

İstanbul Üniversitesi
Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Astronomi Derneği

VII. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ

10 - 15 Eylül 1990

Editör

Prof. Dr. Kâmuran AVCIOĞLU

Silivri - İSTANBUL

1 9 9 1



Türkiye’de astronominin gelişmesi doğrultusunda çalışmayı yaşam tarzı edinmiş ve bu yönde ölümsüz eserler bırakmış çok sevgili hocamız ve meslektaşımız Sayın Prof. Dr. Kâmuran Avcioğlu’nun aziz hatırasına.

İÇİNDEKİLER

<i>Toplantı Programı</i>	V
<i>VII.Ulusal Astronomi Toplantısına Katılanların Listesi</i>	XI
<i>Açılış Konuşmaları</i>	
Prof.Dr.Kamuran Avcıoğlu	XII
Prof.Dr.Dilhan Eryurt	XIII
Prof.Dr.Gökmen Tektunalı	XV
Prof.Dr.Nüzhet Gökdoğan	XVI
1- <i>Yıldızlarda Dönme ve Türbülans</i>	
H. Kırbıyık	1
2- <i>Yarı-Göreceli Yarı-Soysuz Elektron Gazı İçin</i>	
<i>Basıncın Hesaplanması</i>	
M. Yıldız	43
3- <i>Anakol Yıldızları İçin Kütle-Yarıçap ve</i>	
<i>Kütle-Parlaklık Bağınıtları</i>	
G. Kahraman, O. Demircan	51
4- <i>Spiral Galaksilerin Rotasyonel Özellikleri ve</i>	
<i>Hubble Tipleri</i>	
G. Tektunalı, F. Tektunalı	67
5- <i>Galaksiler ve Kozmoloji</i>	
F. Tektunalı, G. Tektunalı	79
6- <i>Friedmann Evrenlerinin Rotasyonel Pertürbasyonları</i>	
C. Battal, İ. Yavuz, H. Baysal	85
7- <i>Bir "COASTING" Uyuşuk Kozmolojide Quasar Evrimi</i>	
E. Rıza, H. Mutuş, S. Erbil, K.G. Akdeniz	91
8- <i>Çift Kabuk Yanmalı 5 M_☉ H-He Yıldızın Radyal</i>	
<i>Titreşimleri</i>	
H. Kırbıyık	101
9- <i>Yakın Çift Yıldızların Spektroskopik Verilerinin</i>	
<i>Değerlendirilmesi</i>	
T. Özkan, A.Esendemir	103
10- <i>VH Hydri' nin Optik ve Morötesi Gözlemleri</i>	
T. Saygac	121
11- <i>GK Per'in Morötesi Spektrumu</i>	
H. Esenoğlu.	137
12- <i>UV Psc ve ER Vul Örtün Çift Yıldızlarının Bozulmuş</i>	
<i>Işık Eğrilerinin Analizi</i>	
C. İbanoğlu, Z. Tunca, S. Evren, C. Akan, V. Keskin ...	153

13-	RS CVn Yıldızlarında Görülen Yüzey Aktivitesinin Çeşitli Yıldız Parametreleriyle Olan İlişkisi S. Evren	173
14-	LS Delphini (HD199497) Yakın Çift Yıldızının Dönem Analizi S. Selam, O. Demircan, E. Derman	183
15-	00 Aquilae Değeri Çift Yıldızı O. Demircan	193
16-	Türkiye' de Ulusal Astronomi Çalışmaları 11 E. Derman	207
17-	Gama Işınları Astrofizikinde Son Gelişmeler M.E. Özel	221
18-	Radyo Atarcaları Işının Süreçleri R. Pekünlü	237
19-	2CG013: Aynı Enerjide Kozmik Işınlara Kaynağı mı ? M.E. Özel, J.F. Ormes, A. Akyüz	243
20-	Ariel 4 Uydusu Verileriyle Cusp Bölgesi Sınırlarının Saptanması G. Kandemir, Y. Tulumay	249
21-	OB Yıldızları Doğrultusundaki Kolon Yoğunlukları ile Kızarma Arasındaki İlişki H. Mentese	261
22-	22. Güneş Leke Çevriminin Çıkış Kolunun İncelenmesi A. Ökten	273
23-	Güneş Leke Gruplarının Oluşumunda Coriolis Kuvvetinin Etkisi H. Gülseçen	281
24-	Fotometrik Gözlemler, İndirgenmesi ve Değerlendirilmesi N. Güdür	297
25-	BX Andromedae' nin Fotometrik Analizi Ö. Gülmen, N. Güdür, C. Sezer, B. Kılınc	319
26-	Reverse Algol Türü Yarı-Ayrık Örtün Çift GO CYGNİ C. Sezer, N. Güdür, Ö. Gülmen	325
27-	DH Leo Dizgesinde Fotometrik Etkinlik Z. Aslan, E. Derman, A. Akalın	333
28-	Atmosferik Tutulma Gösteren Delta Sagittae Çift Yıldızı A. Akalın, S. Engin, O. Demircan, E. Derman	343
29-	V346 Aql., KR Cyg. ve FG Hya Çift Yıldızlarının Işık Ve Dönem Değişimleri Z. Müyesseroglu, O. Demircan, E. Derman	351
30-	Galaksinin Çeşitli Parametrelerle İncelenmesi S. Karaali	367

31-	M101 Yıldız Alanının Geliştirilmiş Dönüşüm Formülleri ile İncelenmesi	
	S. Güngör, S. Karaali	381
32-	Praesepe Yıldız Alanının Geliştirilmiş Yöntemlerle İncelenmesi	
	Y. Karataş, S. Karaali	393
33-	AH Virginis Değeri Çift Yıldızının Dönem Analizi	
	O. Demircan, E. Derman, A. Akalın	409
34-	Değeri ve Değmeye Yakın Çift Yıldızlar	
	S. Selam, O. Demircan	419
35-	A.Ü. Ahlatlıbel Rasathanesinde 1987-1990 Yılları Arasında Yapılan Fotometrik Gözlemlerin İstatistiği	
	G. Kahraman, E. Derman, O. Demircan	435
36-	A.Ü. Gözlemevi için Standart sisteme Dönüşüm Katsayıları	
	Z. Müyesseroglu, S. Selam	447
37-	Çok Uzun Dönemli Bir RS CVn Yıldızı, EK Eri	
	F. Özeren, O. Demircan, E. Derman	457
38-	UX Arietis in Fotoelektrik Işıklı Ölçümü	
	F. Ekmekçi, C. Aydın, E. Derman	465
39-	AH Leo Değeri Çift Yıldızının Işık ve Dönem Değişimleri	
	H. Dündar, E. Derman, O. Demircan	481

POSTERLER

40-	Pratik Efemerist Hesapları	
	N. Al	491
41-	Kromosferik ve Koronal Isıtma Mekanizmaları	
	M. Başal	493
42-	Absorpsiyon Osilatör Şiddetlerinin Güneş Spektrumundan İtibaren Hesaplanması	
	Ç. Bolcal, D. Koçer, T. Güzel, T. Koktay, E. Akman...	495
43-	Yıldızlarda Kütle Kaybı Hakkında	
	H. Çalışkan	497
44-	A.Ü. Gözlemevinde Yapılan Çift Yıldızların Fotoelektrik Fotometrisi	
	E. Derman, O. Demircan, C. Aydın, N. Yılmaz, S. Engin, Z. Müyesseroglu, S. Selam, F. Ekmekçi, A. Akalın, F. Özeren, G. Kahraman, H. Dündar, B. Gürol, B. Albayrak, V. Kalkan, N. Çağırıcı, N. Aslan	499

45- Kúresel kúme X-Işın Kaynağı X 1820 - 303' un Ginga Gúzlemeleri N. Ercan, B.J. Kellet, A.M. Cruise	501
46- Tycho Brahe' ye Kadar Kurulan Rasathaneler ile Bu Rasathanelerde Mevcut Bilim Atmosferi ve Ortaya Konan Bilim Úrünleri L. Gúker	503
47- Elemental Abundance Analyses with DAO Spect- rograms-VIII.The Normal F Main Sequence Stars Theta Cygni and Iota Piscium D. Koçer, S.J.Adelman, Ç. Bolcal, G. Hill	505
48- Kendini Oluşturan Evren Modeli (şişkin Evren Teorisi) A. Topbaş	507
49- İstanbul Üniversite Gúzlemevinde Yapılan Gúneř Gúzlemleri T. Ózıřık	509
50- Helyum Yanmalı Modellerde Núkleosentez ve Enerji Úretim Oranındaki Değişimler B. Uyanıker, H. Kırbıyık	511

VII. Ulusal Astronomi Kongresi

**ALMAR BÜRO GEREÇLERİ
DIAGNO TIBBİ CİHAZLAR
HAS BOYA
MERKEZ SİGORTA
TUBİTAK**

Tarafından Desteklenmiştir.

VII. ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

10 - 15 Eylül 1990

10 Eylül 1990 Pazartesi

08.00 Kayıt

10:00 Açılış Konuşmaları

Prof.Dr.Kamuran Avcıoğlu

İ.Ü.Fen Fakültesi Dekanı

Prof.Dr.Dilhan Eryurt

Astronomi Derneği Başkanı

Prof.Dr.Gökmen Tektunalı

İ.Ü. Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü Başkanı

Prof.Dr.Nüzhet Gökdoğan

İ.Ü.Fen Fakültesi Astronomi
Ve Uzay Bilimleri Bölümü
Emekli Öğretim Üyesi

OTURUM I

Başkanı: Prof.Dr. Muammer Dizer

11:00 Yıldızlarda Dönme ve Türbülans (Ç.B)

H. Kırbiyık

12:00 Yarı-Göreceli Yarı-Soysuz Elektron Gazı İçin Basıncın
Hesaplanması

M. Yıldız , D. Eryurt

12:15 Anakol Yıldızları İçin Kütle-Yarıçap ve Kütle-Parlaklık
Bağıntıları

G. Kahraman , O. Demircan

12:30 ARA

OTURUM II

Başkanı: Prof.Dr.Kamuran Avcıoğlu

15:00 Spiral Galaksilerin Rotasyonel Özellikleri ve Hubble
Tipleri

G. Tektunalı , F. Tektunalı

- 15:20 *Galaksiler ve Kozmoloji*
F. Tektunalı , G. Tektunalı
- 15:40 *Friedmann Evrenlerinin Rotasyonel Pertürbasyonları*
C. Battal , İ. Yavuz
- 16:15 ÇAY
- 16:35 *Bir "COASTING" Uyuşuk Kozmolojide Quasar Evrimi*
E. Rıza , H. Mutuş, S. Erbil, K.G. Akdeniz
- 16:55 *Çift Kabuk Yanmalı $5 M_{\odot}$ H-He Yıldızın Radyal Titreşimleri*
H. Kırbıyık

11 Eylül 1990 Salı

OTURUM III

Başkan: Prof. Dr. Cemal Aydın

- 09:00 *Yakın Çift Yıldızların Spektroskopik Verilerinin Değerlendirilmesi (Ç.B)*
T. Özkan , A. Esendemir
- 10:00 *VW Hydri' nin Optik ve Morötesi Gözlemleri*
T. Saygac
- 10:20 *GK Per'in Morötesi Spektrumu*
H. Esenoğlu
- 10:35 ÇAY
- 10:55 *UV Psc ve ER Vul Örtün Çift Yıldızlarının Bozulmuş Işık Eğrilerinin Analizi*
C. İbanoğlu , Z. Tunca, S. Evren, C. Akan, V. Keskin
- 11:15 *RS CVn Yıldızlarında Görülen Yüzey Aktivitesinin Çeşit Yıldız Parametreleriyle Olan İlişkisi*
S. Evren

11:35 *LS Delphini (HD199497) Yakın Çift Yıldızının Dönem Analizi*

S.Selam , O.Demircan, E. Derman

11:55 *00 Aquilae Değeri Çift Yıldızı*

O. Demircan

11:55 ARA

OTURUM IV

Başkan: Prof.Dr.Dilhan Eryurt

15:00 *Türkiye' de Astronomi Çalışmaları II*

E. Derman

15:20 Astronomi Derneği Çalışmaları

12 Eylül 1990 Çarşamba

OTURUM V

Başkan: Prof.Dr.Halil Kırbıyık

09:00 *Gamma Işınları Astrofizikinde Son Gelişmeler (Ç.B)*

M. Özel

09.40 *Radyo Atarcaları Işınım Süreçleri*

R. Pekünlü

10:00 *2CG013: Aynı Enerjide Kozmik Işınlara Kaynağı mı ?*

M.E. Özel, J.F. Ormes, A. Akyüz

10:10 *Ariel 4 Uydusu Verileriyle Cusp Bölgesi Sınırlarının Saptanması*

G. Kandemir , Y. Tulunay

10:30 ÇAY

10:45 *OB Yıldızları Doğrultusundaki Kolon Yoğunlukları ile Kızama Arasındaki İlişki*

H. Mentese

11:00 22. Güneş Leke Çevriminin Çıkış Kolunun İncelenmesi
A. Ökten

11:20 Güneş Leke Gruplarının Oluşumunda Coriolis Kuvvetinin Etkisi
H. Gülseçen

13 Eylül 1990 Perşembe

OTURUM VI

Başkan: Prof.Dr.Zeki Aslan

09:00 Ulusal Gözlemevi Çalışmaları
Z. Aslan

10:00 Fotometrik Gözlemler, İndirgenmesi ve Değerlendirilmesi(Ç.B)
N. Güdür

11:15 BX Andromedae' nin Fotometrik Analizi
Ö. Gülmen , N. Güdür, C. Sezer, B. Kılınç

11:35 Reverse Algol Türü Yarı-Ayrık Örtün Çift GO CYGNI
C. Sezer , N. Güdür, Ö. Gülmen

11:55 DH Leo Dizgesinde Fotometrik Etkinlik
Z. Aslan , E. Derman, A. Akalın

12:15 Atmosferik Tutulma Gösteren Delta Sagittae Çift Yıldızı
A. Akalın, S. Engin, O. Demircan, E. Derman

12:35 V346 Aql., KR Cyg. ve FG Hya Çift Yıldızların Işık ve Dönem Değişimleri
Z. Mutyesseroğlu , O. Demircan, E. Derman

13:00 ARA

OTURUM VII

Başkanı Prof.Dr.Cafer İbanoğlu

- 14:00 *Galaksinin Çeşitli Parametreler ile İncelenmesi*
S.Karaali
- 14:30 *M101 Yıldız Alanının Geliştirilmiş Dönüşüm Formülleri ile İncelenmesi*
S. Güngör , S. Karaali
- 14:55 *Praesepe Yıldız Alanının Geliştirilmiş Yöntemlerle İncelenmesi*
Y. Karataş , S. Karaali

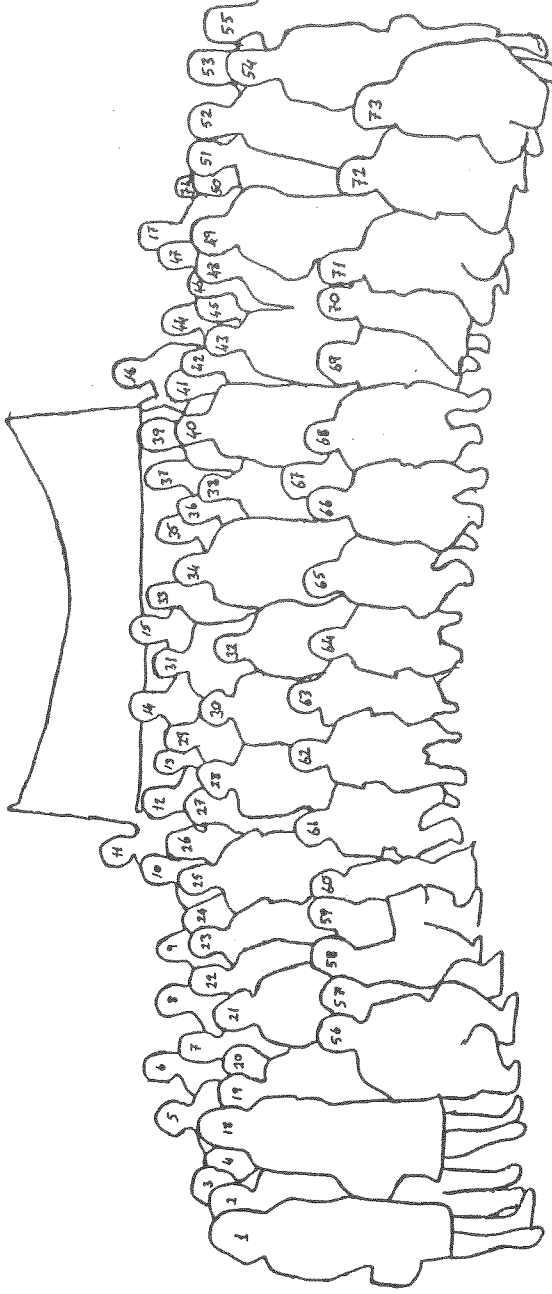
14 Eylül 1990 Cuma

OTURUM VIII

Başkanı Prof.Dr.M.E.Özel

- 09:00 *AH Virginis Değeri Çift Yıldızının Dönem Analizi*
O. Demircan , E. Derman, A. Akalın
- 09:20 *Değeri ve Değmeye Yakın Çift Yıldızlar*
S. Selam , O.Demircan
- 09:45 *A.Ü. Ahlatlıbel Rasathanesinde 1987-1990 Yılları Arasında Yapılan Fotometrik Gözlemlerin İstatistiği*
G. Kahraman , E. Derman, O. Demircan
- 10:00 *A.Ü. Gözlemevi İçin Standart sisteme Dönüşüm Katsayıları*
Z. Mıyesseroğlu , S. Selam
- 10:15 ÇAY
- 10:30 - 11:30 Poster Bildirilerinin tartışılması

- 11:30 *Çok Uzun Dönemli Bir RS CVn Yıldızı; EK Eri*
F. Özeren , O. Demircan, E. Derman
- 11:50 *UX Arietis in Fotoelektrik Işıklıölçümü*
F. Ekmekçi , C. Aydın, E. Derman
- 12:10 *AM Leo Değeri Çift Yıldızının Işık ve Dönem*
Değişimleri
H. Dündar , E. Derman, O. Demircan



- | | | | | | |
|--------------|-------------------|--------------|---------------|---------------|----------------|
| 1. Güngör | 14. Pekünlü | 27. Güzel | 40. Göker | 53. Sezer | 66. Selam |
| 2. Güler | 15. Özgüç | 28. Avcıoğlu | 41. Civelek | 54. Kara | 67. Değirmenci |
| 3. Akman | 16. Saygıç | 29. Aydın | 42. Gülmen | 55. Bn. Sezer | 68. Keskin |
| 4. Ataş | 17. Ökten | 30. Eryurt | 43. Kırbıyık | 56. Çeçen | 69. Çalıışkan |
| 5. Özdemir | 18. Erdoğan | 31. Topaktaş | 44. Kızıloğlu | 57. Atalar | 70. Tunca |
| 6. Dündar | 19. Yılmaz | 32. Gökdoğan | 45. Bn. Akan | 58. Özeren | 71. Koçer |
| 7. Tektunalı | 20. Özel | 33. Tekman | 46. Uyanıker | 59. Özkan | 72. Evren |
| 8. Kahraman | 21. Bölge | 34. Dizer | 47. Akan | 60. Kandemir | 73. Al |
| 9. Akalın | 22. Demircan | 35. Düzgelen | 48. Kılınç | 61. Derman | 74. Kara |
| 10. Esenoğlu | 23. Gölbaşı | 36. Mentеше | 49. Sözen | 62. Esendemir | |
| 11. Yıldız | 24. Karahallıoğlu | 37. Karaali | 50. İskender | 63. Yerli | |
| 12. Bolcal | 25. Aslan | 38. Güdür | 51. Erdem | 64. Karataş | |
| 13. Gülseçen | 26. Korktay | 39. İbanoglu | 52. Çaycı | 65. Kuçuk | |



VII. Ulusal Astronomi Kongresi
10 - 15 Eylül 1990
İstanbul

KATILANLARIN LİSTESİ

Adnan OKTEN	İ.Ü.Fen Fakültesi
Ahmet İSKENDER	İNO.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Ahmet ERDEM	E.Ü.Fen Fakültesi
Alparslan TOPBAŞ	İ.Ü.Fen Fakültesi
Arzu BÖLGE	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Ayten DÜNGELEN	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Ayvur AKALIN	A.Ü.Fen Fakültesi
Bekir KILINÇ	E.Ü.Fen Fakültesi
Bulent UYANIKER	O.D.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Cafer İBANOĞLU	E.Ü.Fen Fakültesi
Can M.AKAN	E.Ü.Fen Fakültesi
Can BATTAL	E.Ü.Fen Fakültesi
Cemal AYDIN	A.Ü.Fen Fakültesi
Cengiz SEZER	E.Ü.Fen Fakültesi
Çetin BOLCAL	İ.Ü.Fen Fakültesi
Dilhan ERYURT	O.D.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Dursun KOÇER	İ.Ü.Fen Fakültesi
Emine RIZA	İ.Ü.Fen Fakültesi
Engin SÖZEN	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Ethem İ.DERMAN	A.Ü.Fen Fakültesi
Fehmi EKMEKÇİ	A.Ü.Fen Fakültesi
Ferhat F.ÖZEREN	A.Ü.Fen Fakültesi
Fusun L.TEKTUNALI	İ.Ü.Fen Fakültesi
Gökmen H.TEKTUNALI	İ.Ü.Fen Fakültesi
Göksel KAHRAMAN	A.Ü.Fen Fakültesi
Gülçin KANDEMİR	İ.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Halil KIRBIYIK	O.D.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Hasan H.ESENÖĞLU	İ.Ü.Fen Fakültesi
Haşmet BÖLGE	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Hulusi GÜLSEÇEN	İ.Ü.Fen Fakültesi
Hulya ÇALIŞKAN	İ.Ü.Fen Fakültesi
Hulya YEŞİLYAPRAK	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Hüseyin DÜNDAR	A.Ü.Fen Fakültesi
Hüseyin MENTEŞE	İ.Ü.Fen Fakültesi
İbrahim KÜÇÜK	O.D.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Kamuran AVCIOĞLU	İ.Ü.Fen Fakültesi
Latif TOPAKTAŞ	Riyad Üniversitesi
Levent ALTAŞ	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Lütfi GÖKER	B.Ü.Gazi Eğitim Fakültesi
Mehmet E.ÖZEL	Ç.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Mevlana BAŞAL	İ.Ü.Fen Fakültesi
Muammer DİZER	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Mutlu YILDIZ	O.D.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Necdet GÜDÜR	E.Ü.Fen Fakültesi

Nilgün KIZILOĞLU	O.D.T.Ü. Fen Edebiyat Fakültesi
Nurol AL	İ.Ü.Fen Fakültesi
Nüzhet GÖKDOĞAN	İ.Ü.Fen Fakültesi
Orhan GÖLBAŞI	İNÖ.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Osman DEMİRCAN	A.Ü.Fen Fakültesi
Ömer L.DEĞİRMENÇİ	E.Ü.Fen Fakültesi
Ömür GÜLMEN	E.Ü.Fen Fakültesi
Renan E.PEKÜNLÜ.....	E.Ü.Fen Fakültesi
Rikkat ÇİVELEK	O.D.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Salih KARAALI	İ.Ü.Fen Fakültesi
Seda ERBİL	T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Selim SELAM	A.Ü.Fen Fakültesi
Sema GÜLER	İ.Ü.Fen Fakültesi
Serap GÜNGÖR	İ.Ü.Fen Fakültesi
Serdar EVREN	E.Ü.Fen Fakültesi
Seval D.KARAHALILOĞLU	E.Ü.Fen Fakültesi
Sinan K.YERLİ	O.D.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Talat SAYGAÇ	İ.Ü.Fen Fakültesi
Tamer ATAÇ	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Tansel AK	İ.Ü.Fen Fakültesi
Tekin TEKMAN	B.Ü.Kandilli Rasathanesi
Tuba KOKTAY	İ.Ü.Fen Fakültesi
Tuncay ÖZDEMİR	İNÖ.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Tuncay ÖZİŞİK	İ.Ü.Fen Fakültesi
Tulin GÜZEL	İ.Ü.Fen fakültesi
Türker M.ÖZKAN	İ.Ü.Fen Fakültesi
Umit KIZILOĞLU	O.D.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Varol KESKİN	E.Ü.Fen Fakültesi
Yurdanur TULUNAY	İ.T.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Yüksel KARATAŞ	İ.Ü.Fen Fakültesi
Zekeriya MÜYESSEROĞLU	A.Ü.Fen Fakültesi
Zeki ASLAN	İNÖ.Ü.Fen Edebiyat Fakültesi
Zeynel TUNCA	E.Ü.Fen Fakültesi

Prof.Dr. Kamuran Avcioğlu
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Dekanı

Değerli meslektaşlarım, değerli misafirler, sevgili öğrenciler,

VII. Ulusal Astronomi Kongresine hoşgeldiniz. İlk'i 1968 yılında O.D.T.Ü.'de Prof.Dr. Dilhan Eryurt tarafından düzenlenen Astronomi toplantıları, 10 yıllık bir bekleyişten sonra 1978 yılında Prof.Dr. Nüzhet Gökdoğan tarafından bu tesislerde yeniden başlatılmış ve muntazam olarak bugüne kadar süregelmiştir.

1978 yılında yapılan toplantıda bu salonda bir avuç astronom varken, geride bıraktığımız 12 yıl sonunda sayımız 100 civarına ulaşmıştır. Bu artışı büyük bir sevinç ile karşılıyorum ve devam edeceğini ümit ediyorum.

Ülkemizde gerçekleştirilen astronomi araştırmalarının geniş bir biçimde anlatılıp tartışıldığı ve çok yararlı olduğu bu toplantıların yedincisinin de başarılı bir şekilde gerçekleşeceğine inanıyorum. Kongremizin gerçekleşmesinde bize verdiği destek nedeniyle sayın rektörümüz Prof.Dr. Cem'i Demiroğlu'na, bu tesislerden bizi yarandıran sayın Prof.Dr. Fuat Çelebioğlu'na ayrıca kongremizin düzenlenmesinde katkısı olan kuruluşlara ve tüm arkadaşlarıma huzurunuzda teşekkür ederim.

Prof.Dr. Dilhan Eryurt
ODTU Fen Edebiyat Fakültesi Dekanı
Astronomi Derneği Başkanı
06531 Ankara

Sayın Dekan, Değerli Meslekdaşlarım, Saygıdeğer konuklar,

VII. Ulusal Astronomi Kongresinin başlamasından büyük mutluluk duyduğumu belirtir, şahsım ve Astronomi Derneği adına hepinize katılmanızdan dolayı teşekkür ederim.

Ülkemizde Astronomi alanında ilk bilimsel toplantı, 1968 yılında yapılmış ve bugüne dek değişik üniversitelerimizin evsahipliğini üstlenmesiyle bu alanda değişik toplantılar düzenlenmiştir.

Astronomlar, genellikle, gece çalışan kimseler olarak bilinirler. Hakikatten bütün gecelerini teleskopun başında rasadı ile meşgul olarak geçiren astronomlar olduğu gibi, teleskopun başına pek nadir uğrayan, fakat elde edilen rasat neticelerini teorik olarak açıklamaya çalışan bir çok astronom da mevcuttur.

İki yoldan hangisini seçerse seçsin, astronomların en büyük ihtiyacı, bulduğu sonuçları diğer meslekdaşlarına iletmek, onların görüşlerini almak, buna göre çalışmalarını değerlendirmektir. Bu ise bilimsel anlayışın esasıdır ve bir bilim adamı olan astronomlar da bilimsel anlayış içinde hareket etmek zorundadırlar.

Meslektaşlarının çalışmalarını yakından izlemek tartışmak araştırmacıları bu gelişmelere katkıda bulunmaya özendirme için gerekli ortamı bilimsel toplantılar sağlar ve bu toplantıları düzenlemek bilimsel derneklerin en başta gelen görevidir.

Ülkemizde Astronomi alanında çalışanların ve ilgilenenlerin kurduğu ilk Astronomi Derneği'nin uzun bir geçmişi vardır. Derneğin bir çok olumlu çalışmaları olmuş, 1961 yılında "International Astronomical Union" a Türkiye'nin üyeliğini bu dernek gerçekleştirmiştir. Bu hususta büyük emek sarfeden ve Türkiye'de Astronomi'nin gelişmesinde önemli katkıları olan hocamız Prof.Dr. Sayın Nüzhet Gökdoğan'a teşekkürü bir borç bilirim.

Astronomiyi meslek edinen bilim adamlarından oluşan bugünkü Astronomi Derneği 1981 yılında kurulmuş olup halen ülkemizde astronomları temsil eden tek dernektir.

Dünya astronomi dernekleri diğer derneklere nazaran daha küçük topluluklardır. Bunun bir avantajı bütün astronomların birbirlerini yakından tanıma imkanlarının artmasıdır. Bugün ülkemizde astronomi ile uğraşanlar birçok ülkeye göre çok daha küçük bir toplum oluşturmalar. Bununla beraber, memleketimizde de astronomi alanında çalışmaların süratle geliştiğini ve astronomların sayılarının arttığı memnuniyetle izlenmektedir.

1968 yılında ilk astronomi toplantısına katılan

astronomların sayısı sadece 25 iken bugünkü toplantımıza katılan astronom sayısını hepimiz memnuniyetle gözlemekteyiz.

Bilimsel toplantılar düzenlenmesinin, derneklerin baş görevi olduğu ilkesini içtenlikle benimseyen Astronomi Derneği VII.Ulusal Astronomi Kongresini, dernek genel toplantısında alınan karar uyarınca, İstanbul Üniversitesinde düzenlemiştir.

Bu gün burada toplanmamızı sağlayan ve bilimsel tartışma ortamını yaratan İstanbul Üniversitesi Rektörü Prof. Dr.Sayın Cem Demiroğlu'na toplantıyı organize eden yerel düzenleme kurulu başkanı İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Dekanı Prof. Dr. Sayın Kamuran Avcıoğlu ve Kurulun diğer üyelerine, her türlü yardımını esirgemiyen tüm kurum ve kuruluşlara, destek veren Türkiye Bilimsel ve Teknik Araştırma Kurumuna, emeği geçen tüm ilgililere şahsım ve Astronomi Derneği adına teşekkür ederim.

Bu toplantıda, kongre süresince yapılacak özel temaslarla üniversiteler arasında işbirliği ve rasathanelerden karşılıklı yararlanma imkanlarının araştırılacağını, bütün astronomların meslekdaşları ile ilgi duydukları konularda karşılıklı tartışma imkanına sahip olacaklarını ümit etmekteyim.

Bu duygularla Kongreye katılan bütün meslektaş ve dinleyicilere tekrar teşekkür eder, kongrenin başarılı ve verimli geçmesi dileğiyle saygılar sunarım.

Prof.Dr. Gökmen Tektunalı
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölüm Başkanı
34452 Beyazıt İstanbul

Sayın Dekanlar, Sayın Astronomi Derneği Başkanı,
Değerli Emekli Hocalarımız, Sayın Misafirler, Sevgili
Arkadaşlar;

Bu kez organizasyonu İstanbul Üniversitesi Fen
Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünde üstleni-
len VII. Ulusal Astronomi Kongresine hoşgeldiniz.
Kongrenin gerçekleşmesine emeği geçen herkese, yardımı
olan her kuruluşa ve kongreye katılan sayın misafir-
lerimize teşekkür ederim. Kongrenin her yönüyle iyi
geçmesini diler, hepinize sevgi ve saygılarımı sunarım.

Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan
İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Sayın Dekanlar, Değerli Meslekdaşlarım,

Bugün burada aranızda olmaktan büyük sevinç duyuyorum. Hepinizi sevgi ile selamlarım.

1934 yılının 29 Eylül'ünde İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesinin Astronomi Kürsüsüne doçent olarak atandım. 1933 reformunu yaşamakta olan Üniversitede astronomi kürsüsünde bir Alman ordinaryüs profesörün, Dr. Freundlich, yanında ilk Türk elemandım. Bu gün sizleri, böyle büyük bir astronomi grubunu bir arada görmekten büyük bahtiyarlık duyuyorum. Bu fırsattan yararlanarak memleketimizde astronominin gelişmesinden ve bizim öğrenim tarihimizden kısaca söz etmek istiyorum.

Bizde Osmanlı Devleti'nin kuruluşundan Tanzimat'a kadar öğrenim hemen hemen sadece medrese öğrenimidir. İslâm Âleminde ilk medrese X. yüzyılda Tâberan'da sonra da Bağdat'ta açılmıştı. Burada daha çok İslâm hukuku okutuluyordu. Bunun yanı sıra kelâm, hadis, tefsir ve öteki İslâmî bilimler okutulduğu ilk medrese olan Nizamiye Medresesi Nişabur şehrinde açılmıştı.

Dini bilgilerin yanı sıra pozitif bilimlerin okutulduğu ilk medrese Selçuklu vezir Nizamülmülk tarafından XI. yüzyılın ikinci yarısında Bağdat'ta kurulan ikinci Nizamiye Medresesi'dir. Burada matematik ve astronomi okutuluyordu.

Osmanlı padişahları ve ileri gelenleri de medreseler kurmuşlardı. İlk medrese Orhangazi tarafından 1331'de İznik'te kurulmuştur. İlk Osmanlı ilim merkezi olan İznik'in yerini sonra Bursa almıştır. Bursa'da da ilk medrese Orhangazi tarafından kuruldu. Bu medreselerde dini bilimlerin yanı sıra matematik ve mantık da okutuluyordu. Türklerde astronominin en ziyade geliştiği dönem, kuşkusuz, Semerkant ekolünün en parlak mertebesine eriştiği Uluğ Bey zamanına rastlar (1449). Yüksek Matematiğin de Anadolu'ya girmesi yine bu döneme rastlar. Semerkant'ta Bursa'lı Kadızâde Rumi'nin öğrencilerinden ve Şirvanlı bir âlim olan Fettullah, Kastamonu'ya gelerek orada yerleşmiş ve astronomi ile geometri okutmaya başlamıştır.

İstanbul'a yerleşen ilk astronom Ali Kuşçu'dur. Ali Kuşçu, Uluğ Bey'in kuşçularından birinin oğludur. Kadızâde den sonra Uluğ Bey'in rasathanesine müdür olmuş ve Uluğ Bey ile birlikte, Uluğ Bey'in yayınladığı ve yıllarca Avrupada da kullanılmış olan astronomik cetvellerin (Calmanak) hazırlanmasına katılmış bir âlimdir. Uluğ Bey'in vefatı üzerine Azerbaycan'a geçmiş ve orada iken İran kralı Uzun Hasan, kendisini fevkâlade elçi payesi ile Fatih Sultan Mehmet'e göndermişti. İlimle çok ilgilenen pa-

dişah Ali Kuşçu'yu hemen Ayasofya Medresesi'ne müderris (profesör) tayin etmiştir. Ali Kuşçu, Türkiye'de ilk büyük matematik ve astronomi profesörüdür. Uluğ Bey'in ölümü ile İslâm memleketlerinde astronomi çalışmaları da ortadan kalkmıştır. Ali Kuşçu'nun İstanbul'a gelmesi ile ilmi astronomide atılan ilk adım, yine onun 1474'de vefatı ile olduğu yerde kalmıştır. Kanuni Sultan Süleyman'ın ölümünden sonra astronomi, medreselerde ihmale uğruyor ve bütün astronomi hemen hemen bazı şerhlerle, bazı alet tariflerinden ibaret kalıyor. Bundan sonra İslâm âleminde astronomlar yerine namaz saatlerini ve dini günleri tayin eden muvakkitler kaim olmuştur.

Osmanlılarda muvakkitlerin başı Şeyhülislâm kafasına bağlı olan müneccimbaşılarıdır. Bunlar halka mahsus bir takvim çıkardıkları gibi bir de padişaha ait bir ahkâm hazırlarlardı. Bu ahkâm bir çeşit yıllık yıldız falı idi. Osmanlı padişahlarının astrolojiye verdikleri önem o kadar büyüktür ki, Osmanlı idare teşkilatında bir "Mektebi Fünunu Nücum" bile bulunmakta idi.

Ali Kuşçu'nun ölümünden 100 sene sonra 1577'de astronomide ciddi bir atılım görülüyor. Bu tarihte Takiyettin'in bazı saray mensupları ile padişaha ilettiği bir dilekçe ile, bütün masrafları padişah tarafından ödenmek üzere, bir rasathane kuruluyor. Ancak Takiyettin'in hamisi Hoca Sadettin Efendi'yi çekemeyen Şeyhülislâm Ahmet Şemseddin Efendi padişaha, rasat yapmanın meşum olduğunu ve gökyüzünün sırlarını araştıranların sonlarının hazin olduğunu, Uluğ Bey'in ölümünü göstererek korkutuyor ve bu rasathane padişahın emri ile Kılıç Ali Paşa tarafından denizden topa tutularak (1579, 21 Ocak perşembe) yerle edililiyor. Yeri, Fransız büyük elçilik binası ile tophane arasında idi. Takiyettin'in rasathane kurmaktaki maksadı Uluğ Bey'in cetvellerindeki gök cisimlerinin yerlerinin o günkü rasatlara uymaması idi. Takiyettin rasathanenin bu kısacık ömrü zarfında rasatlarının bir kısmını yapabilmiş sonra da astronomi cetvelleri halinde yayınlamıştır.

Matematik ve astronominin memlekete esaslı surette girişi Mühendishane-i Bahri-i Hümayun (1773) ve Mühendishane-i Berri-i Hümayun (1795) okullarının açılması ile başlar.

Çınarlı İsmail Kalfa 1771'de Türkçe'ye çevirdiği Cassini'nin astronomik cetvellerine ek şeklinde ilk logaritma cetvelini yayımlamıştır.

Bir taraftan kendi adamlarımız Batı etkilerini memleketimize getirirken bir taraftan da Batı devletlerinin elçileri beraberlerinde âlimler, edipler, ressamlar getirerek bu etkileri arttırmışlardır. 1730'daki Patrona Halil isyanı bu batılılaşılmaya ara vermiştir. Bir yıl süren bu aradan sonra III. Selim'e, 1789'a kadar olan sürede bu etkiler yine sızmaya devam etmiştir. III. Selim yapmak istediği reformları hayatı ile ödemiştir.

1 Temmuz 1839'da ilan edilen Tanzimat, bütünüyle Batı uygarlığına doğru atılmış bir adımdır. Avrupa bilimini

memlekete getirmek üzere yapılmış ciddi bir girişimdir. Bununla beraber Tanzimatın Batı düşünce ve metotlarını, bilim ve tekniğini memlekete sokamadığı, yani Türkiye için gerçek bir rönesans olmadığı da muhakkaktır. Bunun da nedeni kuşkusuz taassuptur. Öğretim alanında medreseleri değil kapatmak, ıslâh etmek cesareti dahi gösterilememiştir.

1845'te maarif işleri ile uğraşmak üzere bir geçici "Meclisi Maarif" kurulmuş ve bu meclis ilk defa bir Darülfünun yani üniversite açılması fikrini ortaya atmıştır. 1846'da Ayasofya civarında bir arsada ilk darülfünunun temeli atılmış ve bu inşaat 19 yıl sürmüştür.

Bu arada mevcut rüştiye okullarının düzeyi Darülfünuna öğrenci yetiştirmeye yeterli olmadığından 1849'da Bezmialem Valide Sultan'ın eseri olarak evvela "Valide Mektebi" adı ile açılan sonradan adı "Darülmaarif" olarak değiştirilen 3 yıl süreli bir okul açılmıştır. Bu okul ilk idadi "Hazırlık Okulu" olarak kabul edilebilir.

1857'de Darülfünuna öğretim üyesi yetiştirmek maksadı ile ilk defa biri matematik biri de biyoloji okumak üzere 2 kişi, Hoca Tahsin Efendi ile Selim Sabit Efendi Paris'e gönderilmiştir.

1. Darülfünun 12 Ocak 1865'de serbest konferanslar şeklindeki derslerle açılmıştır. İlk ders Derviş Paşa tarafından verilen bir fizik konferansı idi. Başlangıçta bu konferanslar ilgi görmüş ise de medresecilerin aleyhteki dedikoduları etkili olmuş ve bir müddet sonra ilgi azalmıştır. Binasından da çıkarılan Darülfünun, Divan yolunda bir ahşap konağa taşınmış ve bir yangın bu Darülfünunu silip süpürmüştür.

1869 yılında Saffet Paşanın ilk maarif nazırlığı sırasında Sultan Mahmut Türbesi'nin yanında bu gün de var olan bir binada ve Tahsin Efendi'nin müdürlüğünde Darülfünun ikinci defa açılmıştır. 18 yaşından küçük olanlar bir giriş sınavı ile alınıyordu. Öğretim 3 yıldır. Hikmet ve Edebiyat, ilmi hukuk, Ulu mu tabiiye ve Riyaziyat olmak üzere 3 şubesi vardı. Öğretim dili Türkçe olmakla beraber, yabancı öğretim üyelerinin Fransızca ders vermeleri de kabul edilmişti. Bu Darülfünun da 1871 yılı ortalarında kapatılmıştır.

3. defa yine Saffet Paşa tarafından değişik şekilde bir üniversite kurulmasına girişilmiştir. Bu üniversite 1868'de kurulmuş olan Galatasaray Lisesi'nin (Mektebi Sultani) bir çeşit uzantısı şeklinde ve lisede olduğu gibi kısmen Fransa'dan getirilecek öğretim üyeleri ile Fransızca ders okunacak yüksek öğretim sınıfları açmak sureti ile oluşturuluyordu. 1874-1875 ders yılında Mektebi Aliyeyi Sultaniye adı altında açılan bu Darülfünunun 1- ilmi hukuk, 2- Ulu mu Fünunu Riyaziye ve Tabiiye, 3- Edebiyat şubeleri vardı. Bunlara mektep adı veriliyordu. Sonradan Mülkiye de bunlara katıldı ve kuruluşun adı Darülfünunu Sultani oldu. Bu Darülfünun da 1881'e kadar yaşayabilmiştir.

4. Darülfünun ancak 15 Ağustos 1900 yılında açılabilmiştir. Aynı tarihi taşıyan bir yönetmeliğe göre bu Darülfünun 1- Ulumu Aliye ve Diniye, 2- Ulumu Riyaziye ve Tabiiye, 3- Edebiyat şubelerinden oluşuyordu. Hukuk ve Mülkiye mektepleri de bu Darülfünunun içine alınmıştı. Kuruluşun adı Darülfünunu Şahane idi. Bir müdürü, her şubesinde bir müdür muavini vardı. Öğrenim süresi 3 yıldır. 1908 den sonra kuruluşun adı Darülfünunu Osmani olmuştur. O zamana kadar ayrı olan Mektebi Mülkiye Tıbbiye de Darülfünuna eklenmiştir.

Bu Darülfünunda ilk islahat 1912'de Emrullah Efendi'nin gayreti ile geliştirilmiş ve Darülfünun 5 şubeye çıkarılmıştır: 1- Ulumu Şeriye, 2- İlmî Hukuk, 3- Ulumu Tabiiye, 4- Fünun, 5- Ulumu Edebiye. Bu Darülfünunda Heyet yani astronomi okutulmuştur.

Bizde Tanzimattan sonra 1868'de aslında bir meteoroloji merkez bürosu olan bir rasathane kurulmuştur. Bunun direktörü Fransız Mr. Caumbary idi. Bu rasathaneye bağlı muhtelif meteoroloji istasyonları vardı ve bunlar telgraf ile hava raporlarını bildirirlerdi. Muhtelif milletlerden de telgrafla haber alınmakta idi. Yıldız Sarayı'nda da bir istasyon vardı. 1873 Viyana milletlerarası meteoroloji kongresinde de memleketimizi Mr. Caumbary temsil etmiştir. Bu rasathane Tünel caddesinde idi. Binanın tamiri sırasında şimdiki Vakko mağazasının üst tarafında bir yere taşınmıştır. Caumbary'den sonra rasathaneye müdür olan Salih Zeki Bey müsteşar olunca Kâtip Bedi Bey rasathaneyi Maçka'ya taşımıştır. 31 Mart vakasında burası tahrip edilmiştir. Salih Zeki Bey rasathane müdürlüğünü Fatin Bey'e teklif ederek kabul ettirmiş, Fatin Bey de icadiye tepesini uygun görerek oradaki yangın topunu kaldırtmış ve 2000 lira tesis masrafı ile 1911'de 3. rasathaneyi kurmuştur.

Darülfünun'da 1933'e kadar yapılan islahat köklü olmamıştır. Atatürk ve hükümet Darülfünun yerine modern bir üniversite kurmak istiyorlardı. Bu üniversitenin milletlerarası standarda uygun ve objektif kriterlere dayanarak kurulabilmesi için 1932 yılında Cenova Üniversitesi eğitim profesörü Dr. Malche Ankara'ya davet edilerek, kendisinden zamanın tek üniversitesi olan İstanbul Üniversitesi'nin batı üniversiteleri düzeyine çıkarılması için bir rapor istendi. Prof. Malche önce mevcut öğretim üyelerinin bilimsel kişiliğini saptamak üzere bir anket hazırladı. Bu ankette özellikle öğrenim ve staj durumu, uzmanlık, Batı'da yapılmış çalışmalar, orijinal ve klâsik yayınlar, Batı dili bilgisi soruluyordu. Malche ile beraber çalışan bir komisyon anket cevaplarına göre çok az sayıda öğretim üyesinin modern bir üniversitede görev alabileceğine karar verdi. Darülfünunun o zamanki kadrosunda 88 müderris ve muallim, 44 muavin ve 108 baş asistanla asistan vardı. Bunların 157 sinin yeni üniversiteye alınamayacaklarına karar verildi. Böyle olunca da modern üniversiteyi kurmaya yetecek öğretim elemanı kalmıyordu.

Bu sırada Almanya'da Hitler, ailesinin kökünde çok az yahudilik olan profesörleri üniversiteden uzaklaştırmaya başlıyor, bir kısım profesörler de nazi rejimi ile bağdaşamıyacakları için işlerinden ayrılıyorlardı. Bu profesörlerden İsviçre'ye geçen Dr. Schwartz, Dr. Malche'in çalışmalarından haberdar oluyor ve kendisi ile temas ederek, Alman profesörlerin, kurulmakta olan İstanbul Üniversitesi'ne gidebileceklerini söylüyor, Prof. Malche bu teklifi uygun bularak Türk hükümetine iletiyordu. Yeni Üniversitenin kuruluş kanunu 31 Mayıs 1933'te kabul edilmiştir. Prof. Schwartz Alman profesörlerin kadrosunu saptamak üzere 5.7.1933 ve 25.7.1933'te iki defa İstanbul'a gelmiş ve 30 profesörün anlaşma taslağını hazırlamıştır.

Kanunun 1. maddesi aynen şöyledir: "İstanbul Darülfünunu ve ona bağlı bütün müesseseler kadro ve teşkilatları ile birlikte 31 Temmuz 1933 tarihinden itibaren kaldırılmıştır"

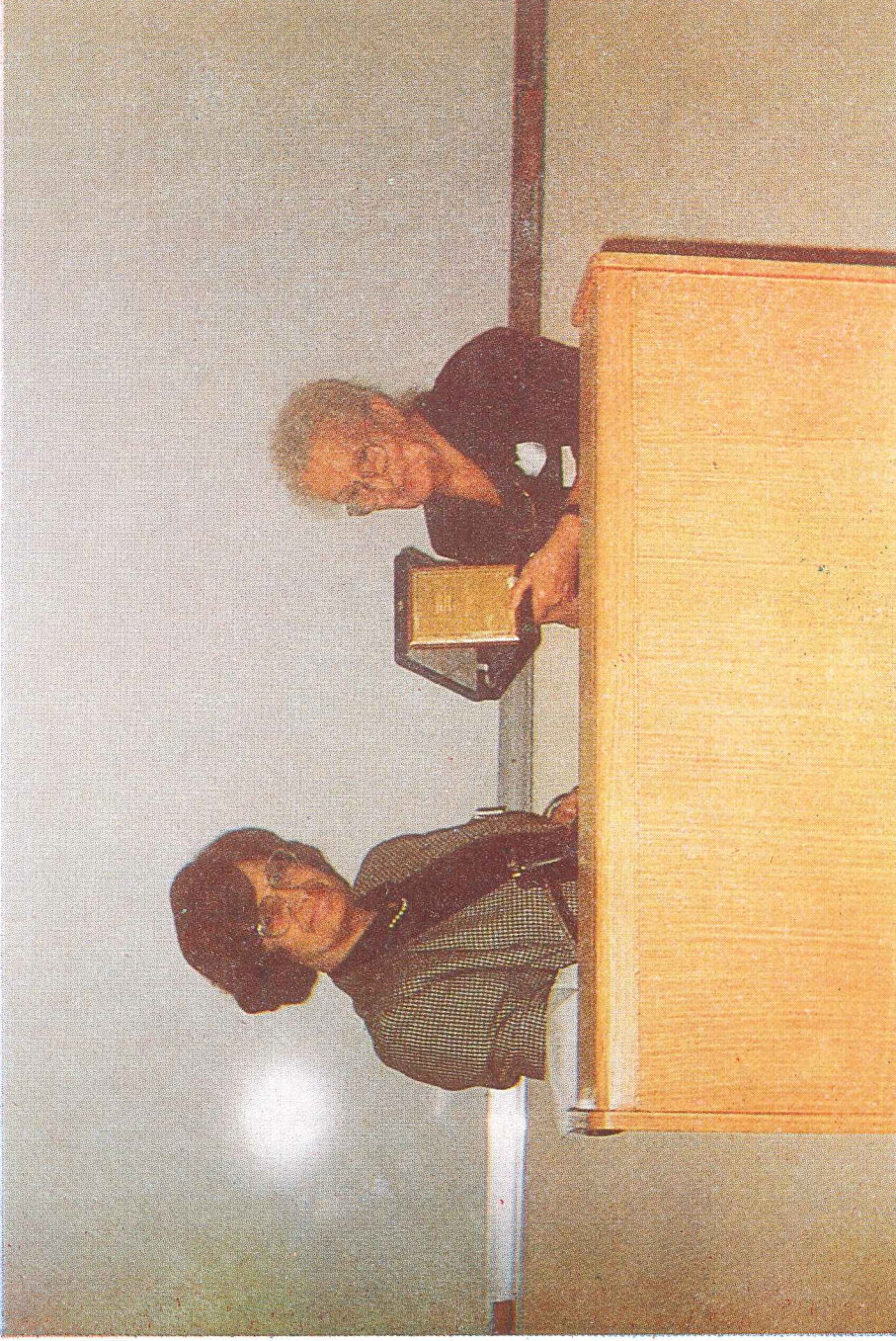
1 Ağustos 1933'te öğretim kadrosunun büyük çoğunluğu Alman profesörlerden ve yardımcılarından oluşan modern İstanbul Üniversitesi kuruldu. Bu arada, o zamanki adı ile "Astronomi Enstitüsü"ne de Ord. Prof. Dr. F. Freundlich ve iki yardımcısı getirildi. Prof. Freundlich'in mukavelesinde Kandilli Rasathanesi'nin direktörlüğü de vardı. Bîlâhara bundan vazgeçildi ve Prof. Freundlich için üniversite merkez bahçesinde 1936'da bir küçük rasathane kuruldu. Prof. Freundlich 1937'de ayrıldı. Ondan sonra sırası ile Ord. Prof. Rosenberg, Ord. Prof. Royds, ve Prof. Gleisberg kürsüyü yönettiler. 1958'den sonra ise kürsüyü Türk elemanlar yönetti.

Daha sonra açılan Ankara Üniversitesi ve Ege Üniversitesi'nde birer rasathane kuruldu ise de milletlerarası çapta bir rasathane maalesef kurulamadı. Senelerdir yürütülmekte olan çalışmalara rağmen bir sonuç alınamamıştır.

Ankara ve Ege Üniversitelerine davet edilen yabancı profesörler de buradaki astronominin gelişmesine çok yardımcı olmuşlardır.

Sözlerimi bitirirken astronominin gelişmesine yardımcı olan ve bugün ebediyete intikâl etmiş bulunan yabancı profesörlerle rahmetli Prof. T. O. Kabakçıoğlu ve rahmetli Prof. Dr. A. Kızılırmak'ı saygı ile anıyorum.

Beni dinlediğiniz için hepinize teşekkür ederim.



**İstanbul Üniversitesi Astronomi Bölümünün iki değerli varlığı
(Prof. Dr. Nüzhet Gökdogan'a Prof. Dr. Kâmuran Avcıoğlu tarafından
Astronomiye katkılarından dolayı Şükran Plaketinin sunulması)**

Yours truly,
J. Edgar Hoover
Director

YILDIZLARDA DÖNME VE TÜRBÜLANS

HALİL KIRBIYIK

ODTÜ. FİZİK BÖLÜMÜ, 06531 ANKARA

ÇAĞRILI TEBLİĞ

I. TARİHÇE

Yıldızlarda dönme ile ilgili ilk çalışma Johannes Goldschmidt'in 1611 yılındaki mercekli teleskopla güneş lekelerini gözlemlemesiyle başlar. Bilindiği gibi 1600 lü yıllarda Avrupa da mercek yapılmış ve teleskoplarda kullanılmaya başlanılmıştır. Yine aynı yıllarda Galileo Galilei de benzeri gözlemler yapmıştır. Güneş lekelerinin ilk gözlemlerini İngiltere ve Almanya'da başkaları izlemiştir. (Thomas Harriot (İng.), Christoph Scheiner (Alm.))

G. Galilei bir lekenin güneş diskini 14 günde katettiğini bulmuştur. Alman Papaz C. Scheiner gözlemleri sonucu güneşin görünen dönme periyodunun 27 gün olduğunu göstermiştir. Lekelerin enleme göre farklı dönme periyodu verdiğini ve kutuplara doğru gidildikçe hızının küçüldüğünü gözlemleri ile bulmuştur.

İkiyüz yıl gibi bir aradan sonra 1800 lü yıllarda amatör astronom Richard Carrington ve Alman astronom Gustav Sporer güneşin düzgün dönme göstermediğini fakat ekvator bölgesinde periyodun minimum ve kutuplara doğru gidildikçe tedricen arttığı sonucunu tekrar gözlemleriyle göstermişlerdir.

1842 yılında Avusturyalı fizikçi Christian Doppler "Doppler olayı"nı keşfetmiştir. 1871 yılında Johann Zöllner tarafından yeni bir spektroskop yapılmış ve bununla güneşin dönmesinin gözlenebileceği düşünülmüştür. Bunu ilk gerçekleştirenler Mount Wilson güneş gözlemevinden Walter S. Adams ve George E. Hale'dir.

1877 yıllarında eksenel dönmenin bazı soğurma çizgilerinde genişleme yaratacağı öne sürülmüştür (Abney, 1877). Herman Vogel baştan bunu kabul etmemiş ancak sonradan 1898 yılında görüşünü değiştirerek yıldızlarda dönmenin soğurma çizgilerini genişleteceği fikrini desteklediğini belirtmiştir.

Yıldızlarda eksenel dönmenin keşfi ilk 1909 da olmuştur. Frank Schlesinger δ Librae yı gözleyerek keşfini yapmıştır. Bir yıl sonra aynı etkiyi λ Tauri yıldızında gözlemiştir. 1924 yılında Richard Rositer β Lyrae de benzer olayı gözlemlemiştir. Bunlar çift yıldızlardı.

Tek yıldızlarda eksenel dönme konusu 1930-1934 yılları arasında sistematik olarak ele alındı. Çalışmayı O. Struve, Christian T. Elvey ve Miss Christine Westgate yürüttüler. O, B, A ve erken F tayf türündeki yıldızların daha hızlı döndüklerini buldular. Konuya 1949 yılına kadar pek ilgi gösterilmedi. O yıllarda (1949) Arne Slettebak ile konu tekrar canlılık kazandı. Bu tarihten sonra yıldızlardaki dönme konusu sürekli gündemde kalmış ve birçok gözlemsel bulguların açıklanmasına yardımcı olmuştur.

Akışkanlarla ilgili olarak dönme konusunun ele alınışı çok eskilere dayanmaktadır (I. Newton (1643-1727), C. Huygens (1629-1695), R. Decartes (1596-1650), A.C. Clairaut (1713-1765), C. Maclaurin (1698-1746), M. P. S. Laplace (1749-1827), A.M. Legendre (1752-1833), K. Jacobi (1804-1851), H. Poincare (1854-1912), M. Liapunov (1857-1918). Ancak dönen yıldızlarla ilgili temel çalışmalar yüzyılımızın ilk yarısında yapılmış ve son yıllarda çok hızlı bir gelişme göstermiştir.

Yirminci yüzyılın başında yıldızların merkezi yoğunluğu fazla, gaz bir yapıya sahip oldukları biliniyordu. 1923 yılında E.A. Milne ısımasal dengede yavaş dönen bir yıldız modeli yapmıştır. 1933 yılında S. Chandrasekhar politroplar için benzer bir çalışma yapmıştır.

Bundan sonra yıldızlarda dönme konusunda en önemli çalışma Hugo von Zeipel (1873-1959) tarafından yapılmıştır. 1924 yılında Zeipel kimyasal olarak homojen olan, Ω açısal hızı ile katı bir cisim gibi dönen ve statik ısımasal dengedeki bir yıldızın herhangi bir noktasında çekirdek enerjisi üretme hızının şu şekilde verildiğini göstermiştir,

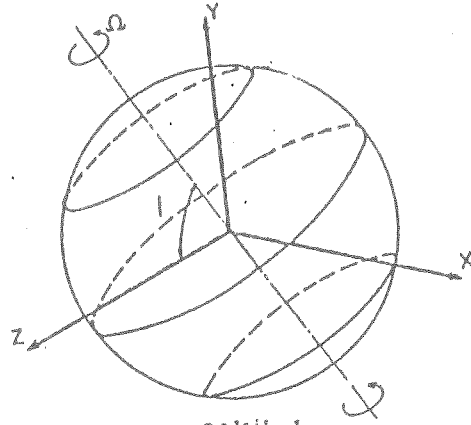
$$\epsilon_N = \text{Sabit} \left(1 - \frac{\Omega^2}{2\pi G \rho} \right)$$

Burada G = çekim sabiti ve ρ o noktadaki yoğunluktur.

Görüldüğü gibi, yıldızın yüzeyinde enerji üretimi eksi sonsuza gitmektedir. Bu gerçekçi değildir. Heinrich Vogt (1890-1968) ve A. E. Eddington (1882-1944) bu sonuçtan hareketle 1924 yılında düzgün dönen bir yıldızın tümüyle ısımasal dengede olamayacağını göstermiştir. Eş potansiyel yüzeylerde sıcaklık ve basıncın sabit olamayacağına ve sonuç olarak meridyen düzlemi içinde madde hareketinin veya dolaşım akımlarının oluşacağına işaret edilmiştir. Bununla ilgili ilk somut çalışmayı ise 1929 yılında Eddington yapmıştır.

II. GÖZLEMLER VE SONUÇLARI

Yıldızlardaki dönmeyi çizgilerdeki Doppler genişlemesinin ölçülmesiyle tesbit ediyoruz. Türbülans gibi başka etkiler de Doppler genişlemesi yapıyor ise de eksenel dönmeden kaynaklanan genişlemeyi ayırtetmek mümkün olmaktadır. Tek yıldızlarda sadece $V \sin i$ gözlenebilmektedir. Burada i bakış doğrultumuzla dönme eksenini arasındaki açıdır (Şekil-1).



şekil-1

Dönme ekseninin doğrultusunun ne olduğu hakkında bir şey söylemek mümkün değildir. Bu nedenle istatistiksel bilgiye gereksinme vardır. Dönme ekseninin doğrultusu ile ilgili aşağıdakiler söylenebilir:

- i) Yıldızlar galaksinin açısal momentum vektörünü hatırlarlar,
- ii) Dönme eksenleri uzayda rastgele bir dağılım gösterir.

(i) şikkını ele alalım:

Galaksinin dönme eksenini galaksi düzlemine diktir. R_c yarıçaplı bir gaz bulutunun dönmesini düşünelim. Birim kütle başına açısal momentum

$$h \cong \frac{V_2 - V_1}{2} R_c \text{ dir.}$$

Galaksideki farklı dönmeden

$$V \cong 10 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$$

olduğunu biliyoruz. $V_2 - V_1 \approx 10 \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1} (2 R_c)$ olduğundan,

$$h \approx 10 R_c^2$$

elde edilir. Bu ifade gaz bulutunun başlangıçtaki açısal momentumunu verir. Yıldız böyle bir bulutun çökmesiyle oluşursa

$$h_{\text{son}} \approx V_{\text{dön}} R_{\text{son}}$$

olduğundan, h 'in yukarıda bulunan değeri yerine koyulursa

$$V_{\text{dön}} \approx 10 R_c^2 / R_* \text{ km s}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$$

elde edilir. Tipik olarak $R_* \approx 10^{11} \text{ cm} \approx 10^{-7} \text{ pc} \approx 10^{-10} \text{ kpc}$,

$R_c \approx 1 \text{ kpc} \approx 10^{-3} \text{ kpc}$ alınırsa

$$V_{\text{dön}} \approx 10^5 \text{ km s}^{-1} \approx \text{ışık hızı}$$

çıkar. Bu ise mümkün değildir.

Diğer yandan gözlemsel olarak baktığımızda $V \sin i$ değerlerinin Galaksi koordinatları ile korelasyon göstermediğini görmekteyiz. Böylece birinci şık dışlanabilir. İkinci şık daha muhtemeldir. Bu sebeple istatistiksel bilgilere gereksinme vardır.

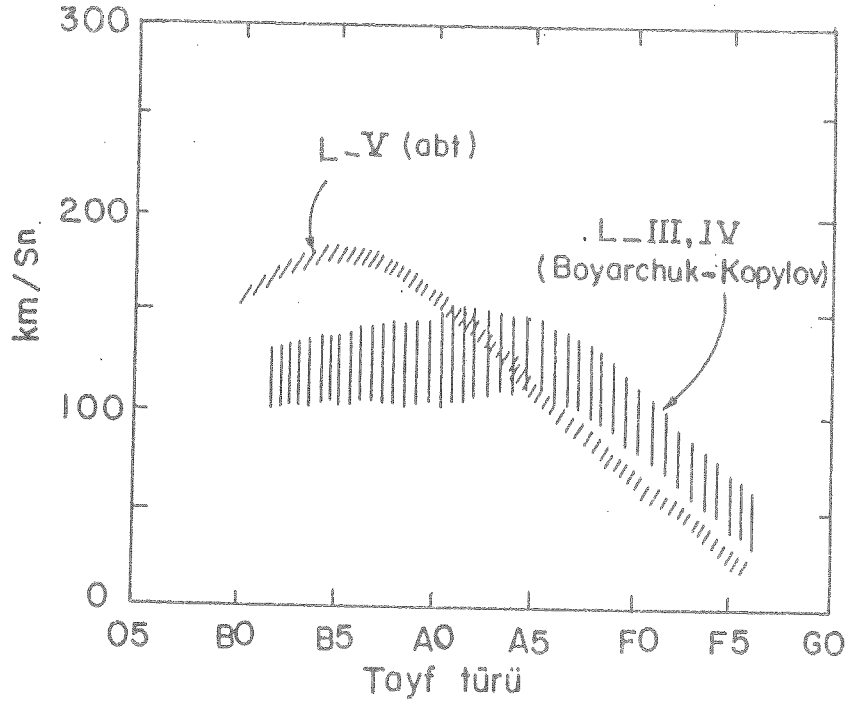
Gözlemsel veriler özellikle 1949 (Slettabak) dan sonra çoğaldı (Boyarchuk ve Kopylov, 1958, 1964, Uesugi ve Fukuda, 1970, Bernacca ve Perinotto, 1971). Bu verilerden yararlanılarak çizilen grafik, tek yıldızların ortalama hızlarının ($V \sin i$) tayf türünün fonksiyonu olarak şekil-2 de görülmektedir (Slettabak, 1970). Şekilde kısa çizgilerle taranmış olan eğri anakol yıldızlarının (Abt ve Hunter, 1962) ve geniş aralıklı uzun çizgilerle taranmış eğri ışım gücü sınıfı III ve IV olan yıldızlarının (Boyarchuk ve Kopylov, 1958) konumunu göstermektedir. Görüldüğü gibi erken tayf türüne doğru gidildikçe dönme hızlanmaktadır. Zaten bu durum 1930 lu yıllarda farkedilmişti. Yavaş dönen yıldızlarla hızlı dönen yıldızlar arasında belirgin bir ayrım göze çarpmaktadır. Grafikten, aynı tayf türündeki erken

tip devlerin anakol yıldızlarına göre daha yavaş döndüğü, fakat geç A- ve F- türündeki yıldızlarda bunun tersi olduğu açık bir şekilde görülmektedir. Bu sonucun evrimle ilgili olduğu söylenebilir. F-tayf türündeki devler, evrimleşmiş B- ve A- türü anakol yıldızlarıdır. Doğasından yavaş dönen anakol yıldızlarından daha hızlı dönme göstermektedirler. Dikkat edilirse eğrilerdeki değişme FO - tayf türü civarında olmaktadır. Bu da geç türlerin konvektif zarfları ile ilgili olabilir. Konvektif zarfın olması yıldız rüzgarını kolaylaştırabilir ve o da açısal momentum kaybının nedeni olabilir.

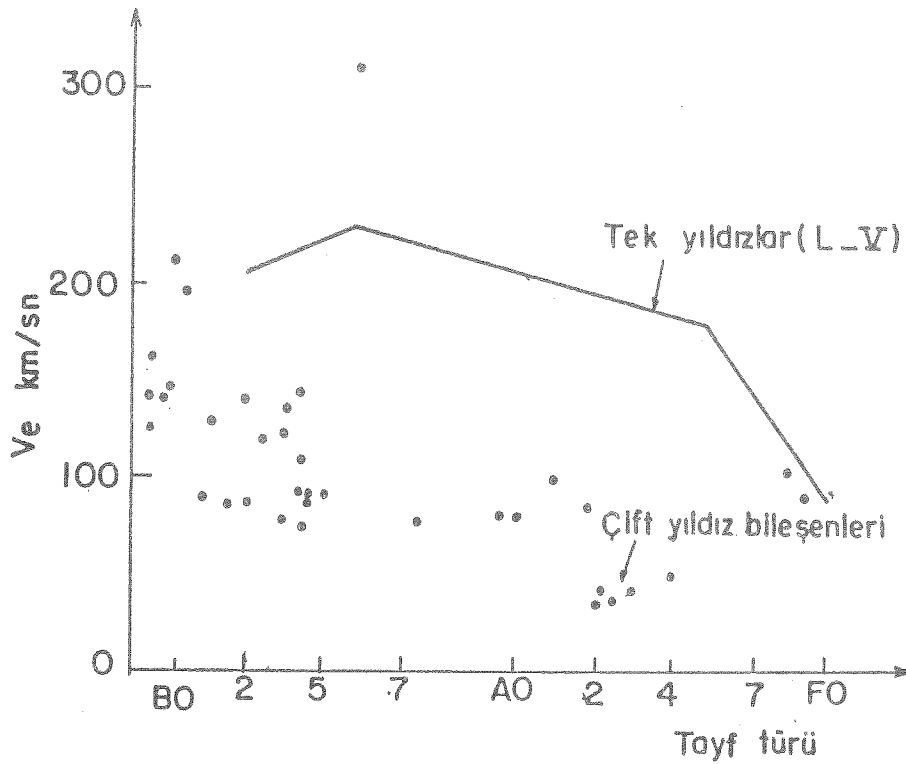
Olson (1968) yakın çift yıldızlarda dönme ile ilgili gözlemler yapmıştır. Gözlenen yıldız sistemlerinin çoğu örten çift olduğundan yörünge eğim açısı biliniyordu. Dönme ekseninin yörünge düzlemine dik olduğu varsayılarak gerçek ekvator hızı (V) bulunabilmektedir. Şekil -3 te yakın çift yıldızların ekvator hızının tayf türünün fonksiyonu olarak çizimini görüyoruz. Şekilde ayrıca ankoldaki tek yıldızların ortalama hız grafiği de verilmiştir. Yakın çift sistemindeki bileşenlerin dönme hızı, aynı tayf türündeki tek yıldızlara göre daha düşüktür. Grafikten bu açıkça görülmektedir. Demek ki bileşenin etkisi yıldızın dönmesini yavaşlatma yönünde olmaktadır. Bunun ilk ayrımına varan Kreiken (1935) olmuştur.

III. DÖNME VE EVRİM

İkinci bölümde görüldüğü gibi erken tayf türündeki yıldızlar, geç tayf türündekilere göre daha hızlı dönmektedirler. Yüksek dispersiyon gerektirdiğinden bunların gözlenmesi kolaydır. Bu özellikler erken tayf türündeki yıldızları ilginç yapmaktadır.



Şekil - 2: Tek yıldızların ortalama hızlarının tayf türüne göre grafiği.



Şekil - 3: Yakın çift yıldızların ekvator (eşlek) hızının tayf türüne göre dağılımı (noktalar). Çizgi grafik ise anakoldaki tek yıldızların ortalama hız grafiğidir.

Dönmenin yıldız yapıları üzerine etkisi çok eskilerden bu yana biliniyordu. Eski çalışmaların çoğu Jeans (1929) in "Astronomy and Cosmogony" adlı kitabında özetlenmiştir. Düzgün dönen akışkan kütlelerin yapısı ve kararlılığı üzerine yapılan araştırmalar sürmüş ve sonradan daha da güncel hale getirilmiştir (Lyttleton, 1953, Lebovitz, 1967).

Dönmenin yıldız yapılarına ve evrime etkisi yüz yılımızın ikinci yarısında bir çok kişi tarafından ayrıntılı bir şekilde ele alınmış ve çeşitli yönleriyle incelenmiştir. Ancak son yıllarda bu konunun tekrar canlılık kazanmasının nedeni 1987 yılında Büyük Macellan Bulutundaki (BMB) süpernova patlamasıdır. Bilindiği gibi 1987A süpernovasının yerinde, patlamadan önce Sandulek-69202 ismi ile bilinen B-tayf türünde bir üst dev vardı. 1987A ile ilgili bazı gözlemlerin açıklanmasında güçlük çekildiğinden yine tarihi gelişim içinde olduğu gibi dönme etkisi ile açıklanmaya çalışılmaktadır.

İUE gözlemlerinden, süpernova 1987A da, düşük hızla genişleyen madde içinde N/C ve N/O oranları yüksek bulunmuştur (Cassatella, 1987). Ayrıca He/H oranı da yüksektir. Gözlemler patlamadan önce yıldızın zarfında beklenmeyen bir kimyasal yapıya işaret etmektedir.

Yukarıda bahsedilen gözlemlerin açıklanması ve ilgili soruların cevaplanması gerekmektedir.

- i) Patlama Herzprung-Russel (H-R) diyagramının mavi bölgesinde olmuştur. Bu standart evrim kuramına ters düşmektedir. Açıklanması gereken noktalardan birisi budur.
- ii) B-tayf türündeki Sandulek 69202 yıldızı evrim süreci içinde daha önce hiç kırmızı üstdev olmuşmuydu?

Patlamamanın mavi bölgede olmasıyla ilgili soruya, şimdiye kadar üç çeşit açıklama getirilmeye çalışılmıştır:

- i) Büyük Macellan Bulutu'ndaki daha az olan metal bolluğu ile (Hillebrandt ve diğ., 1987). Kimyasal yapıda az metal olması yıldızın kırmızı bölgeye evrimleşerek gitmesini önler.
- ii) Yüksek hızda kütle kaybetmesiyle (Maeder, 1987). Model yüksek hızda kütle kaybı içerirse yıldız önce kırmızı bölgeye doğru evrimleşir ve daha sonra mavi bölgeye döner.
- iii) Konveksiyonun üst dev yıldızların evrimine etkisiyle.

Sıralanan bu açıklamalar gözlemsel bulgular için yeterli olmamıştır. Örneğin BMB'da Sandulek-69202 ile aynı ışıma gücüne sahip kırmızı üstdevlerin varlığı bilinmektedir. Diğer yandan $10 M_{\odot}$ lık bir hidrojen zarfının varlığı, mavi bölgeye dönüş için gerekli olan yüksek hızda kütle kaybı ile uyusmamaktadır.

Normal olmayan bollukların açıklanması konvektif karışma yoluyla yapılmaya çalışılmış, fakat yeterli olmadığı gösterilmiştir (Weiss ve diğ., 1988).

Weiss ve arkadaşları gözlemlerin açıklanmasında dönmenin rolünün incelenmesi gerektiğini ve normal olmayan kimyasal yapının dönmenin sonucu oluşan dolaşım akımları ile açıklanabileceğini ileri sürmüştür. Öneri dolaşım akımlarının çekirdek yanması sonucu elementleri yıldızın dış katmanlarına taşıyabileceği ve bollukla ilgili gözlemleri açıklayabileceğidir.

1960 lı yıllardan sonra dönmenin yıldız yapısı üzerine yaptığı etkileri inceleyen önemli çalışmalar yapılmıştır (Roxburgh ve Strittmatter, 1965; Faulkner ve diğ., 1968; Mark, 1968; Sanderson ve diğ., 1970; Sackman ve

Anand, 1970; Kippenhahn ve Thomas, 1970). Bu çalışmalar sonucunda, katı bir cisim gibi düzgün dönme yapan anakol yıldız modelleri elde edilmiş ve anakolun Hertzsprung-Russel diyagramında sağa doğru kaydığı bulunmuştur (Şekil-4a,4b). Diğer yandan Kippenhahn ve arkadaşları (1970) açısal momentumun radyatif bölgelerde yerel, konvektif bölgelerde global olarak korunduğunu varsayarak yıldızın iç bölgelerinin daha hızlı, zarfının da daha yavaş döndüğünü göstermiştir. Crampin ve Hoyle (1960) da dönmenin etkisi ile yıldızda ekvator düzlemi civarında atılan kütlelerin disk oluşturacağına işaret etmiştir. Yıldızlarda dönme konusu üzerine yapılan bu çalışmalarla ilgili başka ayrıntılı bilgi ve referanslar Mestel (1965), Kraft (1968), Slettabak (1970) in derlediği "Stellar Rotation" isimli kitapta ve "Annual Review of Astronomy and Astrophysics" in 10. cildinde (Fricke ve Kippenhahn (1972)) bulunabilir. Daha sonra J.-L. Tassoul (1978) tarafından yazılan "Theory of Stellar Rotation" başlıklı kitapta yıldızlarda dönmenin tüm yönleri incelenmiş ve o zamana kadar yapılan çalışmalar özetlenmiştir.

1970 li yıllardan sonra yıldızlarda farklı dönme daha çok ilgi toplamıştır. Bunun nedeni de yukarıda bahsedilen Kippenhahn ve arkadaşlarının bulduğu sonucun parçalanmaya ve çift yıldız oluşumuna gidebileceğidir. Böyle bir senaryoyu 1966 yılında Roxburgh önermişti. Ancak yapılan çalışmalar -iç bölgeler yüzey tabakalarına göre çok hızlı dönmedikçe -dönmenin anakol yıldızlarının iç yapıları üzerindeki etkisinin küçük olduğunu göstermektedir. Endal ve Sofia (1976, 1978, 1981) dönen yıldızların evrimi üzerinde çalışarak dönmenin evrime etkilerini anakol sonrası için incelemişlerdir. Geride bıraktığımız 10 yıl içinde dönme çeşitli şekillerde dahil edilerek çalışmalar sürdürülmüştür (Sreenivasan ve Wilson, 1982, 1985, 1986; Schatzman ve Maeder 1981, Bienayme ve diğ., 1984; Lebreton ve Maeder, 1986; Maeder, 1987).

Bilindiği gibi yıldızlar anakolda uzun süre kalırlar. Bu süre içinde de hızlı dönen çekirdek bazı mekanizmalarla yavaşlatılmış olabilir. Örneğin meridyen düzlemi içinde oluşan dolaşım akımları yolu ile. Bu sebeptendir ki dönmenin etkisi anakolda ve hemen anakol sonrasında küçüktür. Ancak evrimin sonraki safhalarında önemli olmaktadır.

Dönmenin etkisi anakol öncesi safhada da incelenmiş ve pek çok çalışma yapılmıştır. (Okamoto, 1969; Bodenheimer ve Ostriker, 1970; Bisnovatyi-Kogan ve diğ., 1979; Eryurt ve diğ., 1986), Çelikel, 1989).

Görüldüğü gibi dönme yıldızın yapısını etkilemektedir. Evrim sürecinde hem yapı hemde başlangıçta verilen açısal momentum dağılımı evrimleşmektedir. Ancak biz konuya Süpernova 1987A açısından baktığımızdan dolaşım akımlarının doğasını ve evrimle ilişkisini ayrıntılı ele alıp diğer etkilere kısa ve genel olarak değineceğiz.

Dönmenin yıldızların yapı ve evrimine etkisini üç ana grupta ele alabiliriz:

1) Dönmenin sonucu yıldızın iç basıncı azalır. Bu durum merkezci kuvvetin sonucudur. Merkezi bölgedeki basınç azalırsa, o bölgenin evrimi de farklı seyredecektir. Açısal hızın dağılımı küresel simetrik alınır; ve yıldız küresel kabul edilerek ortalama merkezci kuvvet $\Omega^2 r \sin^2 \theta$ bulunursa, hidrostatik denge denklemi

$$\frac{dp}{dr} = -\frac{GM_r}{r^2} \rho + \frac{2}{3} \Omega^2 r \rho \quad (1)$$

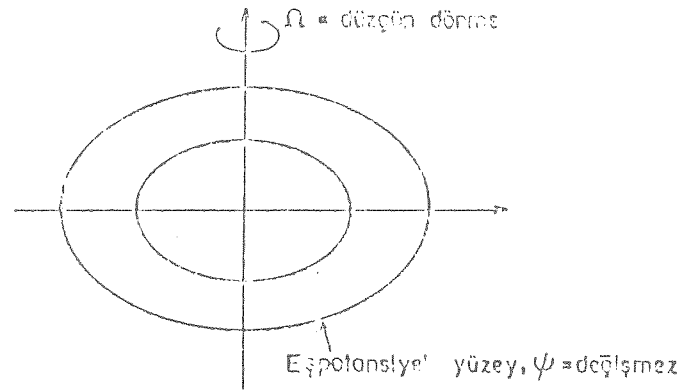
veya

$$\frac{dp}{dM_r} = - \frac{GM_r}{4\pi r^4} + \frac{\Omega^2}{6\pi r} \quad (2)$$

olur. Meydana gelen değişiklik merkezde hidrojen yanma zamanını etkiler. Hidrojen daha yavaş yanar. Yanma süresinde ≈ 3 gibi bir artış olduğu gösterilmiştir (Kippenhahn, ve diğ., 1970; Strittmatter, ve diğ., 1970).

ii) Dönme aynı zamanda ısıma gücünü de azaltır. Dönme yıldızın şeklinde değişiklik meydana getirir. Küreselliği bozar ve basıklık yaratır. Bunun evrime etkisi önemli değildir, ancak yıldızın tayfını değiştirir. Hızlı dönen yıldızlar daha soğuk görünür.

Yıldızın şeklinde basıklık olur. Ekvator bölgelerinde şişer. Eşpotansiyel yüzeyler küresel değildir.



şekil - 5

Yıldız hidrostatik dengede olduğu için P ve ρ da eşpotansiyel yüzey üzerinde sabittir. Böylece $P = P(\psi)$, $\rho = \rho(\psi)$, $T = T(\psi)$ yazılabilir. Hidrostatik denge denklemi

$$\frac{1}{\rho} \nabla P = \nabla \psi \quad \text{dir.} \quad (3)$$

Enerji radyatif mekanizma ile taşınıyorsa,

$$F = - \frac{16}{3} \frac{\sigma}{\kappa} \frac{T^3}{\rho} \nabla T$$

$$F = -f(\psi), \nabla \psi = -f(\psi) g \quad (4)$$

olur. Burada $f(\psi) = -\frac{16}{3} \frac{\sigma}{\kappa} \frac{T^3}{\rho} \frac{dT}{d\psi}$ dır, $g = -\nabla \psi$

(4) nolu denklemden anlaşılacağı gibi yıldızın yüzeyinden çıkan ışıının akısı eş potansiyel yüzeyler üzerinde çekim ivmesine (g) orantılı olarak değişir. (3) ve (4) nolu denklemlerde kullandığımız ψ toplam potansiyeldir. (ψ = Çekim potansiyeli + dönme potansiyeli). Dönen yıldızın yüzeyinden çıkan ışıının akısı, gerçekte şöyle ifade edilmelidir,

$$F_{\text{yüzey}} \sim g_{\text{et}} \quad (5)$$

(5) nolu denklemdaki bu ifade ilk kez Von Zeipel tarafından bulunmuş ve "çekim kararması yasası" olarak bilinmektedir. Etkin sıcaklık cinsinden yazarsak

$$T_{\text{et}} = \left(\frac{F_{\text{yüzey}}}{\sigma} \right)^{1/4} \quad (6)$$

elde edilir. Yıldız kutup bölgelerinde basıktır. Öyleyse g_{et} kutup bölgelerinde ekvator civarına göre daha büyük olacak ve (6) nolu denklemden de sıcaklık daha fazla olacaktır.

iii) Dönmenin üçüncü ve en önemli etkisi, dönme kararsızlıklarından kaynaklanan açısal momentum taşınması ve yıldızın belirli bölgelerinde meydana gelen kimyasal karışmadır.

Standart yıldız evrim modelleri yetersiz kaldıkça bugüne kadar dikkate alınmayan etkiler evrim kuramına dahil edilmeye başlandı. Son yıllarda dönme ve ilgili kararsızlıkların evrimle etkileşmesine ilişkin fizik, hesaplamalara tam olmasa bile, kısmen girdi. Bu konuda önemli ilerlemeler kaydedildi ve birçok çalışma yapıldı (Kippenhahn ve Thomas, 1981; Zahn, 1983; Tassoul, 1978; 1984; Schatzman, 1984)

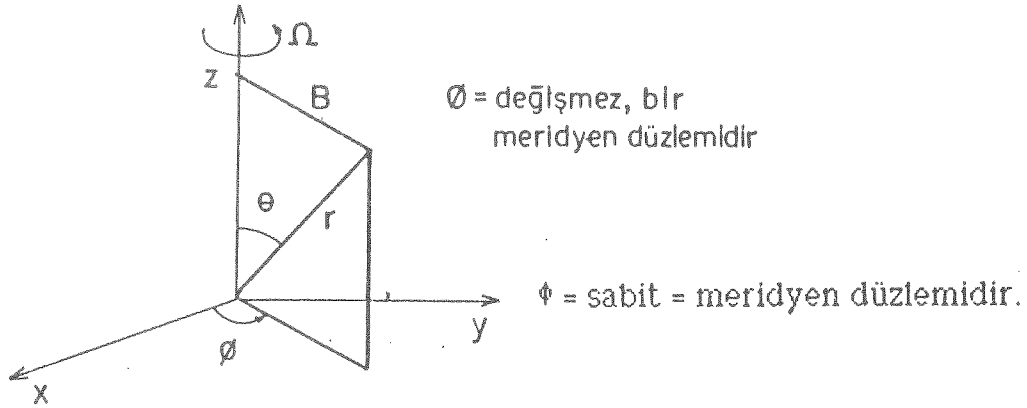
Eksenel dönme yapan bir yıldızda enerji taşınması sadece ışıınım (radyasyon) yoluyla olmamakta, kısmen meridyenel dolaşım akımları yoluyla taşınmaktadır. Işınım denge koşulunu yazarsak

$$\underline{\nabla} \cdot \underline{F} = \rho \epsilon_N \text{ dir.} \quad (7)$$

ϵ_N çekirdek enerjisi üretme hızıdır. Önce bu koşulun eksenel dönme yapan bir yıldızda sağlandığını düşünelim. O durumda

$$\rho \epsilon_N = \underline{\nabla} \cdot \underline{F} = -\underline{\nabla} \cdot (f(\varphi) \underline{\nabla} \varphi) = -f(\varphi) \nabla^2 \varphi - \frac{df}{d\varphi} |\underline{\nabla} \varphi|^2 \quad (8),$$

$$\nabla^2 \varphi = \nabla^2 \phi + \nabla^2 V \quad (V = \text{dönme potansiyeli}) \quad (9)$$



şekil - 6

$$V = \int_0^{\omega} \Omega^2 \omega' d\omega' = \frac{1}{2} \Omega^2 \omega^2 \quad (\Omega = \text{değişmez alınır}) \quad (10)$$

(9) nolu denklem

$$\nabla^2 \varphi = \nabla^2 \phi + \nabla^2 V = -4\pi G\rho + \underline{\nabla} \cdot (\Omega^2 \omega)$$

$$\nabla^2 \varphi = -4\pi G\rho + \frac{1}{\omega} \frac{d}{d\omega} (\Omega^2 \omega^2) \text{ olur.} \quad (11)$$

(8) nolu denklem ise

$$\rho \epsilon_N = f(\varphi) \left[4\pi G\rho - \frac{1}{\omega} \frac{d}{d\omega} (\Omega^2 \omega^2) \right] - \frac{df}{d\varphi} |\nabla \varphi|^2 \quad (12)$$

olarak yazılabilir. Ω 'yı öyle seçelim ki

$$\frac{1}{\omega} \frac{d}{d\omega} (\Omega^2 \omega^2) = \text{sabit} = 2C_1, \text{ olsun, ve}$$

buradan

$$\Omega^2 = C_1 + \frac{C_2}{\omega^2} \quad (13)$$

olduğu görülür.

(12) nolu denklemde eş potansiyel yüzey üzerinde, herşey sabit sadece $|\nabla \varphi|^2$ sabit değil. $|\nabla \varphi|^2$ ekvatorlardan kutuplara değişir, çünkü eş potansiyel yüzeyler paralel değildir. Bu ancak $df/d\varphi = 0$ olduğunda mümkündür.

Böylece

$$f = \text{Sabit} = C$$

olduğu bulunur. (12) nolu denklemden

$$\epsilon_N = 4\pi G C \left(1 - \frac{C_1}{2\pi G\rho} \right) \quad (14)$$

elde edilir. Yüzeyde $\rho \rightarrow 0$ ve $\epsilon_N \rightarrow -\infty$ olur. Bu ise gerçek bir sonuç değildir, çünkü ϵ_N merkezi bölgeler dışında sıfırdır. (14) nolu denklem Zeipel ikilemi (paradoks) olarak bilinmektedir. (14) nolu denklemden ısıtım dengesinin aksinel dönme yapan yıldızlarda çok katı bir şekilde uygulanamayacağı çıkmaktadır.

Vogt (1925) ve Eddington (1925, 1929) Von Zeipel (1924) in bulduğu bu sonucu kullanarak, yıldız katı bir ışınım dengesinde değilse, eşpotansiyel yüzeyler üzerinde sıcaklık ve basınç farkları olacağını ve bunun da meridyen dolaşım akımlarını başlatacağını göstermişlerdir. Bu sebeptendir ki literatürde Eddington-Vogt akımları olarak geçmektedir. Eddington-Vogt dolaşım akımlarının hızını ilk kez Sweet (1950) tayin etmiştir. Daha sonra benzer çalışmalarla başkaları izlemiştir. (Öpik, 1951; Baker ve Kippenhahn, 1959; Smith, 1966, 1970; Mestel, 1966; Brand ve Smith, 1971). Bu akımların evrim açısından önemli olup olmadıkları zaman ölçüleriyle anlaşılabilir. Öyleyse dolaşım akım hızlarının büyüklüklerini ve ilgili zaman ölçülerini kaba bir şekilde tayin etmek fikir edinmek bakımından yararlı olacaktır.

Eksenel dönmesi olan yıldızlarda ısısal denge meridyen düzlemi içindeki dolaşım akımları vasıtasıyla sağlanır. Dolaşım akımları beraberinde ısı enerjisi taşırlar. Eğer Q taşınan ısı enerjisi ise ısısal denge denklemini şöyle yazabiliriz:

$$\rho \epsilon_N - \nabla \cdot \underline{F} = \rho \frac{dQ}{dt} \quad (15)$$

Durgun hal için,

$$\frac{dQ}{dt} = \frac{\partial Q}{\partial t} + \underline{V} \cdot \nabla Q = \underline{V} \cdot T \nabla S = T \underline{V} \cdot \nabla S \quad (S = \text{entropy } V = \text{akım hızı})$$

$$\frac{dQ}{dt} = \frac{du}{dt} + P \frac{dV}{dt} = C_V \frac{dT}{dt} - \frac{P}{\rho^2} \frac{d\rho}{dt},$$

$$\rho \frac{dQ}{dt} = C_V \left(\rho \frac{dT}{dt} - \frac{P}{\rho} \frac{d\rho}{dt} \right), \quad \frac{d}{dt} = \frac{\partial}{\partial t} + \underline{V} \cdot \nabla \quad \text{bağıntısını kullanarak, ve}$$

durgun hal için

$$\rho \frac{dQ}{dt} = C_V \left(\rho \frac{dT}{d\psi} \frac{d\psi}{dt} - \frac{P}{\rho} \frac{d\rho}{d\psi} \frac{d\psi}{dt} \right)$$

$$= C_V \left(\rho \frac{dT}{d\psi} - \frac{p}{\rho} \frac{d\rho}{d\psi} \right) \frac{d\psi}{dt}$$

$$\rho \frac{dQ}{dt} = C_V \left(\rho \frac{dT}{d\psi} - \frac{p}{\rho} \frac{d\rho}{d\psi} \right) \underline{V} \cdot \underline{\nabla} \psi \text{ bulunur.} \quad (16)$$

Enerji üretim hızını sıfır alırsak ($\epsilon_N = 0$), (15) nolu denklem

$$- \underline{\nabla} \cdot \underline{F} = C_V \left(\rho \frac{dT}{d\psi} - \frac{p}{\rho} \frac{d\rho}{d\psi} \right) \underline{V} \cdot \underline{\nabla} \psi \quad (17)$$

olur ki, $P/\rho = \frac{R}{\mu} T = (C_p - C_V) T = C_V(\gamma - 1) T$

ilişkisini kullanırsa k ve P ile $d\rho/d\psi$ 'da yok edersek (17) nolu denklem şu şekli alır,

$$- \underline{\nabla} \cdot \underline{F} = \rho \left(\frac{\gamma}{\gamma-1} \frac{R}{\mu} \frac{dT}{d\psi} - 1 \right) \underline{V} \cdot \underline{\nabla} \psi \quad (18)$$

(18) den V 'nin büyüklüğünü tayin etmeye çalışalım:

$$\underline{\nabla} \cdot \underline{F} \approx \alpha \frac{1}{R} \cdot \frac{L}{R^2} = \frac{\alpha L}{R^3}, \quad \alpha = \frac{F_c}{F_g} = \frac{\text{Merkezcil kuvvet}}{\text{Çekim kuvveti}}$$

$$\underline{\nabla} \psi \approx \frac{GM}{R^2},$$

$$\rho \approx \frac{M}{R^3},$$

$$[\quad] \approx 1$$

yaklaşıklıkları kullanarak

$$V \approx \alpha \frac{L}{R^3} \frac{R^5}{GM^2} = \alpha \frac{LR^2}{GM^2}$$

$$V \approx \alpha \frac{LR^2}{GM^2} \quad (19)$$

bulunur. Güneş için, $\alpha \approx 2.5 \times 10^{-5}$ dir, ve

$$V_0 \approx 2 \times 10^{-9} \text{ cm s}^{-1} \text{ dir.}$$

Görüldüğü gibi dolaşım akımlarının hızı, yıldızın özelliklerine (L,R,M) ve dönmesine bağlıdır. Bununla ilgili zaman ölçüsü

$$t_{\text{dol}} \approx \frac{R}{V} = GM^2/R / \alpha L = \frac{t_{\text{KH}}}{\alpha} \quad (20)$$

olarak bulunur. t_{KH} Kelvin-Hemholtz zaman ölçüsüdür. t_{KH} tanımı şöyledir.

$$t_{\text{KH}} = \frac{\text{Çekimsel enerji}}{\text{ışınım gücü}} = \frac{GM^2/R}{L} \quad (21)$$

α parametresi birden küçük olduğu için, (20)'den görüleceği gibi

$$t_{\text{dol}} > t_{\text{KH}} \quad (22)$$

Bu sonuç bize, dolaşım akımlarının, ısısal zaman ölçüsü içinde pek etkin olmayacağını göstermektedir.

Şimdi de evrim zaman ölçüsünü bulalım ve onunla karşılaştıralım. Evrim zaman ölçüsünü saf hidrojenden oluşan bir yıldızın kütlesinin yüzde yirmisini yaktığı süre olarak alalım. Hidrojenin helyuma dönüşmesinde, 1 gram hidrojen maddesi helyuma dönüşürse 6×10^{18} erglık enerji açığa çıkar. Böylece

$$t_{\text{ev}} \approx 6 \times 10^{18} \times (1/5 M) / L = \frac{6}{5} \times \frac{10^{18} M}{L} ,$$

$$t_{\text{ev}} \approx 10^{18} \frac{M}{L} \text{ olur.}$$

(20) nolu denklemle birleştirirsek,

$$t_{\text{dol}} \approx 10^{-18} \frac{GM}{\alpha R} t_{\text{ev}} \text{ dir.} \quad (23)$$

Güneş için sonucu bulursak ($\alpha = 2 \times 10^{-5}$)

$$t_{\text{dol},0} \approx 10^2 \text{ tev} \quad (24)$$

Görülüyor ki, güneşte meridyonel dolaşım akımları evrim üzerinde etkili olamayacaktır, çünkü dolaşım akımları zaman ölçüsü evrim zamanından yaklaşık yüz kez daha büyüktür.

Bununla beraber, örneklemeyi güneş yerine erken tayf türünde (örneğin B5) bir yıldız için yaparsak farklı sonuç alacağımızı göreceğiz. Gözlemler bu tür yıldızların ekvatorial hızlarının 200 km s^{-1} ve $(GM/R)^{1/2} \approx 600 \text{ km s}^{-1}$ olduğunu göstermektedir. Buradan da $\alpha \approx 0.1$ çıkar. α 'yı (23) te yerine koyduğumuzda

$$t_{\text{dol}} \approx 3.6 \times 10^{-2} \text{ tev} \quad (25)$$

bulunur. Bundan çıkarılacak sonuç ise B-tipi yıldızlarda dolaşım akımları zaman ölçüsü evrim zaman ölçüsüne göre kısa olduğu ve evrim üzerinde önemli olduğudur. Demekki hızlı dönen yıldızlarda dolaşım akımları yoluyla büyük çapta bir karışma beklenmelidir. Böylece dolaşım akımlarının etkin olduğu bölgelerde yıldız kimyasal olarak homojen bir yapıya sahip olacaktır. Ancak buna karşı koyan başka bir olayı da unutmamak gerekir. Yıldızın içinde kimyasal yapıda yarıçap boyunca bir farklılık gelişirse (μ gradyant = ortalama molekül ağırlığı gradyantı), başka bir deyişle $\nabla\mu > 0$ ise, bu özelliği taşıyan kütle, belirli koşullar sağlanırsa dolaşım akımları tarafından dışarıya taşınmaz ve ters yönde bir μ -akımı oluşur. Böylece dolaşım akımlarını durdurucu yönde etki yapar (Mestel, 1953).

IV. EKSENEL DÖNME SONUCU YILDIZLARDA KARIŞMA

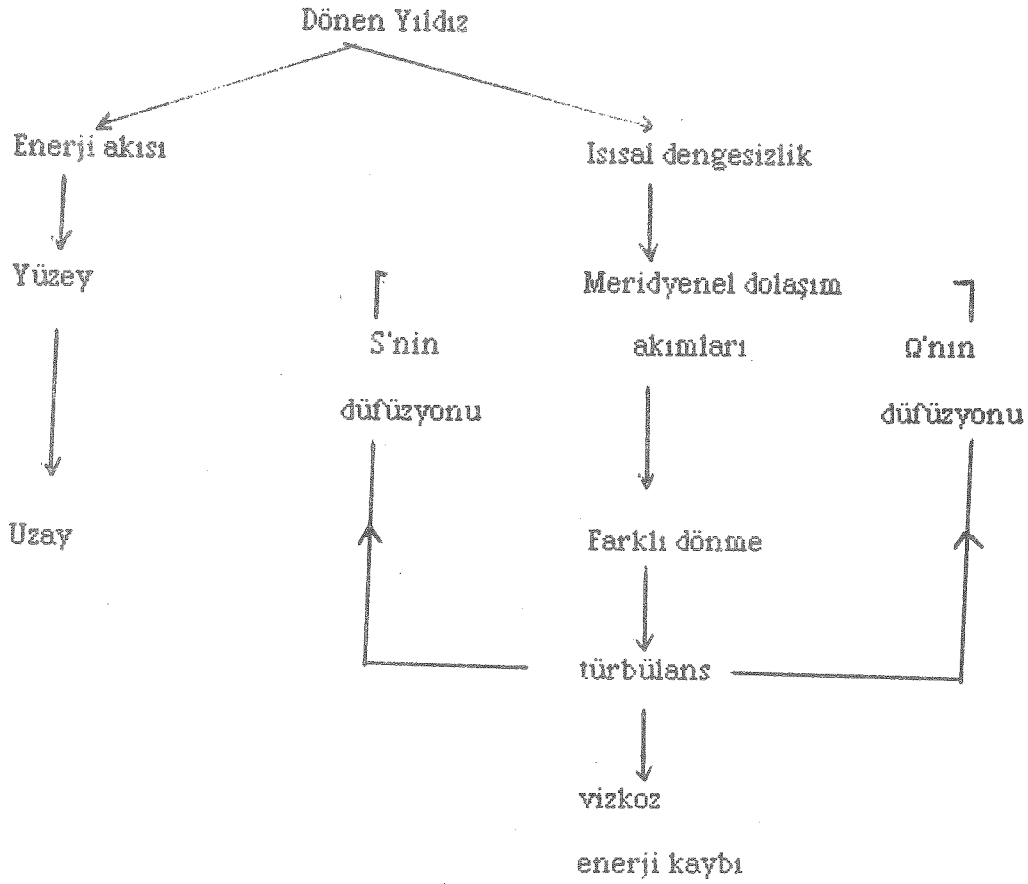
Bir önceki bölümde yıldızın içinde μ - gradyanti oluştuğunda meridyenel dolaşım akımlarını yok edici bir etkinin gelişeceğini belirtmiştik. Ancak, çekirdek evriminin başlangıcında, μ -gradyanti henüz oluşmamış iken kimyasal karışma olabilir. Kimyasal yapı gradyanti engelini belli bir ölçüde aşılmasıyla da bir miktar karışma meydana gelebilir. Bu gelişme, açısal momentum korunacağından, yıldızda farklı dönmeye neden olur (Zahn, 1974; Kippenhahn, 1974; Huppert ve Spiegel, 1977; Tassoul ve Tassoul, 1982, 1984; Zahn, 1983; Tassoul, 1984).

Espotansiyel yüzeylerde meydana gelen farklı dönme kararsızdır ("shear unstable "), ve bu da türbülansa yol açar. Açısal momentum ve kimyasal element difüzyonunu böyle bir türbülans sağlar. (Zahn, 1983.)

Türbülansın sürekliliği için enerjiye gereksinim vardır. Klasik türbülans kuramından, birim zamanda ve birim kütlede yazdığımızda, gerekli olan enerji

$$\epsilon_t \approx \frac{v^3}{l} \quad \text{dir.} \quad (26)$$

Burada V hız ve l enerji taşıyan hareketli kütle biriminin (eddy) boyutudur. Türbülans enerjisinin kaynağı, eksenel dönmenin sonucu olan ısısal dengesizliktir (thermal imbalance).



Şekil - 7

Denklem (26) da verilen V ve l bazı koşulları sağlamalıdır. Eş potansiyel yüzeyde türbülant enerji üretim hızının (ϵ_t), olayı yaratan kaynak enerjiden (ısısal dengesizliğin sağladığı enerji) küçük olmalıdır;

$$\frac{V^3}{l} \ll K \Omega^2 \quad (27)$$

K = ısısal difüzyonu temsil etmekte ve Ω açısal dönme hızıdır. K 'nın açık ifadesini yazarsak,

$$K = \frac{4}{3} \frac{ac}{\kappa p^2 C_p} T^3 \quad \text{dir.} \quad (28)$$

Burada κ donukluğu (opasite) gösterir. Sabit basınçtaki özısı

$$C_p = \frac{p\delta}{\nabla_{ad} \rho T}, \quad \delta = \left(\frac{\partial \ln p}{\partial \ln T} \right) p \quad \text{dir.}$$

Denklemler (26) ile ilgili ikinci bir koşul ise kararsızlığın (shear kararsızlığı) sürmesi bakımından kritik Reynolds sayısı ile ilgilidir. Söz konusu koşul,

$$v l > R_c = \frac{vl}{\nu} \approx 10^3, \quad \nu = \text{kinematik vizkozite} \quad (29)$$

Kaynağı ısısal dengesizlik olan enerjinin ($= K \Omega^2$) türbülant enerjisine dönüşme verimliliğini ölçen katsayının tanımı

$$\eta = \epsilon_l / K \Omega^2 \quad \text{dir.} \quad (30)$$

Böylece dikey yönde (radyal), türbülant hareketle, madde taşınması, şu şekilde yazılabilir,

$$D = K \eta, \quad (31)$$

Verimlilik katsayısı

$$\eta \approx \frac{\Omega^2 r}{g} (\nabla_{ad} - \nabla_{rad})^{-1} \quad (32)$$

olduğundan,

$$D = K \frac{\Omega^2 r}{g} (\nabla_a - \nabla_{rad})^{-1} \quad (33)$$

elde edilir (Zahn, 1983). Dikey difüzyonla ilgili Reynolds sayısı aşağıdaki gibi verilmektedir. (Schatzman, 1977),

$$Re = \frac{K}{\nu} \frac{\Omega^2 r}{g} (\nabla_{ad} - \nabla_{ra})^{-1} \quad (34)$$

Burada $\nu = \nu_{mol} + \nu_{rad}$, kinematik viskozitedir.

