel on Graphics, Image Processing and Workstations, Temmuz 1987.

DANJON ASTROLABI İLE MALATYA'DA YAPILAN GÜNEŞ GÖZLEMLERİ VE GÜNEŞ'İN YARIÇAPI

¹Hüseyin KILIÇ, ²Orhan GÖLBAŞI, ¹Ahmet İSKENDER

1 İnönü Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Malatya.

2 Akdeniz Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fakültesi, Fizik Bölümü, Antalya.

1. GİRİŞ

Yerin kutbunun hareketi ve dönme döneminin değişimi, Universal Zaman (UT) tayini, konum astronomisinin temel problemleridir. Bu konuları incelemek amacıyla çeşitli aletler geliştirilmiştir. Bunlardan en önemlisi olan Danjon Astrolabı, İnönü Üniversitesinde kurulan gözlem istasyonunda hizmete konularak, 1992 yılında yıldız, 1993 yılında ise Güneş ve Gezegen gözlemleri başlatılmıştır. Bu çalışmada 1993 yılında yapılan Güneş gözlemleri ve yarıçap tayini üzerinde durulmuştur.

Şu anda Dünya üzerinde çok amaçlı 5 Danjon Astrolabı İstasyonu bulunmaktadır. Bu istasyonlar, Fransa, Brezilya, İspanya, Şili ve Türkiye'de bulunmaktadır. Danjon Astrolabı gözlemlerinin değerlendirilmesi sonucunda, kutup hareketi, yerin dönmesi, katalog, başvuru çerçevesi ve Güneş yarıçapının değişimi gibi alanlara katkı yapılmaktadır.

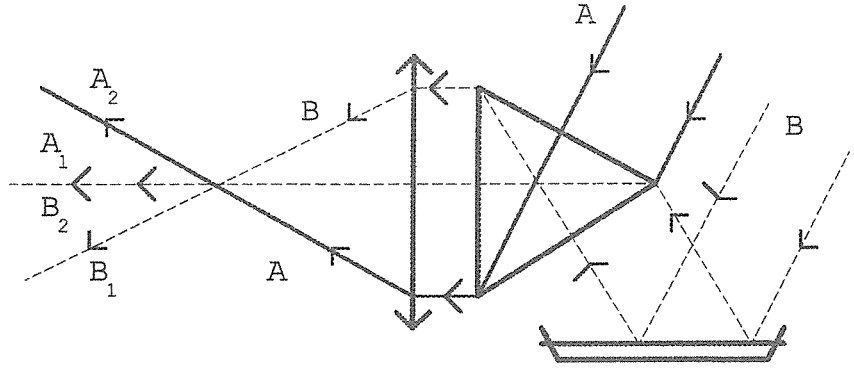
Danjon Astrolabıyla Güneş gözlemleri sonucunda, Güneş'in konumu yanında yarıçapının değişimi de elde edilmektedir. Buradan hareketle Güneş'teki fiziksel olaylara da girilebilmektedir. 1983 yılına kadar yapılan gözlemlerden, Güneş yarıçapının değişiminde 0".59 luk bir değişim ve 1000 günlük dönemli bir salınımın varlığı görülmektedir (Laclare 1983). Delache ve arkadaşları, 1985 ve 1993 yılında yaptıkları çalışmalarda, Güneş'teki nötrüno akısı, yarıçap ve p-modu frekans değişiminin arasında zaman bakımından ilişki olabileceğini söylüyorlar. (Delache et al. 1985) ve (Delache et al. 1993).

Malatya'daki istasyonda Danjon Astrolabı ile Güneşin yarıçap değişimleri $z=30^0$ ve $z=60^0$ zenit uzaklıklarında iki prizma ile gözlemlendi. Bu çalışmada, sadece $z=30^0$ ile yapılan gözlemler üzerinde durulmuştur. Sistem, "eşit yükseklikler metodu" olarak bilinen bir metoda dayanmaktadır. Yani, Güneş'in görüntüsü, biri doğuda diğeri batıda olmak üzere aynı yükseklikten geçerken iki kez gözlenmektedir. Her geçişte Güneş'in iki kenarı gözlenerek, tek bir prizma ile aynı günde Güneş'in kenarı dört kez gözlenebilmektedir. Elde edilen dört kenar gözlemi sonucu, dörtlü bir denklem takımında kullanılarak en küçük kareler yöntemi ile çözülmekte ve Güneş'in yarıçapı bulunmaktadır.