Işımasal viskosite, ν_{rad} ,

$$\nu_{rad} = \frac{4aT^4}{15\kappa\rho^2} = 6.72 \times 10^{-26} \frac{T^4}{\kappa\rho^2}, \quad (35)$$

ve moleküler viskosite, ν_{mol} ,

$$\nu_{mol} = \frac{0.4m^{1/2} (kT)^{5/2}}{\rho e^4 \ln \lambda} = 2.18 \times 10^{-15} \frac{T^{5/2}}{\rho \ln \lambda}, \quad (36)$$

şeklinde ifade edilir. Burada

$$\lambda = \frac{3kT}{e^2} \left(\frac{m}{\rho} \right)^{1/3} \text{ d\u00fcr.}$$

Yıldızın içinde gelişen üç boyutlu türbülansın dikey bileşeninin radyal yönde madde taşımamasını kimyasal yapı gradyanının (μ - gradyanının) önleyeceği daha önce belirtilmişti.

Konu ile ilgisi bakımından önce Brunt-Vaisala frekansını tanımlayalım. Brunt - Vaisala frekansı, kararlı bir yoğunluk katmanlaşması varsa, ortamdaki yüzdürme kuvvetinin (buoyant force) ölçüsüdür. Yıldızın içinde denge konumundan ayrılan bir madde hücresi dikey olarak hareket ederse yüzdürme kuvvetinin etkisi altında salınım yapar. Madde hücresi denge konumu civarında N^2 frekansı ile salınır. Dikey yönde μ - gradyanı var, ve $\nabla_\mu = \partial \ln \mu / \partial \ln \rho$ ise,

$$N^2 = \frac{g}{H_p} (\nabla_{ad} - \nabla_{rad} + \nabla_\mu) = N_T^2 + N_\mu^2 \text{ dir.} \quad (37)$$

Burada H_p basınç ölçeği, ve

$N_T^2 = g (\nabla_{ad} - \nabla_{rad}) / H_p$ frekansın ısısal kısmı ve

N_μ^2 de kimyasal yapı gradyanının katkısıdır.

Aşağıda verilen koşul sağlanıyorsa, kimyasal yapıdaki gradyant üç boyutlu türbülansın gelişmesini önleyebilir (Zahn, 1983)

$$N_{\mu}^2 > \eta \frac{K}{v} \Omega^2 \quad (\text{Hareketli kütle biriminin alt-üst olma (turnover) frekansı})$$

veya

$$\left| \frac{\partial \ln \mu}{\partial \ln r} \right| > \frac{K}{v} \left[\frac{\Omega^2 r}{g} \right]^2 (\nabla_{\text{ad}} - \nabla_{\text{rad}} + \nabla_{\mu})^{-1}. \quad (38)$$

Düfüzyon olabilmesi için bu koşul sağlanmamalıdır.

Görüldüğü gibi hem denklem (38) hem de (32) Ω 'yı içermektedir. Eğer Ω önceden biliniyorsa sorun yok, fakat bilinmiyorsa sorun var demektir.

Yıldızın dönmesinin kararlı olup olmadığı da evrim süreci içinde kontrol edilmelidir. $[\Omega(r)]$ açısal hızı ile eksenel dönme yapan yıldızımızın dönmesi kararlı ise (32) ve (38) deki parametrelerin hesaplanmasına geçilmelidir. Isı düfüzyonunu da içeren durumlarda ilk ortaya çıkan kararsızlık Eksenel simetrik, baroklinik Düfüzyon kararsızlığıdır (Zahn, 1983). Sözedilen kararsızlık, aşağıdaki koşullarda meydana gelir,

$$\left| \frac{\partial \ln \Omega}{\partial \ln r} \right|^2 > 8 \left(\frac{v}{K} \right) \frac{N^2}{\Omega^2} \quad (39)$$

N^2 (37) nolu denklemde verilmiştir.

N/Ω gerçekte çekimsel kuvvetin, merkezci kuvvete oranını ifade etmektedir.

Böylece (32), (38) ve (39) nolu denklemlerdeki ölçütlerin evrim sırasında hesaplanmasıyla türbülant difüzyonun olup olamayacağı tesbit edilmiş olacaktır.

Bu aşamada μ - akımlarının değerlendirmesini yapmak isabetli olacaktır. Evrim sürecinde herhangi bir anda toplam hız

$$\underline{V} = \underline{V}^{\Omega} + \underline{V}^{\mu} \text{ dir.} \quad (40)$$

μ - nin herhangi bir noktadaki değişme hızı, şöyle verilir,

$$\left(\frac{d\mu}{dt}\right) \text{ çekirdek yanması} = \frac{\partial\mu}{\partial t} + \underline{V} \cdot \nabla\mu. \quad (41)$$

Akışkan ile beraber hareket eden birim kütle için μ - sabittir ve $(d\mu/dt)$ sıfır olur.

Mestel (1953) μ - akımları problemini incelemiş ve şu sonuca varmıştır:

i) μ - akımları, Ω - akımlarına ters yöndedir.

ii) μ - akımları, yıldızın merkezi bölgesindeki Ω -akımlarının etkisini tamamen yok edebilecek kadar büyük değerlere sahip olabilir.

V_μ nin μ - gradyantla orantılı olduğunu varsayarsak, ısısal denge denkleminde

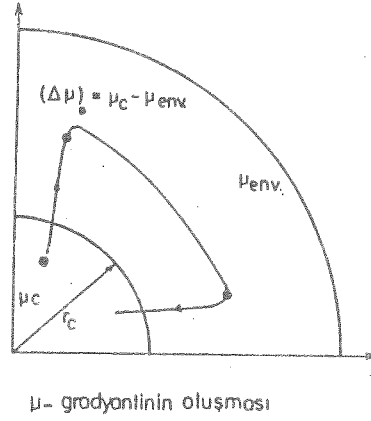
$$V_\mu \approx \frac{LR^2}{GM^2} \left(\frac{\Delta\mu}{\mu} \right) \quad (42)$$

yazılabilir. Buna karşılık

$$V_\Omega \approx \frac{LR^2}{GM^2} \propto (r) \quad (43)$$

olduğunu daha önce bulmuştuk.

V_c^μ 'nin büyüklüğünü bulabilmek için $\frac{\Delta\mu}{\mu}$ 'nin değerini bilmek gerekmektedir. Kimyasal yapıdaki değişiklik, yıldızın merkezindeki çekirdek yanması ile olmaktadır. Ω - akımları bu yeni oluşan maddeyi yıldızın dış katmanlarına taşır. Bu süreç içinde $\Delta\mu/\mu$



şekil - 8

büyüklüğünde bir gradyant oluşur. Ω - akımlarının merkezi bölgeden madde taşımaları ile ilgili zaman ölçütü

$$t_\mu \approx \frac{r_c}{V_c^\mu} \quad (44)$$

r_c yarıçaplı bölgede (r_c yeterince küçük ise) $\rho(r) = \rho_c$ yazabiliriz. (43) deki $\alpha(r)$ 'nin merkezci kuvvetin çekim kuvvetine oranı olduğunu hatırlarsak ve V_c^μ / V_n^μ 'yı yazarsak

$$\frac{V_c^\mu}{V_n^\mu} = \frac{\rho}{\rho_c} \text{ buluruz.} \quad (45)$$

B5-tayf türündeki yıldızlar için

$$\frac{V_c^\mu}{V_n^\mu} \approx \frac{1}{30} \text{ dur.} \quad (46)$$

Denklem (46) dan $V_c^\mu < V^\alpha$ olduğu görülmektedir. Bundan da dolaşımın merkezi bölgede çok yavaş olduğu ve burada uzun bir süre geçirdiği ortaya çıkmaktadır. Böylece $t_\mu \approx t_{\text{dolaşım}}$ alınabilir, ve

$$t_\mu \approx t_{\text{dol}} \approx \frac{GM^2}{RL\alpha} \quad (47)$$

t_μ zaman sürecinde $\Delta\mu$ ne olur? Merkezi bölgedeki bütün hidrojenin helyuma dönüştüğünü varsayalım. Dönüşme sonunda μ -artar. Bunu, μ 'nin tanımını kullanarak gösterebiliriz:

$$\frac{1}{\mu} = 2X + \frac{3}{4}Y + \frac{1}{2}Z \quad (X+Y+Z=1) ,$$

$$\Delta Y = -\Delta X \quad (\Delta Z = 0) > 0 ,$$

ve

$$\frac{\Delta\mu}{\mu} = \frac{-5 \Delta X}{6X_0 + Y_0 + Z} > 0 \quad (48)$$

Burada X_0 ve Y_0 başlangıçtaki bolluklardır. (48) deki ifadeden μ - 'nün arttığı görülmektedir. Dönüşüm zaman ölçütü

$$t \approx \frac{(6 \times 10^{18} \text{ erg/gm}) M}{L} \quad (49)$$

olduğundan, t_μ zamanı içinde helyuma dönüşen kesirsel hidrojen miktarı

$$\Delta X(t_\mu) \approx \frac{t_{\text{dol}}}{t} \approx \frac{GM}{6 \times 10^{18} R \alpha} ,$$

ve

$$\frac{\Delta\mu}{\mu} \approx 3 \times 10^{-4} \left(\frac{M/M_{\odot}}{R/R_{\odot}} \right) \frac{1}{\alpha}$$

olur. (42) ve (43) nolu denklemleri kullanarak

$$\frac{V_{\mu}}{V_{\Omega}} \approx 3 \times 10^{-4} \left(\frac{M/M_{\odot}}{R/R_{\odot}} \right) \frac{1}{\alpha^2} \frac{\rho_c}{\rho} \quad (50)$$

elde edilir. Tipik bir B5- tipi bir yıldız için, yukarıdaki oran

$$\frac{V_{\mu}}{V_{\Omega}} \approx \frac{1.5 \times 10^{-2}}{\alpha^2}, \quad \text{ve}$$

$\alpha < 10^{-1}$ olduğundan

$$V_{\mu} > V_{\Omega} \quad (51)$$

bulunur. μ - akım hızının büyük olması, Ω akımlarını yenmesi ve etkisiz hale getirmesi demektir. Ancak hızlı bir dönme var ise ($\alpha = \alpha_{\text{krit}}$ ise) $V_{\mu} < V_{\Omega}$ olur ve karışma bekliyebiliriz. Eğer $\Omega(r)$ içeriye doğru artarak evrimleşirse V_{Ω} daha büyük olur ve böylece yine karışma olabilir.

V. SONUÇ:

Erken tayf türündeki yıldızlarda eksenel dönme sonucu meridyenel dolaşım akımlarının oluşabileceği, bunların farklı dönmeyi beslediği ve böylece türbülant bir ortamın oluştuğu gösterildi. Oluşan üç boyutlu türbülansın radyal yöndeki hareketi besleyerek, türbülantın verimliliğine, ve kimyasal yapı gradyantına ve $\Omega(r)$ 'nın evrimine ilişkin bazı koşulların sağlanmasıyla, difüzyon yoluyla karışım yaratacağı bulundu. Ayrıca düzgün dönme koşullarında, ayrıntıya inmeden hız ve zaman ölçütleri hesaplandı.

Bulgulardan meridyenel akımların evrim süreci içinde kimyasal bir karışma yapabileceği sonucu çıkarıldı.

Karışma ile ilgili yapılan bu tesbitten sonra, kimyasal yapının değişiminin ifade edilmesi gerekir. Eğer i inci elementin atom kütle numarası A_i ise, birbirini takip eden iki model arasındaki kimyasal değişim şu şekilde yazılır (Schatzman ve Maeder, 1981)

$$\frac{\partial Y_i}{\partial t} = \left(\frac{\partial Y_i}{\partial t} \right)_{\text{çekirdek}} + \left(\frac{\partial Y_i}{\partial t} \right)_{\text{diff.}} \quad (52)$$

Böylece dönmenin sonucu meydana gelen kimyasal elementlerin difüzyonu evrim hesaplarına katılmış olur.

KAYNAKLAR:

Abney, M. N. Roy. Astron. Soc., 37, 278, 1877

Abt, H. A. ve Hunter, J.H. Jr., Astrophys. J., 136, 381, 1962

Baker, N. ve Kippenhahn, R., Z. Astrophys., 48, 140, 1959

Bernacca, p. L. ve Perinotto, M., Contrib. Oss. Astrofis. Asiago, Univ. Padova, No 239, No 250, 1971

Bienayme, o., Maeder, A., Schatzman, E., Stellar Evolution With Turbulent Diffusion Mixing, Astron. Astrophys., 131, 316, 1984

Bisnovatyi - kogon, G. S., Blinnikov, S. I., Kostyuk, N. D. ve Fedorova, A. V., Evolution of Rapidly Rotating Stars in the Gravitational Contraction Phase, Sov. Astron., 23, 432, 1979

Bodenheimer, P. ve Ostriker, J. P., Rapidly Rotating Stars. VI. Pre - mainsequence Evolution of Massive stars, Astrophys. J., 161, 1101, 1970

Boyarchuk, A. A. ve Kopylov, I. M., Soviet Astron. J., 35, 804, 1958

Boyarchuk, A. A. ve Kopylov, I. M., Public. Crimean Astroph. Observatory, 31, 44, 1964

Brand, D. ve Smith, R. C., Meridional Circulation in Rotating
Stellar Atmospheres - II, M. N. Roy. Astron. Soc., 154, 293, 1971

Cassatella, A., in SN1987A, ed. J. I. Danziger, ESO Garching
bei München, p. 25, 1987

Crampin, J., Hoyle, F., M. N. Roy. Astron. Soc., 120, 33, 1960

Çelikel, R. ve Eryurt - Ezer, D., Evolutionary Status of the Primary
Component of Yz Cassiopeiae, Astrophys. and Space Sci., 153, 213, 1989

Eddington, A. S., Observatory, 48, 73, 1925

Eddington, A. S., M. N. Roy. Astron. Soc., 90, 54, 1929

Elvey, T. ve Struve, O., Astrophys. J., 71, 221, 1930

Elvey, T. ve Struve, O., Astrophys J., 72, 1, 1930

Endal, A. S. ve Sofia, S., The Evolution of Rotating Stars I. Method
and Exploratory Calculations for a 7 $M_{\odot}$ star, Astrophys. J.,
210, 184, 1976

Endal, A. S. ve Sofia, S., The Evolution of Rotating Stars. II.
Calculations With Time Dependent Redistribution of Angular
Momentum for 7 and 10 $M_{\odot}$ Stars, Astrophys. J., 220, 279, 1978

Endal, A. S., ve Sofia, S., Rotation in Solar - Type Stars. I. Evolutionary Models for the Spin - Down of the Sun, *Astrophys. J.*, 243, 625, 1981

Eryurt - Ezer, D. Kirbiyık, H. ve Özkara, N., Mainsequence for Rotating Stars of Intermediate Mass, *Astrophys. and Space Sci.*, 126, 29, 1986

Faulkner, J., Roxburgh, I. W., Strittmatter, P. A., Uniformly Rotating Main Sequence Stars, *Astrophys. J.*, 151, 203, 1968

Fricke, K ve Kippenhahn, R., Evolution of Rotating Stars, in *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, vol. 10, p. 45, 1972.

Hillebrandt, W., Hofflich, p., Truran, J. W., ve Weiss, A., in SN1987, ed. J. I. Danziger, ESO Garching bei München, p. 25, 1987

Huppert, H. E., Spiegel, E. A., *Astrophys. J.*, 213, 157, 1977

Jeans, J., *Astronomy and Cosmogony*, 1929

Koppenhahn, R. ve Thomas, H. - C., A Simple Method for the Solution of the Stellar Structure Equations IAU col. No.IV, in *Stellar Rotation*, held at Colombus, Ohio, ed. A. Slettabak, D. Reidel Publ. Comp., Dordrecht, Holland, p. 20, 1970

Kippenhahn, R., Meyer - Hofmeister, E., ve Thomas, H. - C., Rotation in Evolving stars, *Astron. Astrophys.* 5, 155, 1970

- Kippenhahn, R., in Late Stages of stellar Evolution, IAU Sympos. 66, eds. R. J. Tayler, J. E. Hesser, Reidel Dordrecht, p.21., 1974
- Kippenhahn, R. ve Thomas, H. - C., in Fundamental Problems in the Theory of Stellar Rotation, IAU Symp., 93, eds. D. Sugimoto, D.Q. Lamb, D. N. Schramm, Reidel, dordrecht, p. 237, 1981
- Knobloch, E, Spruit, H.C., Astron. Astrophys. 125, 59, 1983
- Kraft, R. P., Stellar Rotation, in Stellar Astronomy, ed. H. K. Chiu, R. L. Warasila and J. H. Remo, N. Y., Gordon and Breach Sci. Publ., Vol. 1, Chp. IV - 1, p. 317, 1968
- Lebovitz, N., Adv. Astron., Vol. 5, p. 465, 1967
- Lebreton, A., ve Maeder, A., Stellar Evolution with Turbulent Diffusion Mixing. VI. The Solar Model Surface ^7Li and ^3He Abundances, Solar Neutrinos and Oscillations, Astron Astrophys. 175, 99, 1987
- Lyttleton, R. A., Stability of Rotating Liquid masses, Cambridge Univ. Press, 1953
- Meader, A., in SN1987A, ed. J. I. Danziger, ESO, Garching bei München, p. 25, 1987
- Meader, A., Evidences for a bifurcation in massive star evolution. The On-blue stragglers, Astron. Astrophys., 178, 159, 1987

Mark, J. W., - K., *Astrophys. J.*, 154, 627, 1968.

Mestel, L., *M. N. Roy. Astron. Soc.*, 113, 716, 1953

Mestel, L., Meridian Circulation in Stars, in *Stars and Stellar Systems*, Vol. VIII, ed. Aller and McLaughlin, The Univ. of Chicago, P.465, 1965.

Mestel, L., *Z. Astrophys.*, 63, 196, 1966

Milne, E. A., *M. N.*, 83, p. 118, 1923

Okamoto, I., in *Stellar Rotation*, ed. Slettabak Reidel Dordrecht, p.73 1969

Olson, E. C., *Publ. Astron. Soc. Pacific*, 80, 185, 1968

Ostriker, J. P., Fission and the Origin of Binary Stars in *Stellar Rotation*, ed. Slettabak, p. 147, N. Y. Gordon and Breach, 1970

Öpik, E. J., *M. N. Roy. Astron. Soc.*, 111, 278, 1951

Roxburgh, I. W. ve Strittmatter, P. A., *Z. Astrophys.*, 63, 15, 1965

Roxburgh, I. W., On the Fission Theory of the Origin of Binary Stars *Astrophys. J.*, 143, 111, 1966

Sackmann, I. - J., Anand, S. P. S., Structure and Evolution of Rapidly Rotating B - Type Stars, *Astrophys. J.*, 162, 105, 1970

Sanderson, A. D., Smith, R. C., Hazlehurst, J., *Astrophys. J.*, 159, L69, 1970

Schatzman, E., Turbulent Transport and Lithium Destruction in Main Sequence Stars, *Astron. Astrophys.*, 56, 211, 1977

Schatzman, E., ve Maeder, A., Stellar Evolution with Turbulent Diffusion Mixing III. The Solar Model and the Neutrino Problem *Astron. Astrophys.*, 96, 1, 1981

Schatzman, E., in *Observational Tests of the Stellar Evolution Theory*, IAU Sympos., 105, eds. A. Maeder, A. Renzini, Reidel Dordrecht, p.491, 1984

Slettabak, A., *Astrophys. J.*, 110, 498, 1949

Slettabak, A., *Observed Rotational Velocities of Single Stars*, in *Stellar Rotation*, ed. Slettabak, A., P.5, N. Y. Gordon and Breach, 1970

Smith, B. L. ve Roxburgh, I. W., Meridional Circulation in the Surface Layers of Rotating Stars, *Astron. Astrophys.*, 61, 747, 1977

Smith, R. C. A note on Meridian Circulation in Rotating Stars, *Z. Astrophys.*, 63, 166, 1966

Smith, R. C., Meridional Circulation in Rotating Stellar Atmospheres,
M. N. Roy. Astron. Soc., 148, 275, 1970

Sreenivasan, S. R. ve Wilson, W. J. F, The Evolution of massive Stars
Losing Mass and Angular Momentum: Origin of Wolf - Rayet Stars
Astrophys. J., 254, 287, 1982

Stritt matter, P. A., Robertson, J. W. ve Faulkner, D. J., Astron.
Astrophys., 5, 426, 1972

Sweet, P. A., M. N. Roy. Astron. Soc., 110, 548, 1950

Tassoul, J. - L., Theory of Rotating Stars, Princeton Univ. Press,
Princeton, N. Jersey, 1978

Tassoul, J. - L., Tassoul, M., Meridional Circulation in
Rotating Stars. II. Mean Steady motions in Rotationally
and Tidally Distorted Stars, Astrophys. J., 261, 265, 1982

Tassoul, M., Tassoul, J. - L., Astrophys. J., 279, 384, 1984

Tassoul, J. - L., in Observational Tests of the Stellar Evolution
Theory, IAU Sympos. 105, eds. A. Maeder, A. Renzini,
Reidel Dordrecht, p. 475, 1984

Uesugi, A ve Fukuda, I., Mem. Fac. Sci. Kyoto Univ., Ser.
Phys., Astroph. Geophys., Chem., 33, 205, 1970

Vogt, H., Astr. Nachr., No. 5342, 1925

Von Zeipel, H., M. N. Roy. Astron. Soc. 84, 665, 1924

Weiss, A., Hillebrandt, W., Truran, J. W., Rotation - Induced mixing and the nitrogen abundances in SN 1987A, Astron Astrophys., 197, L11, 1988.

Zahn, J. P., IAU Sympos. 59, Stellar Instability and Evolution, eds. P. Ledoux, A. Noels and R. W. Rogers (Reidel Dordrecht), p. 185, 1974

Zahn, J. - P₁, Instability and Mixing Processes in Upper Main Sequence Stars, 13th Saas - Fee Course, eds. B. Hauck, A. Maeder, p - 253, 1983

Z. ASLAN: 1987 A Supernovası için kırmızı dev olmadığı yolunda bir şeyler söylediniz. Yani patlama öncesinde mavi üst devdi ama kırmızı dev bölgesine gitmediği yolunda.

H. KIRBIYIK: Gitmiş olabilir mi?, sorusunu soruyoruz.

Z. ASLAN: Biliyorsunuz, süpernovada yankı halkaları gözlenmişti. Bu yankı halkalarının da merkez patlama noktasından uzaklığına bakılırsa, belli bir zaman önce bu yıldızın kırmızı dev bölgesinde olduğu ve halkaların da belli zaman aralıklarında, kırmızı dev bölgesinde kütle atımının kalıntısı olduğu savunuluyor. Bu konuda onların başka bir açıklaması mı var yoksa buna önemli bir destek mi? Kırmızı dev bölgesine gidip tekrar , kütle atımında soğuk dış kısmını attığı için geriye dönüp , tekrar mavi üst dev bölgesine patlama öncesinde döndüğü öne sürülüyor.

H. KIRBIYIK: Bunu, sanıyorum Meader (1987) çalışmasında söylüyor. Eğer diyor, kütle kayıp hızını yıldızın evrimi sırasında yüksek tutarsanız tekrar mavi bölgeye döner ve patlamasını orada yapar. Ancak sorunlar çıkıyor; Modelinize o kadar büyük kütle kaybı verdiğiniz zaman zarftaki hidrojeni atması lazım. Halbuki gözlemlerde 10 Mo'lık bir hidrojen zarfının varlığından bahsediliyor. Şimdi eğer bu doğruysa, hala zarfında 10 Mo kütlesi hidrojen varsa, ya olayın içinde başka birşey var hidrojeni atamıyor ya da.

O.DEMİRCAN: Ben ne olduğunu değil ama ne olabileceğini söylüyeyim. Halil bey kuramsal çalıştığı için son on yılın gözlemsel gelişmelerine pek değinmedi. Öncelikle Güneş'i ele alalım; birkaç yıl öncesine kadar bildiğimize göre, Güneş dahil bütün yıldızların içeriye doğru gıdıldıkçe daha hızlı döndüğüne inanılıyordu. Radyo Sismoloji gözlemleri gösterdi ki, durum böyle değil. Güneşin radyatif kısmı daha yavaş dönüyor ve katı cisim görünüşü gösteriyor, bu artık kesin. Sadece Güneş değil Güneş benzeri yıldızlarda da durum böyle. Belki büyük kütleli yıldızlarda durum farklı. Gözlemsel olarak bildiğimiz, yıldızların dönmesi ile ilgili çok önemli bir şey daha var: Morötesi ve x-ışın gözlemleri sonucuna dayanılarak denilebiliyor ki; yıldızlar anakola gelirken ve anakol sonrası evrimlerinde çok fazla kütle ve momentum kaybediyorlar. Bu momentum ve kütle kaybı manyetik alanla doğrudan ilgili ve manyetik alan hiçbir zaman dönmeden ayrı düşünülemez. Biri diğerini yaratıyor. Yıldızların dönmesi doğrudan doğruya yaşla orantılı. Tayf türüyle ilişkili olması aslında yaştan kaynaklanıyor. Bir de bazı elementlerin bolluğu ile orantılı görülüyor ki, o da tamamen yaşla ilgili. Hatta H-R diyagramında bir çizgi oluşuyor, o çizginin sol tarafında yıldızlar çok hızlı dönerken, sağ tarafındaki yıldızlar neredeyse durmuş gibi dönme göstermiyorlar. Bugün kromosferlerin, koronaların varlığı yıldızlarda tamamen dönme ile ilgili. Dönme varsa korona, kromosfer oluşuyor. Dönme yoksa oluşmuyor. Bu çizgiler H-R diyagramında çok belirgin. O zaman galiba diyebiliyoruz ki; kuramsal çalışmalar ile gözlemsel çalışmalar 80'li yıllarda tamamen birbirinden ayrılmıştır. Kuram, bu gözlemleri dikkate almalı ve açıklamalıdır.

K.AVCIOĞLU: 80'li yıllarda emisyonlu B yıldızları üzerine çalışmışım ve hem dönme hızlarını hesaplamış hem de istatistik bir çalışma yapmışım. B yıldızlarının dönme hızları fazla, emisyonlu B yıldızlarının da aynı spektrel tipteki yıldızlara göre dönme hızlarının çok daha fazla olduğu ortaya konulmuştur. Bunun bir açıklaması olabilir mi?

H.KIRBIYIK: Şimdi, tabii emisyon yapan yıldızlarda böyle olması doğal. Çevredeki, ekvator bölgesindeki kütlelerin kritik dönme sonucu atılan kütleden oluştuğu açık. Yani emisyon çizgileri gösteren yıldızların daha hızlı dönüyor olması beklenmelidir. Disk oluşumu ancak o şekilde açıklanabilir.

K.AVCIOĞLU: O zaman bir madde toplanması oluyor. Ancak son zamanlarda farklı açıklamalar getirildi mi?

H.KIRBIYIK: Bildiğim kadarıyla yok. Ama o şekilde oluştuğu üzerinde sanıyorum fikir birliği var. O yıldızlar dönmeden dolayı ekvator bölgelerine sürekli madde aktarıyor ve bu da emisyon çizgilerine sebep oluyor.

YARI-GÖRECELİ YARI-SOYSUZ ELEKTRON GAZI İÇİN BASINCIN HESAPLANMASI

Mutlu YILDIZ
ODTÜ Fizik Bölümü

I. GİRİŞ

Yıldızlarda Hidrostatik denge denklemini çözmemiz için durum denklemi'ne (DUD) gereksinimimiz vardır. Yıldız yapılarının ilk incelenmeye başlandığında, yoğunluğu çok yüksek olan yıldızlar gizemli kalmıştır.

150 yıl kadar önce Bessel Sirius A'nın yörüngesindeki düzensizlikleri saptadı ve bunu ısıma-gücü düşük bir bileşenin etkisi olarak yorumladı [1]. Bundan 20 yıl kadar sonra, Bessel tarafından öngörülen bileşen gözlemlenerek, yoğunluğu 10^4 gm cm^{-3} (gerçekte $\approx 3 \times 10^6 \text{ gm cm}^{-3}$) olarak belirlenmiştir.

1910'larda, Hertzsprung-Russel çizelgesi henüz Russel çizelgesiyken, beyaz cüceler de (BC) bu çizelgede yerini almıştı. Ana-kol yıldızlarının oluşturduğu eğrinin altında kalan beyaz cücelerin, en önemli özellikleri, düşük ısıma-gücüne karşın yüksek etkin-sıcaklığa, dolayısıyla gezegen ölçeğinde bir büyüklüğe sahip olmalarıydı [2].

1926'da Fermi ve Dirac elektronların Fermi-Dirac istatistiğine, Pauli dışlama ilkesi uyarınca, uyduğunu gösterdi. Fowler, hemen, bu istatistiği uygulayarak BC'de yerçekimine karşı gerekli basıncı hemen hemen tamamıyla soysuzlaşmış elektronların sağladığını ifade etti. 1929'da Andersen ve Stoner, Fowler'ın DUD'ne görecelilik doğrulamasını ekledi. İki yıl sonra Chandrasekhar, üç yıl sonra da Landau, ayrı ayrı, Chandrasekhar kütle sınırı diye bilinen saptamayı yaptı. Bu saptama, M_{ch} kütesinden büyük kütleyle sahip olan beyaz cücelerin soysuzlaşmış elektronların basıncıyla, yerçekimine karşı daha fazla dayanamayacağı gerçeği idi. Daha sonraki yıllarda, özellikle Chandrasekhar tarafından, DUD kuramı mükemmel bir şekilde geliştirildi.

Öte yandan soysuzlaşmış madde yalnızca beyaz cüceler gibi yıldızların ölüm evresinde değil, kırmızı devler gibi iç-kabuk yanmalı yıldızlarda da etkin bir biçimde varolabilmektedir ve He parlaması ile bazı SN tiplerinin

patlamalarında başlatıcı etken olarak [15] ele alınmaktadır.

Tamamiyle soysuzlaşmış elektron gazının DUD oldukça basittir. Soysuzlaşma az ise, DUD ancak sayısal olarak ifade edilebilir. DUD'ü üzerine yapılan çalışmalar çoğunlukla ya sayısal ya da yaklaşık yöntemlerle [4,5,6,7] DUD'ü model hesaplamalarına daha uygun bir biçimde elde edilmesi üzerine olmaktadır. Bu çalışma da, DUD'ü sayısal olarak elde edilmesi üzerine yapıldı. DUD'nin kuramsal olarak irdelenmesi Chandrasekhar ve Cox'ın kitaplarında sunulmuştur.

II. kısımda bazı kaynaklardan alınan sonuçlar, özellikleriyle birlikte verilmiştir. III. kısım DUD'nin hesaplanma yöntemi, IV. kısım da sonuçlar için ayrılmıştır.

Sıcaklığın $10^4 < T < 10^9$ K, yoğunluğun da $10^{-2} < \rho < 10^9$ gm cm⁻³ aralığında, içerilen maddenin tamamen iyonize olmuş ve elektronların etkileşimsiz olduğu kabul edilmiştir. Bir çok fiziksel etkileşim [3,6,8] (ters β -çürümesi, kristalleşme, Coulomb etkileşimi vb.) ele alınmazken, göreceli enerji ilişkisi kullanıldı. Bu nedenle, bu çalışmanın, bir çok, örtülemeyecek kadar, eksiklerinin bulunduğunu belirtmek gerekiyor.

II. DUD KURAMI

Pauli dışlama ilkesine uyan elektronların sayısal yoğunluğu istatistik fiziğinde [3,9], Cox'ın göstergemini (belirtilmediği sürece) izleyerek,

$$n_e = \frac{\rho}{\mu_e} N_o = \frac{8\pi}{h^3} \int_0^\infty \frac{p^2}{e^{-\psi + E(p)/kT} + 1} dp, \quad (1)$$

elektron basıncı ise

$$P_o = \frac{8\pi}{3h^3} \int_0^\infty \frac{p^3}{e^{-\psi + E(p)/kT} + 1} \frac{\partial E}{\partial p} dp \quad (2)$$

biçiminde ifade edilmektedirler. Bu her iki denklemde de bulunan payda n ve P 'nin davranışlarını, ψ 'in değerine göre, birbirlerine çok yaklaştırır. Eğer $\psi \ll -1$ ise, serisel açılımla [1,9]

$$n_e = 8\pi \left(\frac{mc}{h} \right)^3 \beta \sum_{l=0}^{\infty} \frac{(-1)^l}{(l+1)} \frac{e^{(l+1)\psi}}{\left[e^{(l+1)/\beta} K_2 \left(\frac{l+1}{\beta} \right) \right]} \quad (3)$$

ve

$$P_e = 8\pi \frac{m^4 c^5}{h^3} \beta^2 \sum_{i=0}^{\infty} (-1)^i \frac{e^{(1+i)\psi}}{(1+i)^2} \left[e^{(1+i)/\beta} K_2\left(\frac{1+i}{\beta}\right) \right] \quad (4)$$

biçimiyle, $\beta = \frac{kT}{mc^2}$ ve $K_2\left(\frac{1+i}{\beta}\right)$ de Bessel fonksiyonu olmak

üzere, literatürde yer almakta. $\psi \gg 1$ için

$$n_e = \frac{8\pi}{3} \left(\frac{mc}{h} \right)^3 \left[y^3 + 6c_2 \beta^2 \frac{2y^2+1}{y} + \dots \right. \\ \left. \dots + 18c_4 \beta^4 \frac{1}{y^5} + 90c_6 \beta^6 \frac{7+6y}{y^9} + \dots \right] \quad (5)$$

$$P_e = \frac{\pi m^4 c^5}{3 h^3} \left[f(y) + 48c_2 \beta^2 y^2 \sqrt{y^2+1} + 48c_4 \beta^4 \frac{4(2y^2-1) \sqrt{y^2+1}}{y^3} - \dots \right. \\ \left. \dots - 720c_6 \beta^6 \frac{\sqrt{y^2+1}}{y^7} + \dots \right] \quad (6)$$

denklemleri Sommerfeld leması [1] uygulanarak elde edilmekte: bunlardaki y

$$y = \left((1+\psi\beta) - 1 \right)^{1/2} \quad (7)$$

olarak tanımlıdır.

Tam soysuzlaşmanın gerçekleşmesi durumunda denklem (5) ve (6)'da sadece birinci terimlerin hesaplanması toplam n ve P için yeterlidir. Sistemin Fermi enerjisi, sisteme bir şekilde elektron eklediğimizi varsayarak, arttırılabilir. Sisteme verilen elektronların fazla olması, belirli bir noktadan sonra, durgun kütle enerjisinin etkisini ortadan kaldırır. Bu demektir ki, göreceli enerji yerine, aşırı göreceli enerji ilişkisi ($E=pc$) DUD hesabı için kullanılabilir. Sonuçta da denklem (1) ve (2)'den

$$P_e = \left(\frac{3}{\pi}\right)^{1/3} \frac{hc}{8} n_e^{4/3} \quad (8)$$

politropik indisi 3 olan bir gaz için DUD ortaya çıkar.

$\psi \cong 1$ dolayında bir açılım olmadığı için, P ve n 'yi sayısal tümleme yöntemiyle çözmek gerekiyor. Guess'in ilk kez kullandığı Q fonksiyonlarının [4] yardımıyla,

$$n_e = \pi \left(\frac{mc}{h}\right)^3 \int_0^1 \frac{(u+u^{-1})^3 - 4(u+u^{-1})}{e^{-\psi+(u+u^{-1}-2)/2\beta} + 1} \frac{du}{u} = C_n \int F(u) du \quad (9)$$

ve

$$P_e = \frac{\pi}{6} \left(\frac{mc}{h}\right)^3 \int_0^1 \frac{(u+u^{-1})^4 - 8(u+u^{-1})^2 + 16}{e^{-\psi+(u+u^{-1}-2)/2\beta} + 1} \frac{du}{u} \\ = C_p \int G(u) du \quad (10)$$

dönüşümleri,

$$\left(1 + \frac{p^2}{m^2 c^2}\right)^{1/2} = \cosh \theta = \frac{u + u^{-1}}{2} \quad (11)$$

olmak üzere yapılabilir. Denklem (9) ve (10)'un en önemli özelliği sonsuz üst sınıra sahip olmamalarıdır.

III. DUD'NİN HESAPLAMA YÖNTEMİ

Hesaplama yöntemi üzerinde durulması gereken iki konu var: 1) $\psi \cong 1$ dolayında sayısal yöntem; 2) ψ 'in bağımsız değişken olamayacağı göz önünde tutulursa verilen (ρ/μ) - T değerlerine göre ψ 'in bulunması. $\psi < -1$ ve $\psi > 1$ kısımlarında DUD üzerinde durulmayacak kadar basittir.

1) Sayısal Tümleme

Denklem (9) ve (10)'da verilen integralin içindeki $F(u)$ ve $G(u)$ fonksiyonları $[0,1]$ aralığında oldukça düzenlidir; her iki fonksiyon içinde bir tane tepe vardır. Bu konum sayısal tümleme için oldukça uygundur. Yöntem olarak Gaussian 2-nokta formülü [12] $[0,1]$ aralığı Δ genişliğinde eşit uzunluklara bölünerek her bir Δ aralığına ayrı ayrı uygulandı. Elde edilen sonuç şudur:

$$n_e = \frac{\pi}{2} \frac{m^3 c^3}{h^3} \Delta \sum_{m=0}^{1/\Delta} [F(d_0 + m\Delta) + F(d_1 + m\Delta)] \quad (12)$$

ve

$$P_e = \frac{\pi}{12} \frac{m^4 c^5}{h^3} \Delta \sum_{m=0}^{1/\Delta} [G(d_0 + m\Delta) + G(d_1 + m\Delta)] \quad (13)$$

biçimindedir:

$$d_0 = \frac{1}{2} (1 - 3^{-1/2}), \quad \text{ve} \quad d_1 = \frac{1}{2} (1 + 3^{-1/2}) \quad (14)$$

olmak üzere.

ii) ψ 'ın Bulunması

Verilen $(p/\mu) - T$ değerlerine göre, gerektiği zaman ψ 'i tekrarlanan hesaplamalarla bulabiliriz. Bunun için, ψ 'in $\log(n_e)$ 'ye karşı değişimi parabola çok yakın olduğundan (T sabit), aşağıdaki tanımlı yapabiliriz:

$$\psi = A (\log n_e)^2 + B (\log n_e) + C. \quad (15)$$

Burada yapılması gereken, denklem (15)'i sağlayan A, B, C'leri bulmaktır. Eğer üç keyfi noktada ψ 'a karşılık gelen $\log(n_e)$ 'leri, önceki kısımlarda ele alınan yöntemle hesaplarsak, elimizde ilk A, B, C değerleri olacaktır. Soysuzlaşma parametresini bulmak istediğimiz $\log(n_e)$, ve A, B, C 'yi denklem (15)'da yerine koyarsak, ψ_c gibi bir değer buluruz. Bu ψ_c değerine denk gelen n_{ec} , n_e ile kıyaslanarak ψ_c 'nin bizim $(n_e - T)$ çiftine denk gelip gelmediğini kontrol edebiliriz. Beklenebileceği gibi, n_{ec} , n_e 'den çok farklı ise, ilk üç $(\psi - n_e)$ çiftlerinden uygun olan birisini atıp, bunun yerine $\psi_c - n_{ec}$ çiftini kullanarak A, B, C'yi yeniden hesaplayabiliriz. Böylece bu işlem devam ettirildiğinde, $(n_e - T)$ çiftine tekabül eden ψ değerine çok yaklaşacağımızdan, gerçek ψ değerini kolayca bulabiliriz.

IV. SONUÇ

Önceki kısımlarda üzerinde durulan DUD'leri bütün $(\rho/\mu_0 - T)$ düzlemini kapsayacak bir şekilde eklemenebilir. Belirtilmesi gereken bir nokta var ki, o da ψ 'in hangi aralıkları için hangi DUD 'lerinin kullanılacağıdır. Bu, hesaplamalarda (denetlenenebildiği kadarıyla) izin verilen hata miktarına da bağlıdır. Biz bu çalışmada, belki gereğinden fazla hassaslıkla, elektron basıncını ilk beş mertebesine (tabii ki eksponensiyel çarpanıyla birlikte) kadar hesapladık; hata son mertebede ± 1 'dir. Bu hata oranıyla, DUD 'lerine karşılık gelen ψ aralıkları şöyledir [13];

$\psi \leq -8.3$	Gerçek gaz DUD.
$-8.3 < \psi \leq -0.1$	Denklem (3) ve (4)
$-0.1 < \psi \leq 7$	Denklem (12) ve (13)
$7 \leq \psi \leq 1000$	Denklem (5) ve (6)
$1000 \leq \psi$	Denklem (5) ve (6) 'nin ilk terimleri

Denklem (7) 'de verilen y 'nin 310 'dan büyük olmasındaysa, denklem (8) 'de verilen DUD geçerlidir.

Bu yöntemi uygulayarak bazı küçük kütleli yıldızların [13] merkez basıncı ve bu basınç içerisindeki soysuzlaşmanın etkisi yüzde olarak bulundu; sonuç tablo halinde sunulmuştur. Bu tabloda P_r [1,2,11], elektron, gerçek gaz ve radyasyon basıncının toplamıdır.

Bu çalışma da ayrıca göreceli olmayan enerji ilişkisi de kullanılarak, göreceli enerji ilişkisiyle elde edilen sonuçlarla kıyaslandı. Sonuç olarak, eğer sıcaklık 10^4 °K 'den küçük değilse, bu hatayla, göreceli olmayan enerji ilişkisi kullanılamaz.

Kaynaklar

- [1] Chandrasekhar, S., 1967, An Introduction to the Stellar Structure, Dower Publications, Inc., New York.
- [2] Motz, L., 1970, Astrophysics and Stellar Structure, Ginn and Company, Waltham, Mass..
- [3] Cox, J.P., ve Giuli, R.T., 1968, Principles of Stellar Structure, Gordon and Breach, Vol.I, and Vol.II, Zurich.
- [4] Guess, A.W., 1966, " The Degenerate Gas ", Advances ♦♦♦♦ in Astronomy and Astrophysics, Vol.IV, pp.153-232.
- [5] Divine, N., 1965, "Numerical Evaluation of Degenerate Equation of State", Asp. J., Vol.212, No.4, pp.1652-1655.
- [6] Eggleton, P.P., et.al., 1973, "An Approximate Eq. of St. for the Stellar Mat.", Ast. & Asp., Vol.23, pp. 325-330.
- [7] Bludman, S.A., ve Van Riper, K.A., 1977, "Equation of State of an Ideal Fermi Gas ", Asp.J., Vol.212, No.3, pp.859-872.
- [8] Immshennik, V.S., ve Nadezhin, D.K., 1966, "Thermodyn. Prop. of Mat. at High Den. and Temp.", Soviet Ast.-AJ, Vol.9, No.6, pp.896-906.
- [9] Landau, L.D., ve Lifshits, E.M., 1980, Statistical Physics, Pergamon Press, New York.
- [10] Herz, M.A., 1968, "Num. Ev. of Elect. Eq. of St. with Pair Creation", Asp. J., Vol.153, No.3, pp.1011-1013.
- [11] Shlovski, I.S., 1978, Stars: Their Birth, Life, and Death, W.H. Freeman and Company, San Fransisco.
- [12] Aktaş, Z., 1973, Numerical Analysis, Pt.1, ODTÜ, Ankara.
- [13] Kızıloğlu, N., ve Ezer-Eryurt, D., 1987, " Pregalactic- Primordial Low-Mass Stars", Asp. and Space Science, Vol.136, pp.83-90.
- [14] Yıldız, M., ve Eryurt, D., 1989, Equation of State For the Stellar Mat., Yuk. Lis. Tezi.
- [15] Nomoto, K., 1981, Fund. Prob.in the Theory of Stellar Evol. pp.295-315
- [16] Koester, D., ve Chanmugam, G., 1990, "Physics of White Dwarf Stars", Rep. Prog. Physics, Vol.53, pp.837-915.

ANAKOL YILDIZLARI İÇİN KÜTLE-PARLAKLIK ve KÜTLE-YARIÇAP BAĞINTILARI

GökseI KAHRAMAN, Osman DEMİRCAN

Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Beşevler / ANKARA

ÖZET

Anakol (MS) yıldızları için Kütle-Yarıçap ve Kütle-Parlaklık bağıntıları (MRR ve MLR) ayırık çift yıldızlara ilişkin güvenilir salt parametrelerden oluşan yeni verilerin ve teorik modellerin kullanılmasıyla yeniden belirlenmiştir. Sıfır yaş anakol (ZAMS) yıldız modelleri ile gözlemsel veriler arasında bir uyum vardır. Fakat ZAMS çizgisi her iki bağıntı da bir alt sınır oluşturmaktadır. Bu özellik, gözönüne alınan yıldızların ZAMS durumundan bir parça evrimleşmiş oldukları şeklinde yorumlanabilir. Bağıntılarda eğim MLR için yaklaşık $0.5 M_{\odot}$ ve MRR için yaklaşık $1.7 M_{\odot}$ civarında değişmektedir. İlk nokta tamamen konvektif yıldızlarla radyatif çekirdeğe sahip yıldızlar arasındaki kütle sınırıdır. İkinci nokta ise yıldızlarda hakim nükleer enerji kaynağının proton-proton çevrimine göre karbon-azot çevriminin daha etkin olmaya başladığı kütle sınırıdır. Bu noktaların yıldız modellerinin yapılmasında önemli bir yeri olduğu görülmektedir. Bu kritik noktaların gözlemsel olarak daha duyarlı belirlenmesiyle kuramsal modellere kısıtlamalar konabilecek ve dolayısıyla bu alanda gözlemsel ve kuramsal veriler daha uyumlu olacaktır.

1. GİRİŞ

Kütle, yarıçap, parlaklık ve etkin sıcaklık gibi temel yıldız nicelikleri arasındaki bağıntılar Hertzsprung(1923), Russell,Adams ve Joy(1923) ve Eddington'dan(1926) beri bilinmektedir. Teorik ve gözlemsel verilerin düzeltilmesine bağlı olarak geçmişte bu tür bağıntılar birçok kereler düzeltilmiştir. Son zamanlarda da Heintz(1978), Kopal(1978), Cester ve ark.(1983), Smith(1985), Gimenez ve Zamorano(1988) ve Griffiths ve ark.(1988) konuyla ilgili çalışmalar yapmışlardır. Bu çalışmalarda 1980'li yıllarda biriken gözlemler verileri kullanılmış ve karşılaştırmalar genellikle eski evrim modelleri ile yapılmıştır. Halbuki bu güne kadar, gerek gözlemsel gerekse teorik açıdan her iki alanda da oldukça önemli gelişmeler olmuştur. Gözlemsel açıdan, sistematik, daha duyarlı fotometrik ve tayfsal gözlemler ve örten ayırık çiftlerin veri analizleri çift yıldızlara ilişkin oldukça güvenilir çok sayıda salt parametrelerin bulunmasını sağlamıştır (Harmanec, 1988). Teorik açıdan, (Ciardillo ve Demarque, 1977, Mengel ve ark. 1979)'nın yaygın olarak kullanılan yıldız modellerinden sonra yıldızlar astrofizikinde çok önemli gelişmeler olmuştur. Öncelikle, yeni daha duyarlı hesaplamalarla, Los Alamos'daki Astrofiziksel Opasite Kütüphanesi'nde yeni opasite değerleri oluşturulmuştur. Bunlar yeni atomik verileri ve donukluk hesabındaki düzeltmeleri içerir. Yeni opasite değerlerinin yoğunluk ve sıcaklığın anlamlı aralıklarında önceden hesaplanan değerlerden (Cox ve Stewart, 1970 a,b) %50 daha büyük olduğu gösterilmiştir (Magee, Mertz ve Heubner, 1975). Alexander, Johnson ve Rypma(1983) düşük sıcaklık opasite değerlerini hesaplamışlardır. Bu değerler oldukça önemli atomik, moleküler ve parçacık soğurucularının katkılarını içerir ve daha önceden kullanılmış değerlerden çok daha doğru, duyarlı ve anlamlıdır. Gustafsson ve ark.(1975), Kurucz(1979), Eriksson ve ark.(1981)'nin çabaları sonucunda model atmosfer hesaplamalarında önemli gelişmeler olmuştur. Renk-Sıcaklık bağıntıları, bolometrik düzeltme, etkin sıcaklığın daha doğru tahminleri HR diyagramının hemen hemen her yerinde uygulanabilir duruma getirilmiştir.

Yeni çift yıldız verileri anakol için MLR ve MRR çalışmalarında henüz yeni teorik hesaplamalarla birlikte tam olarak kullanılmıştır.

Bu çalışmada Popper'in (1980) derlediği verilere ilaveten yeni verilerin kullanılmasıyla MLR ve MRR tekrar araştırılmıştır. Teorik MLR ve MRR yeni teorik yaklaşımlar kullanılarak ZAMS ve TAMS modelleri için elde edilmiş ve sonuçlar gözlemsel bağıntılarla karşılaştırılmıştır.

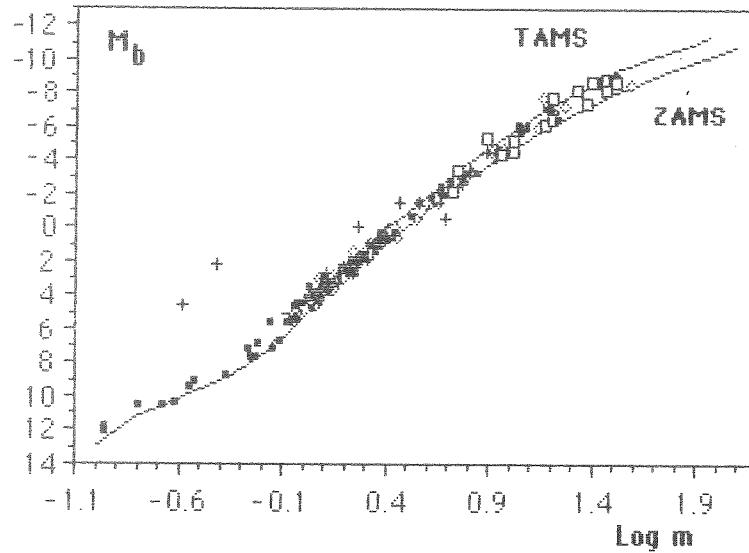
2. VERİLER

Gözlemsel veriler Popper'in (1980) verilerini de içeren Harmanec'in (1988) derlemesinden alındı. Harmanec'in derlemesi 1988'e kadar elde edilen O6-M8 tayf türleri arasındaki anakol yıldızlarının salt parametrelerini içermektedir. Am yıldızları ve log g'si 3.9'dan küçük yıldızlar hariçinde, Harmanec O6 ve M8 tayf türleri arasında 140 anakol yıldızının salt parametrelerini literatürden toplamıştır. Harmanec tayf türü B2'den daha erken ve KO'dan daha geç yıldızlar için veri yamılgılarının büyük olduğunu vurgulamıştır.

Üç değişik yeni kaynaktan evrim modellerini kullanarak teorik ZAMS ve TAMS çizgilerini oluşturduk. $2 M_{\odot}$ 'nden $120 M_{\odot}$ 'ne kadar olan yıldızlar için evrim modelleri Maeder ve Meynet (1988)'den alındı. Bu modellerde kütle kaybı ve konvektif çekirdeklerden overshooting etkisi özellikle ağır yıldızların gözlenebilir özelliklerini dikkatli bir şekilde açıklamak için dahil edilmiştir. Hesaplanan modellerde H, He ve ağır element içeriği sırası ile $X=0.70$, $Y=0.28$ ve $Z=0.02$ olarak alınmıştır. Karışım uzunluğu (mixing length) ve overshooting mesafesi eşit yani 1.5 alınmış ve yerel basınç ölçek yüksekliği 0.25 alınmıştır. 0.7 ve $5 M_{\odot}$ arasındaki 27 ZAMS modeli Vanden Berg ve Bridges(1984)'den alınmıştır. Bu modeller $Y=0.25$ ve $Z=0.0169$ (Güneş'e özgü) için hesaplanmış ve konveksiyon parametresi (karışım uzunluğunun basınç ölçek yüksekliğine oranı) $\alpha=1.5$ alınmıştır. Daha küçük kütleli ($M/M_{\odot} = 0.1, 0.15, 0.3, 0.45, 0.6$ ve 0.75) yıldızlar için evrim modelleri Vanden Berg(1983)'den alınmıştır. Bu modeller $Y=0.25$, $Z=0.02$ ve $\alpha=1$ için

yapılmıştır. Modellerin yarıçap (R güneş biriminde) ve bolometrik parlaklıkları verilen etkin sıcaklık ve ışıyım gücü değerlerinden bilinen formüllerle güneş birimlerinde bulunmuştur.

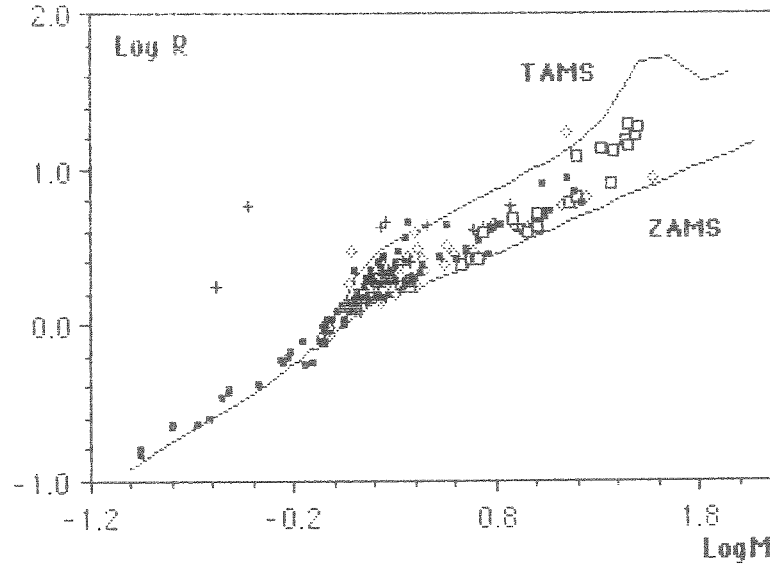
Gözlemsel veriler şekil 1 ve 2'de gösterildiği gibi $\log M-M_b$ düzleminde noktalanmıştır. Oluşturulmuş ZAMS ve TAMS çizgileri de şekilde görülmektedir. Ayrık, yarı ayrık, değen ve hemen hemen değen çiftlerin bileşenleri de şekillerde farklı sembollerle gösterilmiştir. Algol türü çiftlerin birkaç ikincil altdevleri dışında, bütün yıldızların anakol bandında yer aldığı görülmektedir. Herhangi bir yıldız gurubu için anakol bandından sistematik bir sapma görülmemektedir.



Şekil 1. $\log M-M_b$ düzleminde gözlemsel veriler, ZAMS ve TAMS çizgileri.

Küçük kareler: Popper'dan alınan ortalama gözlemsel veriler,

Baklava: Ayrık çiftler, Artı: Yarı ayrık, ve Büyük kareler: Değen ve değmeye yakın çiftleri göstermektedir.



Şekil 2. $\log M$ - $\log R$ düzleminde gözlemsel veriler, ZAMS ve TAMS çizgileri.

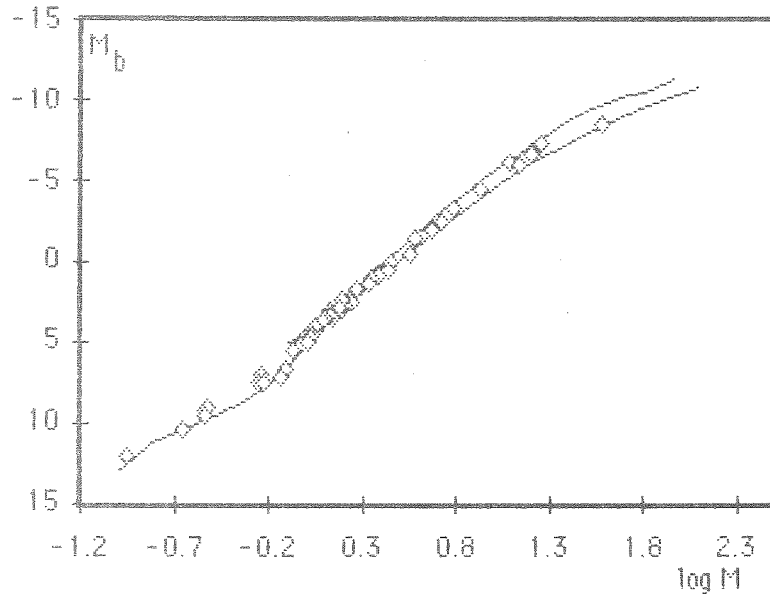
Küçük kareler: Popper'den alınan ortalama gözlemsel veriler,

Baklava: Ayrık çiftler, Artı: Yarı ayrık, ve Büyük kareler: Değen ve değmeye yakın çiftleri göstermektedir.

3. KÜTLE-PARLAKLIK BAĞINTISI

Derlenen ortalama değerler $\log M$ - M_b düzleminde noktalandığında (Şekil 3) bağıntının eğiminin $M \sim 0.5 M_\odot$ civarında değiştiği görülmektedir. Bununla birlikte Popper (1980), Smith (1983), Griffiths ve ark. (1988)'nin belirttiği gibi $1-2 M_\odot$ arasında eğimde anlamlı bir değişim görülmektedir. Eski çift yıldız verilerinde de eğimin $1.5 - 2 M_\odot$ civarında değiştiği öne sürülüyordu. (Kopal, 1978, Stagni ve ark., 1982, Cester ve ark., 1983) Smith $M = 0.43 M_\odot$ 'den önceki düzlüğü farketmiştir. Bununla birlikte, teorik ZAMS çizgilerinde bağıntının eğiminin yaklaşık $M \approx 0.5 M_\odot$ civarında olduğu görülmüştür. Teorik ZAMS çizgilerinde ayrıca eğim $1.5 M_\odot$ civarında değişmektedir. Şekil 3'de ZAMS çizgilerinin gözlemsel verilerle uyum sağladığı

fakat biraz daha aşağıya düştüğü açıkça görülmektedir. Küçük kütlelerdeki gözlemlerin ve kuramsal değerlerin $0.8 M_{\odot}$ 'ten daha küçük kütleler için uyum sağlamadığı Hoxie(1973), Lacy(1977) ve Patterson(1984) tarafından belirtilmiştir fakat bizim şeklimizde bu ayrım anlamlı bir şekilde görülmemektedir. (bkz. şekil 3)



Şekil 3. logM-M_b düzleminde ortalama gözlemsel veriler, ZAMS ve TAMS çizgileri

Kütle-Parlaklık bağıntısının parametrik denklemleri verilerle 1., 2. ve 3. dereceden fitler yapılarak elde edilmiştir. Değişik kütle aralıklarında verilere 1., 2. ve 3. derece fitler yaparak a, b, c, d katsayılarını elde ettik. (tablo 1)

Tablo 1'deki teorik katsayıların hemen hemen her zaman gözlemsel sabitlerden daha büyük olduğu görülmektedir. Buradan, logM-M_b düzleminde ZAMS modellerinin deneysel verilerin daha düşük bir zarfını oluşturduğu

anlaşılır. Bu bilinen sonuç sürpriz değildir, çünkü yıldızlar sıfır yaşında değil, birazcık evrimleşmişlerdir.

Tablo 1'deki katsayılardan yararlanarak aşağıdaki bağıntıları yazabiliriz;

ZAMS için

$$L \cong \begin{cases} 1.03 M^{3.42} ; 0.1 < M < 120 M_{\odot} \text{ için} \\ 0.20 M^{2.50} ; M < 0.7 M_{\odot} \text{ için} \\ 1.15 M^{3.36} ; M > 0.7 M_{\odot} \text{ için} \end{cases}$$

TAMS için

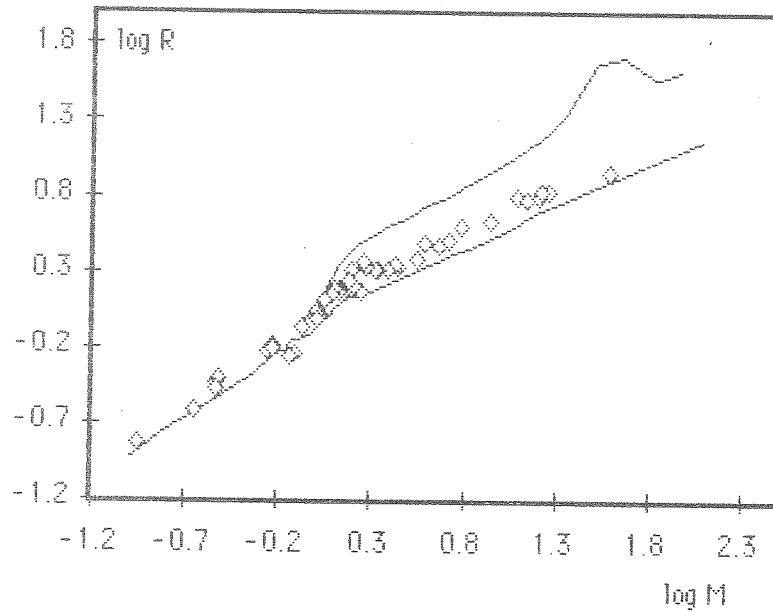
$$L \cong \begin{cases} 2.54 M^{3.41} ; 0.8 < M < 120 M_{\odot} \text{ için} \\ 2.27 M^{3.44} ; M > 0.7 M_{\odot} \text{ için} \end{cases}$$

Gözlemsel veriler için

$$L \cong \begin{cases} 1.18 M^{3.70} ; 0.1 < M < 18.1 M_{\odot} \text{ için} \\ -0.35 M^{2.62} ; M < 0.7 M_{\odot} \text{ için} \\ 1.02 M^{3.92} ; M > 0.7 M_{\odot} \text{ için} \end{cases}$$

4. KÜTLE-YARIÇAP BAĞINTISI

Tayfsal türlerin her alt sınıfları için ortalama kütle ve yarıçap değerleri derlenen çift yıldız verilerinin analizinden elde edilmiştir. Şekil 4'de görülen Kütle-Yarıçap bağıntısında yaklaşık $1.7 M_{\odot}$ civarında bağıntının eğimi değişmektedir. Eğimdeki bu değişim, konuyla ilgili daha önce çalışan bilim adamları (Kopal, 1978, Lacy, 1979, Gimenez ve Zamorano, 1985) tarafından farkedilmiş ve 1.3 ve $2 M_{\odot}$ aralığında farklı farklı yerlerde belirlenmiştir. Eğimdeki bu değişim bu yıldızlardaki hakim nükleer enerji kaynağındaki proton-proton çevriminden karbon-azot çevrimine geçiş noktası olarak yorumlanmıştır.



Şekil 4. logM-logR düzleminde ortalama gözlemsel veriler, ZAMS ve TAMS çizgileri

Daha önce de belirlenen bu eğimdeki değişimin yeri, bu çalışmada $1.66 \pm 0.08 M_{\odot}$ bulunmuştur. Aynı değişim, ZAMS modellerinden elde edilen teorik yaklaşımlarda $1.47 M_{\odot}$ civarındadır. Ayrıca bu değişim noktası kütle-kayı ve overshooting etkisinin de gözönüne alındığı ZAMS modellerinde daha belirgin ve $M=1.7 M_{\odot}$ noktasındadır. Bu değişim noktasının yeri daha doğru yıldız modellerinin yapılmasında önemli olduğu aşikardır. Yeni veriler overshooting ve kütle kaybı etkilerini içeren modelleri desteklemektedir. Şekil 4'te görülen ZAMS çizgileri gözlemsel verilerle uyum sağlamaktadır ve adeta bir alt sınır gibi belirlemektedir. Büyük kütlelerdeki teori ve gözlemlerin farklılığı muhtemelen daha büyük kütlelerdeki anakol bandının genişliğinden dolayıdır. Buradaki yıldızların daha fazla evrimleştiği düşünülmektedir.

Kütle-Yarıçap bağıntısında eğimin değiştiği noktanın her iki tarafında kalan verilere ayrı ayrı doğrusal fitler yaptık. Bulunan katsayılar $\log R=a+\log M$ formundaki yapı için tablo 2'de gösterilmiştir. Şekil 4'ten de görüleceği gibi daha yüksek dereceden polinomlar fit etmek gereksiz görülmektedir.

Tablo 2'deki teorik Kütle-Yarıçap bağıntısının katsayıları hemen hemen daima gözlemsel verilerinkinden daha küçüktür. Bu özellik ele alınan yıldızların biraz evrimleşmiş olmaları ve kütleyle bağlı olarak anakolun genişliğinden kaynaklanmış olabileceği şeklinde yorumlanabilir.

Tablo 2'deki verilerle aşağıdaki bağıntıları yazabiliriz;

ZAMS için

$$R \approx \begin{cases} 0.85 M^{0.67} ; 0.1 < M < 120 M_{\odot} \text{ için} \\ 0.89 M^{0.89} ; M < 1.66 M_{\odot} \text{ için} \\ 1.01 M^{0.57} ; M > 1.66 M_{\odot} \text{ için} \end{cases}$$

TAMS için

$$R \cong \begin{cases} 1.21 M^{1.78} & ; 0.1 < M < 120 M_{\odot} \text{ için} \\ 2.00 M^{0.75} & ; M < 1.66 M_{\odot} \text{ için} \\ 1.61 M^{0.83} & ; M > 1.66 M_{\odot} \text{ için} \end{cases}$$

Gözlemsel veriler için

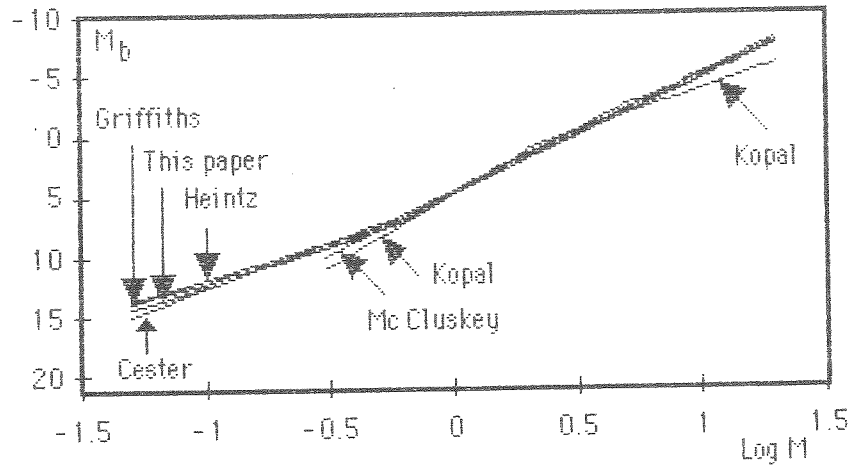
$$R \cong \begin{cases} 1.01 M^{0.724} & ; 0.1 < M < 120 M_{\odot} \text{ için} \\ 1.06 M^{0.945} & ; M < 1.66 M_{\odot} \text{ için} \\ 1.33 M^{0.555} & ; M > 1.66 M_{\odot} \text{ için} \end{cases}$$

Son bağıntıdan kütle bakımından fazla evrimleşmemiş yıldızları içeren çiftler için kütle oran q ve yarıçap oran k arasındaki bir bağıntıya dönüştürebilir ve ayrık çift sistemlerin ışık eğrisi analizinde yararlı olabilir.

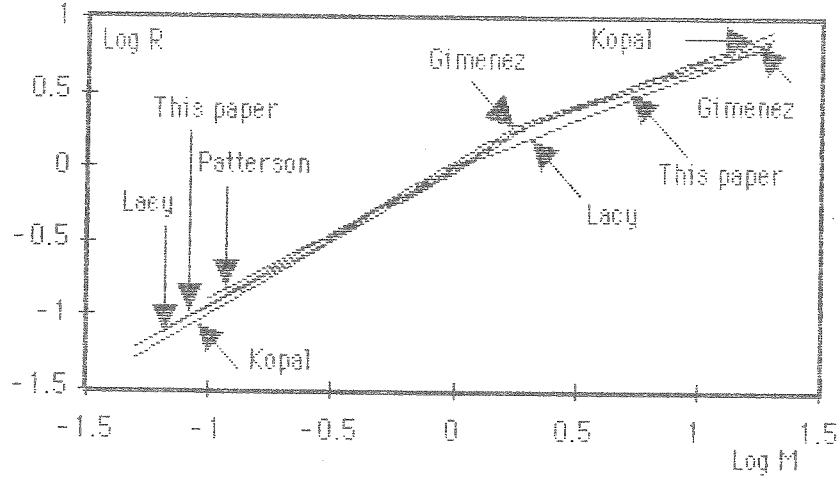
$$k = \begin{cases} q^{0.935} & ; M_1 \text{ ve } M_2 < 1.66 M_{\odot} \text{ için} \\ q^{0.542} & ; M_1 \text{ ve } M_2 > 1.66 M_{\odot} \text{ için} \\ q^{0.724} & ; M > 1.66 M_{\odot} \text{ ve } M_2 < 1.66 M_{\odot} \text{ için} \end{cases}$$

5. KARŞILAŞTIRMA ve TARTIŞMA

Daha önceki bölümlerde elde edilen sonuçlar Kütle-Yarıçap ve Kütle-Parlaklık bağıntılarının önemini ve faydalarını göstermektedir. Bizim çalışmamızdaki her iki bağıntı için katsayıları diğer araştırmacılarınkı ile karşılaştırdığımızda diğerlerinden pek farklı olmadığı ortaya çıkar (şekil 5 ve 6). Fakat bizim elde ettiğimiz bağıntılarda eğimin değişim noktaları diğerlerininkinden farklıdır. Bu noktaların yıldız modellerinin yapılmasında önemli olacağına inanıyoruz. Bu noktaların yeri zamanla daha çok verinin elde edilmesiyle daha da düzeltilebilir. Bolometrik düzeltme ve sıcaklık ölçeğindeki olası hatalara rağmen şimdiki sonuçlar daha önceki derlemelerin sonuçlarıyla karşılaştırıldığında gözlemsel değerleri daha iyi temsil etmektedir.



Şekil 5. $\log M - M_b$ düzleminde bu çalışmanın diğerleri ile karşılaştırılması



Şekil 6. $\log R$ - $\log R$ düzleminde bu çalışmanın diğerleri ile karşılaştırılması

HR diyagramında, dönmenin etkisiyle modeller daha düşük etkin sıcaklık ve parlaklığa sahip olurlar. Böylece ZAMS'tan uzaklaşırlar. Uniform dönme, modelleri HR diyagramında ZAMS'tan uzaklaştırırken, diferansiyel dönme nedeniyle, modeller ZAMS'a hemen hemen paralel olarak daha aşağıda yer alırlar.

Ayrıca, çift yıldız verileri üzerindeki i) bolometrik düzeltme, sıcaklık ölçeği ve uzaklıktaki hatalar azaltılması, ii) daha mükemmel ışık ve radyal hız eğri modellerinin yapılması iii) ayrıca kimyasal içerik, yaş ve dönmenin evrim modellerine etkilerinin daha dikkatli bir şekilde düzeltilmesi gerekli görülmektedir. Bu yaklaşımlarla özellikle bağıntıların eğimlerinin değiştiği noktalar Yıldız Astrofiziği alanındaki gözlem ve teorilerin daha yakınlaştırılmasında yardımcı olacaktır.

Tablo 2 $\log R = a + b \log M$ şeklindeki fit bağıntısının katsayıları

	ZAMS			TAMS			Gözlemsel			Kütle aralığı	
	a	b	r	a	b	r	a	b	r		
	-0.073	0.668	0.987	0.082	1.780	0.992	0.003	0.724	0.977	Hepsi	
	0.012	0.017		0.013	0.129		0.014	0.024			
	-0.049	0.891	0.998	0.300	0.753	0.975	0.026	0.945	0.979	$M < 1.66 M_{\odot}$	
	0.006	0.016		0.053	0.046		0.013	0.041			
	0.005	0.565	0.999	0.207	0.826	0.981	0.124	0.555	0.982	$M > 1.66 M_{\odot}$	
	0.004	0.005		0.038	0.038		0.019	0.024			

Tablo 1. $Mb = a + b (\log M) + c (\log M)^2 + d (\log M)^3$ şeklindeki fit bağıntısının katsayıları

Fit	ZAMS				TAMS				Empirical				mass range
	a	b	c	d	a	b	c	d	a	b	c	d	
Birinci	4.66 0.13	-8.54 0.19	—	—	3.68 0.26	-8.52 0.26	—	—	4.51 0.09	-9.26 0.15	—	—	entire
İkinci	4.60 0.11	-9.15 0.23	0.58 0.16	—	4.52 0.07	-12.24 0.18	2.08 0.10	—	4.51 0.09	-9.25 0.20	-0.01 0.20	—	entire
Üçüncü	5.05 0.06	-9.92 0.12	-1.07 0.15	1.09 0.09	4.39 0.03	-10.86 0.16	0.20 0.07	0.72 0.07	4.79 0.06	-10.22 0.16	-1.41 0.19	1.61 0.18	entire
Birinci	6.41 0.23	-6.25 0.36	—	—	—	—	—	—	5.84 0.21	-6.54 0.39	—	—	$M < 0.7$
Birinci	4.54 0.16	-8.41 0.23	—	—	3.80 0.23	-8.61 0.24	—	—	4.67 0.08	-9.79 0.15	—	—	$M > 0.7$

Kütle-Parlaklık Bağlantısı için karşılaştırma tablosu

a	b	kütle aralığı(güneş birim)	Referans
4.89	-9.71	0.3-20	Mc Clusky and Kondo(1972)
4.80	-9.50	>0.5	Heintz(1978)
5.80	-6.00	<0.5	"
3.15	-6.99	>2.0	Kopal(1978)
4.88	-11.63	<2.0	"
4.95	-7.62	<0.5	Cester et al.(1983)
4.74	-11.75	0.6-1.5	"
4.26	-9.19	>1.5	"
5.99	-6.10	<0.4	Griffiths et al.(1988)
4.68	-10.40	0.4-5.0	"
3.77	-8.78	>5.0	"
5.84	-6.54	<0.7	Bu makale
4.67	-9.79	>0.7	"

Kütle-Yarıçap Bağlantısı için karşılaştırma tablosu

a	b	kütle aralığı(güneş bir.)	referans
0.000	0.980	<2	Kopal(1978)
0.100	0.637	>2	"
-0.020	0.917	<1.3	Lacy(1979)
0.011	0.640	>1.3	"
0.000	0.880	0.1-0.8	Patterson(1984)
-0.009	1.000	0.8-1.4	"
0.053	0.977	<1.8	Gimenez and Zamorano(1985)
0.153	0.556	>1.8	"
0.026	0.945	<1.66	Bu makale
0.124	0.555	>1.66	"

Kaynaklar

- Alexander, D. R. Johnson, H.R., Rypma, R.L. 1983, Ap. J. 272, 773.
- Cester, B., Ferluga, S., Boehm, C. 1983, Astrophys. Space Sci 96, 125.
- Ciardillo, R.B., Demarque, P. 1977, Trans. Astr. Obs. Yale Univ. 33, 1 (CD).
- Cox, A.N., Stewart, Stewart, J.N. 1970 a, Ap. J. Suppl. 19, 243.
- Cox, A.N., Stewart, Stewart, J.N. 1970 a, Ap. J. Suppl. 19, 261.
- Eddington, A.S. 1926, The internal constitution of the stars, cambridge Univ. Press. Reprinted 1959 by Dover Publ.
- Eriksson, K., Gustafsson, B., Bell, R.A. 19881, unpublished.
- Gimenez, A., Zamorano, J. 1985, Astrophys. Space Sci. 114,259
- Griffiths, S.C., Hicks., R.B., Milone, E.F. 1988. The Journal of Roy. Astr. Soc. of Canada, 82.1.
- Gustafsson, B., Bell, R.A., Erikson, K., Nordlund, A. 1975, Astr. Astrophys. 42, 407.
- Harmanec, P. 1988, Bull. Astron. Inst. Gzechosl. 39, 329.
- Heintz, W.D. 1978, Double Stars, D. Reidel Publ. co Holland. Kopal, Z. 1978. Dynamics of close binary systems. D. reidel Publ. Co., Holland.
- Hertzsprung E. 1923, Bull. Astron.Inst. Netherlands, 2 No.43.
- Kurucz, R.L. 1979, Ap J. suppl. 40,1.
- Lacy, C.H. 1979, Ap. J. 228, 817.
- Maeder, A., Merynet, G. 1988, Astrn. Astrophys Suppl. 76, 411

- Magee, N.H., Mertz, A.L., Heubner, W.F. 1975, Ap.J.196, 617.
- Mengel, J.G., Sweigart, A.W., Demarque, P., Gross, P.G. 1979, Ap. J. Suppl. 40, 733.
- Patterson J. 1984, Ap J. suppl. 54, 443.
- Poper, D.M. 1980, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 18, 115.
- Russell, H.N., Adams, W.S., Joy, A.H. 1923, Publ. Astr. Soc. Pasific,
- Smith, R. C. 1983, The Observatory, 103, 29.
- Stagni, R., Margoni, R., Mammano, A. 1982 Ap. Space Sci. 88, 115.
- Vanden Berg, D. A. 1983, Ap. J. Suppl. 51, 29.
- Vanden Berg, D. A., Bridges T. J., 1984, Ap. J. 278, 679.

Z.ASLAN: Ben burada değişme noktalarını merak ettim. Değişik çalışmalarda uyumları iyi söylediniz ama değişim noktaları çok farklı. Özellikle yanılmıyorsa Kütle - Yarıçap bağıntısında idi, merkezdeki konveksiyon bölgesinin ışıması bölgeye değişme kütlesini 0.5 Mo'e eşit kabul ettiniz. Bu kütle çok küçük değil mi? Şimdiye kadar gördüğümüz kuramsal değerlere biraz ters düşüyor. Ne derece gerçekçi bu değer?

O.DEMİRCAN: Galiba benim açıklamam gerekli bunu. Göksel heyecanla cümleyi ters söyledi. 0.5 Mo tamamen konvektif yapıya sahip yıldızlarda, merkezden radyatif bölgenin oluşmaya başladığı yıldızlar arasındaki kütlesidir. Biz bunu daha iyi belirlediğimize inanıyoruz. Ama önceki değerlerde bundan çok farklı değil 0.7 Mo, 0.8 Mo gibi.

D.ERYURT: Ben belki kaçırdım, anlamadım, ama başında , kompozisyonu seçerken ağır elementlerin Güneş türü olmasına dikkat ettik dediniz.

G.KAHRAMAN: Evet, genelde Güneş benzeri yıldızları tercih ettik.

D.ERYURT: Kompozisyon olarak Güneş benzeri dediğiniz zaman, z'yi mi aynı aldınız, y'yi mi aynı aldınız?

G.KAHRAMAN: Hepsini, yani H ve He bolluğunun aynı olmasına dikkat ettik. Modelleri seçerken özellikle dikkat ettiğimiz, bunlarda oluşan kütle kaybının bu modellere girmesi idi. Kimyasal kompozisyonda da hepsinin 0.7, 0.25 ve 0.02 olmasına dikkat ettik ki, bu yıldızlar Güneş kompozisyonunda oluyor.

D.ERYURT: Peki, o zaman şu suali soracağım. Modelleri seçerken neyi dikkate aldınız? Biliyorsunuz yarıçap tam hassas nispetlerde alınır. Onu seçerken aynı nispetin alınmış olmasına dikkat ettiniz mi?

G.KAHRAMAN: Tabii. Ben söylerken atlardım ama Osman Demircan hocam belirtti. Modelleri seçerken özellikle parametrelerin aynı olmasına dikkat ettik.

SPİRAL GALAKSİLERİN ROTASYONEL ÖZELLİKLERİ VE HUBBLE TİPLERİ

Tektunalı, H.G., Limboz Tektunalı, F.
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi,
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
34452 Üniversite - İSTANBUL

ÖZET - Rotasyonel özelliklerle Hubble tip arasındaki ilişkileri araştırmak amacıyla yapılan istatistik çalışmada, bir grup galaksi için merkezî hız gradyenti ve maksimum rotasyon hızlarının Hubble tiplerle nasıl değiştiği incelenmiş ve sonuçlar irdelenmiştir.

Spiral galaksilerin genellikle iki ayrı bileşenden meydana geldikleri düşünülür: merkezde yoğunlaşmış, sferoidal bir 'bulge' bileşeni ve daha düşük yoğunluklu, basık 'disk' bileşeni. Disk ve bulge bileşenlerinin birbirlerine nazaran rölâtif hakimiyetleri galaksiden galaksiye oldukça değişir ve spiral galaksilerin Hubble sınıflandırması için geçerli kriterlerden biridir. Diğer kriter, spiral kolların açıklığı veya ayırdedilebilme derecesidir.

Spiral galaksilerin optik görünüşleri, yapılarıyla ilgili ayrıntılarla (yıldız oluşumu, kütle dağılımı, rölâtif gaz miktarı ve rölâtif gaz dağılımı, vs.) yakından ilgili olmalıdır. Bazı araştırmacılara göre (Roberts ve arkadaşları 1975) spiral yapının şekli, kütle dağılımının merkezdeki yoğunlaşma derecesine bağlıdır: merkezdeki kütle yoğunlaşması daha fazla olan bir spiral galaksinin, spiral kollarının daha sıkı olması beklenir. Bazı araştırmacılar ise (Sandage ve arkadaşları 1970) spiral yapının gaz bileşeni ile ilgili olduğunu teklif etmişlerdir.

Görünür kısımlarındaki parlaklık dağılımının, galaksinin yapısal özelliklerinden kütle dağılımı için kullanışlı bir ölçü olup olmadığının doğrulanması için, spiral galaksilerin merkezî bölgelerindeki parlaklık ve kütle yoğunlaşması arasındaki ilişki, Hubble tipin bir fonksiyonu olarak açıklık kazanmalıdır.

Merkezî hız gradyenti; galaksilerin merkezî bölgelerinde yoğunlaşmış kütle kesrinin bir göstergesi olan, dinamik bir büyüklüktür. Eğer spiral galaksilerin optik görünüşleri kütle dağılımı ve yoğunluk gibi yapısal özelliklerle ilişkili ise, merkezî hız gradyenti ile Hubble tip arasında bir ilişki olması beklenir. Merkezî kütle yoğunlaşması kolların şeklini belirleyebilir: merkezî yoğunlaşmadaki azalma, daha geç tiplerde daha açık spiral kollarla neticelenir ki bu, Hubble sıralamasında bir sınıflandırma kriteridir.

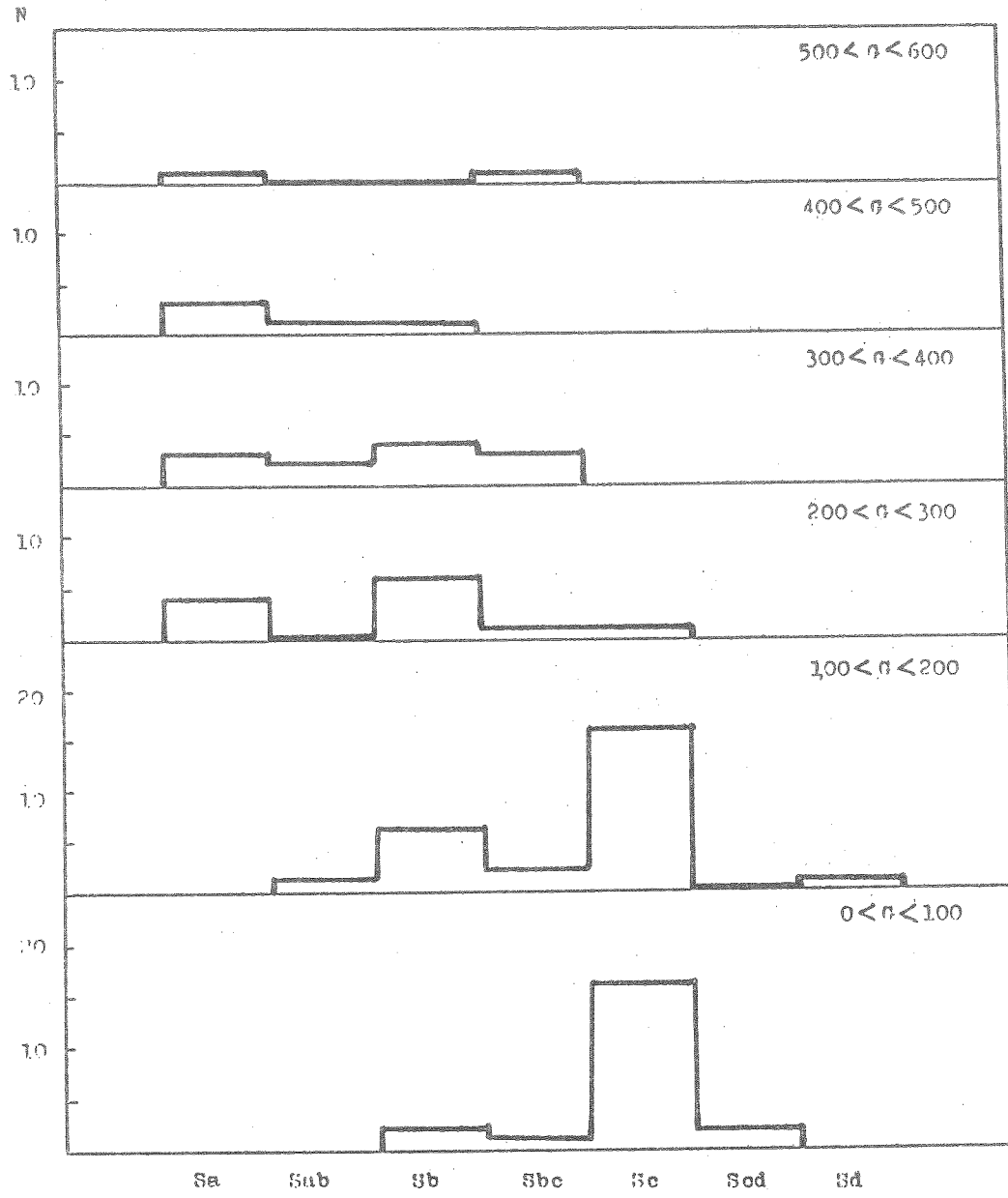
Diğer taraftan galaksi spektrumlarındaki çizgilerin analizi; rotasyon periyodu P ile Hubble tip arasında, erken tiplerin geç tiplere nazaran daha hızlı döndüklerini düşündürecek şekilde, fakat şüpheli bir ilişki ortaya koymuştur. Bu ilişki oldukça şüphelidir, çünkü birçok galakside açısal hız $w = 2\pi/P$ merkezden dışarı doğru süratle azalır ve $w \approx \text{sabit}$ olduğu lineer iç bölgenin R_1 yarıçapı hem galaksi tipi, hem de görünen çapla değişir. Bununla beraber bu ilişki, maksimum rotasyon hızı v_{max} ile Hubble tip arasında araştırılmaya devam edilmektedir.

Maksimum rotasyon hızlarıyla Hubble tip arasındaki ilişkiye ait öncü diyebileceğimiz bir çalışma, Brosche'nin 1971 deki yayınıdır. Bu çalışmada Brosche'nin vardığı sonuç şudur: Hız, Hubble sıralamasının irregular kısmından erken tiplere doğru artar.

Rotasyonel özelliklerle Hubble tip arasındaki ilişkileri araştırmak amacıyla yapılan bu istatistik çalışmada, bir grup alan galaksisi için merkezî hız gradyenti ve maksimum rotasyon hızlarının Hubble tiple, özellikle ara sınıflarda ve parlaklıkla nasıl değiştiği incelenmiştir.

Araştırılan hususlar şunlardır:

- 78 spiral galaksinin merkezî hız gradyentlerinin tipte nasıl değiştiği,
- Seçilen 78 spiral galaksiden müteşekkil örnek için parlaklıkla merkezî hız gradyentlerinin her bir tip için nasıl değiştiği,



Şekil 1 - G ($\text{kms}^{-1}\text{kpc}^{-1}$) merkezî hız gradyentlerinin, 6 uygun aralık için, Hubble tipin bir fonksiyonu olarak dağılımı.

Tablo 1

	1	2	3	4
NGC 1357	Sn(s)	21.13	2101	348
2775	Sn(r)	20.79	1195	257
2782	Sn(s)pec	22.06	2574	332
2844	Sn(r)	19.62	1507	336
3593	Sn pec	19.19	493	404
3623	Sn(s)II	21.48	675	207
3899	SnI	21.04	1258	460
4378	Sn(s)	21.12	2391	523
4594	Sn ⁺ / Sb ⁻	22.81	873	205
4698	Sn	20.55	856	258
4945	Sn	20.22	904	442
438	Sab(rs)I	22.86	2442	338
631	Sab	20.79	1836	179
4736	RSab(s)	20.81	345	472
7469	Sab pec	23.10	5115	321
1068	Sb(rs)II	22.93	1234	146
1325	Sb	21.15	1574	177
1417	Sb(s)I.3	22.57	4139	269
1515	Sb(s)II	20.76	959	352
2693	Sb	20.17	399	307
3031	Sb(r)I-II	20.75	124	268
3067	Sb(s)III	20.52	1429	143
3223	Sb(s)I-II	22.69	2619	95
3504	Sb(s)I-II/SBb	21.11	1480	354
3521	Sb(s)II-III	21.65	627	203
3675	Sb(r)II	20.88	792	392
4258	Sb(s)II	22.05	520	277
4443	Sb(r)I-II	19.54	655	225
NGC 5005	Sb(s)II	21.78	1042	195
5728	SBb(s)II	22.47	2800	461
7083	Sb(s)I-II	22.81	2951	142
7217	Sb(r)II-III	21.66	1234	291
7331	Sb(rs)I-II	22.60	1114	141
7606	Sb(r)I	22.69	2323	55

Tablo 1 (Devam ediyor)

	1	2	3	4
1808	Sbc pec	20.96	820	124
5033	Sbc(s)I-II	21.16	897	320
5055	Sbc(s)II-III	21.34	550	518
5194	Sbc(s)I-IV	21.60	541	317
5248	Sbc(s)I-III	21.19	1049	239
5426	Sbc(rs)I.2	21.18	2455	132
5427	Sbc(s)I	21.79	2565	83
6574	Sbc(n)II.3	21.31	2415	192
157	Sc(s)I-II	22.19	1813	50
253	Sc(n)	20.72	293	64
300	ScII.8	13.59	128	38
593	Sc(s)II-III	19.07	69	35
753	Sc(rs)I	22.67	5145	198
925	Sbc(s)II-III	21.07	792	22
949	Sc(s)III	19.28	855	120
1035	Sc:III	19.67	1307	101
1034	Sc(n)III.2	21.62	1478	99
1087	Sc(s)III.3	21.43	1628	122
1792	Sc(s)II	21.39	1055	118
2403	Sc(s)III	19.47	299	73
2715	Sc(n)II	21.21	1540	149
2742	Sc(rs)II	20.54	1422	86
2903	Sc(s)I-II	20.96	472	218
NGC 2997	Sc(n)I.3	21.40	799	159
2998	Sc(rs)I	22.84	4813	103
3389	Sc(s)II.2	19.91	1127	100
3395	Sc(s)II-III	20.58	1599	67
3672	Sc(s)I-II	21.49	1633	84
3684	Sc(s)II	19.74	1065	140
3893	Sc(n)I.2	20.91	1026	132
4096	Sc(n)II-III	20.15	616	91
4321	Sc(s)I	21.91	1464	181
4559	Sc(s)II-III	21.15	771	17
4682	Sc(s)II.4	20.74	2099	138
5457	Sc(n)I	21.51	372	47
6015	Sc(n)II-III	20.48	1018	94
6181	Sc(s)II	21.56	2438	160

Tablo 1 (Devam ediyor)

	1	2	3	4
6207 Sc(s)III	19.96	984	117	
6503 Sc(s)II.8	18.76	303	172	
6643 Sc(s)II	21.64	1743	105	
6946 Sc(s)II	20.30	336	65	
45 Scd(s)III	18.45	533	8	
4244 Scd	18.76	249	42	
2976 SdIII-IV	17.51	168	103	

1- Hubble tipleri

2- Mutlak mavi parlaklıklar

3- Uzaklaşma hızları (kms^{-1})4- Merkezî hız gradyentleri ($\text{kms}^{-1}\text{kpc}^{-1}$)

- Seçilen örnek içerisinde, literatürde sahih olarak maksimum rotasyon hızları bulunan 27 tanesi (9 Sa, 9 Sb, 9 Sc) için maksimum rotasyon hızlarının Hubble tipe bağıllığı,

- Bu 27 galaksi için maksimum rotasyon hızları ile mutlak mavi parlaklıklar arasındaki ilişki.

Şekil 1'deki histogramların ve Tablo 1'deki verilerin gösterdiği gibi, merkezî hız gradyenti ile Hubble tip arasında bir ilişkinin varlığı tespit edilmiştir: merkezî hız gradyenti (G) değerleri erken tiplerden geç tiplere doğru azalmaktadır. Merkezî hız gradyenti G, galaksilerin çekirdek bölgelerinde yoğunlaşmış kütle kesrinin bir göstergesi olan bir büyüklük olduğundan, bu istatistik sonucun, merkezî kütle yoğunlaşmasının kolların şeklini belirlediği iddiasını desteklediğini söyleyebiliriz. Bu iddiaya göre merkezî yoğunlaşmadaki azalma, daha geç tiplerde, daha açık spiral kollarla neticelenir ki bu da Hubble sıralamasında kriterdir.

Şekil 2 a, b ve c'den görülebileceği gibi, rölâtif olarak daha parlak Sa ve Sb galaksilerinin merkezî hız gradyentleri, daha sönük Sa ve Sb galaksilerine nazaran daha düşüktür. Sa'lar için merkezî hız gradyentleri $205 \text{ kms}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ den ($M_B = -22.8$), $460 \text{ kms}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ ($M_B = -21$) a kadar uzanır. Sb galaksileri içinse bu aralık, $55 \text{ ile } 461 \text{ kms}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ dir. Buna mukabil seçilen örnekteki Sc galaksilerinin merkezî hız gradyentleri, parlaklık arttıkça artar.

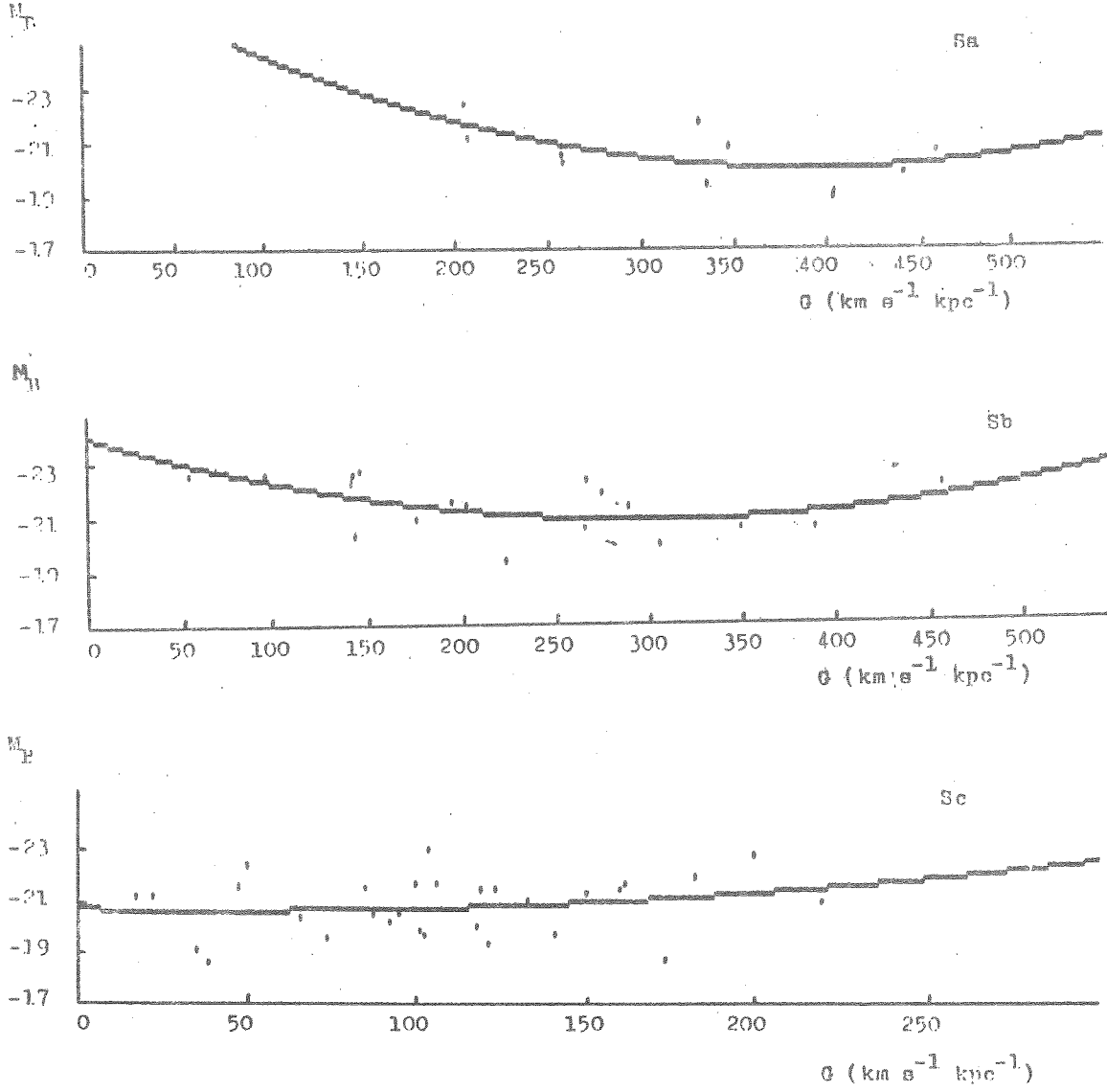
İncelediğimiz örnek içerisinde maksimum rotasyon hızları sahih olarak belli 27 galaksi için maksimum rotasyon hızının Hubble tipe bağıllığı tespit edilmiştir: Maksimum rotasyon hızlarının ortalama değeri Sa'dan Sc'ye azalır. Seçilen örnekte ortalama rotasyon hızı değerleri Sa'lar için 251 kms^{-1} , Sb'ler için 239 kms^{-1} ve Sc'ler için 180 kms^{-1} dir. (Bkz. Şekil 3)

Her bir Hubble tip için, maksimum rotasyon hızları ile mutlak mavi parlaklıklar arasında bir ilişki bulunmuştur. Tablo 2'den de görülebileceği gibi maksim-

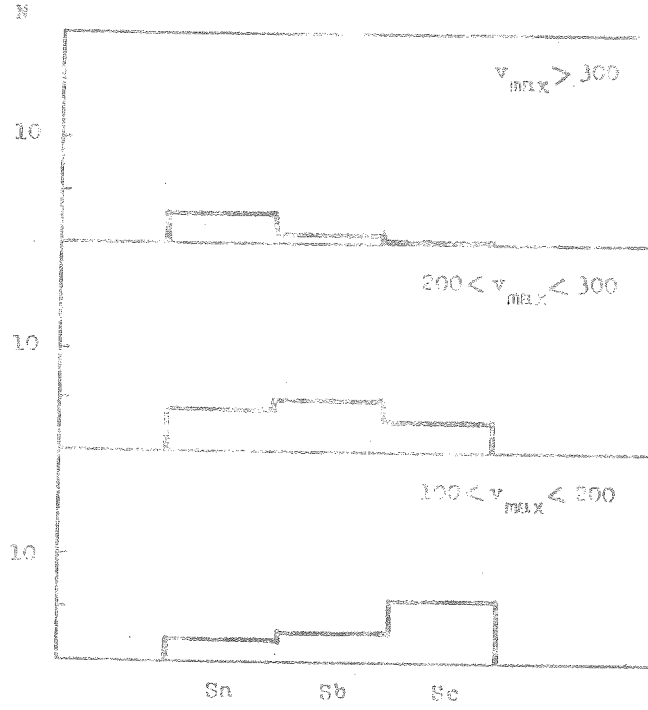
Table 2

	1	2	3	4
000 3503	Sa pao	19.19	110	141
2844	Sa(r)	19.62	171	
4845	Sa	20.22	203	253
4698	Sa	20.55	252	
2775	Sa(r)	20.79	303	
3898	SaI	21.04	260	285
4378	Sa(n)	21.12	327	
1357	Sa(n)	21.13	267	
1594	Sa ⁺ /Sa ⁻	22.81	365	365
4448	Sb(r)I-II	19.54	197	197
3067	Sb(n)III	20.52	148	189
1915	Sb(s)II	20.76	229	
1325	Sb	21.15	184	234
7217	Sb(r)II-III	21.66	204	
1417	Sb(n)I.3	22.57	332	277
7606	Sb(r)I	22.69	273	
3223	Sb(s)I-II	22.69	274	
7083	Sb(s)I-II	22.81	228	
1035	Sc:III	19.67	133	133
2742	Sc(rs)II	20.54	173	175
4682	Sc(n)II.4	20.74	176	
2715	Sc(n)II	21.21	156	173
1087	Sc(s)III.3	21.43	136	
3672	Sc(s)I-II	21.49	187	
4321	Sc(s)I	21.91	213	
753	Sc(rs)I	22.67	223	222
2998	Sc(rs)I	22.84	220	

- 1- Hubble tipleri
- 2- Mutlak mavi parlaklıklar
- 3- Maksimum rotasyon hızları (kms⁻¹)
- 4- Her bir parlaklık grubu için maksimum rotasyon hızlarının ortalama değeri



Şekil 2 a,b,c - Sırasıyla Sa, Sb ve Sc galaksileri için mutlak mavi parlaklıklarla merkezî hız gradyentleri arasındaki ilişki.



Şekil 3 - 3 uygun aralık için maksimum rotasyon hızı v_{max} 'la-rın, Hubble tipin bir fonksiyonu olarak dağılımı.

mum rotasyon hızı değerleri, artan mavi parlaklıklarla artar. Maksimum rotasyon hızı değerleri Sa'larda $M_B = -19.19$ için 110 kms^{-1} ve $M_B = -22.81$ için 365 kms^{-1} ; Sb'lerde $M_B = -19.54$ için 197 kms^{-1} ve $M_B = -22.81$ için 228 kms^{-1} , ve Sc'lerde $M_B = -19.67$ için 133 kms^{-1} ve $M_B = -22.84$ için 220 kms^{-1} dir.

Sonuç olarak;

-Merkezî hız gradyenti (G) erken tiplerden geç tiplere doğru azalmakta, veya başka bir deyişle Hubble tipi ilişkili olduğundan, bu sonucun, merkezî kütle yoğunlaşmasının kolların şeklini belirlediği iddiasını desteklediği,

-Parlak Sa ve Sb galaksilerinin merkezî hız gradyentleri sönük Sa ve Sb galaksilerinkinden daha düşükken, Sc galaksilerinin merkezî hız gradyentlerinin parlaklık arttıkça arttığı,

-Maksimum rotasyon hızlarının ortalama değerinin, Sa'dan Sc'ye, Brosche'nin vardığı sonuca uygun olarak azaldığı ve

-Maksimum rotasyon hızının artan mavi parlaklıkla arttığı görülmüştür.