Gözönüne alınan 37 gözlem gününden 28 gözlem gününde, eksiksiz gözlem yapılmıştır. Bu gözlemlerin 22 takımı Hüseyin Kılıç tarafından, son 6 takımı ise Orhan Gölbaşı tarafından gerçekleştirilmiştir. 28 gözlem üzerinden ortalama yarıçap $959''.31 \pm 0''.10$ olarak bulunmuştur. CERGA Gözlemevinde 1975 yılından 1987 yılına kadar F. Laclare tarafından yapılan gözlemlerin tümü dikkate alındığında bulunan ortalama Güneş yarıçapının $959''.45$ olduğu görülmektedir. Bu çalışmada bulunan sonuç, CERGA Gözlemevinin sonucu ile karşılaştırıldığında büyük bir yakınlık görülmektedir. Bu sonuç diğer gözlemevlerinin sonuçlarıyla da karşılaştırılmıştır.

2. YÖNTEM VE GÖZLEMLERİN İNDİRGENMESİ

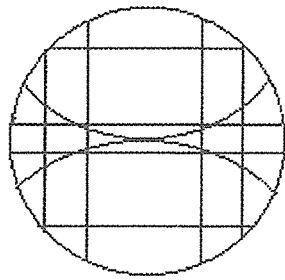
Astrolab, tamamen ufuk koordinat sisteminde çalışacak şekilde tasarlanmıştır. Hazırlanan gözlem programında, gözlenecek gök cisminin prizmanın taban açısı ile tayin edilen yükseklikten geçiş zamanı ve o sıradaki azimutu bellidir. Gözlemci, aleti bu azimuta ayarlayarak beklemeye başlar. Gök cismi, bu yüksekliğe gelmeden çok az önce şekil-1'de görüldüğü gibi, biri doğrudan doğruya üstten (A), diğeri civa aynasından yansyarak alttan (B), prizmaya dik olarak giren ışınlarla oluşan gök cisminin iki görüntüsü görüm alanında görülür. Bu iki görüntünün birbirine kavuştuğu an, gök cisminin yükseliği prizmanın taban açısına eşit yükseklikte bulunduğu andır. Ancak prensipte bu iki görüntü üst üste çakıştırılmaz, mikrometreye bağlı bir vida ile çakışmadan 1 saniye kadar önce yan yana getirilirler.



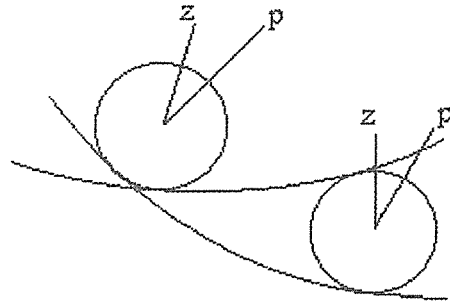
Şekil-1. Gök cisminin, prizma ve civa aynası üzerine düşen ışık demetlerinin odaklanması

Görüntülerin çakıştığı odak noktasına konulan bir wollastron prizma ile ışık demetleri A_1 , A_2 ve B_1 , B_2 gibi demetlere ayrılır. Ancak A_2 ve B_1 demetleri uygun perdeler konarak engellenir.

Güneş gözlemleri bundan farklıdır. Tabiatıyla, alette de bazı ek parçalar kullanılır. Prizmanın önüne bir filitre konarak, Güneş'in görüm alanındaki parlaklığı Ay'ın parlaklığı mertebesine indirilmiştir. Güneş'in tüm görüntüsü yerine, birinci geçişte üst kenar ve ikinci geçişte de alt kenar, belli bir yüksekliğe geldiği an tayin edilir.



a)



b)

Şekil-2. a)Güneş'in görüm alanındaki görüntüsü, b)Güneş'in meridyenden geçiş anı.

Görüm alanında Güneş'in kenarının iki görüntüsü Şekil-2(a)'daki gibidir. Şekil-2(b) de Güneş meridyeni geçtikten sonra, önce alt ve daha sonra da üst kenarının aynı yükseklik paralelinden geçişi temsil edilmektedir. Meridyenden önce bunun tam tersi olur. Böylelikle, bir tek prizma ile meridyenden önce ve sonra olmak üzere, Güneş'in kenarının aynı yükseklikten 4 kez geçişi gözlenebilmektedir.

Astrolabla gözlemlerin indirgenmesi, "Eşit Yükseklikler Yöntemine" dayanır. Gözlemde elde edilen başlangıç verileri, gök cisminin bir almukantarattan geçiş anıdır. (almukantarat; ufka paralel küçük dairelerdir). Zenit uzaklığı, prizmanın taban açısı ile belirlenir. Temel astronomik denklemler kullanılarak aşağıdaki temel denklem elde edilir.

$$- \partial h = 15 \cos \phi \sin Z [f(UT_0 - UTC) - \Delta\alpha + \Delta L] + \cos Z \Delta\phi + \partial z \pm \Delta d + \cos S \Delta\delta$$

Burada, $-\partial h$ gözlenen değerler; z , zenit uzaklığı; ΔL , istasyonun boylamındaki deðişim; $\Delta\phi$, istasyonun enlemindeki deðişim; $\Delta\alpha$ ve $\Delta\delta$, Güneş'in koordinatlarındaki düzeltmeler; Δd , Güneş yarıçapındaki deðişim; S , Güneş'in paralaks açısı; Z , zenit açısı; UT_0-UTC , yerel olarak uyarlanmış bir boylam kullanarak yıldız gözlemlerinden elde edilen UT (Gerçek değer) ile koordine edilmiş Universal Zaman arasındaki fark ve f , yıldız zamanı ile UT_0 arasındaki çarpandır. UT_0 , gözlenen UT zamanıdır. Çok iyi gözlem koşullarında ve aynı günde iki kenarın doğu iki kenarın da batıda gözlenmesiyle 4 denklem elde edilir. Almukantarat, paralel eğrisi, günlük aberasyon, refraksiyon, koordinatların ve sistematik hataların düzeltilmesiyle elde edilen 4 denklem takımı;

$$B_{SE} = -15 \sin Z_{SE} \cos\phi \Delta\alpha + Y + \Delta d$$

$$B_{IE} = -15 \sin Z_{IE} \cos\phi \Delta\alpha + Y - \Delta d$$

$$B_{IW} = +15 \sin Z_{IW} \cos\phi \Delta\alpha + Y - \Delta d$$

$$B_{SW} = +15 \sin Z_{SW} \cos\phi \Delta\alpha + Y + \Delta d$$

olur. Burada, $Y = \cos S \Delta\delta + \partial z$, ve B, 4 kenar için kronolojik olarak (gözlenen - hesaplanan) artık değerlerdir. Bu 4 denklem, en küçük kareler yöntemi ile çözümlenerek Y , $\Delta\alpha$ ve Δd nin değerleri bulunur. Bulunan Δd değerleri,

$$d = 1/2 D * \Pi_0 / \Pi_G \pm \Delta d$$

denkleminde yine yazılarak d hesaplanır. Burada, d ; Güneş'in yarıçapı, D ; ham olarak elde edilen Güneş yarıçapı değeri, Π_0 ; Güneş paralaksının almanak değeri, Π_G ; günlük paralaks değeridir.

3. SONUÇ VE TARTIŞMA

Bu çalışmaya esas teşkil eden gözlemler, 30° zenit uzaklığında 18 Temmuz ile 23 Ağustos 1993 tarihleri arasında gerçekleştirilmiştir. Gözönüne alınan 37 gözlem gününden 28 gözlem gününde eksiksiz gözlem yapılmıştır. Yani, Güneş'in kenarı aynı günde 4 kez gözlenebilmiştir. Bu gözlemlerden 22 takımı Hüseyin Kılıç tarafından, son altı takım ise Orhan Gölbaşı tarafından yapılmıştır. 30° zenit uzaklığında yıldız gözlemleri de yapıldığından, gözlemlerin indirgenmesinde kullanılan alet ve prizma ile ilgili tüm veriler, yıldız gözlemlerinden elde edilmektedir.