KAYNAKLAR

- Baiesi-Pillastrini, G.C.: 1987, Astron. Astrophys. 172, 375
- Burnstein, D., Rubin, V.C.: 1985, Ap.J. 297, 423
- Roberts, W.W., Roberts, M.S., Shu, F.H.: 1975, Ap.J. 196, 381
- Rubin, V.C., Burnstein, D., Ford, W.K., Thonnard, N.: 1985, Ap.J. 289, 81
- Sandage, A., and Tammann, G.A.: 1981, A Revised Shapley-Ames Catalog of Bright Galaxies (Washington D.C.: Carnegie Institution of Washington) (RSA)

GALAKSİLER VE KOZMOLOJİ

Timboz Tektunalı, F., Tektunalı, H.G.
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi,
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
34452 Üniversite - İSTANBUL

ÖZET - Galaksilerin oluşumu ile ilgili teorilerin evren modelleriyle ne türlü ilgili olduğu, standart Friedmann modellerinden $\Omega_0=1$ ve $\Omega_0=0.1$ halleri için incelenmiştir.

Evrenin yapısıyla ilgili teorilerin amacı, haliha-zırda gözlenen aşırı inhomojenlikleri (galaksilerin büyüklükleri ve şekilleri; grup, küme ve sü-perküme şeklinde hiyerarşik kümeleşmeleri) düzgün bir zemin yoğunluğunda, başlangıçta küçük pertürbasyonların gravitasyonel etkileşmelerinin bir sonucu olarak açıklamaktır.

Standart düşünce; galaksilerin ve galaksi kümelerinin, recombination epokunda meydana gelmiş küçük pertürbasyonların doğurduğu gravitasyonel kararsızlıklardan itibaren oluştukları şeklindedir.

Bu pertürbasyonların meydana geldiği recombination epoku hangi epoktur? Evrenin evrimini geriye doğru takip edersek; Büyük Patlamaya geçiş, birbirine yakın iki zamanda meydana gelen, iki olayla belirlenir. Bunlardan ilki, radyasyonun artık uzayda serbestçe dolaşamayacağıdır. Bu, şundan dolayıdır: Neredeyse tamamen hidrojen ve helyumdan oluşan gaz, bu anda iyonize olabilmek için yeterli sıcaklıktadır. Bir kısım hidrojen atomu serbest proton ve elektronlara ayrılır ve serbest elektronlar, ışık ışınlarıyla etkileşir. Bu, yaşadığımız zamanda Büyük Patlamayı erken zamanlardaki haliyle göremememizin sebebidir: Radyasyon sürekli saçıldığından, yoluna devam edememiştir. Büyük Patlamanın sonunda gaz rölâtif olarak soğuktur ve sadece zayıf bir şekilde iyonize olmuştur. Bundan dolayı radyasyon uzayda engellenmeden yolunu sürdürebilmeye başlamıştır. Gene bu esnada proton ve elektronlar hidrojeni oluşturmak

üzere biraraya gelirler ve bu nedenle bu epok, recombination epoku olarak isimlendirilir. Geriye doğru gidildiğinde Büyük Patlamaya geçişi belirleyen ikinci olay ise, madde ve radyasyon yoğunluklarının eşit olmasıdır. Bu iki olay da Radyasyon Çağı olarak isimlendirilen safhanın sonunda, evrenin sıcaklığı birkaç bin Kelvine düşmüşken vukû bulur. Galaksilerin oluşumu ile ilgili teorilerde bu iki epok, çok önemlidir.

Standart Friedmann modelleri, iki parametreyle belirlenir: H_0 ve Ω_0 . Evrenin halihazırdaki genişleme oranı $\vec{v} = H_0 \vec{r}$ ile ifade edilirse, buradaki H_0 , Hubble sabitidir. Halihazırda evrenin ortalama yoğunluğu ρ_0 ise, $\Omega_0 = 8\pi G \rho_0 / 3H_0^2$ dir. Eğer $\Omega_0 > 1$ ise evren tekrar büzülecek, $\Omega_0 \leq 1$ ise genişleme ilânihaye devam edecektir. Burada iki model üzerinde durulacaktır: $\Omega_0 = 1$ (Einstein-de Sitter hali) ve $\Omega_0 = 0.1$ olduğu standart açık model. Standart açık modelin; galaksilerin kütle-parlaklık oranını, elementlerin ve küresel küme yıldızlarının yaşlarını ve kozmik döteryum bolluğunu açıklayabilmek gibi avantajları vardır.

$\Omega_0 = 1$ halinde evrenin genişlemesi; $0 < R < 10^{-4}$ (radyasyon hakim) için $R = (1+z)^{-1} \propto t^{1/2}$, $10^{-4} < R$ için $R \propto t^{2/3}$ (madde hakim) ile verilir. $\rho = 3H^2/8\pi G$ ve $1/2 < Ht < 2/3$ olduğundan, $\Omega_0 = 1$ halinde ufuk içerisinde kalan kütle M_H (gözlenebilen evrenin kütlesi), t epokuyla orantılıdır: $M_H \simeq \rho(ct)^3 \propto t \cdot (1+z_{eq})$ epokunda $M_H = 10^{17} M_\odot$ tir. Galaksiler ve galaksi kümelerinin kütleleri büyüklüğündeki fluctuationlar, radyasyonun hakim olduğu çağ boyunca meydana gelmişler ve bunlar, recombinationa kadar yaklaşık başlangıç genliklerinde donmuşlardır, çünkü radyasyon akışkanını çok sıkıdır. Recombinationda Jeans kütlesi yaklaşık $4 \times 10^5 M_\odot$ e kadar düşer ve bundan büyük bütün ölçeklerde, lineer rejimdeki yoğunluk fluctuationları, recombinationdan şimdiki zamana kadar, bilinen gravitasyonel kararsızlığın gelişim moduna göre gelişir-

ler: $\delta\rho/\rho \propto R \propto t^{2/3}$. $10^{-4} < R < 10^{-3}$ için $M_{\text{Jeans}} \simeq$ sabit $\simeq 10^{17} M_{\odot}$ tir ve bu durumda $10^{17} M_{\odot}$ ten büyük kütle ölçeğindeki fluctuationlar, $R=10^{-4}$ te, $\delta\rho/\rho \propto R \propto t^{2/3}$ oranında gelişmeye başlayabilirler.

$\Omega_0=0.1$ modeli için sonuçlar benzerdir. Dinamik olarak radyasyonun hakim olduğu bir evrende küçük madde fluctuationları meydana gelemeyeceğinden, $(1+z_{\text{eq}}) \simeq (1+z_{\text{rec}}) \simeq 10^3$ ten önce herhangi bir fluctuation gelişemez.

$\Omega_0=0.1$ evreninde $0 < R < 10^{-3}$ (radyasyon hakim) için $R \propto t^{1/2}$, $10^{-3} < R < 10^{-1}$ (madde hakim) için $R \propto t^{2/3}$ ve $10^{-1} < R$ için de $R \propto t$ olduğu bilinmektedir. Son safha yoğunluğun, $3H^2/8\pi G$ kritik yoğunluk değerinden bir hayli aşağıda olduğu bir safhadır ve bu durumda madde Hubble genişlemesini yavaşlatamadığından, lineer genişleme kanunu geçerli olur. Recombinationda $M_{\text{Jeans}} \simeq 10^6 M_{\odot}$, $M_H \simeq 10^{19} M_{\odot}$ tir ve bu durumda, bu aralıktaki kütle ölçeğindeki pertürbasyonların, $10^{-3} < R < 10^{-1}$ için $\delta\rho/\rho \propto R \propto t^{2/3}$ e göre gelişmesi mümkündür; fakat $10^{-1} < R < 1$ olduğunda lineer rejimdeki pertürbasyonlar için $\delta\rho/\rho \simeq$ sabittir. Bu periyot boyunca madde, dinamik olarak önemli değildir; küçük yoğunluk fluctuationları ortalama Hubble akışkanını pertürbe etmez ve zemine nazaran gelişemez.

Zeldovich (1972), ilkel yoğunluk fluctuationlarını şu şekilde tartışmıştır: Herhangi bir sıradan yoğunluk fluctuation spektrumu, ufuk içerisinde meydana gelen fluctuationların genlikleri cinsinden, ufuk içerisindeki kütlelerin bir fonksiyonu olarak ifade edilebilir: $(\delta\rho/\rho)_H = f(M_H)$.

Sözkonusu safhalar için, t evrenin yaşı olmak üzere, $M_H \propto t$ dir. Bu spektrum, mümkün en basit formda olacaktır. Özellikle herhangi bir kütle büyüklüğünü tercih etmemelidir, çünkü aksi takdirde evrenin tercih-

li bir kütle büyüklüğü olur. Tercihli kütle büyüklüğü olmadığı takdirde f bir kuvvet kanunu şeklinde olmalıdır: $f \propto M_H^x$. x pozitif olduğu takdirde evrenin zamanla giderek çok daha fazla kümeleşmesi gerekir. Bu durumda $(\delta\rho/\rho)_H \simeq 1$ olur ve evren Friedmann modelinden ayrılır.

Hali hazırda gözlenen evren homojen olduğundan (2.7 K lik radyasyonun izotropisinden), x 'in pozitif olması pek muhtemel değildir. Diğer taraftan x negatifse, evrenin erken safhalarda Friedmann modelinden çok fazla ayrılmış olması gerekir. Friedmann modelleri doğru kozmolojik helyum ve döteryum bollukları verir ve bu elementler, ufuk içerisindeki kütle sadece birkaç yüz Güneş kütleliken meydana gelmişlerdir ki bu da bu safhada evrenin Friedmann modeline çok yakın olması gerektiğini gösterir. Bundan dolayı x , büyük bir negatif değerde olamaz. Zeldovich, $f=K=10^{-4}$ değerini teklif etmiştir: $(\delta\rho/\rho)_H$

$=K=10^{-4}$. Zeldovich'in teklif ettiği $K=10^{-4}$ değeri $\Omega_0=0.1$ için % birkaç galaktik kütle ölçeğinde izotermal fluctuationlar meydana getirebilir. Böyle bir başlangıç yoğunluk fluctuation spektrumu, gravitasyonel olarak bağlı galaksi protokümelerinin oluşmasını mümkün kılar. Bu türlü bir protoküme de galaksilere bölünür.

Peebles (1974); galaksilerin önce, ve galaksilerin istatistiksel kümeleşmelerinden itibaren de, galaksi kümelerinin daha sonra meydana geldiğini ileri sürmüştür. Aslında Peebles ve Dicke (1968), recombinationdaki Jeans kütlelerine karşılık gelen küresel kümelerin evrende oluşan ilk cisimler olduğunu ve galaksilerin, bu ilkel cisimlerin biraraya gelmesiyle oluştuğunu teklif etmişlerdir. Bu, recombinationdaki Jeans kütle ölçeğine kadar uzanan bir izotermal yoğunluk fluctuation spektrumu gerektirir.

Bu tartışmada, Galaksiler ve Kozmoloji başlığı altında; galaksilerin oluşumu ile ilgili teorilerin evren modelleriyle ne türlü ilgili olduğu, standart Friedmann modellerinden $\Omega_0=1$ ve $\Omega_0=0.1$ halleri için incelenmiştir.

KAYNAKLAR

- Gott, J.R.III. 1977. Ann.Rev.Astron.Astrophys. 15:235
 Peebles, P.J.E. 1974. Ap.J. 189:151
 Peebles, P.J.E., Dicke, R.H. 1968. Ap.J. 154:891
 Zeldovich, Y.B. 1972. MNRAS 160:1P

H.KIRBIYIK: Omega'nın gözlemsel değerleri ne durumda acaba?

F.LIMBOZ TEKTUNALI: Bildiğim kadarı ile kimse kesin bir şey söyleyemiyor. Ama 0.1'i tercih ediyorlar.

H.KIRBIYIK: Yani mutlaka gözlemsel değerler var tabii.

F.LIMBOZ TEKTUNALI: Belli gözlem değerleri var ama gözlemlerde belli uzaklıklara kadar olan eğriler bir arada. Eğrilerin birbirinden ayrıldığı yerde sıhhatli gözlemler lazım.

FRIEDMANN EVRENLERİNİN ROTASYONEL PERTURBASYONLARI(*)

C.Battal, İ.Yavuz, H.Baysal
Ege Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET

Bu çalışmada Friedmann Evrenlerinin rotasyonel perturbasyonları incelenmiştir. İdeal akışkan özel halinde pertürbe alan denklemleri exact olarak çözülebilmektedir. Bu çözümler $\tilde{h} = \tilde{h}(t)$ vermiştir. Bu durumda bir koordinat dönüşümüyle $\tilde{h} = 0$ haline gelir ve sonuçta klasik Friedmann çözümlerine ulaşılır. Bu nedenle diğer araştırmacılar tarafından elde edilen yaklaşık çözümler fiziksel içerikten yoksun çözümler durumuna gelmektedir.

GİRİŞ

Einstein Alan Denklemlerinin 1922 yılında Friedmann (Friedmann 1922) tarafından bulunan kozmolojik çözümleri evrenin büyük ölçekte gözlenen genişleme, homogenite ve izotropy gibi özelliklerini en iyi yansıtan çözümlerdir. Her ne kadar kozmolojik sabitin büyüklüğü, kayıp maddenin bugünkü değeri gibi henüz çözümlenmemiş bazı problemlere karşın bu çözümler evrenin global özelliklerini bugünde açıklayabilen çözümlerdir (mevcut olan bazı farklılıklar ihmal edilmesi düşünülebilecek kadar küçüktürler). Bu nedenle Einstein Alan denklemlerinin bu tip çözümleri keşiflerinden bu yana yoğun bir şekilde incelenmektedir. Şu sıralarda da bu çözümlerin çeşitli perturbasyonları bu incelemelerin merkezini oluşturmaktadır (Lifshitz and Khalatnikov, 1963; Sach and Wolfe, 1966; Hawking, 1969; Silk and Wright, 1969; Saslaw, 1972; Collins and Hawking, 1973; Sanz, 1989; Bayin and Cooperstock, 1980; Tarachand and Singh, 1987; Kojam, 1987, 1988; ve Singh 1988). Bu perturbasyonlar hemen hemen tümü yoğunluk, distortion ve Friedmann Evrenlerinin rotasyonu ile ilgilidir.

Rotasyonel pertürbe edilmiş metriğe ait alan denklemlerinin çözümleri ise ideal akışkan durumunda Bayin and Cooperstock (1980) ve Singh(1988) tarafından elde edilmiştir. Bu çözümlerde Friedmann evrenlerinin slow rotasyon yaptığı varsayılmıştır. Matematik olarak bu yaklaşım lokal eylemsiz sistemin rotasyon eksenine etrafındaki dönmeye karşılık gelen $\tilde{h}(r,t)$ açısal hız fonksiyonunun pertürbe edilmiş metrik ve ona ait alan denklemlerinde birinci mertebeden alınmasıyla ifade edilmiştir. Bu varsayımlardan başlayarak bu yazarlar $\tilde{h}(r,t)$ çözüm fonksiyonunun r-bağılılığı için bir çok exact ifadeler bulmuşlardır.

(*) Bu çalışma Astrophysics and Space Science, 167,341-345 de yayınlanmıştır.

Çözüm fonksiyonlarının bazı özelliklerini izah edebilmek için bu yazarlar tarafından da pertürbe edilmiş metriğe birden daha yüksek mertebede $\vec{\Omega}(r,t)$ kapsayan bazı terimlerin ilave edilmesi gereği vurgulanmıştır (Bayın and Cooperstock, 1980, p,2322, remark 20).

Bu çalışmamızın amacı ideal akışkan durumunda pertürbe edilmiş metriğe ait alan denklemlerinin exact çözümlerini araştırmak ve onları yukarıda refere edilen yazarlar tarafından bulunan yaklaşık çözümlerle karşılaştırmaktır.

ALAN DENKLEMLERİ

Bilindiği gibi $\{x^0, x^1, x^2, x^3\} = \{t, r, \theta, \phi\}$ Robertson- Walker koordinatlarında Friedmann evreninin metriği

$$ds^2 = dt^2 - R^2(t) \left[\frac{dr^2}{1-kr^2} + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2 \theta d\phi^2 \right] \quad (1)$$

formuna sahiptir. Burada $R(t)$ ölçek fonksiyonu, k , pozitif, negatif, sıfır sabit eğrilikli 3 boyutlu uzaylara karşılık gelmek üzere $+1, -1, 0$ değerlerini alabilen bir sabittir. (Buna $R(t)$ ölçek fonksiyonunda bir dönüşüm ile ulaşılabilir) (Robertson (1929); Walker(1936)).

Eğer lokal eylemsiz sistemin rotasyon eksenini boyuncaki açısal hız fonksiyonunu $\vec{\Omega}(r,t)$, $d\phi \rightarrow d\phi - \vec{\Omega}(r,t)dt$ şeklinde bir ikame ile (1) metriğine ithal edilirse, $\vec{\Omega}(r,t)$ içeren hiç bir terimin ihmal edilmediği genel halde pertürbe olmuş metrik

$$ds^2 = (1 - R^2 \sin^2 \theta \Omega^2) dt^2 - R^2 \left\{ \frac{dr^2}{1-kr^2} + r^2 d\theta^2 + r^2 \sin^2 \theta d\phi^2 - 2r^2 \sin^2 \theta \Omega d\phi dt \right\} \quad (2)$$

elde edilir ($d\phi$ için $d\phi - \vec{\Omega}(r,t)$ kullanılması Bayın ve Cooperstock(1980) ve Singh(1988) tarafından yapılmıştır, fakat onlar (2) metriğinde Ω^2 terimi ihmal ederek dt^2 nin katsayısını birim olarak almışlardır).

Eğer Evrenin rotasyon eksenini civarında dönen ideal bir akışkanla dolu olduğu kabul edilirse akışkanın 4-lü hız vektörü u^i aşağıdaki şu bileşenlere sahip olur (Chandrasekhar and Friedmann, (1972); Singh, (1988), $V^2 = 0$ durumunda, Bayın and Cooperstock (1980)):

$$\left. \begin{aligned} u^0 &= \frac{dt}{ds} = (1-v^2)^{-1/2}, \\ u^1 &= u^2 = 0, \\ u^3 &= \frac{d\phi}{ds} = \frac{d\phi}{dt} \frac{dt}{ds} = w(1-v^2)^{-1/2}, \end{aligned} \right\} \quad (3)$$

$$u^i u_i = 1, \quad (4)$$

burada

$$w = \frac{d\phi}{ds} \quad (5)$$

seçilen koordinat sisteminde maddenin açısal hızıdır ve V^2 de

$$v^2 = R^2(t) r^2 \sin^2 \theta (\dot{W} - \dot{R})^2 \quad (6)$$

ifadesini haizdir. Gravitasyon alanı için Einstein denklemleri

$$R_{ik} = -\chi \left(T_{ik} - \frac{1}{2} T g_{ik} \right) + \Lambda g_{ik} \quad (7)$$

dir. Burada $\chi = 8\pi G$; $c = 1$; Λ kozmolojik sabittir. İdeal akışkan için enerji momentum tensörü ise

$$T_{ik} = (\rho + p) U_i U_k - P g_{ik} \quad (8)$$

şeklinde verilir. Burada ρ madde yoğunluğu p , de madde basıncıdır. (2) Metriğinden yararlanarak Einstein Alan denklemleri aşağıdaki gibi elde edilir.

$$\begin{aligned} R_{00}: & -(1 - kr^2)r^2 \sin^2 \theta \Omega'' \Omega - \frac{1}{2}(1 - kr^2)R^4 r^4 \sin^4 \theta \Omega^2 \Omega'^2 - \\ & - \frac{1}{2}(1 - kr^2) \sin^2 \theta \Omega'^2 + \left(\frac{5kr^2 - 4}{r} \right) r^2 \sin^2 \theta \Omega \Omega' + \\ & + (R\ddot{R} + 2\dot{R}^2 + 2k)r^2 \sin^2 \theta \Omega^2 - \frac{3\ddot{R}}{R} = \\ & = -\chi \left\{ \frac{\rho + P}{1 - V^2} [1 - R^2 r^2 \sin^2 \theta \Omega(\Omega - \omega)]^2 - \right. \\ & \left. - \frac{\rho - P}{2} (1 - R^2 r^2 \sin^2 \theta \Omega^2) \right\} + \Lambda(1 - R^2 r^2 \sin^2 \theta \Omega^2), \quad (9) \end{aligned}$$

$$R_{11}: (R\ddot{R} + 2\dot{R}^2 + 2k) + \frac{1}{2}(1 - kr^2)R^2 r^2 \sin^2 \theta \Omega'^2 = -R^2 \left(\chi \frac{\rho - P}{2} + \Lambda \right), \quad (10)$$

$$R_{22}: (R\ddot{R} + 2\dot{R}^2 + 2k) = -R^2 \left(\chi \frac{\rho - P}{2} + \Lambda \right), \quad (11)$$

$$\begin{aligned} R_{33}: & (R\ddot{R} + 2\dot{R}^2 + 2k) - \frac{1}{2}(1 - kr^2)R^2 r^2 \sin^2 \theta \Omega'^2 = \\ & = -R^2 \left[\chi \left(\frac{\rho + P}{1 - V^2} V^2 + \frac{\rho - P}{2} \right) + \Lambda \right], \quad (12) \end{aligned}$$

$$R_{01} = R_{10}: -\frac{3}{2}R\dot{R}r^2 \sin^2 \theta \Omega \Omega' - \frac{1}{2}R^2 r^2 \sin^2 \theta \Omega \dot{\Omega}' = 0, \quad (13)$$

$$\begin{aligned} R_{03} = R_{30}: & \frac{1}{2}(1 - kr^2)r^2 \sin^2 \theta \Omega'' + \frac{1}{2}(1 - kr^2)R^4 r^4 \sin^4 \theta \Omega \Omega'^2 - \\ & - \left(\frac{5kr^2 - 4}{2r} \right) r^2 \sin^2 \theta \Omega' - (R\ddot{R} + 2\dot{R}^2 + 2k)r^2 \sin^2 \theta \Omega = \\ & = R^2 r^2 \sin^2 \theta \left\{ -\chi \left[\frac{\rho + P}{1 - V^2} (\Omega - \omega - R^2 r^2 \sin^2 \theta \Omega(\Omega - \omega)^2) - \right. \right. \\ & \left. \left. - \frac{\rho - P}{2} \Omega \right] + \Lambda \Omega \right\}, \quad (14) \end{aligned}$$

$$R_{13} = R_{31}: \frac{3}{2}R\dot{R}r^2 \sin^2 \theta \Omega' + \frac{1}{2}R^2 r^2 \sin^2 \theta \dot{\Omega}' = 0, \quad (15)$$

Buradaki nokta ve çizgiler sırasıyla t ve r ye göre parçalı türevi göstermektedir.

EINSTEIN ALAN DENKLEMLERİNİN ÇÖZÜMLERİ

Alan denklemlerinin çözümünde ilk göz önüne alınacak denklem (11) denklemdir. Bu denklem görüldüğü gibi $\vec{R}$ ya bağımlı değildir ve perturbe olmamış metriğe ait alan denklemlerinden birini vermektedir (Weinberg 1972, p: 472, $\Lambda = 0$). (10) ve (11) denklemlerinden

$$\vec{R}' = 0 \iff \vec{R} = \vec{R}(t) \quad (16)$$

elde edilir. (16) Denklemi göz önüne alındığında (13) ve (15) denklemleri özdeş olarak sağlanırlar. Eğer (11) ve (16) denklemini aynı anda (12) de kullanılırsa bu da

$$V^2 = 0 \iff W = \vec{R} \quad (17)$$

verir.

Fiziksel olarak ilginç olmayan durum denklemine karşılık geldiğinden $p = -\rho$ ise göz önüne alınmamıştır. (11) ve (16) denklemleriyle (14) denklemide sağlanır. Eğer (16) denklemi (11) ile birlikte bir kez daha kullanılırsa (9) denklemi

$$3 \frac{\ddot{R}}{R} - \kappa \frac{\rho + 3p}{2} + \Lambda = 0 \quad (18)$$

haline gelir. Bu denklemde perturbe olmamış metriğe ait alan denklemlerinden biridir (Weinberg 1982, p: 472, $\Lambda = 0$).

Perturbe olmuş (2) metriğinin alan denklemlerinin, perturbe olmamış (1) metriğinin alan denklemlerine dönüşüyor olması sonucu direk (16) denkleminde de görülebilir. Zira $\vec{R} = \vec{R}(t)$ durumunda şöyle bir koordinat dönüşümü

$$\psi = \phi - \int \vec{R}(t) dt \quad (19)$$

ile perturbe edilmiş (2) metriği, (t, r, θ, ψ) koordinatlarında perturbe olmamış (1) metriğine dönüştürülebilir.

SONUÇ

Perturbe edilmiş (2) metriği için elde edilen (9)-(15) alan denklemleri $\vec{R}$ nın r den bağımsız olduğunu gösterir. Bunun sonucu olarak $\partial \vec{R} / \partial r \neq 0$ esasına dayalı diğer yazarlar tarafından elde edilmiş yaklaşık çözümler geçerli olamaz ve bu çözümlere fiziksel bir anlam vermek imkansızdır. Nitekimde (16) denklemi (19) sonucuna götürdüğünden fiziksel anlamda gerçek bir rotasyonda yoktur. Zira (19) ile $\vec{R} = 0$ yapılabilir.

Yukarıdaki bu sonuç, lineer olmayan denklemler teorisinde yapılacak keyfi bir yaklaşımın (approximation) yanlış sonuç verebileceğine ilişkin bir örnektir.

Perturbe olmuş (2) metriği, Friedmann metriği ($V^2 = 0 \Rightarrow W = \tilde{R} \Rightarrow \tilde{R} = \tilde{R}(t) \Rightarrow \tilde{R} \rightarrow 0$ olduğu durum), Bayin and Cooperstock (1980) ve Singh (1988) kullandıkları metrik (birden daha yüksek mertebede $\tilde{R}(r,t)$ kapsayan terimlerin ihmal edildiği durum) ve Friedmann metriğinin daha genel perturbasyonlarını kapsamaktadır. Slow rotasyon kabul edildiğinden de küresel simetriden sapmalar bizim durumumuzda ihmal edilmiştir.

KAYNAKLAR

- Bayin, S.S. and Cooperstock, F.I.: 1980, Phys. Rev. D. 22, 2317.
 Chandrasekhar, S. and Friedmann John L.: 1972, Astrophys. J. 175, 379.
 Collins, C.B. and Hawking, S.: 1973, Mon. Not. R. Astron. Soc. 162, 307.
 Friedmann, A.: 1922, Z. Phys. 10, 377.
 Hawking, S.: 1969, Mon. Not. R. Astron. Soc. 142, 129.
 Lifshitz, E.M. and Khalatnikov, I.M.: 1963, Adv. Phys. 12, 208.
 Robertson, H.P.: 1929, Proc. Nat. Acad. Sci. USA, 15, 822.
 Sachs, R.K. and Wolfe, A.M.: 1966, Astrophys. J. 147, 73.
 Sanz, J.L.: 1979, Phys. Rev. D. 20, 1791.
 Saslaw, W.C.: 1972, Astrophys. J. 173, 1.
 Silk, J. and Wright, J.P.: 1969, Mon. Not. R. Astron. Soc. 143, 55.
 Singh, Ng. I.: 1988, Astrophys. Space Sci. 148, 199.
 Walker, A.G.: 1936, Proc. London Math. Soc. 42, 90.
 Weinberg, S.: 1972, Gravitation and Cosmology: Principles and Applications of the General Theory of Relativity, John Wiley, New York.

BİR "COASTİNG" UYUŞUK KOZMOLOJİDE QUASAR EVRİMİ

K.G. Akdeniz , S. Erbil , H. Mutuş , E. Rızaoğlu

İstanbul Üniversitesi , Fizik Bölümü

Quasarların gözlem verilerinin incelenmesinin ve yorumunun 1) radyo ve optik sayımlar , 2) Hubble diyagramları , 3) V/V_m testi aracılığıyla yapıldığı biliniyor. Bu üç test arasından, quasarların radyo ve optik verilerini birlikte kullanması dolayısıyla, en çok ilgi toplayan V/V_m testidir.

Bu testin uygulanabilmesi için quasarların parlaklık uzaklıklarına ve içinde gözlemlendikleri hacme ihtiyaç vardır. Bu ise bizi Evrenin kinematik ve dinamik tasvirinin bilinmesine götürür. Gözlemler Evrenin büyük ölçekte birbiçim ve eşyönsel olduğunu göstermektedir. Bu kabul altında Evrenin geometrisinin, eşhareketli bir koordinat sistemi aracılığıyla,

$$\sigma_k(\omega) = \begin{cases} \sin \omega & k = +1 \\ \omega & k = 0 \\ \text{sh } \omega & k = -1 \end{cases} \quad (1a)$$

olmak üzere

$$ds^2 = c^2 dt^2 - R^2(t) [d\omega^2 + \sigma_k^2(\omega) d\Omega^2] \quad (1b)$$

Robertson-Walker (RW) metriğiyle ifade edildiğini biliyoruz. Buradaki $R(t)$ ölçek çarpanı Evrenin dinamiğini yansıtan

$$R_{;\mu\nu} - \frac{1}{2} R g_{\mu\nu} = - \frac{8\pi G}{c^4} T_{\mu\nu} \quad (2)$$

Einstein denkleminin, $T_{\mu\nu}$ enerji-momentum tansörü hakkında yapılacak olan kabul çerçevesi içindeki, çözümü ile belirlenecektir.

$T_{\mu\nu}$ için

$$T_{\mu\nu} = \left(\rho + \frac{p}{c^2}\right) u_\mu u_\nu - \frac{p}{c^2} g_{\mu\nu} \quad (3)$$

mükemmel akışkan yaklaşımı yapılacak olursa, (1) ve (3) ifadeleri (2) de yerleştirilerek

$$\frac{3 \dot{R}^2}{R^2} + \frac{3 k c^2}{R^2} = 8\pi G \rho \quad , \quad (4a)$$

$$\frac{2 \ddot{R}}{R} + \frac{\dot{R}^2}{R^2} + \frac{k c^2}{R^2} = - 8\pi G \frac{p}{c^2} \quad (4b)$$

Friedmann denklemleri elde edilir. (4a),(4b) denklemleri R , ρ , p gibi 3 tane bilinmeyen fonksiyon içermektedir. Öyleyse, (4a) ve (4b) nin çözümünü mümkün kılacak bir bağıntıya ihtiyaç vardır. Bu, Evreni dolduran maddeyi karakterize eden bir bağıntı, maddenin $p = p(\rho)$ şeklindeki hal denklemi olacaktır. Bugüne kadar hal denklemi olarak

1) Evrenin radyasyonla dolu olması halinde : $p = (c^2/3)\rho$,

2) Evrenin madde ile dolu olması halinde : $p = 0$

alınmıştır. V/V_m testi kullanılarak quasarların evrimi bu halde incelenmiştir [1] .

3) Kolb [2] hal denklemi:

$$p = - \frac{c^2}{3} \rho \quad (5)$$

olan maddeyi K-madde olarak isimlendirmiş ve Evrenin K-madde ile dolu olması halinde (4) ile verilen Friedmann denklemlerini çözmüştür. Kolb'un elde ettiği sonuç

$$K = \frac{8\pi G}{3 H_o^2} \rho_{oK} R_o^2 \quad (6)$$

olmak ve "o" bu günkü değerleri göstermek üzere,

$$R(t) = c(K-k)^{1/2} t \quad (7)$$

dir. Hal denklemi (5) olan maddeye K-madde denilmesinin sebebi (6) ile tanımlanan K nin eğrilik gibi davranmasıdır. K ya etkin eğrilik denilebilir. (7) den kolayca ($q = 0$ olduğu yani)

Evrenin sabit bir hızla genişlediği görülür. Bundan dolayı Kolb bu kozmolojiye bir "Coasting" Uyuşuk Kozmoloji adını vermiştir. (4a) dan kolayca

$$\rho \sim R^{-2} \quad (8)$$

elde edilir.

$$\frac{1}{R^2} > \frac{1}{R^3} > \frac{1}{R^4} \quad (9)$$

olması, bize, büyük patlamadan az sonra Evrene radyasyonun, daha sonra maddenin ve en sonra da K-maddenin hakim olacağını gösterir. K-madde acaba ne olabilir?

Büyük patlama ile oluşan Evrenin ilk anlarında Evrendeki enerji yoğunluğu pek çok yüksektir. Bugün, enerji yoğunluğunun pek yüksek olması halinde temel parçacıkların ve aralarındaki etkileşmelerin GUT (Grand Unified Theory) Büyük Birleştirilmiş Alan Teorisi ile ifade edildiğini biliyoruz. Model bir G Ayar grubunu simetri grubu olarak kabul etmekte ve enerji düştükçe, belirli enerji değerlerinde simetri kırılması adı verilen olay meydana gelmektedir. Simetri kırılması, modelin simetri grubunun bir üst gruptan (onun) bir alt grubuna geçmesidir. Örneğin

$$G \rightarrow H \rightarrow \dots SU(3) \times SU(2) \times U(1) \rightarrow SU(3) \times U(1)_{em} \quad (10)$$

gibi. Simetri kırılması doğal olarak faz geçişlerini doğurmaktadır.

Kirzhnits [3] 1972 de bugün kırık olarak gördüğümüz bütün simetrilerin Evrenin ilk anlarında sıcaklığın pek yüksek olması nedeniyle yeniden kurulduğunu söyleyerek GUT ile Kozmoloji arasındaki köprüyü kurmuştur. Evrenin ilk anlarındaki faz geçişleri nedeniyle topolojik kararlı, yani Evrendeki bütün sürekli dönüşümler altında bozulmayan, bir takım yapılaşmalar ortaya çıkar. Bunlar arasında kozmik açıdan önem taşıyan kozmik

sicimlerdir [4] . Kozmik sicimleri kısaca tanımaya çalışalım.

Simetri kırılınca temel parçacıkları ve aralarındaki etkileşmeleri temsil eden modelde bulunan skaler kuvantum alanı ϕ nin vakum beklenen değeri $VEV = \langle 0|\phi|0\rangle = \langle\phi\rangle \neq 0$ olur. Alan teorisinde $|0\rangle$ vakum hali maddenin gözlenemeyen kısmını temsil eder. $\langle\phi\rangle = \eta e^{i\theta}$ deki η model tarafından belirlenir fakat θ tamamen keyfidir. Öte yandan $\langle\phi\rangle$ nin tek değerliliği uzaydaki bir kapalı eğri boyunca bir defa dolandığımız zaman θ daki $\Delta\theta$ değişiminin, k bir tam sayıyı göstermek üzere, $2k\pi$ ye eşit olmasını gerektirir. Basitlik amacıyla $k = 1$ kabul edelim. Söz konusu kapalı eğriyi bir noktaya büzebilirsek, bir nokta için $\Delta\theta = 0$ olduğundan, $1 = 0$ gibi bir çelişki elde ederiz. Öyleyse kapalı eğrinin bir noktaya büzülememesi gerekir. Bu da her kapalı eğri içinde en az bir noktada $\langle\phi\rangle$ nin bir singülariteye sahip olmasıyla gerçekleşebilir. Singülarite noktalarının oluşturduğu eğrinin ya sonsuz veya kapalı olması lazımdır ki her kapalı eğri içinde en az bir singülarite noktası bulunabilsin. İşte bu sahte vakum eğrisine kozmik sicim adı verilir. İlk defa Nielsen ve Olesen [5] kozmik sicim çözümlerini elde etmişlerdir. Bunların çözümleri ortada lineer kütle yoğunluğunu haiz bir tüp ve onun etrafında da içinde magnetik alanın bulunduğu ikinci bir tüpten oluşmuştur. Kozmolojide uzunluğu kesit alanına nazaran büyük sicimlerle çalışıldığı için sicimin iç yapısı göz önüne alınmaz.

Evrende gözlediğimiz büyük ölçekteki yapılaşmaları gravitasyonel kararsızlıkla evrimleşen küçük flüktüasyonların oluşturduğunu biliyoruz. "Küçük flüktüasyonların oluşmasının sebebi nedir?" sorusuna, kozmik sicimlerin teorik olarak keşfinden önce, herhangi bir cevap verilemiyordu. Bugün büyük ölçekteki yapılaşmaların kozmik sicimlerle oluşumu teorisi gözlemlerle uyum içindedir.

1984 de Vilenkin [6] özel şartları sağlayan sicimlerin enerjisinin Evrene hakim olacağını göstermiştir. Bu Evrendeki sicim yoğunluğu

$$\rho \sim R^{-2} \quad (II)$$

özelliğine sahiptir. Buradan, kolayca, Vilenkin'in sicim dolu Evreninin Kolb'un K-madde dolu Evreninin bir özel hali olduğu görülmektedir.

Elimizdeki quasar verilerine Kolb'un Uyuşuk Kozmolojisinde V/V_m testini uygulayıp, quasarların evrimleşmesinin Standart Kozmolojideki evrimleşmesinden [1] farklı olup olmadığını araştırmak istedik. V/V_m testinin esas fikri tam, belirli bir limit akıya sahip bir örneklemedeki her quasar için hem cismin içinde gözlendiği V hacmini ve hem de quasarın aynı örnekemeye ait kalacak şekilde sahip olabileceği maksimum kızılakaymaya tekaabül eden V_m hacmini hesaplamaktır. Quasarların dağılımları eğer birbiçim ise $\langle V/V_m \rangle = 0.5$ olacağı kolayca gösterilebilir. Quasarların parlaklık uzaklıkları ve içinde gözlendikleri eşhareketli hacmin, sırasıyla,

$$D = R_o \sigma_k(\omega) (1+z) , \quad (12)$$

$$V \sim \int \sigma_k^2(\omega) d\omega \quad (13)$$

olduğunu biliyoruz. Uyuşuk Kozmolojide radyal koordinat

$$\omega = \frac{H_o R_o}{c} \ln (1+z) \quad (14)$$

ve K-madde yoğunluk parametresi de

$$\Omega_K - 1 = k \left(\frac{c}{H_o R_o} \right)^2 \quad (15)$$

ile verilmektedir. (12), (13), (14), (15) i kullanarak global özellikleri Tablo I de özetlenen quasar örneklemlerine V/V_m testini uyguladık. Bildiğimiz en büyük quasar kızılakayması 4.01 olduğundan z yi en çok 4 aldık. Elde ettiğimiz sonuçları Şekil I de göstermekteyiz. Buradan, quasarların Uyuşuk Kozmolojide

de evrimleştikleri açıkça görülmektedir. Mümkün evrim şemaları arasında, en basiti olması dolayısıyla, quasarların sayısal yoğunluğunun, $n(0)$ quasarların bugünkü sayısal yoğunluğu olmak üzere,

$$n(z) = n(0) (1+z)^{\delta} \quad (16)$$

şeklindeki bir kuvvet kaanunu uyarınca değişiminin doğurduğu evrimleşmeyi seçtik. δ evrimleşme parametresini, $V' = \int n dV$ olmak üzere, $\langle V'/V'_m \rangle$ yöntemini kullanarak belirledik. Değişik Ω_K değerleri ve örneklemeler için elde ettiğimiz sonuçlar Şekil 2 de gösterilmektedir. Şekil 3 de ise δ nın en iyi değerleri ile % 68 ve % 95 güvenirlilik sınırları verilmektedir.

Yukarıdaki incelemelerimizden quasarların Uyuşuk Kozmolojideki sayısal yoğunluk evrimleşmesinin Standart Kozmolojideki sayısal yoğunluk evrimleşmesiyle kayda değer bir farklılık göstermediği sonucuna vardık.

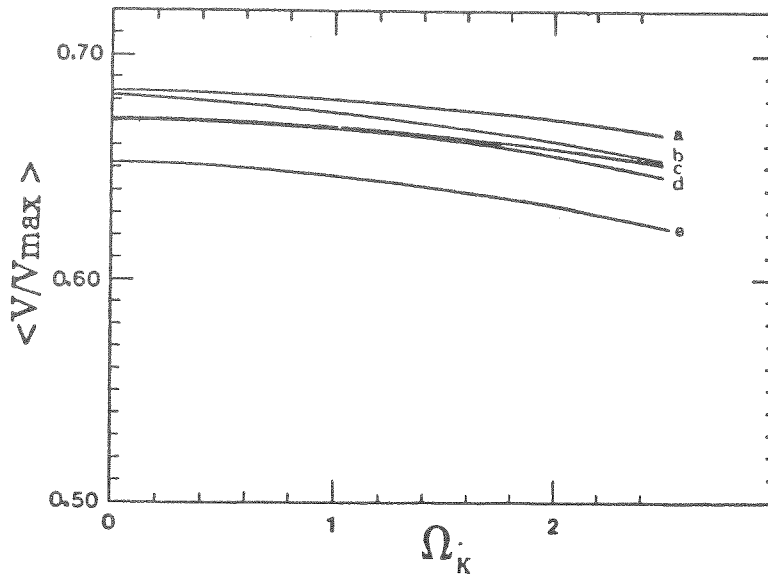
REFERANSLAR

- 1 Mavrides,S. ve Mutuş,H., Astron. Astrophys. 131 , 81 (1984) , Mutuş,H., Doktora Tezi , İstanbul Üniversitesi, 1986.
- 2 Kolb,E.W., FERMILAB-Pub-89/13-A(1989).
- 3 Kirzhnits,D.A., JETP Lett. 15 , 745 (1972).
- 4 Linde,A.D., Rep. Prog. Phys. 42 , 389 (1979) , Vilenkin,A., Phys. Rep. 121 , 263 (1985).
- 5 Nielsen,H.B. ve Olesen, P., Nucl. Phys. B61 , 45 (1973).
- 6 Vilenkin,A., Phys. Rev. Lett. 53 , 1016 (1984).
- 7 Schmidt,M., Ap.J, 151 , 393 (1968).

TABLO I

Örnekleme	Frekans	Radyo akı yoğunluğu limiti (Jy) ^(a)	Optik akı yoğunluğu limiti ($10^4(2500)$) ^(b)	kızılakayması bilinen cisimler	kızılakayması bilinmeyen ^(c) cisimler	Toplam kuasar sayısı
3CR	178 MHz	$S_0 = 9 \times 1.08$	-30.34	38	0	38
4C S 3	"	$S_0 = 3.0$	"	73	2	75
4C S 2	"	$S_0 = 2.0$	"	40	1	41
KOHERENT ÖRNEKLEME	"	Ref. 7 bakınız	"	117	3	120
KWPN ^(d)	5000 MHz	$S_0 = 1.0$	"	145	42	187

Tablo I: V/V_m analizinde kullanılan örneklemelerin global özellikleri.
(a) $1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ Wm}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$, (b) $f(2500)$ 2500 Å 'da Schmidt tarafından tanımlanan 7 kaynakların sükunet sistemindeki akı yoğunluğudur,
(c) kızılakayması bilinmeyen cisimler için $z=1$ olduğu varsayılmıştır,
(d) kızılakayması bilinmeyen cisimler atıldığı zaman örnekleme KWPN* ile gösterilecektir.



Şekil I Gözörüne alınan bütün örneklemeler için $\langle V/V_m \rangle$ ortalama değerinin Ω_K parametrelerine göre değişimi ; a $\rightarrow$ e işaretli eğriler sırasıyla 3CR , KWPN , $S \geq 2$, $S \geq 3$ ve KWPN* örneklemelerine aittir.

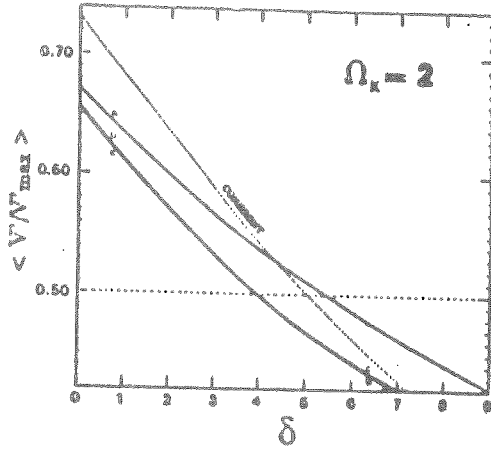


Fig. 2-a

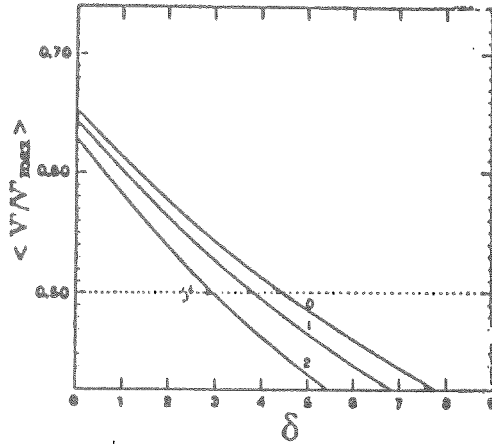


Fig. 2-b

Şekil 2 $\langle V'/V'_m \rangle$ değerlerinin $n(z) \sim (1+z)^\delta$ şeklinde tanımlanan yoğunluk evrimi parametresine göre değişimi. Şekil 2a da 178 MHz'deki örneklemeler için olan $\langle V'/V'_m \rangle$ değerleri gösterilmektedir. a, b, c eğrileri $\Omega_K = 2$ için sırasıyla 3CR, $S \geq 2$ ve $S \geq 3$ örneklemelerine aittir. Noktalı eğri koherent örneklemeye ait olup V'_e/V'_a testi ile elde edilmiştir. Şekil 2b ise $\Omega_K = 0, 1, 2$ için 5000 MHz'deki KWPN[®] örneklemesine aittir.

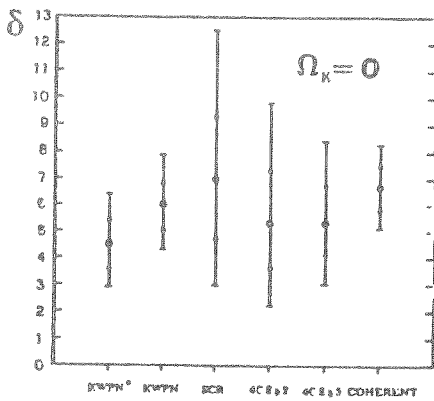


Fig. 3-a

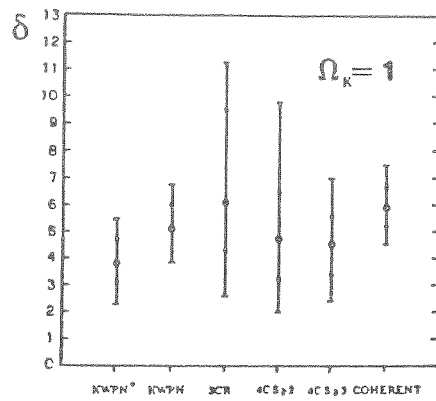


Fig. 3-b

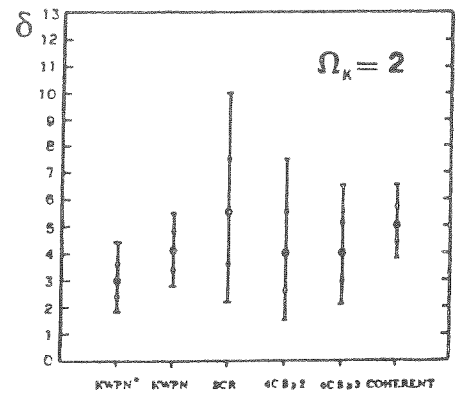


Fig. 3-c

Şekil 3 $\Omega_K = 0, 1, 2$ modelleri için gözönüne alınan örneklemeler için evrim parametresinin en iyi değerleri (boş yuvarlaklar), 1σ (dolu yuvarlaklar) ve 2σ (çizgiler) kabuledilebilirlik sınırları.

O.DEMİRCAN: Sicim'i oluşturan madde nedir? Kuazarlar mı? (Bu soruya yanıt veren açıklama bildirinin içine sonradan eklenmiştir.)

O.DEMİRCAN: Bu yapılar evrende gerçekten görülüyor mu?

E.RIZA: Asıl problem şu anda bu sicimleri evrende gözlemektir. Sicimler eğer flüktüasyonların sebebi ise bunlar bir yerde vardır deniyor ama dolaylı veya direkt olarak bu sicimleri gözlemek lâzım.

N.KIZILOĞLU: Bir ay kadar önce dinlediğimiz bir konuşmada, böyle bir gözlem olduğunu iddia eden biri, çift görünen galaksilerin nerede olduğunu saptamış ve görünüşü gerçekten eğriler üzerindeydi. İşte onların sicim olduğunu iddia ediyordu.

E.RIZA: Sicimleri gözlemek için düz bir sicim alırsak, ilk defa Vilenkin bunu yaparak sicimlerin etrafında yarattığı gravitasyon alanının metriğini hesaplamış. Evrenin küçük bir kısmını alırsak, sicimin varlığı enerji momentumu dolayısıyla Minkovski metriğini bozacak, yeni bir metrik meydana gelecek. Vilenkin bu metriği ilk defa hesaplamış ve görmüş ki, silindirik koordinatlarda, ρ 'ya bağlı olan kısım aynı, ϕ 'ye bağlı olan kısım aynı, z 'ye bağlı olan kısım Minkovski metriğinden değişik ve şöyle bir durum ortaya çıkıyor: bu sicimin etrafındaki metrik, düz uzayda bir ϕ açısını haiz olan bir koniyi kesip koninin iki kenarını birbirine yapıştıracak olursak, elde ettiğimiz uzayın metriği gibi davranıyor. İşte bu metrik de kuazarların çift görünmesine sebep oluyor. İkinci olarak, bu senenin başında Amerikalı iki araştırmacı arka arkaya iki makale yayınladı. Bunlar pulsarları kullanıyorlar. Bazı pulsarların periyotlarının birdenbire değiştiği gözlenmiş. Bu pulsarların periyotlarının değişmesinin sebebi, sicimlerin onların önünden geçmesidir diyorlar.

ÇİFT KABUK YANMALI $5M_0$ H-He YILDIZIN RADYAL TİTREŞİMLERİ

HALİL KIRBIYIK

ODTÜ FİZİK BÖLÜMÜ, 06531 ANKARA

Bu çalışmada, kimyasal yapısında hiç metal olmayan 5 güneş kütleli bir hidrojen-helyum yıldız modeli ele alındı. Modelin adyabatik salınımlarının özellikleri ve titreşimsel kararsızlığı incelendi. Model çift kabuk yanmalı bir yıldız temsil etmektedir.

Denge Modelinin özellikleri şöyle verilmektedir:

M/M_0	$\text{Log } T_e$	Y_c	$\text{Log } T_c$	$\text{Log } \rho_c$	$\rho_c/\bar{\rho}$	X_s	Y_s	$\text{Log } L/L_0$	β_c
5	3.940	0.0	8.532	4.949	2.170(8)	0.8	0.2	3.540	0.979

Denge modeli Kızıloğlu (1988) tarafından hesaplanmıştır. Bu modelin adyabatik salınımları Kırbıyık (1988) deki yöntemle incelendi. İkinci harmonik, birinci harmonik ve temel mod için hesaplamalar yapıldı ve aşağıdaki sonuçlar elde edildi. Parametreler her zamanki anlamlarını taşımaktadır.

Mod	$\rho_c/\bar{\rho}$	σ_a^2	pgün	σ' (s ⁻¹)
I	2.170	1.246(-9)	2.06	-3.405(-8)
1H		2.175(-9)	1.56	-8.174(-8)
2H		9.387(-9)	1.25	-1.415(-6)

Titreşimsel kararsızlık katsayısı σ' 'nün işaretine göre model kararlı veya kararsız olur. Yukarıdaki tabloda σ' her mod için eksi bulunmuştur. bu da modelin kararsızlığını göstermektedir. Ancak yıldızın içlerinde, çekirdek yanması olan bölgelerdeki kararsızlık dış katmanlara kadar gelememektedir. Tabloda gördüğümüz kararsızlık atmosferde γ -mekanizması ile ilgilidir. Kararsızlık bölgesi $T=4 \times 10^4$ K'ye karşı gelmektedir. Bu da He^+ iyonlaşma bölgesine rastlamaktadır. Sonuç olarak kararsızlık He^+ iyonlaşmasından kaynaklanmaktadır.

Kaynaklar:

Kırbıyık, H., 1989, *Astrophys. and Space Sci.*, 153, 289-296, 1989

Kızıloğlu, N., 1988, *Astrophys and Space Sci.*, 147, 343, 1988

YAKIN ÇİFT YILDIZLARIN SPEKTROSKOPİK VERİLERİNİN DEĞERLENDİRİLMESİ

M. Türker Özkan¹ ve A. Esendemir²

¹

IUFF Astronomi ve Uzay Bil. Böl. 34452 İSTANBUL

²

ODTU Fizik Bölümü 06531 ANKARA

1 - GİRİŞ

Bugün uzaydaki gök cisimleri ile ilgili bütün bilgi elektromanyetik ışıınımdan elde edilir. Bu herhangi bir fizik kanunun sonucu değil, aksine insan gözüyle başlayan tarihsel bir süreçtir. Burdaki önemli nokta elektromanyetik ışıınının Üretiminin doğrudan bu ışıını yayan cismin (veya ortamın) fiziksel koşullarına bağlılığıdır. Elektromanyetik ışıınımla taşınan bilginin yayılımı, geldiği yol üzerindeki koşullardan dolayı da etkilenir. ışıınının takip ettiği yollar evrenin yerel eğriliğine, bu sebeple de maddenin yerel dağılımına bağlıdır. Sönümleme etkileri farklı dalga boyları için farklıdır. Nötür hidrojen Lyman limiti (913 Å) altındaki bütün ışıınımları absorplar. Yıldızlar arası maddenin sebep olduğu saçılma ve absorpsiyon daha çok kısa dalga boylarında etkindir. Yıldızlar arası plazma dalga boyu km ve üstündeki radyo dalgalarını absorplar. Ters kompton olayı relativistik elektronlarla çarpışan düşük enerjili fotonları daha yüksek enerjilere çıkarırken, gama ve x-ışın fotonları da kompton olayı sebebiyle enerjilerini kaybederler.

Gözlemciye gelen ışıınıma uzaydaki bu etkilerin dışında son engelleme de arz atmosferi tarafından yapılır. Atmosferin astronomik gözlemlere pertürbasyonu esas olarak ışıınının absorpsiyonu ve yayınlanan ışıınların birbirine etkisi şeklinde olur. Atmosferik etkilerin sonucunda yerden görsel ve radyo dalgaboylarında dar bir bölgeden gözlem yapılabilir. Böylece gözlemciye ulaşan ışıınım hem kaynağın hem de uzaydaki yolu üzerindeki etkileri taşır. Pratikte yerden 300 km yüksekliğe çıkarak atmosferin engellemesinden kurtulabiliriz. Bu şekilde tüm dalga boylarında eşit koşullarda uzaydan gözlem yapılabilir. Diğer bir deyişle uzaydan gözlem bütün dalga boylarını aynı konuma getirerek tüm elektromanyetik spektrumun elde edilmesine olanak sağlar. Bir spektrum frekansın veya dalgaboyunun fonksiyonu

olarak kaynağın bir görüntüsüdür. Konumuzun temelini oluşturan spektroskopik veriler spektrometreler vasıtasıyla alınan spektrumlardan elde edilirler.

Biz burada spektroskopi ile ilgili temel bilgileri, spektrumların özelliklerini, bunları etkileyen faktörleri, yakın çift yıldızların, özellikle de kataklizmik değişenlerin mor ötesi spektrel verilerinin kullanılması ve bu bölgeden elde edilen önemli bulguları sırasıyla anlatmaya çalışacağız.

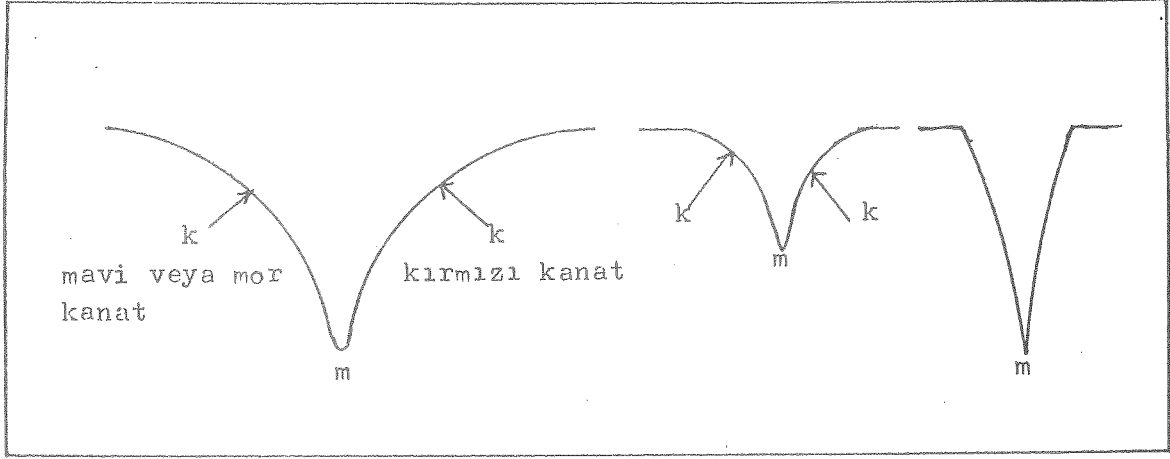
2 - SPEKTRAL ANALİZ

Spektroskopik gözlemlerin sonuçları ya plak üzerinde ya da digital bir kayıt şeklinde elde edilirler. Gerekli indirgemeler ya da çizimler yapıldıktan sonra ortaya çıkan sonuç üzerinde çalışmaya hazır durumda olan bir spektrogramdır. Bir spektrum sürekli veya absorpsiyon ya da emisyon çizgileri şeklinde olabilir. Sürekli spektrum durumunda kaynaktan gelen ışının şiddeti $I(\nu)$, ν ile yavaşça değişir. Çizgi durumunda ise $I(\nu)$ dar bir aralıkta ($\Delta\nu \ll \nu$) çok etkin olarak değişir. Elektromanyetik ışınım bir sistemin (molekül, atom iyon, v.b gibi) E_i ve E_j enerji düzeyleri arasındaki ($\nu = (E_i - E_j) / h$) geçişlerden yayınlanır. Spektrel bir çizgi, geçişin yakınındaki emisyon veya absorpsiyon olasılığının frekansla hızla değiştiğinde oluşur. Çizelge-1 de artan enerjiye göre spektrel çizgileri oluşturan temel bağlı-bağlı elektromanyetik geçişler örneklerle beraber görülmektedir.

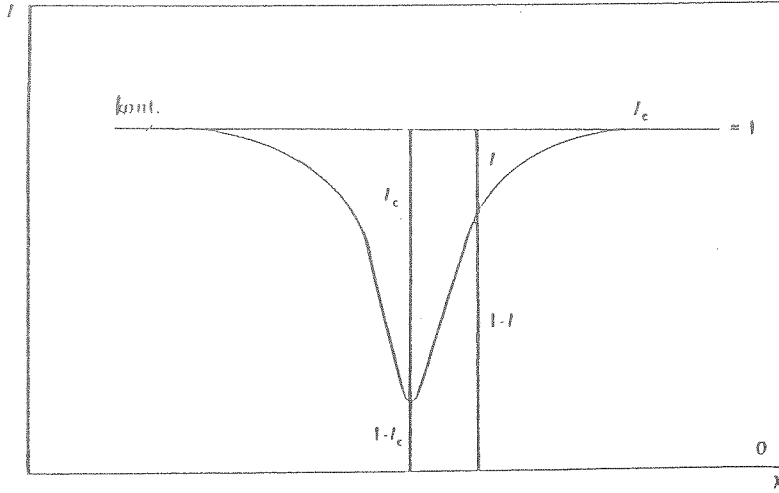
Spektrel çizgilerle ilgili bazı temel özellikler de aşağıdaki gibi verilebilir.

Pozisyon: Spektrum üzerinde çizginin gözlemlendiği yerdir. Bu büyüklük dalgaboyu (λ), frekans (ν) veya Hz, dalga sayısı ($1/\lambda$) veya enerji ($h\nu$) cinsinden ifade edilebilir.

Çizgi profili: Bir spektrel çizginin ayrıntılı şekli çizgi profili olarak isimlendirilir. Tipik bir çizgi merkezi kısımla (core) her iki yana uzanmış kanatlardan (wings) oluşur. Kanatlar yıldızlar arası çizgilerde hemen hemen yoktur (Şekil-1'e bak). Eğer spektrel verilerin kaydı şiddete göre yapıldıysa, çizgiler sayısal olarak karakterize edilebilir. Buna göre çizgi derinliği (I) (Şekil-2), merkezi çizgi derinliği (I_c), veya merkezi artık şiddet ($I - I_c$) gibi büyüklükler bu amaçla kullanılabilir. Bu



Şekil-1. Spektrel bir çizginin şematik görünümü. k:kanat; m:çizgi merkezi.



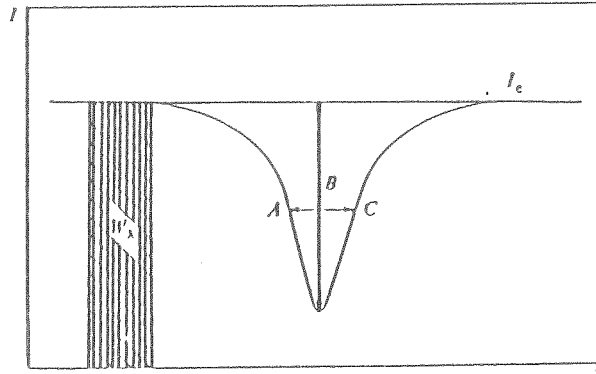
Şekil-2. Bir çizgiyi tanımlıyan büyüklükler.
 I :çizgi derinliği; I_c :merkezi çizgi derinliği; $I - I$:merkezi artık şiddet.
 Süreklilik I_c olarak tanımlanıyor.

tanımlarda çizgi sürekliliği her zaman birim olarak alınır. Diğer taraftan karmaşık profilleri basit şekillerde göstermek üzere "yarı yükseklikteki çizgi genişliği" ve "eşdeğer genişlik" (Şekil-3) gibi parametreler kullanılır. Özellikle toplam çizgi şiddetini bulmak için kullanılan eşdeğer genişlik, birim yükseklik ve w_λ uzunluğundaki bir dikdörtgenin alanı olarak düşünülebilir. Bundan dolayı gelen ışınımın bu çizgiyle sahip olunan enerjinin integraline eşit alanlı dikdörtgenin kenarı eşdeğer genişliği verir. Diğer bir deyişle eşdeğer genişlik

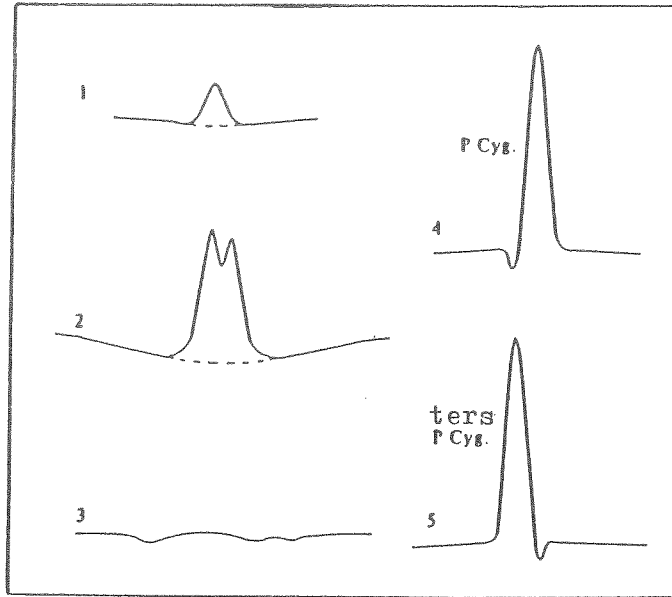
ÇİZELGE - 1

Bağlı-bağlı geçişler

Geçişler	Enerji	Spektral Bölge	Örnek
Hyperfine yapı	10^{-5}	Radyo	Hidrojenin 21 cm çizgisi
Spin yörünge birleşmesi	10^{-5}	Radyo	OH molekülünün 1666MHz geçişleri
Moleküler dönme	$10^{-2}-10^{-4}$	Millimetrik	CO molekülünün 2.6 mm deki geçişi
Moleküler dönme-vibrasyon	$1-10^{-1}$	Kırmızı ötesi	$2 \mu\text{m}$ ye yakın H_2 çizgileri
Atomik ince yapı	$1-10^{-3}$	Kırmızı ötesi	Ne II nin 12.8 μm deki çizgisi
Atomların, moleküllerin ve iyonların elektronik geçişleri	$10^{-2}-10^{-4}$	UV, görsel, kırmızı ötesi, Mor ötesi, X-ışını	H nin serileri C I ve He I çiz. K, L kabuk elektron çizgileri
NUkleer geçişler	$>10^4$	Gama ışınları	15.1 eV de ^{12}C çizgisi
Yokolmalar	$\geq 10^4$		511 keV de pozitronyum çiz.



Şekil-3. Çizgi genişliği ve eşdeğer genişlik. AC:merkezi yarı yükseklikteki çizgi genişliği; W_λ : eşdeğer genişlik.



Şekil-4. Emisyon çizgilerinin beş farklı tipi. 1:merkezi emisyon; 2:self-absorpsiyon; 3:fill-in; 4:P Cygni 5:ters P Cygni profili.

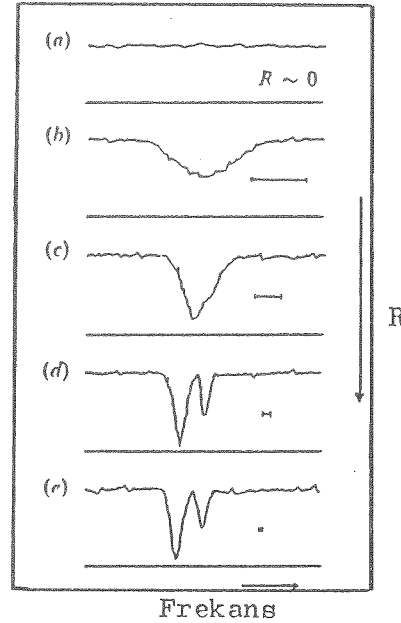
$$W_{\lambda} = \int_{-\infty}^{+\infty} (I_c - I) / I_c d\lambda$$

ile tanımlanır. Eşdeğer genişlik angstrom veya miliangstrom olarak ölçülürken, yarı yükseklikteki çizgi genişliği de $c(\Delta\lambda/\lambda)$ bağıntısı vasıtasıyla km/san cinsinden ifade edilir. Burada $\Delta\lambda$ (Şekil-3, AC uzunluğu) angstrom cinsinden yarı genişliktir.

Çizginin polarizasyonu : Stokes parametreleri ile tanımlanan elektromanyetik ışının polarizasyonu ile hem kaynağın hem de gelen fotonların yolu üzerinde ki bazı fizik koşullar üzerine bilgi sağlanabilir (manyetik alan, saçılma, ortamın basıncı, senkrotron ışınımı v.b. gibi). Dedektör yalnızca bir polarizasyon bileşenini bulabilir. Ancak teleskop üzerindeki optik sistemle bu değiştirilebilir.

Eğer bir absorpsiyon çizgisi emisyonu eşlik ederse, 5 farklı durumla karşılanabilir (Şekil-4). Şekil-4(1) merkezi emisyonu gösteriyor. Diğer bir olasılık merkezi absorpsiyon çekirdeği (core) veya self-absorpsiyondur. Çizginin hemen hemen görülmemesi durumuna da "fill-in" adı verilir. Şekil-4(4) de biraz sonra bahsedeceğimiz P Cygni profili görülmektedir. Yani kırmızı tarafta bir emisyon vardır. Son

Şekil-5. Ayırma gücü büyürken blend çizginin ortaya çıkması. (a) R (ayırma gücü) ~ 0 ; (b) çizgi görülmeye başlar; (c) çizgi çift görülür ama ayrılmaz; (d) iki çizgi ayrılır; (e) çizgilerin genişlikleri artar. Yatay çizgi her gözlemdeki aletin spektral genişliğini gösterir.



durum ters P Cygni profilidir. Emisyon bu kez mor kenardadır.

Zaman zaman bir çok çizgi birbirine çok yakın bulunur ve birbirinden ayrılamaz. Böyle çizgilere "blend" çizgiler denir. Blend çizgiler dispersiyona bağlıdır ve daha büyük dispersiyon kullanılarak bu çizgileri birbirinden ayırt etmek mümkün olur. Şekil-8 de bu durum açık olarak görülmektedir.

Geç tip yıldızlarda bir çok sönük çizginin birleşmesi nedeniyle kontinyum kesilir. O zaman bu çizgilerin üstünden geçen "pseudo-kontinyum" gerçek kontinyumun oldukça aşağısında kalır. Bu şekilde kontinyum da oluşan büyük bir aralık (boşluk) "süreksizlik" olarak isimlendirilir. Örneğin Balmer süreksizliği gibi.

Spektral çizgiler oluştukları yıldız atmosferindeki yerlerinin fiziksel koşullarını yansıtırılar. Bu da gösterir ki çizginin şekli (profili) birçok faktöre bağlıdır. Bunları iç ve dış etkenler olarak iki grup halinde ifade edebiliriz :

A) İç etkenler

- 1) Doppler etkisi
- 2) Zeeman etkisi
- 3) Stark etkisi
- 4) Çarpışmalar
- 5) Hyperfine yapı

B) Dış etkenler

- 1) Türbülans (yıldız atmosferlerindeki büyük kütle hareketleri)
- 2) Yıldızların kendi eksenleri etrafında dönmesi
- 3) Yıldız atmosferlerinin genişlemesi.

Spektral analizle ilgili yukarıdaki bilgilerden yararlanarak çalışılan cisme ait temel parametreler bulunabilir. En önemlilerini Çizelge-II de görmekteyiz.

Spektral analizle ilgili son olarak kullanılan çizelgeleri, atlasları, ve katalogları verelim.

a) Çizgi idantifikasyon çizelgeleri.

Bu çizelgeler kimyasal bir elementi karakterize eden spektral çizgileri içerirler. Genellikle dalga boyları, çizgi şiddetleri, elementin iyonizasyon safhasına karşılık gelen tanısı ve geçişin spektroskopik gösterimi de bu çizelgelerde verilir. Kullanılanlar şöyle:

ÇİZELGE-II

Spektruma ait ölçülen veya hesaplanan büyüklüklere karşılık gelen yıldıza ilişkin fiziksel parametreler

Ölçülen veya hesaplanan büyüklük	Cisme ait parametre
Çizgi pozisyonu	Elementin identifikasyonu
Şiddet veya eşdeğer genişlik	Bolluk
Çizgi pozisyonu, profil	Makroskopik hız alanı
Şiddet, genişlik	Sıcaklık, basınç, gravite
Profil	Mikroskopik hız alanı
Zeeman bileşenleri, polarizasyon	Manyetik alan

- 1-An ultraviolet multiplet table (Moore, 1950, 1952, 1962).
- 2-Atomic and ionic emission lines below 2000 angstroms (Kelly and Palumbo, 1973).
- 3-Tables of spectral lines of atoms and ions (Striganov and Odintsova, 1982).
- 4-Line spectra of the elements (Reader and Corliss, 1982).

b) Atlaslar.

Atlaslar spektrel sınıflama sistemlerini gösteren grafik dökümanlardır. Bu nedenle her sistemin kendine ait atlası vardır. En çok MK sistemi kullanıldığı için buna ait optik ve mor ötesi atlaslarını veriyoruz.

- 1-Revised MK spectral atlas for stars earlier than the sun (Morgan, Abt and Tapscott, 1978).
- 2-An atlas of spectra of the cooler stars. Types G, K, M, S, and C (Keenan and McNeil, 1976).
- 3-An atlas representative stellar spectra (Yamashita, Narai and Norimoto, 1977; 73Å/mm).
- 4-An atlas of grating spectra at intermediate dispersion (Landi-Dessy, Jaschek and Jaschek, 1977; 42Å/mm).
- 5-An atlas of objective prism spectra (Houk, Irvine and Rosenbush, 1974; 108Å/mm).
- 6-An atlas for objective prism spectra (Seitter, vol. I, 1970; 240Å/mm; vol. II, 1975; 645 and 1280Å/mm).

Mor ötesi bölgeyi içeren atlaslar:

- 1-An atlas of ultraviolet stellar spectra (Code

- and Meade, 1979,1980; $\lambda\lambda$ 1200-3600Å).
- 2-An atlas of ultraviolet stellar spectra
Cucchiaro, Jaschek and Jaschek, 1978; $\lambda\lambda$ 1350-2740Å).
- 3-The IUE low dispersion reference atlas
(Heck,Egret,Jaschek and Jaschek, 1984; $\lambda\lambda$ 1200-3200Å).

c) Katologlar.

Katologlar verilen bir data tipindeki kolleksiyondur. Çok sayıda katolog vardır. Bunların ayrıntısı Jaschek (1984) tarafından verilmiştir.

Spektral analizle ilgili bu temel bilgileri artık çift yıldızlara uygulayabiliriz. Özellikle mor ötesi spektral veriler göz önüne alınacak, ve bu veriler vasıtasıyla çift yıldızların özel bir grubu olan kataklizmik değişenlerin değerlendirilmesini ve burdan çıkan sonuçları tartışacağız.

3 - MOR ÖTESİ SPEKTRAL VERİLERİ

Süphesiz tüm elektromanyetik spektrum önemli olmasına rağmen biz burada spektrumun 1000 - 3300 Å aralığını içeren mor ötesi bölgesi üzerinde duracağız. Bunun da sebebi bu bölgede bol miktarda spektral verinin birikmesinden kaynaklanıyor. Buna en büyük katkı 1978 de yörüngeye oturtulan "uluslararası mor ötesi uydusu" veya kısa adıyla IUE gözlemeviden gelmiştir. Bu gözlemevi uçuş sistemi ile yer sisteminden oluşmuştur. Uçuş sistemi uzay aracını teleskobu ve diğer bilimsel aletleri içerir. Yer sistemi ise ABD'nin Maryland'daki Goddard uzay merkezinde bulunan NASA IUE kontrol merkezi ile İspanyada Madrid'e yakın Villafrance uydu izleme istasyonundaki (Vilspa) ESA IUE gözlemeviden oluşur. IUE uydusu bir 45 cm'lik f/15 Cassegrain teleskop ile 1150 ve 3200 Å aralındaki spektral bölgedeki mor ötesi spektroskopisi için iki echelle spektrograf taşır. İki alete ilişkin parametreler Çizelge-III de özetlenmiştir.

IUE den elde edilen mor ötesi spektral verilerini manyetik bantlar halinde VILSPA istasyonundan kolaylıkla istenebilir. Ham imajları içeren bu manyetik teyplerden, alet hatalarından kurtularak doğru ve standart bir şekilde kullanıcıların doğrudan yararlanabileceği verileri elde etmek için IUESIPS (IUE Spectral Image Processing System) sistemi geliştirildi. Ham datalardan kalibre edilmiş IUE spektrumlarını oluşturmak gerekli işlem aşamaları çok

karmaşıktır ve IUE deki aletlerin özelliklerinin ve kalibrasyonun bilinmesine dayanır. Bu zorluğu aşmak üzere bir IUESIPS yazılım programı hazırlanmıştır. Böylece kullanıcı bu programı kullanarak doğrudan dalga boyuna karşılık gelen akı-sayısı (flux-number) nı kolayca bulabilir. Daha sonra spektrumun alındığı poz müddetini y_f her bir kamera ile ilgili ters duyarlılık fonksiyonu S_λ kullanılarak dalga boyunun fonksiyonu olarak mutlak akı değerleri hesaplanabilir.

ÇİZELGE-III

Bilimsel aletlere ilişkin özellikler*

TELESKOP

Optiği	Richey-Chretien
Açıklık	45 cm
Birincil aynanın odak oranı	f/2.8
Etkin odak oranı	f/15
Plak eşeli	30.6 yay saniyesi/mm
Görüntü kalitesi	3 yay saniyesi
Görüş alanı	16 yay dakika çaplı

SPEKTROGRAFLAR

Tıp	echelle
Giriş açıklığı	3 yay saniyesi dairesel veya yaklaşık 10X20 yay saniyesi oval
Dedektör	4 SEC Vidicon kamera
<u>Yüksek dispersiyon</u>	<u>kısa</u> <u>uzun</u>
Dalga boyu aralığı (Å)	1165 - 2126 1845 - 3230
Ayırma gücü	10^4 10^4
<u>Düşük dispersiyon</u>	
Dalga boyu aralığı (Å)	1150 - 2000 1825 - 3300
Ayırma gücü	6 6

*ESA September 1989 'dan alınmıştır.

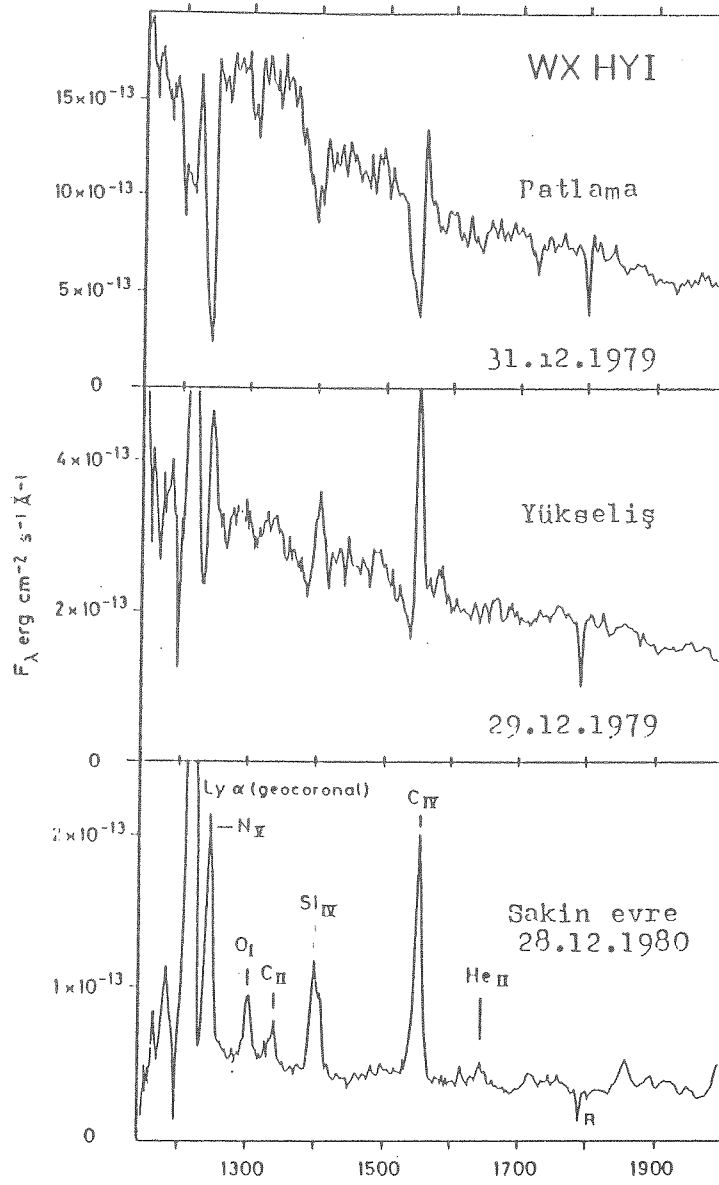
Cüce novaların sakın evrelerinde akresyon disk, parlak nokta, ve gaz akımından ortaya çıkan kuvvetli emisyon çizgileri görülmür. Özellikle hidrojenin çizgileri ve nötral helyum (He I) her zaman mevcuttur (Şekil - 6). Bir kere iyonlaşmış helyum (He II) ve bir kere iyonlaşmış kalsiyum (Ca II) çizgileri de oldukça kuvvetlidir. Diğer elementlerin, 5169 Å deki bir defa iyonlaşmış demir (Fe II) gibi, emisyon çizgileri bir kaç cisimde görülmüştür. Zayıf çizgileri, blend ve geniş olmaları nedeniyle belirlemek güçtür.

Patlama sırasındaki optik emisyon çizgi spektrumu geniş ve derinliği az olan absorpsiyon çizgileri ile yer değiştirir (Şekil-6). Yine hidrojen ve nötral helyum en kuvvetli çizgilerdir. He II 'nin 4686Å çizgisi bazen emisyon olarak gözükür. Hidrojenin geniş absorpsiyon çizgilerinin merkezlerinde dar emisyon korları (cores) gözlenir. Cüce novanın parlaklığı sakın evreye doğru giderken çizgi spektrumu da sakın evre karakterine döner ve aynı zamanda çizgilerin emisyon korları oldukça önemli hale gelir.

Şimdi de kataklizmik değişenlerin mor ötesi spektrumlarını göz önüne alalım. Bu dalga boyu bölgesinde yüksek mertebeden iyonize olan elementlerin kuvvetli çizgileri spektruma hakimdir. Özellikle 4 kez iyonize karbon (C IV) ve silisyum (Si IV) ve dört kez iyonize olmuş azot (N V) 'un çizgileri en önemlilerindendir. Yüksek sıcaklığın karakteristiği olan bu çizgiler, düşük sıcaklığın göstergesi olan bir kez iyonlaşmış magnezyum (Mg II) 'un çizgileriyle aynı anda emisyon olarak bulunurlar. (Şekil-7'ye bakınız).

Mor ötesi çizgilerin şiddetleri ile görünen bölgedeki çizgiler arasında herhangi bir korelasyon gözükmemektedir. Bu iki olayı gösterir. Birincisi, mor ötesi çizgiler görsel çizgilerin olduğu bölgeden uzak olan diskin yukarısında ortaya çıkarlar. İkincisi, çizgilerin oluşması için az bir madde yeterlidir, öyle ki diskteki küçük değişiklikler çizgi şiddetlerinde büyük değişimlere yol açarlar.

Cüce novaların patlama spektrumlarında yine optik bölgede olduğu gibi mor ötesi çizgileri de absorpsiyon olarak ortaya çıkarlar. Bununla beraber bazı cisimlerde C IV, Si IV ve N V çizgilerinin aynı anda emisyon ve absorpsiyon bileşenleri mevcuttur. Absorpsiyon bileşeninin merkezi dalgaboyuna göre kısa dalgaboylarına doğru yerdeğişimi 3000 - 5000 km/san'lık hızlara karşılık gelir.



Şekil-7. WX Hydri'nin farklı etkinlik zamanlarının_
daki mor ötesi spektrumu (Hassal ve ark.
1983).

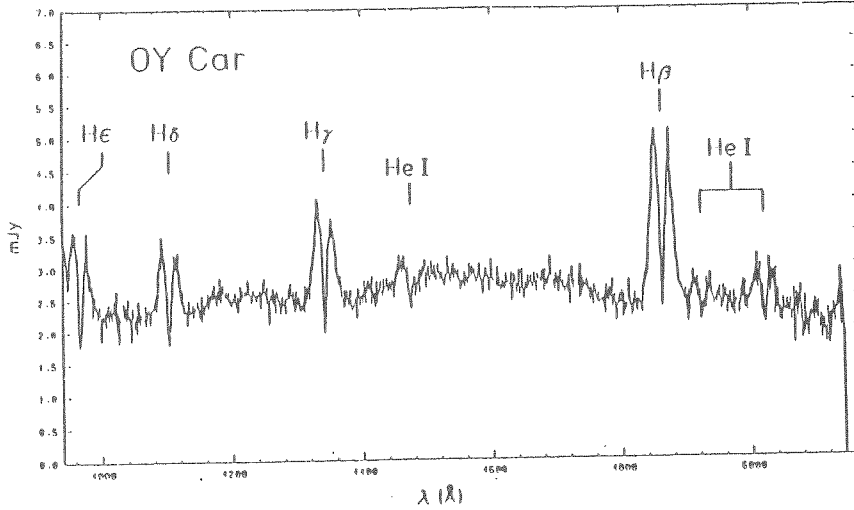
Bu P Cygni çizgilerinin (Şekil-7) diskten ayrılan maddenin rüzgarından oluştuğu düşünülür. Gözlemciye gelen atomlar (böylece daha kısa dalgalı boylarına kaymış olurlar) diskten gelen ışığı bakış doğrultusunun dışına saçarlar. Bu nedenle bu dalgalı boylarında akı azalmış olur.

Kataklizmiklerin yakın evrelerinde neden emisyon ve patlama evrelerinde ise neden absorpsiyon çizgilerinin görüldüğü açık değildir. Olasılı bir açıklama şöyle olabilir : diskteki gazın sürekli opasitesi azalan sıcaklıkla beraber hızla düşer. Buna göre yakın durumda akresyonun soğuk dış katmanları optik olarak ince bir kontinyum verecek şekilde zayıf bir ışıyanımda bulunurken, optik olarak kalın kısımda oluşan çizgilerde ise ışıyanım kuvvetlidir. Böylece zayıf kontinyuma göre çizgiler emisyon olarak görülmürler. Patlama evresinde ise disk daha yoğun ve sıcaktır, öyle ki diskin heryeri optik olarak kalındır. Bunun sonucunda da absorpsiyon çizgileri optikçe kalın normal yıldız atmosferlerindeki gibi meydana gelecektir.

5 - SPEKTREL ÇİZGİLERİN YÖRÜNGESEL ÖZELLİKLERİ

Kataklizmik çift yıldızlarda bileşenden gelen absorpsiyon çizgilerini görmek veya ölçmek genellikle zordur. Bunun sebebi kısmen diskin sürekli ışıyanımından kısmen de kırmızı yıldızın yörünge frekansı ile dönmesinden kaynaklanır.

Eğer ikinci yıldızın absorpsiyon çizgi spektrumu ölçülebilirse, o zaman çizgilerin dalgalı boyu kaymalarını kullanarak yıldızın sistemin kütle merkezi etrafındaki dönmesini bulmak mümkün olur. Yıldızın radyal hızı yörünge fazına göre çizilerek hız değişiminin genliği K_R bu eğriden belirlenebilir. Bir kataklizmik değişen yıldızın spektrumundaki emisyon çizgileri periyodik hız değişimleri gösterirler. Her iki bileşenin hız eğrilerine baktığımızda emisyon ve absorpsiyon çizgilerinin zıt fazda hareket ettiği görülmür. Diğer bir deyişle, çizgilerin bir seti maksimum uzaklaşma hızına yaklaşırken diğer bir grup çizgide maksimum yaklaşma hızına gelir. Bu durum emisyon çizgilerinin diskte oluştuğunu ve beyaz cücenin yörünge hareketini yansıtır. beyaz cücenin hız değişiminin genliği K_W , de K_R gibi belirlenir. Böylece bu iki büyüklüğün bilinmesi bizi iki yıldızın kütlelerinin çıkarılmasına (tabii eğim açısı i 'nin de bilinmesiyle) götürür.



Şekil-3. OY Carinae cüce novasının hidrojen ve helyuma ait emisyon çizgilerinin çift-tepeliliğini gösteren görsel bölge spektrumu.

(Bailey ve Ward, 1981)

Son olarak çizgi şekillerini karakterize eden üç önemli özellikten söz edelim. İlki, herhangi bir kataklizmik değişenin spektrumunda emisyon çizgilerinin genişliği $\Delta\lambda$ dalga boyu λ ile $\Delta\lambda/\lambda$ oranı yaklaşık sabit kalacak şekilde sistematik olarak değişir. İkincisi, bir çok sistemde özellikle de tutulma gösterenlerde hidrojen emisyon çizgilerinin çift-tepeliliği vardır (Şekil-8). Üçüncüsü de, yörünge eğiminin büyük olduğu sistemlerde çizgi genişliklerinin daha büyük olmasıdır. $\Delta\lambda/\lambda$ 'nın sabit oluşu gösterir ki, çizgilerin genişlemesine neden olan en önemli etki diskteki gazın hareketiyle ortaya çıkan Doppler kaymasından gelir. Bakış doğrultusunda $\pm v$ hızı ile hareket eden gaz, laboratuvar dalgaboyu λ dan $\lambda = \pm (v/c)\Delta\lambda$ miktarında yer değiştirmiş bir dalgaboyunda ışınım yayınlar. Diğer çizgi genişleme mekanizmaları (spektral analiz bölümüne bakınız) çizgi genişliklerinin burdaki gibi değişmeyecek bir şekilde genişleme oluştururlar. İkinci ve üçüncü etkiler, emisyonu meydana getiren gazın sistemin yörünge düzleminde beyaz cücenin etrafında dairesel yörüngelerde hareket ettiğini varsayarak anlaşılabilir. Madde daha büyük bir yarıçapta iken daha küçük hızları fakat daha fazla ışın yayınlama alanları olacaktır. Bu da iki emisyon tepesi verir. Diskin yaklaşan

tarafındaki gazdan maviye kaymış tepe ve uzaklaşan tarafından ise kırmızıya kaymış tepe oluşur. Madde beyaz cüceye yakınsa daha büyük yörünge hızları dolayısı ile daha büyük Doppler kaymaları gözlenecektir.

Örten sistemlerdeki emisyon çizgilerinin yüksek-hız spektroskopik gözlemleri çizgi çiftleşmesinin bu yorumunu destekler. Önce maviye kaymış emisyon örtülür, sonra mavi kanat takip eder, ardından kırmızı kanat ve sonunda da kırmızı tepe gelir. Çizginin çeşitli kısımlarında aynı düzende görülür. Burdan şunu söyleyebiliriz : Önce akresyon diskinin yaklaşan kısmı örtülür, sonra diskin hızlı dönen merkezi kısımları ve sonra da uzaklaşan kısımlar örtülür. Ancak bazı sistemler de, OY Carinae de olduğu gibi (Şekil - 8), tepeler arası kanatlar kontinyum seviyesinden de aşağıya iner. Bu durumda yukarıda ifade edilen model her zaman gözlenen emisyon çizgi profillerini açıklayamaz.

TEŞEKKÜR

Bu çalışma İ.U. Araştırma Fonu tarafından desteklenen Fen 335/041287 kod ve numaralı proje içinde gerçekleştirilmiştir.

KAYNAKLAR

- Bailey J. ve Ward M.J. 1981, *Mon. Not. R. astr.Soc.*, 194,17P.
- Code A.D. ve Meade M.R. 1979, *Ap.J.Suppl.* 39, 195.
- Cucchiaro A., Jaschek M. ve Jaschek C. 1978, *Liege and Strasbourg Observatories.*
- Hassal B.J.M. et al. 1983, *Mon. Not. R. astr.Soc.*, 203,865.
- Heck A., Egret D., Jaschek M ve Jaschek C. 1984, *ESA SP-1052.*
- Houk N., Irvine N.J. ve Rosenbush D. 1974 *An atlas of objective-prism spectra*, University of Michigan.
- Jaschek C. 1984, *QJRAS* 25, 259.
- Jaschek C. ve Jaschek M. 1987, *The classification of stars*, Cambridge Univ. Press.
- Keenan P.C. ve McNeil R.C. 1976, *An atlas of spectra of the cooler stars*, Ohio State Univ. Press.
- Kelly R.L. ve Palumbo L.J. 1973, *NRL Report N. 7599.*
- Landi-Dessy J., Jaschek M. ve Jaschek C. 1977, *Observatorio Astronomico de Cordoba-Argentine.*

- Lena P. 1986, *Observational astronomy*, Astron. and Astropys. Library, series ed. M.Harwit, R.Kippenhahn, J.P.Zahn, Springer-Verlag Berlin.
- Moore C.E. 1950, *An ultraviolet multiplet table*, NBS Circ. 488, section I.
- Moore C.E. 1952, *An ultraviolet multiplet table*, NBS Circ. 488, section II.
- Moore C.E. 1962, *An ultraviolet multiplet table*, NBS Circ. 488, section III-IV.
- Morgan W.W., Abt H.A. ve Tapscott J.W. 1978, *Revised MK special atlas for stars earlier than the sun*, Yerkes Observatory and Kitt Peak National Observatory.
- Pringle J.E. ve Wade R.A. 1985, *Interacting binary stars*, Cambridge Univ. Press.
- Reader J. ve Corliss C.H.(ed.) 1982 in *CRC Handbook of Chemistry and Physics*, 63rd edition, Weast R.C. and Boca Raton F.L.(ed.) CRC Press.
- Seitter W.C. 1970, *An atlas for objective spectra*, vol. I, F.Dummler Verlag, Bonn.
- Seitter W.C. 1975, *An atlas for objective spectra*, vol. II, F.Dummler Verlag, Bonn.
- Striganov A.R. ve Odintsova G.A. 1982, *Tables of spectral lines of atoms and ions*, Energoizdat, Moscow, USSR.
- Yamashita Y., Nariai K. ve Norimoto Y. 1977, *An atlas of representative stellar spectra*, University of Tokyo Press.

VW HYDRI'NİN OPTİK VE MORÖTESİ GÖZLEMLERİ

A. Talat SAYGAÇ

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

ÖZET Devam etmekte olan bu çalışmada, Kataklizmik Değişen Yıldızların Cüce Novalar alt grubunun SU Ursae Majoris sınıfından VW Hyi'nin sakin evre optik bölge tayflarının incelenmesi sonucu elde edilen verilerin, daha önce benzer tarzda yapılan diğer bir tayfsal çalışmadaki sonuçlarla farklılıklar göstermesi üzerine, bu sonuçlardaki farklılığın herhangi bir gözlemsel veya indirgeme hatasından kaynaklanmadığı, bunun sistemin ya sürekli ya da zaman zaman gösterebileceği bir özelliğinin sonucu olabileceği düşünülmektedir. Bunun için daha önce yapılmış olan optik ve morötesi tayfsal çalışmalar burada topluca incelenmektedir. Tayfsal sonuçların bir kısmı daha önce yayınlanmıştır (Saygaç, 1989).

1. GİRİŞ ve PROBLEMİN TANIMI

Kataklizmik Değişen Yıldızların alt grubu Cüce Novalar, görünür bölgede 2-5 kadirlik artış gösteren, sık patlamalı sistemlerdir. Yörünge dönemleri bir kaç saat mertebesinde. Patlama aralıkları birkaç hafta veya ay civarındadır. Cüce Novaların alt sınıfı olan SU UMa tipi yıldızlar ise, cüce novaların %20'sini kapsar. Normal ve süper patlamalar gösterirler. VW Hyi ise, sakin evresinde 14 kadir, normal patlamasında 9.5, süper patlamasında 8.5 kadir parlaklıktadır. Normal patlaması 20-30 günde bir 3-5 gün süreli, süper patlaması ise ≈ 180 günde bir 10-14 gün sürelidir.

Kataklizmik değişen yıldızların patlamalı olanları içerisinde en ilginç olanları şüphesiz cüce novalar olup, sayıca çok olmalarından ötürü de daha çok incelenmektedirler. Bu grubun SU UMa sınıfının, normal ve süper patlama özelliği göstermesi de onları çok ilginç bir hale getirmektedir. Hem patlamalarının

oluştugu evrede hem de sakin evrede yapılan fotometrik ve tayfsal gözlemleri bu sistemlerin davranışı hakkında önemli katkılar sağlar. Ancak özellikle patlama tayfları araştırmacılara daha ilginç geldiği için gözlemler daha çok bu evrelerde yapılmaktadır. Sakin evrede görülen olaylar genellikle benzer karakteri taşıyarak tekrarlanan olaylardır. Örneğin, parlak lekenin bakış doğrultumuzdan dönemli olarak geçişi ile ışık eğrilerinde 0.4 kadırlık bir artış gözlenir (VW Hyi için) ve bu "dönem hörgücü" olarak bilinir. Sistemin yörünge dönemi bu hörgüçler ile belirlenir. Parlak lekenin gecikmiş ışınımı veya onun çevresinden kaynaklanan ışınım ise ara hörgüç olarak görülür. Diskin farklı bölgelerinden kaynaklanabilen dönemsel titreşimler de sakin evre ışık eğrisinden belirlenebilir. Bu olayların tamamı VW Hyi'de görülebilir, ama diğer sistemlerde yalnızca bir kısmı görülebilir. Ancak bütün bunların dışında, sık sık patlayan bu sistemler, patlama anında ortaya çıkan olayları sadece ışınım gücünde bir artış şeklinde değil başka biçimlerde de gösterebilmelidir. Bunlar yapılan çalışmalarda gerek kütle kaybı, gerek açısal momentum kaybı şeklinde incelenmektedir. Her ne kadar patlama sırasında atılan maddenin büyük bir kısmı beyaz cüce Roche lobu içerisinde kalıyorsa da, L₂ Lagrange noktasından kaçabilecek maddenin sistemde nasıl bir etki yaratacağı önemli bir çalışma konusudur. Patlama evresindeki şiddetli olaylar arasında farkedilemeyecek bu etki, sistemin sakin evresinde yapılacak gözlemlerde ortaya çıkabilir. Örneğin, L₂ Lagrange noktasından kaçıp sistemin çevresini sarabilecek ortak bir zarfın, veya asimetrik olarak gözlem doğrultusunda yer alan optik olarak ince bir gazın, fotometrik gözlemlerde sistemin parlaklığını biraz sönükleştirmesi, hörgüç şiddetinde azalmaya neden olması ve parlamaların şiddetinde de aynı şekilde bir azalma olarak farkedilmesi, ya da bunun tersine sistemin ışınımına bir katkıda bulunması gerekir. Tayfsal olarak eğer böylesine ince bir madde yine gözlem doğrultumuzla aynı yönde ve asimetrik olarak yer almış ise tayflarında bu da farkedilebilmelidir. Kataklizmik değişen yıldızlardaki kütle kaybının belirlenmesini uydu ile yapılan morötesi gözlemlerine borçluyuz. Yukarıda sözü edildiği gibi bir etkinin hiç olmazsa P Cygni tipi profillerle bu yıldızların morötesi tayflarında gözlenebilmesi gerekir.

Bu etkilerin araştırılabilmesi için, VW Hyi'nin sakin evrede yapılacak gözlemlerinin optik, morötesi ve fotometrik olarak eş-zamanlı bir şekilde yapılabilmesi gerekir. Ancak, VW Hyi'nin sönük ($m_v = 14$ kadir) ve bir güney yarıküre yıldızı olması bir projeye katılarak gözlem yapılmasını gerektirmektedir. Bu durumda, ancak

VW Hyi için yapılan çalışmalardan yararlanılabilir. İlave olarak hem cüce novalar ve hem de genel olarak kataklismik değişenler içerisinde benzeri özellikler gösteren sistemlerle bir karşılaştırma yapılabilir.

Kataklismik değişen yıldızlar arasında en iyi çalışılmış yıldız olan VW Hyi'nin, hala çözüm bekleyen önemli problemleri vardır. Bunlar arasında süper patlama sırasında gözlenen süper-hörgüçlerden elde edilen sistemin dönme dönemi ile normal hörgüçlerden elde edilen dönem arasındaki farkın nereden kaynaklandığı, patlamalarının hangi modele dayandırılabilceği, süper patlamasının oluşum mekanizması, patlamalarda optik akının morötesindeki akıdan çok önce yükselmeye başlaması, beyaz cüce kütlesi gibi problemler sayılabilir. Ancak bunun yanı sıra bu sisteme ait bazı parametreler (yörünge eğimi ve beyaz cüce kütlesi gibi) yalnızca bir çalışmadan bulunduğu haliyle kabul edilip kullanılmaktadır. Bu nedenle VW Hyi'nin özelliklerini anlamak için aynı alanda yapılan çalışmaların birden fazla olmasına gerek vardır. Optik bölgede yapılan tayfsal çalışmaları çok fazla değildir. Bunlar, Schoembs ve Vogt (1981), Hassall ve ark. (1983), Schwarzenberg-Czerny (1985) ve bu çalışma içerisinde yer alan spektroskopik gözlemlerdir. Schoembs ve Vogt'un çalışması ile bu çalışma yöntem bakımından benzerdir ve yine bu iki çalışma arasında ortaya çıkıp daha önce yayınlanan farklar kısaca aşağıda verilmiştir (Tablo 1). Aynı şekilde sonuçların diğer kataklismik değişen yıldızlar, PHL 227, V 2051 Oph, LX Ser, RW Tri, WZ Sge ve Z Cha ile yapılan kaba bir karşılaştırması, giriş kısmında belirtilen kaynaklarda verilmiştir.

Optik bölge tayfsal çalışmaların sistemin hangi evrelerinde yapıldığı ve nelerin elde edildiği kısaca aşağıda özetlenmiştir. Böylece sisteme ait yeni bazı özelliklerin olup olmadığı anlaşılabılır. Aynı özetleme morötesinde yapılan çalışmalar içinde yapılacaktır. Tablo 2'de optik tayfsal gözlemlerin ayrıntıları verilmiştir. Şekil 1'de topluca bu tayflar görülmektedir.

2. VW HYI İÇİN YAPILAN OPTİK VE TAYFSAL BÖLGE SPEKTRUMLARININ İNCELENMESİ

Schoembs ve Vogt (1981)'un çalışmasında, sakin evre tayflarında, H α , H β ve HeI λ 5051 ve λ 5876 kuvvetli salma çizgileri olarak görülür. Balmer çizgileri genellikle çift maksimumludur. Süper patlama evresinde maksimum parlaklıklarda oldukça geniş soğurma çizgileri görülür. Patlamadan sonraki hızlı azalma esnasında

salma çizgileri minimum evresi başlayıncaya kadar süreklilik özelliği gösterir. Patlamanın en son azalma evresinde FeII λ 5163, λ 5169, λ 5316 çizgileri salma olarak görülürler. Dikine hız genliği ve toplam çizgi genişliğinden yararlanarak yörünge eğimi 60° olarak belirlenmiş. Baş yıldızın kütlesi $0.6 M_\odot$ ve $q = M_1/M_2 = 6$ olarak bulunmuş. Bu sonuçların irdelenmesinden sakın evre boyunca halka şeklinde biçimlenmiş olan diskin iç sınır yüzeyi 10 beyaz cüce yarıçapına eşit olarak bulunmuş. Beyaz cüce yüzeyine doğru maddenin yığılması ile oluşan patlama esnasında, beyaz cüce yüzeyi ile halka arasındaki bu bölge optik olarak kalın madde tarafından doldurulmaktadır. Bu çalışmadan çıkan diğer önemli bir sonuç, daha önce Papaloizou ve Pringle (1978) tarafından ileri sürülen, beyaz cücenin kuvvetli manyetik olduğu ve Po dönemi ile döndüğü, sistemin gerçek dönme döneminin ise süperhörgüç dönemine (P_s) eşit olduğu modelinin geçerli olmadığıdır. Nitekim sistem çok düşük çizgisel ve dairesel polarizasyon göstermektedir, bu da beyaz cücenin kuvvetli manyetik olmadığını göstermektedir. Ayrıca süpermaksimum evresinde süperhörgüç dönemi değişmektedir (Vogt 1974, Haefner ve ark. 1979). Bu da Papaloizou ve Pringle'in modelini desteklememektedir. Ayrıca belirlenen salma çizgilerinin şiddetlerinin süperpatlama evresinde değiştiği belirlenmiştir.