İndirgemeler sonucunda Güneş'in ortalama yarıçapı, Hüseyin Kılıç tarafından $959''.22 \pm 0''.12$, Orhan Gölbaşı tarafından $959''.65 \pm 0''.18$ olarak bulunmuştur. Tüm gözlemlerin ortalaması alındığında bu değer $959''.31 \pm 0''.10$ olmaktadır. Bu çalışmadaki gözlemler kısa bir süreyi kapsamakla birlikte, diğer gözlemlerinde bir yılda elde edilen gözlem takımı sayısından daha fazladır. Zaten 30° zenit uzaklığında Güneş'in durumu nedeniyle 4 ay kadar gözlem yapılabilir. Bu çalışmada eksiksiz gözlem takımı 28 iken, San Fernando'da (İspanya) 1991 yılında 25 eksiksiz gözlem yapılmıştır (Sanchez 1991). CERGA (Fransa) Gözlemevinde 30° zenit uzaklığında 1978 yılında 18 takım gözlem yapılabilmiştir (Chollet 1981). Bu gözlemevinde aynı zenit uzaklığında 1979'da 18, 1980'de 19 eksiksiz gözlem yapılmıştır (Bougeard 1983). 1981'de ise gözlem sayısı 12 dir (Laclare 1983). CERGA Gözlemevinde 1975 yılından 1987 yılına kadar F. Laclare tarafından yapılan gözlemlerin tümü dikkate alındığında, bulunan ortalama yarıçap (2700 ölçüm) $959''.45$ olmaktadır (Laclare 1987). Yine CERGA Gözlemevinde 1975 yılında 1990 yılına kadar yapılan gözlemlerde 30° zenit uzaklığında yıllık ortalama değerler $959''.14$ ile $959''.88$ arasında değişmektedir (Laclare et al. 1991). Sao Paulo' (Brezilya) daki Valinhos Gözlemevinde 1974-1987 yılları arasında yapılan gözlemlerde ise ortalama Güneş yarıçapı, $958''.51$ ile $959''.27$ arasında bulunmuştur (Leister 1989). 1990 yılında Güneş gözlemlerine başlanan San Fernando'da 1991 yılında elde edilen sonuç $958''.86 \pm 0''.25$ şeklindedir (Sanchez 1991). yine 1990 yılında gözlemlere başlanan Sntiago du Chili Gözlemevinde ise Güneşin ortalama yarıçapı 1991 ve 1992 yıllarında, CERGA'ya göre 1" büyük bulunmuştur (Chollet et al. 1993).

Görüldüğü gibi, Malatya Danjon Astrolabı Gözlemevinde elde edilen sonuçlar, 15 yıllık CERGA Gözlemevinin sonuçlarıyla tam bir uyum içindedir. 13 yıllık Valinhos Gözlemevinin sonuçlarıyla ise yaklaşık bir uyum olduğu görülmektedir. Güneş Gözlemlerine, bizden bir yıl önce başlayan 2 gözlemevinden San Fernando'da bulunan sonuçlar, yukarıdaki sonuçlardan biraz küçüktür.

Santiago du Chili'nin sonuçları ise 1" kadar büyüktür. Özellikle Santiago du Chili'nin sonuçlarını yorumlamak için, Malatya Danjon Astrolabı Gözlemevinde elde edilecek sonuçlar beklenmekteydi (Chollet 1993). Çünkü bu gözlemevinde kullanılan sistem ile Malatya'daki sistem tamamen aynıydı. Malatya'da da 1" fazlalık bulunmuş olsaydı, sistemden gelen bir sistematik hata araştırılacaktı. Malatya Gözlemevinde 1993 yılında 60° zenit uzaklığında yapılan gözlemlerde de elde edilen sonuçlar, 30° zenit uzaklığında yapılan sonuçlarla tam bir uyum içindedir.

KAYNAKLAR

Bougeard, M; Chollet, F; Laclare, F: Analyse des observations du soleil a l'Astrolabe du CERGA, Astron. Astrophys.126: 161-169 (1983).