Hassall ve ark. 1983'nin çalışması ise, esas olarak moröte ve optik bölgede olmak üzere VW Hyi'nin patlama evresinde 1200-7000 Å arasındaki eş-zamanlı gözlemlerini kapsar. Geleneksel sakın evre optik tayflarında Balmer salma çizgileri çift maksimumlu olarak ortaya çıkar. Patlamanın azalma evresine rastlayan süreklilikde, geniş $H\beta$ soğurma çizgisi 300 Å'a ulaşır. Bu soğurma Balmer kesikliliğine doğru bir azalma gösterir, ama genellikle $H\alpha$ 'da böylesi bir soğurma görülmez. HeI λ 5875 ve λ 4471'de salma olarak görülür. SWP tayflarında cüce novaların pekçoğunda çizgiler soğurmada görüldüğü gibi burada, Ly α yaklaşık 200 Å genişlikte, SiIV, OI, CII ve NV soğurmadagörülmektedir. CIV ise salma halindedir. Sakın ve ön patlama evrelerinde alınan tayflarda CIV çizgisi salmada şiddetli olarak değişmektedir. Patlamadan azalma evresinde ise MgII zayıf bir salma gösterir, Ly α , OI ve SiIV çok zayıf soğurma halindedir. Hassall ve ark.'larının bu çalışmasında tartışılan sonuçlardan biri, beyaz cüce kütlesinin kesin olmadığıdır. Nitekim şimdiye kadar çıkan sonuçlar; $M_1 \geq 0.23 M_\odot$ (Cook 1982), $M_1 \geq 0.6 M_\odot$ (Schoembs ve Vogt 1981), ve bu çalışmada $M_1 \geq 1.28 M_\odot$ dir. Diğer çok önemli bir sonuç ise, Optik olarak patlamadan sonra yarım gün geçmiş ve görsel olarak 2 kadırlık bir artış görüldüğü halde, 1200 - 1900 Å'luk morötesi bölgede bir değişme olmamasıdır. Bu

beyaz cüceden kaynaklanan çekirdeksel yanma sonucu oluşan bir patlamanın, dolayısı ile cüce novalara yakıştırılan 'mini nova' modelinin tersini ortaya koyar. Bu gözlemlerin sonucuna göre, diskin soğuk kısımları şiddetli olarak parlamakta oysa sıcak iç kısımları bundan etkilenmemektedir. Böyle bir durum diskin en dış kenarında kütle aktarılmasının ani bir artışı veya akışkanlıktaki ani bir artışdan dolayı diskteki bazı kararsızlıklardan oluşur. Artan yığılma akışkanlık zaman ölçeğinde diskin içlerine doğru yayılır. Akışkanlık zaman ölçeği VW Hyi için yaklaşık 1 gün bulunmuştur. Bu çalışmanın diğer bir sonucu da, birlikte ele alınan VX Hyi yıldızında süper patlama esnasında yüksek hızlı rüzgarların belirlenmesine rağmen VW Hyi için bizim aradığımız böyle bir kanıtın bulunamamasıdır.

Schwarzenberg-Czerny ve ark. (1985)'nin çalışmasında ise, VW Hyi'nin 1200-7000 Å arasındaki eş-zamanlı gözlemleri yapılmıştır. Optik gözlemler, aynı bir patlamanın, yükselme, maksimum ve azalma evrelerini kapsar. Yükselme evresinde alınan tayf kuvvetli bir Balmer serisi ile Balmer düşmesi gösterir. HeI, $\lambda 5876$ 'da bir soğurma halindedir. 5 Ocak'daki tayfda ise, bu Balmer çizgileri ve Balmer düşmesi daha az şiddetlidir. Bu türden yani, görelî olarak derin ve dar Hidrojen soğurma çizgileri ile kuvvetli Balmer düşmesi SS Cyg'nin patlamasının yükselme evresinde (Chalonge, Divan ve Mirzoyan 1968), ve AY Lyr (Bond 1981)'de de gözlenmiştir. Bu iki yıldızda önemli iki cüce nova'dır. VW Hyi için bu kuvvetli Balmer kesiği Strömberg (1963) tarafından, 0.32 ± 0.02 olarak ölçülmüştür. SS Cyg için bu benzer şiddetli süreksizlik 0.30 ± 0.01 dir (Chalonge ve ark. 1968). Bu olay yukarıda verilen her üç sistem için de kısa süreli bir ömre sahiptir. 8 Ocak'daki tayf kısa zaman aralığında H β 'nin çizgi profili ve eşdeğer genişliğinde kuvvetli değişimler göstermektedir. Benzer davranış Stover, Robinson ve Nather (1981) tarafında EM Cyg için de belirtilmiştir. Ancak bir açıklama getirilememiştir. 5 Ocak'daki maksimum ve 6 Ocak'daki azalmanın başlangıcındaki morötesi tayflarında, $\lambda 1240$ NV, $\lambda 1300$ OI/SiIII, $\lambda 1400$ SiIV, $\lambda 1550$ CIV, $\lambda 1720$ NIV, $\lambda 1335$ CII, $\lambda 1640$ HeII kuvvetli soğurma çizgileri halindedir. Her iki tayfda da $\lambda 1550$ CIV çizgisinin mavi kanadı asimimetrikdir. 8 Ocak'daki azalmanın geç evrelerinde alınan tayfda ise, $\lambda 1550$ CIV salma halindedir. 4 Ocak'da patlamanın artış evresi esnasında alınan tayf, diğer bütün tayflardan farklıdır. Bu çalışmadan çıkarılan temel sonuçlardan biri, optik ve morötesi akılardaki farklı artışın, kütle aktarımı değişimi modeli (Mantle 1984) veya disk kararsızlığı modeli ile (Faulkner, Lin ve Papaloizou 1983, Papaloizou, Faulkner

ve Lin 1983) uyuşturulamadığıdır.

Devam eden bu çalışmada elde edilen spektrumlar ise, VW Hyi'nin yalnızca sakın evresini kapsar. Balmer serisinin Hy'ya kadar olan çizgileri belirgin ve çift maksimumludur. Daha mavi bölge, duyarlılığın az olmasından dolayı dikkate alınmamıştır. HeI'de salma halinde görülmektedir. Diğer özellikler Schoembs ve Vogt (1981)'un çalışması ile yapılan karşılaştırmada verilmiştir (Tablo 1).

Verbunt (1987)'un çalışmasının irdelenmesinden de; Patlama maksimumuna yükselme evresinde: Optik akının morötesi akıdan önce yükseldiği gözlenmiştir. Maksimum ve azalma evresinde: Gerek normal patlama ve gerek süperpatlamada, optik ve morötesi akının benzer olarak değiştiği gözlenmiştir. Sakın evrede: Butün dalgaboylarındaki süreklilik akısı gelecek patlamaya kadar azalmaya devam etmektedir. Ayrıca sakın evrede alınan morötesi akının önemli bir miktarı beyaz cüceden kaynaklanmaktadır (Mateo ve Szkody 1984).

Verbunt ve ark. (1987) tarafından yapılan diğer bir morötesi çalışmada daha fazla tayf kullanılmıştır. 3 Eylül ve 10 Ekim 1984 tarihlerinde alınan toplam 60 düşük ayırma güçlü tayf kullanılmıştır. Bunlardan 33 tanesi SWP ($\lambda\lambda$ 1900-3200) ile alınmıştır. İlave olarak, süperpatlama evresinde SWP ile alınmış bir yüksek ayırma güçlü tayf'da değerlendirilmiştir. 3,10,13,18 ve 21 Eylül'de ve 12 Ekim'de alınan tayflar sakın evresine, 7 ve 8 Kasım'da alınan tayflar normal patlamanın azalma evresine, 21 Eylül'deki patlama maksimumuna aittir. 23 Ekim ve 5 Kasım arasındakiler ise süperpatlamanın yükselme, maksimum ve azalma evrelerine aittir. Bu süperpatlama VW Hyi için IUE ile gözlenen ilk süperpatlamadır. Bu çalışmadan elde edilen önemli bir sonuç süperpatlama maksimumu evresinde elde edilen yüksek ayırma güçlü tayfda moröte rezonans çizgileri yaklaşık 400 Km/s'lik bir maviye kayma göstermektedir. Ayrıca normal patlama sonrası bir haftalık süre içerisinde akılarda kuvvetli azalma gözlenmektedir. Bu azalma sakın evre boyunca daha az olarak devam etmektedir. Bu olayın, cüce nova patlamalarında bileşen yıldızdan gelen madde miktarındaki değişmeden kaynaklandığı savunulmuştur (Verbunt ve ark,1987). Ayrıca, bu çalışmada, morötesi akının önemli bir kısmının sakın evre boyunca beyaz cüceden geldiği bir kez daha ortaya konulmuştur. Gerek süper, gerek normal patlama akı dağılımlarının AY Lyr ve bazı Z Cam sistemleri ile büyük benzerlik gösterdiği ifade edilmiştir. Ayrıca, bu çalışmada kullanılan tayflardan bazılarında Tablo 3'de ayrıntıları verilen ve Şekil 2'de de tayfları gösterilen bu çizgiler P

Cygni profilleri göstermektedir. AAVSO tarafından yapılan fotometrik gözlemlerde şeklin en altında yer almaktadır. P Cygni profilleri normal patlamadan sonraki sakin evre ile takip eden süperpatlama evrelerine rastlamaktadır.

Farklı bir çalışmadan bulunan önemli bir sonucu dikkate alırsak, Van der Woerd (1986) tarafından yapılan bu çalışmada, süperpatlama evresinde VW Hyi bol miktarda yumuşak x-ışını yayınlayan bir sistem olarak belirlenmiştir. Bu x-ışınları görelî olarak soğuk bir sınır tabakadan (10^{-5} K) ve optik olarak ince sıcak bir koronadan (10^6 - 10^7 K) gelmektedir. Van der Woerd, bu sıcak koronanın aynı zamanda sistemi çevrelediğini teklif etmiştir. Sistemin bu durumu Şekil 3'de gösterilmiştir. Devam eden bu çalışmada, yukarıda çalışılmış olan IUE tayflarına ilave ve bir kısmı da bu tayfları içeren, 1979-1984 yıllarını kapsayan ve sistemin farklı evrelerinde alınan 107 düşük ayırma güçlü, 2 yüksek ayırma güçlü (her biri 54 farklı tayftan oluşan) tayf incelenmektedir.

VW Hyi'nin bu araştırması yapılırken, yalnızca tayfları değil fotometrik çalışmaları da önemlidir. Burada kısaca belirtmek gerekirse öncelikle, bu çalışmanın tayflarının alındığı tarihlerde yapılmış eş-zamanlı fotometrik gözlemlerine rastlanmadı. Ancak bu gözlemlerden yaklaşık bir hafta sonra normal patlamasının çıkış ve iniş kollarında alınan iki fotometrik gözlem sonucu yeterince açık bir bilgi sağlamadı. Sadece dönemsel hörgüçlerden sistemin kaba bir dönme dönemi ve hörgüç genlikleri elde edilebildi. VW Hyi'nin diğer fotometrik gözlemleri incelendiğinde aranacak olanlar şunlar olmalıdır: Sakin evrede eğer sıcak leke parlak ise, o zaman dikine hız eğrilerinin yarı-genlikleri (K) küçük olmalıdır. Çünkü bu eğrilerin çizildiği salma çizgilerinin bölgesi, kütle merkezine daha yakın olacaktır. Eğer sıcak leke çok küçükse (bu aynı zamanda madde aktarımının da çok az olduğunu gösterir) o zaman salma bölgesi beyaz cüceye daha yakın ve dolayısıyla K daha büyük olacaktır. VW Hyi'nin yapılan çalışmalardan bulunan ışık eğrileri bu açıdan da incelenecektir.

Tablo 1. Schoembs ve Vogt (1981) ile bu çalışmada bulunan sonuçların karşılaştırılması.

Schoembs ve Vogt	Bu çalışma
H α VdSini = 1120 Km/s	1554 Km/s
H β	1653
H γ	1522
H α , K ₁ = 84 $\pm$ 13 (aynı çalışmada E. J. Zuderwijk tarafından verilen değer)	
H α , K ₁ = 78 $\pm$ 14 Km/s	39 $\pm$ 11 Km/s
H β ,	85 $\pm$ 23
H γ ,	113 $\pm$ 59
M ₁ /M $\odot$ = 0.63 $\pm$ 0.15	1.28 $\pm$ 0.11
q = M ₁ /M ₂ = 6 $\pm$ 1	6.42 $\pm$ 0.3
Sistem hızı γ = 0	H α , γ = -79 $\pm$ 8 Km/s
	H β , 83 $\pm$ 17
	H γ 63 $\pm$ 41
i = 60° $\pm$ 10	30° $\pm$ 10

Tablo 3. VW Hyi'nin IUE tayflarından elde edilen P Cyg profilleri (Verbunt ve ark. 1987)

JT	SWP	Çizgi	Poz süresi	Dönemi
2445983.355	24157	CIV λ 1549	1200 s	0.35
2445986.338	24166	SiIII λ 1300	2700 s	0.51
2445998.356	24284	CIV λ 1549	30 s	0.89
2446010.098	24390	CIV λ 1549	900 s	0.99

Tablo 2. VW Hyi'nin optik bölge tayfsal gözlemlerinin ayrıntıları.

Schoembs ve Vogt (1981)	
Teleskop	Cassegrain odak 3.6 m ESO
Tayfçeker	Boller-Chivens (ayırma gücü 171 A/mm)
Poz süresi	5 dakika, dalgaboyu aralığı 4000-7000 Å
Fotoğrafik Tayf.	Carnegie görüntü tüpü, IIIa-J plakları, ayırma gücü 78 A/mm
Poz süresi	10 dakika, dalgaboyu aralığı 4700-6700 Å
Tayflar	Tek tayf 1978, Eki. 27. 340 GZ, süper patlamanın parlak evresi sırasında (IDS). İki tayf, süperpatlamadan azalma evresi sırasında, 1978, Kas. 5. 303 GZ ve Kas. 7. 200 GZ., 1978, Kas. 6, 11 Spektrum. JT 2443873, 20 tayf (IDS), JT 2443874, 24 tayf (IDS).
Hassall ve ark. (1983)	
Teleskop	Cassegrain odak, 3.9 m AAT
Tayfçeker	RGO (ayırma gücü 7 A/mm)
Dalgaboyu aralığı	3300-6600 Å.
Tayflar	1979, Oca. 9, Patlamadan azalma evresinde, poz süresi 10 dakika, 1 tayf. 1979, Ara. 29, Sakin evrede, poz süresi 20 dakika, 1 tayf. 1980, Ara. 30, Optik akının yükselme evresi, poz süresi 8 dakika, 1 tayf.
Teleskop	Cassegrain odak, 1.9 m SAAO
Tayfçeker	Radcliff unit (ayırma gücü 10 A/mm)
Tayflar	1980, Ağu. 6, sakin evrede, poz süresi 17 dakika. 1 tayf.
Schwarzenberg ve ark. (1985)	
Teleskop	Cassegrain odak, 3.9 m AAT
Tayfçeker	RGO (ayırma gücü 5 A/mm)
Dalgaboyu aralığı	3300-6600 Å.
Tayflar	1982, Oca. 4, poz süresi 27 dakika, Oca. 5, 27 dakika, Bu iki tayf normal patlamanın yükselme evresinde, Oca. 6, 18 dakika, Oca. 8, 33 dakika, bu iki tayf da normal patlamanın azalma evresinde alınmış.
Bu çalışma	
Teleskop	Cassegrain odak, 1.52 m ESO
Tayfçeker	Boller-Chivens (ayırma gücü 172 A/mm)
Dalgaboyu aralığı	3600-7200 Å.
Tayflar	1985, Ara. 5, 10 tayf, Ara. 6, 13 Tayf, poz süresi bütün tayflar için ortalama 8 dakika ve hepside sakın evre

3. SONUÇLAR

Yukarıda ele alınan makalelerden en önemli sonuç olarak, VW Hyi'nin bazı tayflarında P Cygni profillerinin gözlenmesi ve x-ışınları bölgesindeki incelemede sistemi çevreleyen sıcak bir koronanın teklif edilmesidir. P Cygni tipi profiller VW Hyi için alışılmış bir davranış değildir. Gözlenmiş olması ve özellikle bu yıldızın herhangi birkaç gözlem anında ve çeşitli yörünge evrelerinde gözlenmiş olması, yukarıda giriş bölümünde belirttiğimiz iki farklı çalışma arasındaki sonuçların farklılığının açıklanmasına yardımcı olacaktır. Pek çok spektrumu alınmış böyle bir sistemin yalnızca belli bir zamanında gözlenmiş P Cygni profili, belli bir zamanda buna neden olan maddenin sistemi çevrelediğini gösterir. Ayrıca, x-ışınları bölgesinde yapılan çalışmadan teklif edilen sistemi çevreleyen böyle sıcak bir koronanın etkisinin uzun süre etkili olabileceğini, dolayısı ile sistemin patlamasının bitmesinden sonra bile bazı etkilerin kalıcı olabileceğini gösterir.

Teşekkür

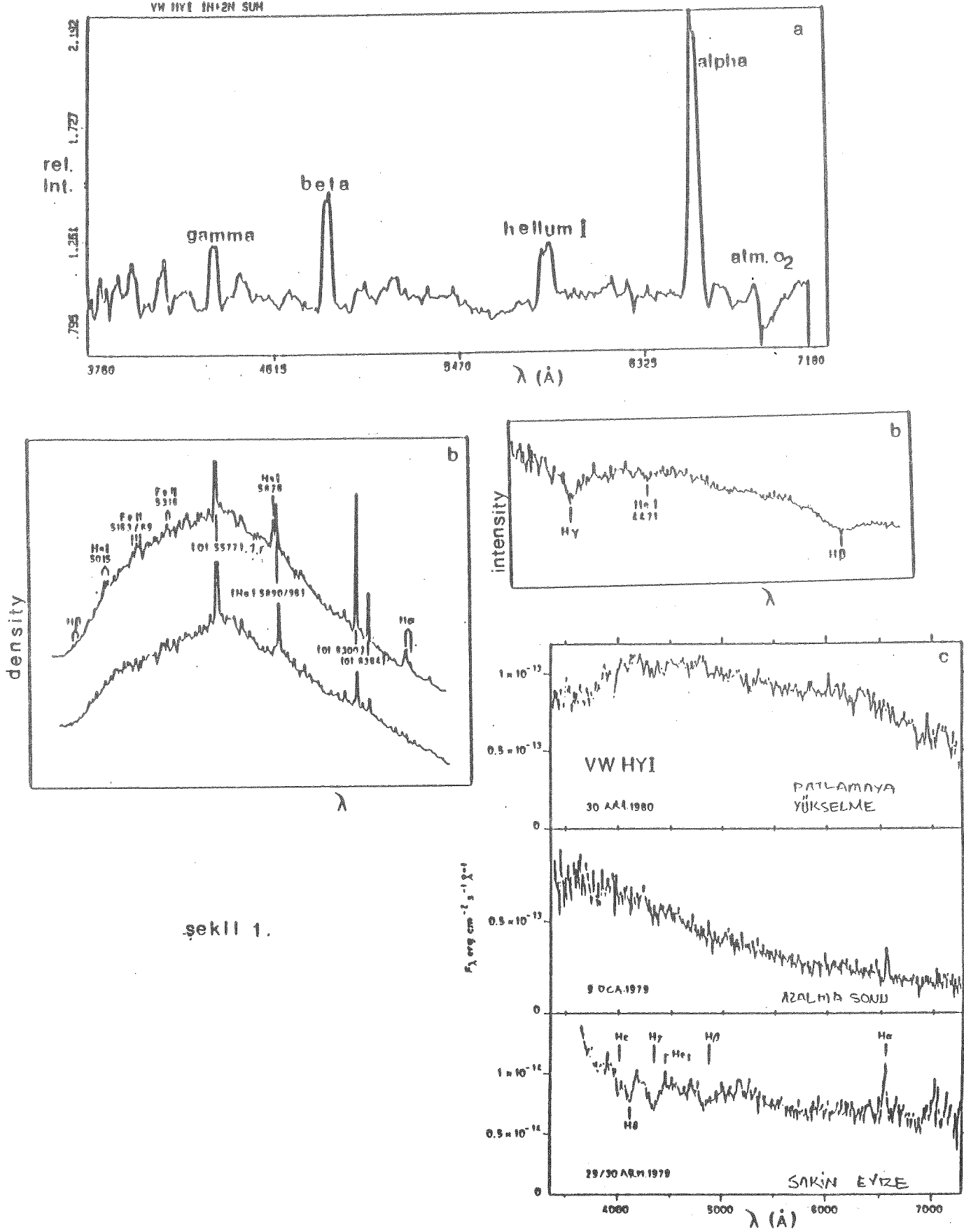
Bu çalışma İstanbul Üniversitesi Araştırma Fonu tarafından Fen 335/041287 kod ve numaralı proje içerisinde desteklenmektedir.

Şekil alt yazıları;

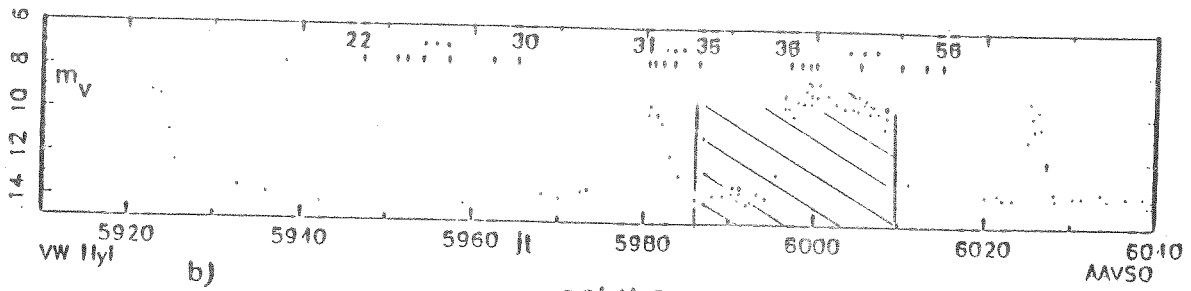
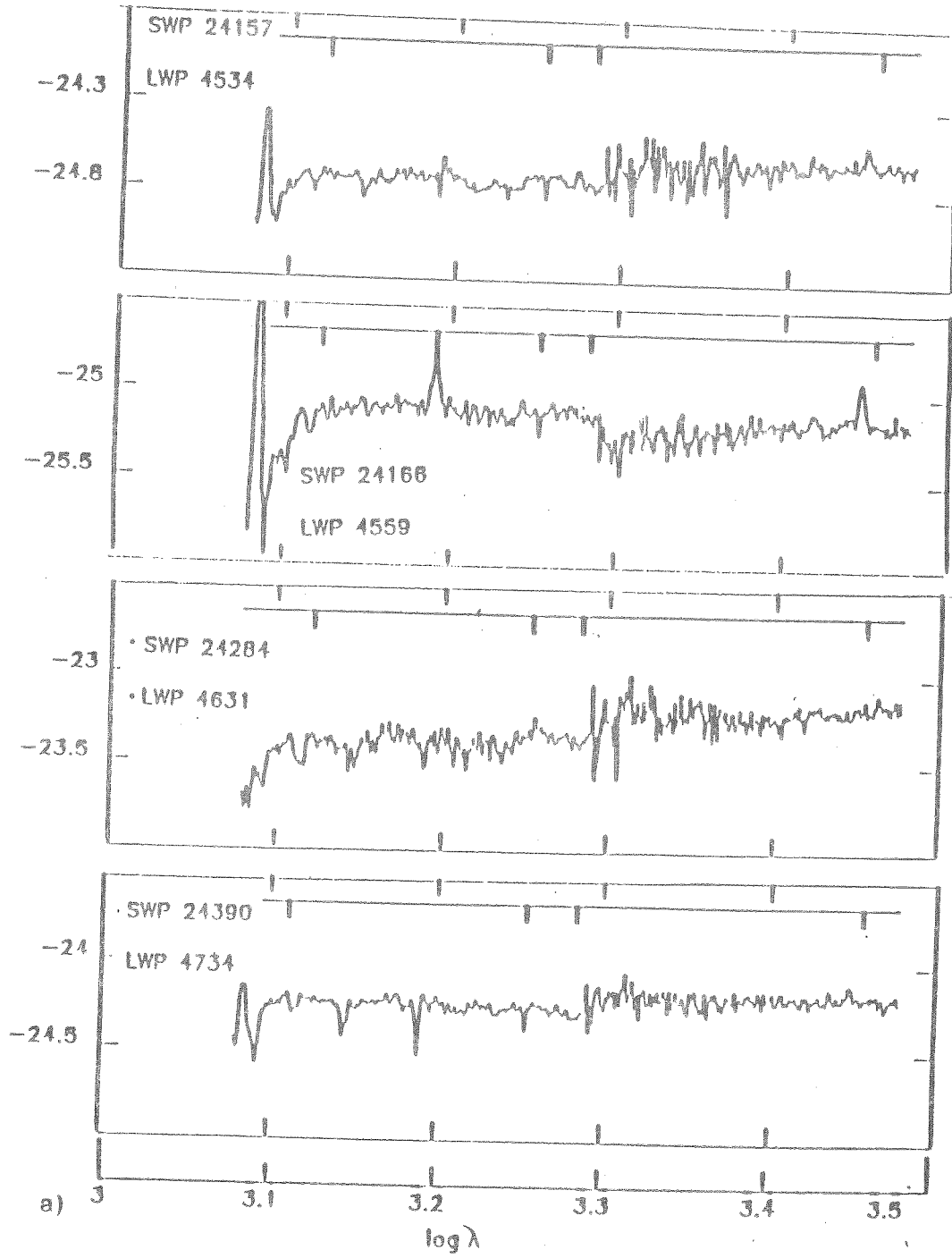
Şekil 1. VW Hyi'nin farklı çalışmalarda ele alınmış tayf örnekleri. a) Bu çalışma, b) Schoembs ve Vogt (1981), c) Hassall ve ark. (1983).

Şekil 2. a) P Cygni profilleri (Verbunt ve ark., 1987), b) Bu tayfların alındığı tarihlere karşılık ışık eğrisi. Tayflar ışık eğrisinde taralı alan olarak gösterilen bölgede alınmış olup, normal patlama sonrası sakin evre ile süperpatlama evresini kapsar (la Dous, 1989).

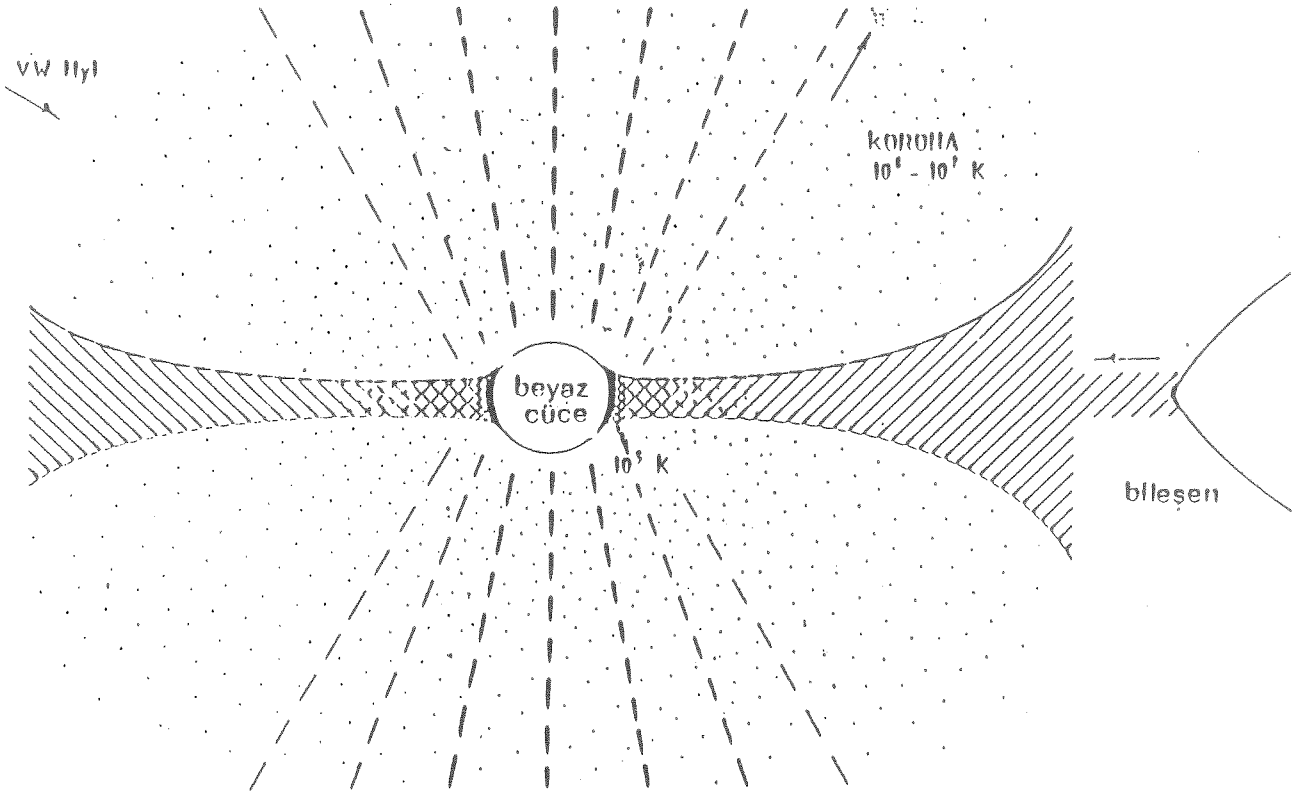
Şekil 3. VW Hyi'nin süperpatlama evresinde yumuşak x-ışınları ve sistemi çevreleyen korona (van der Woerd, 1986).



şekil 1.



şekil 2.



şekil 3.

KAYNAKLAR

- Bond, H. E. , 1981, Santa Cruz Summer Workshop in Astronomy and Astrophysics.
- Chalonge, D. , Divan, L. , Mirzoyan, L. V. , 1968, *Astrofizika*, 4, 603
- Cook, M. C. , 1982, PhD. thesis, University of Cambridge
- Faulkner, J. , Lin, D. N. C. , Papaloizou, J. , 1983, *MNRAS*, 205, 159
- Haefner, R. , Schoembs, R. , Vogt, N. , 1979, *A. A.* , 77, 7
- Hassall, B. J. M. , Pringle, J. E. , Schwarzenberg-Czerny, A. ,
- Wade, R. A. , Whelan, J. A. J. , 1983, *MNRAS*, 203, 865
- La Dous, C. , 1989, An Atlas of Low Resolution IUE Spectra of Dwarf Novae and Nova-Like Stars
- Mantle, V. , 1984, PhD. thesis, Oxford University
- Mateo, M. , Szkody, P. , 1984, *Astr. J.* , 89, 863
- Papaloizou, J. , Pringle, J. E. , 1978, *A. A.* , 70, L65
- Papaloizou, J. , Faulkner, J. , Lin, D. N. C. , 1983, *MNRAS*, 205, 487
- Saygıç, A. T. , 1989, *IBVS No. 3340*
- Schoembs, R. , Vogt, N. 1981, *A. A.* , 97, 185
- Schwarzenberg-Czerny, A. , Ward, M. , Hanes, D. A. , Jones, D. H. P.
- Pringle, J. E. , Verbunt, F. , Wade, R. A. , 1985, *MNRAS*, 212, 645
- Stover, R. J. , Robinson, E. L. , Nather, R. E. , 1981, *Ap. J.* 248, 696
- Stromgren, B. , 1963, *Basic Astronomical Data*. p.123. ed. Strand, K. Aa. Chicago University Press.
- Van der Woerd, H. , 1987, *Astrophys. Space Sci.* , 130, 225
- Verbunt, F. , 1987, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* , 71, 339
- Verbunt, F. , Hassall, B. J. M. , Pringle, J. , Warner, B. , Marang, F
- MNRAS*, 225, 113
- Vogt, N. , 1974, *A. A.* , 36, 369

E.DERMAN: Beyaz cücenin kütlelerini tayin etmişsiniz, nasıl tayin ettiğinizi göremedim.

T.SAYGAÇ: Burada veremedim, daha önceki bir çalışmada verilmişti. Çok fazla detay olacaktı ve 15 dakikaya sığmazdı.

E.DERMAN: Görsel spektrumdan yararlanarak mı?

T.SAYGAÇ: Evet.

E.DERMAN: Anladığım kadarıyla iki spektrumunuz vardı.

T.SAYGAÇ: İki günde toplam 23 spektrum var.

E.DERMAN: Tüm evreyi tarıyor yani.

T.SAYGAÇ: Evet buradaki spektrum da 23 spektrumun üstüste toplanmasıyla elde edilen tek bir spektrum olarak gösteriliyor. Tüm evreyi tarıyor.

E.DERMAN: İkinci olarak, $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$ da verdiğiniz γ hızlarının (-) ve (+) olmasına herhangi bir yorum getirmeden bıraktınız mı? Yorumunuz var mı?

T.SAYGAÇ: Henüz bu yorumları burada söyleyebilecek durumda değilim. Son derece dağınık, diğerleriyle bağlanması gerekiyor.

E.DERMAN: Yorumlar dağınık değil. Gayet güzel anlattınız.

T.SAYGAÇ: Diğerleriyle bağlanması gerekir. Sadece Wien kanunundan yola çıkarak $H\alpha$, $H\beta$ ve $H\gamma$ nın hangi sıcaklık bölgelerinde oluştuğuna bakacak olursak, hepsi de aşağı yukarı disk içinde kalıyor. Hepsi disk içerisindeki bölgelerde oluşuyor ama $H\alpha$ -79 km/sn'lik bir γ hızını nasıl gösteriyor, $H\beta$ ile $H\gamma$ birisi 83 diğeri 63 km/sn'lik γ hızlarını nasıl gösteriyor?

E.DERMAN: Çizgilerin oluşum bölgelerini de düşünerek belki bir yorum getirebilirsiniz. Bize düşük dispersiyonlu IUE tayflarında P Cygni profilleri gösterdiniz. Düşük dispersiyonlu tayflarla çalışırken çok dikkat etmek gerekiyor. Bunlardan sadece en alttaki P Cygni tipi bir profil, diğerlerini gürültünün içerisinde kalan bilgiler olarak alırsanız daha yararlı olur sanırım.

T.SAYGAÇ: Aslında haklısınız fakat şunu göstersem belki biraz daha iyi olacak (bildirideki spektrum). Bu bizim şu anda çalıştığımız spektrumlar, diğeri La Dous'un kataloğundan alınmış. Onlar, akılarda bir katsayı kullandıkları için spektrumlar oldukça basık kalıyor. Burada görmek birhayli zor belki ama bu P Cygni profillerini Verbunt da vurgulamış ve bazılarının mavi bölgede 400 km/sn'lik hızlara sahip olduğunu söylüyor. Yani Verbunt da çalıştığına göre bunları ister istemez göz önünde tutmak zorundayız.

N.KIZILOĞLU: Süper patlama nedir acaba, nasıl oluyor?

T.SAYGAÇ: Nasıl olduğu bilinmiyor. Fakat normal patlamalar için iki model var. İlki, bileşen yıldızdan gelen madde miktarındaki ani değişikliğin neden olduğu patlamalar. İkincisi ise, diskin viskozitesindeki ani değişimin neden olduğu patlamalar. Normal patlamalardan 1 kadar daha parlak olan süper patlamaların tetikleyici mekanizması olarak bir önceki normal patlama kabul edilebilmektedir.

GK PER'İN MORÖTESİ SPEKTRUMU*

Hasan H. ESENOĞLU

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

Özet. GK Per (Persei, HD 21629), yaşlı novalardan olup kataklizmik değişenler içerisinde uzun periyodlu iki sistemden bir tanesidir. Yüksek eksite emisyon çizgilerine rağmen morötesi kontinyum nadir olarak zayıf ve düzdür. Uzun dalgaboyu spektrumunda 2796-2802 Å'da MgII'nin kuvvetli rezonans çizgisi mevcuttur. Bu kromosferik çizgi diğer novalarda gözlenmemiştir. Ayrıca Ly α , HeII, CIV, NV ve NIV de belirgin emisyon çizgileridir. Baş yıldız beyaz cüce olup, bileşen yıldız KO spektrel tipinden bir alt dev'dir. Uzaklığı en iyi bilinen sistemdir. Bu makalede, GK Per'e ait SWP, LWP ve LWR'den toplam 26 spektrum üzerinde çalışılmıştır. Kataklizmik değişen çift yıldızlarda ortaya çıkan spektrel çizgilerin identifikasyonu yapıldıktan sonra akı-dalgaboyu ve faz-çizgi sayısı arasındaki ilişkiler araştırılmıştır.

1. Giriş

Kataklizmik değişen çift yıldızlar içerisinde cüce nova ve nova benzeri yıldızlardan sonra en kalabalık sınıfı klâsik novalar oluşturmaktadır. Bundan dolayı novalar üzerinde yapılan çalışmalar önem arz etmektedir. Novaların parlaklıkları 7^m ile 16^m arasında değişmekte olup, ışık eğrilerindeki farklılıklar gözönüne alınarak üç sınıf tanımlanmıştır (Hoffmeister, Richter, Wenzel, 1985); hızlı novalar (Na), yavaş novalar (Nb) ve çok yavaş novalar (Nc). GK Per hızlı novalar grubuna girer. Hızlı novaların ışık eğrilerine bakıldığında yükselme çok diktir ve bir yada çoğu zaman bir kaç gün sürer. İnış, en çok 110 günlük bir zamanda tamamlanır ve bu arada parlaklık 3^m kadar azalır.

GK Per aynı zamanda yaşlı nova olup 1901 yılından beri bilinmektedir ve bu yıldızla ilgili günümüze kadar pek çok çalışma yapılmıştır. Rosino ve ark. (1982), GK Per'in morötesi bölgedeki SWP 6623 ve LWR 5685 numaralı spektrumlarını incelemişlerdir. HeII, MgII, CIV, NV ve yarı yasak NIV emisyon çizgisinin yarideğer ve eşdeğer

* Bu çalışma Fen 335/041287 kod ve numaralı proje çerçevesinde İ.Ü Araştırma Fonu tarafından desteklenmiştir.

genişliği ile sürekli spektrumun şiddetini hesaplamışlardır. Diğer yaşlı novalarda gözlenmeyen MgII'nin geç tip bileşenin kromosferik aktivitesinden dolayı olabileceğini söylemiştir. Bianchini ve Sabbadin (1983), GK Per'in patlama periyodu üzerine çalışmışlardır. Patlamalar yarı periyodik olarak ~400 günlük aralıklarla tekrarlar ve bir patlama 50^d-100^d devam eder. Parlaklık değişimi de 1^m-3^m dir. Crampton ve ark. (1986), GK Per'in yörünge periyodu üzerinde çalışmışlardır. Spektroskopik gözlemlerden yörünge periyodunu $P=1.996803 \pm 0.000007$ olarak bulmuşlardır. Wu ve ark. (1989), GK Per'in 20 adet spektrumunu spektroskopik ve fotometrik olarak incelemişlerdir. GK Per'in bir toz bölgesini içermesi gerektiğini ve bundan dolayıda morötesi akının sönükleştiğini bildirmişlerdir. Bu çalışmada, GK Per'in düşük dispersiyonlu IUE spektrumları ele alınmıştır. Sistemin özellikleri Çizelge I'de özetlenmiştir.

Çizelge I
GK Per ile ilgili veriler.

Alternatif isim	N Per.1901	(1)
Koordinatlar: α	3 ^h 27 ^m 47. ^s 2	(1)
(1950) δ	43° 44' 04" 4"	
Tipi	NA, DN, DQ, XS	(1)
Minimumda max.parlaklığı	10. ^m 2	(1)
Minimumda min.parlaklığı	14. ^m 0	(1)
Patlamada max.parlaklığı	0. ^m 2	(1)
Patlama periyodu	Yarı periyodik, 400 ^d	(2)
Patlama süresi	50 ^d -100 ^d	(2)
Yörünge periyodu: P	1.996803	(1)
Beyaz cücenin periyodu	351. ^s 34	(1)
Spektroskopik çiftin tipi	Çift çizgili spek- troskopik sistem	(1)
Bileşenin spektrel tipi	K0 IV	(1)
M_1 / M_2	3.6 $\pm$ 0.5	(1)
Sistemin eğimi: i	<73°	(1)
Baş yıldızın kütlesi	0.9 $\pm$ 0.2 M _o	(1)
Bileşen yıldızın kütlesi	0.25 M _o	(1)
Rengi: B-V	0. ^m 81	(3)
U-B	-0. ^m 50	(4)
Renk eksesi: E(B-V)	0. ^m 2	(4)
Uzaklığı: d	490 pc	(3)

NA: Hızlı nova	(1) Ritter, (1987).
DN: Cüce nova	(2) Bianchini ve
DQ: DQ Her yıldızı	Sabbadin, (1983)
XS: X-ışınım kaynağı	(3) Schaefer, (1988).
	(4) Bruch, (1984).

2. Gözlem Materyali

Çalışmamızda kataklismik çift yıldızların 1979-1987 tarihleri arasında IUE uydusuna bağlı SWP (Short Wavelength Prime), LWP (Long Wavelength Prime) ve LWR (Long Wavelength Redundant) kameraları ile elde edilen morötesi (1200-3150 Å) spektrumlarını kullandık. Kısa ve uzun dalgaboylarının uç kısımları gürültülü olduğundan dataların bu kısımları alınmamıştır. Spektrumlarda işaretli bölgeler emisyon veya absorpsiyon biçiminde bile olsa, başka nedenlerle oluşan hatalardır. Bu sebeple, spektrumlardaki bu bölgeler değerlendirme dışı bırakılmıştır. Çalıştığımız spektrumlarda dispersiyon 2 Å/mm'dir.

Spektrumlardan çizgi idantifikasyonu yapılırken yıldızın görünüm doğrultusu boyunca hareketinde göz önünde bulundurulması gereklidir. Bu harekette, Arz'ın yörünge hızı (30 km/s) ile uydunun dünya çevresindeki yörünge hızı (4 km/s) etkindir. Birincisi, spektrumda en fazla ± 0.3 Å'luk bir Doppler kaymasına neden olur. İkinci etki 0.04 Å olup diğer hataların yanında küçük olmasından dolayı önemli bir rol oynamaz. Arz'ın yörünge hızı, sadece düşük dispersiyonlu spektrumlara göre daha duyarlı olan yüksek ayırma güçlü spektrumlarda gözönüne alınır (IUE-Image Processing Information Manual V.2, p.8-18, 1987). Çalıştığımız spektrumlar düşük ayırma güçlü olduğundan bu etki çizgi idantifikasyonunda dikkate alınmamıştır.

GK Per'in bu çalışması, kısa dalgaboylarında SWP (1150-1975 Å) ile uzun dalgaboylarında LWP ve LWR'den (1950-3150 Å) alınan toplam 26 spektrumdan oluşmuştur. Spektrumların alınış tarihleri, poz süreleri ve fazları farklıdır. Çizelge II'de spektrumların özellikleri verilmiştir. Faz hesabı gözlem sürelerinin ortasında,

JD Hel. 2444 912.966+1.996803 E

değerleri kullanılarak yapılmıştır (Crampton ve ark. 1986).

3. Spektrum

3.1. ÇİZGİ İDANTİFİKASYONU

GK Per'in morötesi bölgede (1200-3150 Å) tesbit edilebilir görünümdeki emisyon çizgilerinin idantifikasyonu yaptık. Bu işlem için C.E. Moore'un kataloğundan yararlandık. Kullandığımız datalar düşük dispersiyonlu olduğundan, poz süresince Arz'ın hareketinden doğan radyal hız değerleri gözönüne alınmamıştır. Doğrudan doğruya, datalarda mevcut olan dalgaboylarından gözlemsel dalgaboyu ($\lambda_{\text{ölç}}$) değerleri elde edildi. yıldızların bilinen spektrumlarından farklı olarak, kataklismik çift yıldızların morötesi spektrumlarında çizgi sayısı oldukça azdır. Bu yıldıza ait SWP 13, LWP 9 ve LWR'den de 4 adet olmak üzere toplam 26 spektrum üzerinde çalışıldı. Çizelge III de idantifikasyonu yapılan çizgiler verilmiştir ve

bu çizgilerin 8 farklı elemente ait olduğu görülmektedir. Büyük çoğunluğu sırasıyla Ly α , CIV, NV, HeII, MgII ve SiIV'e ait olup Ly α oldukça kuvvetli emisyon çizgisidir.

GK Per'in spektrumlarında görülen çizgilerin literatürde bilinen çizgiler olması çizgi idantifikasyon işlemini kolaylaştırmıştır. Bununla beraber, LWP'lerin tamamında ve LWR 9911 spektrumunda gözlenen karışıklık idantifikasyonda zorluk çıkarmaktadır. Spektrumlarda işaretli kısımlar idantifikasyonda gözönüne alınmayan hatalı datalardır. Ayrıca, LWR spektrumlarında dikkati çeken 2200 Å'daki pik, yıldızlararası sönümleme çizgisidir (Meyer ve Savage, 1981).

3.2. MONOKROMATİK AKI

GK Per'in 1200-3150 Å arasındaki spektrel bölgeyi içeren spektrumları üzerinde ölçülebilir görünümdeki emisyon çizgilerin idantifikasyonunu yaptıktan sonra, bu çizgilerdeki monokromatik akı,

$$F_{\lambda} = \frac{FN}{t} S_{\lambda}^{-1}$$

bağıntısı ile hesaplanmaktadır. Bu formül düşük dispersiyonlu spektrumlar için geçerlidir. Burada FN, IUE akı sayısı (Flux Number) olup, fon (background) ve dalgaboyu eşeli için düzeltilmiştir. t, saniye cinsinden poz süresidir (Böylece FN/t, saniyedeki akı sayısını verir). S_{λ}^{-1} , aygıtın düşük ayırma güçlü spektrumlarından çıkarılan duyarlılık fonksiyonudur.

S_{λ}^{-1} fonksiyonu bazı standart yıldızların düşük ayırma güçlü IUE gözlemlerinden (ESA'nın IUE Image Processing Information Manual, Version 2.0, 1987) elde edilmiştir. 25 ve 50 Å aralıklarla hesaplanmış olan S_{λ}^{-1} değerleri SWP, LWP ve LWR için tablolar halinde verilmiştir. Ancak idantifikasyonunu yaptığımız spektrel çizgilerin dalgaboyları genellikle tablodaki değerlerin arasına düştüğünden daha duyarlı sonuçlar elde etmek amacıyla lineer interpolasyon yapılmıştır.

Böylece IUE dataları (SWP, LWP ve LWR) için, spektrum üzerinde herhangi bir noktaya denk düşen monokromatik akıyı hesaplayan bilgisayar programını hazırlayarak spektrumların çizdirilmesi sağlanmıştır. Ayrıca spektrumlara ait kontinyum eğrisi çizdirmek ve spektrel çizgilerin fona denk düşen akılarını hesaplamak için de bir program hazırlanmıştır. Burada kontinyum eğrisi için "yürüyen ortalama" (Tokdemir ve ark., 1985) yöntemini kullandık.

GK Per'in spektrumlarında idantifikasyonunu yaptığımız spektrel çizgi merkezlerine ait monokromatik akılarla (F_{λ}), bu çizgi merkezlerine denk düşen sürekli fona ait akılar (F_c) Çizelge III'de verilmiştir.

ÇİZELGE II
GK Per'in Düşük Dispersiyonlu IUE Gözlemleri

Kamera	Tarih	Poz (dakika)	Hel. JD (2440000+)	Faz	Patlama Evresi	Gözlemci
SWP 6623	79/267	180	4141.2916	.45	sakin ^a	Rosino
SWP 7102	79/310	75	4183.8282	.15	-	Wu/Raymond
SWP 8074	80/59	30	4297.7323	.11	-	Szkody
SWP 11302	81/45	60	4649.5442	.93	çıkış ^b	Wu/Raymond
SWP 13318	81/47	120	4651.8391	.77	çıkış ^b	Schiffer
SWP 13661	81/95	45	4700.0091	.65	iniş ^b	Wu/Panek
SWP 13696	81/100	170	4705.0836	.11	iniş ^b	Wu
SWP 21326	83/296	270	5631.4587	.82	-	Wu
SWP 29791	86/336	30	6767.0775	.54	-	Cassatella
SWP 29871	86/347	25	6778.1792	.10	-	Cassatella
SWP 29920	86/353	30	6784.1528	.09	-	Cassatella
SWP 30031	87/6	70	6801.8596	.96	-	Cassatella
SWP 30139	87/22	120	6817.9963	.04	-	Selvelli
LWP 9612	86/334	30	6765.2444	.62	-	Cassatella
LWP 9617	86/336	30	6767.0882	.54	-	Cassatella
LWP 9618	86/336	12	6767.1410	.57	-	Cassatella
LWP 9705	86/347	8	6778.1956	.11	-	Cassatella
LWP 9731	86/353	5	6784.1736	.10	-	Cassatella
LWP 9732	86/353	3	6784.1992	.11	-	Cassatella
LWP 9869	87/6	20	6801.8472	.95	-	Cassatella
LWP 9943	87/16	20	6811.9915	.03	-	Talavera
LWP 9989	87/22	47	6818.0840	.08	-	Selvelli
LWR 9911	81/48	60	4649.5451	.92	çıkış ^b	Wu/Raymond
LWR 9926	81/48	120	4652.6207	.38	çıkış ^b	Schiffer
LWR 10143	81/74	39	4679.0564	.14	maksimum ^b	Wu
LWR 10332	81/100	65	4705.2271	.04	iniş ^b	Wu

(a) Patlama evresi Rosino ve ark. (1982)'den alınmıştır.

(b) Patlama evresi Wu ve ark. (1989)'dan alınmıştır.

ÇİZELGE III
GK Per'in idantifikasyon ve akıları

λ_{lab}		$\lambda_{\text{ölç}}$	Ak1 ($10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ Å}^{-1}$)	
			F_c	F_{λ}
SWP 6623				
1215.674	H $\bar{C}(1)$	1214.2	15.842	95.5635
1238.800	N $\bar{V}(1)$	1236.0	9.082 ²	1.3679
1485-88 ¹	NIV	1488.6	0.615	1.2024
1548.195	CIV(1)	1546.8	0.780	1.9452
1640.332	HeII(12)	1639.4	0.641	1.9974
SWP 7102				
1215.674	H $\bar{C}(1)$	1213.2	5.173	119.5844
1242.778	N $\bar{V}(1)$	1245.2	5.525 ²	1.6269
1548.195	CIV(1)	1547.8	0.647	2.2204
SWP 8074				
1215.674	H $\bar{C}(1)$	1213.2	5.204	112.8496
1YÇ		1316.4	0.618	2.4021
1485-88 ¹	NIV	1487.2	0.585	3.5147
1550.768	CIV(1)	1553.6	0.735	2.3749
1575 ¹	[NeV]	1577.4	0.642	2.8465
1YÇ		1633.2	0.542	2.4387
SWP 11302				
1215.674	H $\bar{C}(1)$	1214.2	22.402	95.5545
1238.800	N $\bar{V}(1)$	1237.8	8.147 ²	7.5065
1368 ¹	SiIII	1368.8	2.207	10.8651
1393.73	SiIV(1)	1393.6	2.047	3.8010
1548.195	CIV(1)	1548.0	2.807	8.0371
1640.332	HeII(12)	1639.0	3.411	9.3588
SWP 13318				
1215.674	H $\bar{C}(1)$	1214.2	26.083	103.3009
1238.800	N $\bar{V}(1)$	1239.0	9.914 ⁴	8.4043
1393.73	SiIV(1)	1395.8	3.957	5.3277
1548.195	CIV(1)	1549.2	5.654	9.9495
1640.332	HeII(12)	1640.0	7.273	16.3888
SWP 13661				
1215.674	H $\bar{C}(1)$	1214.8	14.507	59.2137
1238.800	N $\bar{V}(1)$	1240.6	6.130 ²	6.6638
1393.73	SiIV(1)	1394.0	4.057	5.5540
1YÇ		1508.6	5.834	23.2261
1550.768	CIV(1)	1549.8	5.699	9.7697
1640.490	HeII(12)	1640.6	6.000	10.0262
SWP 13696				
1215.674	H $\bar{C}(1)$	1214.8	17.459	72.1734
1238.800	N $\bar{V}(1)$	1240.6	5.733 ²	4.7385
1393.73	SiIV(1)	1394.0	2.084	3.0857
1550.768	CIV(1)	1549.8	2.667	5.6649
1640.490	HeII(12)	1641.8	3.030	6.2994

Çizelge III'ün devamı.

λ_{lab}		$\lambda_{\text{of } \rho}$	Ak ₁ ($10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$)	
			F _c	F _{λ}
SWP 21326				
1215.674*	H(1)	1214.8	-	-
1550.768	CIV(1)	1552.2	0.611	1.3573
SWP 29791				
1215.674	H(1)	1215.8	23.993	65.1297
1242.778	NV(1)	1244.2	20.919	32.8949
1355.605	OI(1)	1355.2	20.582	24.6731
1393.73	SiIV(1)	1395.2	22.829	26.4712
1526.70	SiII(2)	1526.2	28.149	32.6705
1550.768	CIV(1)	1553.4	31.901	48.2280
1593 ¹	[NeV]	1592.2	29.977	35.9578
1640.490	HeII(12)	1644.2	41.593	80.5969
SWP 29871				
1215.674	H(1)	1213.6	22.544	49.6906
1242.778	NV(1)	1244.2	34.135	60.5955
1550.768	CIV(1)	1553.4	56.366	78.0396
1640.490*	HeII(12)	1643.0	-	-
SWP 29920				
1215.674	H(1)	1214.8	20.262	49.2890
1242.778	NV(1)	1244.2	24.096	41.3106
1550.768	CIV(1)	1553.4	39.542	57.8232
1640.490	HeII(12)	1643.0	47.866	84.6971
SWP 30031				
1215.674	H(1)	1214.8	16.343	59.4558
1238.800	NV(1)	1238.4	9.877	13.8048
1402.73	SiIV(1)	1398.8	7.336	9.6608
1548.195	CIV(1)	1546.2	11.468	20.8763
1640.332	HeII(12)	1637.0	13.441	29.9009
SWP 30139				
1215.674	H(1)	1214.8	10.531	45.7420
1238.800	NV(1)	1239.4	3.390 ²	3.7072
1550.768	CIV(1)	1551.0	2.175	5.5342
1640.332	HeII(12)	1639.4	2.423	5.6117
LWP 9612	Hiç bir çizgi belirlenememiştir.			
LWP 9617	Hiç bir çizgi belirlenememiştir.			
LWP 9618	Hiç bir çizgi belirlenememiştir.			
LWP 9705	Hiç bir çizgi belirlenememiştir.			
LWP 9731	Hiç bir çizgi belirlenememiştir.			

Çizelge III*'ün devamı.

$\lambda_{lab}(\text{\AA})$		$\lambda_{o}^*(\text{\AA})$	Akı ($10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$)	
			F_o	F_{λ}
LWP 9732				
2797.989	MgII(3)	2796.8	41.306	51.7150
LWP 9869				
2733.34	OII(20)	2733.4	11.463	13.7212
2797.989	MgII(3)	2796.8	11.872	13.9032
LWP 9943				
2802.698	MgII(1)	2800.6	3.803	5.1924
LWP 9989				
2802.698	MgII(1)	2800.6	2.725	4.2040
LWR 9911				
2797.989	MgII(3)	2796.8	3.193	5.8372
LWR 9926				
2797.989	MgII(3)	2797.0	7.694	6.4546
LWR 10143				
2795.523*	MgII(1)	2795.4	-	-
LWR 10332				
2797.989	MgII(3)	2797.0	3.956	6.4546

- (*) "Reseau" olarak isimlendirilen ve yıldıza ait olmayan hatalı çizgiler.
 İYÇ İdentifikasyonu yapılamayan çizgi.
 (1) Değerleri Rasino ve ark., (1982)'den alınmıştır.
 (2) Değerleri "Yürüyen Ortalama" dan dolayı Ly α 'nın F_{λ} akısından etkilenmiştir.

4. Tartışma ve Sonuçlar

Çalışmamızda kataklizmik çift yıldızlardan klâsik nova GK Per'in sakin durumda, maksimumda, patlamadan önce ve sonraki kollarına ait spektrel davranışları incelendi. Bunun için düşük ayırma güçlü, morötesi bölgesini (1200-3150 Å) içeren toplam 26 spektrum kullanıldı.

Yapılan literatür taramasında bu spektrumlardan, üzerinde çalışılmamış spektrumları da gözönüne alarak yaptığımız irdeleme sonunda bazı gözlemsel özellikler ortaya konabilir.

Şekil 1'de örnek olarak verildiği gibi GK Per'in tüm spektrumlarında spektrel çizgiler emisyon durumundadır. Yani, GK Per'in bir emisyon spektrumu olduğu görülmektedir.

GK Per'in her bir spektrumunda az sayıda spektrel çizgi olduğundan emisyon çizgilerine ait akı değerleri ile dalgaboyunun nasıl değiştiğini söylemek güçtür. Buna

rağmen F_{λ} akı değerlerinin GK Per'in tüm spektrumları gözönüne alındığında dalgaboyu ile değişmediği görülmektedir. Bu durumu daha iyi belirtmek için akı, dalgaboyunun fonksiyonu olarak Şekil 2'de gösterilmiştir. Şekillerden bu yıldızın farklı tüm spektrumları için akıların dalgaboyuyla değişmediği görülmektedir.

Ayrıca, bu sisteme ait akının dalgaboyu ile olan ilişkisi tespit edilirken, GK Per'in evreleri bilinenlerin yanında hangi safhada olduğunu literatürde bulamadığımız farklı patlama aşamalarını içeren spektrumlar olması da gözönünde bulundurulmalıdır. Buna göre, farklı evreleri içermesinden dolayı GK Per'deki akı-dalgaboyu ilişkisinin, patlama safhalarına bağlı olmadığı söylenebilir.

GK Per'in spektrumlarından, gözönüne alınan aralık-taki sürekli fona ait F_c akılarını hesapladık (Çizelge III). Bu akıdan en küçük kareler yöntemi ile elde ettiğimiz doğruları Şekil 2 üzerine taşıdık.

Şekil 2, spektrel çizgi akılarının dalgaboyu ile bu sistemin sürekli ışınımına benzer bir değişim gösterdiğini ortaya koymaktadır.

Gözönüne aldığımız spektrel bölgede akı değerlerini hesapladığımız bu çizgiler daha çok iyonlaşmış elementlere (NV, [NeV], SiIV, CIV, NIV), SiIII, HeII, OII, MgII) ve az sayıda da nötral elementlere (Ly α , OI) ait çizgilerdir. En fazla sayıdaki spektrel çizgi, sırasıyla CIV, Ly α , NV, HeII, MgII ve SiIV olarak görülmektedir ki, bu çizgiler daha önce yapılan çalışmalarla uyum içersindedir (Rosino ve ark., 1982; Wu ve ark. 1989). GK Per'in aktif evresi (çıkış, maksimum ve iniş) ile sakin evre spektrumlarında her bir elemente ait toplam ve ortalama akı değerleri arasındaki farkları görebilmek için bunları hesaplayarak sonuçları Çizelge IV'de gösterdik. Burada n, her bir elemente ait çizgi sayısını göstermektedir.

Çizelge IV'den her bir elemente denk düşen gerek toplam ($\sum F_{\lambda}$) gerekse ortalama ($\bar{F}_{\lambda}$) akı değerlerinin, aktif evrenin sakin evreye göre büyük olduğu açıkça görülmektedir. Ly α çizgisi bir jeokoronal emisyon olduğu için değerlendirilmedi.

GK Per'in spektrumlarında idantifikasyonu yapılan çizgi sayısı faz ile karşılaştırıldığında, sistemin eğimine de bağlı olarak ($i < 73^\circ$; Ritter, 1987) çizgi sayısının beyaz cüceyi gören ~ 0.5 civarında arttığı görülmektedir (Şekil 3).

GK Per'in toplam 26 spektrumundan 9 tanesi çeşitli araştırmacılar tarafından incelenmiştir. Çalışılan bu spektrumların patlama evreleri sakin, çıkış, maksimum ve inişi içermektedir. 17 spektrumun üzerinde ise her hangi bir çalışmaya literatürde rastlanılmamıştır. GK Per'e ait fotometrik veriler elimizde olmadığından bu spektrumların evrelerini belirlemek güçtür. Bununla birlikte, evreleri bilinen spektrumların kontinyum akısı ile alınış tarihleri gözönüne alınarak bir tahmin yapılabilir. Buna göre, patlama evresi bilinmeyen 17 spektrumdan SWP 7102, 8074, ve 21326 sakin evrede, diğerleri ise sakin evrede olmayıp

aktif durumda (iniş, çıkış veya maksimum) olabileceği söylenebilir.

Daha önce yapılan çalışmaları gözönüne alarak yukarıdaki tartışmadan bu sisteme ilişkin sonuçlar aşağıdaki gibi özetlenebilir.

- 1-GK Per bir emisyon spektrumu gösterir.
- 2-GK Per'in tüm spektrumları ele alındığında genel olarak monokromatik akıların dalgaboyu ile değişmediği görülmektedir.
- 3-GK Per'in spektrumlarında ortaya çıkan çizgi sayısı beyaz cüceyi gören ~ 0.5 fazında artmaktadır.
- 4-Çalışmamızda GK Per'in 26 spektrumundan 4'ü sakin durumda, 4 tanesi patlamadan önceki çıkış kolu 1'i maksimumda ve 3 tanesi de patlama sonrası iniş kolu na ait olduğu ve geriye kalan 14 spektrumunun da en azından sakin duruma karşılık gelmediği belirlendi.
- 5-GK Per'de ortalama akı, aktif evrede sakin evreye göre daha büyük olmaktadır.

Çizelge IV

GK Per'in aktif ve sakin evredeki toplam ve ortalama akılarının karşılaştırılması.

Element	n	AKTİF		n	SAKİN	
		$\sum F_{\lambda} \times 10^{-14}$	$\bar{F}_{\lambda} \times 10^{-14}$		$\sum F_{\lambda} \times 10^{-14}$	$\bar{F}_{\lambda} \times 10^{-14}$
CIV	9	243.9225	27.1025	4	7.8978	1.9744
NV	9	179.6261	19.9585	2	2.9948	1.4974
HeII	8	242.8798	30.3600	1	1.9974	1.9974

Kaynaklar

- BIANCHINI, A., SABBADIN, F., HAMZAOĞLU, E. Astron. Astrophys. 106, 178-178, (1982).
- BIANCHINI, A., SABBADIN, F., Astron. Astrophys. 125, 112-116, (1983).
- BIANCHINI, A., SABBADIN, F., FAVERO, G.C., and DALMERI, I. Astron. Astrophys. 160, 367-373, (1986).
- BRUCH, A., Astron. Astrophys. 56, 441-448 (1984).
- CRAMPTON, D., COWLEY, A.P., and FISHER, W.A., Astrophys. J, 300, 788-793, (1986).
- ESENOĞLU, HASAN H., İst. Üniv. Fen Bilimleri Ens. Yüksek Lisans Tezi (1990).
- HOFFMEISTER, C., RICHTER, G., and WENZEL, W., "Variable Star" Springer-Verlag Berlin Heidelberg, (1985).
- MEYER, D.M and SAVAGE, B.D., Astrophys. J, 248, 545, (1981).

- MEYER, F., MEYER-HOFMEISTER, E., *Astron. Astrophys.* 104, L.10, (1981).
- MOORE, C.E., *An Ultraviolet Multiplet Table*, Section 3,4,5, (1962).
- PATTERSON, J., *Astrophys. J. Supp.*, 54, 443-493, (1984).
- RITTER, H., *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 70, 335-367, (1987).
- ROSINO, L., BIANCHINI, A., and RAFANELLI, P. *Astron. Astrophys.* 108, 243-248, (1982).
- SCHAEFER, B.E., *Astrophys. J.* 327, 347-349, (1988).
- TOKDEMİR, F., KIZILOĞLU, Ü., DERMAN, E., *Ulusal Astronomi Toplantısı Tebliğleri*, Boğaziçi Univ. Kandilli Rasathanesi Yayını, (1985).
- WADE, R.A., and WARD, M.J., *Interacting Binary Stars* J.E. Pringle and R.A. WADE Cambridge University Press. 130-176, (1985).
- WU, C.C., PANEK, R.J., HOLM, A.V., RAYMOND, J.C., HARTMAN and SWANK, J.H., *Astrophys. J.* 339, 443-454, (1989).

C.AYDIN: Bir patlama öncesinden söz ediliyor. Patlamaları nasıl tespit ettiniz, yani ne gördünüz de patlama olduğuna karar verdiniz.

H.ESENOĞLU: Patlama aşamasında, madde aktarımından dolayı emisyon çizgileri absorpsiyon oluyor. Öncelikle onun varlığına baktık, öyle bir şey yoktu. İkinci olarak da mesela bir makalede bulduğum spektrumlardan bir tanesi de sakın evredeydi, onun akısına baktım, acaba aynı akıya sahip başka bir spektrum var mı? Buradaki akı değerleri küçük değerdeydi dolayısıyla bunlar sakın evrede olamaz. Bir de bunu belirlerken spektrumun alınış tarihine baktım.

C.AYDIN: 26 spektrumda 96 çizgi gibi bir rakam verdiniz. Bu ne demek?

H.ESENOĞLU: Bunlar 11 farklı element'e ait çizgilerdir.

C.AYDIN: Bir spektrumda kaç tane çizgi var?

H.ESENOĞLU: En fazla 4-5 tane.

C.AYDIN: Hangi kataloğu kullandınız?

H.ESENOĞLU: Moore'un kataloğunu kullandım.

E.DERMAN: Her çizgi her tayfta gözüküyor dediniz, mesela 1450-1500 Å'daki diyelim C-IV çizgisi bir gün alınan tayfta var ertesi gün alınan tayfta yok. Bu evreye bir bağımlılık mı yoksa kameraya bağlılık mı? Tablolar da bu görülüyor. SWP kamerasıyla alınan tayfta 1 tane var. Başka bir kamerayla alınan bir tayfta 28 tane var.

H.ESENOĞLU: Hayır, öyle bir şey söylemedim.

C.AYDIN: Eğer emisyonundan absorpsiyona geçiş varsa bu olabilir.

H.ESENOĞLU: Geçiş yok, dolayısıyla çalıştığımız spektrumlar tam patlama aşamasındaki evreye karşılık gelmiyor. Ya patlamaya yakın ya da sakın evre.

C.AYDIN: İster sakın ister aktif olsun çizgiler aynı görüntüde değil mi?

H. ESENOĞLU: Değil. Akı ve şiddet farkı var. Yani aktif aşamada, mesela C IV çizgisinin akısı daha büyük oysa sakın evrede akı o kadar büyük değil. Fark var.

C. AYDIN: Peki bu durumda patlamaya nasıl karar veriyorsunuz? Şu kadar şiddetin üstünde olursa patlama var mı diyorsunuz?

H. ESENOĞLU: Evet. Akıya baktım. Söylediğim gibi bir tane spektrum vardı, 6623 literatürde sakın evre olarak geçiyor, oysa 10 mertebesinden küçüktü. Diğerlerinde ise çok çok büyük, 60-70 çarpanı kadar fark vardı.

E. DERMAN: Ama sakinliğin de bir kriteri olur. Patlama da sakın olabilir.

H. ESENOĞLU: Ben kesin bir sınırlama koymadım. Sakin'e yakın ve patlamaya yakın olarak ayırdım. Kesin bir sınır koymadım. Neye göre yapacağım öyle bir kriter yok.

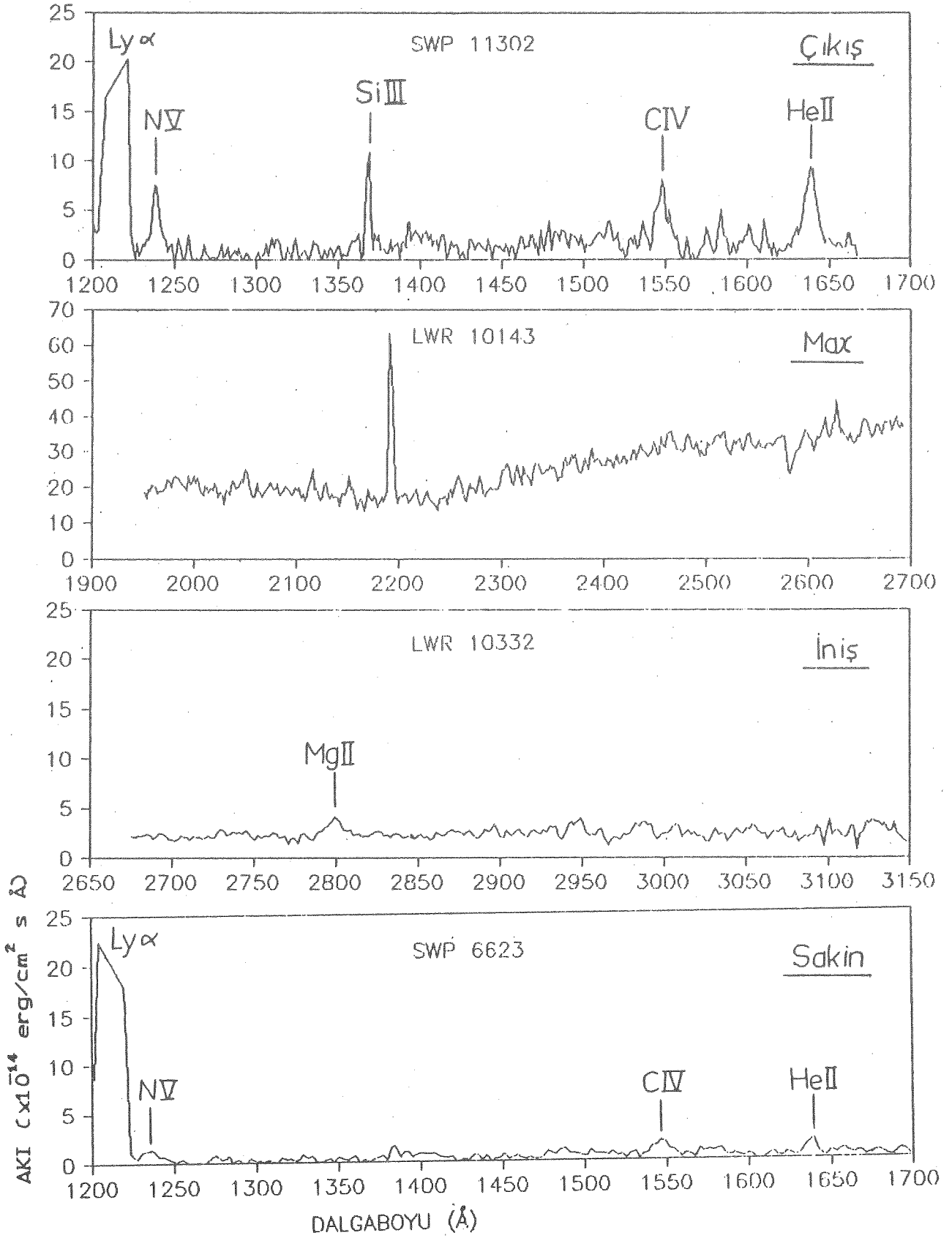
E. DERMAN: Çizgi şiddetlerini hesapladım dediniz. Bir F_c vardı, bir de F_λ vardı. Herhalde biri sürekli spektruma karşılık geliyor.

H. ESENOĞLU: F_c kontinyum'a karşılık gelen akı. Diğer de pik'in maksimumundaki akıya karşılık geliyor.

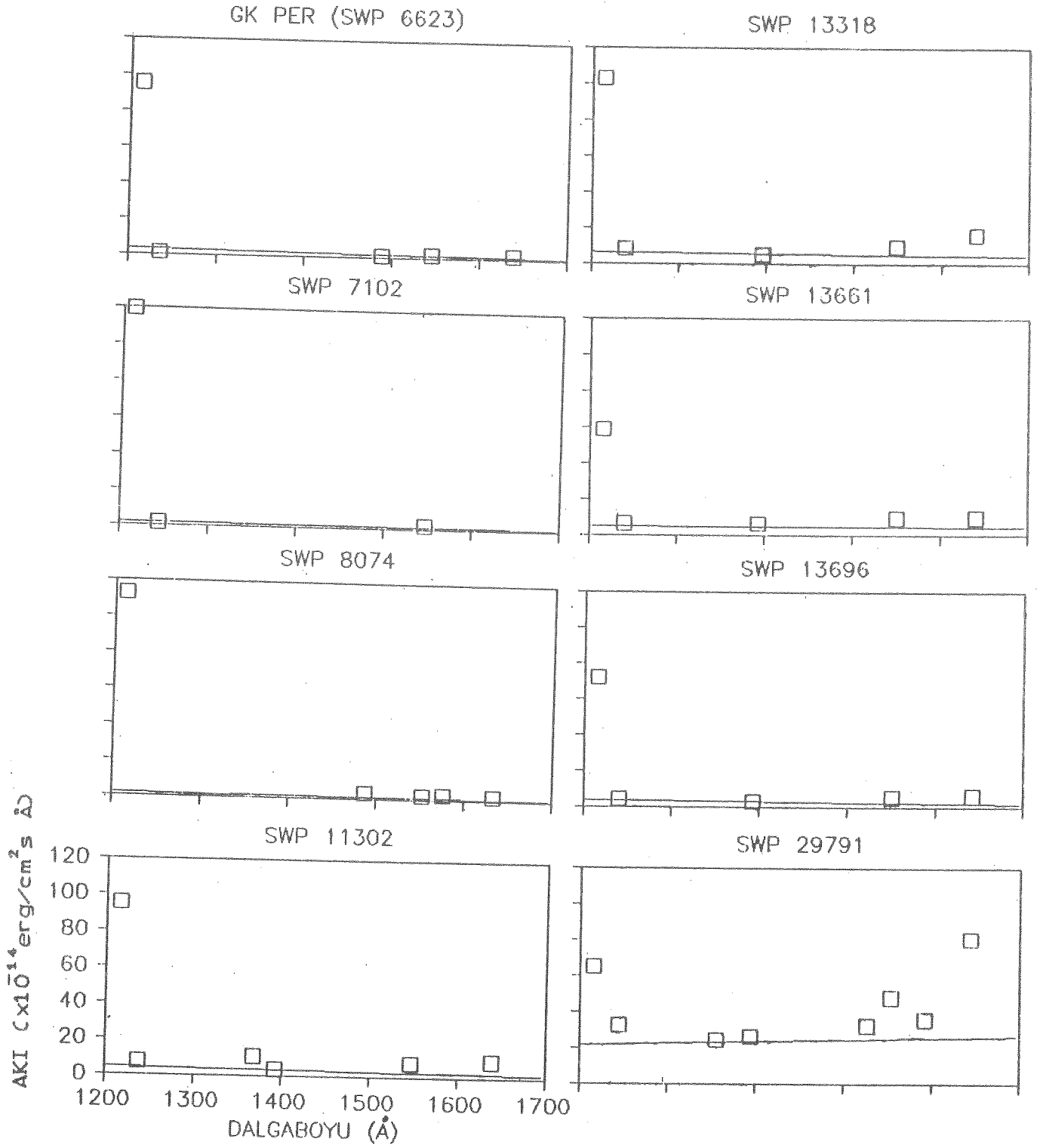
E. DERMAN: Yani çizgi içindeki akıyı hesaplamadınız.

H. ESENOĞLU: Hayır hesaplamadım. Sadece merkezi derinliğine baktım.

E. DERMAN: Bu görsel bölgede rahat yapılacak bir teknik ama morötesi tayflarda, özellikle böyle patladı patlayacak olan yıldızlarda yapmak biraz tehlikeli. Çünkü bazen bir yıldızlararası çizgi gayet keskin ve dik olabilir, yıldıza ait bir çizgi geniş olabilir. Dolayısıyla oradan şiddete gitmek biraz zor. Bunun için çizgi içindeki akının değerini hesaplırsanız çok daha iyi sonuç alırsınız.

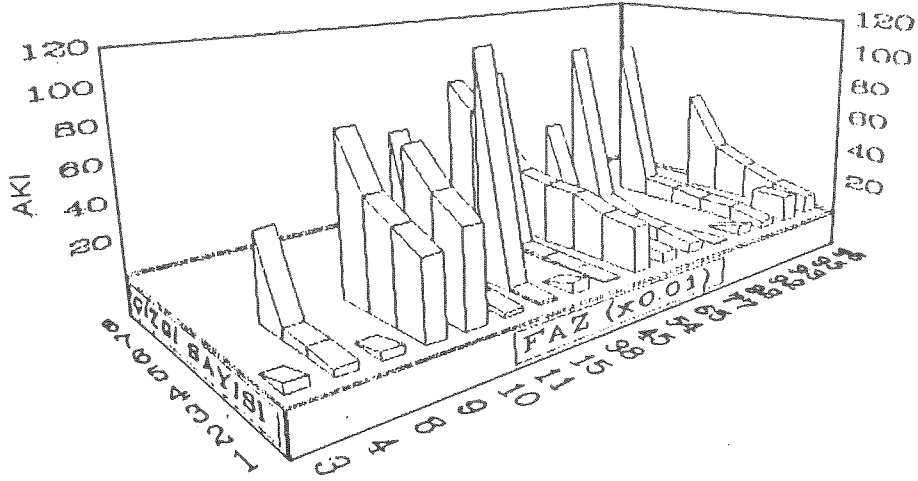
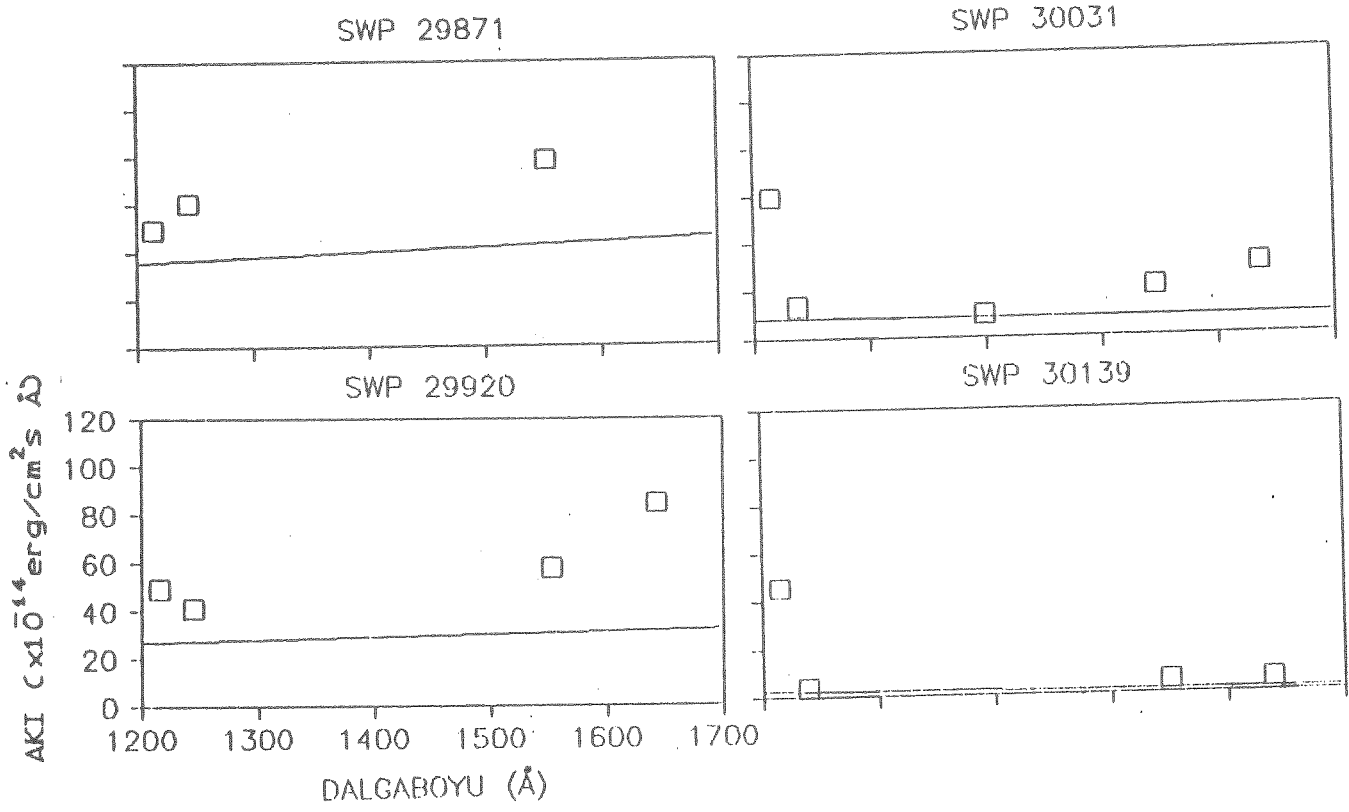


Şekil 1. GK Per'in IUE spektrumlarından 4 örneği görülmektedir.



Şekil 2. GK Per için belirlediğimiz emisyon çizgi akılarının, kontinyum akısı ve dalgaboyu ilişkisi.

Şekil 2'nin devamı.



Şekil 3. GK Per'in spektrumlarında belirlenen emisyon çizgi sayılarının faz ile olan ilişkisi.

UV Psc ve ER Vul ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARININ BOZULMUŞ IŞIK EĞRİLERİNİN ANALİZİ

C. İbanoğlu, Z. Tunca, S. Evren, M. C. Akan, V. Keskin
E.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

1. GİRİŞ

UV Psc ve ER Vul örten çift yıldızları kısa dönemli RS Canum Venaticorum türü yıldızlardır. Bu dizgelerin bileşenleri aynı tayf türündeki öteki yıldızlara göre daha kuvvetli kalsiyum salması gösterirler. Öte yandan, fotosferlerindeki etkinliklerden dolayı ışık eğrilerinde dalga benzeri bir bozulma vardır (Hall, 1976). Dalga benzeri bu bozulma kimi dizgelerde zamanla azalan evrelere doğru kayar. Bu kaymanın kimi dizgelerde dönemli olduğu da bilinmektedir. Işık eğrilerinin analizlerini yaptığımız UV Psc ve ER Vul örten çift yıldızlarının da ışık eğrilerinde dalga benzeri bozulmalar vardır.

İncelenen iki yıldızla ilişkin daha önce yapılan araştırmaları kısaca vermek istiyoruz:

a) UV Psc

İlk ışık eğrisi fotoğrafik yöntemle Huth (1959) tarafından elde edilmiştir. Oliver (1974)'in araştırmalarına dayanılarak dizge Hall (1976) tarafından kısa dönemli RS CVn türü dizgeler içerisine alınmıştır. Popper (1976)'ın yaptığı tayfsal araştırmalar her iki bileşenin de CaII H ve K salması gösterdiğini ortaya koymuştur. İlk fotoelektrik ışık eğrisi Sadık (1979) tarafından yayınlanmış, ışık eğrisindeki bozulmalar bileşenlerden birisinin yüzeyindeki sıcak noktaya dayandırılmıştır. Daha sonra Zeilik ve ark. (1981, 1982a) art ardına elde ettikleri ışık eğrilerini yayınlamışlardır. Bu ışık eğrileri bakışaksız (asimetrik) bir dalga benzeri bozulma göstermektedir. Vivekananda Rao ve Sarma (1984), elde ettikleri üç renk ışık eğrilerine dayanarak dizgedeki sıcak bileşenin fiziksel değişen olabileceğini ileri sürmüşlerdir. Kırmızıöte gözlemlerinden de benzer bir sonuç çıkartılmıştır (Antonopoulou, 1987). İbanoğlu (1987) ve Keskin ve ark. (1987) 1981 ile 1987 yılları arasında elde ettikleri ışık eğrilerinden dalga benzeri bozulmanın döneminin 1.5 ile 2 yıl arasında olabileceğini önermişlerdir. Akan (1988), dizgenin 1988 yılına kadar elde edilen tüm ışık eğrileri üzerinde yaptığı bir çalışmayla dalga benzeri bozulmanın genliğinin 4-5 yıl, dalga minimumunun kayma dönemini de 0.4 ile 2.3 yıl arasında olabileceğini önermiştir.

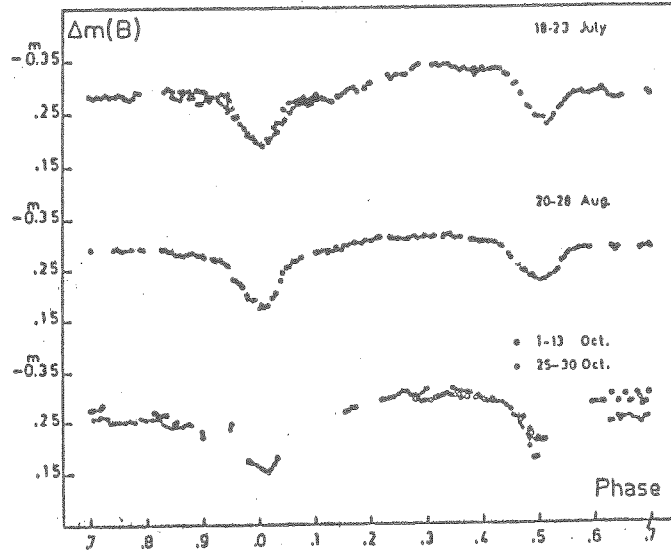
b) ER Vul

Northcott ve Bakos (1956) tarafından bir tayfsal çift olduğu bulunmuştur. Aynı araştırmacılar daha sonra yaptıkları fotoelektrik gözlemlerle hem örten çift özelliğini buldular hem de ilk ışık eğrisini elde ettiler (Northcott ve Bakos, 1967). Aynı yıllarda dizge Abrami ve Cester (1963) tarafından da gözlenerek ışık eğrisi elde edildi. Bu iki ışık eğrisi birbirinden oldukça farklı, hatta minimumlar yer değiştirmiş gibi görünmektedir. Northcott ve Bakos'un ışık eğrisinde 0.5 ile 0.8 evre aralığında bir bozulma görülmektedir. Bu bozulmayı, iki yıldız arasında, geçirgenliği zamanla değişen gaz bulutunun oluşturduğu ileri sürülmüştür. Ancak, tayfsal gözlemler böyle bir bulutun varlığına ilişkin herhangi bir kanıt göstermemiştir. Alınan tayflar incelendiğinde, soğurma çizgilerinin kimi zaman keskin, kimi zaman da sığ ve belirsiz olduğu görülmüştür. Bond (1970)'un aldığı tayflar CaII H ve K çizgilerinin her iki bileşende soğurma değil, salma olduğunu göstermiştir. ER Vul'un kısa dönemli RS CVn yıldızları içersine alınmasından sonra Kadouri (1981), Al-Naimiy (1981), Zeilik ve ark. (1982b,c), Arevalo ve Fuensalida (1985) ve Arevalo ve ark. (1988) tarafından farklı zamanlarda elde edilen ışık eğrileri yayınlanmıştır. Bu ışık eğrileri birbirinden oldukça farklıdır. Işık eğrilerindeki bu farklılıklar kimi araştırmacılar tarafından bileşenlerden birisi veya her ikisinin yüzeyindeki lekelerle açıklanmaya çalışılırken, kimisi de bileşenler arasındaki maddeye bağlamıştır. McLean (1982)'nin 1980 yılında aldığı tayflarda özellikle başyıldızla ilişkin çizgilerin yenginliğinin zamanla değiştiği görülmüştür.

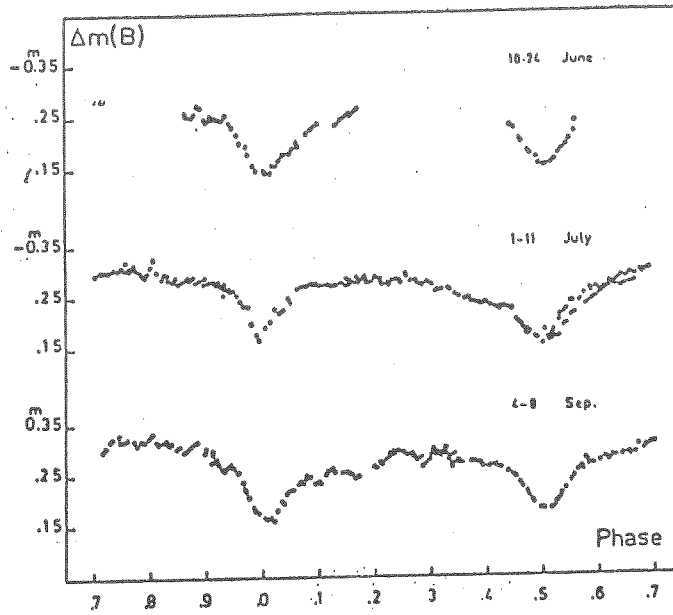
Işık eğrileri ilginç değişimler gösteren bu iki dizgeden UV Psc 1981-1989, ER Vul ise 1981-1986 yılları arasında E.Ü. Rasathanesinde düzenli olarak gözlenmiştir. UV Psc'in iki renkte 14, ER Vul'un da 22 ışık eğrisi elde edilmiştir. Bu ışık eğrilerinden bazıları İbanoğlu ve ark. (1985, 1987), Evren (1988), İbanoğlu (1987), Keskin ve ark. (1987) ve Akan (1988) tarafından yayınlanmıştır. Bu çalışmada da bozulmuş ışık eğrileri yaklaştırma yöntemiyle analiz edilerek her iki dizgenin bileşenlerinin yarıçap, kütle ve yörünge eğikliği bulunmaya çalışılmıştır.

2. IŞIK EĞRİLERİ

RS CVn türü örten çift yıldızların özellikleri anlaşılmaya başlandıkça ışık eğrilerinin önemi artmış, ışık eğrilerindeki dalga benzeri bozulmanın genliği ve kayma dönemi belirlenmeye çalışılmıştır. Bozucu etkinin kaynağını bulabilmek için geniş bir zaman dilimi içersine yayılmış ışık eğrilerinin birbiriyle karşılaştırılması gerekmiştir. Bu nedenle bu iki dizge aynı aletle düzenli bir gözlem programına alınmıştır. ER Vul'un ışık eğrilerinin bir gözlem dönemi içersinde hızlı değişimler gösterdiği görülmüştür. Işık eğrisinin genel görünümünde kısa zaman aralığında meydana gelen değişimleri gözden kaçırmamak için bir gözlem mevsimi içersinde iki veya üç ışık eğrisi elde edilmiştir.



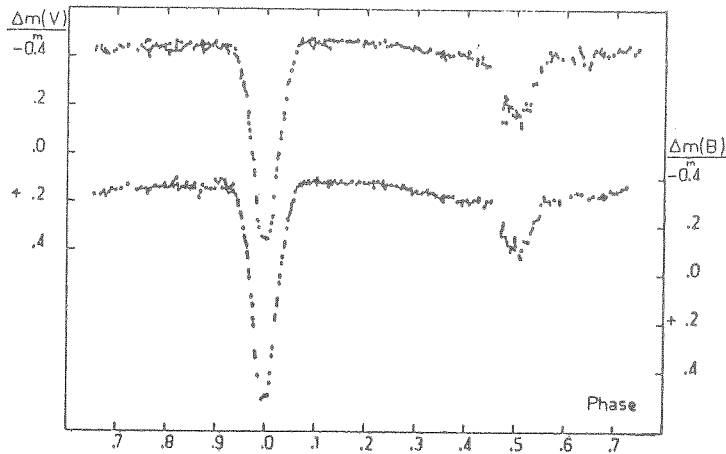
Şekil 1. ER Vul'un 1984 yılı ışık eğrileri



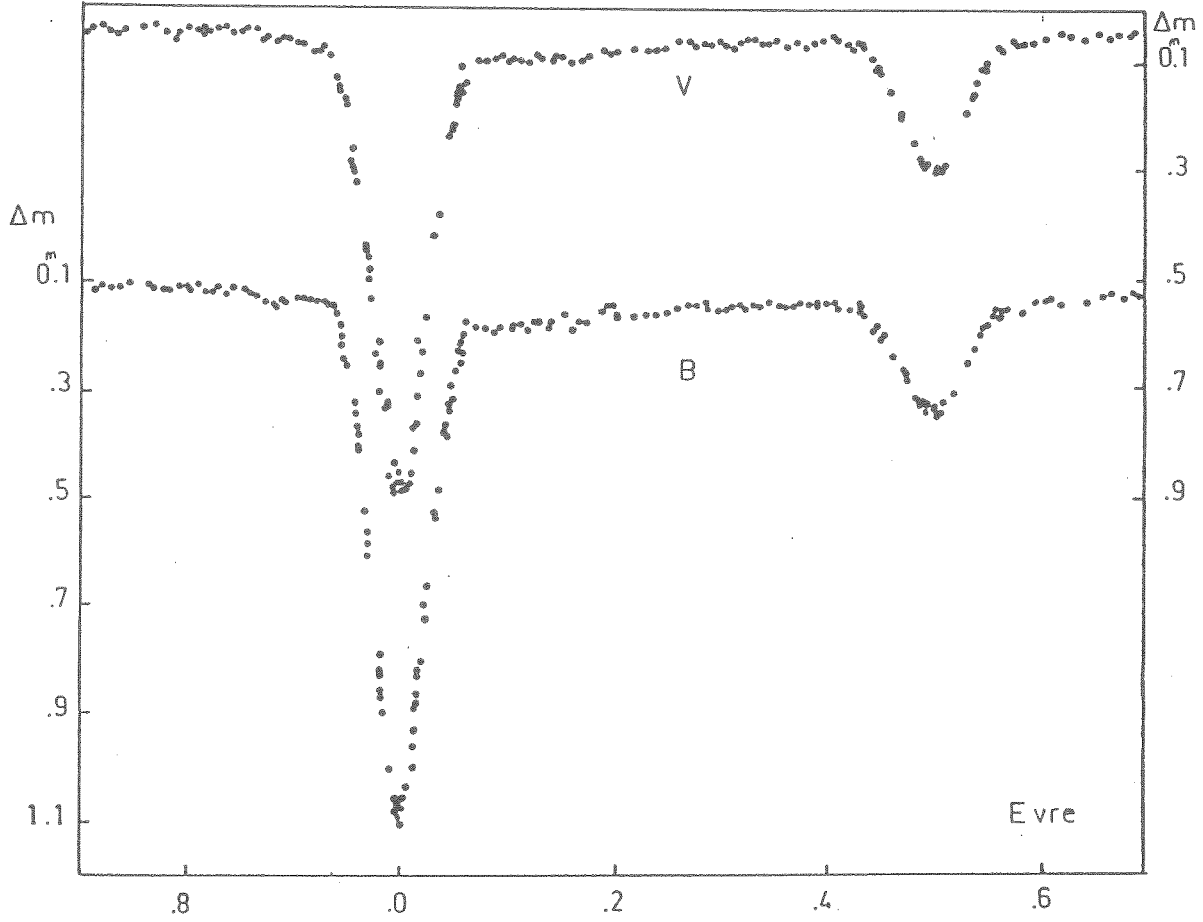
Şekil 2. ER Vul'ün 1985 yılı ışık eğrileri

ER Vul'un 1984 yılında farklı dönemlerde elde edilen üç ışık eğrisi Şekil 1'de gösterilmiştir. Temmuz ayı ışık eğrisinde baş minimumun her iki yanında ve yan minimumdan hemen sonra bir çöküntü görülmektedir. Dizgenin toplam parlaklığı baş minimumdan sonra 0.35 evreye doğru düzgün bir şekilde artmaktadır. Bundan başka tutulmaların sıg, tutulma içlerinde ve dışında kısa süreli parlaklık değişimleri görülmektedir. Yaklaşık bir ay sonra Ağustos ayında elde edilen ışık eğrisi ise daha bakışık, dizge daha sakın, yani kısa süreli parlaklık değişimleri yok gibidir. Ekim ayında elde edilen ışık eğrileri bir ay gibi kısa bir zaman aralığında ışık eğrisindeki değişmeyi ortaya koyması açısından ilginçtir. Bir yıl sonra elde edilen üç ışık eğrisi de Şekil 2'de gösterilmiştir. Dizgenin toplam parlaklığı Temmuz ışık eğrisinde yan minimuma doğru azalırken Eylül ışık eğrisinde bu azalma baş minimumun hemen arkasına kaymıştır. Dizgenin tutulmalar dışındaki parlaklığında meydana gelen kısa süreli değişimler açık bir şekilde görülmektedir.

UV Psc'nin ışık eğrilerinde de dalga benzeri bozulma açık bir şekilde görülmektedir (Şekil 3). Buna ek olarak kısa süreli parlaklık değişimleri de meydana gelmektedir. Baş minimum derin olduğundan, bu kısa süreli parlaklık değişimleri minimumdaki büyük parlaklık değişimi yanında göze çarpmamaktadır. Dizgenin 1988 yılında elde edilen ışık eğrileri de Şekil 4'te gösterilmiştir. Bu eğriler hemen hemen bakışık, kısa süreli parlaklık değişimleri yok denecek kadar azdır.



Şekil 3. UV Psc'in 1985 yılı ışık eğrileri.

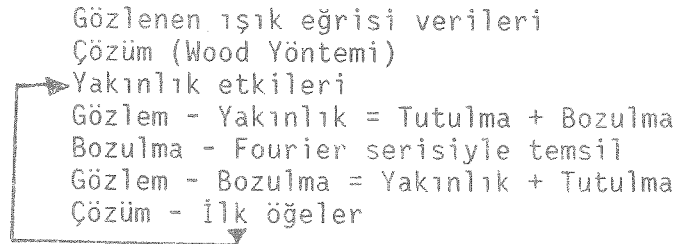


Şekil 4. UV Psc'in 1988 yılı ışık eğrileri.

3. IŞIK EĞRİLERİNİN ÇÖZÜMÜ

RS CVn türü örten çiftlerin ışık eğrilerinin çözümü için henüz bir yöntem geliştirilememiştir. Ancak lekelerden ileri gelen parlaklık değişimini gözönüne alan, bu etkiyi gidermeye çalışan kimi yöntemler vardır (Eaton ve Hall, 1979), Wilson (1978). ER Vul'un ışık eğrilerinde tutulmalardan dolayı parlaklık değişimi oldukça az, yani minimumlar sıgıdır. Dolayısıyla dalga biçimi bozulma minimum içlerinde daha da etkili olmaktadır. Üstelik, tutulma ve dalga benzeri bozulmalar dışındaki 0.03'e varan değişimler tutulma içlerinde meydana geldiğinde minimum kollarında büyük değişimler yaratmaktadır. UV Psc durumunda bu olay yörüngeye ilişkin öğelerin bulunmasında önemli bir güçlük doğurmaz; çünkü minimumların derinliği bozucu etkiye göre yeterince fazladır. Kısa süreli parlaklık değişiminin dönemli olmaması, genliklerinin ve kaynaklarının bilinmemesi bu etkilerin ortadan kaldırılmasını olanaksız kılmaktadır. Bu nedenlerle başlangıç olarak, dalga benzeri bozulmanın da çok fazla olmadığı ışık eğrilerinden seçilmesine dikkat edilmiştir. Bu koşula en yakın olan ışık eğrileri ER Vul'un 1984 Ağustos ışık eğrisi ile UV Psc'nin 1988 yılı ışık eğrisidir.

Esas olarak bu yıldızların ışık eğrileri tutulma, yakınlık, dalga benzeri bozulma ve kısa süreli parlaklık değişmelerinden oluşmaktadır. Sonuncu etkiyi belirleme ve ışık eğrilerinden arındırma olanağı yoktur. Dalga benzeri bozulmayı ışık eğrilerinden arındırabilirsek ışık eğrilerini istenilen yöntemle çözme olanağını bulabiliriz. Tutulmalar dışını ele alırsak buradaki parlaklık değişimi yakınlık etkileri (yanşıma ve basıklık) ile dalga benzeri bozulmadan ileri gelmelidir. Yakınlık etkileri de bileşen yıldızların fiziksel ve geometrik yapılarına bağlıdır. Bu değerler bilinmediğinden yakınlık etkilerini hesaplama olanağı yoktur. Bileşen yıldızların fiziksel ve geometrik öğelerini bulabilmek için ışık eğrisinin çözümüne gereksinim vardır. Daha önce yapılan çözümlere bağlı kalma yerine burada şöyle bir yol izlenmiştir:



Seçilen ışık eğrisi, her bir işlem uygulanmadan Wood (1972,1978) yöntemiyle çözülmüştür. Bulunan ilk öğelerle yakınlık etkileri hesaplanmıştır. Tutulmalar dışında yakınlıktan ileri gelen etkiler,

$$I = A_0 + A_1 \cos \theta + A_2 \cos 2\theta + B_1 \sin \theta + B_2 \sin 2\theta$$

biçimindeki Fourier serisiyle temsil edilerek katsayılar bulunmuştur. Her gözlem noktası için yakınlıktan ileri gelen parlaklık yukarıdaki katsayılarla hesaplanarak gözlemlerden çıkartıldığında geriye dalga benzeri bozulmanın kalacağı düşünülmüştür. Bu değişim yeniden Fourier serisiyle temsil edilerek gözlenen parlaklıklardan çıkartıldığında tutulma ve yakınlık etkilerinden oluşan ışık eğrilerinin kaldığı varsayılmıştır. Bu ışık eğrileri Wood yöntemiyle yeniden çözülerek dizgenin gerçeğe biraz daha yakın öğeleri elde edilmiştir. Bu işlem, başlangıç olarak alınan öğeler ile çözüm sonuçları yanlış sınırları içersinde uyşuncaya değin sürdürülmüştür.

Işık eğrilerinin çözümüne başlamadan önce, her iki dizgenin tayfsal verilerinden kütle oranları, bileşenlerin kenar kararım katsayıları, baş yıldızların sıcaklıkları vb. sabit olarak girilen öğeler Çizelge 1'de verilmiştir. Derin minimumda örtülen yıldızın yarıçapı (r_A), yarıçaplar oranı ($k = r_B/r_A$), yörünge eğikliği (i) ve soğuk yıldızın sıcaklığı (T_B) düzeltilebilir öğe olarak alınmıştır. Art ardına üç yaklaşımla UV Psc, dört yaklaşımla ER Vul'un çözüm sonuçlarının uyştuğu görülmüş ve yaklaştırmı işlemi durdurulmuştur.

Her iki yıldız için bozulmaların en az olduğı, en iyi gözlenmiş birer ışık eğrisi seçilerek çözüme başlanmıştır. Bu eğriler UV Psc'in 1988 yılı ışık eğrisi ile ER Vul'un 1984 Ağustos ayında elde edilen ışık eğrileridir. Bu ışık eğrileri art arda yaklaştırmı yöntemiyle

çözülerek dizgelere ve bileşenlerine ilişkin ögeler bulunmuştur. Bu ögelerle kuramsal ışık eğrileri hesaplatılarak yakınlık etkilerinden oluşan parlaklık değişimleri bulunmuştur. Bu değişim Fourier serisiyle temsil edilerek her iki dizgenin yakınlık etkilerine karşılık gelen Fourier katsayıları Çizelge 2'de verilmiştir.

Çizelge 1. Çözümde sabit olarak alınan ögeler

Öge	E R V u l			U V P s c		
	B, V		V	B, V		V
	B	B, V		B	B, V	
u_A	0.73		0.61	0.8		0.6
u_B	0.78		0.65	0.8		0.8
λ	4350 Å		5500 Å	4350 Å		5500 Å
T_A		6000 K			5520 K	
β_A		0.08			0.08	
β_B		0.08			0.08	
q		0.98			0.75	
$\log g_A$		4.27			4.33	
$\log g_B$		4.30			4.46	

Çizelge 2. Kuramsal ışık eğrilerinin Fourier katsayıları

	E R V u l		U V P s c	
	B, V		B, V	
	B	V	B	V
A_0	0.974648 ± 636	0.978014 ± 1018	0.982952 ± 1002	0.985741 ± 1358
A_1	0.000000 ± 470	0.000002 ± 152	-0.000000 ± 732	-0.000000 ± 992
B_1	-0.000004 ± 340	-0.000023 ± 543	-0.000004 ± 514	-0.000004 ± 696
A_2	-0.025356 ± 508	-0.022009 ± 813	-0.017052 ± 801	-0.014263 ± 1085
B_2	0.000000 ± 353	0.000003 ± 565	-0.000020 ± 540	-0.000153 ± 732

Yansıtmayı gösteren A_1 katsayısı her iki dizge için sıfıra yakındır. O halde tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi esas olarak bileşenlerin basıklığından kaynaklanmaktadır. B_1 ve B_2 katsayılarının

sıfıra yakın olması ise ışık eğrilerinin bozucu etkilerden yeterince iyi arındırıldığının bir kanıtı olarak alınabilir.

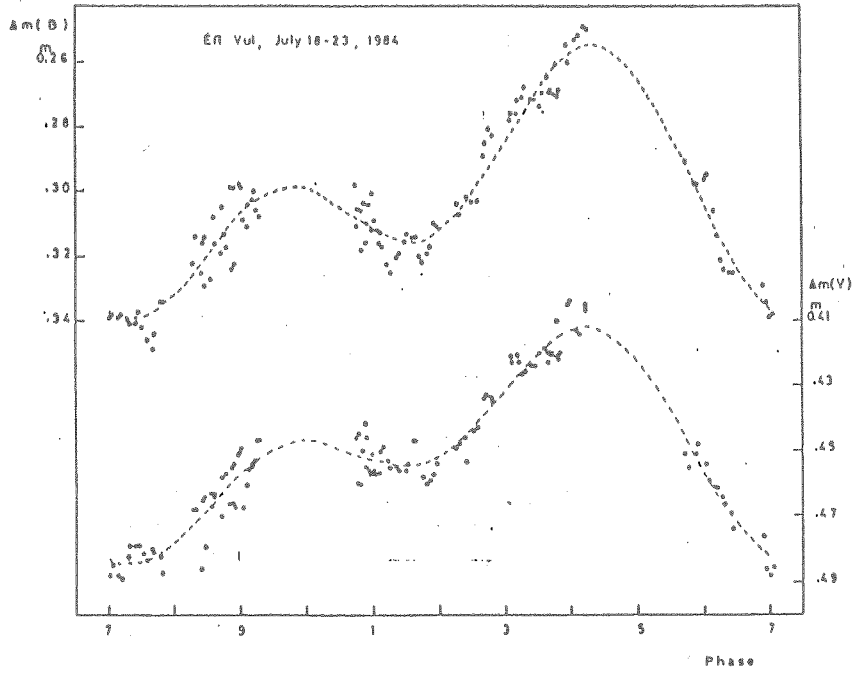
Bu katsayılar kullanılarak gözlenen tüm ışık eğrileri yakınlık etkilerinden arındırılmıştır. Tutulmalar dışında kalan parlaklık değişimlerinden bazıları Şekil 5,6,7 ve 8'de gösterilmiştir. Bu eğriler kimi zaman bir, kimi zaman da iki minimum içermektedir. Bu eğrilerin her biri ayrı ayrı Fourier serisiyle temsil edilerek gözlenen ışık eğrilerinden bozucu etkiye karşılık gelen parlaklık azalması çıkartılarak bozucu etkilerden arındırılmış ışık eğrileri elde edilmiştir. Dalga benzeri bozulmadan arındırılmış tüm ışık eğrilerinin çözümüyle elde edilen öğelerin değişim aralıkları Çizelge 3'de verilmiştir.

Çizelge 3. Öğelerin değişim aralığı

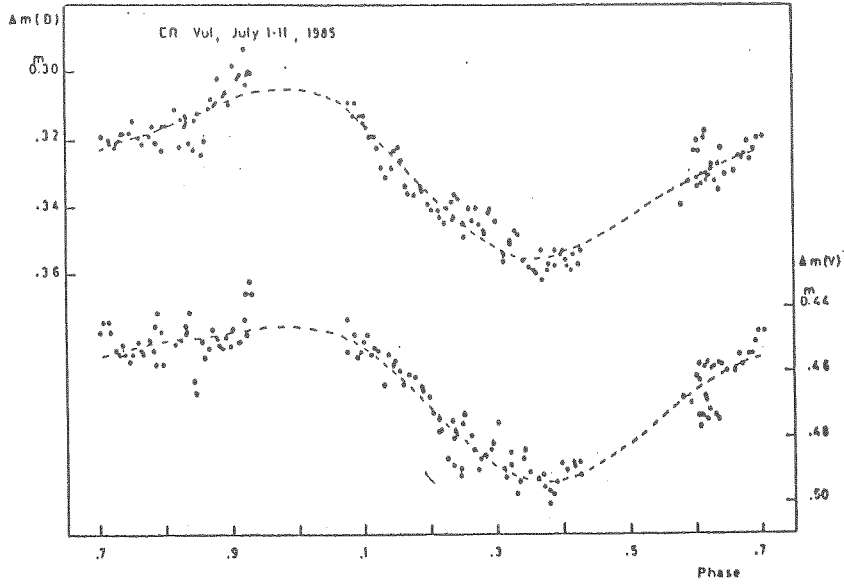
Ö ğ e	E R	V u l	U V	P s c
i	88°5 - 89°8		65°3 - 68°2	
r _A	0.239 - 0.246		0.225 - 0.302	
k	0.75 - 0.78		0.82 - 1.29	

Bulunan temel öğelerin değişim aralığı UV Psc'de oldukça küçük iken ER Vul'da geniş bir aralığı kapsamaktadır. Bundan başka ER Vul'un derin olan baş minimumu kimi zaman örtme kimi zaman da örtülme olarak karşımıza çıkmaktadır. Bu değişim, oldukça sığ olan minimumların biçimlerinin kısa süreli parlaklık değişimlerinden çok fazla etkilenmesinden kaynaklanabilir. Şekil 9'da görüldüğü gibi 4-8 Eylül 1985 tarihlerinde elde edilen ve bozucu etkiden arındırılmış ışık eğrileri üzerinde, kısa süreli parlaklık değişimleri durumlarını koruyabilmektedir. Bozucu etkiden arındırılmış parlaklıklarla kuramsal parlaklıklar arasındaki 0-C sapmalarının dağılımı da 0.01'i geçen bu kısa süreli değişimleri açık bir şekilde göstermektedir. Burada uygulanan yöntem, büyük genlikli ve uzun süreli değişimleri ortadan kaldırmaya yöneliktir. Yörünge eğikliğinin küçük olması nedeniyle, tutulmalardan oluşan minimumlar oldukça sığdır. Bu nedenle, kısa süreli parlaklık değişimleri minimumların biçimini önemli ölçüde bozabilmekte ve bizi farklı çözüm sonuçlarına götürebilmektedir. UV Psc'in çözüm sonuçları ise eğriden eğriye fazla bir değişim göstermemektedir. Dalga benzeri bozulmadan arındırılmış 1988 yılı ışık eğrileri ile çözüm sonucu bulunan öğelerle kuramsal olarak elde edilen ışık eğrileri Şekil 10'da gösterilmiştir.

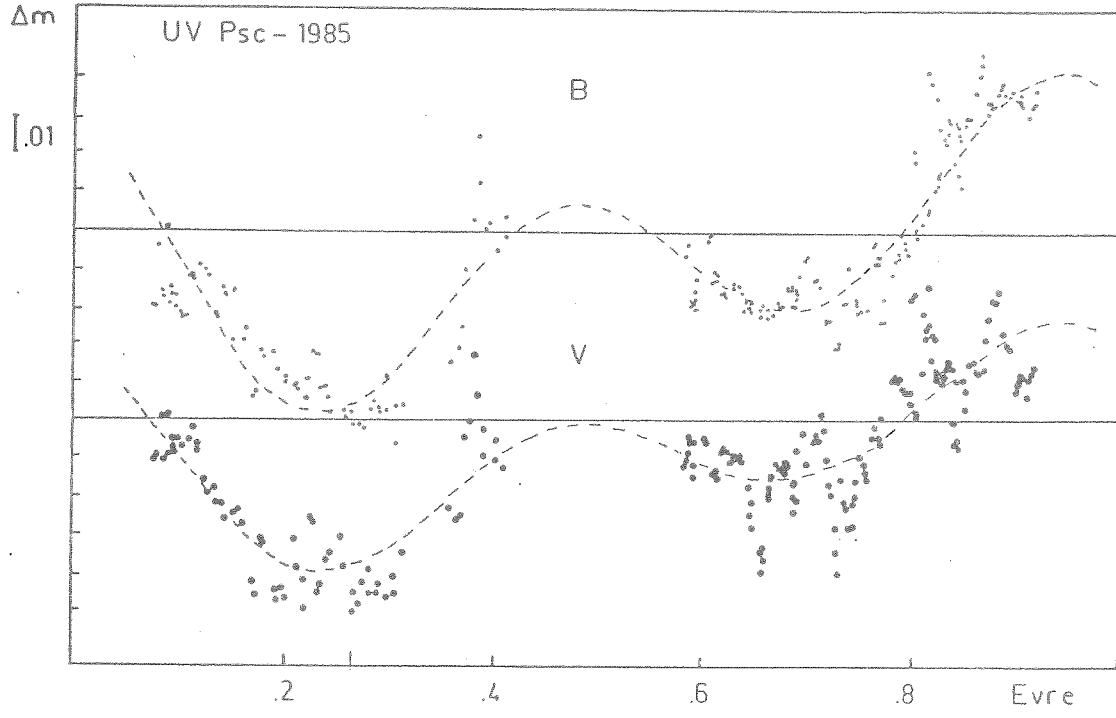
İki dizgenin çözümle bulunan öğelerinin ortalama değerleri Çizelge 4'te verilmiştir. İncelenen iki dizgenin ışık eğrileri daha önce başka araştırmacılar tarafından da çözümlenmiştir. Burada ER Vul için bulunan değerler önceki değerlerden oldukça farklıdır. Örneğin Al-Naimiy (1981) $i=69^\circ$, $r_A=0.299$, $r_B=0.281$, $k=0.94$ ve $T_B=5520$ K değerlerini vermektedir. Dalga benzeri bozulmanın öğeler üzerinde ne denli değişiklik yaptığı açık bir şekilde görülmektedir.



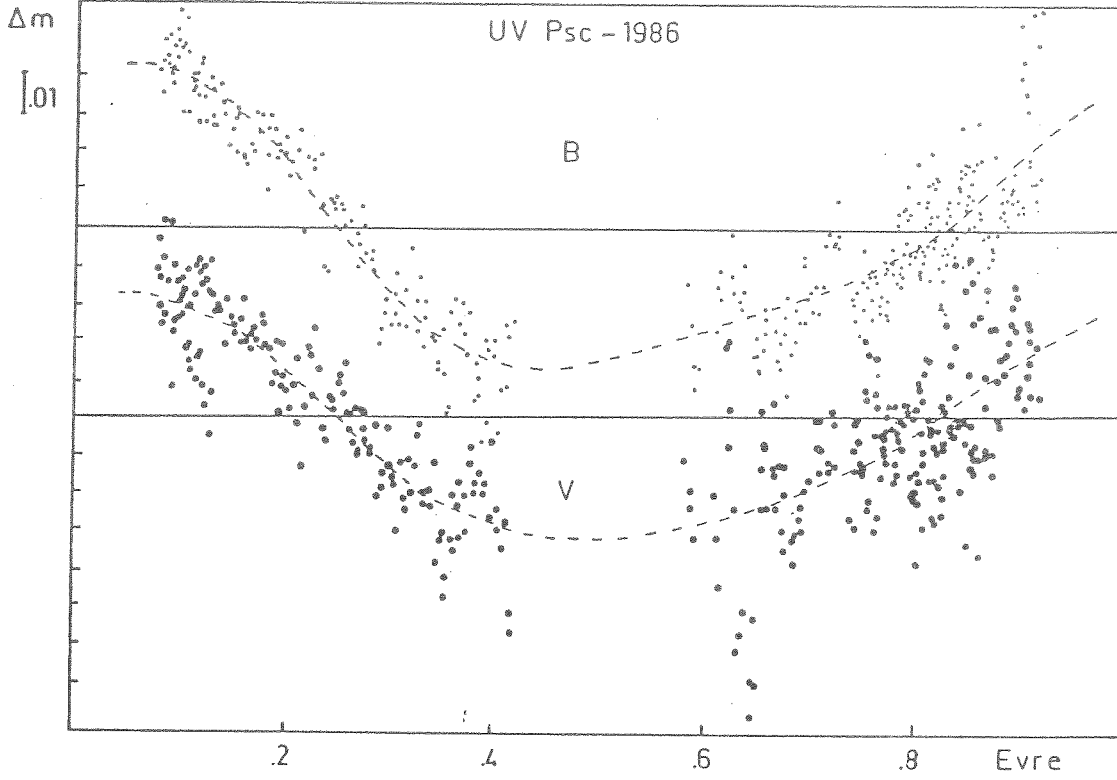
Şekil 5. ER Vul Temmuz 1984 ışık eğrisinde dalga benzeri bozulma.



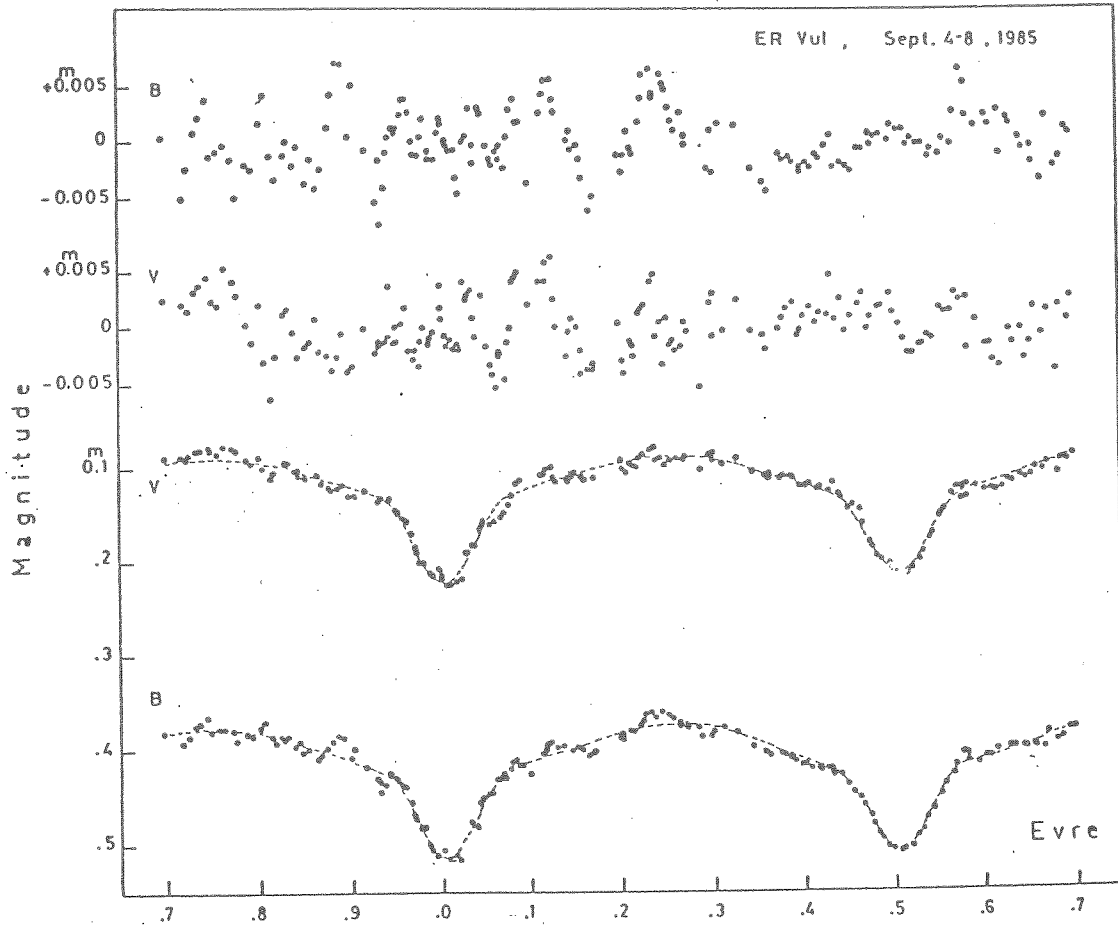
Şekil 6. ER Vul 1985 Temmuz ışık eğrisinde dalga benzeri bozulma.



Şekil 7. UV Psc 1985 yılı ışık eğrisinde dalga benzeri bozulma.



Şekil 8. UV Psc 1986 yılı ışık eğrisinde dalga benzeri bozulma.

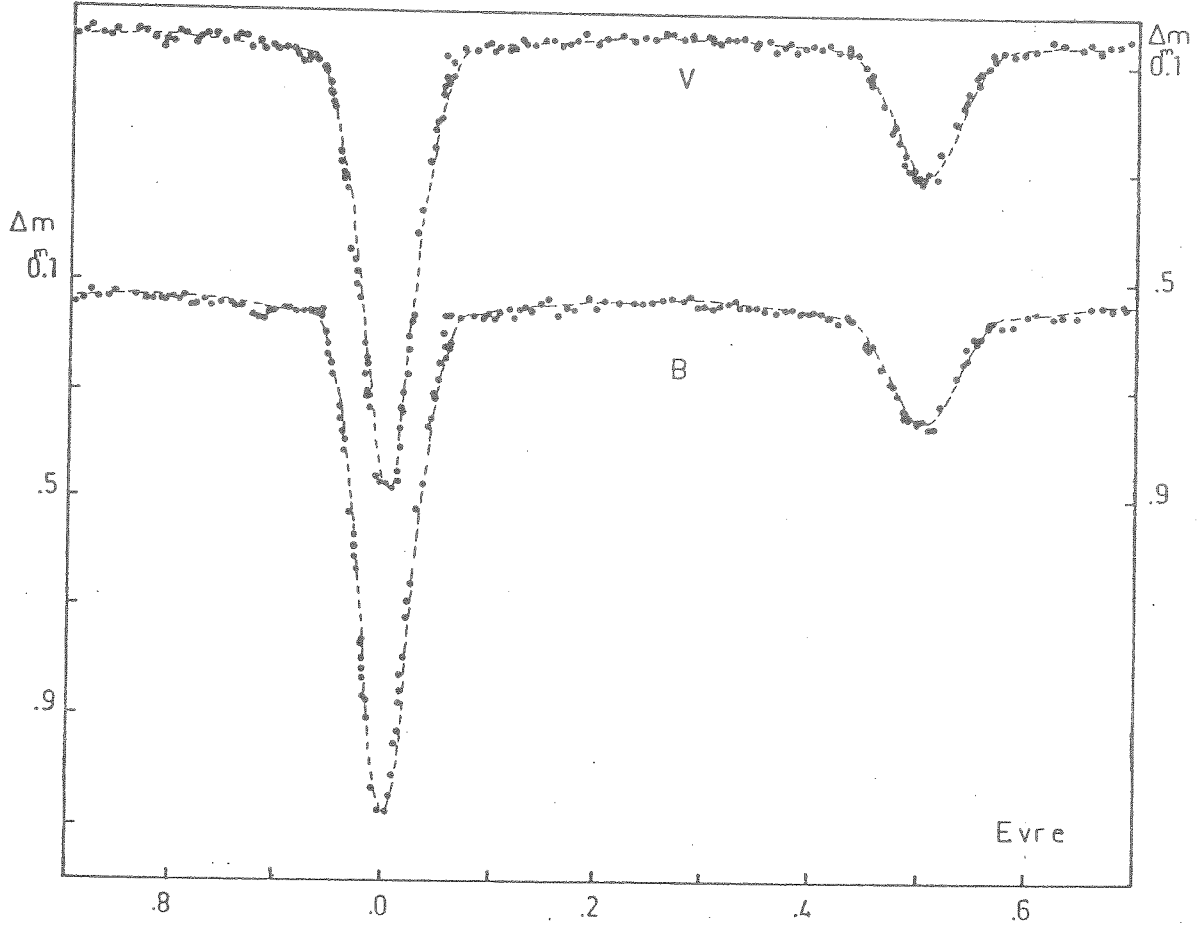


Şekil 9. ER Vul 1985 Eylül ışık eğrileri ve kuramsal eğriden sapmalar.

Çizelge 4. ER Vul ve UV Psc'in ortalama öğeleri

Ö ğ e	E R	V u l	U V	P s c
i	66°32	0.35	66°32	0.35
r _A	0.2713	0.0113	0.2713	0.0113
r _B	0.2756	0.0326	0.2756	0.0326
k=r _A /r _B	1.016	0.078	1.016	0.078
T _A	6000 K		6000 K	
T _B	5883 ± 52 K		5883 ± 52 K	

ER Vul'un dikine hız eğrisinin çözümü McLean (1982) tarafından, UV Psc'inki de Popper (1976) tarafından verilmiştir. Çözüm sonucu bulunan değerler dikine hız eğrisiyle bulunan öğelerle birleştirilerek bileşenlerin salt boyutları hesaplanmış ve Çizelge 5'te verilmistir.



Şekil 10. UV Psc'in 1988 yılı dalga benzeri bozulmadan arındırılmış ışık eğrileri ve kuramsal eğriler.

Çizelge 5. ER Vul ve UV Psc'in bileşenlerinin salt boyutları

Öge	ER Vul	UV Psc
$R_A/R_\odot$	1.24	1.13
$R_B/R_\odot$	0.93	1.15
$m_A/m_\odot$	1.20	0.99
$m_B/m_\odot$	0.90	0.98
T_A	5520 K	6000 K
T_B	4900 K	5583 K

4. SONUÇLAR VE TARTIŞMA

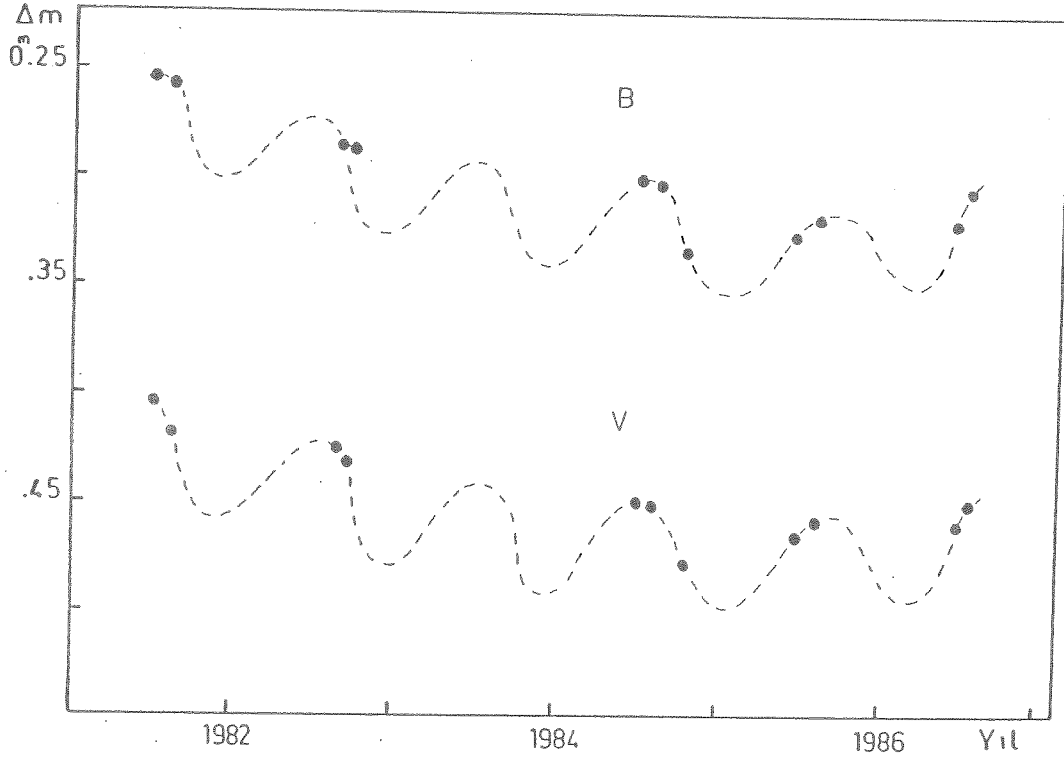
Işık eğrilerinde dalga benzeri bozulma gösteren RS CVn türü yıldızların ışık eğrilerinin çözümü oldukça zordur. Burada dalga benzeri bozulmaların gözlemle elde edilen ışık eğrilerinden çıkartılarak ışık eğrilerinin çözümü için yeni bir yaklaşım verilmektedir. Ele alınan iki dizgeden ER Vul'un ışık eğrilerinde, yakınlık etkileriyle dalga benzeri bozulmanın girişimine ek olarak genlikleri 0.03^m 'e varan kısa süreli parlaklık değişimleri vardır. Uygulanan yöntemle, bu tür parlaklık değişimini ortadan kaldırmak hemen hemen olanaksızdır. Bu değişimler ne bir düzen içersinde olmakta ne de genlikleri sabit kalmaktadır.

İzlenen yol, ışık eğrilerindeki dalga benzeri bozulmayı büyük bir yaklaşıklıkla arındırabilmektedir. ER Vul'da olduğu gibi kısa süreli parlaklık değişimleri ortadan kaldırılamamaktadır. Böylesi değişimler sığ minimumlu eğrilerin biçimini bozmakta, bu eğrilerden bulunacak öğeleri gözden uzak tutulamayacak denli değiştirmektedir.

ER Vul'da bileşen yıldızlar hemen hemen aynı kütle ve yarıçaplara sahiptirler. Kütleleri güneş kütesine yakın olmasına karşın yarıçapları daha büyük, dolayısıyla ısıtmaları güneşinkinden 1.5 kat daha fazladır. Bileşenler hem kütle-yarıçap hem de kütle-ısıtma bağıntılarında sıfır yaş anakolun üst kısmında yer almaktadır. Bulunan yarıçapların doğru olduğu varsayılırsa, her iki bileşenin anakol gelişimini tamamlamış, aynı zamanda bir miktar kütle kaybetmiş olmaları gerekir. Bileşenlerin şimdiki yarıçapları kendilerine karşılık gelen Roche yarıçaplarından %17 daha küçük olup kütle aktarımı yapabilecek konumda değildir.

McLean (1982) baş yıldızın tayfında soğurma çizgilerinin yeğinliklerinin önemli olarak değiştiğini bulmuştur. Bu değişmeyi, baş yıldız yüzeyinin %50'sini kaplayan lekelerin oluşturabileceği, böyle bir leke grubunun parlaklıkta gözlenen $0.01-0.02^m$ 'den çok daha büyük değişmeler doğuracağı, dolayısıyla çizgi yeğinliklerindeki değişmelerin yalnızca lekelerle açıklanamayacağı sonucuna varılmaktadır. Bu durumda baş yıldız çevresindeki bir maddenin varlığından sözedilmektedir. Arevalo ve Lazaro (1990) dizgenin J-K renk ölçeğinin G0+G5V tayf bileşimine göre 0.08^m kadar daha kırmızı olduğunu, yani bir kırmızıöte artığın varlığını göstermişlerdir. Mennella (1990) dizgenin 1985 Temmuz, Ağustos ve Eylül aylarında elde edilen ışık eğrilerinden 10 yıllık bir göç dönemi çıkarmaktadır. Halbuki, uzun bir zaman aralığında elde edilen ve yakınlık etkileri arındırılarak bulunan dalga benzeri bozulmalar bir dönem içersinde genellikle iki minimum göstermektedir. Bu durumda dalga benzeri bozulmaların göç dönemini belirlemek hemen hemen olanaksızlaşmaktadır.

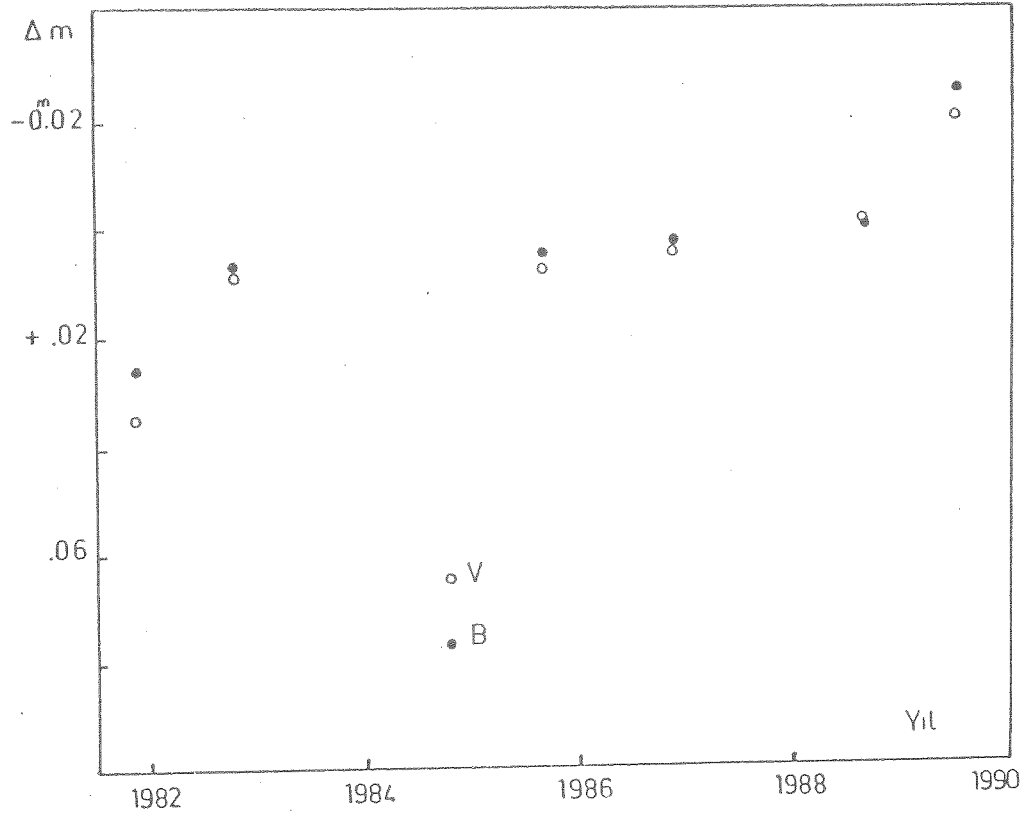
ER Vul'un tutulmalar dışındaki ortalama parlaklığı ışık eğrisinin elde edildiği tarihe göre noktalanarak Şekil 11'de gösterilmiştir. Ortalama parlaklık zamana göre değişmekte, yaklaşık olarak 1 yıllık bir dönem içermektedir.



Şekil 11. ER Vul'un ortalama parlaklığının yıllara göre değişimi.

UV Psc'in ışık eğrilerinin çözümüyle bulunan öğeler hemen hemen yanılıgı sınırları içersinde kalmaktadır. Bileşenler, kendilerine karşılık gelen Roche yüzeylerinden %35 ve %44 daha küçüktürler. Bu çalışmayla bulunan sonuçlar önceki bulgularla karşılaştırıldığında bileşenlerin yarıçaplarının 0.01 daha küçük olduğu görülmektedir. Bu farkın, ışık eğrisindeki dalga benzeri bozulmanın, tutulmaların özellikle başlangıç noktalarını bozmasından kaynaklanabilir. Önceki çalışmalarda dalga benzeri bozulmanın arındırılması ele alınmamıştır. Antonopoulou (1987)'nin kırmızıöte JHK ışıkölçümü tutulmalar dışında önemli saçılmalar olduğunu ortaya koymuştur. Bu parlaklık değişiminin bileşenlerden birinin yüzeyindeki lekelerden kaynaklanamayacağı sonucuna varılmakta ve dizgenin bir bileşeninin bünyesel değişen olabileceği önerilmektedir.

Dizgenin tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi Şekil 12'de gösterilmiştir. Bu şekil, ortalama parlaklığın 1984 yılı dışında düzenli olarak arttığını göstermektedir. Dizgenin ortalama parlaklığı 1984 yılında, 1982 ve 1985 yıllarına göre 0.07 daha sönüktür. Dalga benzeri bozulma eğrisi ise 1984 yılında oldukça küçük genlikli ve birisi 0.30, öteki 0.75 evrede olmak üzere iki minimumludur. 1985 yılı dalga eğrilerinde de hemen hemen aynı evrelerde daha büyük genlikli iki minimum vardır. Dizgede bu denli büyük değişme ya lekelerin kapladığı alanların çok fazla büyüdüğü ya da dizgede bir fiziksel değişimin olduğu şeklinde açıklanabilir.



Şekil 12. UV Psc'in ortalama parlaklığının yıllara göre değişimi.

KAYNAKLAR

- Abrami, A. ve Cester, B.:1963, Oss. Astron. Trieste, No.320.
- Akan, M.C.:1988, Astrophys. Space Sci., **143**, 367.
- Al-Naimiy, H.M.K.:1981, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., **43**, 85.
- Antonopoulou, E.:1987, Astrophys. Space Sci., **135**, 335.
- Arevalo, M.J. ve Fuensalida, J.J.:1985, Inf. Bull. Var. Stars, No.2831.
- Arevalo, M.J., Lazaro, C. ve Fuensalida, J.J.:1988, Astron. J., **96**, 1061.
- Arevalo, M.J. ve Lazaro, C.:1990, in Active Close Binaries
(ed. C. İbanoğlu), Kluwer Academic Publishers, p.501.
- Bond, H.E.:1970, Publ. Astron. Soc. Pacific, **82**, 321.
- Evren, S.:1988, Astrophys. Space Sci., **140**, 125.
- Eaton, J.A. ve Hall, D.S.:1979, Astrophys. J., **227**, 907.
- Hall, D.S.:1976, Proc. of IAU Colloq., No.29, Budapest, Part 1, p.287.
- Huth, H.:1959, Mitteilungen über veränderliche Sterne, No.424.
- İbanoğlu, C.:1987, Astrophys. Space Sci., **139**, 139.
- İbanoğlu, C., Akan, M.C., Evren, S. ve Tunca, Z.:1985, Inf. Bull. Var. Stars, No.2782.
- İbanoğlu, C., Evren, S. ve Tunca, Z.:1987, Astrophys. Space Sci., **136**, 225.
- Kadouri, T.H.:1981, Inf. Bull. Var. Stars, No.2057.
- Keskin, V., Akan, M.C., İbanoğlu, C., Tunca, Z. ve Evren, S.:1987, Inf. Bull. Var. Stars, No.3060.
- McLean, B.J.:1982, Mon. Not. R. Astron. Soc., **201**, 421.
- Mennella, V.:1990, Astron. Astrophys., **234**, 203.
- Northcott, R.J. ve Bakos, G.A.:1956, Astron. J., **61**, 188.
- Northcott, R.J. ve Bakos, G.A.:1967, Astron. J., **72**, 89.
- Oliver, J.P.:1974, Ph.D. Thesis, Univ. of California, Los Angeles.
- Popper, D.M.:1976, Inf. Bull. Var. Stars, No.1083.
- Sadık, A.R.:1979, Astrophys. Space Sci., **63**, 319.
- Vivekananda Rao, P. ve Sarma, M.B.K.:1984, Astrophys. Space Sci., **99**, 239.
- Wood, D.B.:1972, Goddard Space Flight Center, Report X-110-72-473.
- Wood, D.B.:1978, WINK Status Reports, No.1-10.
- Zeilik, M., Elston, R., Henson, G., Smith, P.:1981, Inf. Bull. Var. Stars, No. 2006.
- Zeilik, M., Elston, R., Henson, G., Schmolke, P., Smith, P.:1982a, Inf. Bull. Var. Stars, No. 2089.
- Zeilik, M., Elston, R., Henson, G., Schmolke, P., Smith, P.:1982b, Inf. Bull. Var. Stars, No. 2107.
- Zeilik, M., Baca, B., Batuski, D., Burke, S., Elston, R., Smith, P.:1982c, Inf. Bull. Var. Stars, No. 2221.

S.SELAM: Işık eğrilerinden tutulmalar çıkarılırken temel kriter olarak ne kullanılıyor.

C.İBANOĞLU: Işık eğrilerinden tutulma başlangıcı hesaplanabiliyor.

Z.ASLAN: Tutulmalar sırasında renk değişimine bakıldı mı?

C.İBANOĞLU: Renk değişimini incelemedik.

E.DERMAN: Bazı parlamaların varlığını gösterdiniz ve bunların kısa süreli fler olarak yorumlanabileceğini ifade ettiniz. Bunu ışık eğrisi üzerinde nasıl gösterdiniz? Ben tüm ışık eğrisi üzerinde böyle uç olay tesbit ettim, uçunu de fler olarak saptamak biraz zor. Çünkü, bunlarda gerçekten fler oluyor ama o kadar sık değil, daha geniş aralıklarda oluyor. Bir de, pek olası değil ama, bozulma dalgasına bir dönem analizi uyguladınız mı? Yani, imkânsız gibi görünüyor ama, yörünge dönemleriyle fotometrik dönem birbirinden farklı olabilir mi?

C.İBANOĞLU: Onu uygulamadık. Bir İtalyan bilim adamı 1983'de uygulamış ve 10 yıl gibi bir periyot çıkartmıştı. Yani rotasyon periyodu ile dönme periyotlarının birbirinden farklı olduğu sonucunu çıkartmış.

E.DERMAN: Ama o yörünge dönemine yakın bir dönem çıkması lâzım.

C.İBANOĞLU: Yörünge dönemine çok yakın çıkması lâzım.

E.DERMAN: Orada bir bilgi var, 0.8 civarında.

O.DEMİRCAN: İzin verişseniz ben önce bir düzeltme yapacağım. Geliştirmeye çalıştığımız dediğiniz yöntem yeni değil. Sanırım 1974-1978'lerden bu yana birkaç farklı grup tarafından kullanılıyor. Size de yöntemi 1982 yılında öneren benim.

C.İBANOĞLU: Ben hiç duymadım. Eğer arkadaşlar duyduysa.

O.DEMİRCAN: Bu kısa dönemli RSCVn neden anakol bandının içerisinde?

C.İBANOĞLU: Anakolun biraz daha dışında. Yani sapmış.

O.DEMİRCAN: Birkaç yıldır ışık değişimine üçüncü bir katkı olarak kütle aktarımı öneriliyor. Roche loblarını doldurmamışlar, ancak hem kuramsal hem de gözlemsel çalışmalar gösteriyor ki bileşenlerden bir tanesi %60-70'ini doldurduğu zaman kütle aktarımı başlıyor. Galiba bu sistemlerde bileşenlerden bir tanesi kütle aktarımına başlamış. Işık eğrilerindeki o yorumlayamadığımız karmaşık değişimlere bir katkı da buradan geliyor.

C.İBANOĞLU: O, kızılötesi gözlemleriyle ER Vul'da ortaya çıkarılmış. ER Vul'da kızılötesi katkı var ve bu kızılötesi katkı her iki bileşeni çevreleyen bir gaz ortamın varlığını gösteriyor. Ama eğer teori ile karşılaştıırırsak her iki yıldız da Roche lobunun çok çok altında. Yani %40 civarında doldurmuş. Buna rağmen bileşenler arasında kütle aktarımı olabilir.

E.DERMAN: Bu analiz yöntemini kullanarak yakınlık etkileriyle bozulma dalgasını birbirinden tamamen ayırmak

mümkün mü? Sanırım mümkün değil. Çünkü ER Vul'da yakınlık etkisi fazla olduğu için onda bulduğunuz aralık çok çok geniş, bu dikkatimi çekti. Dolayısıyla, sanki yönteminiz bunun ikisini birbirinden ayırmıyor gibi gözüküyor.

C.İBANOĞLU: Tabii o bulduğunuz parametrelerin ne derece sağlıklı olduğuna bağlı. Ne kadar sağlıklı ise, yakınlık etkilerini o kadar doğru hesaplıyorsunuz demektir.

E.DERMAN: Mesela ER Vul'da bir yarıçapta bulduğunuz aralık çok geniş. Nedeni ER Vul'da yakınlık etkisinin fazla olması mı acaba?

C.İBANOĞLU: Hayır. Relatif bir bozulma var. Eğer sizin evrede ışık eğrisi gözlenseydi aralık çok dar olacaktı. Ama aktif evrede gözleendiği için ışık eğrisinde bulunan değerler çok. Tutulma sıg, dolayısıyla aktiflik minimumla karşılaştırılabilecek kadar büyük.

E.DERMAN: Dolayısıyla çözümü bozuyor.

C.İBANOĞLU: Çözümü bozuyor. Olay aktiflikten kaynaklanıyor.

E.DERMAN: Ama aktifliği de ayırıyorsunuz.

C.İBANOĞLU: Ama ayırdığımız aktiflik uzun periyotlu aktiflik. Bir dönem içerisinde olan aktifliği ayırıyoruz. Halbuki küçük periyotlu, 30-40 dakikalık olaylara giremiyoruz.

E.DERMAN: O olaylar da çözümümüzü etkiliyor diyorsunuz. Bende yakınlık etkileriyle bozulma dalgasını iterasyon sırasında birbirinden ayırma imkânı olmadığı düşüncesi uyanıyor.

O.DEMİRCAN: Olmasa da iterasyonlar doğru yönde gelişiyor.

Z.ASLAN: Aynı yönde bir şey söyleyeceğim. Siz yarıçaplar için iki yıldızda da bir aralık buldunuz. Bu aralık, herhalde yıldızın yarıçapı bu zaman içinde bu şekilde değişiyor anlamında değil.

C.İBANOĞLU: Değil.

Z.ASLAN: O halde siz bunları sabitleştirme yoluna gitmediniz mi?

C.İBANOĞLU: Ne yapabiliriz. Biz elimizdeki gözlemden bilgi çıkartmaya çalışıyoruz. Parametreleri zorlayabiliriz ama yanlış yapmış oluruz.

Z.TUNCA: Zeki bey'e cevap vermek istiyorum. 1987 A'da yapılan çalışmada çok farklı seneler için farklı çözümler bulundu. Ethem bey'in sözünü ettiği o tutulmalar dışındaki dönem içinde ufak değişimler var. Başlangıçta yola çıkarken başlangıç kuramsal eğrisi dediğimiz bir çözümümüz var. Bu, tutulma ile ışık değişimlerinin en az olduğu, saçılmaların en az olduğu ışık eğrisinden yola çıkıyoruz. Eğer ışık eğrisinin minimum noktasında ufak değişimler varsa başlangıç olarak aldığımız o ilk kuramsal eğriye biraz bozucu etki olarak gözükür. Tutulma dışında bunu görmeyebilirsiniz. Başlangıçta aldığınız ışık eğrisini çözdünüz, arka arkaya yaklaşımdan sonra bir kuramsal sonuç elde ediyorsunuz. Bu sonucu tüm yıllar için yeniden çıkartıyorsunuz. Çıkarttıktan sonra bozucu etkiler kendiliğinden her yıl için çıkar. Yani farklı senelerde elde ettiğiniz ışık eğrisinden tek bir kuramsal

sonuca ilişkin teorik ışık eğrinizi çıkarttığınızda, elde ettiğiniz kalan gözlemleri farklı farklı tekrar çözdüğünüzde, sonuçların birbirine yakın olması biraz da yönteminizin duyarlılığını gösteriyor. Eğer aynı sonucu bulursanız arındırmayı çok iyi yaptınız, bulamıyorsanız, aralığınız ne kadar genişse, arındırmayı yapamıyorsunuz demektir. Bunun nedeni de başlangıçta ele alınan ışık eğrisinde, minimum uçlarında çözüme etki eden ufak değişimler. Onu arındıramıyorsunuz. Yani onun etkisi başlangıçtaki çözümde kendisini gösteriyor.

O.DEMİRCAN: O kısa süreli değişimleri bir yolla atlayabilirsiniz; oraya en baştan ya Fourier serisini tatbik edeceksiniz, veya söz konusu kuramsal eğriyi tekrar çözeceksiniz. O zaman o etkiyi doğru bir şekilde dışlamış olursunuz.

C.İBANOĞLU: O zaman yapılacak iş belki ışık eğrisinde çok kısa zaman aralıklarını tercih etmek. Çünkü genlikleri de farklı olacak.

O.DEMİRCAN: Yani fler olmasaydı nasıl olurdu diyeceksiniz ve onu çözeceksiniz.

M.ÖZEL: Burada bir noktaya dikkatinizi çekmek istiyorum. Bugün dinlediğimiz konuşmalarda iki tane dil var sanki. Bir morötesi ve kozmoloji konularında dinlediğimiz zaman zaman İngilizce'den olduğu gibi aktarılan, halbuki Türkçesinin olduğunu bildiğimiz, terimlerle kelimeler var ama bir de Cafer İbanoğlu'nun özenle gösterdiği her şeyi Türkçe yerleşmiş şekliyle kullanma çabası var. Bunun kaynağını araştırırsak belki Abdullah Kızılırmak hocanın baştan beri bu konuya gösterdiği özen kadar orada yetişen arkadaşların buna dikkat etmesi de önemli. Diğer gruptaki arkadaşlar da, yani morötesi ve kozmoloji çalışan arkadaşlar, bu konuların belki yeni olmasından, terimleri şimdilik olduğu gibi almayı tercih ediyorlar. Ama eminim biraz gayret gösterirsek onlar için de güzel terimler bulabiliriz ve daha az tırmalayıcı bir tebliğ veya konuşma dinleyebiliriz. Ben arkadaşlardan bu konuda da bundan sonra dikkatli olmalarını, gerekirse hep birlikte terim arayabileceğimizi söylemek isterim.

RS CVn YILDIZLARINDA GÖRÜLEN YÜZEY AKTİVİTESİNİN YILDIZ PARAMETRELERİYLE OLAN İLİŞKİSİ

Serdar EVREN

Ege Üniv. Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Bornova - İzmir

1. GİRİŞ

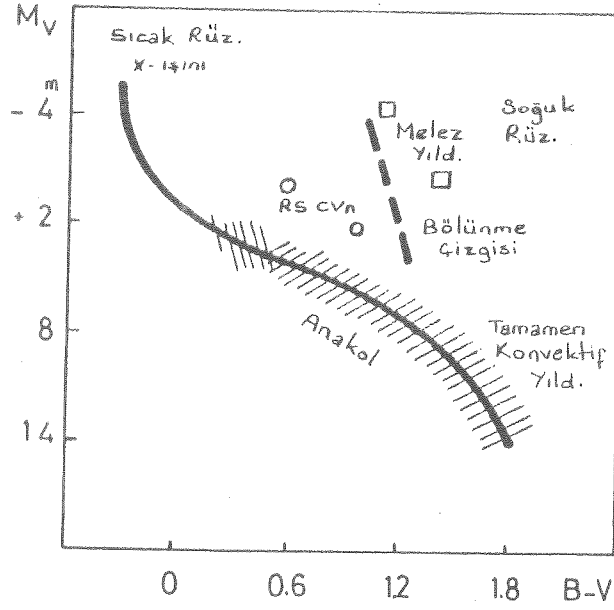
Yıldız yüzeyinde görülen aktivite ile ilgilenme, güneş diskinde gözlenen siyah lekelerle başlamıştır. Bu aktivitenin birçok belirtileri vardır (Basri, 1987):

- Karanlık lekelerden parlak aktif bölgelere,
- Isınmış kromosferin varlığı,
- Yüksek ısılı koronanın varlığı,
- Yıldız rüzgarlarının varlığı.

Güneş diskinde aktivite gözlenirken, diğer yıldızlarda da böyle bir aktivitenin varlığından söz edilmelidir. Yıldız kromosferlerinin bulunuşu Ca II nin kuvvetli salma çizgilerinin gözlenmesine, koronanın bulunuşu ise yalnız çok hassas X-ışını gözlemlerine bağlıdır. Son yıllarda yıldız aktivitesi çalışmalarında büyük bir artış olmuştur. Bütün konvektif yıldızların aktivite gösterdiği açıkça bellidir ve güneş aslında çok aktif olmayan yıldızlardan biridir.

Önce, yıldız aktivitesi ne anlama geliyor bunu belirlemek gerekir. Konuya genelde dış katmanlardaki plazmanın ısınması olarak bakılmaktadır. Tüm elektromanyetik tayf incelendiğinde çeşitli yıldız aktivitesi teşhisleri bulunur. Bunlardan bilinenleri elbette ki tayfın görünen bölgesindedir. Elde edilen değişkenliklerin iki sebebi vardır: Birincisi yıldız lekelerinden kaynaklanan dönemli değişimler, ikincisi flarelerin sebep olduğu düzensiz değişimlerdir. Bazı RS CVn yıldızları da flare göstermektedir. Leke olayı benzer tür yıldızlarda çoğunlukla görünmektedir. Bunun bir nedeni de, fotosferik ışıyım gücü soğuk yıldızlarda en düşük buna karşın aktivite en fazladır. Bununla beraber, şu da doğrudur ki, bu yıldızlarda en kuvvetli aktivite vardır. Bazı durumlarda gözlemler karanlık lekelerden ziyade parlak bölgelerle daha çok uyum sağlar.

Yıldız aktivitelerinin ana özellikleri Şekil 1 'de verilen H-R diagramında gösterilmiştir. Aktivite anakol boyunca, en parlak yıldızlarda yıldız rüzgarları ve konvektif yıldızlarda güneş benzeri aktivite olarak görünür. Benzer aktivite anakoldan uzakta kırmızı dev kolu yakınındaki bölünme çizgisinin solunda gözlenmektedir. Burada yüksek sıcaklıklı materyal gözlemleri sona erer ve kütle kaybı başlar. Bu çizgi yakınında birkaç melez yıldız vardır. Bunlar sıcak geçiş bölgesi materyalleri ve soğuk genişlemiş kromosfer delillerinin her ikisini de gösterir.



Şekil1. H-R Diagramında yıldız aktivitesi

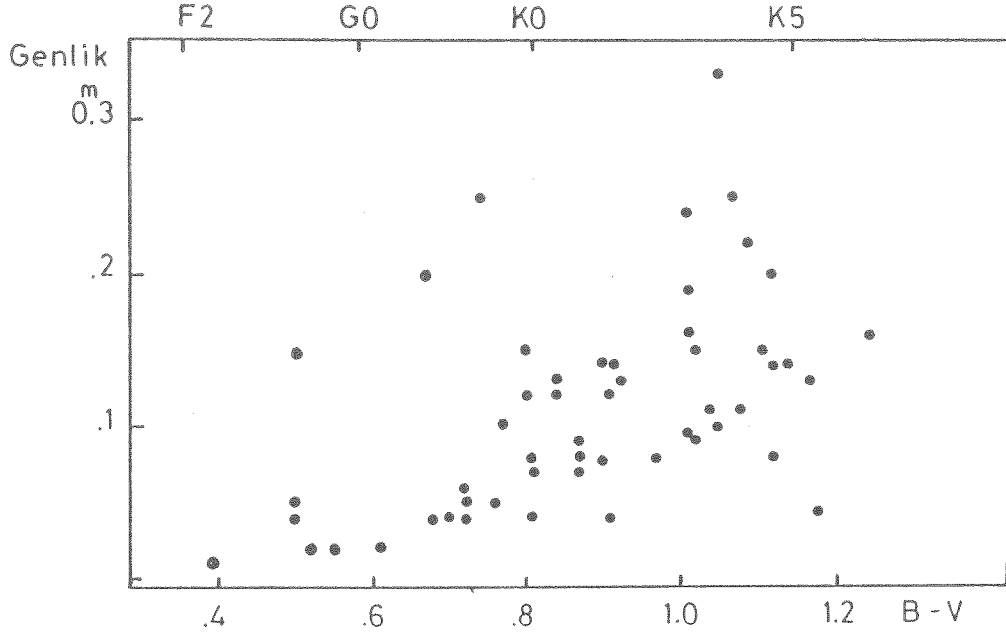
Bu çalışmada, RS CVn yıldızlarının fotoelektrik gözlemleri sonucunda elde edilen ışık eğrilerinden faydalanmak amaçlanmıştır. Işık eğrilerinden elde edilen dalga biçimi bozulmaların genliğini ya da lekelerin yüzeyde kapladığı alanları yüzey aktivitesi olarak ele aldık. Böylece bir aktivite ölçüsü olarak kabul edebileceğimiz bu değerleri bu yıldızların tayf türü, yarıçap, kütle, göç dönemi ve dönme dönemi gibi parametreleri ile nasıl değiştiğini araştırdık.

2. VERİLER

Bu çalışmada çeşitli parametreleri belli olan 78 tane RS CVn türü yıldız seçilmiştir. Seçilen yıldızların dalga biçimi bozulma genliklerinin saptanmış olmasına rağmen her bir yıldız için verilen genlik değerleri zamanla değiştiğinden aynı yıldıza ilişkin farklı zamanlar için birden fazla genlik değeri mevcuttur. Onun için böyle yıldızların genlik değerleri saptanırken onların ortalama değerleri alınmış ve diagramlarda bu değerler noktalanmıştır. Ortalama genlik değerleri genellikle 0.10 - 0.15 kadir aralığında toplanırken 0.30 - 0.35 kadir'e varan ortalama genlik değerleri de gözlenmiştir. Kendi gözlem sonuçlarımızdan elde ettiğimiz veriler tüm verilerin %25 - 30 'unu kaplarken geri kalanı çeşitli kaynaklardan (Ambruster et al., 1987; Eker, 1984; Hall, 1976; Popper ve Ulrich, 1976; Strassmeier et al., 1988) bulunduğu verilerdir.

3. GENLİK - TAYF TÜRÜ İLİŞKİSİ

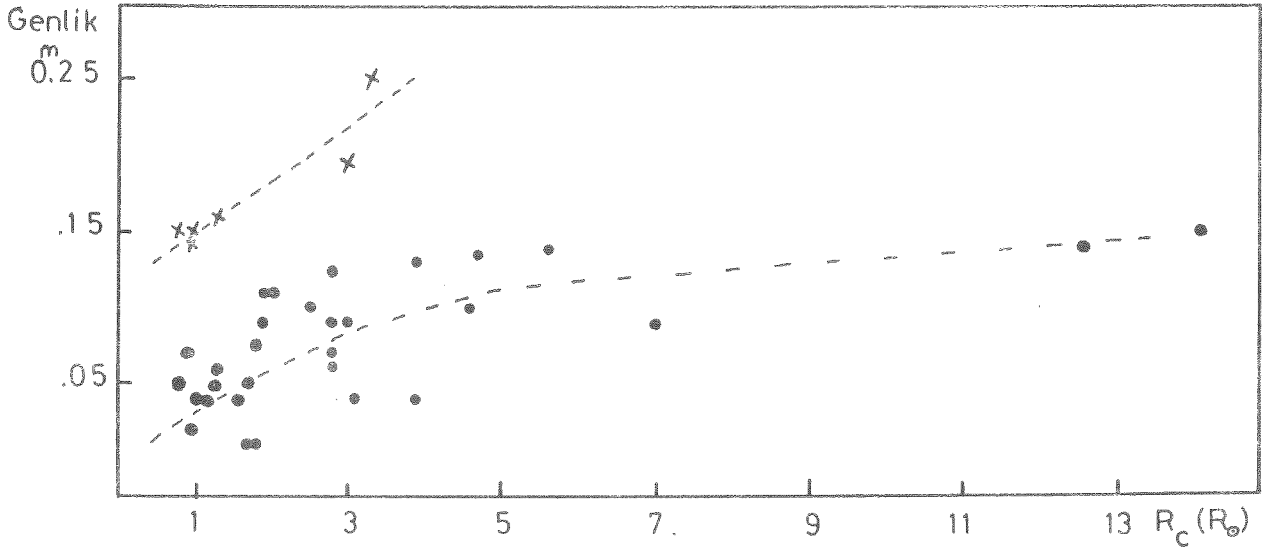
Seçilen yıldızlar içinden genlik değeri ve tayf türü aynı anda belli olan yıldızların sayısı 53 tane olup bunların verdikleri değişim Şekil 2 ' de gösterilmiştir. Bu şekilden de görüldüğü gibi geri tayf türüne doğru gittikçe genlik değerleri artmakta ve K3-K4 tayf türünden sonra azalmaktadır. Dikkat edilirse bu tür yıldızlar F2 - K5 tayf türü aralığına yayılmışlardır. K tayf türünden yıldız sayısı oldukça fazla olup en fazla yıldız K4 tayf türünde bulunmaktadır.



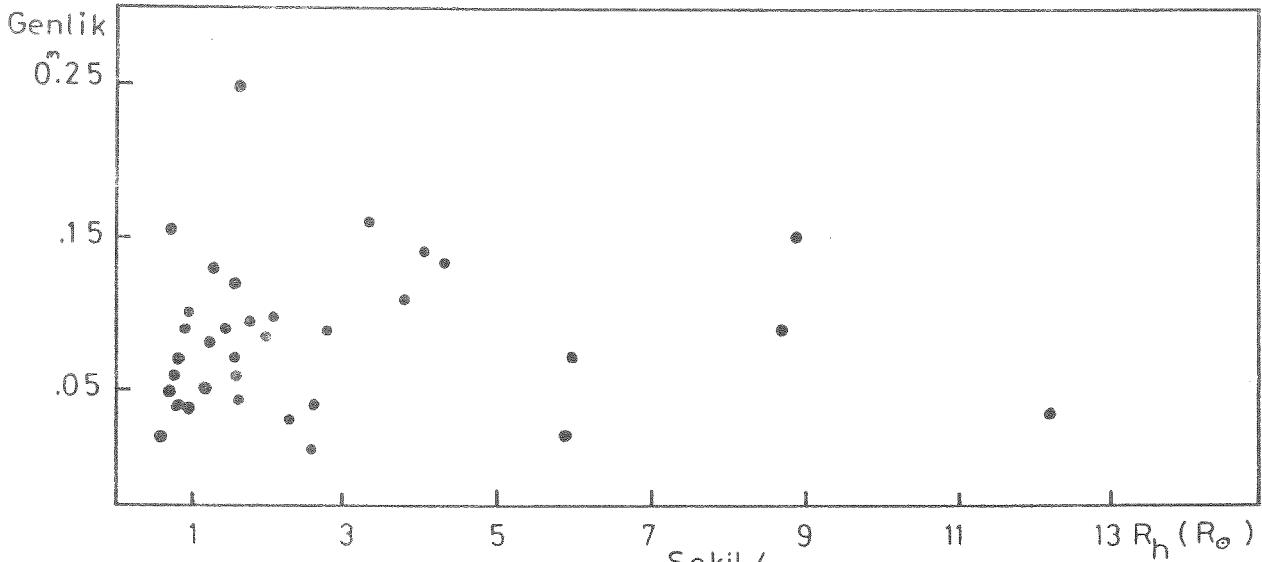
Şekil 2. Genlik - tayf türü ilişkisi.

4. GENLİK - YARIÇAP İLİŞKİSİ

Dalga benzeri bozulma genliği ile bileşenlerinin yarıçapları belli olan 36 yıldızın verdikleri değişim Şekil 3 ve 4 de ayrı ayrı gösterilmiştir. Şekil 3 ' de genlik değerlerinin sistemin soğuk bileşenine göre değişimi gösterilirken Şekil 4 ' de aynı değerlerin sıcak bileşenin yarıçapına göre değişimi gösterilmektedir. Bu şekillerden de anlaşılacağı gibi yıldızların yüzey aktiviteleri soğuk bileşenlerle ilgilidir. Soğuk yıldızın yarıçapı arttıkça aktivite artar. $5R_{\odot}$ yarıçaplı yıldızlardan sonra genlik değerleri hemen hemen sabit kalmaktadır. Şekil 3'e dikkat edilirse çarpı işareti ile gösterilen bazı yıldızlar aynı yarıçap değerine sahip diğer yıldızlardan yaklaşık 0.1 kadir daha fazla aktiflerdir ve ayrı bir grup oluştururlar.



Şekil 3

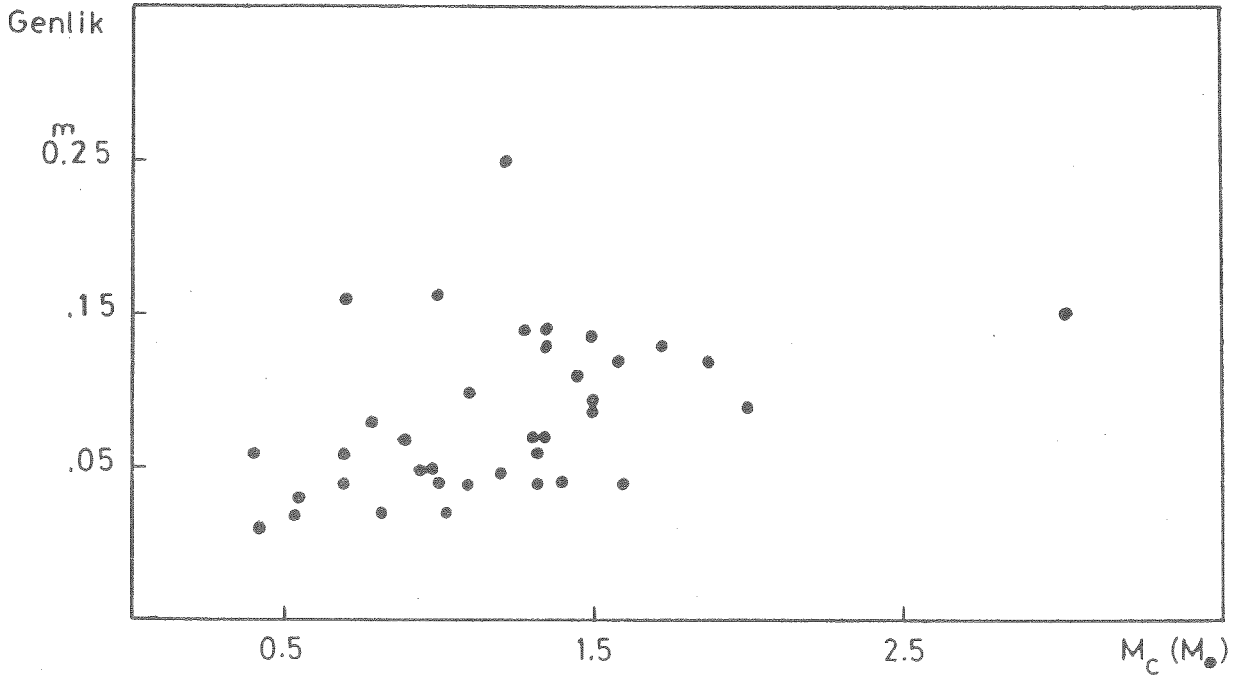


Şekil 4

Şekil 3 ve 4. Genlik - yarıçap ilişkisi.

5. GENLİK - KÜTLE İLİŞKİSİ

Genlik - Yarıçap ilişkisine benzer olarak genlik ve kütle değerleri belli olan 37 yıldızın verdikleri ilişki Şekil 5 'de gösterilmiştir. Kütleler soğuk bileşenin kütlesi olup kütleler arttıkça genlik değerleri de artmaktadır. Yalnız $1.4 M_{\odot}$ kütleli yıldızlardan sonra bu değerler yine hemen hemen sabit kalmaktadır.



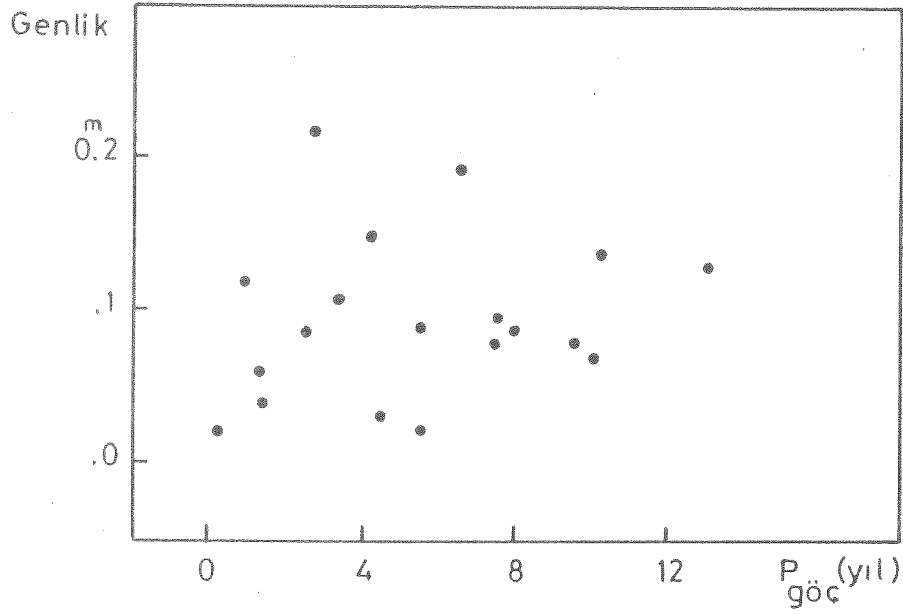
Sekil 5. Genlik - kütle ilişkisi.

6. GENLİK - GÖÇ DÖNEMİ İLİŞKİSİ

Bu tür yıldızların ışık eğrilerinde görülen dalga benzeri bozulmaların zamanla biçim ve genlik değiştirmeleri yıldızın aktivitesi ile ilgili olduğu kabul edilir. Bu bozulmaları temsil eden eğrilerin minimumlarının da zamanla azalan evrelere doğru kayması (göç) ise sistemin soğuk bileşeninin yüzeyinde varlığı kabul edilen lekelerin yıldızın diferensiyel dönmesinden dolayı yer değiştirmesine dayandırılmaktadır. Bu nedenle genlik ile göç dönemi arasında bir ilişkinin olup olmadığı araştırıldığında Şekil 6 'da görülen düzensiz bir değişim göze çarpar. Unutmamak gerekir ki bu tür yıldızların göç dönemlerinin belirlenebilmesi için gerçekten çok uzun süreli ve güvenilir gözlemlere gerek vardır. Şekil 6 'dan da anlaşılacağı gibi genlik değerleri belli olduğu halde göç dönemleri belli olan yalnız 19 yıldız vardır ve bu değerlerin de henüz hiç biri kesin değerler değildir. Yani yüzey aktivitesi ile göç dönemi arasındaki bağılılık açık değildir.

7. GENLİK - DÖNME DÖNEMİ İLİŞKİSİ

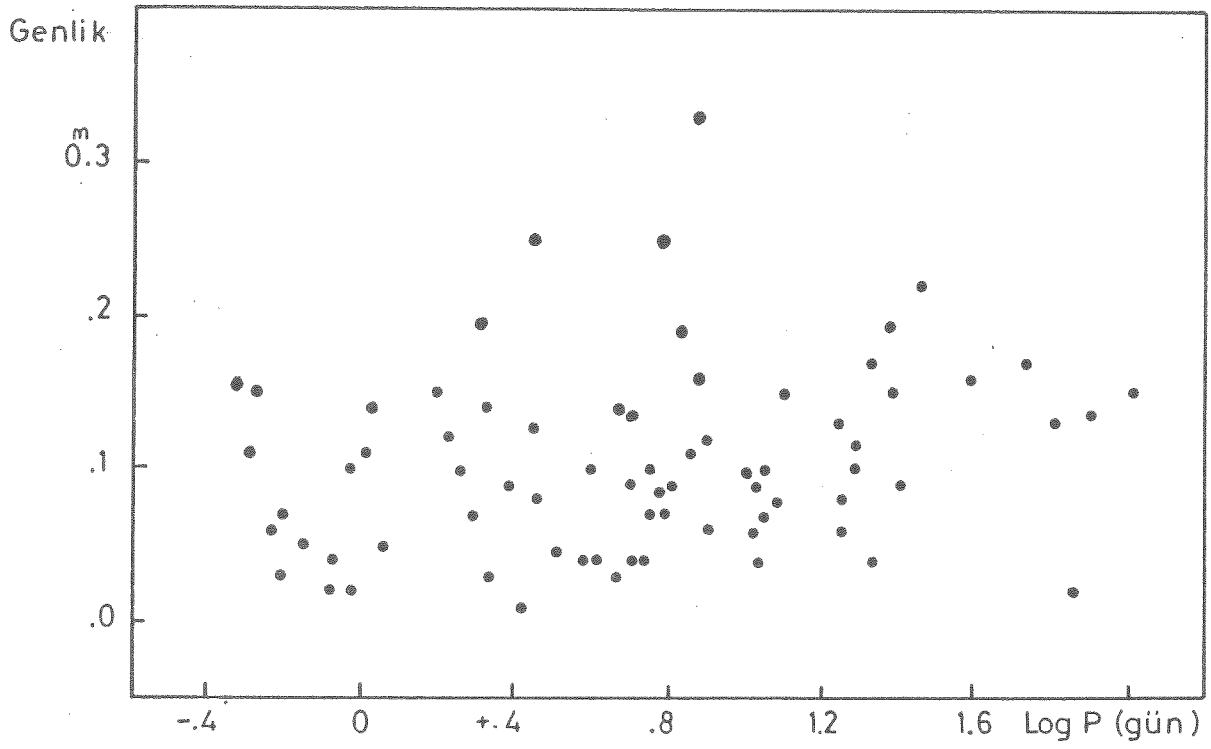
Seçilen yıldızların hemen hemen hepsinin (73 tane) dönme dönemleri belli olduğundan bu değerler genlik değerlerine göre noktalandığında Şekil 7 'de görülen düzensiz bir değişim göze çarpar. Ancak genliğin dönme dönemine göre bağımlılığı belirli B - V aralıkları için araştırılırsa durum farklıdır. Bu tür yıldızlarda görülen yüzey aktivitesi ile dönem arasındaki ilişki tayf türüne bağlıdır. Şekil 8 geri tayf türlerine doğru gittikçe dönmenin etkisinin yüzey aktivitesi üzerinde azaldığını göstermektedir. Yaklaşık G8 tayf türünden sonra (B-V > 0.75) bu etki sabit gitmektedir. Bu sonuç geri tayf türünden anakol yıldızları için bulunan sonuçla benzerlik göstermektedir (Marilli, 1986).



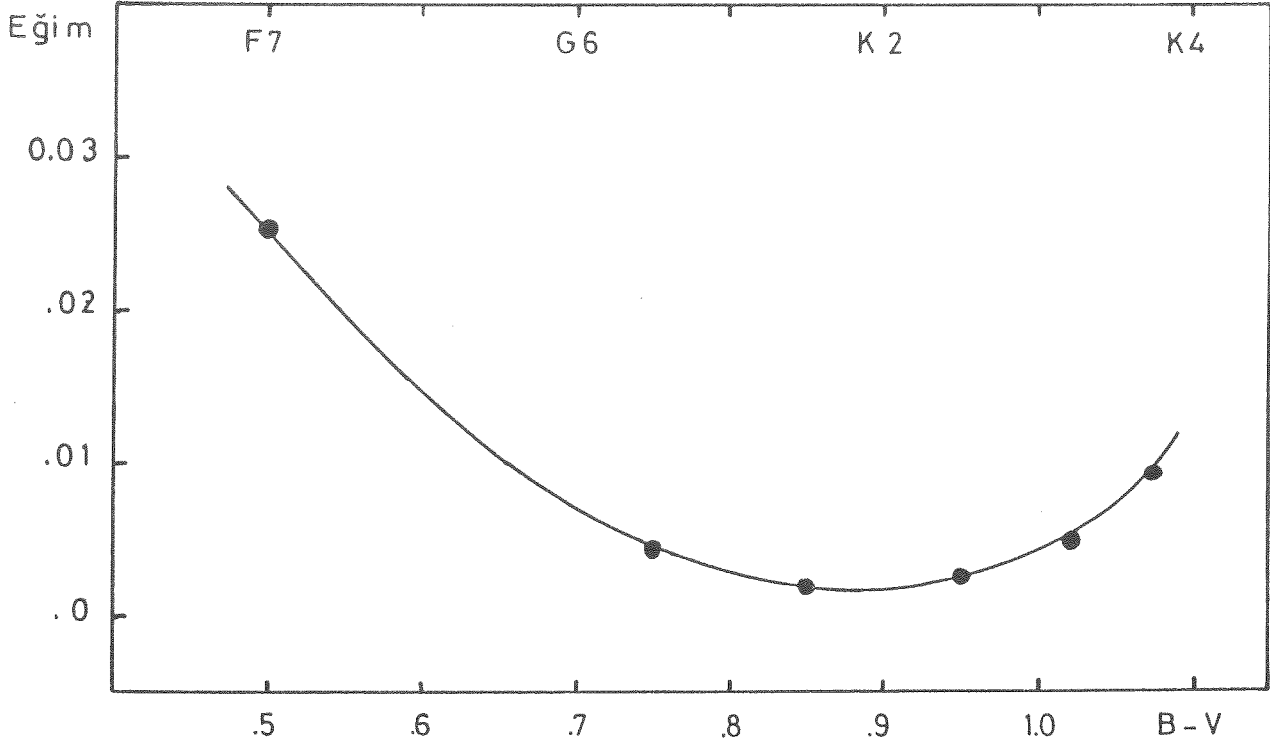
Şekil 6. Genlik-göç dönemi ilişkisi.

8. SONUÇLAR

RS CVn yıldızlarında geri tayf türüne doğru gittikçe artan yıldız aktivitesi en çok K0-K5 tayf aralığında görülür. Soğuk bileşenle ilgili olan aktivite, bileşenin yarıçapı ve kütlesi ile doğru orantılıdır. Aktivite ile göç dönemi arasındaki bağıllığın varlığı ancak sistemlerin göç dönemlerinin güvenilir derecede saptanabilmesinden sonra açıklığa kavuşabilir. Yüzey aktivitesi ile dönem arasındaki ilişki tayf türüne bağlıdır. Dönem arttıkça aktivite azalır. Geri tayf türlerine doğru gittikçe dönmenin etkisi yüzey aktivitesi üzerinde azalmaktadır.



Şekil 7. Genlik - dönme dönemi ilişkisi.



Sekil 8. Yüzey aktivitesi üzerinde dönmenin etkisi.

KAYNAKLAR

1. Ambruster, C.W., Sciortino, S. ve Golub, L.: 1987, Astrophys. J. Suppl. Ser. 65, 273.
2. Basri, G.: 1987, in "Protostars and Molecular Clouds", Eds. T. Montmerle & C. Bertout.
3. Eker, Z.: 1984, Wisconsin Astrophys. 212.
4. Hall, D.S.: 1976, Proceedings of the IAU Colloquim No.29, Vol.1, p.287.
5. Marilli, E., Catalano, S. ve Trigilio, C.: 1986, Astron. Astrophys. 167, 297.
6. Popper, D.M. ve Ulrich, R.K.: 1976, UCLA Astron. Astrophys. preprint No. 5.
7. Strassmeier, K.G., Hall, D.S., Zeilik, M., Nelson, E., Eker, Z. ve Fekel, F.C.: 1988, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 72, 291.

T.SAYGAÇ: Renk eğrisinin küçük aralıkları için çizdiğiniz dönem ile genlik arasındaki diyagramlarda örnek sayısı birdenbire azalıyor. Bunlardan mesela birinde uç tane örnek vardı, ortalama bir eğri geçirdiniz. Üstelik bu uç yıldızın gözlemleri yeterince hassas değilse, buradan elde edilen sonuçlar ne derece doğrudur?

S.EVREN: Bu söylediğiniz şeyler tamamen şu ana kadar (B-V)'si ve aynı zamanda genlik değerleri belli olan yıldızlar için. Yani elimizde bu kadar veri olduğu için ancak bunları söyleyebiliyoruz. Veri sayısı arttıkça zaman daha iyi sonuçlar alabiliriz.

E.DERMAN: Bilim adamlarının çok kullandığı bir yöntemdir, ben onu psikolojik baskı olarak tanımlıyorum. Dört noktadan bir doğru geçiriyorsunuz, uç bir yerde bir tanesi yok, gerçekten bir ile uç birleştikleri zaman biz hemen orada bir bağıntı olduğunu anlıyoruz. Bu istatistikte çok söylenen "rakamların üzerinde istediğiniz gibi oynarsınız"a çok uygun. Gerçekten psikolojik baskı da yaratıyor. Benim söylemek istediğim şey şu: ΔV 'yi alırken ortalama genliği almaktan ziyade gözlenen maksimum genliği almakta yarar yokmuydu? Çünkü bunu biz aktivite parametresi olarak alıyoruz, maksimum genliğe ulaşan yıldız en aktif yıldızdır diyemez miyiz?

S.EVREN: Deddiğiniz doğru da, o zaman her yıldızın en aktif olduğu konuma göre her şeyi çözmemiz gerekecek, o zaman da ben tahmin etmiyorum ki bu tür şeylerin içinden çıkılabilirsin.

E.DERMAN: Yani yaptınız çıkmadı mı?

S.EVREN: Hayır yapmadım, ama öyle tahmin ediyorum. Tam olarak bir genlik değeri almak isterseniz, o yıldızın belli bir dönem içindeki genel aktivite düzeyi, yani bir yıldız elbetteki belli bir zaman içinde daha aktif olabilir, ama bu, genelde normal olarak bir aktiflik düzeyi varsa, çıktığı en yüksek değer alınacak demek değildir.

E.DERMAN: Ama en aktif oluyor demektir.

S.EVREN: Ama bir de onun genel durumu vardır.

H.KIRBIYIK: Gözlemsel parametreler arasında birçok ilişkiler gösterdiniz. Aktivitenin nasıl değiştiğini, nereden kaynaklandığını söylermisiniz?

S.EVREN: Aktivite tamamen kromosferden kaynaklanıyor. Esasında konvektif bölgeden geliyor. Yani iç taraflardan itibaren tamamen konvektif bölgedeki gaz hareketlerine ve bu konvektif bölgenin fotosferden koronaya kadar etkisini gösteriyor. Her bir bölgede inceleme yapıldığında, kromosferdeki ya da onun üstündeki geçiş bölgelerinde tek tek inceleme yapıldığında, hangi bölgenin ne kadar daha aktif olduğu çıkarılabilir ve bunun görünüşü değişiyor; fotosferde leke olarak, kromosferde CaII olarak, koronada X-ışını olarak görülebiliyor. Yani kökeni esasında konvektif yıldızlar.

H.KIRBIYIK: Yer olarak sormadım. Aktivitenin, bölgedeki yıldızın herhangi bir yerindeki durumu değil de, model olarak nedir? Çalışmalarda, leke midir, yoksa yıldızın iç yapısı ile ilgili bir şey mi?

S.EVREN: Şu ana kadar ortaya konulan şeyler leke olarak ele alınıyor. Ama bu aktivite, esasında çok geniş bir konu, yani RS CVn yıldızlarında bu, leke olarak ele alınıyor, ama O ve B tayf türünden yıldızlarda sıcak yıldız rüzgarları olarak ele alınıyor. Melez yıldızlarda koronadaki, geçiş bölgelerindeki ani değişiklikler olarak ele alınıyor; yani her bir yıldız türü için, mesela T Tauri, her bir yıldızın kendine has bir aktivitesi oluyor. RS CVn yıldızlarındaki aktivite lekeye dayandırılıyor.

N.KIZILOĞLU: Aktivite konvektif bölge ile ilgili olduğuna göre düşük kütlelere doğru gidildiği zaman aktivitenin artması lazım. Ama sizin orada gösterdiğiniz grafikte kütle büyüdükçe artıyor. Yani aktivite artışı nereden ileri geliyor?

S.EVREN: K tayf türü yıldızlardan sonra aktivite düşüyor. Yani mesela B tayf türü yıldızlarda bu tür olayları göremiyoruz.

LS Delphini (HD 199497) YAKIN ÇİFT YILDIZININ DÖNEM ANALİZİ

Selim SELAM, Osman DEMİRCAN, İ. Ethem DERMAN

A.Ü. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 06100 Beşevler, ANKARA

ÖZET

Kısa dönemli ($P = 0.3638$ gün) değişen bir çift yıldız olan LS Delphini, Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde 1987, 1988 ve 1989 yıllarında, UBV bantlarında fotoelektrik olarak gözlenmiştir. Toplam 22 gecelik gözlem verileri indirgenmiş ve UBV bantlarında ışık eğrileri elde edilmiştir. Gözlenen 1. ve 2. minimum zamanlarından O-C analizi yapılarak, sisteme ilişkin yeni ışık elemanları belirlenmiştir.

1. GİRİŞ

LS Delphini (HD 199497 = BD+19°4574) sistemi, 1966'da prizma objektifli tayfçeker ile elde edilmiş plaklar üzerinde gösterdiği yaygın tayf çizgileri vasıtası ile Bond (1976) tarafından keşfedilmiştir ve Strömberg'in y filtresinde fotoelektrik olarak gözlenmiştir. Bond elde ettiği 28 noktalı fotometrik ışık eğrisine dayanarak sistemin yeni bir W UMa türü örten çift olduğunu, ışık değişim genliğini 0.15 kadar ve yörünge dönemini 0.3638 gün olarak belirlemiştir.

Sistem HD kataloğuna göre G5 tayf türündedir. Sistemin fotoelektrik gözlemleri Bond (1976), Sezer vd. (1984), Ruyou vd. (1987), ve Wieck ve Wunder (1989) tarafından yayınlanmıştır. Fotometrik gözlemlerin analizi Sezer vd. (1985) ve Liu vd. (bkz. Leung, 1988) tarafından yapılmıştır. Çizelge 1. de verilen analiz sonuçlarına göre sistemin yörünge eğimi ve kütle oranı için çözümler aşağı yukarı aynı olurken potansiyeller ve dolayısıyla bileşen yarıçapları oldukça farklı bulunmuş, sonuçta Sezer vd. (1985) sistemi degen bir çift yıldız, Liu vd. ise "Reverse Algol" olarak belirlemişlerdir. Bu bakımdan iki ayrı çözümde sistemin karakteri

farklıdır. Minimum derinliklerinin çok farklı olmaması değen çift yıldız modelini desteklese de çift yıldızların evrimi açısından önemli olması nedeniyle sistemin türünü belirlemek için gözlemlerin yeniden ve dikkatle analiz edilmesi gerekmektedir.

Çizelge 1. LS Del'in fotometrik analiz sonuçları.

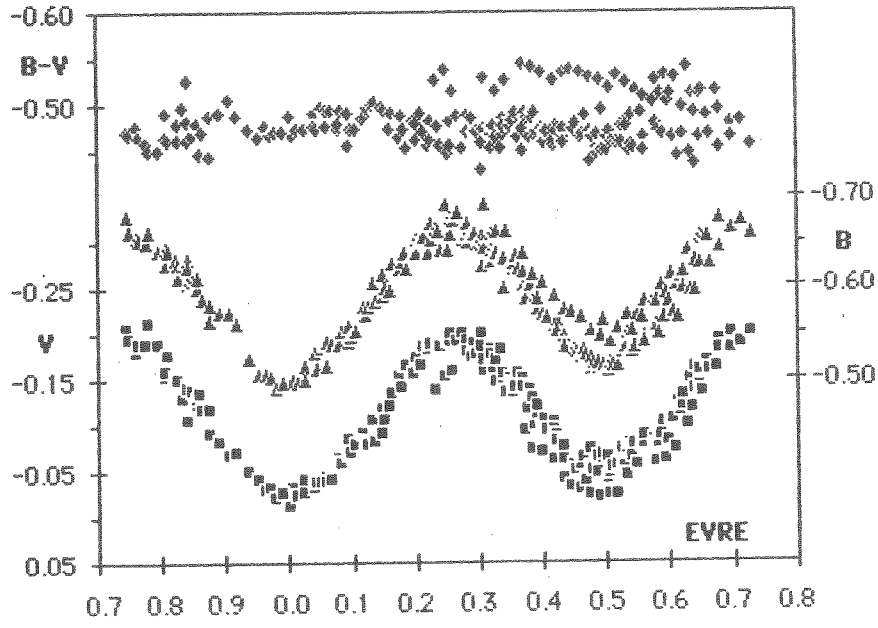
	Sezer vd. B	V	Liu vd. V
i	47.6	48.5	52.7
q	1.72	1.78	1.66
L _h	0.449	0.384	0.50
α	4.8555	4.9305	5.44, 4.76
T _h (°K)	5780	5780	5520
T _c (°K)	5487	5704	4718
r _h	0.331	0.328	0.267
r _c	0.427	0.429	0.422
Tür	Değen çift yıldız		"Reverse Algol"

2. YENİ GÖZLEMLER

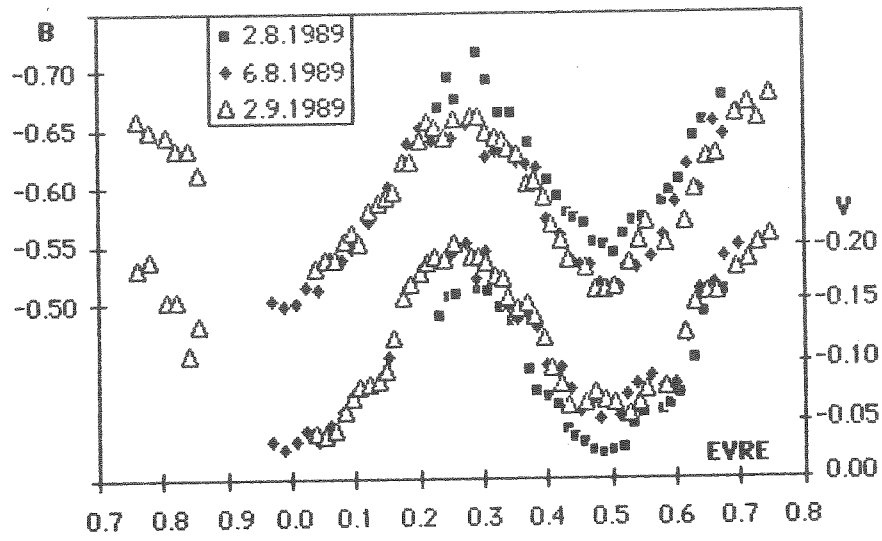
LS Delphini çift yıldız sistemi 1987, 1988, ve 1989 yıllarında toplam 22 gece A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'nde UBV bantlarında fotoelektrik olarak gözlenmiştir. Gözlemler, 30 cm Maksutov-Cassegrain teleskobu ve EMI 9789 QB fotokatlandırıcısı kullanılarak yapılmıştır. Mukayese yıldızı olarak BD+19°4568 (KO), denet yıldızı olarak BD+19°4576 (KO) kullanılmıştır. Gözlem süreleri içinde mukayese yıldızının denet yıldızına oranla belirli bir değişim göstermediği görülmüştür.

1987 ve 1988 yıllarında yapılan 14 gecelik 170 gözlem noktasından ilk iki gecelik 15 gözlem noktası, kötü gözlem koşulları nedeniyle kullanılmamıştır. Sistemin U bandında ilk kez elde edilen ışık eğrileri, minimum derinliklerinin renge fazla bağlı olmadığını göstermektedir. 1987 ve 1988 yıllarında yapılan gözlemler daha kısa sürelidir ve gözlem kaliteleri 1989 gözlemlerine göre daha düşüktür. 1989 yılında alınan bir gözlem noktasının olası hatası U,B ve V renklerinde sırasıyla 0.05, 0.03 ve 0.02 ksdır iken, 1987 ve 1988 yıllarında yapılan daha kısa süreli gözlemler için bu hatalar biraz daha büyüktür. U gözlemleri ışık değişiminin irdelenmesinde yararlanılamayacak durumdadır. 1989 gözlemleri B ve V bantlarında Şekil 1. de renk eğrisi ile beraber gösterilmiştir.

Uzun süreli gecelik gözlemlerde minimum ve maksimum seviyelerinin gecedan geceye 0.01 - 0.03 kadırlık değişimler gösterdiği



Şekil 1. LS Del 1989 ışık eğrileri



Şekil 2. 1989'da uzun süreli üç gecelik gözlemler.

belirlenmiştir. 1989 gözlemlerinde minimum derinliklerinin ortalama değeri B'de 0.16 ve 0.15 kadirken, Y'de 0.17 ve 0.14 kadirdir. Buna göre minimum seviyeleri arasındaki fark B'de 0.01 ve Y'de 0.03 kadirdir. 1989 da 2 ve 6 Ağustos geceleriyle 2 Eylül gecesi yapılan uzun süreli gözlemler Şekil 2. de gösterilmiştir. Bu gözlemlerde ilginç bazı noktalar dikkati çekmektedir. Öncelikle, ikinci maksimum seviyesi 6 Ağustos ve 2 Eylül gözlemlerinde her iki renkte de aynı olurken 2 Ağustos gözlemlerinde Y renginde 0.04 kadir daha sönük, B renginde 0.03 kadir daha parlaktır. Birinci maksimumda da aynı durum gözlenmektedir. Şekle göre sistemin 2-6 Ağustos arasında, 2 Ağustos gözlemlerine göre, Y renginde en ez 0.03 kadir parladığı ve B renginde de aynı miktarda sönümlendiği anlaşılmaktadır. İkinci olarak 0.14-0.18, 0.38-0.40 ve 0.56-0.64 evre aralıklarında farklı gecelere ait Y gözlemlerinin dağılımı eğri üzerinde benzer değişim göstermektedir. Bu değişimler B renginde fazla belirgin değildir. Bunların, ilgili evrelerde ek soğurma yapan soğuk bölgelerden kaynaklandığı söylenebilir.

Sistemin $\Delta(B-Y)$ rengi evreden bağımsız ve -0.46 dır. Değeri çift yıldız olarak, anakol yıldızı olması gereken LS Del için G5 tayf türü kabul edilirse $(B-Y)=0.66$ olmalıdır (Popper 1980).

$$(B-Y)_{\text{değ.}} - (B-Y)_{\text{muk.}} = -0.46$$

bağıntısından mukayese olarak kullanılan ve KO tayf türünden olan BD+19°4568 yıldızı için $(B-Y)_{\text{muk.}} = 1.12$ bulunur ki bu değer (Flower 1977 tablolarına göre) onun dev olmasını gerektirdiğini göstermektedir.

LS Del'in ışık eğrilerinde kısa süreli kararsız değişimlerin dışında W UMa türü ışık değişimini sağlayan etkileri belirleyebilmek için sistemin 1989 gözlemlerine

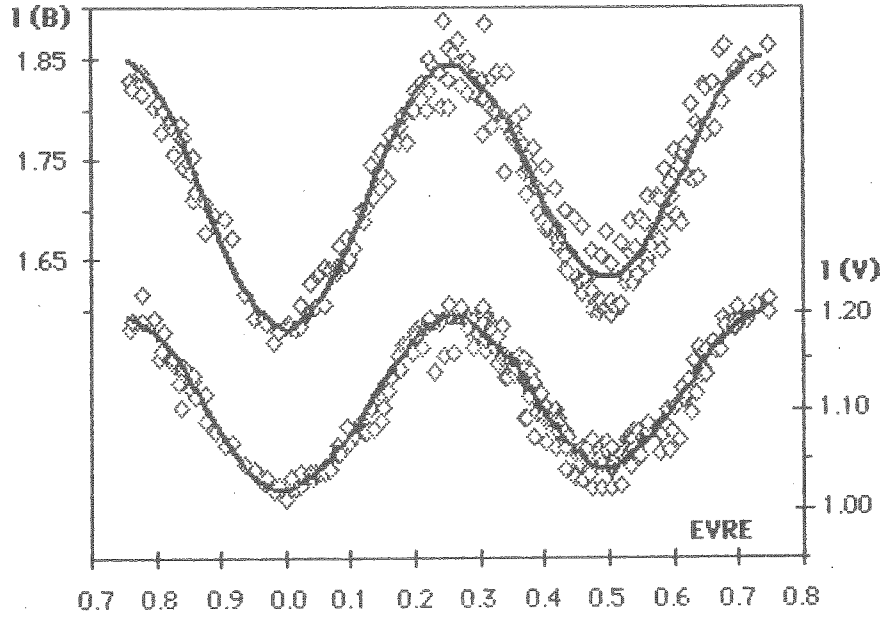
$$I = A_0 + A_1 \cos \theta + A_2 \cos 2\theta + B_1 \sin \theta$$

şeklinde bir Fourier serisi fit edilmiştir. Bu fitler Şekil 3. de gösterilmiştir. Fitleri temsil eden Fourier katsayıları Çizelge 2. de gösterilmiştir. Fourier katsayılarından A_1 yansıma etkisinin ölçeği, A_2

Çizelge 2. 1989 gözlemlerine fit edilen Fourier serilerinin katsayıları

	A_0	A_1	A_2	B_1
B Rengi :	1.7260	-0.0253	-0.1204	-0.0047
Y Rengi :	1.1105	-0.0141	-0.0795	-0.0045

başıklık etkisinin ölçeği ve B_1 de asimetri ölçeği olarak bilinmektedir. Yapılan uygulamada B_1 değerleri gözlem yamalıları mertebesinde daha



Şekil 3. 1989 gözlemlerine uygulanan Fourier fitleri

küçük bulunmuştur. A_2/A_1 ise B renginde 5 ve V renginde 6 yöresindedir. Buradan LS Del'in ışık eğrilerinde basıklık etkisinin yansıma etkisine göre 5-6 kat daha fazla olduğu söylenebilir.

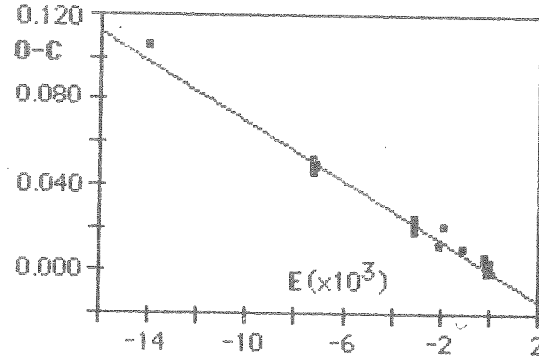
3. FOTOMETRİK DÖNEM

1987 ve 1988 gözlemlerinden 2, 1989 gözlemlerinden 5 tane olmak üzere toplam 7 minimum zamanı bulunmuştur. Bunlardan 2 tanesi I. min, 5 tanesi II. min'a aittir. 1989 gözlemlerinden elde edilen minimum zamanlarından ortalama olarak bulunan epoch ve dönem analizi ile elde edilen dönem kullanılarak tüm minimum zamanları için O-C analizi yapılmıştır. Bu analizde Bond'un minimumu Sezer vd. (1984)'nin belirttiği gibi min I değil, min II olarak ele alınmıştır. Şekil 4. de sistemin tüm minimum zamanlarına ait O-C grafiği görülmektedir. Bu verilere yapılan lineer fit sonucu, dönem ve epoch düzeltmesi yapılarak, sistemin yeni ışık elemanları;

$$\text{HJD (I. Min)} = 2447790.4247 + 0.3638384 * E$$

$$\pm 0.0011 \quad \pm 0.0000002$$

olarak belirlenmiştir. Şekil 1., 2. ve 3. de gösterilen ışık eğrileri için evre hesabı bu elemanlarla yapılmıştır.



Şekil 4. Minimum zamanlarına ilişkin O-C grafiği

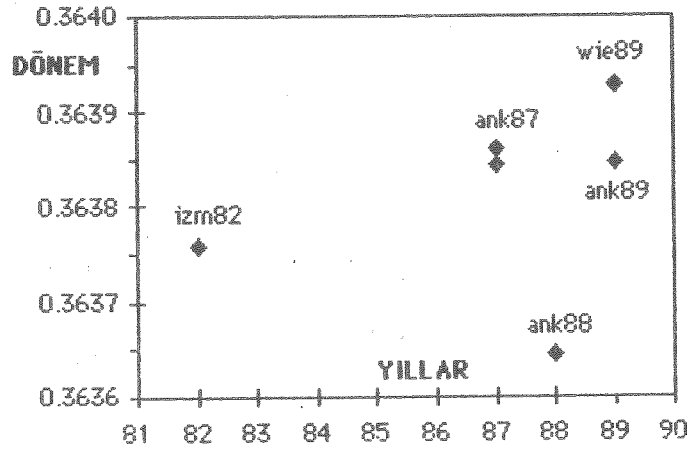
LS Del'in ışık eğrilerine ayrı ayrı dönem analizi uygulanarak, her ışık eğrisi için fotometrik dönem, minimum zamanlarını kullanmadan ayrıca bulunmuştur. Dönem analizinde Belserene (1982)'nin algoritması kullanılmıştır. Bu algoritma Laffer ve Kinman (1965)'in sıralama yöntemini temel almaktadır. Bu yöntemle göre, olası dönemin içinde yer alacağı bir dönem aralığı sečililmektedir. Bu aralık, yine seçime bağlı bir duyarlılıkla iteratif olarak taranmaktadır. Ardışık gözlem noktaları arasındaki koordinat farklarının kareleri toplamı minimum olan ışık eğrisine karşılık gelen dönem, sistemin dönemi olarak alınmaktadır. Bu yöntem LS Del için elde edilebilen tüm ışık eğrilerine uygulanmıştır. Sonuçlar çizelge 3. de görülmektedir.

Çizelge 3. Farklı ışık eğrilerine uygulanan dönem analizinin sonuçları.

ışık Eğrisi	Bant	Duyarlık	Dönem
Sezer vd.(1984)	B	0.000005	0.363760
>>	V	>>	0.363760
A.Ü. Gözlemevi 1987	B	>>	0.363860
>>	V	>>	0.363845
A.Ü. Gözlemevi 1988	B	>>	0.363645
>>	V	>>	0.363645
A.Ü. Gözlemevi 1989	B	0.0000001	0.3638453
>>	V	>>	0.3638460
Wieck ve Wunder (1989)	V	0.000005	0.363930

Şekil 5. te elde edilen dönem değerlerinin, ait oldukları yıllara göre dağılımını görülmektedir. Şekilden de anlaşılaçağı gibi dönemin yıllara göre düzensiz bir değişim gösterdiği görülmektedir. Sistemin B bandında, 1989

gözlemlerinden, dönem analizi sonucu elde edilen değer, O-C analizinde kullanılmıştır.



Şekil 5. Dönem analizi sonuçlarının yıllara göre dağılımı.

Çizelge 3. deki dönemlerin ortalaması $P_{ort}=0.363793\pm0.000098$ gündür. Çizelge 3. den ve şekil 5. deki dağılımdan da anlaşılacağı gibi fotometrik dönem çok kısa sürelerle ve büyük olasılıkla ışık eğrisindeki değişimlere bağlı olarak onbinde bir gün mertebesinde ($\Delta P=0.0001\text{gün}=8.6\text{sn.}$) değişmektedir. Ard arda yapılan uzun süreli gecelik gözlemlerin dönem analizi de bunu göstermektedir. Dönem analizi ile bulunan ortalama dönemle, O-C analizinden bulunan ortalama dönem arasındaki fark 0.000045 gündür. Sistemin yayınlanmış fotometrik dönemleri, bu çalışmada bulunanlarla beraber çizelge 4. de verilmiştir. Çizelgede parantez içindeki sayılar son basamaklardaki standart hataları vermektedir.

Çizelge 4. LS Del'in fotometrik dönemleri.

P (gün)	Kaynak
0.3638	Bond (1976)
0.3638368(4)	Sezer vd. (1984)
0.3639207(3)	Ruyou vd. (1987)
0.36383792(16)	Wieck ve Wunder (1989)
0.3638384(2)	O-C analizi (bu çalışma)
0.363793(98)	dönem analizi (bu çalışma)

4. SONUÇLAR

Bu çalışmada ulaşılan sonuçlar maddeler halinde aşağıda verilmiştir:

- a) Sistemin ışık eğrisinde kısa zaman aralıklarında 0.01 - 0.04 kadirlik düzensiz değişimler olmaktadır. Dolayısıyla minimum ve maksimum seviyeleri ve minimum derinlikleri aynı ölçüde düzensiz değişime uğramaktadır.
- b) ışık eğrilerindeki kısa süreli değişimler ve minimum derinliklerinin çok küçük olması ($\approx 0.14-0.17$ kadir) nedeniyle ışık eğrisi analizlerinin sağlıklı sonuç vermesi beklenmemelidir. Bu nedenle Sezer vd. (1985) sistemi W-türü değen çift yıldız olarak bulurken Liu vd. (bkz. Leung 1988) sistemi "reverse algol" olarak belirlemişlerdir. Sistemin türü daha kısa sürede tamamlanan, sürekli ve daha duyarlı gözlemlerin analiziyle saptanabilir.
- c) Düzensiz görünen değişimlerin gerçekten düzensiz olup olmadığı ve fotometrik dönemi ne kadar etkilediği daha duyarlı ve sürekli gözlemlerle saptanabilir.
- d) Sistemin W UMa türü ışık değişiminde asıl katkının basıklık etkisinden geldiği, ortalama eğrilerde asimetrinin boşlanacak kadar düşük olduğu Fourier analizi ile belirlenmiştir.
- e) Fourier analizine göre toplam ışık değişiminin enaz %20'si "yansıma" etkisinden kaynaklanmaktadır. W UMa türü sistemler için bu değer oldukça büyüktür. Büyük olasılıkla bileşenler arası sıcak bir bölgenin ısınımı, ışık eğrilerinde "yansıma" etkisi olarak görünmektedir.
- f) Sistemin evreye bağlı olmayan sabit $\Delta(B-V) = -0.46$ değeri ve G5Y tayf türüne kaşılık gelen $(B-V) = 0.66$ renk indisi kullanılarak mukayese yıldızı BD+19°4568'in KO III devide olduğu saptanmıştır.
- g) Sistemin fotometrik döneminde çok kısa sürelerde ve büyük olasılıkla ışık eğrisindeki değişimlere bağlı olarak onbinde bir gün mertebesinde değişimler olduğu saptanmıştır. Bu nedenle farklı eğrilerden bulunan dönem analizi sonuçları virgülden sonra dört basamaktan sonra farklıdır. Sistemin yeni ışık elemanları,

$$HJD (I. Min) = 2447790.4247 + 0.3638384 * E \\ \pm 0.0011 \quad \pm 0.0000002$$

olarak bulunmuştur.