Chollet, F.: Observation du soleil a l'Astrolabe, These de doctorat d'Etat, Université Pierre et Marie Curie: (Paris 1981).

Chollet, F.; Noel, F.: Le Nouvel Astrolabe de Santiago du Chili, Description de l'Instrument et premiers Resultats, Astron. Astrophys. (yayına kabul edildi): (1993).

Delache, P.; Laclare, F; Sadsaoud, H: Long period oscillations in solar diameter measurements, Nature. vol.317. n. 6036: 416-418 (1985).

Delache, P.; Gavryusev, V; Gavryusev, E.; Laclare, F.; Regulo, C; Cortes, T.R.: Time correlation between Solar Structural Parameters: p-mode frequencies, radius and neutrino flux, Astronomical Journal. 407: 801-805 (1993).

Laclare, F.; Glentzlin, M.: Observations du soleil a l'Astrolabe du CERGA, Astron. Astrophys. Suppl. ser. 52: 265-267 (1983).

Laclare, F.; CR. Acad. Sci., t.305, ser. 2:451-454 (Paris 1987).

Laclare, F.; Merlin, G: CR. Acad. Sci., t.313, ser. 2:323-330 (Paris 1991).

Leister, N.V.: Tese de Doutorado, Ins. Astron. e Geofis: (1989).

Sanchez, M.: Nuevo Astrolabio Polivalente del Real Instituto y Observatorio de la Armada, Doktora Tezi, Barcelona Üniv.: (Barcelona 1991).

GÜNEŞ LEKE ÇEVİRİMLERİNİN HARMONİK BOZULMASI

Haşmet Bölge

Kandilli Rasathanesi, Boğaziçi Üniversitesi, 81220 Çengelköy, İstanbul

GİRİŞ

Güneş yüzeyi üzerinde "güneş lekesi" olarak isimlendirilen manyetik alan yoğunlaşma bölgelerinin manyetik şiddetinin (3000-4000 gauss) ve sayısının 11 yıllık değişim periyodu güneş içinde manyetik alanın osilasyonda bulunduğunu gösterir. Manyetik çevrim olarak bilinen osilasyona neden olan Manyetik Dinamonun lineer olmaması güneş yüzeyi üzerindeki leke sayısından elde edilen çevrimin genliğini sınırlar (*modülasyon*). Konveksiyon bölgesinde akı tüpleri (*flux tubes*) şeklinde yoğunlaşmış bulunan manyetik akı, konveksiyon akımları ve manyetik buoyancy ile güneş yüzeyine taşınır. Manyetik alan ile konveksiyon akımlarının etkileşmesi (*feedback process*) akı tüplerinin yukarı taşınmasını geciktirir. Zamana-bağımlı bir gecikme (*delay*) leke çevrim profillerinde bozulmalara neden olur. Leke çevrimi normal bir sinüzoidal eğri şeklinden üçgen şeklini alır. Akı tüplerinin taşınmasının üçüncü veya daha yüksek dereceden eğrisel karakteristiği leke çevrimlerinde harmonik bozulmalara (*Harmonic Distortion*) neden olur. Spektrumlarda modüle eden frekansların yanında bozulmadan ileri gelen yeni frekanslar oluşur.

AKI TÜPLERİNİN TAŞINMA EĞRİSİ

$R_{in}(t)$ konveksiyon bölgesindeki akı tüpü sayısı, ve $R_{out}(t)$ de manyetik alan ve konveksiyon akımı etkileşmesinden sonra yüzeye ulaşabilen manyetik akı tüpü sayısı olsun. $R_{in}(t)$ ve $R_{out}(t)$ arasındaki bağıntı lineer ise spektrumlarda yeni frekanslar oluşmaz, sadece temel frekans aralığı oluşur. Feedback olayını düşünürsek, $R_{in}(t)$ ve $R_{out}(t)$ arasındaki lineer olmayan bağıntı Şekil 1 deki gibi olur. $R_{in}(t)$ arttıkça manyetik alan konveksiyon akımlarını etkiliyeceğinden akı tüplerinin yüzeye taşınması engellenir. Bu nedenle, $R_{in}(t)$ artarken yüzeydeki leke sayısı, R_{out} , belli bir değerde doyar. Bu lineer olmayan taşınma karakteristiği matematiksel olarak şu şekilde ifade edilir :

$$R_{out}(t) = a_1 * R_{in}(t) + a_2 * R_{in}^2(t) + a_3 * R_{in}^3(t) + \dots \quad (1)$$

Bu denklemde $R_{in}(t)$ modüle olmuş dalga olarak kabul edilmiştir. a_1, a_2 ve a_3 sabit katsayılarıdır. Denklem (1) deki ilk terim $R_{in}(t)$ ve $R_{out}(t)$ arasındaki lineerliği gösterir ve çizgi spektrumunda temel frekans aralığını oluşturur. İkinci terim pozitif ve negatif çevrimler arasındaki simetrisizliği gösterir. Son olarak, üçüncü terim çizgi spektrumunda tek (*odd*) harmoniklerin, özelliklede üçüncü harmoniğin oluşmasına neden olur (Şekil 2). $n=39$ ve $n=65$ spektrel çizgilerine karşılık gelen f_{39} ve f_{65} frekansları f_{13} temel

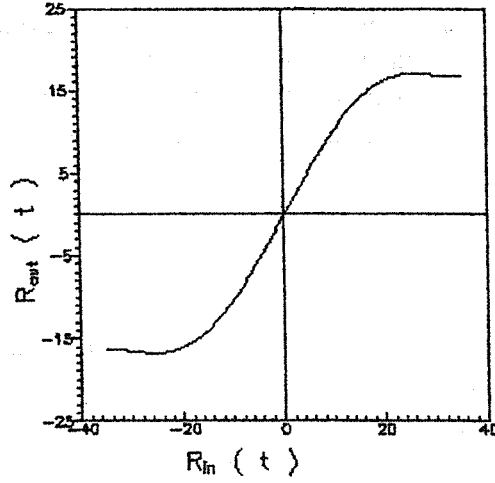
frekansının 3. ve 5. harmonikleridir.

YENİ FREKANS OLUŞUMU

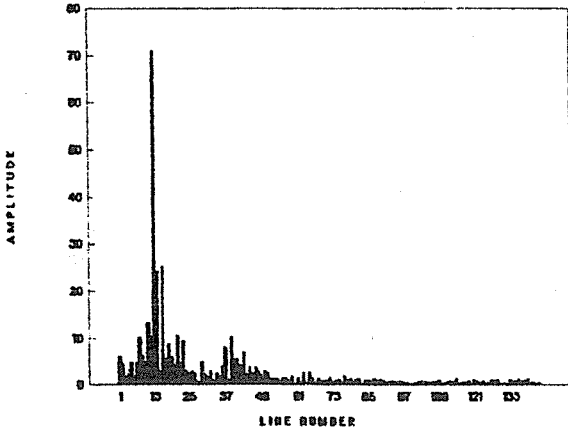
$R_{in}(t)$ yi manyetik çevrim osilasyonu ve modüle eden dalga osilasyonunun toplamı şeklinde kabul edelim :