- h) Gecelik V gözlemlerinde belli evrelerde görülen sistematik değişimlerin düzenli gözlenmesi, dönem değişiminin ve sistemin fiziksel yapısının daha iyi anlaşılmasına ışık tutabilir.

KAYNAKLAR

- Belserene, E.P., 1982, IAPPP Commun., no:8, 19
- Bond, H.E., 1976, IBVS, no: 1214
- Flower, P.J., 1977, Astron. and Astrophy., 54, 31
- Lafler, J. ve Kinman, T.D., 1965, Astrophy. Jour. Suppl., 11, 216
- Leung, K.C., 1988, "Critical Observations Versus Physical Models for Close Binary Systems" Editör: Leung, K.C., Gordon & Breach: NewYork, sayfa:93
- Popper, D.M., 1980, Ann. Rev. Astron. and Astrophy., 18, 115
- Ruyou, W., Wenxian, L. ve Qingyuan, F., 1987, IBVS, no: 2982
- Sezer, C., Gülmen, Ö. ve Güdür, N., 1984, IBVS, no:2553
- Sezer, C., Gülmen, Ö. ve Güdür, N., 1985, Astrophy. and Sp. Sci. 115, 309
- Wieck, M. ve Wunder, E., 1989, IBVS, no:3406

C.İBANOĞLU: B ile V ters yöne gidiyor, ona hiç bir yorum getirmediğiniz değil mi?

S.SELAM: Onu yorumlamadım. Ölçü hatası değil, oldukça kaliteli bir gecenin gözlemi o.

Z.ASLAN: Ben, bu renk tayfına bağlı gözlemden tayf türünü BOIII buldunuz ona takıldım biraz, onu pek anlamadım. Anlamak için şunu sormak istiyorum, yıldızın uzaklığı hakkında bir fikriniz var mı? Mukayese ile birleştirdiğinizde görünen kadiri kaç?

S.SELAM: 9.8 kadir civarı.

Z.ASLAN: Bu, aşağı yukarı ana kol yıldızı olsa GV-GIV, 5.kadirden bir yıldız, uzaklık modülü nedir, şu anda hatırlamıyorum ama ben sizin burada bulduğunuz tayf türünü biraz kuşku ile karşılıyorum. Sebebini yıldızlar arası kızıllaşma oluşturabilir. Eğer yıldız yeteri kadar uzak ise, siz sadece mukayese ile aradaki farkını alarak renk buldunuz. Mukayese ile ikisinin arasındaki uzaklık farklı olabilir. Bu durumda yıldızlar arası kızıllaşma az bile olsa etkiler.KOIII dev bölgesindeki bir dev yıldızın renk göstergesi, üçüncü sınıftan bir yıldız aşağı yukarı G8 civarında bir ana kol yıldızına denk. Buradaki fark bundan kaynaklanabilir.

OO AQUILAE DEĞEN ÇİFT YILDIZI

Osman Demircan

A.Ü. Fen Fak., Astronomi ve Uzay Bil. Bölümü
06100 Tandoğan, Ankara

ÖZET:

OO Aql değen çift yıldızının ışık eğrileri Roche modeline göre analiz edilmiştir. sistemin hem A-türü hem de W-türü görülebileceği saptanmış, bileşen yıldızlar için elde edilen salt parametreler kütle m-yarıçap R, kütle oranı q-yarıçap oranı k ve dönem p-açısai momentum J gibi diyagramlarda yerine konarak sistemin evrim durumu tartışılmıştır.

Ayrıca OO Aql'nın yayınlanmış minimum zamanları literatürden toplanıp sistemin yörünge dönemindeki değişimler için analiz edilmiştir. 1960 yılında sistemin döneminde ani bir düşme olduğu ve dönemin küçük genlikli salınımlar yaptığı kanıtlanmıştır. Dönemdeki küçük genlikli salınımlar sistemde üçüncü bir cismin varlığı ve sistemin magnetik etkinliği açısından irdelenmiştir.

GİRİŞ

OO Aql 1932'den beri bilinen (Hoffleit, 1932) parlak bir değen çift yıldızdır. Fotoelektrik B ve V gözlemleri Binnendijk (1968), Demircan ve Güdür (1981, bundan sonra DG), Lafta ve Gringer (1985, bundan sonra LG) tarafından yayınlanmıştır. Ankara Üniversitesi Gözlemevinde 1987'den bu yana yapılan U, B ve V gözlemleri henüz indirgeme aşamasındadır. Binnendijk (1968) kendi gözlemlerini Russel ve Merrill (1952) yöntemiyle analiz ederek beklenenin tersine sistemin A türünden olduğunu (derin minimumda büyük ve sıcak yıldızın örtüldüğünü) göstermiştir. Twigg (bkz. Mochnacki, 1981) ve Hrivnak (1984) Binnendijk'in gözlemlerini analiz etmişler, Twigg sistemi W-türü bulurken Hrivnak A-türü olması gerektiğini dikine hız eğrileriyle kanıtlamıştır. Bileşinlerin dikine hız eğrileri ilk kez 4000-4270°A aralığında alınmış 69 orta ayırma güçlü ($15^{\circ}\text{A mm}^{-1}$) tayftan "cross-correlation" tekniğiyle elde edilmiş ve sistemin kütle oranı $q = m_2/m_1 = 0.843$, Twigg'in bulduğu $q = 0.824$ fotometrik değerinden biraz büyük bulunmuştur. Sistemin fotometrik analiz sonuçları Çizelge 1'de, tayfsal analiz sonuçları Çizelge 2'de ve diğer özellikleri Çizelge 3'de özetlenmiştir.

Çizelge 1. 00 Aquila'nın V renginde fotometrik analiz sonuçları

	Binnendijk (1968)	Twigg (1981)	Niarchos (1981)	Jabbar, Kopal (1983)	Lafta, Gringer (1985)	Hrivnak (1989)
r_1	.39	.402	.377	.454	.417	.416
r_2	.31	.368	.304	.298	.345	.386
i	82°.0	87.2	77°.2	70°.1	87.05	90.0
k	0.80	0.915	0.810	0.660	0.829	0.928
q	—	0.824	—	—	0.849	0.843
L_1	0.610	—	0.690	0.632	0.650	0.550

Çizelge 2. 00 Aquila'nın tayfsal analiz sonuçları.
(Hrivnak 1989'tan alınmıştır)

V_0 kms-1	- 45.2±0.9
K_1 kms-	151.9±1.2
K_2 kms-1	180.2±1.3
$a_1 \sin i$ (R_0)	1.521±0.012
$a_2 \sin i$ (R_0)	1.804±0.013
$M_1 \sin^3 i$ (M_0)	1.041±0.018
$M_2 \sin^3 i$ (M_0)	0.877± 0.015
$q = M_2/M_1$	0.843 ± 0.008

Çizelge 3. 00 Aquila'nın diğer özellikleri.

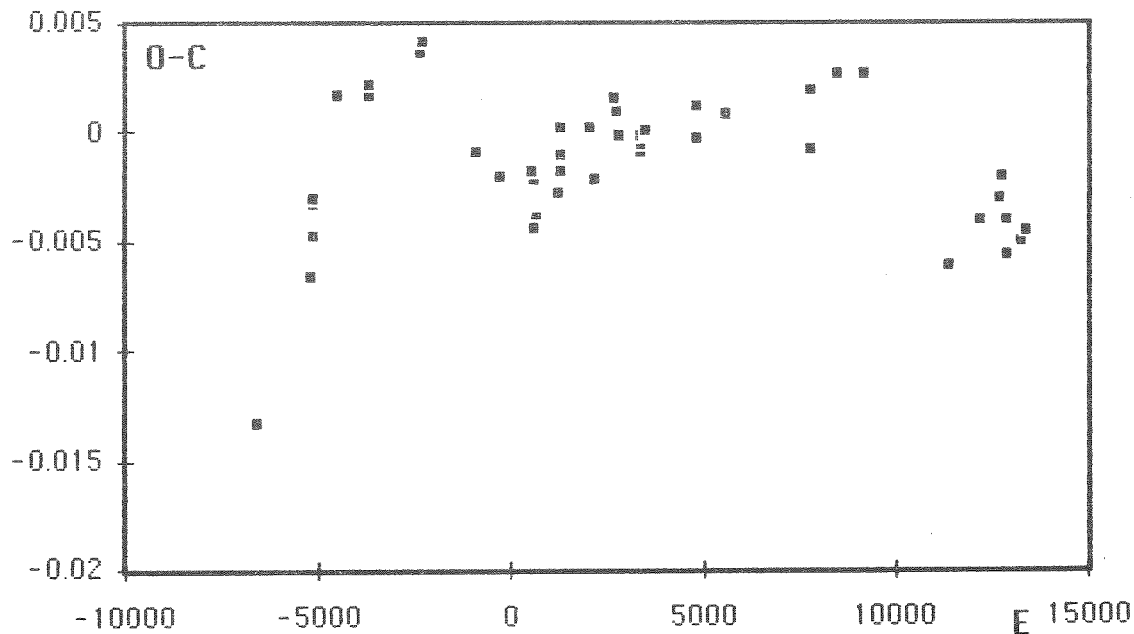
Dönem P(gün)	0.506789	
Tayf türü	G5V	Roman (1956, Hrivnak (1989)
B-V	0.76	Eggen (1967)
U-B	0.26	Eggen (1967)
b-y	0.46	Rucinski, Kaluzny (1981)
V	9.31	Rucinski, Kaluzny (1981)
E(B-V)	0.0	Rucinski, Kaluzny (1981)
M_V	4.8	Eggen (1967)
v_0-M_V	4.8	Eggen (1967)
uzaklık (parsek)	136	Hrivnak(1989)

Sistemin yörenge döneminde 1960'lı yılların başında ani bir düşme olduğu Binnendijk (1968) tarafından gösterilmiş, DG tarafından kanıtlanmıştır. DG döneminde bu ani düşmeyi sistemden kütle kaybı olmaması halinde büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene $\approx 5.56 \cdot 10^{-5} M_{\odot}$ madde aktarımıyla açıklamışlardır. DG ayrıca dönemin küçük genlikli (≈ 0.005 gün) ve ≈ 6 yıl dönemle salınımlar yaptığını göstermiş ve bunun sisteme bağlı 3. bir cismin varlığından veya göreceli yörüngenin salınım yapmasından kaynaklanmış olabileceğini vurgulamışlardır. Sistemin tayfında manyetik etkinlik belirtici olan CaII ve MgII salınmaları fazla belirgin değil ve x ışın gözlemi hiç yapılmamış (Hrivnak 1989).

Bu çalışmada, 1981'den bu yana gözlenen yeni minimum zamanları da dikkate alınarak dönemde küçük genlikli salınımların varlığı kanıtlanmış ve var olabilecek üçüncü cismin özellikleri irdelendikten sonra salınımların oluşumu için yeni bir görüş üzerinde durulmuştur. Çalışmanın ikinci kısmında birbirinden oldukça farklı olan ışık eğrileri Wilson ve Devinney (1971) yöntemiyle analiz edilerek ışık eğrisindeki değişimlerin nedenleri üzerinde durulmuştur. Sonuç bölümünde sistemin evrim durumu tartışılmıştır.

2. DÖNEM DEĞİŞİMİ

OO Aquila'nın sadece fotoelektrik gözlemlerden oluşan (O-C) eğrisi Şekil 1 de gösterilmiştir. Sistemin döneminde 1960 yıllarında ani bir düşme ($\Delta P/P = 10^{-4}$) olduğu ve dönemin küçük genlikli salınımlar (sadece iki çevrim) yaptığı şekilden görülmektedir. 1960 yılından sonra gözlenen ilk salınımın ani dönem



Şekil 1. OO Aql'nın fotoelektrik gözlemlerden oluşan O-C eğrisi.

azalmasından etkilendiği düşünülürse ikinci salınımdan salınım döneminin en az 20 yıl olması gerektiği görülür. Yeni gözlemlere göre salınım genliğinin zamanla arttığı ve son salınımda ≈ 0.008 gün yöresinde olduğu görülmüştür.

1960'lı yıllarda kendini gösteren ani dönem düşmesinin etkisi nedeniyle gözlenen iki çevrimden salınım dönemi ve genliğinin doğru değerlerini saptamak mümkün değildir. Bu yıllarda dönem, salınının minimum evresindedir. Büyük kütleli bileşenden küçük kütleli bileşene kütle aktarımı olursa (O-C) eğrisi düşmeye devam edecek olmazsa dönem artmaya başlayacak ve salınımına devam edecektir. Bu salınının sistemde 3. bir cismin varlığından kaynaklandığı kabul edilirse 3. cisme ait kütle fonksiyonu 0.007 bulunur ve 3. cismin kütlesi bu cisme ait yörüngenin eğimine bağlı olarak $i > 30^\circ$ ise $m_3 < 0.8 M_\odot$ olur. Sistemde var olduğu kabul edilen üçüncü yıldız bir anakol yıldızı ise kütle ışınım bağıntısına göre bolometrik salt parlaklığı $M_{bol} > 6.5$ kadir olması gerekir. Sistemin uzaklığı da 136 parsek olarak bilindiğine göre 3. yıldızın 00 Aql'dan $0''.01$ uzakta ve 12-15 kadir parlaklığında görünmesi beklenir. Şimdiye kadar sistemde böyle bir bileşen yıldızın varlığı rapor edilmemiştir.

1960 yılından sonra belirlenen fotoelektrik minimum zamanlarının analizinden sistemin yeni ortalama ışık elemanları

$$\text{Hel. Min I} = 24\ 40\ 522.2934 + 0.50678858 \times E \\ \pm 0.0005 \quad \pm 0.00000007$$

olarak bulunmuştur.

Diğer taraftan yeni bir görüşe göre (Applegate, 1989) bir çift yıldız bileşeninde magnetik çevrim nedeniyle dönemli yapı değişikliği çekimsel bağlılık sonucu yörünge dönemine yansiyabilir. Bir çift yıldız bileşeninin konvektif katmanında üretilen magnetik alan, katmandaki toplam basıncı dolayısıyla madde dağılımını ve eşpotansiyelli yüzeyleri etkiler ve bu etki magnetik çevrim nedeniyle dönemli olarak değişir. Bağlı olarak dönme açısal momentumu da dönemli olarak değişir. Bileşen yıldız çekimsel olarak yörüngeye kilitli olduğu için yörünge açısal momentumu da dönemli bir değişime zorlanır ve sonuçta yörünge dönemi magnetik etkinlik dönemiyle küçük genlikli salınımlar yapar. 00 Aql'nın döneminde gözlenen küçük genlikli salınımlar bu modelle açıklanabilir. Ancak bu durumda salınımların, magnetik etkinlik belirteçleriyle beraber bir korelasyon içinde olması beklenir.

3. IŞIK EĞRİSİNDE ŞEKİL DEĞİŞMELERİ

00 Aql'nın ışık eğrilerinde şekil değişikliği ve O'Connell etkisi ilk kez Binnendijk (1968) tarafından not edilmiştir. Bu çalışmada sistemin tüm ışık eğrileri toplanarak değişimlerin niteliği incelenmiştir. Değişimler (i) minimum derinliklerinin değişmesi, (ii) maksimum seviyelerinin değişmesi ve (iii)

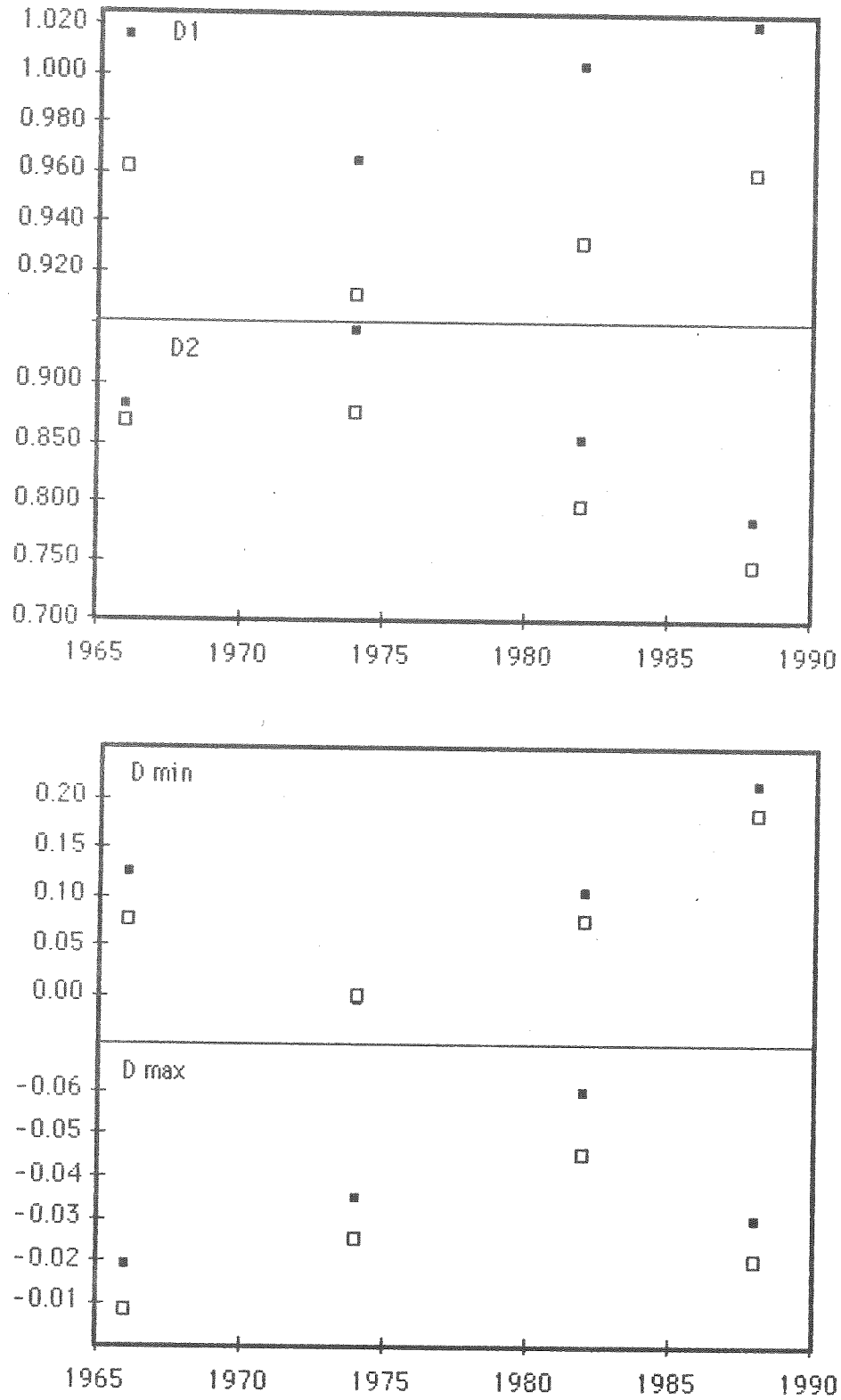
omuzlarda yarıyayrık çift yıldızlara özgü küçük çıkıntılarının varlığı şeklinde kendini göstermektedir. Son değişimi şimdilik bir yana bırakarak ilk iki değişimin niteliğini anlamak için toplanan her ışık eğrisinden minimum ve maksimum seviyeleri okunduktan sonra

$$\Delta \text{ min} = \text{mag. (min. I)} - \text{mag. (min. II)}$$

$$\Delta \text{ max} = \text{mag. (max.I)} - \text{mag. (max. II)}$$

$$D_{1,2} = \text{mag. (min. I, II)} - \text{mag. (max. I, II)}$$

büyüklikleri oluşturuldu ve bunların zamanla değişimine bakıldı (Şekil 2). Şekilden görüldüğü gibi bu asimetri ölçüleri birbirine bağlı olarak düzenli bir değişim göstermektedir. Min. I derinliği D_1 azalırken min. II derinliği D_2 artmakta, min. seviyeleri arasındaki fark $\Delta \text{ min.}$ azalmakta ve max. seviyeleri arasındaki fark $\Delta \text{ max.}$ artmaktadır. Eldeki verilere göre düzenli değişimin dönemi 25-40 yıl arasındadır. İlginçtir ki bu değişim dönemi tahmin edilen yörünge döneminin salınım döneminden çok farklı değildir. Bu nedenle her iki değişimin nedeni de aynı olabilir. Bu olasılık dikkate alınarak dönem değişimleriyle asimetri ölçülerinin değişimi arasında korelasyon arandı ve hiçbir korelasyon bulunamadı. $\Delta \text{ max.}$ değişimi hariç diğer asimetri ölçüleri 1974 te minimum veya maksimum değerdeyken, yörünge dönemi ≈ 1969 yılında minimumda ve ≈ 1978 yılında da maksimumda görünmektedir. Bu durumda asimetri değişimlerinin ve dönem salınımlarının aynı nedenden kaynaklanmış olabileceğini söylemek mümkün görünmemektedir. Diğer taraftan Şekil 2 ye dikkatli bakılırsa $\Delta \text{ max.}$ değişiminin de diğer asimetri değişimleriyle tam bir korelasyon içinde olmadığı görülür. Buna göre minimum derinliklerinin ve seviyelerinin O'Connell etkisine fazla bağlı olmadan değişmiş olabileceği anlaşılmaktadır. O'Connell etkisinin dolayısıyla $\Delta \text{ max.}$ değişiminin nedeni magnetik leke çevrimi ise minimum seviyelerinin değişim nedeni bileşen yıldızlardan birinin parlaklığındaki başka bir nedenle (örneğin kütle aktarımı nedeniyle) değişim olmalıdır.



Şekil 2. 00 Aql'nın ışık eğrilerinde Δ_{min} , Δ_{max} ve $D_{1,2}$ değerlerinin zamanla değişimi

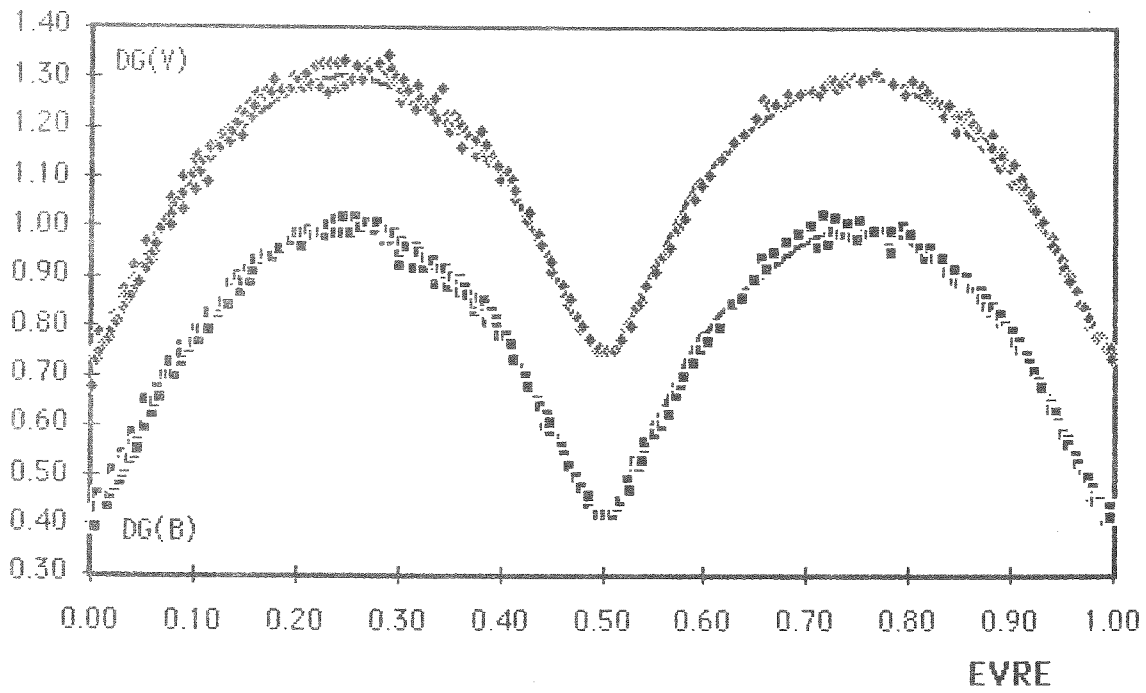
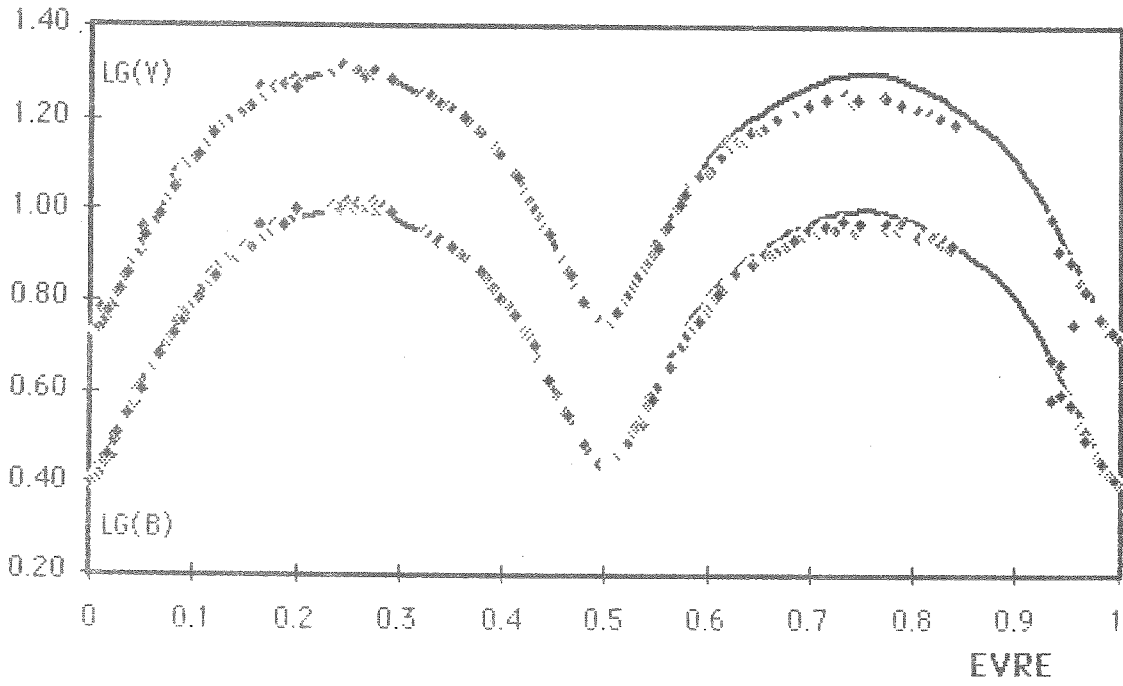
Alternatif olarak Δ_{max} değişiminin nedeni madde aktarımı sonucu parlaklık değişimi ise minimum seviyelerinin değişim nedeni magnetik leke çevrimi

olabilir. Minimum seviyeleri daha düzgün bir değişim gösterdiği için bu alternatif görüşün doğru olma olasılığı daha fazladır. Bu konuda daha kesin yargı için sistemin daha uzun yıllar düzenli gözlenmesi gerekmektedir.

4. IŞIK EĞRİSİ ANALİZİ.

Bu çalışmada birbirinden oldukça farklı görünen DG'nin B ve V ışık eğrileriyle LG'nin B ve V ışık eğrileri Wilson ve Dewinney (1971) yöntemiyle analiz edilmiştir. Analizin amacı sisteme ilişkin parametrelerin çözümünden çok ışık eğrilerinin farklı oluşunun anlaşılmasıdır. DG'nin ışık eğrilerinde iki maksimum seviyesi arasındaki fark ≈ 0.03 kadir, ve iki minimum seviyeleri arasındaki fark ≈ 0.00 kadir yöresindeyken bu farklar LG'nin ışık eğrilerinde V renginde ≈ 0.050 ve 0.06 kadir ve B renginde ≈ 0.05 ve ≈ 0.104 kadirdir. DG'nin ışık eğrilerinde birinci minimumu n türünü, dolayısıyla sistemin A türü mü , W türü mü olduğunu belirlemek mümkün değildir. Hatta DG'nin B rengindeki ışık eğrisinde eski ışık elemanlarına göre ikinci minimum olması gereken minimum biraz daha derin görünmektedir.

Gözlem noktaları arasında çizilen ortalama eğri üzerinden 0.01 evre aralıklarıyla yapay noktalar okunmuş, DG'nin ışık eğrileri için 0.50-0.00 evre aralığındaki yapay noktalar, LG'nin V rengindeki ışık eğrisi için 0.00-0.50 evre aralığındaki yapay noktalar ve LG'nin B rengindeki ışık eğrisi için de ortalama bir maksimumla tüm ışık egrisini temsil eden yapay noktalar analize sokulmuştur.



Şekil 3.00 Aq1'nın DG ve LG'ye ait ışık eğrileri. En iyi çözümleri (bkz. çizelge 4) temel alan kuramsal eğriler gözlemler arasına çizilmiştir.

Çözümler "mode 3" e göre ayrı ayrı yapılmış, kütle oranı q Twigg'in çözümünden 0.824 sabit alınmış, bolometrik albedolar $A_1 = A_2$ ve çekim sabitleri $g_1 = g_2$ konvektif dış katmanı olan yıldızlar için teorik değerleri olarak sırasıyla 0.5 (Rucinski, 1969) ve 0.32 (Lucy, 1965) alınmıştır. Üçüncü ışık $I_3 = 0.00$ ve kenar kararım sabitleri $x_1 = x_2$ Al-Naimiy'nin (1978) tablolarından

G5V tayf türü için sabit alınmıştır. İkinci bileşenin (birinci minimumda örten yıldız) sıcaklığı $T_2 = 6250$ °K (bkz. Lafta ve Gringer, 1982) alınmıştır. Analizde serbest bırakılan parametreler: yörünge eğikliği i , birinci bileşenin sıcaklığı T_1 , ortak yüzey potansiyeli $\Omega_1 = \Omega_2$ ve birinci bileşenin kesirsel ısıtım gücü L_1 dir. En iyi çözümler Çizelge 4'te verilmiş ve bu çözümleri temel alan kuramsal eğriler Şekil 3 de gözlemler üzerine çizilmiştir. Şekillerden de görüldüğü gibi gözlemsel ve kuramsal eğriler dikkate alınan evre aralıklarında oldukça iyi bir uyum içindedir. Çizelge 4 incelendiğinde, DG ışık eğrileri için birinci bileşenin daha soğuk, bileşen boyutlarının daha büyük ve yörünge eğiminin daha küçük olduğu, LG ışık eğrileri içinse birinci bileşenin daha sıcak, bileşen boyutlarının daha küçük ve yörünge eğiminin daha büyük (90° ye çok yakın) olduğu görülür. Geometrik büyüklüklerin kısa sürede değişimi fiziksel olarak mümkün görülmediği için bu büyüklüklerin en olası değerleri olarak ortalama değerler standart sapmalarıyla beraber Çizelge 4'ün son sütununda verilmiştir.

Çizelge 4. OO Aquila'nın ışık eğrisi çözümleri.

	DG V	LG V	DG B	LG B	ORTALAMA
$T_{1,2}(K^\circ)$	6174, 6250	6280, 6250	6174, 6250	6270, 6250	—
$\Omega_{1,2}$	3.3680	3.4100	3.3520	3.4150	—
$L_{1,2}$	.530, .470	.549, .451	.554, .446	.548, .452	—
$\Gamma_{1,2}(\text{pole})$	.385, .352	.379, .346	.387, .355	.378, .346	.382±0.004, .350±0.005
$\Gamma_{1,2}(\text{side})$	.407, .371	.400, .364	.410, .374	.399, .363	.404±0.005, .368±0.005
$\Gamma_{1,2}(\text{back})$	.444, .410	.433, .399	.448, .415	.432, .398	.439±0.008, .406±0.008
$\Gamma_{1,2}(\text{mean})$	.411, .377	.403, .369	.414, .381	.402, .368	.408±0.006, .374±0.006
i	$86^\circ.02$	$87^\circ.84$	$86^\circ.75$	$90^\circ.00$	$87^\circ.7\pm1.7$
χ^2	0.00018	0.00012	0.0014	0.00029	—

DG ve LG ışık eğrilerinin oldukça farklı olmasının nedeni birinci bileşenin 1974 te ikinci bileşenden daha soğuk ve 1982 de de ikinci bileşenden daha sıcak olması şeklinde ortaya çıkmaktadır. Bu bakımdan sistem 1974 yılında W-türü görünürken, 1982 de A-türü görünmektedir. Önceki bölümdeki tartışmadan da anlaşıldığı kadarıyla büyük kütleli büyük yarıçaplı birinci bileşen büyük olasılıkla maksimum etkinlik döneminde soğuk lekelerle kaplandığı için ikinci bileşenden biraz daha soğuk olabilmekte ve minimum etkinlik döneminde de üzerinde leke olmadığı için ikinci bileşenden daha sıcak olabilmektedir. Çizelge 4 ten de görüldüğü gibi birinci bileşenin etkinlik çevrimi nedeniyle ortalama sıcaklık değişimi $\approx 100^\circ K$ kadardır. Şekil 2 de Δ min değişiminden anlaşıldığı kadarıyla OO Aql sadece maksimum etkinlik dönemlerinde kısa bir süre W-türü görünmekte diğer zamanlarda A-türü bir sistem olmaktadır.

5. EVRİM DURUMU VE SONUÇLAR

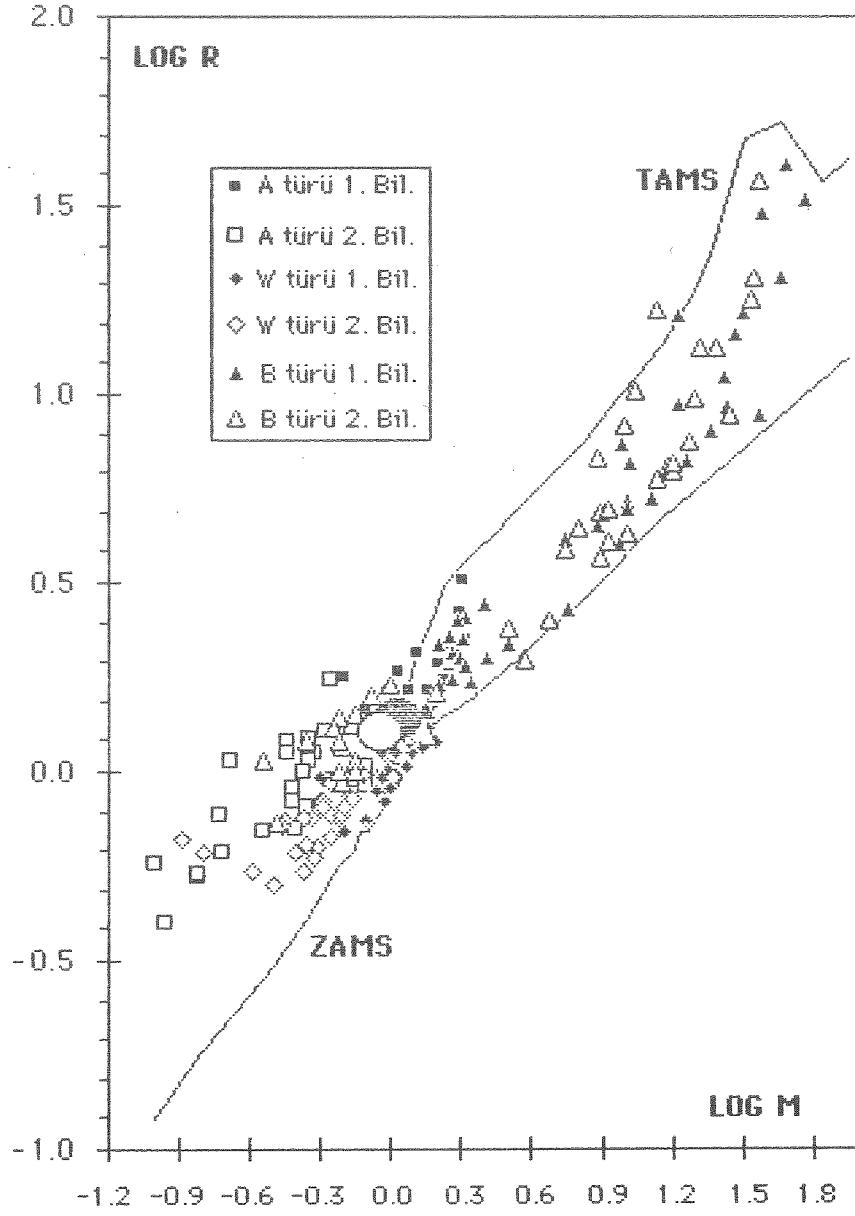
OO Aql'nın evrim durumunu inceleyebilmek için önceki bölümde bulunan ortalama geometrik büyüklüklerle (çizelge 4) sisteme ilişkin tayfsal analiz sonuçları (Çizelge 2) birleştirilerek bileşen yıldızların ayrı ayrı kütleleri, yarıçapları, yüzey çekimleri, ortalama yoğunlukları ve yörünge yarıçapları bulundu. Sonuçlar Çizelge 5'te listelenmiştir.

Çizelge 5. OO Aquila'nın salt parametreleri.

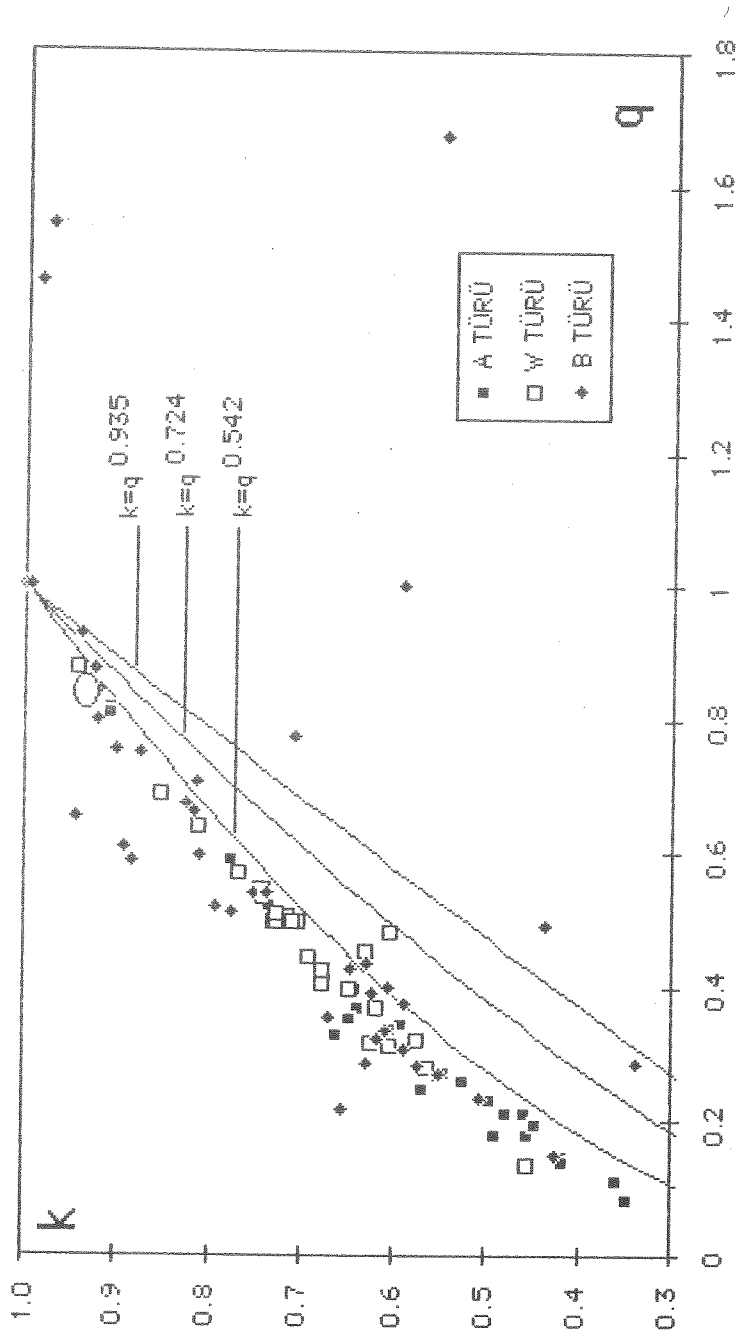
	Birinci Bileşen	İkinci Bileşen
Kütle ($M_{\odot}$)	1.04	0.88
Yarıçap ($R_{\odot}$)	1.36	1.25
$\log g$ (cgs)	4.19	4.19
Yoğunluk ρ (cgs)	0.58	0.63
Yörünge yarıçapı ($R_{\odot}$)	3.33	

Sistemin ısınımsal özellikleri zamanla değiştiği dolayısıyla bulunan değerler büyük yanılgılar içerdiği için bu değerler burada verilmemiştir. Çizelge 5 te verilen parametrelere ek olarak sistemin görelî yörünge açısal momentumu da hesaplanıp tüm bu değerler, salt parametreleri sağlıklı bilinen diğer değen ve değmeye yakın çift yıldızlarla beraber kütle M -yarıçap R , kütle oranı q -yarıçap oranı k , dönem P -açısal momentum J diyagramlarında nokalanmıştır (Şekil 4, 5 ve 6). Diyagramlardan görüldüğü gibi OO Aql sistemi değen ve değmeye yakın çift yıldız sistemleri arasında en büyük k , q ve J değerlerine sahip olan sistemlerden biridir. Küçük kütleli çift yıldızların $q \approx 1$ kütle oranıyla oluştukları ve OO Aql'nın da büyük q ve J değerlerine sahip olduğu dikkate alınırsa sistemde şimdiye kadar fazla kütle aktarımı ve kütle kaybı olmadığı görülür. Dolayısıyla Mochnacki'nin (1981) başka kanıtlarla iddia ettiği gibi önceden ayrık bir çift yıldız olan OO Aql'nın biraz büyük kütleli birinci bileşeni kritik Roche lobunu doldurunca çift yıldız durumuna gelmiş ve büyük kütleli bileşenden zaman zaman kütle akmaya başlamıştır. Bileşen yıldızların ortalama yoğunluklarına bakılırsa birinci bileşenin doğal olarak daha fazla evrimleşmiş olduğu görülür. Bileşen yıldızların Şekil 4'teki konumlarına göre her iki bileşen de TAMS'a çok yakın konumdadır. Merkezde hidrojen yanması bitmiş veya bitmek üzeredir.

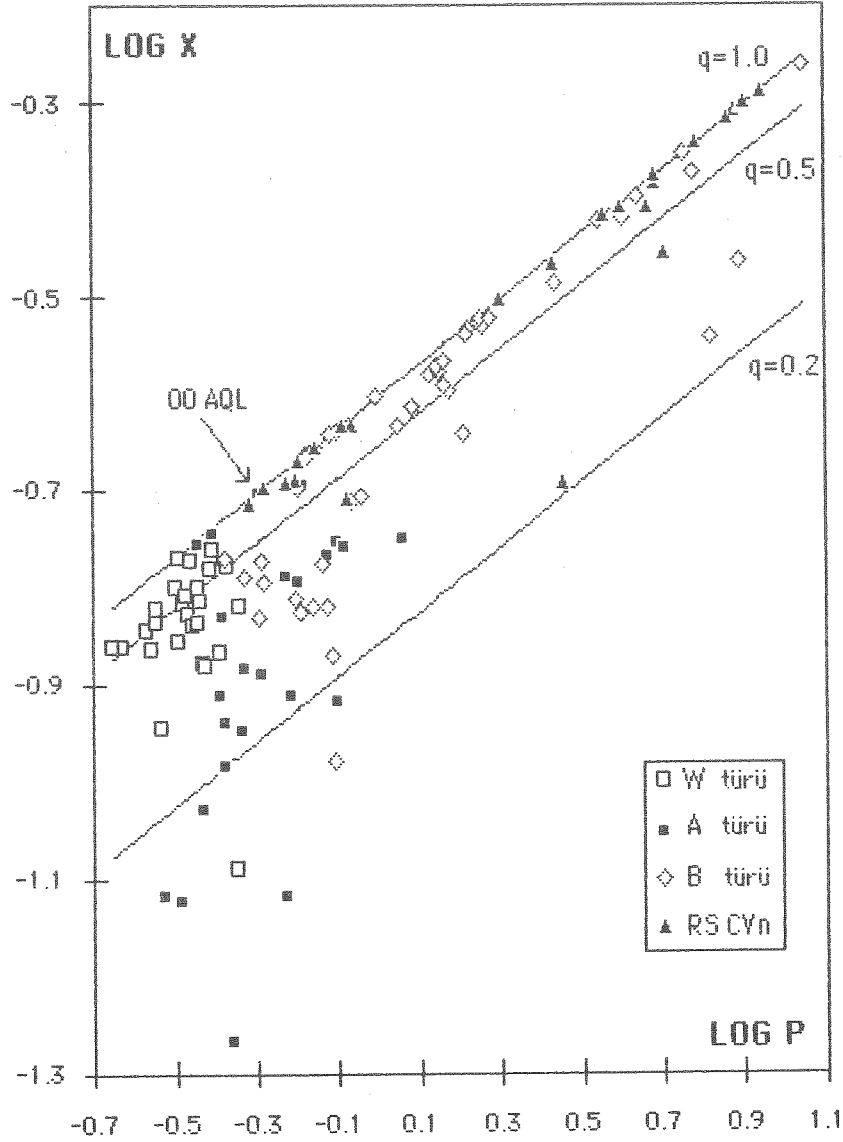
Bu çalışmanın değişik aşamalarındaki yardımları için E. Derman'a, F. Ekmekçi'ye ve G. Kahraman'a teşekkür ederim.



Şekil 4. Değeri ve değmeye yakın çift yıldızların M-R diyagramı (Selam ve Demircan 1990'dan alınmıştır). Diyagramda 00 Aql'nın birinci bileşeni ● ve ikinci bileşeni ○ sembolleri ile gösterilmiştir.



Şekil 5. Değeri ve değeri yakın çift yıldızların k-q diyagramı
(Selam ve Demircan 1990'dan alınmıştır). Diyagramda
00 Aql'ın yeri $\bigcirc$ sembolü ile gösterilmiştir.



Şekil 6. Değeri ve değmeye yakın çift yıldızların Log P- Log J diyagramı (Selam ve Demircan 1990 dan alınmıştır). OO Aql'nın yeri okla gösterilmiştir.

KAYNAKLAR

- Al-Naimiy, H. M. K., 1978, Ap. Space Sci., , 181.
 Applegate, J. H., 1989, Ap. J., , 865.
 Binnendijk, L., 1968, A. J., , 32.
 Demircan, O., Güdür, N., 1981 in Photometric and Spectroscopic binary systems. Ed. E. B. Carling and Z. Kopal, D. Reidel Publ. Co., Holland.
 Eggen, O. J., 1967, Mem. R. Astr. Soc., , 11.
 Hoffleit, D., 1932, Harvard Bull. No:887, 9.
 Hrivnak, B., 1989, Ap. J., , 458.
 Jabbar, S. R., Kopal, Z., 1983, Ap. Space Sci., , 99.
 Lafta, S. J., Gringer, J. F., 1985, Ap. Space Sci., , 23.
 Lucy, L. B., 1967, Zs. F. Ap., , 89.
 Mochnacki, S. W., 1981, Ap. J., , 650.
 Niarchos, P. G. 1981 in Photometric and Spectroscopic binary systems. Ed. E. B. Carling and Z. Kopal, D. Reidel Publ. Co., Holland.
 Roman, N. G., 1956, Ap. J., , 247.
 Rucinski, S. M., 1969, Acta A., , 245.
 Rucinski, S. M., Kaluzny, J., 1981, Acta A., , 409.
 Russell, H. N., Merrill, J. E., 1952, Cent. Princeton Univ. Obs., NO:
 Selam, S., Demircan, O., 1990 Bu toplantıda sunulan tebliğ.
 Wilson, R. E., Dewinney, E. J., 1971, Ap. J., , 605.

N. GUDUR: Bu eğrilerin omuz kısımlarındaki bozulmaları tekrar gördünüz mü?

O. DEMİRCAN: Yeni gözlemler o amaçla değerlendirilmedi; sadece minimum, maksimum seviyelerini kullandık. O da Algollere özgü bir belirteçti, kütle aktarımının bir belirteci, galiba OO Aql.da da o durum kendini gösteriyor.

TÜRKİYE'DE ASTRONOMİ ÇALIŞMALARI. II

Ethem DERMAN

A. Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
06100 Besevler, ANKARA

1. GİRİŞ

Astronomların bilimsel üretimlerinin istatistik çalışmaları son yıllarda birçok bilim adamı tarafından incelenmiştir (Bkz. Abt 1983, Trimble 1986 ve Peterson 1988). Bilimölçme adı da verilen bu tür çalışmalar, astronomların ilgisini çekmekte ve bu alanda yayınlanan makalelerin sayısı gün geçtikçe artmaktadır. Bazı araştırmacılar dergi sayfalarını, bazıları makale sayılarını sayarken birçoğu da makalelerin kalitesini ölçmek için ona yapılan başvuruları saymaktadır. Bilimsel araştırmanın uç noktası bir makale yayınlamaktır. Dönemsel yayınlanan bilim dergileri ise bu araştırmaları bir tür arşivler, keşifleri, verileri ve yeni kuramları yazarlarına göre kaydeder. Dergiler ayrıca, bilimsel gerçekler konusunda yeni düşüncelerin tartışıldığı bir forum ortamı da oluştururlar. Dolayısıyla bilimsel yayınların istatistik çalışmaları bize araştırmaların gelişimi konusunda ayrıntılı bilgi verir.

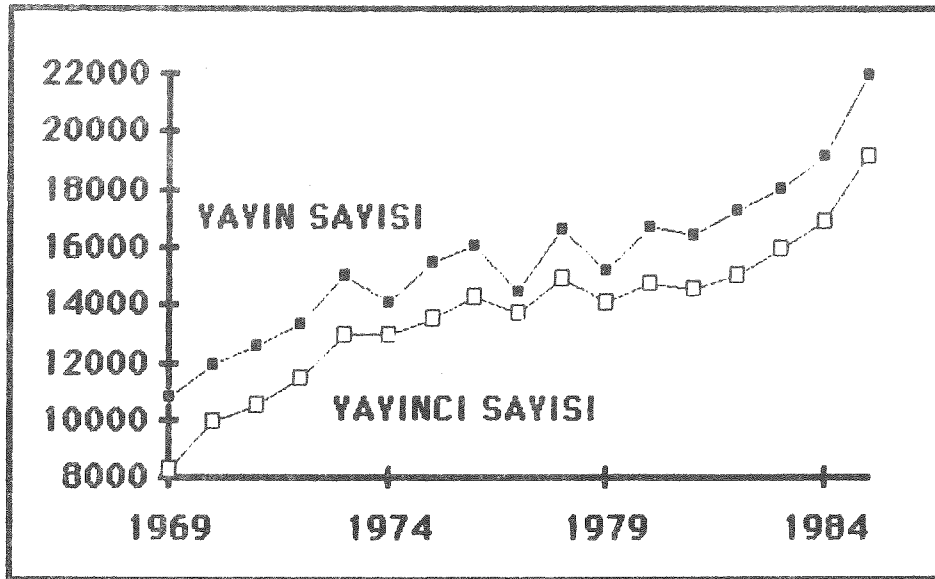
Bu tür çalışmalardan bazı ilginç sonuçlar, Çizelge 1 ve Şekil 1'de görülmektedir (Davoust ve Schmadel 1987). Çizelge 1'deki veriler, "Astronomy and Astrophysics Abstracts (AAA)" ların taranması ile elde edilmiştir. 1969-1985 yılları arasında yayınlanan AAA'ların sayfa sayısı ikinci sütunda daha sonra ise yayınların (YY), yazarların (YZ) ve AAA'daki yazar dizin (YZ DZ SY) sayıları yer almaktadır. Son üç sütunda ise bu sayıların oranları görülmektedir. Bu yıllar arasında, çalışmaların sayısı yılda 10800 den 17 yılda yaklaşık iki katına 21900 ulaşmışken, araştırmacı sayısı 1969 da 8278 iken 1985 de 19208 olmuştur. Bu çalışmalarda adı olan araştırmacıların sayısı ise çizelgenin beşinci sütunundan görüldüğü gibi 16049 dan 48086 ya yükselmiştir. Çizelge 1 deki YY/YZ oranı ise yazar başına yıllık ortalama makale sayısını göstermektedir. Bu oran ortalama 1.1 yöresindedir ve yıllara göre büyük değişim göstermemektedir. O zaman makale sayısındaki büyük artış, astronomların üretiminin artmasına değil, astronomların sayısının artmasına bağlıdır diyebiliriz.

Çizelge 1'deki YZ DZ SY/YY oranı yani yayın başına düşen yazar sayısı 1969 da 1.49 iken 1985 de 2.19 olmaktadır. Bunun sonucunda ise makale başına düşen yazar sayısında büyük bir artım olduğunu, kolektif çalışmaların arttığını söyleyebiliriz. Son yıllarda yapılan bilimsel araştırmalar genellikle çok karmaşık ve uzaydan yapılan gözlemleri de dikkate alırsak pahalı aletler isteyen türdendir ve bir araştırmacı değil bir takım çalışması

gerektirmektedir. Bu oranın artmasındaki diğer nedenler ise koordineli gözlemlerin artması, astronomlar arasındaki iletişimin kolaylaşması ve bilimsel toplantıların sık yapılması olabilir. Son sütundaki YZ DZ SY/YZ oranı ise bir araştırmacının bireysel üretimini vermektedir. Bu oranın yavaş da olsa bir artım gösterdiğini ve 1985 yılında 2.5 değerine ulaştığını görüyoruz.

YIL	AAA SF SY	YAYIN	YAZAR	YZ DZ SY	YY/YZ	YZ DZ SY/YY	YZ DZ SY/YZ
1969	792	10800	8278	16049	1.30	1.49	1.94
1970	848	11950	10000	20160	1.20	1.69	2.02
1971	855	12600	10548	21051	1.19	1.67	2.00
1972	891	13400	11491	22895	1.17	1.71	1.99
1973	1005	15100	12999	28177	1.16	1.87	2.17
1974	1004	14100	13022	26855	1.08	1.90	2.06
1975	1093	15480	13524	27577	1.08	1.89	2.04
1976	1137	16043	14279	31511	1.12	1.96	2.21
1977	1124	14485	13749	27686	1.05	1.91	2.01
1978	1147	16650	14963	32447	1.11	1.95	2.17
1979	1266	15235	14127	30001	1.08	1.97	2.12
1980	1320	16770	14772	33668	1.14	2.01	2.28
1981	1315	16442	14559	33641	1.13	2.05	2.31
1982	1399	17262	15093	35532	1.14	2.06	2.35
1983	1455	18015	16029	37160	1.12	2.06	2.32
1984	1554	19135	16928	39739	1.13	2.08	2.35
1985	1839	21978	19208	48086	1.14	2.19	2.50

Çizelge 1. "Astronomy and Astrophysics Abstracts" ların taraması sonucu elde edilen istatistik değerler.



Şekil 1. Tüm dünyada astronomi alanında yayınlanan makalelerin ve yayın yapan yazarların sayısının yıllara göre dağılımı

Türk astronomlarının verimini istatistik olarak ilk araştıran Demircan (1989), "Institute for Scientific Information " tarafından yayınlanan "Source Index " (SI) ve "Citation Index" (CI) in 1975-1984 yılları arasındaki ciltlerini taramıştır. Bu aralıkta 35 türk astronomunun 120 makalesinin SI'e girdiğini dolayısıyla kişi başına yıllık ortalama 0.34 makale sayısının düştüğünü bulmuştur. Toplam 120 makaleyi yazar sayısına göre, Türkiye'de veya dışarıda yapılanlara göre ve yayınların yapıldığı kurumlara göre incelemiştir. Ayrıca CI taramasında 40 Türk astronomunun seçkin dergilerden başvuru aldığını ve bu sayının 681 olduğunu bulmuştur. Doktoralı Türk astronomlarının %33'ünün hiç başvuru almadığını ve verimsiz çalıştıklarını ortaya koymuştur. Sonuç olarak Türkiye'de sürdürülen bilimsel araştırmalardaki verim ve kalitenin zeka ve kapasiteden çok sağlanan olanaklara bağlı olduğunu, gelişmiş batı olanaklarını kullanan Türk astronomlarının verim ve kalite yönünden oldukça başarılı olduklarını vurgulamıştır.

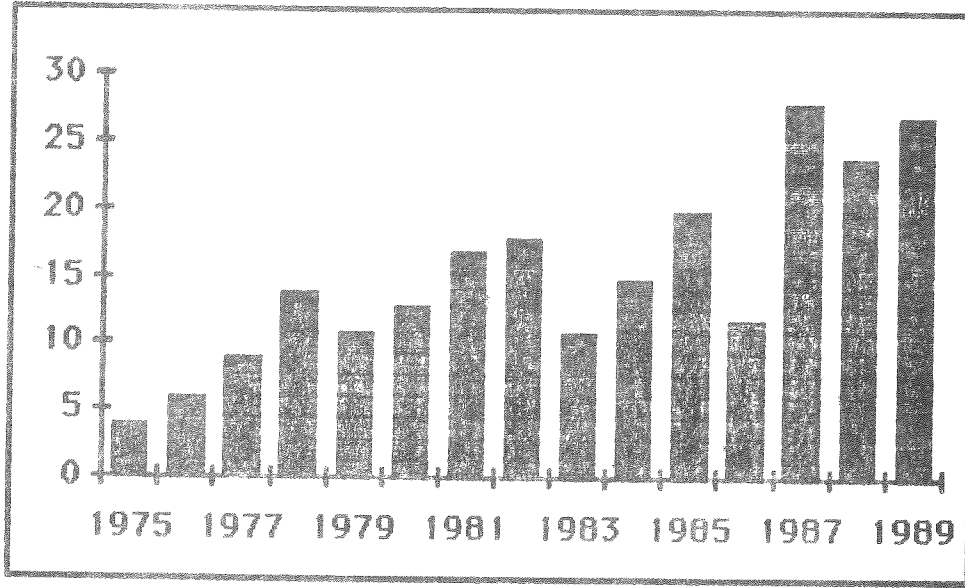
Bu çalışma, Demircan'ın (1989) çalışmasının bir devamı olup son beş yılın CI ve SI taraması eklenmiş, dolayısıyla Türk astronomlarının son 15 yıldaki üretimleri nicelik ve nitelik yönünden araştırılmıştır. Yapılan diğer bir çalışma da Türk astronomlarının ortak hazırladığı fakat ilk isim olmadığı makaleleri için de CI taramasının yapılmasıdır.

2. BİLİMSEL ARAŞTIRMADA VERİM

SI bilindiği gibi astronomi alanında 33 dergiyi taramaktadır. Bu dergilerin içinde sadece "Astronomy and Astrophysics Supplement Series" adlı yayın bulunmamaktadır. Rasathane yayınları ve IBVS gibi hakemsiz yayınlar da bu 33 derginin içinde bulunmamaktadır. Bunun yanında, temel bilimlerle ilgili tüm ciddi dergiler SI tarafından taranmakta, dolayısıyla bu gibi dergilerde çıkan Türk astronomlarına ait yayınlar da listemize girmektedir.

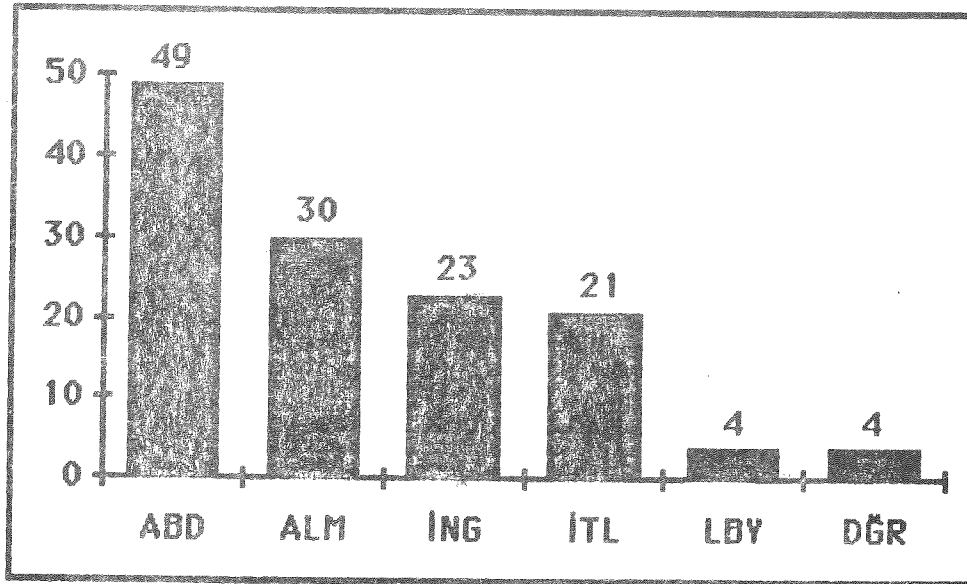
Onbeş yıllık SI taramasına göre, bu dönemde Türk astronomlarının 52 tanesinin tek başına veya ortak yayınladığı toplam 229 makale SI'e girmiştir. 52 Türk astronomundan 45'i doktorasını yapmış öğretim elemanıdır. Toplam doktoralı Türk astronomlarının sayısı 74 olduğuna göre 28'inin son onbeş yılda SI'e giren yayını bulunmamaktadır. Bu 28 astronomdan 2'si ölmüş, 5'i emekli olmuş, 4'ü çeşitli nedenlerle üniversiteden ayrılmış, 4'ü çok yakın zamanda doktorasını tamamlamış, 6'sı ise üretimleri olmasına karşın A and A Suppl'de üretim yaptıkları için SI'e girememiştir. Fakat geri kalan 7 astronom halen üniversitelerde görev yapmaktadır.

Yayın yapan astronomları gözönüne alırsak kişi başına yıllık SI'e giren makale sayısı 0.33 iken bu sayı doktoralı 74 Türk astronom için 0.21



Şekil 2. Türk astronomlarının 1975-1989 yılları arasında yayınladıkları çalışmaların yıllara göre dağılımı

yöresindedir. Yayın yapan astronomların yıllık 0.33 oranı Astrophysical Journal'da yayın yapan astronomlar için bulunan 0.70 oranından (Abt, 1981) çok düşüktür. Astronomy and Astrophysics Abstracts taramasından çıkan, astronom başına yıllık yayın sayısı ise daha önce gördüğümüz gibi 1.30 ile 1.14 arasında değişmekteydi.

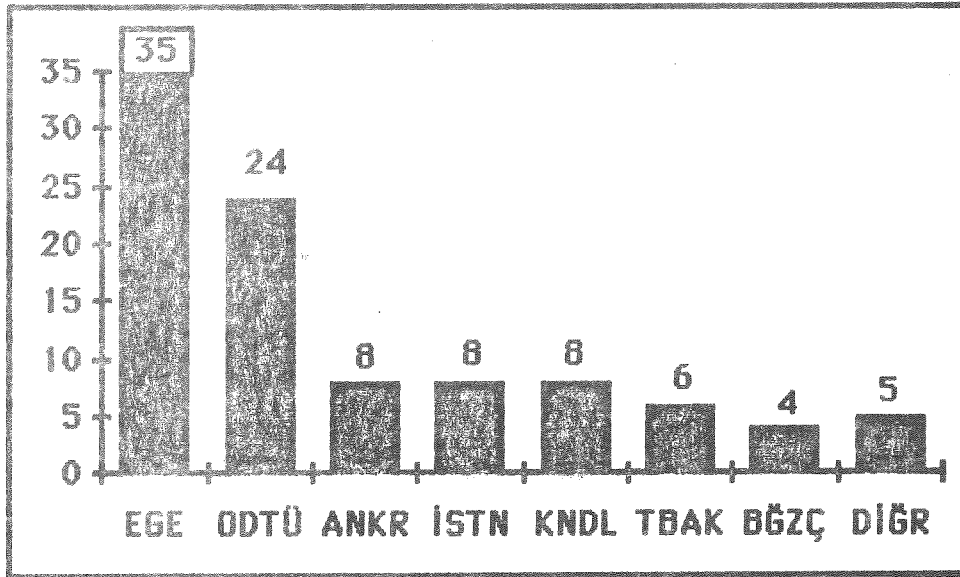


Şekil 3. Yurtdışı olanaklar ile yapılan çalışmaların ülkelere göre dağılımı.

Şekil 2'de Türk astronomlarının yaptıkları yayınların yıllara göre dağılımı görülmektedir. İlk göze çarpan özellik genelde yayın sayısında bir artış olduğudur. Bu artım miktarı dünyada yayınlanan astronomi makalelerinin

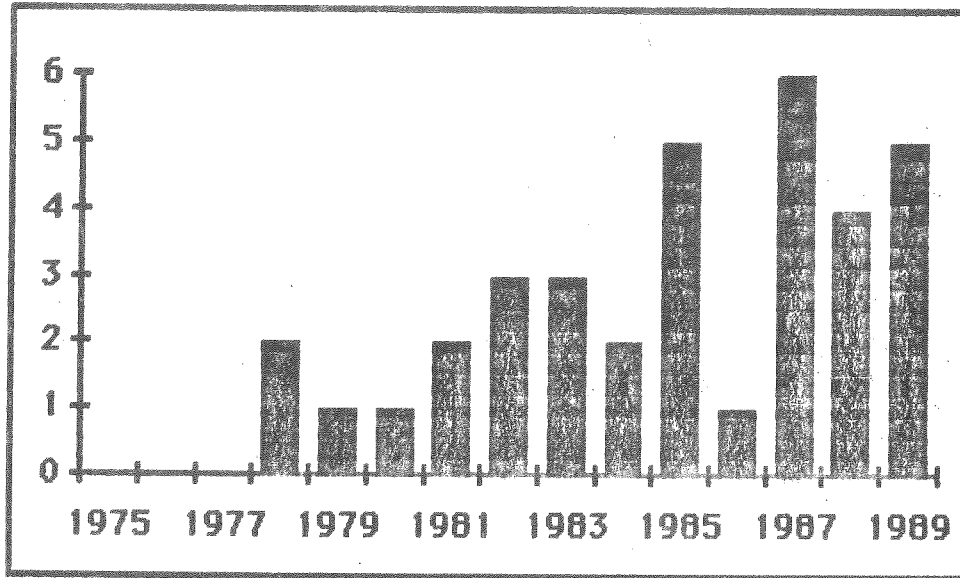
artım hızından daha büyüktür. Örneğin, 1975 ve 1985 yıllarında, dünyada yapılan yayınların artımı 0.15 iken bu miktar Türk astronomları için 0.4'dür. Bu ise bize Türk astronomlarının üretimlerinin hızının arttığını göstermektedir. Grafikte 1983 ile 1986 yılları arasındaki göreceli düşüş YÖK'ün etkisine bağlanabilir.

Yayınlanan makalelerde ilk yazarın verdiği adresten çıkardığımız sonuçlara göre 229 yayından 98'i Türkiye'de, geri kalan 131'i ise yurtdışında yapılmıştır. Şekil 3'de yurtdışında yapılan makalelerin ülkelere göre dağılımı görülmektedir. Bu ülkelerin olanaklarıyla yapılan çalışmalarda Türk astronomlarının sayısı aslında fazla değildir. Örneğin, 15 yılda ABD'nde gerçekleştirilen 49 makalenin % 95 inde sadece 5 Türk astronomunun adı vardır. Türkiye'nin olanakları ile hazırlanmış 98 yayının kurumlara göre dağılımı ise Şekil 4'de görülmektedir. Ege ve ODTÜ toplam yayınların %60'ını gerçekleştirirken bu üniversitelerden çok önce kurulmuş Ankara ve İstanbul Üniversiteleri ile Kandilli Rasathanesi sadece 8'er yayımla sıralamaya girmektedirler. Bu üç köklü kurum için yayın sayısının az olmasının çeşitli nedenleri vardır ve bu nedenler Demircan (1989) tarafından gerçekçi bir açıdan yorumlanmıştır. Boğaziçi Üniversitesi için etkin astronom sayısının az olmasını, bir neden olarak gösterebiliriz.



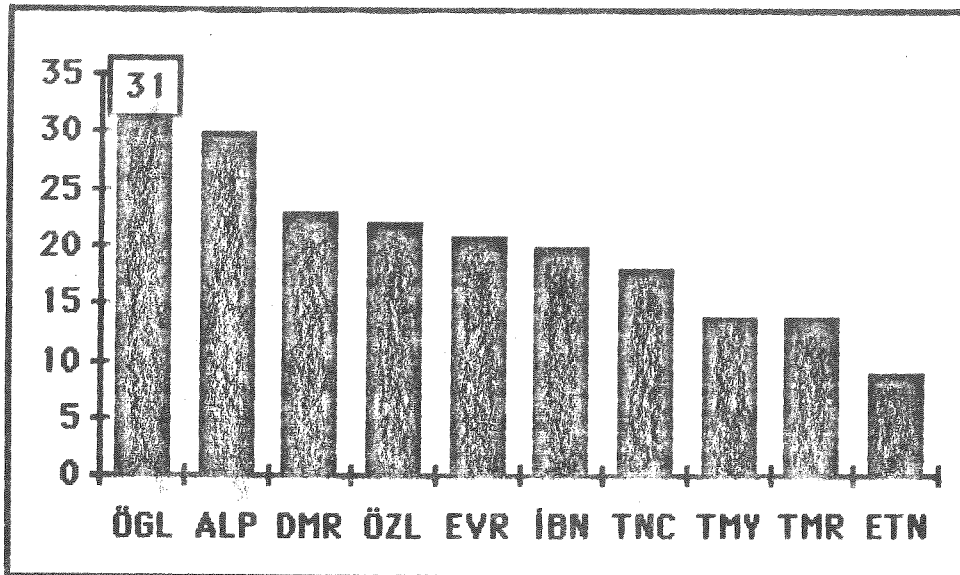
Şekil 4. Türkiye olanakları ile yapılan yayınların kurumlara göre dağılımı.

Şekil 5'de Türkiye olanakları ile en çok yayın yapan Ege Üniversitesi'nin yayınlarının yıllara göre dağılımı görülmektedir. 1986 yılı hariç bu kurumda yapılan çalışmaların sayısında genelde hızlı bir artış olduğu şeklinde yorumlayabiliriz.



Şekil 5. Ege Üniversitesi elemanlarınca yapılan yayınların dağılımı.

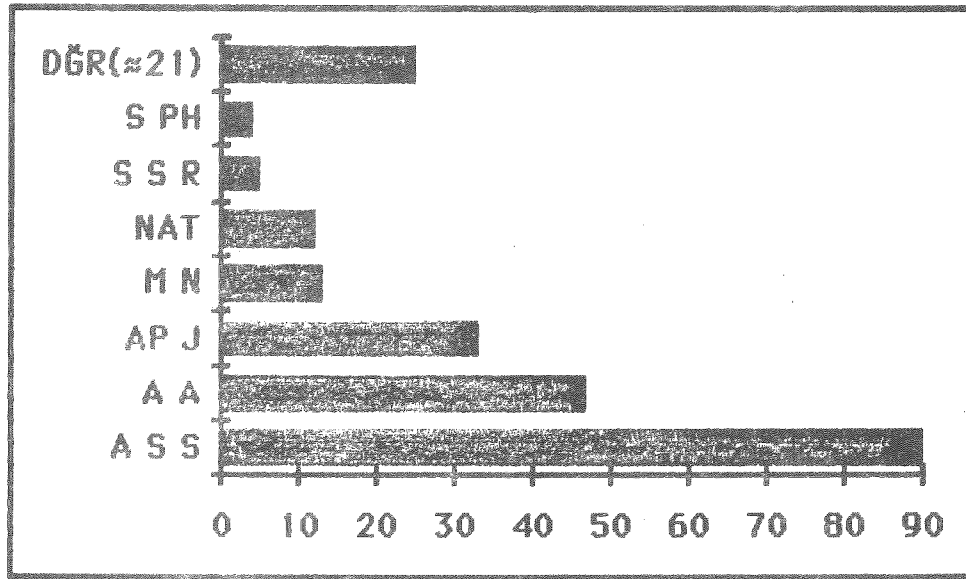
Astronomların yayın sayısı ise Şekil 6'da verilmektedir. Bu sıralamada Ögelman'ın toplam 229 yayının 31'inde imzası bulunmaktadır. Görüldüğü gibi kısmen Demircan hariç ilk dört isim bu son 15 yılda, yurt dışı olanakları en iyi kullanan Türk astronomlarına aittir. Daha sonraki dört kişi ise sadece Türkiye olanaklarını kullanan ve en çok yayın yapan Ege Üniversitesinin elemanlarıdır. Yine kısmen Demircan'ı hariç tutarsak listede yer alan 10 astronom Ege ve ODTÜ kurumlarında çalışmaktadır. Son iki astronom Tümer ve Ertan ise daha doktoralarını yapamadan üniversiteden ayrılmak zorunda kalmışlardır.



Şekil 6. 15 yıllık evrede astronomların yayın sayıları.

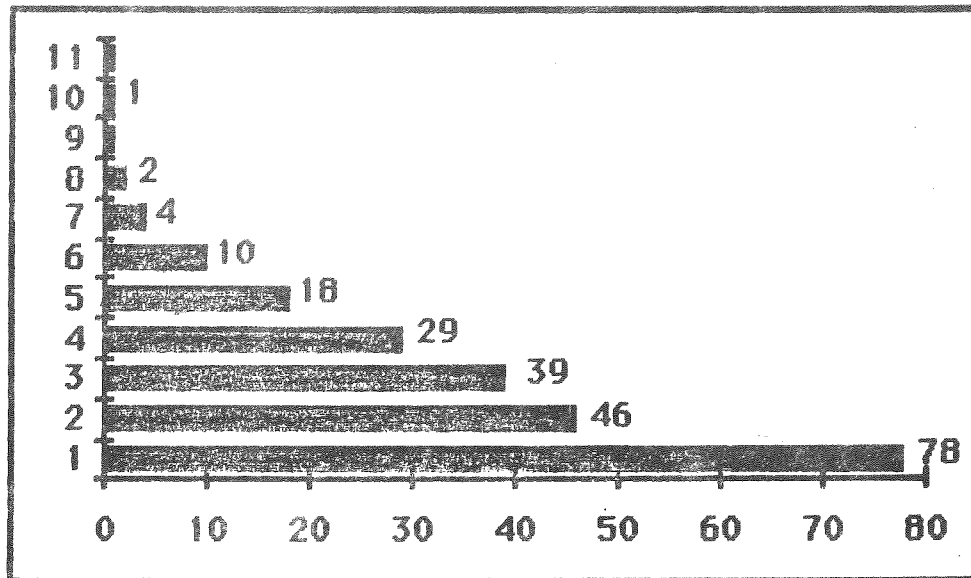
Astronomların yayın yaptığı dergilerin dağılımı ise Şekil 7'de görülmektedir. 226 yayından yaklaşık %40'ı olan 90'ını Astrophysics and

Space Science dergisinde yayınlanmıştır. Ege ve İstanbul yayınlarının hemen hemen tamamı, son 5 yılda ODTÜ yayınların tamamı ve Ankara ile



Şekil 7. Türk astronomlarının yaptıkları yayınların dergilere göre dağılımı.

Kandilli yayınlarının %25'i bu dergide yayınlanmıştır. Astrophysics and Space Science gibi bir Avrupa dergisi olan ve yine onun gibi sayfa ücreti (page charge) istemeyen Astronomy and Astrophysics dergisinin, yukarıda sözü edilen kurumlardaki astronomlar tarafından tercih edilmemesi, Astrophysics and Space Science dergisinde hakem müessesesinin iyi çalışmamasına bağlanabilir.



Şekil 8. Ortak çalışmaların sayılarının yazar sayısına göre dağılımı.

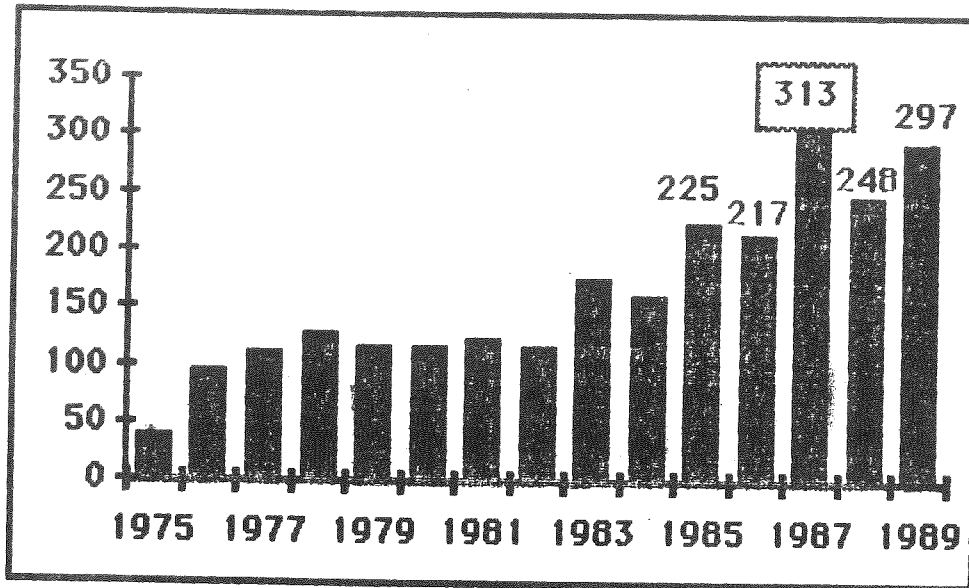
Şekil 8'de Türk astronomlarının ortak hazırladıkları yayınların yazar sayısına göre dağılımı görülmektedir. Ortak çalışmaların çoğu yurt dışında

yapılan yayınlardır. Ayrıca, Ege ve son zamanlarda diğer kurumlarda da ortak çalışmaların sayısı artmaktadır.

3. BİLİMSEL ARAŞTIRMADA KALİTE

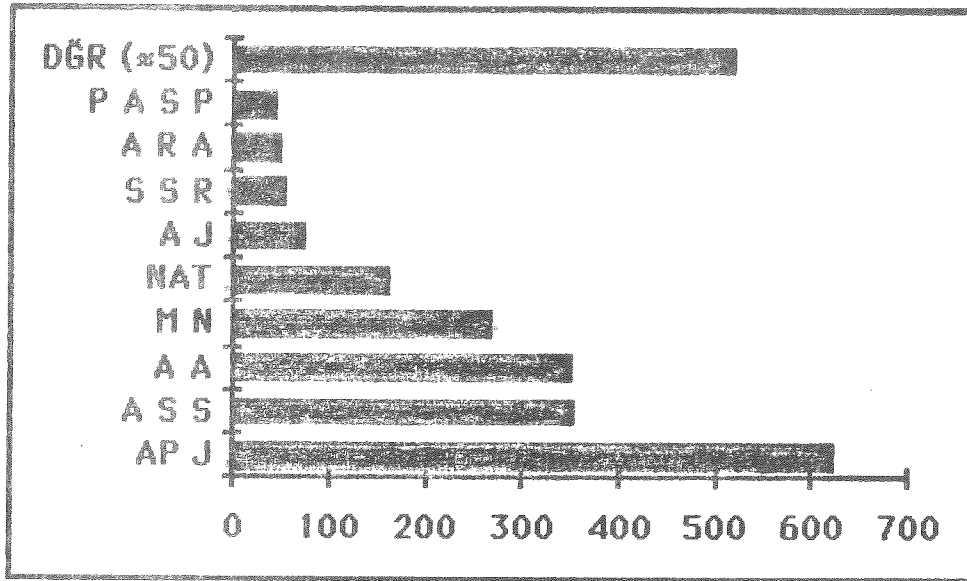
Yararlılık bilimsel çalışmada kalitenin ölçüsüdür. Her araştırma, büyük bir keşfin yapılmasında bir temel taş oluşturmaktadır. Diğer araştırmacılar yayınlanan bir makaleyi, nedeni ne olursa olsun kullanıyorsa bu makale yararlıdır diyebiliriz. Bu nedenle yayınlara yapılan başvurular o yayınların ne denli yararlı olduğunu veya diğer bir deyişle o yayınların ne denli kaliteli olduğunu gösterir.

Türk astronomları tarafından yapılan yayınlar, bu incelemede hem nicelik hem de nitelik yönünden ele alınmıştır. CI yıllıkları taranarak son 15 yılda Türk astronomlarının aldığı başvuru sayısı saptanmıştır. Ayrıca Türk astronomlarının birinci isim olarak yer almadığı, yabancılarla ortak yapılan makaleler için de CI taranarak bu yayınların 15 yılda aldığı başvuru sayısı elde edilmiştir. Demircan (1989), 10 yıllık taraması sonucunda Türk astronomlarının aldığı başvuru sayısını 681 olarak bulmuştu. O dönemi kapsayan ve son beş yıllık taramamızla, toplam başvuru sayısını 1626 olarak belirledik. Yani son beş yıldaki başvuru sayısı, ondan önceki on yılda yapılan başvuru sayısının yaklaşık 2.5 katıdır. Bu sevindirici bir sonuçtur. Buna ek olarak Türk astronomlarının ortak olduğu, ilk ad olarak yabancı bir astronomun yer aldığı 53 makalede toplam 883 başvuru almıştır. Başvuru sayısındaki bu artış ne yazık ki tüm Türk astronomlarının çabasıyla hep beraber ulaşılmış bir başarı değil sadece birkaç astronomun



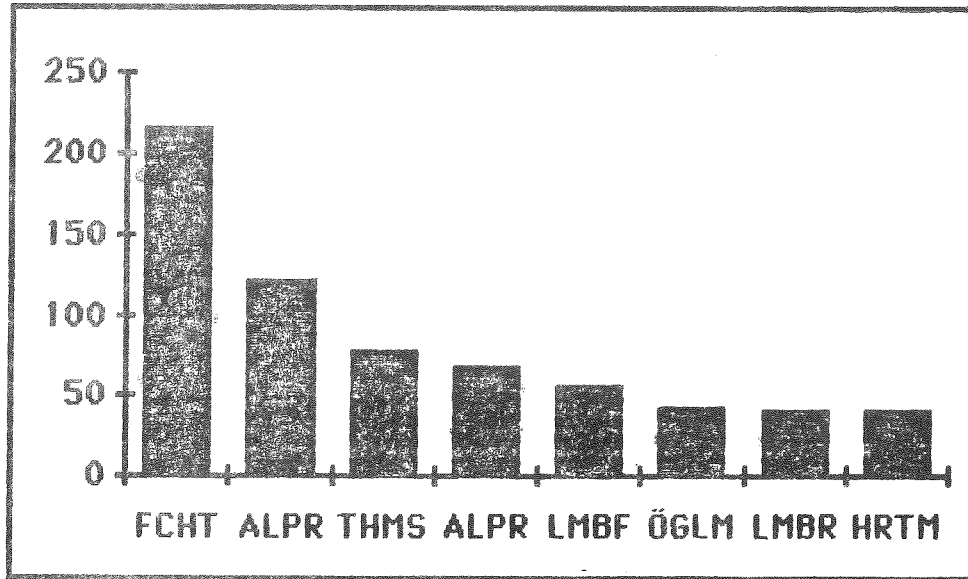
Şekil 9. Türk astronomlara yapılan başvuruların sayılarının yıllara göre dağılımı. Yabancı adla başlayan yayınlara yapılan başvurular da dikkate alınmıştır.

üstün başarısı ile gerçekleşmiştir. İkinci bir etkende, Ege Üniversitesi yayınlarının birikmesi sonucu alınan başvuru sayısı, ilk on yıla göre 2-3 katına çıkmasıdır.



Şekil 10. Yapılan başvuruların yer aldığı dergilerin dağılımı.

Toplam 2509 başvurunun yıllara göre dağılımı Şekil 9'da görülmektedir. 1987 yılının, toplam 313 başvuru ile maksimuma ulaştığını, 1976-1982 arasında alınan başvuru sayısının hemen hemen sabit iken 1985 den başlayarak ne denli hızlı arttığını görmekteyiz. Grafikden, bundan sonraki yıllarda başvuru sayısında artmanın devam edeceği yönünde bir kestirim yapabiliriz. Şekil 10'da ise, bu başvuruların yapıldığı çalışmaların



Şekil 11. En çok başvuru alan çalışmalar.

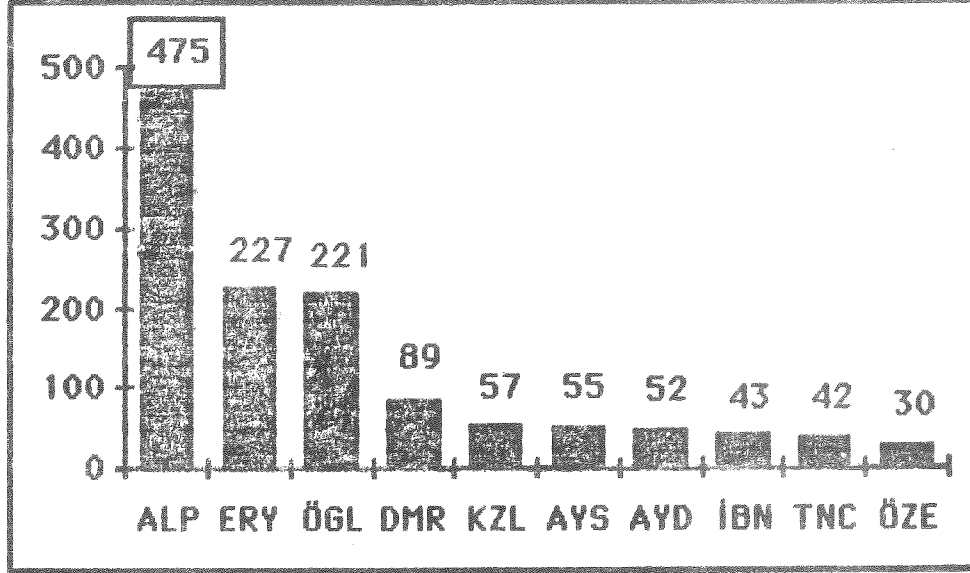
yayınlandıkları dergilerin dağılımı görülmektedir. 623 başvuru ile *Astrophysical Journal* başta gelmektedir. Türk astronomlarının en çok yayın yaptıkları *Astrophysics and Space Science* dergisinde yayınlanan makalelerin yaptıkları başvuru sayısı ise 355'de kalmaktadır. 50 yöresinde fizik alanında yayınlanan dergiden de astronomlar 522 başvuru almışlardır.

En çok başvuru alan Türk astronomlarından önce en çok başvuru alan makalelere bakalım. Şekil 11'de bu dağılım görülmektedir. Bu grafikte bulunan makalelerin listesi Çizelge 2'de verilmiştir. Birinci isim Fichtel olmak üzere Ögelman, Özel ve T. Tümer'in ortak olduğu ve ODTÜ'de 1975 yılında yapılan çalışma 216 başvuru ile ön sırada bulunmaktadır. İlginçtir ki şekilde görülen 8 makalenin tümü, yabancı araştırmacılar ile ortak yapılan çalışmalardır. Çok isimli makalelerin fazla başvuru aldığı ve genellikle 3-4 sayfa yöresinde kısa makaleler olduğu daha önce Abt(1984) tarafından gösterilmişti. Gerçekten bu 8 çalışmayı gözönüne alırsak makale başına yazar sayısı 4.63'dür ve bu çalışmalardan 4 tanesi boyut olarak 4 sayfadan azdır. Bu bulgumuz da genel eğilime uymaktadır.

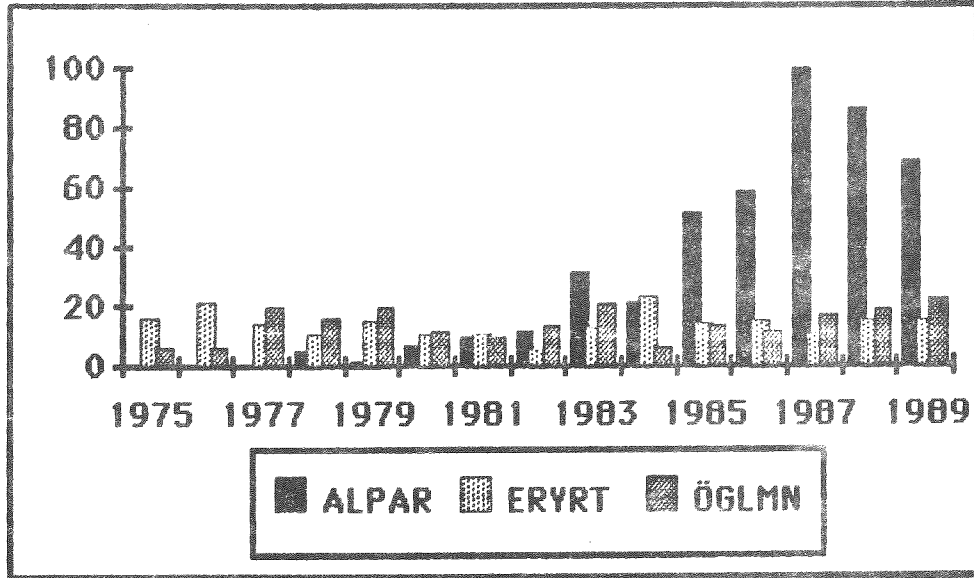
-
1. — Fichtel, C. E., Hartman, R. C., Kniffen, D. A., Thompson, D. J., Bignami, G. F., Ögelman, H., Özel, M. E., Tümer, T.: 1975, *Astrophys. J.*, **198**, 163. "High energy gamma-ray results from second small astronomy satellite".
 2. — Alpar, M. A., Cheng, A. F., Ruderman, M. A., Shaham, J.: 1982, *Nature*, **300**, 728. "A new class of radio pulsars".
 3. — Thompson, D. J., Fichtel, C. E., Kniffen, D. A., Ögelman, H.: 1975, *Astrophys. J.*, **200**, L79. "SAS-2 high energy gamma-ray observations of Vela pulsars".
 4. — Alpar, M. A., Shaham, J.: 1985, *Nature*, **326**, 239. "Is GX5-1 a millisecond pulsar".
 5. — Lamb, F. K., Shibazak, N., Alpar, M. A., Shaham, J.: 1985, *Nature*, **317**, 681. "Quasi-periodic oscillations in bright galactic bulge X-ray sources".
 6. — Ögelman, H., Maran, S. P.: 1976, *Astrophys. J.*, **209**, 124. "Origin of OB association and extended regions of high-energy activity in galaxy through supernova cascade processes".
 7. — Lamb, R. C., Godfrey, C. P., Wheaton, W. A., Tümer, T.: 1982, *Nature*, **296**, 543. "Cygnus-X-3 observed at photon energies above 500-gev".
 8. — Hartman, R. C., Kniffen, D. A., Thompson, D. J., Fichtel, C. E., Ögelman, H., Tümer, T., Özel, M. E.: 1979, *Astrophys. J.*, **230**, 597. "Galactic plane gamma-radiation".
-

Çizelge 2. Sırası ile en çok başvuru alan çalışmaların listesi.

Şekil 12 de en çok başvuru alan astronomlar görülmektedir. Alpar kendisinden sonra en çok başvuru alan astronomdan iki kat daha fazla başvuru almıştır. İlk üç astronom, geçmişte ve/veya bugün yurt dışı olanakları çok iyi kullanan ve yabancı astronomlarla ortak yayın yapan kişilerdir. Bunlara bir ölçüde Demircan, Ayaslı ve Aydın'ı da katabiliriz. Geri kalan dört astronom ise en çok yayın yapan Ege Üniversitesinin elemanlarıdır. Buradaki ilginç bir olgu da Kızılırmak, hemen hemen tüm başvurularını, minimum zamanlarını yayınladığı SI'e girmeyen hakemsiz



Şekil 12. İlk ada göre alınan başvuruların astronomlara göre dağılımı



Şekil 13. En çok başvuru alan astronomların başvurularının yıllara göre dağılımı.

bir yayın olan "Information Bulletin on Variable Stars" adlı dergide yayınlanan çalışmalarından almıştır. Şekil 13'de ise en çok başvuru alan üç

astronomun aldıkları başvuruların yıllara göre dağılımı görülmektedir. Eryurt ve Ögelman'ın son 15 yılda ortalama başvuru sayıları 15-20 arasında kalırken ilk başvurusunu 1977'de alan Alpar'ın son yıllarda yaptığı atak, açıkça görülmektedir. Buradan vardığımız sonuç, Türk astronomlarının son yıllarda aldıkları başvuruların artma nedeninin, tek bir astronom olduğunu söyleyebiliriz. Gerçekten de Türk astronomlarının aldığı toplam 1624 başvurunun 475'i Alpar'a aittir.

4. SONUÇ

Bir kaçı hariç Türk astronomlarının yaklaşık %95'i kaliteli yayın yapamamaktadır. Bunların ayrıntılı nedenleri Demircan (1989) tarafından verilmiştir. Bu nedenlere ekleyeceğimiz bir olgu da Astrophysics and Space Science dergisinde yapılan yayınların az başvuru aldığıdır. Peterson (1988), astronomi dergilerinde yapılan başvuruların, dergilere göre dağılımını araştırdığında, Astrophysics and Space Science dergisinin ortalama %3.5 yöresinde olduğunu görmüştür. Astrophysical Journal ve Astronomy and Astrophysics ise en çok başvuru alan dergiler olarak görülmektedir. Bu nedenle Türk astronomların, Astrophysics and Space Science'dan ziyade bu dergilerde yayın yapabilmek için koşullarını zorlamaları gerektiği ortaya çıkmaktadır. Son yıllarda, etkin bir şekilde çalışmaya başlayan Üniversite Araştırma Fonlarının, astronomlar tarafından etkin bir şekilde kullanılması, ortak projelerin geliştirilmesi, IUE, Uzay Teleskobu, EXOSAT ve gelecekte ROSAT gibi uydu verilerinin kullanılması ile yapılacak yayınların nicelik ve nitelik yönünden bir patlama yapacağı umudunu taşıyoruz. Bu hedefe ulaşmak için yöneticilerimizin her türlü çabayı göstereceği, genç elemanlara daha fazla olanak tanıyacağı, bilimsel araştırma yapan elemanlara her yönden destek verecekleri kuşkusuzdur.

TEŞEKKÜR

Bu çalışmanın her aşamasında değerli yardımlarını ve yorumlarını esirgemeyen O. Demircan'a teşekkür ederim.

KAYNAKÇA

- Abt, H. A. : 1983, Publ. Astr. Soc. Pacific, **95**, 113.
Abt, H. A. : 1984, Publ. Astr. Soc. Pacific, **96**, 746.
Davoust, E. ve Schmadel, L. D.:1987, Publ. Astr. Soc. Pacific, **99**, 617.
Demircan, O.:1989, VI. Ulusal Astronomi Kongresi Tebliğleri, 14-16 Eylül 1988, ed. İ. Yavuz, İzmir p. 431.
Peterson, C. J.:1988, Publ. Astr. Soc. Pacific, **100**, 106.
Science Citation Index: 1975-1989 yıllıkları, Institut for Scientific Information, Philadelphia, USA.
Science Source Index: 1975-1989 yıllıkları, Institut for Scientific Information, Philadelphia, USA.
Trimble, V.: 1986, Publ. Astr. Soc. Pacific, **98**, 1347.

GAMMA IŞINLARI ASTROFİZİĞİNDE SON GELİŞMELER

Mehmet Emin Özel
Çukurova Üniversitesi Fizik Bölümü

I. Giriş:

Gamma ışınları elektromanyetik yelpazenin çok geniş bir bölümünü kaplar. Bu nedenle kayıt teknikleri, foton enerjisine bağlı olarak, büyük değişiklikler gösterir. Gamma ışınları astronomisinde en önemli gelişmeler, genellikle uydularla atmosfer dışında bir yörüngeye yerleştirilen, gamma ışınından çift yaratma ve oluşan elektron/pozitronun bir dizi kivilcim odası ile takibi temelli araçlarla ve 100 MeV foton enerjileri civarında gerçekleşmiştir. 1990'lı yıllarda, NASA'nın öncülük ettiği Gamma Ray Observatory (GRO) ve Sovyetlerin öncülüğündeki GAMMA-1 uydu sistemlerinin bu alanda önemli sonuçlar getirmeleri beklenmektedir. Bu nedenle, gamma ışınları astrofizikindeki güncel sorunları gözden geçirmek için uygun bir zamandayız. Daha düşük (0.1-30 MeV) ve daha yüksek (30 GeV'e kadar) foton enerji bölgeleri de bu uydularda -ilk kez- hemzaman olarak gözlenebilecektir. Uydulara konan duyaçların daha önceki benzerlerinden en az bir merteye daha duyarlı ve açısal çözünüme gücü yüksek şekilde inşa edildiklerini de göz önüne alırsak önümüzdeki yılların gamma ışınları astrofizikinde çok önemli gelişmelere gebe olduğunu söyleyebiliriz.

II. Tanımlar ve Teknikler:

Elektromanyetik yelpazenin yaklaşık 0.1 MeV'den yüksek enerjili fotonlara karşılık gelen bölgesi gamma ışınları olarak isimlendirilmektedir. Foton enerjisine bağlı olarak, kayıt teknikleri ve buna bağlı olarak, yapılan duyaçların açısal ve enerji çözünüme düzeyleri değişmekte ve her bölgedeki genel bilgi birikimi ve gelişme düzeyleri önemli farklılıklar göstermektedir. Şekil 1'de değişen foton enerjilerinde kullanılan kayıt teknikleri ve kullanımdaki kimi duyaç özellikleri özetlenmektedir.

Diğer taraftan, yer atmosferi gamma ışınlarını bütünü ile soğurduğundan, yaptığımız gamma ışın duyaçlarını atmosferin yukarı tabakalarına ve mümkünse dışına taşımak zorundayız. Şekil 2'de elektromanyetik yelpazenin çeşitli bölgelerinde (bu arada gamma ışınlarında) yer atmosferinin bu anlamdaki foton geçirgenliği özetle verilmektedir. Görüldüğü gibi, düşük ve orta enerjilerde, atmosferin 30-40 km yukarlarına çıkabilen balonlarla gamma ışın gözlemleri yapılabilmektedir. 100 MeV ile 1 GeV civarında ise yapma uydular en uygun taşıyıcı araçlar durumundadır.

Yelpazenin en yüksek (1 TeV ve yukarısı) enerjili bölgesinde kozmik gamma ışın akıları çok azaldığından uydularla taşınabilecek duyaçlar pratik olmaktan çıkmaktadırlar. Bu

enerjilerdeki fotonlar atmosferle etkileşerek yeryüzüne kadar ulaşan Çerenkov ışınları ve parçacık yağmurları (air showers) yaratmaya başlarlar. Gamma ışınlarının kendileri yerine bu ikincil etkilerini yeryüzüne kurulacak duyaç sistemleri ile algılamak mümkündür. Dolayısı ile, çok yüksek gamma ışınları için ayaklarımızı tekrar yeryüzüne basmamız gerekmektedir! Bu enerji bölgesinin de foton başlangıçlı ışınlarla proton ve diğer kozmik ışın başlangıçlı ışıma ve 'yağmır'ları ayırma, yerel ışık ve diğer ışıma kaynaklarını dışlama gereksinimi gibi özel sorunları söz konusudur.

III. Düşük ve orta enerjilerde durum:

10 MeV'den düşük enerjilerde nükleer gamma ışın çizgilerinin gözlenmesi en önemli hedeflerdendir. Bunun için ya fotoelektrik etkileşmeleri veya Compton etkileşmelerini temel alan duyaçlar kullanılır. Samanyolu Merkezi genel bölgesinden gözlenen ve zamanla değişme gösteren 0.511 MeV elektron/pozitron yokolma çizgisi ile 1.809 MeV'deki Alüminyum 26 çizgisi, son yıllarda özellikle balon uçuları ile gerçekleştirilmiş NaI(Tl) kristalli deneylerin en önemli sonuçlarıdır. Açısal belirsizliklerin yüksek olması nedeni ile bunlarla ilgili kaynak bölgesi büyüklüğü hakkında sağlıklı tahminlerde bulunmak zordur. Özellikle ikinci çizginin, Samanyolu Merkezi civarındaki yüksek süpernova oluşum hızı ve/veya Wolf-Rayet/O tipi yoğun rüzgarlı yıldızların çokluğu ile açıklanabileceği düşünülmektedir.

Bu bölgedeki diğer önemli bulgular arasında Büyük Macellan Bulutu (LMC) diye bilinen en yakın (55 kpc uzaklıkta) komsu gökadamızdaki 1987 süpernovasının (SN 1987 A) beklenene yakın oranlarda yapmış olduğu Fe ve Co kökenli çekirdeksel ışıma çizgileridir. Böylece süpernova ışık eğrisi ve süpernovanın kendisinin oluşumu ile ilgili teorik kuramlarımız önemli ölçüde doğrulanmakta, elementlerin yıldızların merkez bölgelerinde, öngördüğümüz çekirdeksel zincir etkileşmelerle oluştukları savi - kaydedilen nötrino atılımı ile birlikte ele alındığında- yeni ve çok önemli destekler kazanmaktadır. Patlama sonrasında beklenen atarca'nın niye hâlâ gözlenemediği, patlama başlangıcı olarak kabul edilen nötrino atılımının enerji ve zaman dağılımındaki yapılar ve özellikler, patlayan mavi devin evrim sürecindeki kimi ayrıntılar ve süpernova ışık eğrisindeki olağandışılıkların nedenleri gibi sorunlar gökbilimcileri olduğu kadar teorik fizikçileri de uzun yıllar meşgul edeceğe benzemektedir.

Uydu ve balon gözlemleri birleştirildiğinde, > 1 MeV foton enerjilerinde, Evren'in her yönünden geldiği (isotropic) hesaplanan bir gamma ışın ardalan ışımasının varlığı bilinmektedir. Söz konusu "evrensel yaygın gamma ışıması"nın foton spektrumu Şekil 3'te verilmektedir. Bu ışımanın kökeni ve özel olarak ta, spektrumdaki 1-10 MeV bölgesindeki düzleşmenin nedeni henüz anlaşılmış değildir. Birbiri ile yarışan açıklamalar - mesela, bu düzlüğün evrenin genç dönemlerindeki ($z \approx 100$) bir kozmik ışın atılımı sonucu oluşan yüksüz pionların gamma'ya dönüşümü ve 70 MeV civarında beklenen tepe noktasının Hubble

genişlemesi nedeniyle 1-10 MeV bölgesine taşınmış olabileceği tezi ve diğer evrenbilim kökenli savlar (1,2) - henüz kesinlik kazanmamıştır. Yeni gözlemlerin ve teorik çalışmaların bu konuyu da açıklığa kavuşturması beklenmektedir.

Bu foton enerji bölgesinde ışınma yaptığı bilinen bir dizi Samanyolu-ıç (SYİ) ve Samanyolu-Ötesi (SYÖ) kaynak vardır. Bunların en önemlileri Crab ve Vela atarcaları, Cyg X-1 adlı çift yıldız sistemi ve kara-delik adayı, kuasar 3C273, etkin gökadar NGC4151, Cen A ve NGC1275...dir. Bu kaynakların doğaları ve gamma ışın üretimde kullandıkları mekanizmalar da yoğun araştırma konuları arasındadır.

(Bu enerjilerde ve diğer daha yüksek enerjilerdeki gamma ışınları astrofiziği, kullanılan kayıt teknikleri ve ilgili sonuçlar Fichtel/Trombka'nın (2) ve Ramana-Murty/Wolfendale'in (3) kitaplarından takip edilebilir.)

IV. Yüksek enerjili gamma ışınlarındaki gelişmeler:

Enerjisi 30 MeV'den yüksek fotonların kaydı çift yaratma ve yaratılan çiftin bir dizi kivilcim odaları sistemi ile takibi temeline dayanır. Bu teknikle ilk önemli sonuçlar, 1972-73'te 6 ay süreyle çalışan NASA'nın SAS-2 uydusu ile elde edilmiş (4), SYİ ve SYÖ yaygın gamma ışınlarının varlığı ile SYİ nokta kaynaklar ilk kez kesinlik kazanmıştır. Gamma ışınları ile yıldızları değil yıldızlararası ortamı (YAO) gördüğümüzü göz önüne alırsak bu gözlemlerin Samanyolunun yapısını anlamadaki önemi ortaya çıkar. YAO'nın dinamiğinde çok önemli yeri olan kozmik ışınların (yüksek enerjili protonlar ve diğer çekirdekler) güneş sistemi ötesinde gözlenebilmesi ancak yarattıkları gamma ışınları yardımı ile olmaktadır. Kozmik ışınların kaynakları ve hızlandırılma mekanizmaları henüz bütüyle anlaşılamamış yoğun araştırma konuları arasındadır.

SAS-2 ile bir dizi nokta kaynak ta gözlenmiştir. Bunlardan Crab ve Vela atarcaları sahip oldukları zaman imzaları ile optik ve radyo dalga boylarında gözlenen 33 ve 89 milisaniyelik atarcalar (ki bunlar hızla dönen genç nötron yıldızlarıdır) ile özdeşleştirilebilmektedirler. Üçüncü noktasal SAS-2 kaynağı ise Samanyolu koordinat sistemindeki yeri nedeni ile Gamma 195+5 olarak isimlendirilmiştir. Gamma enerji spektrumu Crab ve Vela atarcalarından daha "sert"tir (yüksek enerjili fotonlar daha yüksek orandadırlar). Daha sonraki COS-B uydusu gözlemleriyle de varlığı doğrulanan bu kaynak, ilk keşfedilmesinden bu yana geçen 18 yılda, bölgenin optik, X-ışını, IR ve radyo dalga boylarında çok derin olarak taranmış olmasına rağmen henüz hiç bir başka gök cismi ile eşleştirilememiş ve doğası anlaşılamamıştır. (COS-B gözlemlerinden sonra bu gamma ışın kaynağı daha çok "Geminga" adıyla tanınmıştır).

1975'te uzaya fırlatılan ESA'nın gamma ışınları uydusu COS-B 1982'ye kadar görev yaptı. Bu sırada Samanyolu diskini uzun süreler gözleyerek ayrıntılı bir haritasını elde etmemizi sağladı

(Şekil 4). Bu disk üzerinde 20'den fazla parlak nokta keşfederek noktasal gamma ışın kaynakları sayısını arttırdı. Bu kaynaklara "ikinci COS-B gamma katalogu" anlamında 2CG kaynakları adı verilmektedir(5). Bunların doğası üzerine yapılan ve genellikle diğer foton enerjilerinde eşlendirmeye dayalı çalışmalar yaridan fazlasının Samanyolu içindeki hidrojen molekülü bulutları olduğunu ortaya çıkardı. Ancak, kısaca UGO'lar (unidentified gamma ray objects) olarak isimlendirilen geri kalan bölümünün ne türden cisimler olduğu konusu, bu kaynakları, yeni gamma ışın deneylerinin önemli hedefleri arasına koymaktadır.

COS-B bu enerji bölgesindeki ilk gökadamız-ötesi gamma ışın kaynağını (3C273 kuasarı) keşfederek bu enerjilerde SYÖ Gamma Işınları Astronomisini de başlatmış oldu (6). Gelecek deney ve gözlemlerle SYÖ gök cisimlerinin sayısının bu enerji bölgesinde de artması beklenmektedir. Mesela, bir bölüm çalışmada (7,8,9) Andromeda gökadası, Büyük ve Küçük Macellan Bulutları (LMC, SMC) ve en yakın etkin gökada olan M82'nin 100 MeV bölgesinde yapmaları beklenen gamma ışıması seviyelerinin GRO ve GAMMA-1'ce gözlenebilecek düzeylerde olacağı ve bu gözlemlerin kendi gökadamızı anlamamıza da çok önemli katkılarda bulunacağı hesaplanmaktadır.

SAS-2 deneyinin veri analiz ve yorum çalışmalarına ODTÜ Fizik Bölümü öğretim üyeleri, Dr. H.Ögelman'ın başkanlığında, deneyin hazırlanması, kalibrasyonu, yörüngeye yerleştirilmesi, verilerin kaba ve ayrıntılı analizleri ve yorumu safhalarında rol alarak bu deneyden elde edilen sonuçlara doğrudan katkıda bulunmuşlardır. TUBİTAK da verilen projelere sağladığı maddi desteklerle bu katılıma yardımcı olmuştur (10).

V. Çok yüksek enerjilerde gamma ışınları astronomisi:

Gamma ışın fotonları 1 trilyon elektron-volt (TeV) civarında veya üzerinde enerjilerde ise, atmosferdeki parçacıklara çarparak yeryüzüne doğru bir elektromanyetik parçacık sağanağı oluştururlar. Bu sağanakta, foton e^-/e^+ çiftine dönüşür, bu çift te tekrar, genellikle frenleme ışıması yoluyla, yeni gamma ışınları, o ışınlar tekrar e^-/e^+ çiftleri... yaratarak kendi kendini besleyen bir parçacık-foton heyelanını başlatır. Başlatıcı fotonun enerjisi yeteri kadar yüksekse parçacık yağmurları yeryüzüne kadar devam edebilir. Amaç, bu heyelanı, içindeki parçacıkları veya onların yarattıkları kimi yan etkileri (mesela Çerenkov ışımasını) kaydederek başlatıcı foton hakkında bilgi edinmektir.

Heyelan içindeki elektron ve pozitronların enerjisi atmosferde Çerenkov ışıması sınırının üzerinde enerjiye (> 21 MeV) sahip oldukları süre içinde kısa süreli (birkaç milisaniye) bir ışık atılımı oluştururlar. Bu ışığa duyarlı fotoçoğaltıcı tüpler kullanılarak yapılacak kayıtlarla heyelanı başlatan fotonun yönü 1 derece kadar doğrulukla, enerjisi ise %50 kadar hata ile hesaplanabilmektedir.

Bu yükseklikteki enerjilerde kullanılan diğer bir yöntem, atmosfere çarpan yüksek enerjili fotonların yaratacağı flöresans

etkisinden oluşan ikincil işinmayı kaydetmeye dayanır. Ulaşılabilen enerji ve açısal çözümleme düzeyleri Çerenkov işinması tekniklerine yakındır.

Yeryüzüne konuşlandırılabilirdi için bu türlerden gamma işin gözlemevlerinin sayısı epey kabarıktır. Bunların en önemlileri arasında, ABD Arizona'daki Whipple Gözlemevi (11 metrelik çanak yansıtıcı, $E > 0.1$ TeV eşik enerjisine sahip olup Çerenkov ışığına duyarlıdır), ABD Utah'daki Fly's Eye (Sinek Gözü) Gözlemevi (floresans işinmasına duyarlı olup bütün bir yarıküreye aynı anda bakabilmektedir) ve yine Utah'daki Dugway Çerenkov Gözlemevi (ki University College, Dublin ve Hawai University tarafından işletilmektedir) sayılabilir. Bu gün yeryüzünde kuzey ve güney yarıkürelere dağılmış 30 kadar bu türden ve daha yüksek enerjilerde duyarlı gamma işinları ve kozmik parçacık kaydı amaçlı gözlemevi vardır (11).

Çok yüksek foton enerjileri bölgesinde birden fazla gözlemevince kaydedilen nokta kaynaklar arasında Crab atarçası, Cyg X-3, Her X-1, Vela X-1, 4U0115+61 ve LMC X-4 X-ışın çift yıldızları ile M87 ve benzeri etkin gökadalara vardır. Dikkat edileceği gibi, X-ışın çift yıldızları, bir sınıf olarak çok yüksek enerjilerde fotonlar yaratmaya yetenekli görünmektedirler. Gözlenen sinyallerin taşıdığı kimi olağandışı özellikler (örnek olarak, Cyg X-3 sinyallerinin gamma işin fotonlarının gerektirdiğinden fazla müonlar içermesi (12), Her X-1 sinyalinin sistemdeki nötron yıldızının dönme periodundan biraz farklı bir zamanlama göstermesi (13) ve gamma atılımının nötron yıldızının diğer yıldızca örtüldüğü bir evrede gözlenmesi (14) ... gösterilebilir) ve çoğu gözlemevlerince elde edilen sonuçların istatistiksel güvenilirliğinin 3 sigmanın üzerine bir türlü çıkamaması, sonuçların tekrarlanmasındaki zorluklar... bu enerjilerde ilk akla gelen önemli sorunlar olarak belirmektedir. Ancak, Whipple Gözlemevi araştırmacılarınca son zamanlarda ulaşılan 9 sigma güvenilirlikteki Crab atarçası gözlemleri ve bu gözlemlerin, diğer gözlemcilerinin raporları ışığında beklenenin aksine, atarca dönme periodu olan 33 milisaniyeyi göstermemesi, bu alanda da yeni gelişmelerin eşğinde olduğumuza işaret etmektedir.

1970-1982 yılları arasında Ankara ODTU Fizik Bölümünde de atmosferik floresans tetiklemeli, parçacıklara ve Çerenkov ışığına duyarlı bir dizi sistem geliştirilerek işletilmiş (15,16) ve önemli kimi bulgular elde edilmiştir. Bunlar arasında 1972'de patlamış olan NGC5253 gökadası süpernovası ile ilgili kayıt ile 1973'te IMP-6 uydusu tarafından kaydedilen gamma işin patlaması ile hemzaman kayıt belirtilebilir (17). Ankara sisteminin kayıt eşik enerjisi 50 TeV civarındaydı. Başlatıcı fotonun veya dalga zarfının yönü 10-15 derece doğrulukla saptanabiliyordu. Bu bakımdan şimdiki duyac sistemleri ile karşılaştırıldığında gerçekten "ilk-el" bir sistem söz konusudur. Ancak, 1970'lerde bütün dünyada, bu türden 2 veya 3 sistem vardı ve bu ilk el ilkel sistemlerin gelişkinlik düzeyleri genellikle Ankaradakilerden pek farklı değillerdi.

VI. Yeni Gelişmeler:

GRO ve GAMMA-1 uydu duyaçları önümüzdeki yıllarda gamma ışınları astrofiziğinin gündemini dolduracak önemli gözlemler yapacaklardır. Bunlardan ikincisi Temmuz 1990'da uzaya fırlatılarak, ekvatora yakın bir yörüngeye oturtulmuştur. İki yıl görev yapacağı planlanan GAMMA-1 bir Fransız-Sovyet ortak deneyidir. 100 keV'den 1 GeV'e kadar olan fotonlara duyarlı 3 ayrı duyaç sisteminden oluşan uydu ilk yılda öncelikle Samanyolu içindeki 'UGO' tipi kaynakları gözleyecek ve Samanyolu diskindeki bilgilerimizi arttıracaktır. 2. yılda ise SYO kaynaklar ve diğer hedefler taranacaktır. Uydunun duyarlılığı SAS-2'den 2 ila 5 kat daha iyidir. Uydu ayrıca x-ışınları bölgesinde uygulanan "kodlanmış maske" (coded mask) ile yön belirleme tekniğini gamma ışınları bölgesinde ilk kez deneyecektir.

NASA'nın Gamma Işınları Gözlemevi GRO ise, enerji duyarlılıkları 100 keV'den 30 GeV'e kadar uzanan bölgeyi 4 ayrı deneyle hemzaman olarak gözlemeyi hedefleyen çok geliskin bir duyaçlar toplamıdır. Sistemi oluşturan 4 ayrı deney (OSSE, BATSE, COMPTEL ve EGRET), bunların ana hedefleri ve bunlara katılan araştırma grupları Tablo 1'de verilmektedir. Gözlemevi platformu, Şubat 1991'de ekvatorla 28 derecelik bir açı yapan oldukça eğik bir yörüngeye oturtulacaktır. Gözlem programının birinci yılı bütün-gökyüzü (all-sky) taramasına ayrılmıştır. İkinci yıl özel hedefler (UGO'lar, yakın gökadalara, diğer SYO kaynaklar..) ayrıntılı olarak gözlenecektir. GRO'nun hemzaman olarak gözleyeceği geniş yelpaze bölgesi, geliştirilmiş duyarlılık, enerji ve açısal çözünürlük gücü kadar, gamma ışınları için ilk kez yapılabilecek olan "kutuplanma" (polarization) seviyesi ölçümleri ile de GRO'nun bize yepyeni bilgiler ve sürprizler taşıması beklenmektedir (Şekil 5).

Gamma ışınlarının 10 GeV ile 1 TeV arasında kalan bölümü pratik olarak henüz gözlenmemiştir. Bu enerjiler bazı sert spektrumlu nokta kaynakları (2CG013+00, Geminga gibi) parlak olmaları bu bölgede incelemek ve yapılarını anlamak, SYO astronomide önemli bir sorun olan "karanlık madde"yi oluşturma parçacık fizikçilerince teklif edilen yeni ve "ekzotik" parçacıkların muhtemel bozunum ve dolaylı gözlenme bölgesi olarak öngörülmesi nedeni ile giderek önem kazanmaktadır. 1 GeV - 1 TeV enerji aralığı GTE bölgesi olarak da isimlendirilmektedir.

GTE bölgesinde duyarlı olacak bir dizi araç planlanmaktadır. Bunlardan biri olan ASTROGAM, NASA'nın 90'li yılların ikinci yarısında tamamlayacağı hesaplanan Uzay İstasyonu "Freedom" üzerine kurulmak üzere teklif edilmektedir. Uzay İstasyonu üzerine, temel fizik, plazma fiziki ve astrofizik deneyleri için kullanılabilecek (proje adı ASTROMAG) olan süperiletken bir miknatıs konuşlandırılacaktır. ASTROGAM, bu miknatısın manyetik alanının, gamma ışınından yaratılan çift için bir kütle spektrometresi olarak kullanımına dayanmaktadır. Miknatıs, 1 metreküp mertebesinde kullanım oylumuna ve 2 kilogauss civarında manyetik alana sahip olacaktır. Gamma ışınlarının ASTROGAM oylumu içinde yaratacağı çiftler, manyetik alan yardımıyla

ayrıştırılacak ve alan içindeki yörüngeleri "sürüklenme etkili tüpler" (drift tubes) 'den oluşan bir dizi katmanca çok hassas olarak takip edilecektir. Sonuçta, çift oluşumunun yeniden "inşası" (reconstruction), gamma ışınının yönünü 1 yay dakikasından daha hassas olarak, enerjisini de % 1 doğrulukla belirleme olanağı vermektedir. Bu deneye katılan araştırma grupları ile deneyin bazı temel özellikleri Tablo 2'den takip edilebilir (Şekil 6).

VII. Sonuç:

Önümüzdeki onyıllın gamma ışınları astrofizigi açısından çok verimli ve heyecanlı geçeceği açıktır. Elde edilecek bulguların, yalnızca astronomi ve astrofizik açısından değil, parçacık fizigi, kozmoloji ve genel bilimsel tartışma ortamı açılarından da çok önemli sonuçlar getirmesini beklemekteyiz. Yeni gözlem araçlarımızın duyarlılıkları ve bir dizi özelliği açısından geçmişteki benzerlerinde birkaç mertebe daha gelişkin durumda olması, bir bölümü şu an öngörülemeyecek yeni bulgular ve sonuçlara hazır olamamızı bize hatırlatıyor...

VIII. Kaynakça:

- (1) Stecker, F., 1971, "Cosmic Gamma Rays", NASA SP-249.
- (2) Fichtel, C., Trombka, J., 1981, "Gamma Ray Astrophysics", NASA SP-453.
- (3) Ramana-Murty, P.V., Wolfendale, A., 1986, "Gamma Ray Astronomy", Cambridge University Press, Cambridge, England
- (4) Fichtel, C., Hartman, R., Thompson, D., Bertsch, D., Bignami, G., Ögelman, H., Özel, M.E., Tümer, T., 1975, Astrophys.J., 198, 163.
- (5) Swannenburg et al., (COS-B collaboration), 1981, Astrophys.J.L., 243, L69.
- (6) Bignami, G., Hermsen, W., 1983, Ann.Rev.Astron.Astrophys., 21.
- (7) Özel, M.E., Berkhuijsen, E., 1987, Astron.Astrophys., 172, 378.
- (8) Özel, M.E., Fichtel, C., 1988, Astrophys.J., 335, 135
- (9) Akyüz, A., Broulliet, N., Özel, M.E., 1990, "M82 in gamma rays", hazırlanıyor.
- (10) TÜBİTAK Temel Bilimler Araştırma Grubunca desteklenen TBAG-136 (1975), TBAG-227 (1976) ve TBAG-353 (1981) nolu projeler kesin raporları, Ankara.
- (11) "Techniques in ultra high energy gamma ray astronomy", 1985, 19. ICRC proceedings, special working group, Physics Department, University of Adelaide, Avustralya, s.111.
- (12) Dingus et al., 1988, Phys.Rev.Lett., 61, 1906.
- (13) Gorham et al., 1986, Astrophys.J., 309, 114.
- (14) Gorham et al., 1986, Astrophys.J.L., 308, L11.
- (15) Özel, M.E., "A particle density detector for detection of ultra high energy photon pulses from supernovae", 1972, M.Sc. Thesis, ODTU Fizik Bölümü.
- (16) Kızıloğlu, U., 1979, "An automated system for detection of atmospheric fluorescence pulses from supernovae", Ph.D.Thesis, ODTU Fizik Bölümü.
- (17) Ögelman, H., Kızıloğlu, U., Özel, M.E., 1973, "Uzayda oluşan kısa süreli patlamaların tesbiti", TÜBİTAK IV. Bilim Kongresi tebliği, 5-8 Kasım, Ankara.

E.DERMAN: γ 195+5 in ne olduğu hakkında zannedersem bir iki makale yayınlandı ama onun hakkında kesin bir şey söylemediniz.

M.ÖZEL: Söylemedim, çünkü ne olduğu konusunda fikir ve rivayet muhtelif ama gerçeği kimse bilmiyor. O konuda 1979 da bir radyo taramasını ben kendim yaptım ama ilginç olabilecek bir kaynak ne yazık ki bulamadım. Daha sonra çok daha duyarlı radyo taramaları yapıldı, yine sonuç olumsuz. Son olarak Einstein X-Işınları Gözlemevi'ni kullanarak İtalyan grubunun yaptığı taramalarda ortaya çıkmış bir X-ışın kaynağı var. Yani γ -ışın hata kutusunun içinde bir X-ışın kaynağı var ve İtalyanlara sorarsanız kesinlikle aday bu. Fakat daha sonra Almanların yaptığı radyo taramasında böyle önemsiz sayılabilecek bir kuasar çıktı, onlarda bunu iddia ediyor. Yani gerçekten γ ışınını yayan cismin diğerk dalga boylarındaki bileşeni nedir? Onu kesin olarak bildiğimizi söyleyemeyiz.

E.DERMAN: Yani atarca mı? Kuasar mı belli değil.

M.ÖZEL: Belli değil.

TABLO 1:

GAMMA RAY OBSERVATORY: DENEYLER, GRUPLAR, HEDEFLER

I. OSSE: Oriented Scintillation Spectrometer Experiment
(Yönlendirilmiş Sintilasyon Spektrometresi)

Naval Research Laboratory (NRL) araştırmacıları Kurfes ve arkadaşlarının hazırlanmış olan deney 0.1-10 MeV gamma isinlarına duyarlıdır. 4 adet NaI "phoswich" sistemi, 3.8×11.4 derece-kare'lik bir görüş alanına sahiptir. Enerji saptamadaki hatası % 8 civarındadır. Gamma isin çizgilerini, yaygın isimayı, güneşten gelen gamma isinları ile nötronları gözleyecektir.

II. BATSE: Burst and Transient Source Experiment
(Kozmik patlamalar ve geçici kaynaklar deneyi)

Marshall Space Flight Center araştırmacıları Fishman ve arkadaşlarının sorumluluğunda bulunan deney 20 keV - 30 MeV arası duyarlı bir spektrometre ile 50 keV - 1 MeV arasına duyarlı bir geniş alanlı, bütün uzayı aynı anda görebilen 8 adet NaI(Tl) temelli sintilasyon duyarından oluşmaktadır. Yönü ve zamanı önceden bilinmeyen gamma isin patlamaları ile geçici kaynakların yönünü ve spektrumlarını saptamayı hedeflemektedir.

III. COMPTEL: Imaging Compton Telescope
(Görüntüleyici "çift-saçılgı" Compton Teleskopu)

Max Planck Extraterrestrische Physik, Münih (Fed. Almanya), Univ. of New Hampshire, Durham, (USA), Lab. for Space Research, Leiden (Hollanda) ve ESA Space Science Department, Noordwijk (Hollanda) tarafından ortak olarak yürütülen bu deneyin yönetmenliğini Dr.V.Schönfelder (Münih) üstlenmiştir. 1-30 MeV enerjili gamma isinlarına duyarlı olan teleskop, 1 steradyanlık olay kabul açısı (Field of View, FOV) ile 1-2 derece mertebesinde yön saptama gücüne sahiptir. Enerji tayini % 5-8 arasında hata ile yapılabilmektedir. Noktasal gamma isin kaynakları, yaygın evrensel isim, güneşten gelen gammalar ve gökada-içi yaygın isim baslıca gözlem hedefleri arasındadır. Ayrıca, deney, gelen gamma isinlarının polarizasyon yönünü saptayabilecek kabiliyettedir ki gamma isinlarında polarizasyon ölçümleri ilk kez mümkün olacaktır.

IV. EGRET: Energetic Gamma Ray Experiment Telescope
(Yüksek enerjili gamma isinları deney teleskopu)

Bas sorumluluğunu Dr.C.Fichtel'in (GSFC) üstlendiği bu deney, Goddard Space Flight Center, Max Planck Extraterrestrische Physik (Münih) ve Stanford University (USA) tarafından ortaklaşa yürütülmektedir. 20 MeV - 30 GeV arasındaki gamma isinlarını hedef alan deney, kıvılcım odalarına ek olarak, enerji tayini için NaI(Tl)'lar da kullanılmaktadır. Açısal çözme gücü $1/2$ derece kadar olup görüş açısı (FOV) 45 derecedir. Gözlem hedefleri CompTEL deneyi ile oldukça çakışmaktadır. Yakın gökadalardan gözlemleri ve bütün gökyüzü taraması ayrıca belirtilmeye değer.

ASTROGAM: GAMMA RAY ASTRONOMY WITH A MAGNETIC RIGIDITY SPECTROMETERI. Denege katılanlar:

J.H. Adams, Jr.¹, S.P. Ahlen², L.M. Barbier³, J.J. Beatty², P. Carlson⁴,
 H.J. Crawford⁵, R.L. Golden⁶, K.E. Krombel⁷, R.C. Lamb⁸,
 J. Lloyd-Evans⁹, A.A. Mari², J.F. Ormes³, M.E. Özel¹⁰, G.F. Smoot⁵,
 R.E. Streitmatter³, A.J. Tylka¹, B. Zhou²

II. Katılan kurumlar:

¹E.O. Hulburt Center for Space Research, Naval Research Laboratory,
 Washington, DC 20375-5000 USA

²Boston University, Boston, MA 02215 USA

³NASA Goddard Space Flight Center, Greenbelt MD 20771 USA

⁴Manne Siegbahn Institute of Physics, Stockholm, Sweden

⁵University of California at Berkeley, Berkeley, CA 94720 USA

⁶New Mexico State University, Las Cruces, NM 88003 USA

⁷Universities Space Research Association, Columbia MD 21044 USA

⁸Iowa State University, Ames, IA 50011 USA

⁹University of Southampton, Southampton SO9 5HH UK

¹⁰Cukurova University, Adana 01330 Turkey

III. Abstract

We present a new concept for a high energy gamma ray telescope with an extended energy range and excellent energy and angular resolution. Astrogam is a pair production telescope which was designed to use the magnetic field of the Space Station Freedom Astromag facility to separate the e^+e^- pair and accurately measure the momentum of each particle (Eichler and Adams 1987). Astrogam will extend spectral measurements to higher energies, thus closing the gap between satellite and ground-based observations.

IV. Astrogam Parameters

Energy Range: 100 MeV to 1 TeV

Source Location Precision: 5-10 arcsec (bright sources)

Single Photon Angular Resolution: 20 arcmin (at 2 GeV)

Energy Resolution: 1% (1 to 100 GeV).

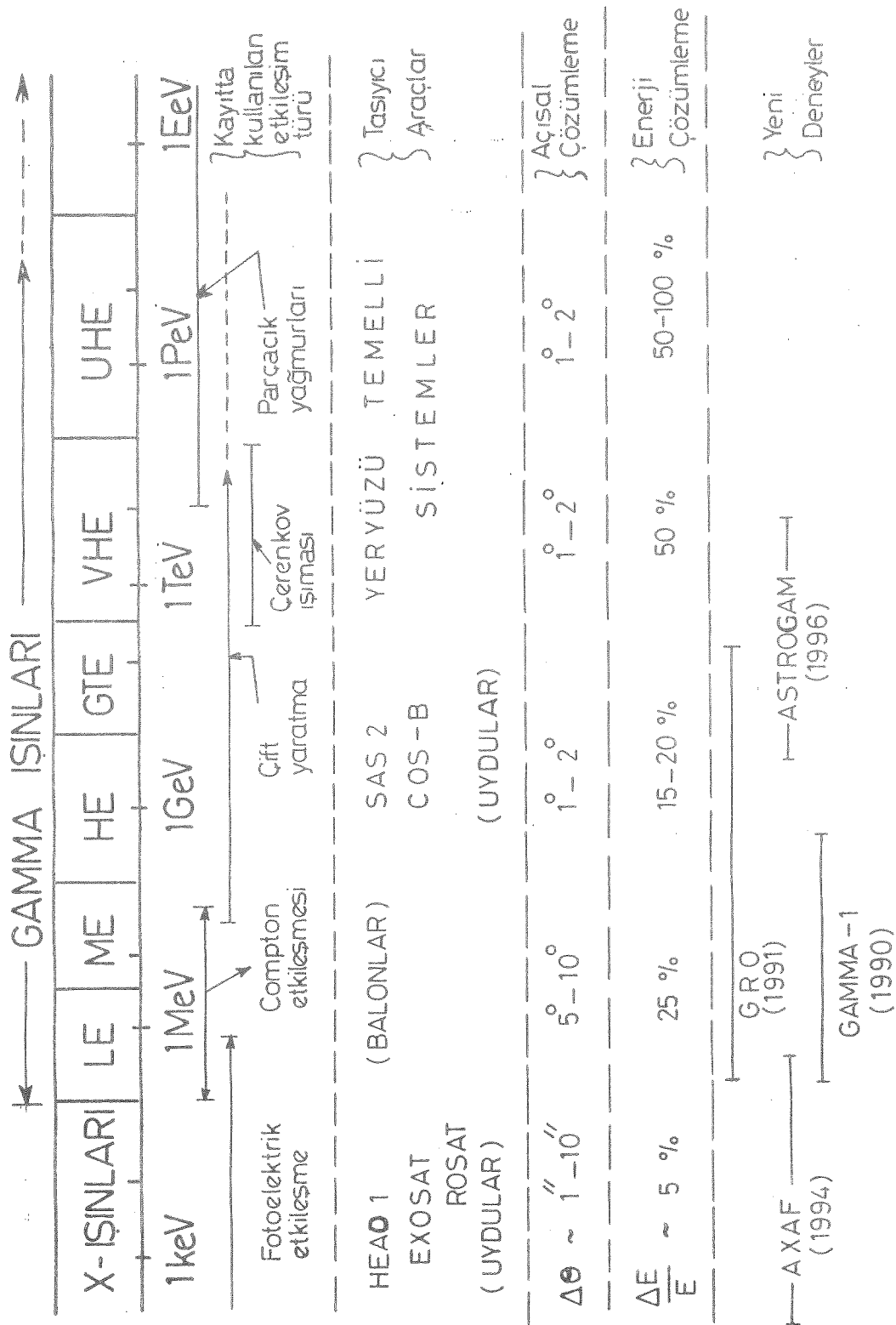
Geometry Factor - Efficiency Product: 7000 cm²-sr

Equivalent Area¹ for a Point Source: 500 cm² (at 40° declination)

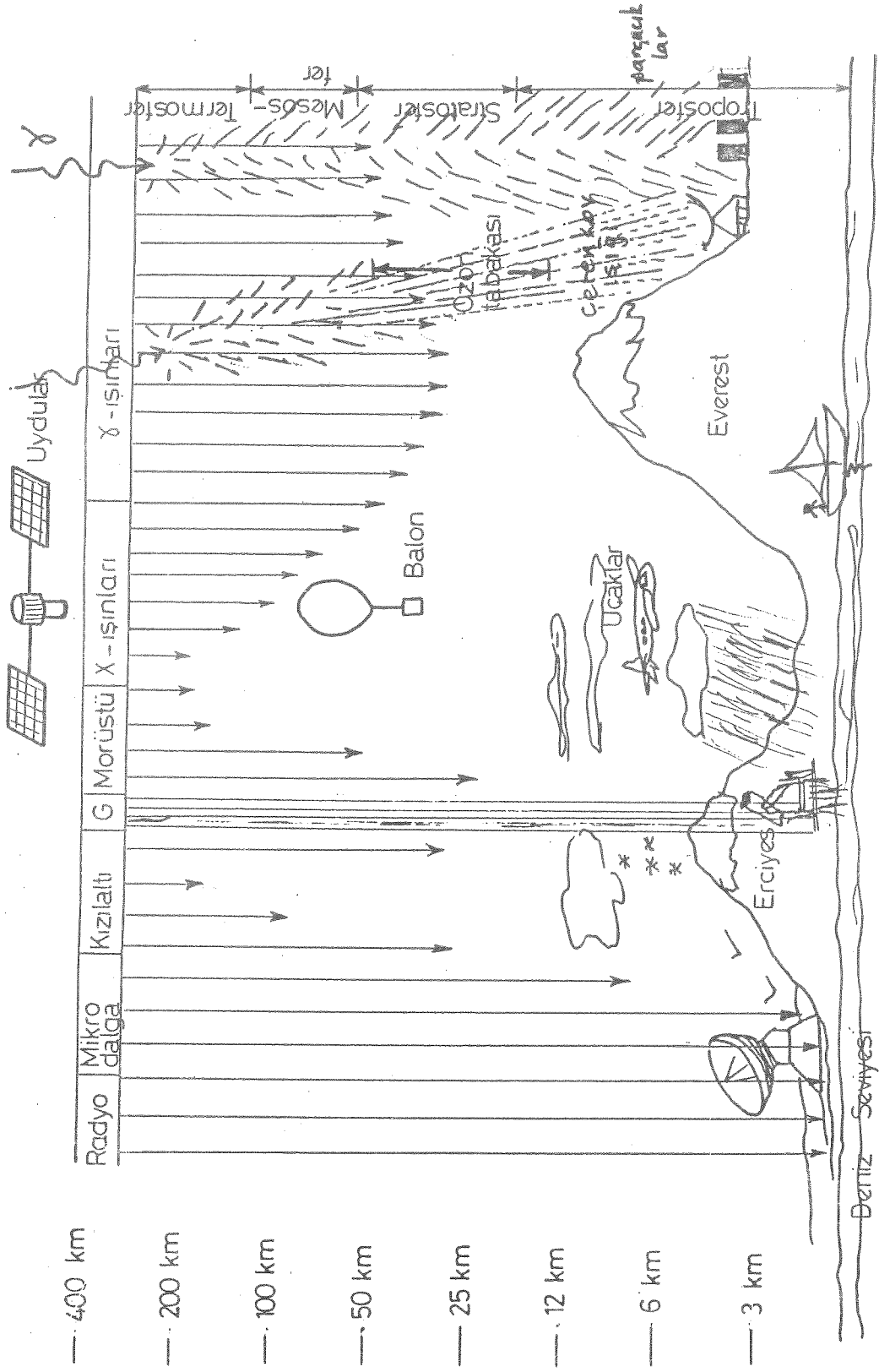
Field of View: 70° FWHM

Arrival Time Precision: 0.1 ms

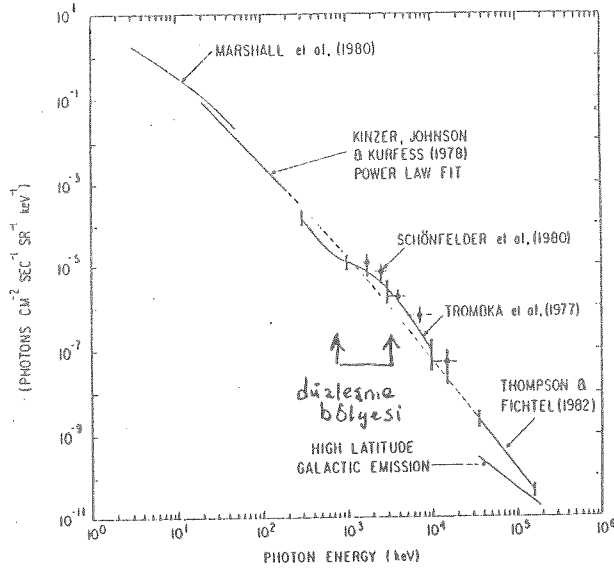
¹ Astrogam is a scanning instrument which surveys the entire celestial sphere. It observes a particular source only part of the time, with a collecting area which depends upon the declination of the source. The "equivalent" area is that of an instrument which would collect as many photons as Astrogam by always pointing exactly at the source and detecting every incident photon.



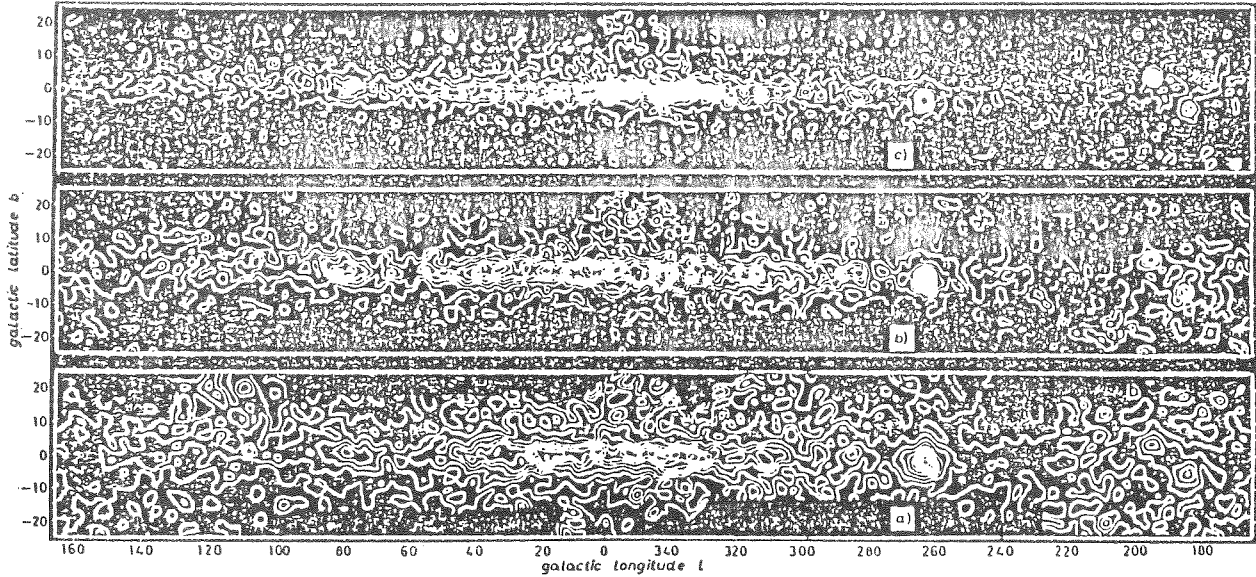
Şekil - 1. X ve γ -ışın bölgelerinde kayıt, teknik ve duyaç özellikleri.



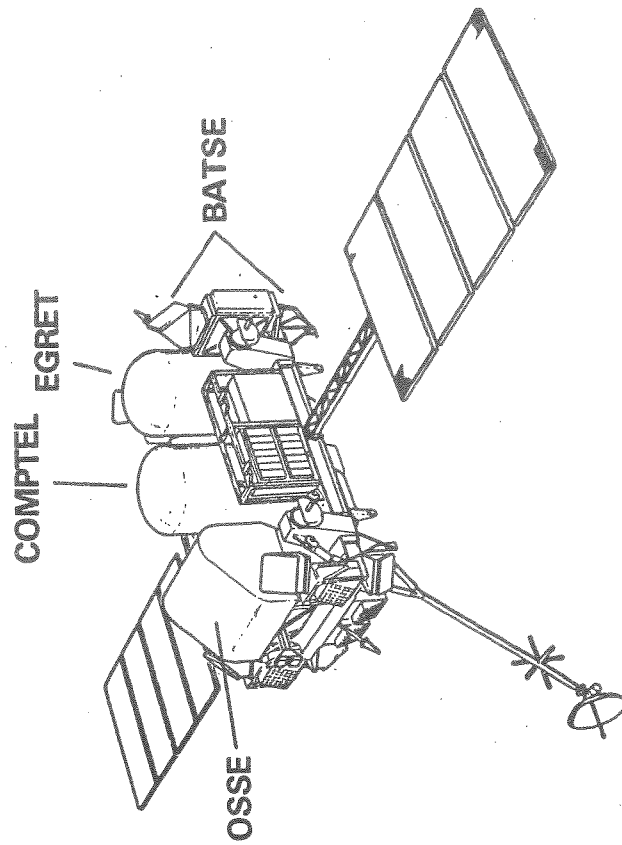
Şekil 2. Elektromanyetik yelpazede ısmanın ulastığı derinlikler.
(Yükseklik ölçeği lineer değildir.)



Şekil 3. Evrensel yaygın gama ışıması foton spektrumu

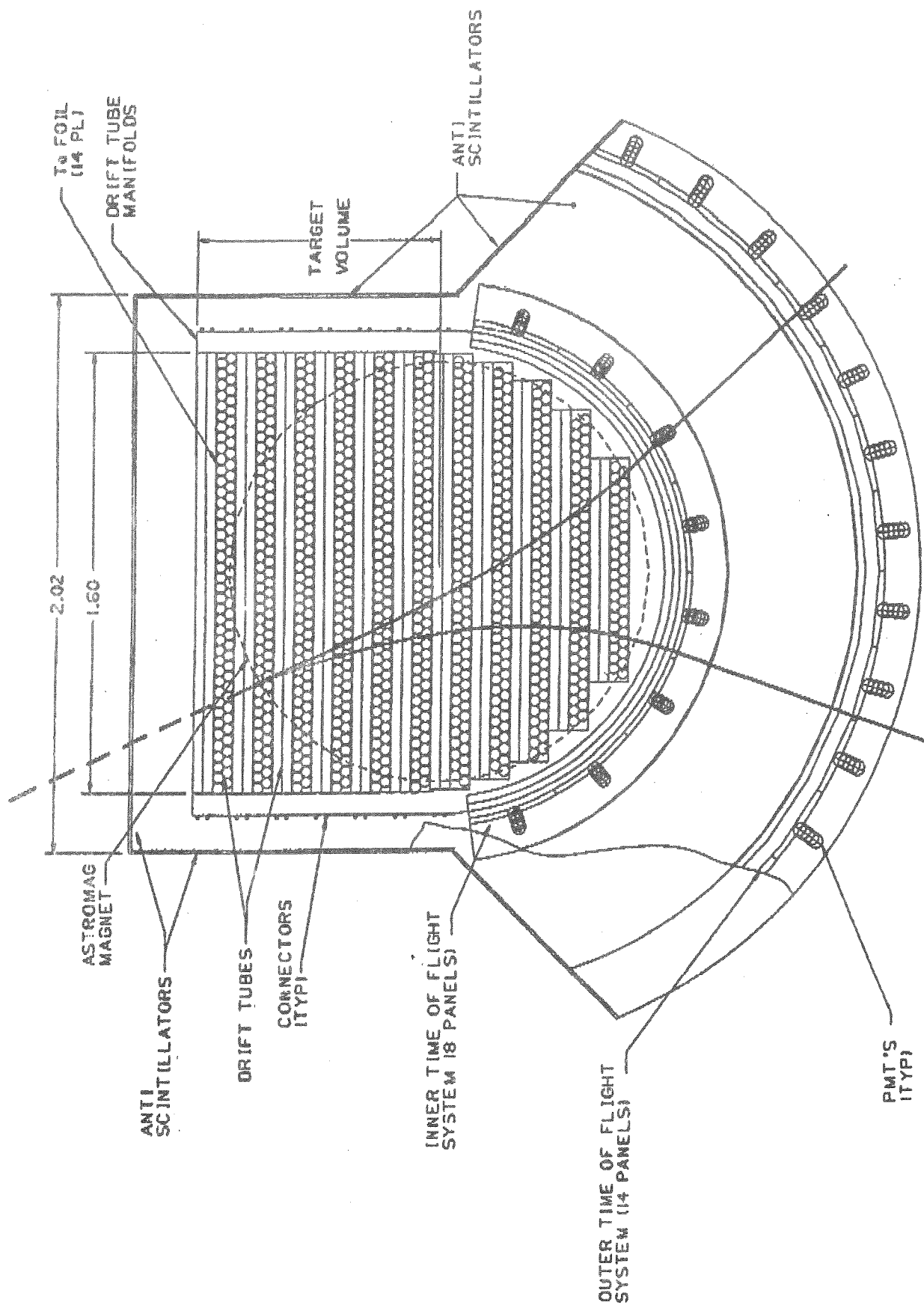


Şekil 4. Üç enerji bölgesinde Samanyolu γ -ışın eş şiddet çizgileri. (a) 0-150 MeV, (b) 150-300 MeV, (c) 300 MeV-5 GeV. COS-B duyucunun açılal çözme gücündeki enerjiye bağlılık göze çanpmaktadır.



Sekil 5: GAO, perspektif

235



FRONT VIEW

Sekil 6: ASTROGAM, kesit.

RADYO ATARICALARI IŞINIM SÜREÇLERİ

Pekünlü, E. Rennan

E.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

İZMİR

I.ÖZET

Radyo atarcalarının 10^{26} K değerine ulaşan ışınım parlaklık sıcaklığını uyumlu (coherent) ışınım süreçleri açıklayabilmektedir. Bu ışınım süreçlerinden eğrilik ışınımı (curvature radiation), relativistik plazma ışınımı ve serbest elektron maser ışınımı, uçlak bölgesi boş koni modeli (polar gap hollow cone) çerçevesinde ele alınmaktadır.

II.GİRİŞ

Gökbilimde radyo kaynakları ısısal, ısısal-olmayan (non-thermal), uyumlu veya uyumsuz (incoherent) olarak tanımlanır. Isısal kaynaklardan gelen ışınımın parlaklık sıcaklığı Maxwell hız dağılımı gösteren parçacıkların T sıcaklığından büyük olamaz. Bu nedenle, örneğin, 10^6 K sıcaklığındaki Güneş tacından gelen ve $\sim 10^{18}$ K parlaklık sıcaklığındaki III.tür radyo patlamaları ısısal olmayan süreçlerle açıklanabilir.

OH, H₂O, SiO gibi yıldızlararası molekül bulutlarından gelen ve maser (microwave amplification by stimula-

ted emission of radiation) süreciyle salınan ışının parlaklık sıcaklığı $\sim 10^{15}$ K ;atarca radyo ışınımı parlaklık sıcaklığı $\sim 10^{26}$ K değerlerine ulaşabildiğine göre bu ışınım kaynakları da ancak ısısal olmayan, uyumlu ışınım kaynaklarıdır.

Uyumlu ışınım sürecinde, ortamdaki nokta kaynaklardan yayılan dalgaların aynı evrede salınması gerekir. Uyum, maser, elektrik yüklü parçacık kümelenmesi (bunching) veya plazma dalgalarının elektromanyetik dalgalara etkin bir dönüşümüyle gerçekleşebilir.

Uyumlu süreçler, genel olarak, plazma kararsızlıkları (instability) sonucunda ortaya çıkar. Plazmada, elektrik yüklü parçacıkların düzensiz deviniminden kaynaklanan ısısal erke, düzenli deviniminden gelen kinetik erke, elektrik erke ve manyetik erke depoları vardır. Bu erke depoları, uzay yük ayrımı ve bu ayrımdan kaynaklanan akım ve elektromanyetik alanlarla eşleşmiş (coupling) durumdadır. Bu erke depoları arasındaki geçişler eşit dağılımlı olabileceği gibi tek yönlüde olabilir. Tek yönlü erke akışı, ortamdaki özgür erkeyi ortaya çıkarır. Özgür erke kaynağı olarak, elektrik yüklü parçacıkların kümelenmesi, Maxwell hız dağılımından sapma, iki akım kararsızlığı (two-stream instability) gibi süreçler önerilmektedir. Bu özgür erke, erke dağıtıcı çarpışmalar sonucunda ortamda soğurulabilir, Landau sönükleşmesine (damping) uğrayabilir veya plazma kararsızlığına

neden olur.

Radyo atarcalarının ışıınım süreçlerinin kaynağı plazma kararsızlıklarıdır.

III. IŞINIM SÜREÇLERİ

1. Uyumlu Eğrilik Işınımı: Atarcanın manyetik alanının (gradient, diverjans ve shear terimlerinin yanısıra varolan) eğrilik bileşeninin elektrik yüklü parçacıklara kazandırdığı ivmelenme sonucunda relativistik elektron veya pozitronların bir de evre uzayda (phase_space) kümelenmeleri bu ışıınımın neden olur. Salınan ışıının toplam yeğİnliğı, ışıınım katılan parçacık sayısı N olmak üzere, bir tek parçacığın saldığı ışıının yeğİnliğinin N^2 katıdır. Evre uzaydaki kümelenmenin hacim boyutları salınan ışıının dalga boyundan daha küçükse parçacıklar uyumlu ışıınım yaparlar.

Ginzburg ve Zhelenzyakov (1975), Buschauer ve Benford (1976, 1983), Kirk (1980) tarafından önerilen ve ayrıntılı olarak incelenen bu ışıınım sürecinin zayıf yanları vardır. Kuram, hız dağılmasını (velocity dispersion) dikkate almamaktadır. Ayrıca parçacık kümelenmesi, bu kümenin manyetik alan eğriliğindeki tutumu iyi açıklanamamıştır.

2. Relativistik Plazma Işınımı: Güneş radyo patlamaları ve atarca radyo ışıınımı için önerilen bu süreç iki aşamalıdır: a) Plazma tedirginlikleri (turbulence) sonucunda elektrostatik Langmuir dalgaları üretilir, b) Langmuir dalgalarının

bir kısmı elektromanyetik dalgalara dönüşür. Plazma ortamından kurtulabilen bu dalgalar gözlemciye radyo dalgaları olarak ulaşır. Uyum, birinci aşamada, plazma tedirginliğinin yüksek etkinlik sıcaklığı nedeniyle ortaya çıkar. Relativistik e^+e^- plazmasının atarca ortamındaki dağılma özellikleri (dispersion properties) Canuto ve Ventura (1972), Hardee ve Rose (1976, 1978), Melrose ve Stoneham (1977), Arons ve Barnard (1986), Beskin ve ark. (1986, 1988) tarafından incelenmiştir.

Beskin ve arkadaşlarının sunduğu en gelişmiş modelde manyetik alan eğriliği, bu eğriliğin dağılma bağıntısında (dispersion relation) ortaya çıkardığı kararsız dalga biçimleri ve bu dalgaların doğrusal olmayan süreçlerle ortamdan kurtulan ışıma dönüşmesi ayrıntılı bir biçimde ele alınmıştır.

3. Serbest Elektron Maser Işınımı: Bu modelde dış manyetik alana koşut bir elektrik alanın relativistik parçacıkları ivmelendirdiği ve ışıma neden olduğu önerilmektedir. [Cocke (1973), Melrose (1978), Kroll ve McMullin (1979)]. Zamanla değişen elektrik alan parçacıkların devinimini düzenler ve serbest elektron maser düzeneğinde olduğu gibi plazma ortamında ters topluluk (inverted population) yaratır. Maser ışıını da eğrilik ışıını gibi dolaysız bir ışıım sürecidir. Relativistik plazma ışıınıının tersine, ortamdan kurtulmadan önce dönüşüme uğramazlar. Bu ışıım süreci için

gerekli olan serbest erke kaynağı ve maser'in doyuma ulaşması(saturation) sorunları iyi anlaşılmış olmasına karşın, kuram gerekli elektrik alanı üretmekte zorlanmaktadır.

IV.SONUÇ

Radyo atarcalarının parlaklık sıcaklığı,uçlaşma (polarisation) özellikleri,tayfı,uçlak bölgesi boş koni modeli çerçevesinde uyumlu ışınım süreçleriyle açıklanabilmektedir.

NOT: Bu bildiri IAU'nun 128 no'lu Colloquium'unda sunulan bilgilerden derlenmiştir.

KAYNAKLAR.

- Arons, J. ve Barnard, J. J. (1986), Ap. J. 302, 120
 Beskin, V. S. ve ark. (1988), Astrophys. Space Sci. 146, 205
 Buschauer, R. ve Benford, G. (1976), MNRAS, 177, 109
 Buschauer, R. ve Benford, G. (1983), Astron. Ap. 118, 358
 Canuto, V. ve Ventura, J. (1972), Astrophys. Space Sci. 18, 104
 Cocke, W. J. (1973), Ap. J. 184, 291
 Ginzburg, V. L. ve Zheleznyakov, V. V. (1975), Ann. Rev. Astron. & Phys. 13, 511
 Hardee, P. E. ve Rose, W. K. (1976), Ap. J. 210, 533
 Hardee, P. E. ve Rose, W. K. (1978), Ap. J. 219, 274
 Kirk, J. G. (1980), Astron. Ap. 82, 262
 Kroll, N. M. ve McMullin, W. A. (1979), Ap. J. 231, 425
 Melrose, D. B. (1978), Ap. J. 225, 557
 Melrose, D. B. ve Stoneham, R. J. (1977), Proc. Astron. Soc. Australia. 3, 120

2CGO13 : AYNI ENERJİDE KOZMİK IŞINLAR KAYNAĞI MI?

M.E.özel⁽¹⁾ J.F.Ormes⁽²⁾ A.Akyüz⁽¹⁾⁽¹⁾ Çukurova Üniversitesi Fen-Edebiyat Fakültesi Fizik Bölümü⁽²⁾ NASA/Goddard Space Flight Center, Code 662, Greenbelt, MD20771, USA

1. Giriş

COS-B gama ışın uydusu gözlemleri sonunda Samanyolu içinde, yüksek enerjili ($E > 100$ MeV) foton ışıması yapan iki düzine kadar gamma ışın kaynağı ortaya çıkarılmıştır (Swanenburg et al., 1981). Bu gök cisimlerinin yapısı ile ilgili sorular astrofizikçilerin gündeminde uzun süredir önemli bir yer işgal etmektedir. Bu kaynaklar arasında 2CGO13+00 bilinen en sert (yüksek enerjili gamma ışınlarının göreceli olarak en yüksek orana sahip olduğu) olağandışı enerji spektrumu ile ayrıca dikkati çekmektedir. Bu durum, Şekil 1'de kendileri hakkında spektral bilgiye sahip olduğumuz kaynakların spektral parametre değerlerinin sıklık dağılımında açıkça görülmektedir. (Spektral parametre, tanım olarak, bir kaynaktan gelen ve enerjisi 300 MeV'den yüksek olan fotonların sayısının aynı kaynaktan gözlenen toplam gamma fotonları sayısına olan oranıdır). Bu parametre çoğu kaynak için beklenen 0.30 değeri civarında dolaşırken, 2CGO13+00 için 0.68'dir (yani, olağan kaynaklar için, gözlenen > 300 MeV enerjili fotonların oranı yaklaşık $1/3$ iken bu kaynakta $2/3$ 'tür). Bu çalışmada, bu kaynağın özellikleri daha yakından incelenerek, bu kadar sert bir spektral çıktıyı oluşturma'nın astrofiziksel yolları araştırılmaktadır.

2. COS-B gamma ışın kaynağı 2CGO13+00

Bu kaynağın koordinatları $\alpha = 18^h 10^m$, $\delta = 16^\circ 45'$ ($l = 13.7$ $b = 0.6$) olarak verilmektedir. Bu bölge Bonn Effelsberg radyo teleskopu ile gözlenerek bölgedeki radyo kaynakları saptanmıştır (özel et al., 1988). Şekil 2'de 11cm'de kaynak bölgesinin radyo haritası verilmektedir. Kaynak 2 yıl ara

ile yapılan COS-B γ -ışın gözlemlerinde, ölçülebilen özelliklerinde herhangi bir değişme göstermemiştir (Pollock et al., 1985). Kaynağa en iyi uyum gösteren eşdeğer üssel (power-law) foton sayı spektrumu, E fotonların enerjisini temsil etmek üzere,

$$I(E) = k E^{-a} \quad a = 1.1 \pm 0.3$$

olmaktadır (Ormes et al., 1988).

3. Monte Karlo benzeşim yöntemi ile astrofiziksel koşullarda γ -ışın üretimi

Çeşitli spektrumlarda kozmik ışın çekirdeklerini, bilinen yıldızlararası ortam koşullarında, değişik madde miktarlı hedeflerle etkileştiren bir Monte Carlo benzeşim (simulation) programı hesaplarının sonuçları bu sertlikte bir gamma enerji dağılımını gerçekçi şartlar altında yaratmanın çok zor olduğunu göstermektedir. Yalnızca kozmik elektronları kullanarak yapılan benzeşim çalışmaları da aynı olumsuz sonucu vermiştir.

Bu sertlikte bir gamma ışıması spektrumu ancak, geniş bir enerji aralığına dağılmak yerine, hemen hepsi aynı enerjide kozmik ışınlardan oluşmuş, tek enerjide ("monoenergetic") bir parçacık hüzmesini ince bir hedef üzerine göndermek suretiyle elde edilebilmektedir. Hüzme enerjisi arttıkça, enerji spektrumundaki değişim Şekil 3'de verilmektedir. Hüzme enerjisi 100 GeV'e ulaştığında oluşan fotonlar gözlenen sertlikte bir enerji spektrumu vermektedirler (Şekil 4). Nasıl bir gök cismi bu türden bir mekanizmayı oluşturmuş olabilir?

Nötron yıldızı içeren x-ışın çift yıldızlarının, taşıdıkları çok yüksek gravitasyonel ve manyetik alanlar nedeni ile parçacık hızlandırmak ve hüzme yaratabilmek gibi özellikleri olabileceği literatürde kabul görmektedir (Kazanas and Ellison, 1986). Bazı x-ışın çiftlerinden gözlenen düzensiz aralıklı radyo atılımları buna işaret sayılmaktadır (Grindley ve Seaquist, 1986). Bu bakımdan, 2CG013+00'in hata çemberi içinde bulunan ve zaman zaman radyo ışıması yaptığı da bilinen GX13+1 x-ışın çift yıldızı gözlenen gamma ışımasının da kaynağı olmaya en güçlü adaydır. GX13+1'de hiç bir dönemselliğin gözlenememiş olması (Ponman, 1982) sistemin çevresinde (hüzme

için hedef görevi görecek ve gamma ışınları yaratabilecek) uygun kalınlıkta bir madde bolluğuna işaret etmektedir.

4. TeV Bölgesinde beklenen akı

Şekil 5'te verilmekte olan, hata çemberi içindeki ilginç cisimlerin ortak enerji spektrumu da GX13+1 ile 2CG013+00'in aynı gök cismi olabileceği tezini güçlendirmektedir. PeV (10^{15} eV) bölgesinde Protheroe et al (1984) tarafından verilmekte üst sınırlarından da yararlanarak, TeV enerji bölgesinde bu γ -ışın kaynağından beklenebilecek akı değeri

$$I (> 10^{11} \text{ eV}) = 3 \cdot 10^{-11} \text{ ph/cm}^2\text{-s}$$

civarında olmalıdır. Varolan Çerenkov ışıması dedektörleri, akı değeri $10^{-11} \text{ ph/cm}^2\text{-s}$ olan gök cisimlerini görebilmektedirler. (Lamb ve Weeks, 1986; 1987). Bu nedenle bu bölgenin benzer araçlarla gözlenmesi kaynak hakkında yeni bilgiler getirebilir.

5-Sonuç

Her X-1 ve Cyg X-3 gibi X-ışın çiftlerinde varlığı ileri sürülen (Fichtel ve Linsley, 1986; Kazanas ve Ellison, 1986; Gorham ve Learned, 1986) hüzmelere benzer şekilde GX13+1 sisteminde bir "tek enerjide" kozmik ışın hüzmeleri gözlenen γ -ışınların nedeni olabilir. Benzeşim hesapları hüzmelerin enerjisinin >100 GeV olması gerektiğine işaret ediyor. TeV gözlemleri bu enerji üzerine bir üst sınır getirebilir. GRO ve GAMMA-1 gibi yeni γ -ışın deneylerinin 2CG013+00 bölgesini tekrar gözlemleyerek ve γ -ışınları hata kutusunu küçülterek, tartışılan eşleştirme adaylarından bazılarını dışlayarak sorunun çözümüne yardımcı olması beklenmektedir.

Kaynaklar

- Cassiday, A., 1985, Ann. Rev. Nucl. Part. Sci., 35, 321
 Fichtel, C., Linsley, J., 1986, Astrophys. J., 300, 474
 Gorham, P., Learned, J., 1986, Nature., 323, 422
 Grindley, J. E., Seaquist, W., 1986, Astrophys. J., 310, 17
 Hjellming, R., Johnston, K., 1985, in "Radio Stars", Reidel, Dordrecht, s. 309
 Kazanas, D., Ellison, D., 1986, Nature., 319, 380
 Lamb, R. C., Weeks, T. C., 1986, Astrophys. J. Letters., 25, 73
 Lamb, R. C., Weeks, T. C., 1987, Science., 238, 1483
 Ormes, J. F., Özel, M. E., Morris, D., 1988, Astrophys. J., 334, 722
 Özel, M. E., Schlickeiser, R., Sieber, V., Younis, S., 1988,
 Astron. Astrophys., 200, 195
 Pollock et al., 1985, Astron. Astrophys., 146, 352
 Ponman, T., 1982, MNRAS., 201, 769
 Protheroe, R., Clay, R., 1984, Proc. ASA, 5 (4), 586
 Swanenburg et al., 1981, Astrophys. J., 243, L69

E. DERMAN: Böyle bir kaynaktan gelen foton sayısını söylermisiniz?

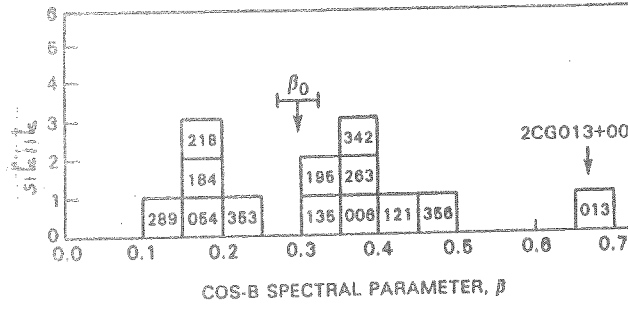
M. ÖZEL: Aşağı yukarı ayda yüz kadar. Yani günde 4 foton mertebesinde bu bölgeden geldiğini düşünüyoruz ama civarından, onun yakınından mesela 20 foton geliyor. Dolayısıyla yirmi gelen yerden yüz gelen yeri ayırt edebiliyoruz.

E. DERMAN: Gürültünün üzerine.

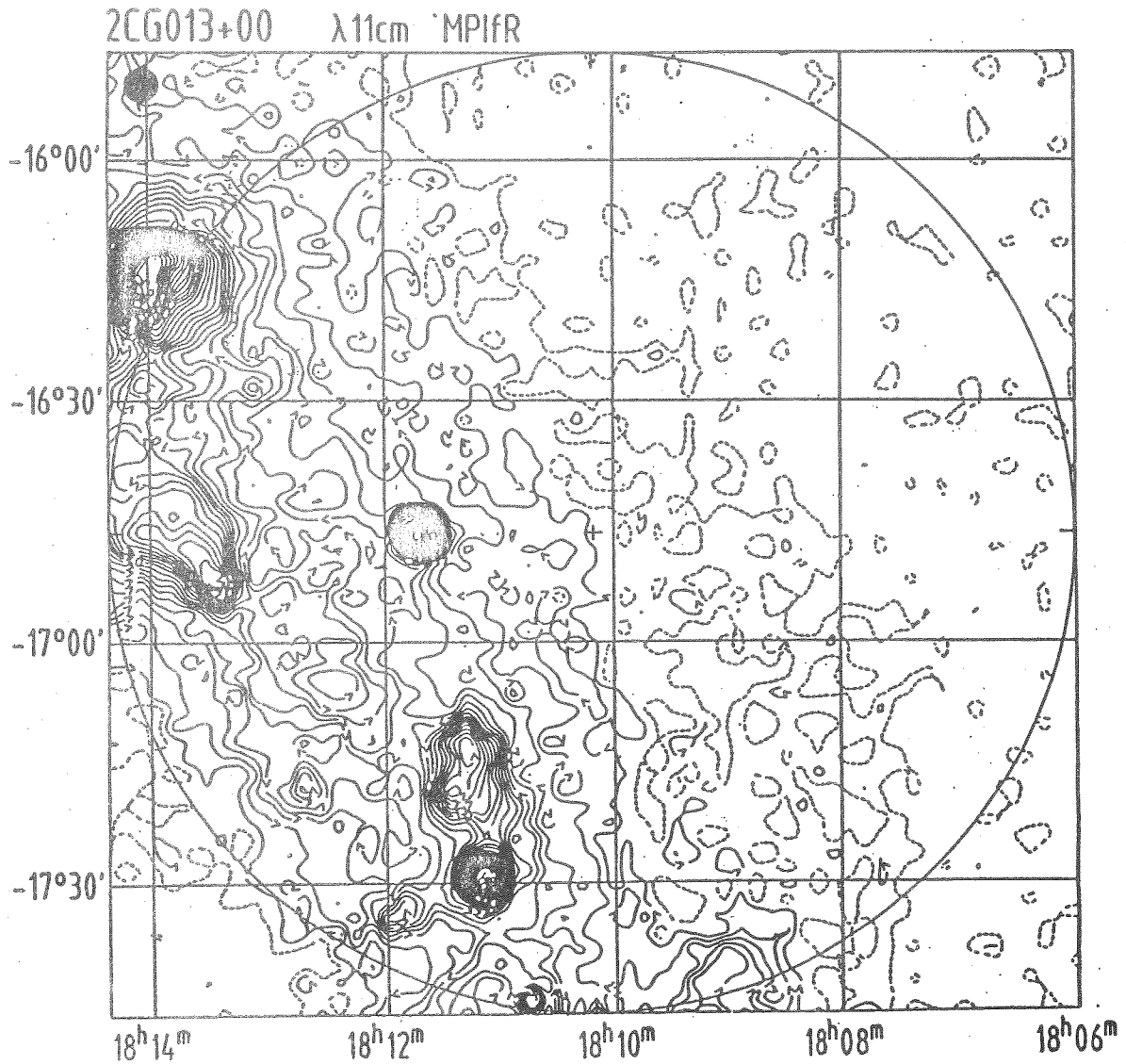
M. ÖZEL: Evet.

R. PEKUNLU: Bu yeni atılacak olan uydularda atarcalara bakmak düşünülüyor mu? Programda var mı?

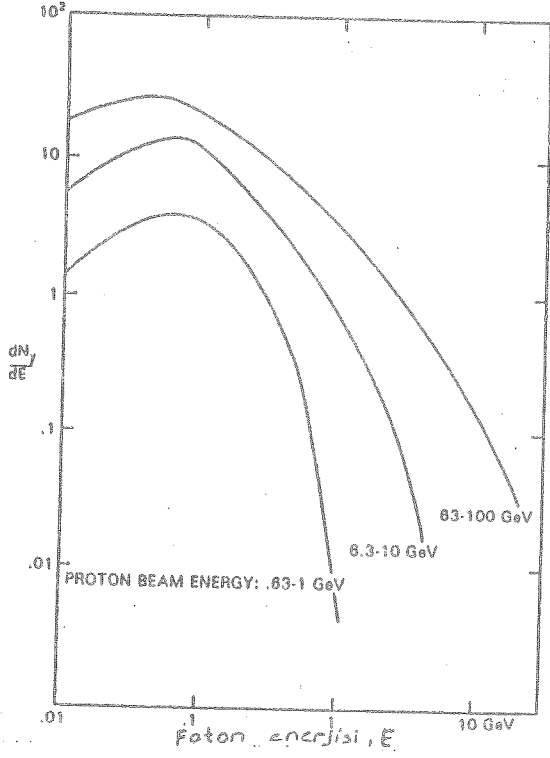
M. ÖZEL: Evet düşünülüyor. γ -Işınları Gözlemevi GRO uydusunun programları arasında radyo gözlemevleriyle atarcaları hem zamanlı olarak gözlemek. Çünkü γ -ışınlarının sayma hızıyla, yani saatte bir fotonla, bir milisaniye veya on milisaniye mertebesindeki periyotları bulmanın imkanı yok. Ancak tam periyodu bilerseniz ve katlamayı doğru olarak yapabilirsiniz bir atarcanın varlığını görebilirsiniz, yani imzasını.



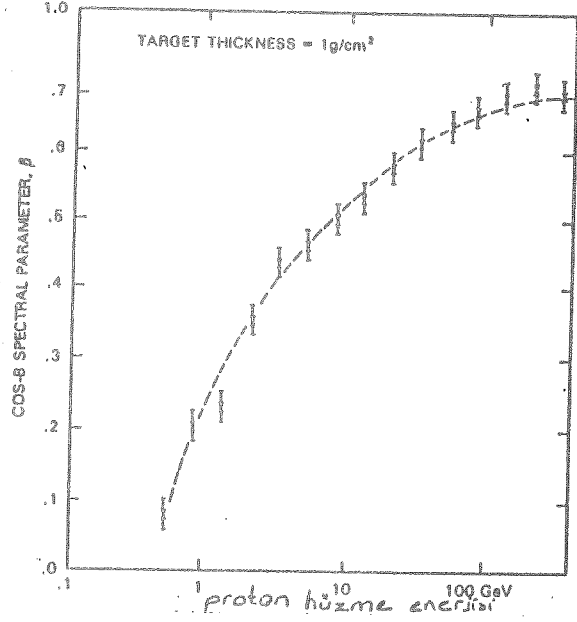
Şekil 1. COS-B spektral parametre değerlerinin sıklık dağılımı. 3 rakamlı sayılar kaynağın gökada boylamını gösterir. 2CG013-00 diğer kaynaklardan ayrı olarak en sağ uçtaadır. Spektral parametre değeri β_0 , $E^{-2.0}$ foton spektrumuna karşılık gelmektedir.



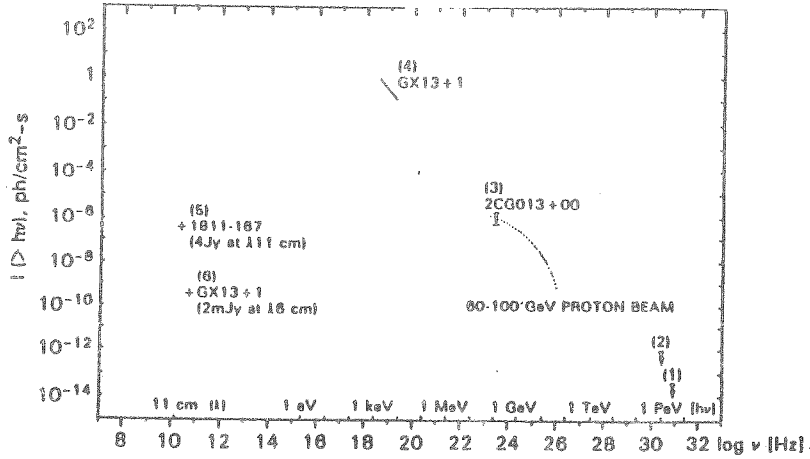
Şekil 2. 2CG013 - 00 hata çemberi bölgesinin $\lambda 11\text{cm}$ de, Effelsberg teleskopu ile yapılmış radyo haritası. Sol üst köşede teleskobun çözme gücünü belirleyen daire görülmektedir. 1811-167 radyo kaynağı özel et al. (1988) tarafından 2CG013 - 00 için olası radyo eşi olarak teklif edilmiştir.



Şekil 3. "Monoenergetic" proton hüzmesinin 1 g/cm^2 kalınlığında hedef madde üzerine gönderilmesi ile Monte Carlo programından elde edilen foton spektrumları. Hüzme enerjisi yükseldikçe spektrumun sertleştiği görülmektedir.



Şekil 4. "Monoenergetic" hüzme enerjisinin fonksiyonu olarak spektral parametrenin evrimi. 100 GeV civarında hüzme enerjisi, 2CG013 + 00 için gereken $\beta \approx 0.70$ değerine ulaşmaktadır.



Şekil 5. 2CG013 + 00 hata çemberi bölgesindeki bazı gök cisimlerinin integral foton akıları. γ -ışın kaynağı ile GX13-1' in spektrumları birbiri ile uyumsuzluk göstermemektedir. Parantez içindeki rakamlar şu referanslara karşılık gelmektedir. (1) Protheroe et al., 1984; (2) Cassidy, 1985; (3) Swanenburg et al., 1981; (4) Bradt and McClintock, 1983; (5) Özel et al., 1988; (6) Grindlay and Seaquist, 1986

ARIEL 4 UYDUSU VERİLERİYLE CUSP BÖLGESİ SINIRLARININ SAPTANMASI

Gülçin KANDEMİR ve Yurdanur TULUNAY

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

İ.T.Ü. Uçak ve Uzay Bilimleri Fakültesi, İstanbul

ÖZET. Yerel öğle saatlerinde birkaç saatlik bir aralıkta yukarı enlemlere yumuşak parçacıklar yağmaktadır. Gezegenlerarası magnetik alanla yer magnetik alanının etkileşimi sonucu bu parçacıkların yer atmosferine girebileceği bu nötr bölgeye buradaki magnetik alan çizgilerinin biçimi nedeniyle "cusp" adı verilmiştir. Daha önce elektron yoğunluğunun 78° ve 82° invariant enlemlerinde birer maksimum gösterdiği ve bu enlemler arasında ise düzensiz yoğunluk değişimleri olduğu gözlenmiştir (1).

Bu çalışmada 3 Şubat-7 Mayıs 1972 tarihlerini kapsayan Ariel 4 uydusu verileri kullanılarak cusp'ın sınırları olduğu varsayılan bu enlemlerde elektron yoğunlukları incelenmiştir.

I. GİRİŞ

Gezegenlerin magnetik alanı güneş rüzgarına karşı bir kalkan görevi yapar. Güneş rüzgarı süpersonik olduğundan güneş tarafında parabole yakın biçimde bir şek dalgası oluşur. Gündüz tarafında magnetik alan çizgilerinin kapalı olmasına karşın gece tarafındakiler bir kuyruk oluşturur (Şekil 1, (2)). Bunların arasında kalan magnetik alanın zayıf olduğu hilal ucu biçimindeki bölgeye "cusp" adı verilir. Cusptan girebileceği düşünülen güneş rüzgarı parçacıklarının atmosferin neresine kadar girdiği ve magnetosfer plazmasına hangi oranda katkıda bulunduğu bugün hala tam olarak bilinmemektedir. Yerel zamanla öğlen saatlerinde birkaç saatlik dar bir bölgeyi kapsayan cuspta (Şekil 2, (3)) parçacık sayısının arttığı, fakat buraya daha az enerjili parçacıkların yağmakta olduğu bilinmektedir.

II. CUSP BÖLGESİNİN SINIRLARI

Muldrew (1) cusp bölgesini 200 - 1400 km arasında değişen yüksekliklerde incelediğinde 4° - 9° A (invariant enlem) genişliğinde bir bölgeyi kapsadığını gördü. Ayrıca cusp bölgesinin sınırlarında elektron yoğunluğunun iki yerde maksimum olduğunu, bunların arasında ise genel bir artma gösteren yoğunluk değişimlerinin düzensiz olduğunu gözlemledi. 73° - 78° A daki birinci maksimumu cuspın ekvator tarafındaki sınırı, 82° deki ikinci maksimumu ise cuspın kutup tarafındaki sınırı olarak yorumladı.

Bu çalışmada Ariel 4 uydusu verileri (4) kullanılarak cusp bölgesinin konumu yeniden incelenmiştir.

Dönem süresi 95 dakika olan Ariel 4 uydusunun yüksekliği 471 km-611 km arasında değişmekteydi. Bu çalışmada, Ariel 4 uydusu elektron yoğunluğu verilerinin 3 Şubat-7 Mayıs 1972 tarihleri arasındaki bütün yerel zamanları kapsayan 94 günlük kısmı kullanılmıştır.

III. VERİLERİN ÇÖZÜMLENMESİ

Bu çalışmada öğlen saatlerinde ve yüksek invariant enlemlerdeki elektron yoğunlukları incelenmiştir. Aynı yerel (LT) ve jeomagnetik yerel (GMLT) saatlere ait veriler seçilerek güneş rüzgarı ile jeomagnetik alanın birbirini bozucu etkileri yok edilmeye çalışıldı. Aynı LT ve GMLT saatlerinin kullanımı cusp bölgesinin daha iyi belirlenmesine yardımcı oldu. Çizelge 1 de evrensel zaman (UT) ve 10° lik invariant enlem aralıkları için elektron yoğunluklarının bir saatlik ortalamaları verilmektedir. Veri azlığı nedeniyle şekillerde gözönüne alınan aynı LT ve GMLT saatlerine ait veriler ayrıca evrensel zaman gruplarına ayrılamamıştır. Halbuki farklı evrensel zamanlarda elektron yoğunluklarında farklılıklar olduğu bilinmektedir (5).

Çizelge 2de 1972nin 35inci-126ıncı günleri için her günlük veri sayısı 10-15 arasındaki GMLT saatleri için verilmektedir.

Şekil 3de 30° - 90° A için aynı LT ve GMLT saatlerindeki verilerin tümü görülmektedir. 70° - 80° A arasındaki değerlerin yüksek olduğu

ve $90^\circ \Lambda$ yakınında yoğunluğun düştüğü gözleniyor.

Şekil 4 ve 5, K_p magnetik indisinin elektron yoğunluğuna etkisini gösteriyor. Şekil 4, K_p nin 0 olduğu sakin günler için, şekil 5 ise K_p nin 5 olduğu aktif günler için çizilmiştir. Fırtınalı günlerde şekil 3 deki genel trendin kaybolduğu gözleniyor.

Şekil 6-9 da LT ve GMLTnin her ikisinin de $11^h, 12^h, 13^h$ ve 14^h olduğu zamanlarda invariant enleme göre elektron yoğunluğu değişimleri verilmektedir. Veri azlığı nedeniyle 11^h ve 14^h için anlamlı bir sonuca varılamamaktadır. 12^h ve 13^h e ait şekiller ise şekil 3deki genel trendi vermektedir.

Çuspi belirlemesini beklediğimiz şekil 7, $GMLT=12^h$ ve $LT=12^h$ için çizilmiş olup, $76^\circ-77^\circ \Lambda$ da başlayan yüksek değerlerin $82^\circ \Lambda$ ya kadar devam ettiğini görüyoruz. Bu sınırlar daha önceki çalışmalara (1) uygunluk göstermektedir ve elektron yoğunluğunun $5^\circ-6^\circ$ lik bölgede fazlalık göstermesi Ariel 4ün bulunduğu $\sim 500-600$ km lik yükseklikler için uygundur.

IV. SONUÇ

1- Cuspın gerek ekvator tarafındaki, gerek kutup tarafındaki sınırları daha önceki çalışmalara uygun olarak saptanmıştır.

2- $GMLT=12^h$ ve $LT=12^h$ için elektron yoğunluğunda yüksek enlemlerde gözlenen fazlalık yalnız $LT=12^h$ alınıp tüm GMLT değerleri ile incelendiğinde görülememektedir. Güneş rüzgarı ile yer magnetik alanının verileri farklı etkileyişini bu çalışmadaki yöntemle gidermek mümkün gibi görünmektedir.

Çizelgeler

Çizelge 1. Her bir evrensel saat için ve $10^0 \Delta$ aralıkları için elektron yoğunluklarının saatlik ortalamaları.

Çizelge 2. 10-15 arası GMLT saatleri için her bir güne ait veri sayısı.

Şekiller

Şekil 1. Yer magnetosferinin kesiti(2).

Şekil 2. Viking uydusunun parçacık verileri kullanılarak bulunmuş olan cusp ve çevresindeki cleft bölgesinin yapısı(3).

Şekil 3. Tüm veriler için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.

Şekil 4. $K_p=0$ olan günler için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.

Şekil 5. $K_p=5$ olan günler için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.

Şekil 6. GMLT = 11 ve LT = 11 saatleri için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.

Şekil 7. GMLT =12 ve LT = 12 saatleri için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.

Şekil 8. GMLT = 13 ve LT = 13 saatleri için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.

Şekil 9. GMLT = 14 ve LT = 14 saatleri için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.

Kaynaklar

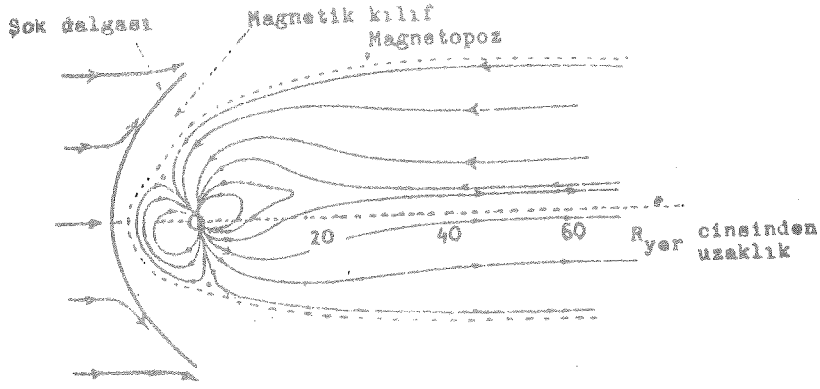
- 1- Muldrew, D.B., The Polar Cusp, (J.A. Holtet and A. Egeland eds.), pp 377-386, D. Reidel Pub. Co., Holland, 1985
- 2- Ratcliffe, J.A., An Introduction to the Ionosphere and Magnetosphere, Cambridge Univ. Press, 1972
- 3- Lundin, R., Space Science Reviews, 48, pp 263-320, 1988
- 4- Goodall, C.V., J. Wall and H.D. Hopkins, J. Brit. Inter. Soc., 26, 135, 1973
- 5- Oke G. and Y. Tulunay, "A Further Investigation of the Time Dependence on the Ariel 4 Ambient Electron Densities" (yayınlanacak)

INFLA	30-40		40-50		50-60		60-70		70-90		TOTAL	AVG
UNT	N	AVG	N	AVG	N	AVG	N	AVG	N	AVG		
1	9	1.4E+05	6	1.1E+05	9	8.6E+04	38	7.8E+04	112	7.7E+04	174	9.8E+04
2	0	0.0E+00	0	0.2E+04	4	7.0E+04	9	5.9E+04	74	7.1E+04	87	5.6E+04
3	5	1.2E+05	3	7.7E+04	3	7.2E+04	17	7.6E+04	123	7.0E+04	151	8.2E+04
4	6	1.0E+05	10	9.2E+04	12	6.6E+04	16	7.6E+04	98	7.4E+04	142	8.2E+04
5	6	1.3E+05	9	9.1E+04	8	8.5E+04	37	8.4E+04	62	7.5E+04	122	9.3E+04
6	19	1.2E+05	10	9.1E+04	15	8.4E+04	37	7.7E+04	48	6.3E+04	129	8.7E+04
7	22	1.2E+05	14	1.0E+05	11	9.5E+04	42	8.4E+04	32	7.9E+04	121	9.6E+04
8	6	1.2E+05	10	9.9E+04	19	8.9E+04	41	8.6E+04	7	9.3E+04	85	9.7E+04
9	19	1.2E+05	16	9.6E+04	14	8.2E+04	24	8.0E+04	5	8.8E+04	78	9.3E+04
10	8	1.3E+05	5	9.7E+04	8	8.4E+04	17	7.3E+04	10	6.0E+04	40	8.7E+04
11	8	1.2E+05	10	9.0E+04	11	9.0E+04	17	7.7E+04	16	9.2E+04	62	9.5E+04
12	11	1.3E+05	2	9.7E+04	1	9.2E+04	8	6.8E+04	9	7.7E+04	31	9.3E+04
13	7	1.1E+05	1	9.2E+04	0	0.0E+00	9	7.5E+04	21	8.4E+04	38	7.2E+04
14	7	1.0E+05	4	9.4E+04	3	5.7E+04	12	5.9E+04	12	8.7E+04	38	7.9E+04
15	28	1.5E+05	8	1.0E+05	13	7.9E+04	23	6.7E+04	19	8.4E+04	91	9.6E+04
16	5	7.1E+04	17	1.0E+05	13	7.6E+04	14	6.1E+04	19	7.1E+04	68	7.6E+04
17	3	1.9E+05	7	1.5E+05	7	9.8E+04	13	9.1E+04	7	9.1E+04	37	1.2E+05
18	20	2.2E+04	4	1.6E+05	0	0.0E+00	14	9.7E+04	43	7.4E+04	81	7.1E+04
19	9	2.8E+05	2	1.8E+05	5	1.1E+05	7	1.2E+05	26	8.6E+04	49	1.6E+05
20	9	2.0E+05	15	1.6E+05	15	1.3E+05	20	9.5E+04	54	8.3E+04	113	1.3E+05
21	3	1.8E+05	6	1.6E+05	3	1.5E+05	12	7.7E+04	26	9.6E+04	50	1.3E+05
22	7	2.1E+05	4	1.7E+05	9	1.2E+05	20	9.1E+04	22	7.6E+04	62	1.3E+05
23	2	2.1E+05	1	9.2E+04	1	7.5E+04	15	7.1E+04	28	8.0E+04	47	1.1E+05
24	0	0.0E+00	0	0.0E+00	0	0.0E+00	3	7.0E+04	11	7.5E+04	14	2.9E+04
TOTAL	219		164		184		465		886		1918	
AVG		1.3E+05		1.1E+05		7.9E+04		7.9E+04		7.9E+04		9.4E+04

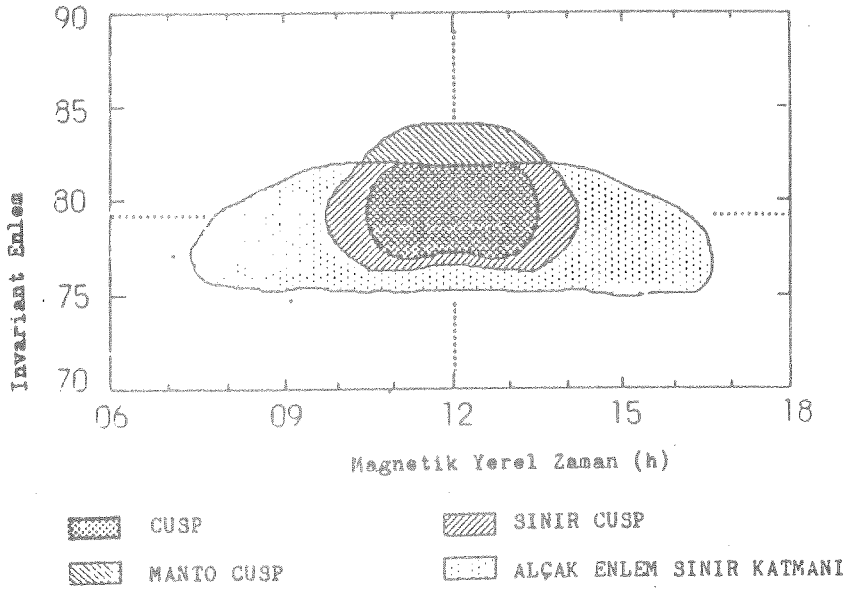
Çizelge 1. Her bir evrensel saat için ve $10^0 \Lambda$ aralıkları için elektron yoğunluklarının saatlik ortalamaları.

	G M L T						
DAY	10	11	12	13	14	15	TOTAL
35		3			1		4
36			1			1	2
37	3			1	1		5
38		1			1		2
39	1		1				2
40	2			1	1		4
45							0
46	2		1		1		4
47	10		2	1		1	14
48	10		1	1	1	2	15
49			1	1	1	2	5
50		3	3	6	4	1	17
51			1	1			2
52		1		1	1		3
53	1	1		1	1		4
54		1			1		2
56	1	2		3	4		10
57			2	2	2		6
58		1		4	3		8
59			2	1	4		7
60		2	2	2	5		11
61		3	1	4	7		15
62			2	5	7		14
63	1		2	4	8		15
64			2	3	10		15
65			1	3	10		14
74				5	1		6
75				10	15		25
76			5	10	3		18
77			3	5	10		18
78			5	25	5		35
79			3	80	10		93
80			40	40	10		90
81	4	3	30	45	25		107
82		8	45	30	8		91
83		4	40	50	11		105
84			55	35	12		102
85		8	35	30	8		81
86		10	25	25	8		68
87		20	22	22	8		72
88		20	8	8	9		45
89		18	8	15	5		46
90		10	8	15	6		39
91		15	11	13	5		44
92		15	12	13	5		45
93		9	10	13	4		36
94		20	12	10	3		45
95		10	7	8	2		27
96		10	10	12	3		35
97	5	3	3	6	2		19
98	10	10	5	5	25		55
99	15	10	10	10	40		85
100	10	3	11	10	3		37
101	3	10	15	10	3		41
102		10	10	5	1		26
103		10	5	1			16
104	5	10	15	5			35
117	1	5	5	5			16
118	3	3	5	5			16
119	3	3	5	5			16
120	3	5	5	5			13
121		5	5	5			15
122	5	5	3	3			16
123	3	3	1	1			8
124	3	3	3	3			12
125	5	3	3				11
126	3	3	1	1			8
TOTAL	112	302	529	644	324	7	1718

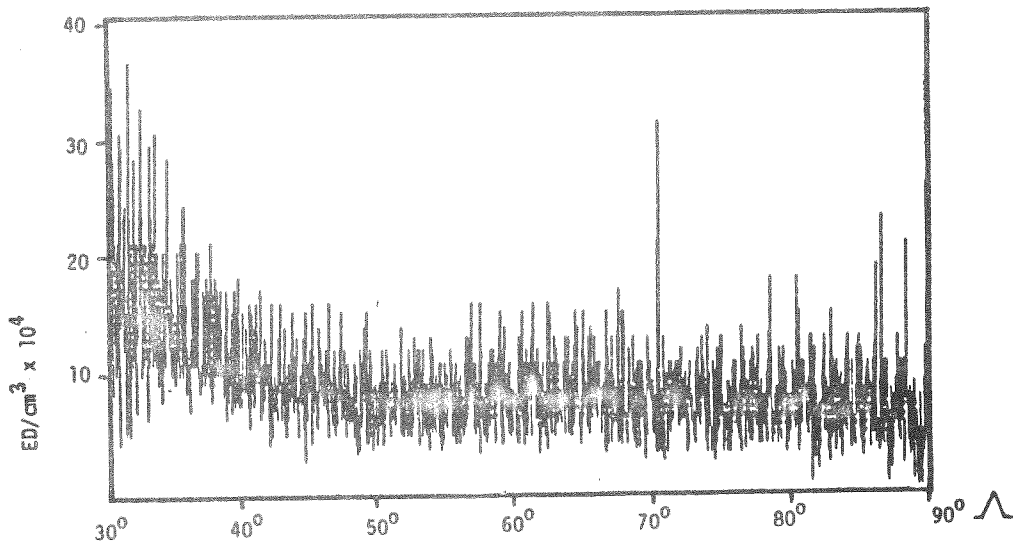
Çizelge 2. 10-15 arası GMLT saatleri için her bir güne ait veri sayısı.



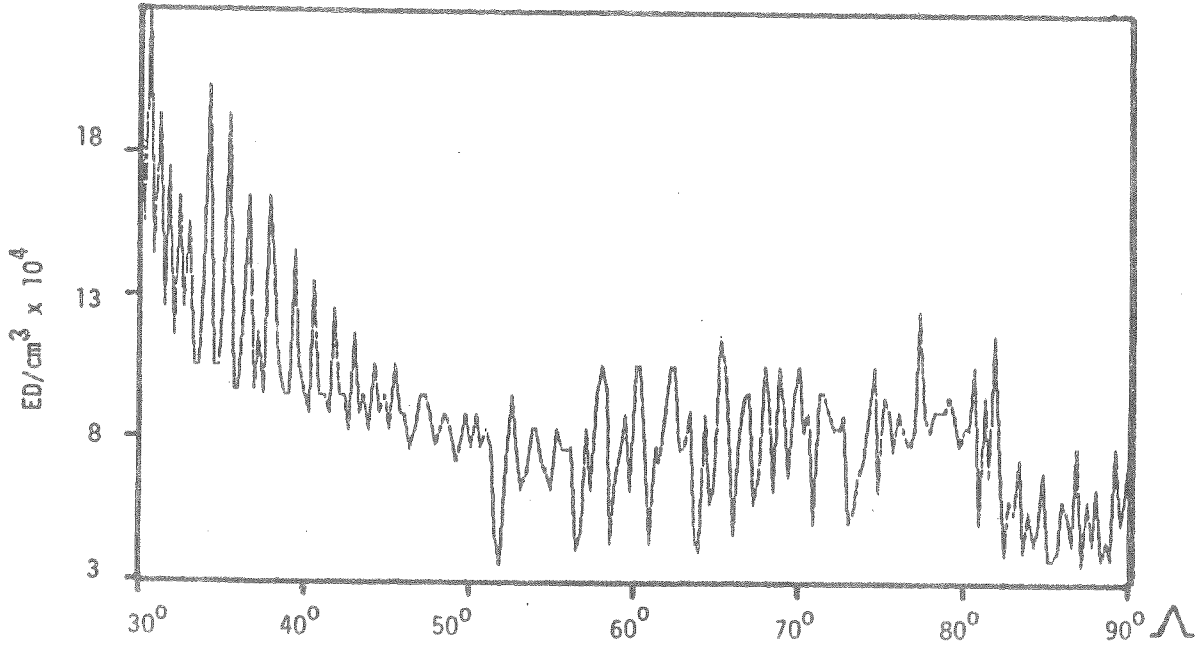
Şekil 1. Yer magnetosferinin kesiti(2).



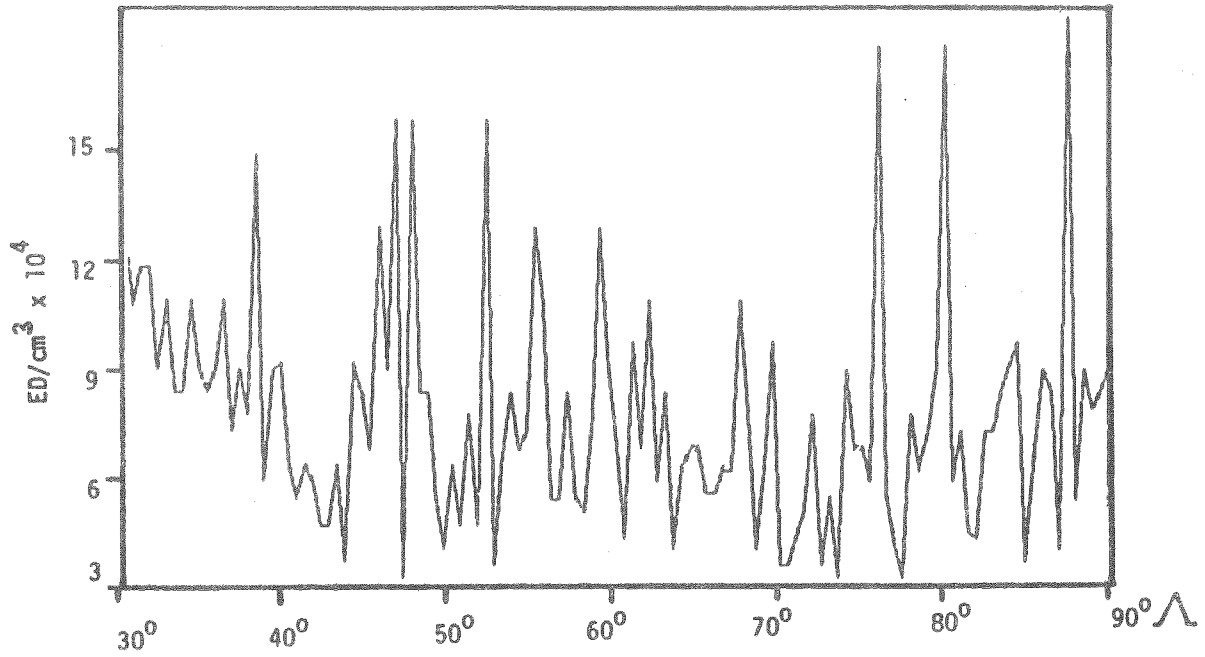
Şekil 2. Viking uydusunun parçacık verileri kullanılarak bulunmuş olan cusp ve çevresindeki cleft bölgesinin yapısı(3).



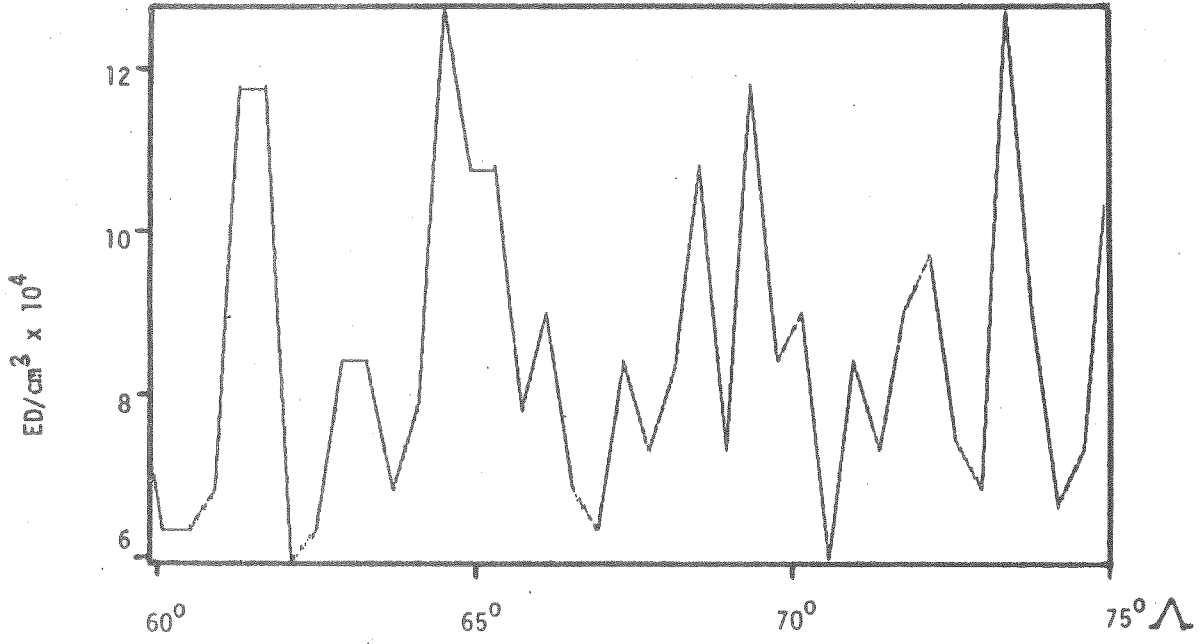
Şekil 3. Tüm veriler için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.



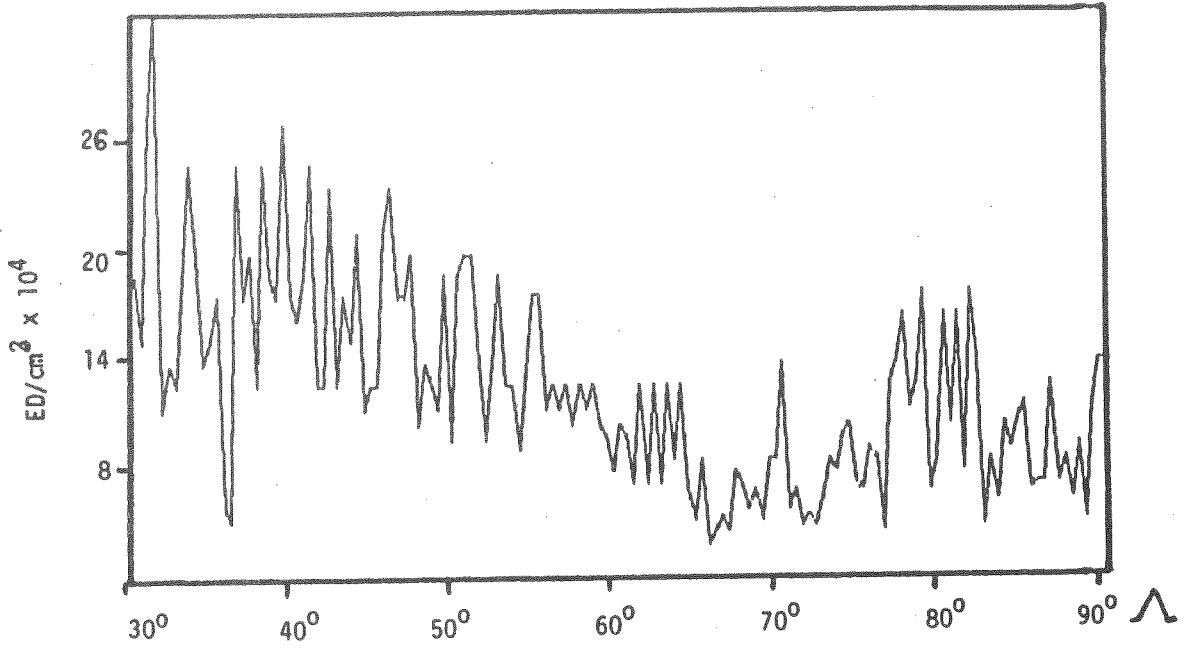
Şekil 4. $K_p=0$ olan günler için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.



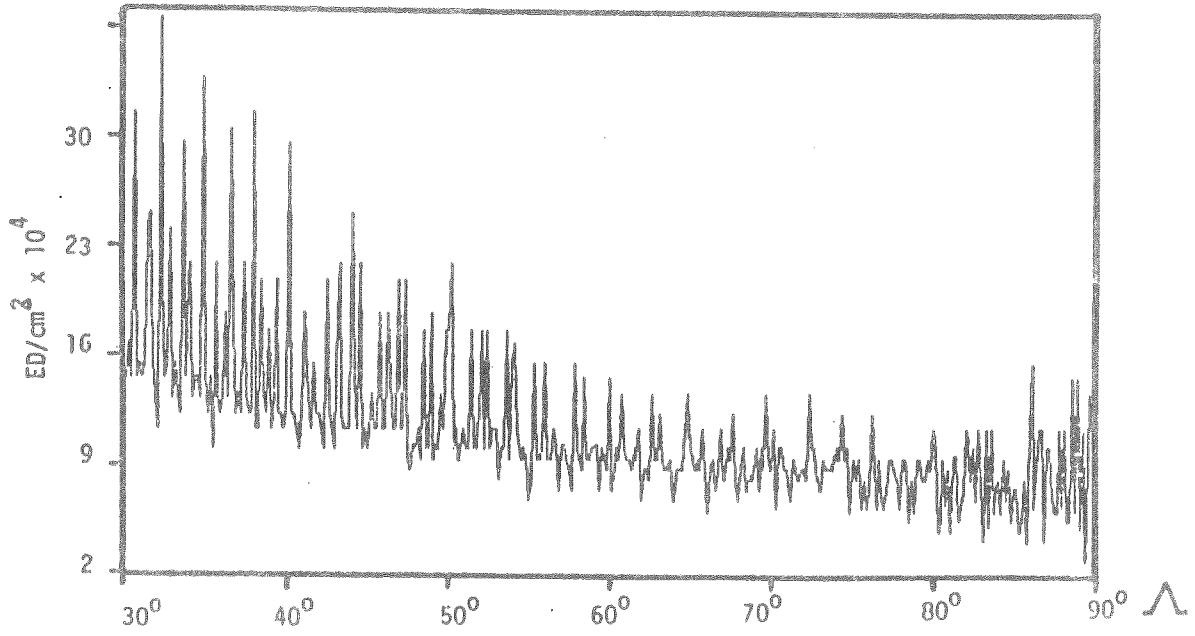
Şekil 5. $K_p=5$ olan günler için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.



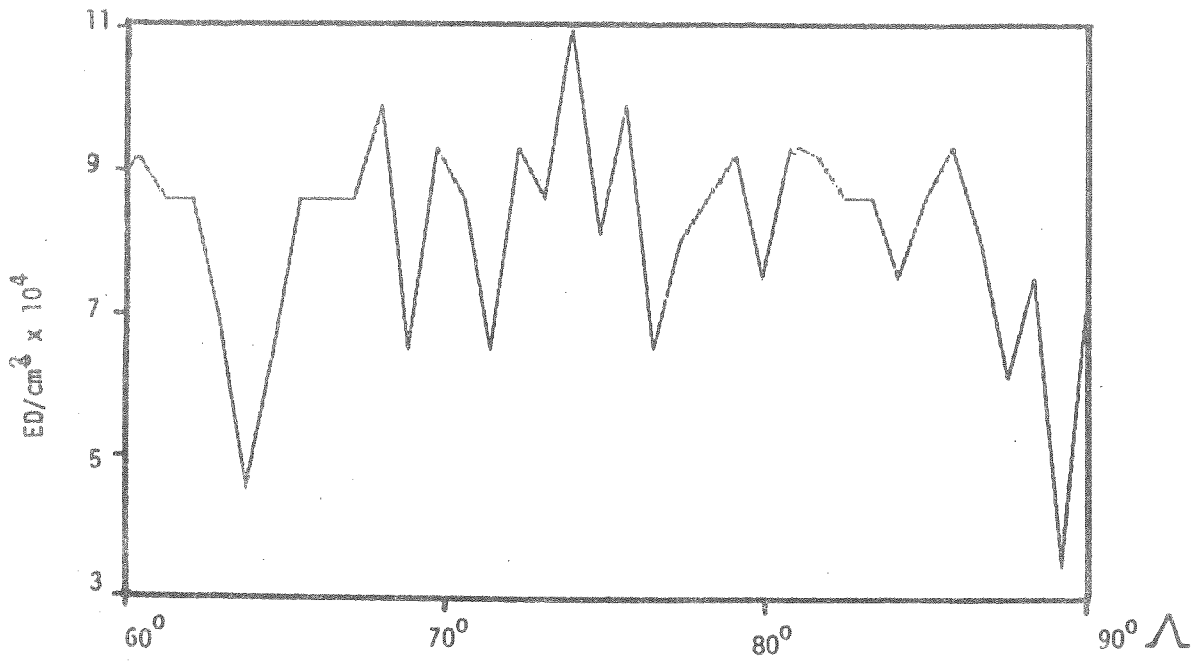
Şekil 6. GMLT = 11 ve LT = 11 saatleri için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.



Şekil 7. GMLT = 12 ve LT = 12 saatleri için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.



Şekil 8. GMLT = 13 ve LT = 13 saatleri için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.



Şekil 9. GMLT = 14 ve LT = 14 saatleri için elektron yoğunluğunun invariant enleme göre değişimi.

R. PEKUNLU: Bu sınırlarınız gezegenler arası magnetik alan sektör yapısı sınırlarını geçmesi sırasında önemli bir değişiklik gösteriyor mu?

G. KANDEMİR: Onu kontrol etmedik, aslında etmek lazım. Fakat 94 gün belki aynı kalmış olabilir, bilemiyorum. Bu 1972 yılında ya iki ya dört sektör geçmiş olması lazım.

E. DERMAN: Geomagnetik genel zaman, yeni öğrendiğimiz yeni gördüğümüz bir kavram. Tanımı nasıl acaba.

G. KANDEMİR: Güneş yerel zamanı biz coğrafi boylama göre tanımlıyoruz. Burada geomagnetik boylama göre tanımlıyorsunuz. Aynı tanımlı Dünyanın dönme eksenini yerine magnetik eksene göre yapmış oluyorsunuz.

E. DERMAN: Bayağı uzundur herhalde değil mi? Yani gün olarak aynı mı?

G. KANDEMİR: Aynı.

A. ÖKTEN: Sıfır meridyeni nereden geçiyor?

G. KANDEMİR: Aynı yerden.

M. ÖZEL: Bu ham verilerin üzerinde 70° de bir maximum var. Elektron yoğunluğu acaba orada neden artıyor? Aynı yapı daha sonraki Cusp bölgesinde bulduğunuz şeyin 70° sinde de yine bir maximum var. Elektron yoğunluğu neden artmış olabilir?

G. KANDEMİR: Uydu verilerinin 70° de aslında bir azalma bekleniyor. İşte onun üzerine süperpoze olarak birşey varsa o yağın elektronlardır.

M. ÖZEL: Bu bir günlük veri mi?

G. KANDEMİR: Hayır hepsi 94 günlük veri.

OB YILDIZLARI DOĞRULTUSUNDAKİ KOLON YOĞUNLUKLARI İLE KIZARMA ARASINDAKİ İLİŞKİ

H. Hüseyin MENTEŞE
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi,
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
34452 Üniversite-İstanbul

Bu çalışmada, OB spektrel tipten yıldızlar doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunlukları ile yıldızlararası kızarma, galaktik koordinatlar, mutlak bolometrik parlaklık, uzaklık, rotasyon hız ve kütle kaybı oranı gibi atmosferik parametreler arasında bir ilişki olup olmadığı araştırıldı.

Bu amaç için, galakside farklı doğrultularda ve farklı kızarma değerlerine sahip 18 O ve 8 B spektrel tipten olmak üzere toplam 24 yıldız çalışıldı. Çalışılan 24 yıldız ve bu yıldızlara ait temel bilgiler çizelge I de verilmiştir.

Çizelge I de görülen 18 O ve 8 B spektrel tipten yıldız doğrultusunda, gerek Kopernik, gerekse IUE (International Ultraviolet Explorer) uydusu verilerinden tayin edilen AlII, SiII, SII, FeII, NiII ve ZnII iyonlarına ait kolon yoğunlukları literatürden alındı.

Literatürden alınan bu iyonlara ait kolon yoğunlukları ve alındıkları kaynaklar çizelge II de görülmektedir.

AlII, SiII, SII, FeII, NiII ve ZnII iyonlarına ait bu kolon yoğunlukları kullanılarak herbir yıldız için $\log(N/N_H)_{15} - \log(N/N_H)_\odot$ değerleri hesaplandı.

Hesaplanan bu $\log(N/N_H)_{15} - \log(N/N_H)_\odot$ değerleri ordinat eksenine, galaktik koordinatlar, mutlak bolometrik parlaklık, uzaklık, rotasyon hız, kütle kaybı oranı ve yıldızlararası kızarma değerleri de absis eksenine gelecek şekilde bir koordinat sistemine yerleştirildi.

Elde edilen şekillerden, OB yıldızları doğrultusunda gerek Kopernik, gerekse IUE uydusu verilerinden tayin edilen kolon yoğunlukları ile galaktik koordinatlar, mutlak bolometrik parlaklık, uzaklık, rotasyon hız ve kütle kaybı oranı arasında, şekil 1 ve 2 de olduğu gibi herhangi bir ilişkinin olmadığı, fakat şekil 3a, 3b ve 3c den de görüleceği gibi yıldızlararası kızarma ile elementlerin iyonik bollukları arasında bir ilişkinin varlığı gözlenmektedir.

Bu çalışmanın sonuçları aşağıdaki şekilde özetlenebilir.

1- Yıldızlararası element bolluğu ile galaktik koordinatlar, mutlak bolometrik parlaklık, uzaklık, rotasyon hız ve kütle kaybı oranı arasında herhangi bir ilişki yoktur.

2- Element bolluğu ile yıldızlararası kızarma arasında açık tersine meyleden bir bağıntı vardır.

ÇİZELGE I
Çalışılan OB Yıldızları Hakkında Temel Bilgiler

HD	Yıldız Spektrum	I^H	b^H	ECB-V	$r(p_c)$	$V_{sin i}$	$-\log \dot{M}$	-Mbol
2905	α Cas B1 Ia	121	0	0.35 (1)	1009 (1)	62 (5)	5.94 (5)	8.73 (5)
23180	θ Per B1 III	160	-18	0.30 (1)	239 (1)	-	-	-
24398	ζ Per B1 Ib	162	-17	0.33 (1)	394 (1)	72 (6)	6.23 (5)	7.71 (5)
24912	ξ Per O7.5 IIIInf	160	-13	0.33 (1)	538 (1)	200 (7)	5.80 (5)	8.20 (5)
30614	α Cam O9.5 Ia	144	14	0.32 (1)	1164 (1)	85 (7)	5.29 (5)	9.42 (5)
34078	AE Aur O9.5 V	172	-2	0.76 (2)	321 (2)	-	-	7.05(10)
38486	δ Ori O9.5 II	204	-18	0.07 (1)	384 (1)	109 (7)	6.10 (5)	8.17 (5)
36861	λ Ori O8 IIIf	295	-12	0.12 (1)	532 (1)	53 (7)	6.10 (5)	8.08 (5)
37041	θ^2 OriA O9.0 V	208	-19	0.20 (2)	501 (2)	183 (6)	7.22 (8)	7.35(10)
37128	ϵ Ori B0 Ia	205	-17	0.08 (1)	409 (1)	85 (6)	5.50 (5)	9.38 (5)
37742	ζ Ori O9.7 Ib	206	-17	0.08 (1)	352 (1)	110 (6)	5.80 (5)	8.23 (5)
HDE 269696	SDO	209	-32	0.00 (3)	70 (3)	-	-	-
38666	μ Col O9.5 V	237	-27	0.01 (1)	701 (1)	97 (7)	7.17 (5)	6.70 (5)
57061	τ CMa O9 II	238	-6	0.15 (1)	933 (1)	75 (7)	5.99 (5)	9.26 (5)
66811	ζ_2 Pub O4 Inf	256	-5	0.05 (1)	668 (1)	208 (7)	5.53 (5)	9.18 (5)
68273	ν^2 vel O9.0 I	263	-8	0.05 (1)	377 (1)	-	-	-
112244	α Vir B1 IV	304	6	0.34 (1)	1854 (1)	70 (7)	5.30 (9)	10.6 (9)
116658	ζ Oph O9.5 V	316	51	0.03 (1)	86 (1)	193 (8)	-	6.00 (6)
149757	λ Sco B1.5 IV	352	-2	0.03 (1)	138 (1)	396 (6)	6.48 (5)	7.97 (5)
158926	9 Sgr O4 Vf	7	-1	0.35 (2)	1585 (2)	128 (7)	5.52 (5)	10.2 (5)
164794	O9.5 III-IVn	6	-1	0.29 (3)	2160 (4)	-	-	-
210839	λ Cep O6 Imfp	104	3	0.57 (2)	832 (2)	214 (7)	5.52 (9)	10.3 (9)
214680	10 Lag O9 V	97	-17	0.11 (1)	589 (1)	32 (7)	6.59 (5)	7.72 (5)

(1) Savage et al. (1977).

(2) Shull and Van Steenberg (1985).

(3) Menteşe (1982).

(4) Cruz-Gonzales et al. (1974).

(5) Lamers (1981).

(6) Snow and Morton (1976).

(7) Conti and Ebbets (1977).

(8) Conti and Garmany (1980).

(9) Hutchings (1976).

(10) Conti and Burnichom (1975).

ÇİZELGE II

OB Yıldızları Doğrultusunda Tayin edilen Kolon Yoğunlukları

HD	Yıldız Spektrum	log N (HI)	log N (AlII)	log N (SiII)	log N (FeII)	log N (ZnII)
2905	α Cas B1 Ia	2120 a	14.67	15.52	16.07	13.83
23180	θ Per B1 III	2090 a	-	14.78	15.26	14.34
24398	ζ Per B1 Ib	2081 a	-	16.64	16.29	14.25
24912	ζ Per 07.5 IIInf	2111 a	13.17	14.85	15.17	13.50
30614	α Cam 09.5 Ia	2090 a	13.50	15.52	15.70	14.15
34078	AE Aur 09.5 V	2130 b	12.76	15.28	15.43	13.73
36486	δ Ori 09.5 II	2023 a	13.08	15.08	15.42	13.73
36861	λ Ori 08 IIIf	2078 a	13.30	14.95	15.33	13.65
37041	θ^2 OriA 09.0 V	2138 b	13.78	15.33	16.03	14.03
37128	ϵ Ori B0 Ia	2045 a	-	14.55	15.45	14.24
37742	ζ Ori 09.7 Ib	2041 a	13.45	14.90	15.33	13.65
HDE 269696	SdO	1992 c	13.30	15.22	15.13	13.97
38666	μ Col 09.5 V	1985 a	13.43	15.11	15.17	13.63
57061	τ CMa 09 II	2070 a	13.63	15.58	15.56	14.10
66811	ζ Pub 04 Inf	1999 a	13.25	15.03	15.55	13.65
68273	ν^2 vel 09.0 I	1978 a	13.47	14.82	15.39	14.09
112244	08.5 Iabf	2108 a	-	15.75	15.90	14.15
116658	α Vir B1 IV	1900 a	11.49	13.65	14.51	13.35
149757	ζ Oph 09.5 V	2072 a	13.37	15.17	16.00	14.29
158926	λ Sco B1.5 IV	1938 a	12.30	13.80	14.50	13.50
164794	9 Sgr 04 Vf	2134 b	13.52	15.72	15.45	13.97
164816	09.5 III-IVn	2057 c	13.30	15.25	15.78	13.80
210839	λ Cep 06 Imfp	2120 b	13.80	15.55	15.58	14.48
214680	10 Lag 09 V	2070 a	13.30	15.10	15.95	13.78
Sun	G2 V	1200	6.40	7.55	7.21	7.40

The values of log N were taken from (a) Savage et al. (1977); (b) Shull and (HI)

Van Steenberg (1985); (c) Menteşe (1982).

- (1) Menteşe (1988). (6) Morton (1979).
 (2) Snow (1976). (7) York and Kinahan (1979).
 (3) Snow (1977). (8) Pwa and Pottash (1986).
 (4) Avcıoğlu and Menteşe (1989). (9) York (1975).
 (5) Shull (1979). (10) Withbroe (1971).

Kaynaklar

- 1) Avcioğlu, K. and Menteşe, H.H. :1989, *Astrophys. Space Sci.* 151, 227.
- 2) Chaffe JR, F.H. and Dunham JR, T. :1979, *Astrophys. J.* 233, 588.
- 3) Conti, P.S. and Burnichom, M.L. :1975, *Astron. Astrophys.* 38, 467.
- 4) Conti, P.S. and Ebbets, D. :1977, *Astrophys. J.* 213, 438.
- 5) Conti, P.S. and Garmany, C.D. :1980, *Astrophys. J.* 238, 190.
- 6) Cruz-Gonzales, C., Recillas-Cruz., Costero, R., Piembert., M., and Torres-Piembert, S. :1974, *Rev. Mexicana Astron. Astrof.* 1, 211.
- 7) Hutchigs, J.B. :1976, *Astrophys. J.* 203, 438.
- 8) Lamers, H.G.L.M. :1981, *Astrophys. J.* 245, 593.
- 9) Menteşe, H.H. :1982, *Astrophys. Space Sci.* 82, 173.
- 10) Menteşe, H.H. :1988, *Astrophys. Space Sci.* 146, 27.
- 11) Morton, D.C. :1979, *Astrophys. J.* 228, 147.
- 12) Pwa, H. and Pottash, R. :1986, *Astron. Astrophys.* 164, 116.
- 13) Savage, B.D., Bohlin, R.C., Drake, J.F., and Budich, W. :1977, *Astrophys. J.* 216, 291.
- 14) Shull, J.M. :1979, *Astrophys. J.* 233, 182.
- 15) Shull, J.M., and Van Steenberg, M.L. :1985, *Astrophys. J.* 294, 599.
- 16) Snow, JR, T.P. :1976, *Astrophys. J.* 204, 759.
- 17) Snow, JR, T.P. :1977, *Astrophys. J.* 216, 724.
- 18) Snow, JR, T.P. and Morton, D.C. :1976, *Astrophys. J. Suppl.* 32, 429.
- 19) York, D.G. :1975, *Astrophys. J.* 196, L103.
- 20) York, D.G. and Kinahan, B.F. :1979, *Astrophys. J.* 228, 127.
- 21) Withbroe, G.L. :1971, in K.B. Gebbie (ed.), *The Menzel Symposium*, NBS Spec. publ. 353, p.127.

E.DERMAN: Yıldızlar arasındaki ortamın bolluğu ile gözlediğimiz yıldızın salt parlaklığı ve dönmesi arasında ilişki arıyorsunuz ve ilişki olmadığını söylüyorsunuz. Zaten ilişki yok değil mi? Beklemiyorsunuz böyle bir ilişki, çünkü yıldızlararası ortamla yıldızla ilişkin parametreler arasında bir ilişki zaten olamaz değil mi?

H.MENTEŞE: Olabilir, yıldızlararası ortam değil, yıldız doğrultusunda.

E.DERMAN: Bulduğunuz, yıldız doğrultusundaki, ama yıldızla sizin aranızdaki ortama ilişkin bolluk değil mi?

H.MENTEŞE: Tabii.

E.DERMAN: O bollukla, yıldızla ilişkin parametre arasında bir ilişki olabilir mi? Bekliyor musunuz böyle bir şey? Yani beklediniz de bulamadınız mı?

H.MENTEŞE: Ben bu karşılaştırmayı yaparken, daha ziyade rotasyon hızı ve kütle kaybı oranı ile bir ilişkinin olabileceğinden hareketle yola çıktım. Fakat bunu da görmek istedim. Yani böyle bir karşılaştırma neyi verir? Ayrıca galaktik koordinatlarla da aynı işlemi yaptım. Fakat, hiç birinde böyle bir ilişki söz konusu değil.

E.DERMAN: Kızarma ile iyonik bolluğun arttığını...

H.MENTEŞE: Hayır. Tam tersine azaldığını. İyonik bolluğun arttığı yerde, dikkat ederşeniz, kızarma azalıyor. Kızarmanın arttığı yerde iyonik bolluk azalıyor.

E.DERMAN: Bunun fiziksel yorumunu ne şekilde yapıyorsunuz? Yani kızarma arttığı zaman benim bildiğim, bolluk azalıyor.

H.MENTEŞE: Bu herşeyden önce istatistik bir çalışma. 24 yıldız örneği alınmış, fakat istatistik bir neticeye varmak için bu sayının artması lazım.

Z.ASLAN: Bakış doğrultusundaki yıldızlarla kütle kaybı, arasında, yıldız rüzgarları fazlaysa belki bir ilişki aranabilir, ama buradaki ilişki oradaki bir noktaya bağlı yani bir dağılım var. Bu bana ters geliyor ama kızarmanın fazla olması demek bakış doğrultusunda birim kesitteki madde miktarının fazla olması demektir. Bunun anlamı: Eğer iyonik yoğunluklar azalıyorsa, kızarma arttıkça, bu da iyonik yoğunluğun maddeyle ters olarak dağılması anlamına gelir. Onun da belki bir fiziksel nedeni vardır.

C.İBANOĞLU: Orada kütle kaybı var. Onunla ilişkisi yok diyorsunuz. Ama kütle kaybının hangi yıldızda ne kadar olduğunu biliyor musunuz?

H.MENTEŞE: Bunlar aşağı yukarı kütle kaybının en yüksek olduğu yıldızlar. Birinci çizelgede, dikkat edilirse, kütle kaybı değeri 10^{-6} M / yıl mertebesinde, örneğin, Ç Pup.

C.İBANOĞLU: Orada verdiğiniz kütle kaybının hatası nedir? Aslında bu çok büyük bir rakam.

H.MENTEŞE: O kadar çok nedenler işin içine giriyor ki. O yıldız doğrultusundaki yıldızlararası nötral hidrojen bolluğu da işin içine giriyor. Bunlar tabii hatalı, fakat bu kadar hataların içerisinde bile açık bir ilişki söz

konusu.

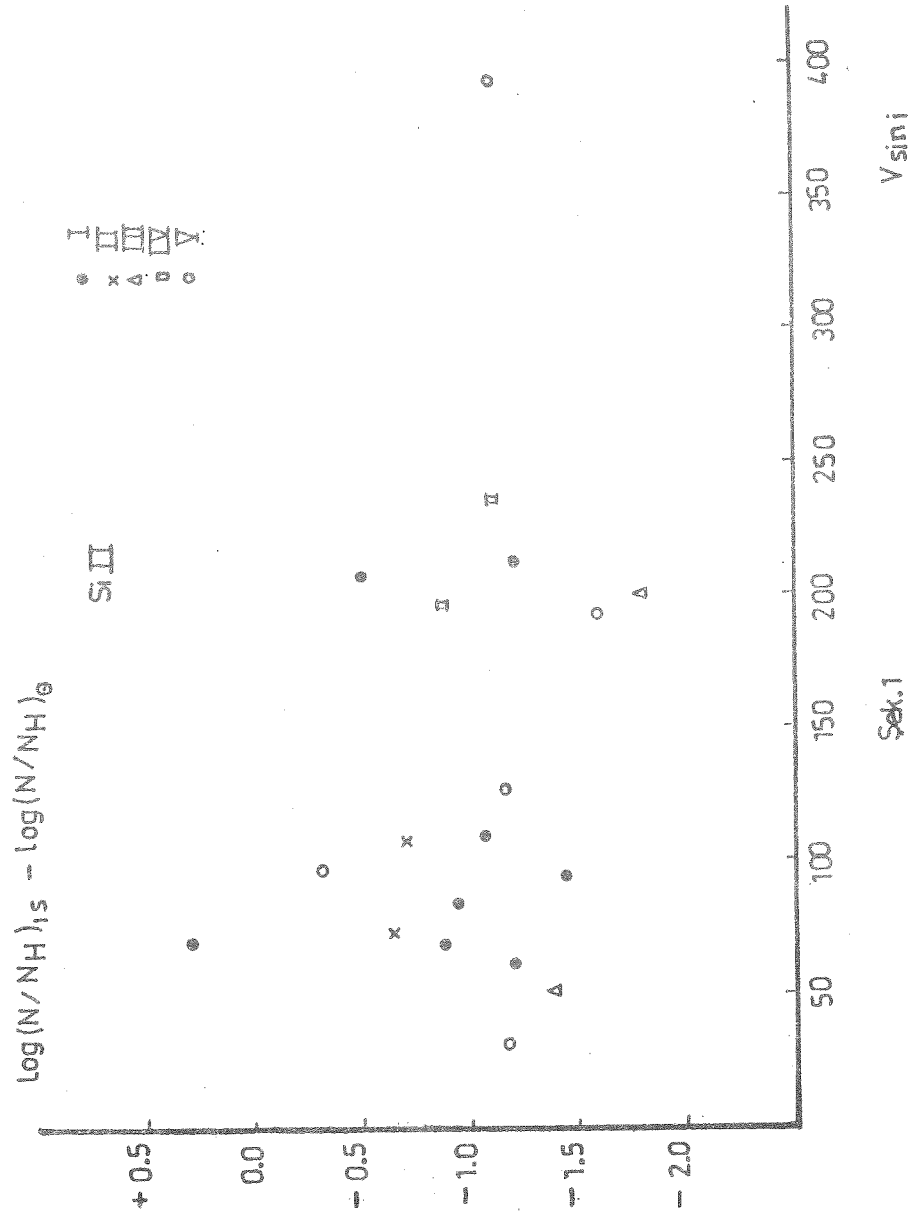
N. GUDUR: Ben sadece bir öneri yapmak istiyorum, dikkat ettim diyagramlar üzerinde hem O yıldızları hem B yıldızları ve ısıtma sınıfları hepsi birlikte yerleştirilmiş. Acaba ısıtma sınıflarına göre yıldızlar ayrılrsa daha belirgin bağıntılar çıkabilir mi?

H. MENTEŞE: Yıldız sayısı 24. Veri az.

T. SAYGAÇ: Belki Necdet beyin söylediği doğru, farklılık son gösterdiğiniz diyagramda var. 24 yıldızın hepsindeki bir ilişkiden ziyade, çok bariz olarak iki ayrı kümeleşme görülüyor. Belki yıldızlara da bağlı olarak iki ayrı ilişki söz konusu.

E. DERMAN: Bu bulgulardaki hata miktarını zannederseniz arkadaşımız belirtmediği için, hata miktarı çok fazla. Bildiğim kadarı ile büyüme eğrisi yöntemi kullanılıyor. Büyüme eğrisi kullanıldığı zaman elimizde ya 4 ya da 8 nokta vardır. Hatırladığım kadarı ile bu defa kullanılacak kolon yoğunluklarındaki hata miktarı çok fazla olduğu için 24 yıldızla anlamlı bir sonuca varmak, zannediyorum imkansız.

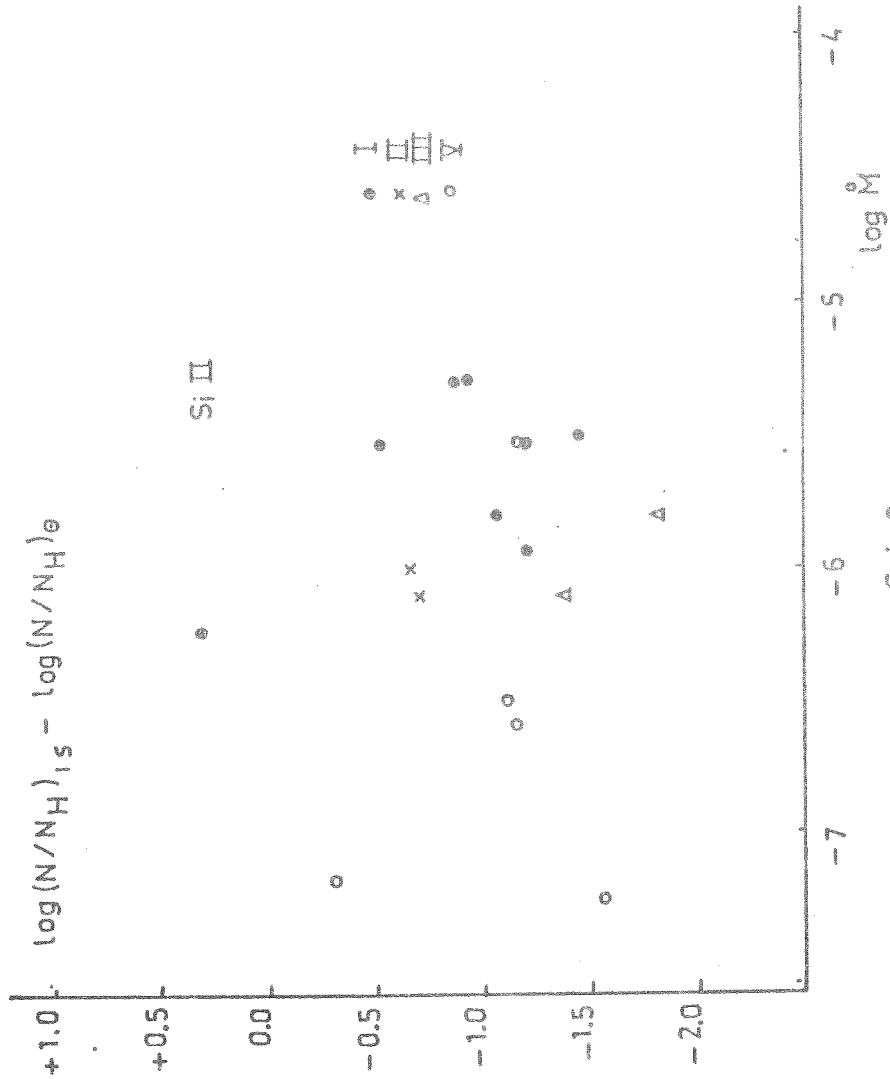
H. MENTEŞE: O kadar çeşitli hatalara rağmen böyle bir ilişki mevcutsa neden imkansız olsun.



Şek.1

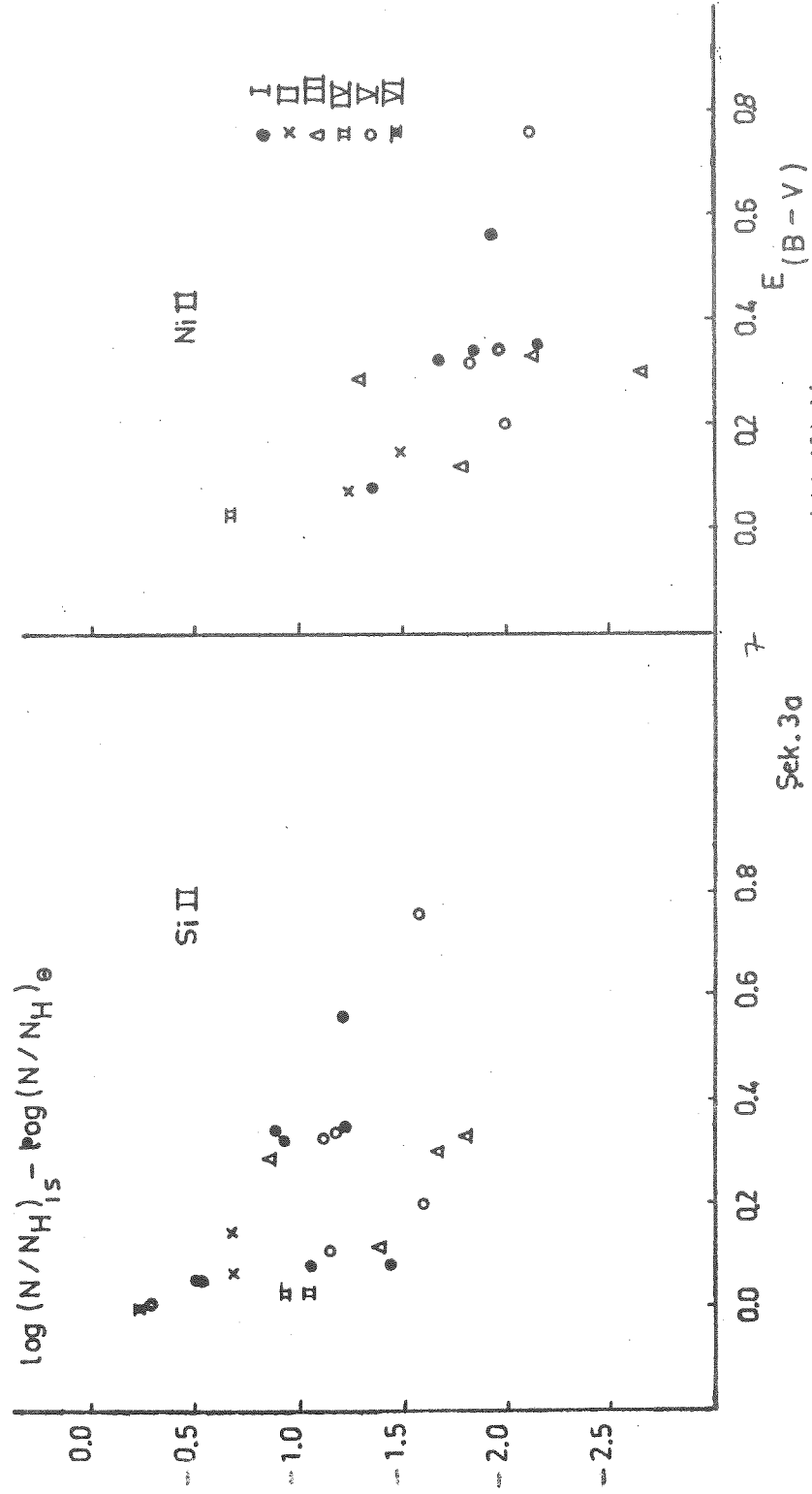
V sin i

Element bollugu ile rotasyon hızı arasındaki ilişki.

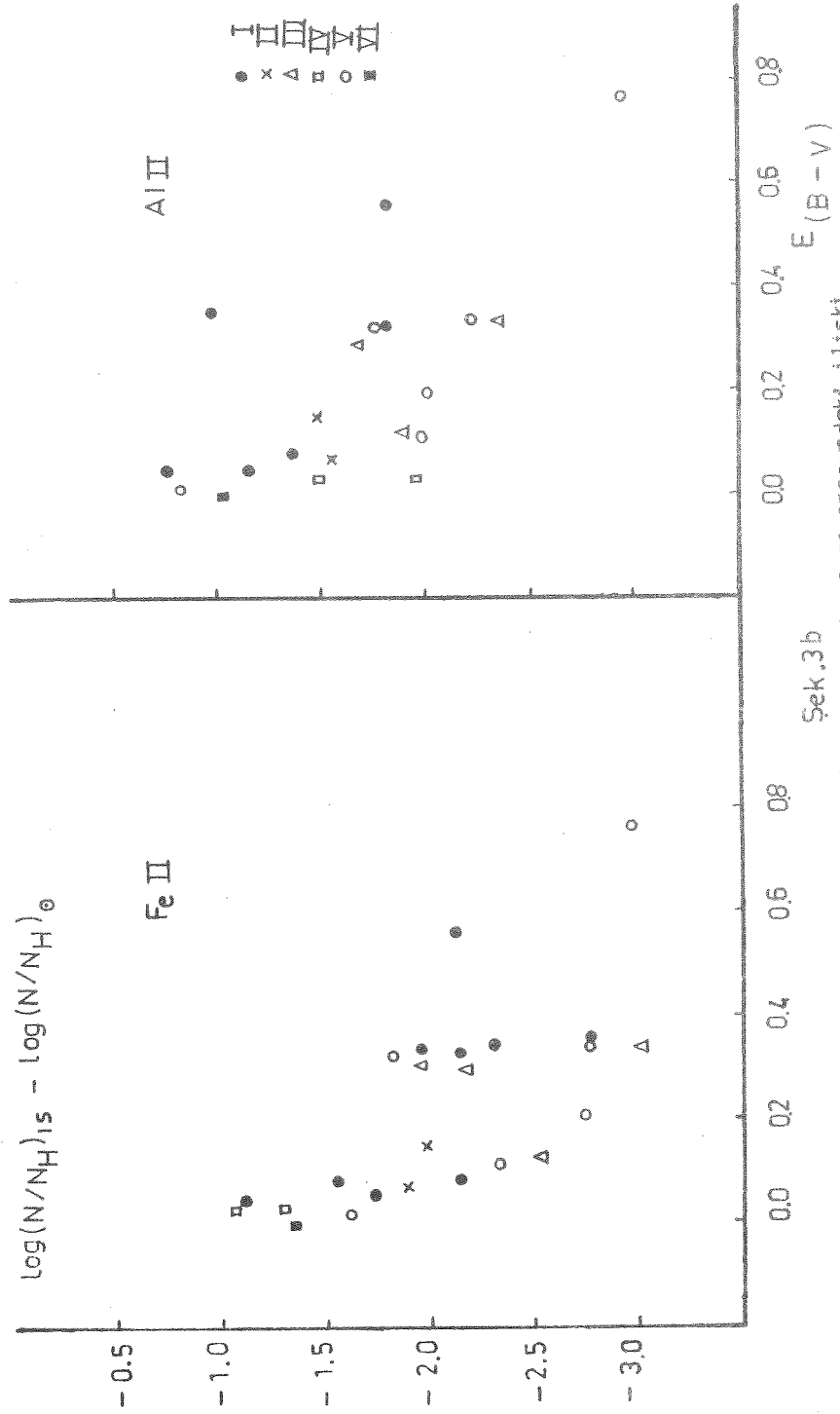


Şek.2

Element bollugu ile kütle kaybı arasındaki ilişki.

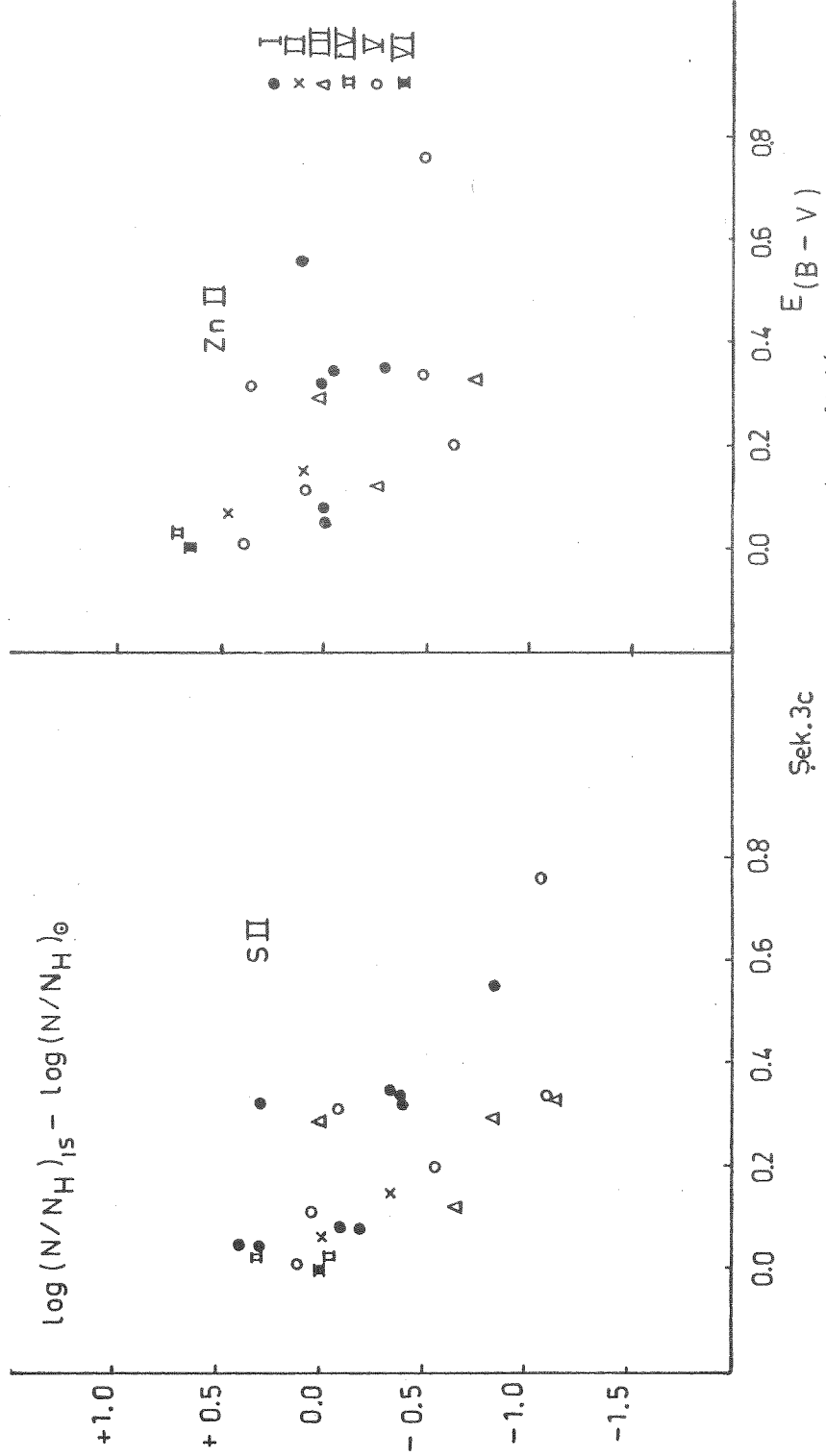


Sek. 3a
Element bollüğü ile yıldızlararası kızarma arasındaki ilişki.



Şek.3b

Element bolluğu ile yıldızlararası kızama arasındaki ilişki.



Şek.3c

Element bolluğu ile yıldızlararası kızama arasındaki ilişki.

22. GÜNEŞ LEKE ÇEVİRİMİNİN ÇIKIŞ KOLONUN İNCELENMESİ

ÜKTEN, A.

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

ÖZET: 22. Güneş leke çevriminin aktivite seviyesinin ne olacağı ve çevrimin çıkış kolunun nasıl seyir gösterdiği İstanbul Üniversite Gözlemevinde yapılan güneş leke gözlemleri kullanılarak incelenmiştir. Çevrim tahmin edildiği gibi orta şiddette bir çevrim olmamış aksine ilk beş yıl yüksek bir aktivite göstermiştir. Çıkış kolu süresince relatif sayı (R) önceki uç çevrimin (19., 20. ve 21. çevrim) R değerlerini 4. yılda yakalamış ve geçmiştir ($R=209.8$). 1990'nın son sekiz aylık ortalaması ise 193.0 ile 20. ve 21. çevrimlerin hala üzerindedir (Şekil 1a). Yıllık grup sayısı ortalamasına bakıldığında 20. çevrimin 4. ve 5. yılı hariç 22. çevrim sürekli daha az grup sayısı göstermiştir (Şekil 1b). Bu durum leke gruplarının uzun ömürlü olduklarına işaret etmektedir. Yıllık toplam grup sayısına bakıldığında ise son çevrim diğer uç çevrimden daha az grup sayısına sahiptir. Relatif sayının yüksek, grup sayısının düşük olması bizi şöyle bir sonuca götürür: Mevcut gruptaki leke sayısı çok fazladır. Bu da fiziksel olarak olayın nedenlerini araştırmaya değer bir sonuçtur.

Son çevrimin leke gruplarının enlemsel dağılımı ise (Şekil 2) çevrimin ilk iki yılında leke grupların 25° - 35° enlem kuşağında, 3. ve 4. yılında 20° enlem kuşağında çıktığını göstermektedir.

1. 22. ÇEVİRİMİN LEKE AKTİVİTE SEVİYESİNİN TAHMİNİ

22. Çevrim başlamadan, 1986 yılı öncesi yeni çevrimin orta şiddette bir çevrim olacağı tahmin ediliyordu. Relatif sayı ($R=10g+f$, g grup sayısı, f leke sayısı) için verilen değer 100-140, maksimum epok ise 1990-1991 yıllarıydı. Fakat diğer bazı araştırmacılar $R<100$ ve maksimum epok 1992-1995 olacağını söylüyorlardı. Bununla birlikte birkaç araştırmacıda çevrimin tarihsel kayıtları bozabilecek kadar son derece düşük olacağını iddia ettiler. Yaklaşık 30 makaleden bir kaçı çevrimin yüksek aktivite göstereceğini iddia etti. Fakat birinci yılın sonunda yapılan tahminlerde çevrimin yüksek bir aktivite göstereceği düşünülürdü.

Çizelge 1

Yazar	Tahmin edilen R_{mak}	Epok
Brown	174 $\pm$ 35	
Gonzalez	183 $\pm$ 40	1990
Kane	185 $\pm$ 40	1988-1989
Schatten	170 $\pm$ 25	1990 $\pm$ 1
McNish ve Lincoln	186	1989.12-1990.3
Solar Bulletin	178	1990.3-1990.4

İlk dört yazar 21. ve önceki çevrimlerin dolaylı manyetik alan gözlemlerini kullanarak tahminde bulundular. Tahminde bulunmak için diğer bir yol benzer çevrimleri karşılaştırmaktır. Çevrimin çıkış hızına göre daha hassas tahminlerde bulunmakta mümkündür. İleriye dönük 12 aylık bir tahmin yapmak için McNish-Lincoln metodu iyi sonuç verir.

Çevrim aktivitesinin nasıl gideceğini gösteren metotların etkinliği sınırlı fizik anlamlarından gelir. Geleneksel dinamo teorisinde diferansiyel rotasyonlar güneşin manyetik alanını toroidal alanlara dönüştürür, bu da lekelerin oluşmasını ve güneş aktivitesini ortaya koyar. Schatten ve ark. (1987) göre relatif sayı ve çevrimin minimumuna yakın kutup manyetik alanlarının şiddeti arasında bazı bağıntılar vardır. Bu yazarlara göre manyetik alan değerleri bir sonraki çevrimin maksimum değeri ile lineer bir ilişkiye sahiptir. Aynı grup, 1988 daki kutup manyetik alan gözlemlerini kullanarak $R_{mak}=180$ elde ettiler.

Kutup alanlarını direk olarak gözlemek nispeten zordur. Bunları dolaylı gözlemek için uç gözlem metodu vardır.

1- Geomanyetik indisleri kullanarak,

2- Güneşin minimum dönemine yakın kutup manyetik alanların şiddeti ile ilgili helyosferik akım yapılarının geometrisinden faydalanarak,

(Mart-Eylül 1988 da yapılan ölçümler $R_{mak}=170\pm30$ verir.)

3- Tam güneş tutulması sırasında elde edilen kutup manyetik alanının eğilme açısından faydalanarak R_{mak} tahmini yapılır.

(1984-Kasım tam güneş tutulma gözlemleri $R_{mak}=150$ verir.)

2. 22. ÇEVİRİMİN ÇIKIŞ KOLONUN GÜZLENEN KARAKTERİSTİKLERİ VE 19., 20., 21. ÇEVİRİMLERLE KARŞILAŞTIRILMASI

McIntosh 22. çevrimin ilk lekesinin Nisan-1983 de görüldüğünü rapor eder. W. Marquette yeni çevrimin aktif bölgelerinin Ekim-1986 dan itibaren eskiye hakim olduğunu, minimum periyodun Mayıs'tan Eylül'e kadar uzandığını ve eski çevrime ait küçük lekelerin en azından Mart-1988 kadar oluşmaya devam edeceğini bildirdi. Farklı aktivite parametrelerine baktığımızda minimumun farklı zamanlarda oluştuğunu görüyoruz. Geçici aktif bölgeler leke fazı ile hemen hemen aynı fazda güneş leke minimumundan yaklaşık bir yıl önce minimum değere ulaştılar. Fotosferik çizgilerin eşdeğer genişliği ve Ca K, minimumun 1985 den önce olduğunu gösterdi. CN bantlarından elde edilen data da McIntosh'u desteklemekteydi.

Bu çalışmada İstanbul Üniversite Gözlemevinde yapılan güneş leke gözlemleri kullanılmıştır. 19, 20 ve 21. çevrimlere ait istatistik değerler A. Ökten'in (1989) çalışmasından alınmıştır.

Dört çevrime ait R relatif sayısı, N yıllık toplam grup sayısı ve g yıllık grup sayısı ortalamasına ait değerler Çizelge 2 de ve bunlara ait grafiklerde Şekil 1 de verilmiştir.

Çizelge 2

a)	19.	20.	21.	22.
1954 (1)	5.4	1965 18.2	1976 15.6	1986 12.0
1955 (2)	49.0	1966 60.9	1977 35.2	1987 29.6
1956 (3)	162.6	1967 133.4	1978 133.4	1988 118.3
1957 (4)	197.5	1968 125.8	1979 199.2	1989 208.9
1958 (5)	223.6	1969 117.2	1980 181.4	1990.8 193.0
b)	19.	20.	21.	22.
1954 (1)	52	1965 114	1976 75	1986 48
1955 (2)	221	1966 260	1977 152	1987 123
1956 (3)	529	1967 625	1978 615	1988 393
1957 (4)	698	1968 482	1979 709	1989 485
1958 (5)	819	1969 486	1980 597	1990.8 444
c)	19.	20.	21.	22.
1954 (1)	0.4	1965 1.2	1976 1.1	1986 0.7
1955 (2)	3.0	1966 3.5	1977 2.2	1987 1.8
1956 (3)	9.1	1967 7.6	1978 7.1	1988 6.5
1957 (4)	11.1	1968 7.0	1979 12.0	1989 10.6
1958 (5)	12.5	1969 7.1	1980 9.9	1990.8 10.5

Çizelge 2. 19., 20., 21. ve 22. çevrimlerin ilk beş yılına ait a) R, b) N, c) g nin değerleri.

3. SONUÇLAR

1) Relatif sayının yıllara göre ortalaması (Şekil 1a) 4. yılda, önceki uç çevrimin değerini geçmiştir. 5. yılda R hala yüksektir (R'in 8 aylık ortalaması 193'dür.)

2) Yıllık toplam grup sayısı ilk uç yıl (Şekil 1b) dört çevrimde de aynı düzeyde, son iki yıl 19. ve 21. çevrimin altındadır.

3) Yıllık grup sayısı ortalaması (Şekil 1c) diğer çevrimlerle karşılaştırıldığında son çevrim en az grup sayısına sahiptir.

Birinci maddeyi gözönüne aldığımızda yani R'nin büyük olması ve buna karşılık g'nin küçük olması leke sayılarının fazla olduğunu gösterir.

4) Son çevrimin enlemsel dağılımında (Şekil 2) kuzey ve güney yarımküreler arasında fazla ve grup sayısında önemli bir asimetri yoktur. İlk iki yıl 25°-35° enlem kuşağı, dördüncü yıl 20° enlem kuşağı aktiviteye hakim.

5) Büyük alanlı leke grupları bir önceki çevrimle karşılaştırıldığında 22. çevrim çok etkin.

6) Bu çevrimin ilk beş yılı içinde bir kaç rotasyon yaşayan ve özellikle yüksek enlemlerde büyük alanlı leke grupları çok fazla çıkmıştır.

REFERANSLAR

- Brown, G. M. (1988) Nature, 333, 121.
 Gonzalez, G. ve Schatten, K. H. (1987) Solar Phys., 114, 189.
 Kane, R. P. (1987) Solar Phys., 108, 415.
 McNish ve Lincoln (1987) S.G.D. Part I, 131.
 Ökten, A. (1989) University Of Istanbul Faculty Of Science The Journal Of Astronomy And Physics, Vol.54, 91-121.
 Schatten, K. H. ve Sofia, S. (1987) Geophys. Res. Lett., 14, 632.
 Solar Bulletin (1988), No.6., 44.

N.GUDUR: Grup sayıları ve leke sayılarının yıllara göre dağılım grafiklerini 5. yıla getirip orada kesmişsiniz. Herbiri ayrı ayrı çevrimlere karşılık geliyor değil mi?

A.ÖKTEN: Tabii, çevrimleri kestim orada. Onlar burada ayrı ayrı var. Öbür çevrimler 11 yıllık. Sadece çıkış kolu olduğu için diğer çevrimlerin ilk 5 yılını aldım.

N.GUDUR: En son gösterdiğiniz şekilde, çevrimde yıl ilerledikçe grup sayılarının maksimumları daha düşük enlemlere doğru kayıyor sanırım.

A.ÖKTEN: Ama onu söylemedim. Bu arada küçük enlemlerde aktivite başlamıştır. Bunun katkısından dolayı olay bir yanlışlık gibi görülüyor.

N.GUDUR: Oraya doğru kaymamış mı maksimumlar?

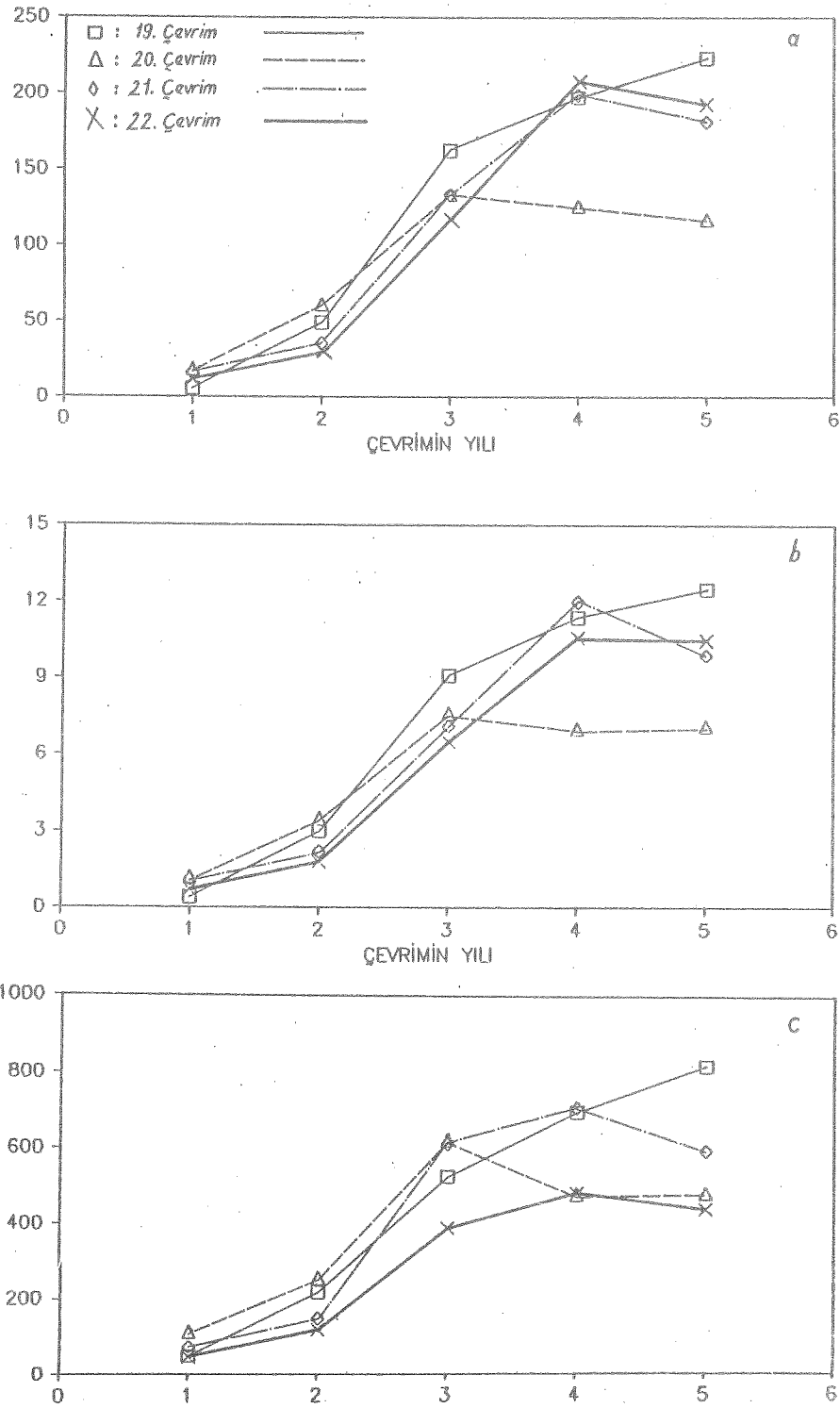
A.ÖKTEN: Tamam. Yani şuradaki yükselme kayma değilde birdenbire sıçrama şeklinde. Yani bir dalga 25-30° enlem kuşağına doğru lekeleri yayıyor, ikinci dalga, benim beklediğim, 10-15° ye vuracak. Lekeler oradan alçak enlemlere yayılacak. Ona ilişkin sonuç kayma şeklinde görülüyor. Bana göre öyle değil.

Z.ASLAN: Rölatif sayı dediniz. Güneşi daha iyi anlamak için diğer parametrelerle ilişkisini aramak mümkün mü?

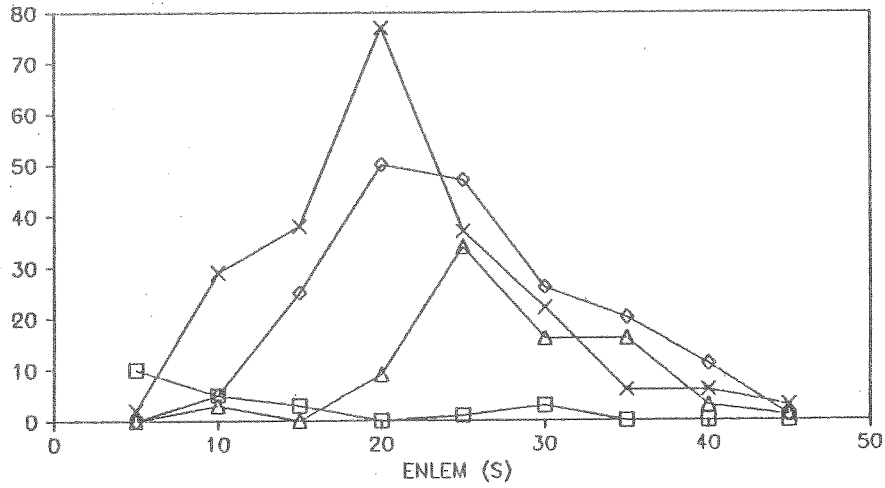
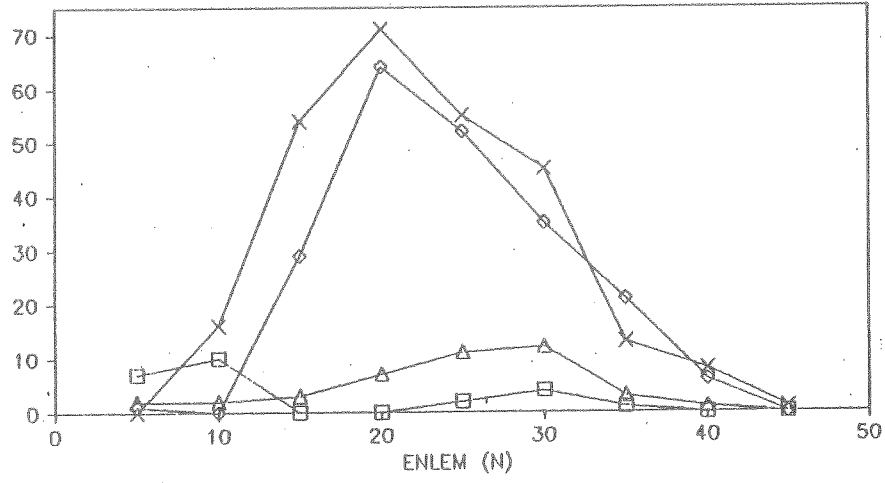
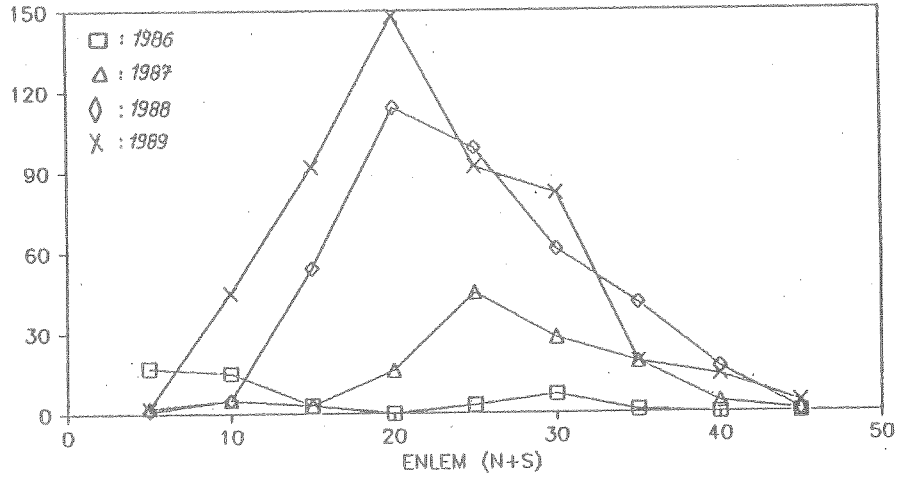
A.ÖKTEN: Var tabii, en belirginini koronadaki 5303 Å çizgisi.

Z.ASLAN: Yani elinizde var mı?

A.ÖKTEN: Şu anda yok. O kapsamlı bir çalışma gerektiriyor.



Şekil 1. Son dört çevrimin çıkış kolu için a) relatif sayıyı (R) b) yıllık grup ortalamasını (g) c) doğan yıllık grup sayısını göstermektedir.



Şekil 2. Son çevrimin leke gruplarının enlemsel dağılımı.

GÜNEŞ LEKE GRUPLARININ OLUŞUMUNDA CORIOLIS KUVVETİNİN ETKİSİ

Gülseçen, H.

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

Güneş lekeleri ve güneşin yapısı ile ilgili çalışmalar Galileo'nun güneşi ilk defa 1611 yılında dürbünüle gözlemlemesi ile başlamıştır. Fakat bu konudaki gelişmeler sürekli ve düzenli bir gelişme yerine, teknik alandaki ve fizik bilimindeki gelişmelere bağlı olarak, zaman zaman artma göstermiştir. 1611'den itibaren yaklaşık ikibuçuk asır, güneş sadece dürbün ile beyaz ışıktaki gözlenmiş ve bu süre içinde sadece güneş lekeleri hakkında veri elde edilmiştir. 1850'den itibaren güneşin spektroheliyograf ile incelenmesi sonucu, araştırma şeklinde önemli değişiklikler ortaya çıkmıştır. 1920'den itibaren ise, kuantum teorisinin ortaya çıkması ile elde edilen gözlemlerin yorumu farklı bir görüş ile ele alınmaya başlanmıştır.

Güneş lekeleri ilk kez 1611 yılında gözlenmekle beraber, güneş lekelerinin bir çevrime sahip olduğuna dair ilk bilimsel iddia 1843'de Schawabe tarafından yapılmış; bunu Wolf'un 1852'de çevrim süresinin 11.1 yıl olduğunu bildirmesi izlemiştir. Böylece güneş lekelerinin kendileri kadar, leke çevrimi de ilgi çekmiş ve yirminci asrın başlarına kadar güneş lekelerine ait çalışmalar, çevrime ait özellikler ile özdeşleşmiştir. Çevrim süresinin ardından, önce Carrington tarafından, daha sonra da ayrıntıları Spörer tarafından verilen bir çevrim boyunca lekelerin enlem kayması gösterdiği bulgusu ortaya konmuştur. Diğer taraftan, lekeler yardımı ile güneş rotasyonunun enleme bağlı olduğu yine ilk defa Carrington tarafından fark edilmiş; daha sonradan bu konu spektroskopik olarak da ele alınıp, enleme bağlı açısal hız değerleri bulunmuştur.

Lekeler hakkındaki çalışmalarda fiziksel dönem, lekelerin spektrumlarının incelenmeye başlanması ile gündeme gelmiştir. Bir güneş lekesine ait büyük dispersiyonlu spektrum fotoğrafı ilk defa 1906'da çekilmiştir. Bu spektrumda, güneş yüzeyi spektrumuna göre, bazı spektral çizgilerin gözlenmemesine karşın, bazı ek çizgiler görülmüş; kimi çizgilerinde genişlemiş olduğu ve bunun gibi özellikler saptanmıştır. Bu gözlemlerin yorumu yapıldığında leke içindeki sıcaklığın güneş yüzeyi sıcaklığından daha düşük olduğu sonucu bulunmuştur. Böylece, lekeler hakkında istatistik bilgileri dışında, ilk fiziksel bilgi elde

edilmiştir. Bununla beraber, spektrumdaki bazı spektral çizgilerin genişlemiş olması, bazılarının da çift çizgi olarak gözlenmesi açıklanamamıştır. Bir süre sonra çift çizgi olarak gözlenen spektral çizgilerin herbirinin zıt yönde polarizleşmiş olduğunun anlaşılması, Zeeman olayının varlığını ortaya koymuş ve bunun sonucu olarak da lekelerin kuvvetli bir manyetik alana sahip oldukları anlaşılmıştır. Bu bulguların ardından, Hale manyetik alan polaritesine ait ve polarite kuralları adı verilen üç özellik ortaya koymuştur;

1) Güneşin aynı yarımküresinde bulunan bütün leke gruplarının manyetik polariteleri aynıdır.

2) Bir yarımküredeki leke gruplarının manyetik polariteleri diğer yarımküredeki manyetik polaritenin tersidir.

3) Birbirini izleyen çevrimlerde, bir yarımküredeki manyetik polarite özelliği, diğer yarımküre lekelerinin özelliği ile yer değiştirir.

Bu bilgilerin yanısıra H ve Ca'nın H α ve K α spektroheliyogramlarının leke bölgeleri civarında "Karanlık fakula" alanları denilen bölgelerinin girdap şekilli görüntü vermesi, lekelerde de girdap şeklinde bir hareket olup olmadığı sorusunu ortaya çıkarmıştır. Bu sorunun cevabı kısa zamanda yanıtlanmıştır. Evershed tarafından kenara yakın lekeler içinde demir çizgilerinde Doppler kayması sapılarak lekenin içinden, lekenin yüzeyi üzerinde kalmak üzere, dışa doğru gaz akımı olduğu anlaşılmıştır. Güneşin görünen merkezine yakın lekelerde böyle bir olayın gözlenmemesi gaz hareketinin güneş yüzeyine dik olmayıp, yüzeye teğetsel olmasından kaynaklanmaktadır.

Lekelere ait bu fiziksel bulgulara paralel olarak, güneşe ait diğer fiziksel bulgularda ortaya çıkmıştır. Bunlardan biriside de güneşin genel manyetik alanıdır. Lekeler dışında güneşin genel bir manyetik alana sahip olduğu önce Hale ve arkadaşları tarafından ileri sürülmüş ve daha sonra Babcock tarafından 1 Gauss ile 60 Gauss arasında değişen genel bir manyetik alan olduğu ölçülmüştür.

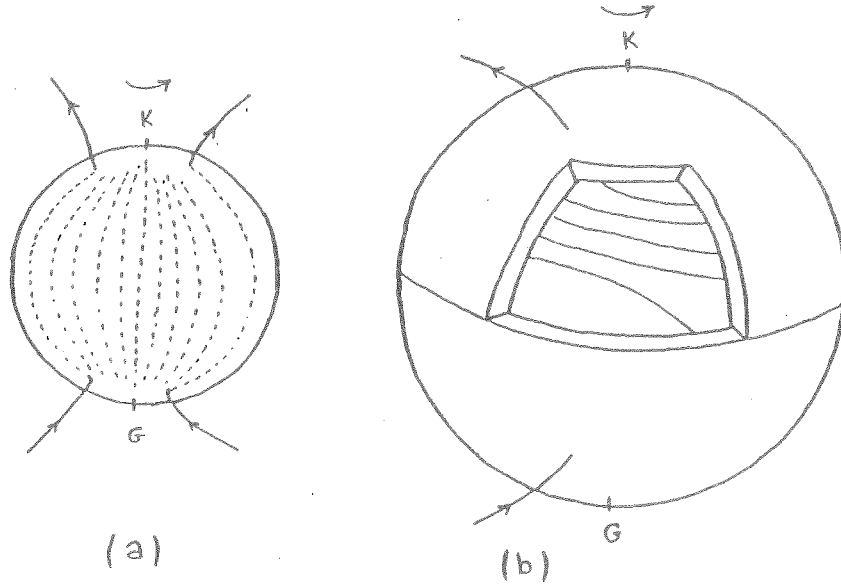
Güneş lekeleri, güneş yüzeyinde ilk gözlenen olaylar olduğundan, ne oldukları merak edilip, bu konuda, haklarında açıklama girişimlerinde bulunulan ilk olaylar olması da doğaldır. Başlangıçta çevrim özellikleri ile lekeler hemen hemen özdeşleşmiş olduğundan lekeler hakkındaki teorilerin çevrim özelliklerini açıklayabilmesine özen gösterilmiştir. Bu teorileri, dayandıkları fizik esaslar bakımından ikiye ayırmak mümkündür. Birincisi, lekelerdeki soğuma olayını esas olay olarak ele alıp, bunu açıklayacak mekanizmayı ortaya koyarken, manyetik alanın bir yan olay olarak ortaya çıktığını varsayan teoriler. Bu tür teorilere en iyi örnek 1928 yılında Bjerkness tarafından ileri sürülen teoridir. Bu teoriye göre manyetik alan lekelerin faaliyeti sonucu meydana gelmektedir. İkincisi ise, manyetik alanı temel olay olarak kabul edip,

lekelerin manyetik alanın bir ürünü olduğunu ileri süren teorilerdir. Bu teorilerin en tanınmış 1955 yılında Biermann tarafından ortaya atılmıştır. Teori, lekelerin güneş yüzeyine göre daha soğuk olmasını açıklamasına rağmen manyetik alanın orijinini açıklayamamaktadır. Ancak yine 1955 yılında Babcock, güneşin genel bir manyetik alana sahip olduğunu ispatlayarak, Babcock teorisini ortaya atmıştır. Güneş lekelerinin 11.1 yıllık çevriminin varlığı uzun zamandan beri bilinmekteydi. Ancak bu çevrimin ne şekilde ortaya çıktığı bilinmiyordu. 1961 yılında Babcock, lekeler, lekelerin manyetik alanı ve leke çevrimi üzerine yaptığı çalışmalardan çıkardığı sonuçları yayınladı. Bugün Babcock teorisi olarak bilinen bu sonuçlar, güneş lekelerinin oluşumunu, lekelerdeki manyetik kutupluluğun değişimini ve 11.1 yıllık leke çevrimini güneşin genel manyetik alanına bağlıyordu. Ancak lekelerin manyetik alanı güneşin genel manyetik alanından çok daha kuvvetli idi. Nasıl oluyorda zayıf bir genel manyetik alan, lekelerde kuvvetli bir manyetik alan meydana getirebiliyordu. Lekeler bilindiği gibi fotosferde görünen olaylardı, fotosferde konvektif bölgenin en üst sınırında bulunuyordu. O halde güneşin genel manyetik alanı fotosferde güçlenmeli ve kendisini bir leke şeklinde göstermeliydi. Ancak genel manyetik alana ait kuvvet çizgileri güneşin fotosferinde çeşitli kuvvetlerden dolayı bir tedirginliğe uğramamalıydı. Halbuki fotosfer türbülans hızlarının çok yüksek olduğu hareketli bir tabakadır. Bu nedenle en kararlı ve türbülans hızlarının son derece küçük olduğu konvektif bölgenin dibinde bir genel manyetik alan olabilirdi. Bu zayıf genel alanın kuvvet çizgileri başlangıçta güneşin kuzey-güney doğrultusunda yani güneş boylamlarına paralel olarak bulunmalıydı. Zayıf manyetik alan kuvvet çizgileri zamanla diferansiyel rotasyon tarafından sürüklenmeliydi. Böylece zaman içinde manyetik alan kuvvet çizgileri güneş ekvatoruna göre bir eğime sahip olacaktı, Şekil 1'deki gibi.

Başlangıçta zayıf olan kuvvet çizgileri diferansiyel rotasyon tarafından kendi üzerlerine sarılarak kuvvetlenecekler artık belli bir yarıçapa sahip manyetik halat şeklini alacaklardır. Bunlara manyetik tüp de denilebilir. Örneğin başlangıçtan (Şekil 1a) uç yıllık bir süre sonra ekvator çevresi +55 enlemlerine göre 5.6 fazla dönme yapar. Bu manyetik kuvvet çizgilerinin kendi üzerlerine 5.6 defa sarılması demektir. Böylece konvektif bölgenin tabanında birçok manyetik halattan oluşan bir tabaka meydana gelir. Her manyetik halat, içinde bulunduğu konvektif bölgeye bir basınçla karşı koyar. Manyetik halat içindeki manyetik alan şiddeti, halatın dik kesitiyle ters orantılıdır. Bir manyetik akı tüpünün veya halatının içindeki ve dışındaki gaz basıncı P_i ve P_e ise, bu durumda

$$P_e = P_i + \frac{B^2}{8\pi}$$

dir. Burada $\frac{B^2}{8\pi}$ manyetik basınç terimi, daima pozitifdir. Dolayısıyla $P_i < P_e$ dir. Eğer tüp içi ile tüp dışı aynı



Şekil 1

- a) Bir leke çevrimi başlamadan 4-5 yıl öncesi 1 ile 60 Gauss arasındaki genel manyetik alan çizgilerinin konvektif bölgenin tabanındaki durumu.
 b) Konvektif bölgenin tabanında diferansiyel rotasyon tarafından sarılmış ve ekvatorla bir eğim yapmış olan manyetik kuvvet çizgileri.

sıcaklığa sahip seler, içindeki yoğunluk dışardakinden küçüktür. Bundan dolayı manyetik akı tüpü yükselmek ister. Tüpün yükselmesi manyetik alan şiddetine bağlıdır. Tüpdeki şiddet ne kadar büyük ise; yükselme, diğer akı tüplerine nazaran daha önce başlar. Yükselen manyetik akı tüpleri fotosferin altında kendilerini aktif bölgeler olarak gösterirler ve akı tüplerinin fotosferi kestiği noktalarda, gerekli manyetik şiddete sahip seler güneş lekeleri olarak görünürler. Ancak başlangıçta konvektif bölgenin dibinde gömülü halde bulunan manyetik akı tüplerindeki manyetik alan şiddeti tüp boyunca düzenli ve eşit şiddette olmayabilir. Konveksiyondan dolayı akışkanın (konvektif bölgedeki gaz) hareketinde meydana gelen bölgesel bozulmalar, tüpte kopmalar, kırılmalar ve burulmalar meydana getirebilir. Bunun sonucu olarak manyetik alanda da bozulmalar ve rasgele yığılmalar meydana gelir. Şekil 2'de görüldüğü gibi konvektif bölgenin dibinde ekvatorla 60° eğim açısına sahip bir manyetik akı tüpünün bulunduğu varsayalım. Bu tüpün farklı iki enlemdeki birim kesitlerinin konvektif bölge boyunca yükselmesi esnasında, başlangıç koordinatlarından olan kayma miktarlarının

Bu çalışmada da Spruit'in(1977) konvektif bölge modeli esas alınarak, leke gruplarının fotosferde görüldüğü andaki eğimlerine, coriolis kuvvetinin etkisinin araştırılması amaçlanmıştır. Araştırmanın yöntemi ise şöyle özetlenebilir:

Spruit'in konvektif bölge modelinin en alt sınırında (fotosferden yaklaşık 198000km derinlikte) belli bir uzunlukta ve belli bir eğimde bir manyetik akı tüpü olduğu varsayılmıştır. Bu manyetik akı tüpünde birbirlerinden belli uzaklıklarda ve farklı enlemlerde iki kesit alınmıştır. Bu kesitlerin herbirine birer tane dik koordinat sistemi yerleştirilmiştir. Koordinat sistemlerinin X eksenini güneş boylamlarına paralel ve güney doğrultusunda (güneşin kuzey yarımküresi için), Y eksenini güneş enlem çizgilerine paralel ve güneşin dönme yönünün ters yönünde, Z eksenini de güneş çekim ivmesine zıt yönde yani güneş yüzeyine dik alınmıştır. Manyetik akı tüpü fotosfere doğru harekete başlamadan evvel koordinat sistemlerinin orijinleri güneşin enlem ve boylamları cinsinden belirlenmiştir. Ayrıca iki koordinat sistemlerinin orijinlerini birleştiren doğrunun uzunluğu, bu uzunluğun güneş ekvatoruyla yaptığı açı hesaplanmıştır. Buna "ilkel eğim" denmiştir. Daha sonra manyetik akı tüpünün birim kesitleri koordinat sistemlerinin Z eksenini yönünde hareket ettirilmiştir. Çeşitli kuvvetlerin etkisinde kalan manyetik akı tüpü sonuçta zenit yönünde bir ivmesiyle harekete başlar. Bu yükselme hareketi fotosfere kadar devam eder. Sonuçta manyetik akı tüpü üzerinde alınan bu iki kesit fotosferde iki kutuplu bir leke grubu meydana getirir. Bu leke grubunun uzanımı ve bu uzanımın güneş ekvatoruyla yaptığı eğim hesaplanır. Buna "gözlenen eğim" denir. Gözlenen eğim ile ilkel eğim arasında bir fark oluşmuştur. Bu farkı meydana getiren çeşitli etkenler vardır. Bunlardan bir tanesi ilkel eğimi küçültmeye çalışan diferansiyel rotasyondur. Çünkü güneşte alçak enlemler yüksek enlemlere nazaran daha büyük bir açısal hıza sahiptir. ikincisi ise ilkel eğimi büyültmeye çalışan coriolis kuvvetidir. Dikey hareketler için coriolis kuvvetinin güneş dönmesinin aksi yönündeki bileşeni küçük enlemlerde daha büyüktür.

Güneşte bu iki kutuplu leke grubu görünmeye başladığı an (yani manyetik akı tüpünün hesaplamalar için alınan kesitleri fotosfere geldiği zaman) yükselme durmuş demektir. Artık zenit yönünde bir hareket olmadığı için lekeler güneşin dönme yönünün ters istikametinde etki eden coriolis kuvveti sıfırlanmış olur. Bu noktadan itibaren leke grubunun eğimini değiştiren başlıca etken diferansiyel rotasyon ve lekelerin öz hareketleridir. Leke grubunun doğduğu andan kaybolana kadar geçen sürede diferansiyel rotasyon leke grubunun eğimini küçültür.

Evershed olayında lekeden çıkan gazlar sözkonusu koordinat sisteminin (fotosferde leke merkezine kurulan koordinat sistemi) XY düzleminde bir gaz rüzgarına neden olursa da, bu hareketten dolayı oluşan coriolis kuvvetinin XY düzlemindeki bileşenleri bu düzlemde lekenin çok küçük

bir enlem kaymasına neden olur. Bu yatay coriolis kuvvetleri leke civarında girdap şeklinde bir gaz akımı oluştururlar. Lekelerdeki bu girdaplı gaz akımından dolayı oluşan enlem kaymasının leke grubu ilk gözleendiği andaki "gözlenen eğimine" etkisi son derece küçüktür.

Konvektif bölge dibindeki manyetik akı tüpü zenit yönünde hareket ederken, ilkel eğimi coriolis kuvveti ve diferansiyel rotasyonun etkisi ile değişecektir. Böylece tüpün hesaplamalar için alınan kesitleri fotosfere vardığındaki (leke oluştuğundaki) eğimi, ilkel eğimden farklı olacaktır. Bu eğim farkına coriolis kuvvetinin etki derecesinin saptanması, bu çalışmanın amacını oluşturmaktadır. Gözlenen eğimin değişimi ve leke gruplarının yok olana kadar yaptıkları enlem kayması bu çalışmanın içeriğine girmemektedir. Diferansiyel rotasyonun derinlik ile değişimi, bugün bile çözümlenmiş bir problem olmadığı için herhangi bir enlemdeki diferansiyel rotasyon hızı ilgili enlemde tüm derinlikler için (konvektif bölgede) aynı kabul edilmiştir. Amaç coriolis kuvvetinin etkisi olduğundan diğer kuvvetlerin etkisi, örneğin manyetik akı tüpünün elektirik alanından dolayı oluşan kuvvetler, ekvatorial sürüklenme, viskozite kuvvetleri ve merkezkaç kuvvetleri dikkate alınmamıştır. Bunun sebebi bazı kuvvetlerin coriolis kuvvetinin yanında çok küçük kalmaları ve bazı kuvvetlerin hesabı için ise gerekli olan konvektif bölgeye ait kimi parametrelerin olmamasıdır.

Yapılan çalışmanın sonuçlarına geçmeden evvel Spruitin konvektif bölge modelinin çözümler için izin verdiği sınırları belirtmek gerekmektedir. Çözümler sadece konvektif bölgeyi içermekte ve konvektif bölgenin üzerindeki yaklaşık 1250 km'lik bölgeyi kapsamamaktadır. Çözümlerde tüp yarıçapları ile manyetik şiddetleri uyumu tüm konvektif bölgeyi kapsayacak şekilde seçilmiştir. Ayrıca tüpün yükselmesi herhangi bir kesintiye uğratılmamıştır. Yani tüpün yükselmesi süreklidir. Tüp modellerinin seçimi için şu olanaklar vardır:

a) Tüpiçi ile konvektif bölge sıcaklığı aynı kabul edilerek çözümlere gidilirse manyetik şiddetler için sınırlar şu şekilde olmalıdır. Konvektif bölgenin en üst sınırında yaklaşık 1670 km'den küçük bir yarıçapa sahip bir lekede manyetik şiddet enaz 527 Gauss, en fazla 1852 gauss olmalıdır. Bu sınırlar arasında bir lekeyi oluşturacak manyetik tüpün manyetik şiddeti ise konvektif bölgenin tabanında 1455 G ile 5150 G arasında olmalıdır. Eğer minimum değer olan 1455 G'lık bir tüp konvektif bölgenin tabanından yükselmeye başlarsa, tüp konvektif bölgenin en üst sınırından yaklaşık 149200 km'lik bir derinlikte 9000 gaussluk bir şiddete sahip olmalıdır. Başlangıç manyetik şiddeti arttırıldıkça bu değerde artmaktadır. Ancak konvektif bölgenin tabanında herhangi bir yarıçapa sahip tüpün manyetik şiddeti 5150 gausstan da büyük olabilir. Fakat bu durumda bazı sorunlar oluşur. Tüpü harekete

zorlayan bir manyetik kaldırma kuvveti yine mevcuttur. Fakat tüpün yükselmesi sürekli değildir. Özellikle konvektif bölgenin üst katmanlarına doğru tüpün yükselme hızı düşmekte bazen sıfır olmaktadır. Bu noktada ise konvektif bölgenin türbülans basıncı, tüpün manyetik basıncından büyükse t p dağılmaktadır. Eğer t p, konvektif bölgenin en üstündeki granül bölgenin altında daha büyük boyutlu granül hücrelerin arakesitleri arasında bulunuyorsa, hücre arakesitleri arasında türbülans hareketler daha zayıf olduğundan, manyetik t p kararlı yapısını koruyabilir. Böyle bir durumda t p yarıçapında bir küçülme veya manyetik şiddetinde bir büyüme olursa t p tekrardan yükselmeye başlayabilir. Ancak bu çeşitli boyutlardaki granül hücrelerin arakesitleri arasındaki tüpün dinlenme zamanını tespit etmeye olanak yoktur. Böyle bir çalışmada (manyetik tüpün duraklayarak yükselmesi) için konvektif bölgedeki bütün granül hücrelerin boyutlarının ve hücre içerindeki türbülans hızlarının bilinmesi gerekmektedir. Bu çalışmada konvektif bölgenin çeşitli boyutlarda granül hücrelerden oluştuğu varsayımı dikkate alınmadığı için bütün çözümlerde sürekli bir yükselme sağlayacak şekilde çözüme gidilmiş ve yukarıdaki sınır şartlarının dışında bir çözüm aranmamıştır.

b) T pi inin konvektif bölgeden daha sıcak olduğu kabul edilerek yapılan çalışmalarda görülmüştür ki, i  sıcaklığının konvektif bölgeden fazla olması genellikle tüpün daha hızlı bir şekilde yükselmesine neden olmaktadır. Bu durumda tüpün yükselme hızının artmasıyla, tüpün parçalanma ihtimalide artmaktadır. Bu nedenle farklı sıcaklık şartı altında kararlı manyetik tüpler, manyetik şiddetlerine bağlı olarak başlangıç yarıçapları 1000 km'nin altında ise kararlı olabilmektedir.

c) T pi inin konvektif bölgeden daha soğuk olabileceği düşüncesiyle, böyle bir şart altında da çözüm aranmıştır. Örneğin 1453 gaussluk bir manyetik şiddetle ve t pi inin konvektif bölgeden daha soğuk olduğu kabul edilerek bir çalışma yapılmış fakat uygun bir çözüm bulunamamıştır. Böyle bir durumda t p yarıçaplarının ve manyetik şiddetlerinin çok büyük olması gerekmektedir. Ayrıca iç sıcaklığı belirleyecek bir yöntemde bulunamamıştır. Bu şart altında tüpün yükselmesi bir tek katmanda değil, konvektif bölgenin farklı katmanlarında kesilmekte yükselme hızı düşmekte ve sıfır olmaktadır. T p i ini konvektif bölgeden daha soğuk kabul ederek yapılan çözümler Spruit'in konvektif bölge parametrelerine uymamaktadır. Bu nedenle en kararlı çözümler t pi i ile konvektif bölge sıcaklığı eşit olarak alındığı durumdaki çözümlerdir. Böyle bir çözümde manyetik şiddetler için bir sınırlandırma varken, leke yarıçapları için ise herhangi bir sınırlama yoktur. Ancak karşılaştırma yapabilmek için ( eşit ve farklı sıcaklık durumlarında)  ok büyük yarıçaplı lekeler ele alınmamıştır.  rnek 1'deki çözümler sadece eşit sıcaklık

altındaki çözümleri göstermektedir. Bu örneklerin farklı sıcaklık altındaki çözümleri ise sağlıklı olmamaktadır. Çünkü manyetik tüp konvektif bölgenin üstlerine doğru kararlı yapısını değiştirmekte ve dağılma eğilimi göstermektedir.

Yukarıdaki koşullar altında yapılan çözümlerden sonra elde edilen ilkel eğim ve gözlenen leke grubu eğimleriyle ilgili sonuçlar ise şöyledir:

Örneklere gösterilen ilkel eğim ve gözlenen leke grubu eğim açıları, leke grubu ve tüp kesitlerinin bulunduğu düzleme dik doğrultuda bakıldığı zamanki değerlerdir. Bu çalışmada iki tüp kesiti birbirlerinden bağımsız olarak incelenmiştir. Bu nedenle örneklerde elde edilen yükselme zamanları, ilgili çözüm şartları altında elde edilmesi gereken minimum sürelerdir. Yani çözümlerde elde edilen yükselme süresinden daha az bir sürede yükselme olamaz. Eğer tüp kesitleri aynı bir tüpün farklı enlemlerdeki kesitleriyse (yada tüpün tamamı hesaba katılırsa) yükselme zamanını uzatan çeşitli faktörler işin içine girmektedir. Böyle bir durumda (tek bir tüp üzerinde çalışıldığında) tüpün eğrilik yarıçapından dolayı manyetik gerilim diye adlandırılan bir kuvvet daha ortaya çıkmaktadır. Bu kuvvet tüpün yükselmesini frenlemeye çalışacaktır. Ayrıca tüp içinde de bir konvektif akım mevcut olabileceği için tüp kendi eksenini etrafında bir burulma hareketi yapabilir. Böylece tüp (yatay tüp), içindeki gazların hareketi nedeniyle silindirik şeklindeki görünümünden uzaklaşır, kesiti bir elips olan basık silindirik şeklini alır. Sonuçta bu gibi değişimler aynı konvektif bölge derinliğinde manyetik tüp boyunca tüpün yarıçapının değişimine neden olmakta ve tüpün parçalanma ihtimalini arttırmaktadır.

Bu çalışmada sadece manyetik tüpün zenit yönündeki hareketi incelenmiştir ve şu sonuçlar elde edilmiştir:

1) Herhangibir tüp kesiti için coriolis kuvvetinin etkisi küçük enlemlerden büyük enlemlere doğru azalmaktadır.

2) Bir ilkel eğimin değişimine coriolis kuvveti ve diferansiyel rotasyon birlikte etki etmektedir. Diferansiyel rotasyon devamlı olarak ilkel eğimi küçültmeye çalışmaktadır.

3) Bir leke grubunu oluşturacak tüp kesitlerinin konvektif bölge içinde yükselmesi sırasında oluşan coriolis kuvvetleri ise ilgili derinlikteki ilkel eğimleri daima büyütme eğilimindedir.

4) Bir leke grubunun ön ve arka lekelerinin doğuşları arasındaki zaman farkı küçükse, leke grubunun gözlenen eğimi, konvektif bölgenin tabanındaki ilkel eğimden büyük olabilir. Lekelerin doğuşları arasındaki zaman farkı gözlenen leke grubu eğimlerinde önemli bir rol oynamaktadır.

5) Lekelerin doğuşları arasındaki zaman farkı büyük olursa, gözlenen leke grubu eğimi daha küçük olmaktadır. Bu durumda coriolis kuvvetinin etkisi diferansiyel rotasyondan daha fazladır. ve her ikiside gözlenen leke grubu eğimini küçültür.

6) Bir manyetik tüpe etki eden kaldırma kuvveti, tüpün manyetik şiddetine ve yarıçapına bağlıdır. Ancak yarıçap, manyetik şiddete göre daha az etkilidir.

7) Bir manyetik tüpün yarıçapı küçüldükçe kararlı olma ihtimali artmaktadır.

8) Spruit'in konvektif bölge modeli kullanıldığında manyetik tüplerin sürekli yükselmesi için tüp yarıçap ve manyetik şiddetlerinde sınırlandırmalar ortaya çıkmaktadır. Bu sınırlar dışında bir tüp için sürekli yükselme durumu ortadan kalktığından manyetik tüpün yükselmesinin durduğu bölgeler, konvektif bölgedeki dev granül hücre arakesitleri olarak düşünülebilir. Böylece konvektif bölgede bazı derinliklerde türbülans basıncı yeterince düştüğünden, dev granül hücre arakesitleri arasında yeni manyetik tüpler meydana gelebilir.

9) Konvektif bölgedeki türbülans basınçları dikkate alınmadan yapılan çözümler sağlıklı olmamaktadır. Bu çalışmada konvektif bölgenin gaz basıncı ve türbülans basıncı dikkate alınarak çözümlere gidilmiştir. Sıcaklığın derinlikle arttığı düşünülürse, konvektif bölgenin derinliklerinde elektron basıncı büyük rol oynamaktadır. Elektron basıncında içine alan çözümlerde daha güçlü manyetik şiddete sahip tüpler elde edilebilir.

Sonuç olarak, bir leke grubunun ilk doğduğu andaki gözlenen eğimine coriolis kuvvetinin etkisi, leke grubundaki lekelerin doğuş süreleri arasındaki zaman farkına göre değişmektedir. Tüp kesitlerinin fotosfere varış hızları arttıkça coriolis kuvvetinin etkisi artmaktadır. Lekeler arasındaki enlem farkıda coriolis kuvvetinin etkisini arttırmaktadır.

KAYNAKLAR

- BABCOCK, H. W.: 1961, *Astrophys. J.* 133, 572
 PARKER, E. N.: 1976, *Astrophys. J.* 204, 259
 PARKER, E. N.: 1979, *Cosmical Magnetic Fields*, Clarendon Press, Oxford.
 SCHÜSSLER, M.: 1977, *Astron. Astrophys.* 56, 439
 SCHÜSSLER, M.: 1979, *Astron. Astrophys.* 71, 79
 SCHÜSSLER, M.: 1980, *Astron. Astrophys.* 89, 26
 SPRUIT, H. C.: 1974, *Solar Phys.* 34, 277
 SPRUIT, H. C.: 1976, *Solar Phys.* 50, 269
 SPRUIT, H. C.: 1977, *Ph.D. Thesis*. Utrecht.
 WELLS, D. A. : 1967, *Lagrangian Dynamics*, McGraw-Hill B. Com.

C.İBANOĞLU: Güneşte türbülans hareketi için 29 günlük bir dönem verdiniz değil mi? RS CVn yıldızlarında, güneş benzeri yıldızlarda bu hareket için uç değişik çalışma ve konvektif hareket için de uç değişik teorik çalışma var ve türbülans 20-21 gün. Arada çok büyük bir fark var. Acaba onlarda konvektif bölge çok daha sığ mı ?

H. GULSEÇEN: Bir konvektif bölge modeli yapılırken mixing length'in seçimi son derece önemli. Onu değiştirdikçe türbülans süresi de değişir. Bu yapılanlarda uç değişik mixing length modeli düşünülmüş. Şu anda hangisinin kullanıldığını ben de hatırlamıyorum. 29 günlük bir süre bana esasında az geliyor. Daha yüksek olması lazım.

O. DEMİRCAN: Ben önce güzel bir çalışma olduğunu söyleyeyim. Bu çalışmalarla olayların fiziğini daha iyi anlayacağız. Konvektif çevrim tamamen yıldızın H-R diyagramındaki yeri ile ilgili. Hatta çevrimin yönü bile yıldızdan yıldıza farklı. Konvektif çevrimin süresinde yıldızın çift yıldız bileşeni olup olmaması da çok fazla etkilidir.

M. ÖZEL: Siz modelde magnetik alanın değerini 1457.7 Gauss olarak veriyorsunuz. Gerçekten model bu kadar duyarlı mı? Yani 1458 yada 1500 demek daha doğal değil mi?

H. GULSEÇEN: Magnetik kaldırma kuvvetinin türbülans basıncını yenmesi gerekli. Yani bu oradaki türbülans basıncına karşılık gelen magnetik şiddettir.

M. ÖZEL: Yani 1457 değilse 1400 Gauss deseniz daha iyi.

H. GULSEÇEN: Tabii olabilir.

H. KIRBIYIK: Ben de Osman beye katılıyorum, çok güzel bir çalışma. Ancak bir hatırlatmada bulunmak istiyorum. Kullandığınız modeli Türkiye'de de bulabilirsiniz ve hatta geliştirebilirsiniz. ODTÜ'de benim bildiğim kadarı ile sizin için kullanılabilecek güneş modellerimiz var. Sayın Eryurt-Kızıloğlu'nun çalışmalarının olduğunu biliyorum. Bunun da ötesinde bilmiyorum kullandığınız modelde dönme evrime dahil edilmiş midir? Bir sonrası, belki çalışmanızın daha gelişmiş şekli, dönme de dahil edilerek modele, konvektif bölgedeki yapı hakkında daha sağlıklı bilgi edinebilirsiniz. İkinci bir şeyi ihmal ediyorsunuz, onları kontrol edebilirsiniz. Meridyensel sürüklenmeyi ihmal ettik dediniz, eğer konvektif altüst olma zamanını veya madde hücrelerinin hızını biliyorsanız, meridyensel dolanım hızını da biliyorsunuz. Oradan biraz ihmal edilebilir olduğunu bulabilirsiniz.

H. GULSEÇEN: Amaç tüpü kendi eksenini etrafında döndürmemektir. Çünkü o zaman manyetik çizgilerde bir burulma meydana gelecektir. İşin içine Lorentz kuvvetleri girecektir, elektrik alan girecektir. Amaç o yüklerden kurtulmak olduğu için ihmal edildi.

ÖRNEK ÇÖZÜM 1a

KONVEKTİF BÖLGENİN TABANINDA
MANYETİK AKI TUPU
T(KON) = T(TÜP)

A KESİTİ

C KESİTİ

ENLEM	: 20°	: 22°
BOYLAM	: 35°	: 30°
YARIÇAP	: 5000 Km.	: 5000 Km.
MAN. ŞİDDET	: 1924 Gauss	: 1782 Gauss
İLKELE EĞİM	: 23°11' 57.3	

FOTOSFERDEKİ LEKE GRUBU

ÖN LEKE

ARKA LEKE

ENLEM	: 20°	: 22°
BOYLAM	: 34°17' 11.8	: 29°13' 07.53
YARIÇAP	: 8311 Km.	: 8311 Km.
MAN. ŞİDDET	: 697 Gauss	: 645 Gauss
VARIŞ HIZI	: 0.887 Km/sn.	: 0.820 Km/sn.
ÖN LEKENİN YÜKSELME SÜRESİ	: 57 gün, 09 saat, 33 dak, 23 sn.	
ARKA LEKENİN YÜKS. SÜRESİ	: 61 gün, 23 saat, 55 dak, 52 sa.	
ZAMAN FARKI	: 4 gün, 14 saat, 22 dak, 29 sn.	
YÜKSEKLİK EĞİM AÇISI	: 58°54' 48.0	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Cor.Kuv+Dif.Rot.)	: 22°55' 15.6	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Dif.Rot.)	: 23°03' 42.58	

ÖRNEK ÇÖZÜM 1b

KONVEKTİF BÖLGENİN TABANINDA
MANYETİK AKI TUPU
T(KON) = T(TÜP)

A KESİTİ

C KESİTİ

ENLEM	: 20°	: 22°
BOYLAM	: 35°	: 30°
YARIÇAP	: 1500 Km.	: 1500
MAN. ŞİDDET	: 3780 Gauss	: 3709 Gauss
İLKELE EĞİM	: 23°11' 57.3	

FOTOSFERDEKİ LEKE GRUBU

ÖN LEKE

ARKA LEKE

ENLEM	: 20°	: 22°
BOYLAM	: 34°38' 19.2	: 29°37' 58.5
YARIÇAP	: 2493 Km.	: 2493 Km.
MAN. ŞİDDET	: 1368 Gauss	: 1342 Gauss
VARIŞ HIZI	: 7.647 Km/sn.	: 3.983 Km/sn.
ÖN LEKENİN YÜKSELME SÜRESİ	: 29 gün, 04 saat, 48 dak, 26 sn	
ARKA LEKENİN YÜKS. SÜRESİ	: 29 gün, 18 saat, 09 dak, 30 sn	
ZAMAN FARKI	: 13 saat, 21 dak, 4 sn.	
YÜKSEKLİK EĞİM AÇISI	: 33°40' 29.0	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Cor.Kuv+Dif.Rot.)	: 23°10' 31.7	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Dif.Rot.)	: 23°07' 59.2	

ÖRNEK ÇÖZÜM 2a

KONVEKTİF BÖLGENİN TABANINDA
MANYETİK AKI TUPU
T(KON) = T(TUP)

	A KESİTİ	C KESİTİ
ENLEM	: 25°	: 27°
BOYLAM	: 40°	: 30°
YARIÇAP	: 480 Km.	: 480 Km.
MAN. ŞİDDET	: 3779 Gauss	: 3709 Gauss
İLKEL EĞİM	: 12°33'10.3	

FOTOSFERDEKİ LEKE GRUBU

ÖN LEKE

ARKA LEKE

ENLEM	: 25°	: 27°
BOYLAM	: 39°39'07.77	: 29°38'49.7
YARIÇAP	: 798 Km.	: 798 Km.
MAN. ŞİDDET	: 1368 Gauss	: 1342 Gauss
VARIŞ HIZI	: 9.420 Km/sn.	: 5.710 Km/sn.
ÖN LEKENİN YÜKSELME SÜRESİ	: 29 gün, 04 saat, 42 dak, 48 sn	
ARKA LEKENİN YÜKS. SÜRESİ	: 29 gün, 18 saat, 03 dak, 42 sn	
ZAMAN FARKI	: 13 saat, 20 dak, 58 sn.	
YÜKSEKLİK EĞİM AÇISI	: 20°11'26.7	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Cor.Kuv+Dif.Rot.)	: 12°32'48.5	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Dif.Rot.)	: 12°31'38.2	

KONVEKTİF BÖLGENİN TABANINDA
MANYETİK AKI TUPU
T(KON) < T(TUP)

A KESİTİ

C KESİTİ

ENLEM	: 25°	: 27°
BOYLAM	: 40°	: 30°
YARIÇAP	: 480 Km.	: 480 Km.
MAN. ŞİDDET	: 3779 Gauss	: 3709 Gauss
İLKEL EĞİM	: 12°33'10.3	

FOTOSFERDEKİ LEKE GRUBU

ÖN LEKE

ARKA LEKE

ENLEM	: 25°	: 27°
BOYLAM	: 39°39'09.27	: 29°38'55.7
YARIÇAP	: 798 Km.	: 798 Km.
MAN. ŞİDDET	: 1368 Gauss	: 1342 Gauss
VARIŞ HIZI	: 10.266 Km/sn.	: 6.074 Km/sn.
ÖN LEKENİN YÜKSELME SÜRESİ	: 29 gün, 11 saat, 40 dak, 49 sn	
ARKA LEKENİN YÜKS. SÜRESİ	: 30 gün, 00 saat, 25 dak, 58 sn	
ZAMAN FARKI	: 12 saat, 45 dak, 9 sn.	
YÜKSEKLİK EĞİM AÇISI	: 21°07'49.05	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Cor.Kuv+Dif.Rot.)	: 21°32'05.9	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Dif.Rot.)	: 12°31'37.4	

ÖRNEK ÇÖZÜM 2b

KONVEKTİF BÖLGENİN TABANINDA
MANYETİK AKI TUPU
TCKOND = TCTÜP)

A KESİTİ		C KESİTİ
ENLEM	: 30°	: 32°
BOYLAM	: 40°	: 30°
YARIÇAP	: 800 Km.	: 800 Km.
MAN. ŞİDDET	: 3637 Gauss	: 3412 Gauss
İLKEL EĞİM	: 13°08'17.76	

FOTOSFERDEKİ LEKE GRUBU

ÖN LEKE		ARKA LEKE
ENLEM	: 30°	: 32°
BOYLAM	: 39°38'02.83	: 29°36'27.7
YARIÇAP	: 1330 Km.	: 1330 Km.
MAN. ŞİDDET	: 1316 Gauss	: 1235 Gauss
VARIŞ HIZI	: 4.884 Km/sn.	: 4.043 Km/sn.
ÖN LEKENİN YÜKSELME SÜRESİ:	30 gün, 08 saat, 13 dak, 44 sn	
ARKA LEKENİN YÜKS. SÜRESİ :	32 gün, 08 saat, 17 dak, 42 sn	
ZAMAN FARKI	: 2 gün, 0 saat, 3 dak, 58 sn	
YÜKSEKLİK EĞİM AÇISI	: 39°55'11.3	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Cor.Kuv+Dif.Rot.):	13°08'17.31	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Dif.Rot.):	13°08'08.17	

KONVEKTİF BÖLGENİN TABANINDA
MANYETİK AKI TUPU
TCKOND < TCTÜP)

A KESİTİ		C KESİTİ
ENLEM	: 30°	: 32°
BOYLAM	: 40°	: 30°
YARIÇAP	: 800 Km.	: 800 Km.
MAN. ŞİDDET	: 3637 Gauss	: 3412 Gauss
İLKEL EĞİM	: 13°08'17.76	

FOTOSFERDEKİ LEKE GRUBU

ÖN LEKE		ARKA LEKE
ENLEM	: 30°	: 32°
BOYLAM	: 39°38'13.8	: 29°36'58.1
YARIÇAP	: 1330 Km.	: 1330 Km.
MAN. ŞİDDET	: 1316 Gauss	: 1235 Gauss
VARIŞ HIZI	: 5.251 Km/sn.	: 4.326 Km/sn.
ÖN LEKENİN YÜKSELME SÜRESİ:	30 gün, 13 saat, 55 dak, 55 sn	
ARKA LEKENİN YÜKS. SÜRESİ :	32 gün, 11 saat, 28 dak	
ZAMAN FARKI	: 1 gün, 21 saat, 32 dak, 05 sn	
YÜKSEKLİK EĞİM AÇISI	: 40°50'29.2	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Cor.Kuv+Dif.Rot.):	13°08'41.94	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ(Dif.Rot.):	13°08'05.61	

ÖRNEK ÇÖZÜM 2c

KONVEKTİF BÖLGENİN TABANINDA
MANYETİK AKI TUPU
T(KON) = T(TUP)

A KESİTİ

C KESİTİ

ENLEM	: 30°	: 35°
BOYLAM	: 90°	: 80°
YARIÇAP	: 100 Km	: 1000 Km
MAN. ŞİDDET	: 1455 Gauss	: 1455 Gauss
İLKEL EĞİM	: 30°40'53.94	

FOTOSFERDEKİ LEKE GRUBU

ÖN LEKE

ARKA LEKE

ENLEM	: 30°	: 35°
BOYLAM	: 89°06'34.65	: 79°07'32.47
YARIÇAP	: 166 Km.	: 1662 Km.
MAN. ŞİDDET	: 527 