$$R_{in}(t) = E_{13} \sin(w_{13} t) + E_{16} \sin(w_{16} t) \quad (2)$$

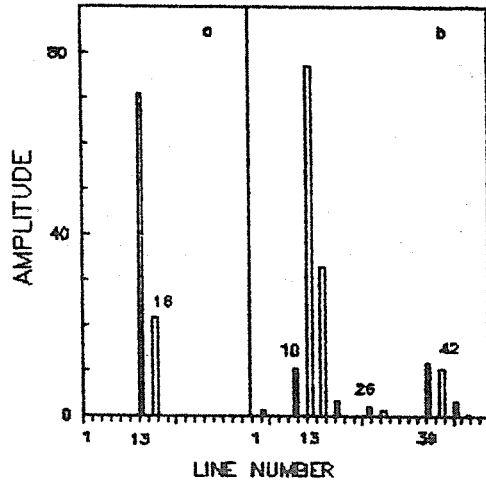
Denklem (2) deki 13 ve 16 sayıları temel frekansa ve modüle eden frekansa karşılık gelen spektrel çizgileri gösterir. E_{13} ve E_{16} söz konusu çizgilerin genlikleridir. Denklem (2) yi Denklem (1) de yerine koyduğumuz zaman, R_{out} dalga formunun spektrumu Şekil 3 deki gibi olur. Harmonik bozulmanın neden olduğu yeni frekanslar şekilde açıkça görülür. İkinci derece teriminden $2f_{13}$, $2f_{16}$ ve $f_{13} \pm f_{16}$ frekansları, üçüncü derece teriminden $3f_{13}$, $3f_{16}$ ve $2f_{13} \pm f_{16}$ ve $2f_{16} \pm f_{13}$ yeni frekansları oluşur. Böylece, harmonik bozulma temel frekans aralığının üç katı genişlikte üçüncü harmonik frekans aralığını oluşturur. $f_{13} - f_{16}$, $2f_{13} - f_{16}$ ve $2f_{16} - f_{13}$ gibi fark gösteren frekanslar temel frekans aralığına düşer. f_{10} yeni frekansı $2f_{13} - f_{16}$ frekans farkından oluşur. Şekil 2 deki çizgi spektrumuna ilk bakıldığında f_{13} temel frekansını modüle eden f_{10} ve f_{16} gibi iki modüle eden frekans gözükür. f_{16} frekansına temel frekans beat eden frekans olarak bakarsak, f_{10} frekansı dinamonun lineer işlememesinden ileri gelen harmonik bozulmanın neden olduğu yeni frekans bileşeni olarak gözükür.



Şekil 1



Şekil 2



Şekil 3

ASTRONOMİ TOPLANTISI POSTERLERİ

Yarı-Düzenli Değişen Yıldızların Öz Hareketleri

Z. Aslan, O. Gölbaşı H. Dündar

Kritik Frekansın (F0F2) Güneş Aktivitesine Bağımlılığı

T. Ataç, Y. Tulunay, A. Özgüç, I. Stanislawski, L. Altaş, O. Barlas
Güneş Spektrumundaki Fraunhofer Çizgilerinin Diferansiyel Asimetritlerinin Çizgi Dahilindeki Değişimi Hakkında

M. Başal

SW Lac Örtün Çiftinin Dönem Değişimi

T. Baysal

Güneş Leke Çevrimlerinin Alçak Frekans Modülasyonu

H. Bölge, L. Altaş

W Uma'nın Dönem Değişimi

N. Çaktır

Manyetik Özel Yıldızların Etkin Sıcaklıkları, Yüzey

Graviteleri ve Görsel Bölge Akıları Üzerine

H. Çalışkan

AB And Çift Yıldız Sisteminin Dönem Analizi

O. Demircan, E. Derman, A. Akalın, S. Selam, Z. Müyesseroğlu

BK Peg Çift Yıldız Sistemi

O. Demircan, Y. Kaya, Z. Tüfekçioğlu

Çift Yıldızların Aurelie Yakın-Kızılötesi Tayfsal Atlası

L. Denizman, H. Gülseçen, T. Saygıç

HL CMA Cataclysmic Değişen Yıldızının Rüzgar Özellikleri

S. Güler, T. Ak, M. T. Özkan, T. Saygıç, H. H. Esenoğlu

AE Aqr X-Işını Çiftinin Fotometrik Gözlemleri

B. Gürol

Güneş Spektrumundaki Fraunhofer Çizgi Profillerinin Asimetri Katsayısı

D. M. Kuli-Zade, M. Başal

BD + 53° 2262 X-ışını Çiftinin 1994 UBV Fotometrisi

S. Özdemir

Bazı Algol Sistemlerinin Fotoelektrik Fotometri Sonuçları

S. Özdemir, M. Tanrıver

Algol Türü TX UMa, R CMA ve RW Per'in Dönem Analizi

S. Selam, O. Demircan

A. Ü. Gözlemevinde Gözlenen Bazı Örtün Çiftlerin Işık Eğrileri

S. Selam, Z. Müyesseroğlu

AK Her Örtün Çiftinde Dönem Değişimi

B. Yaşarsoy

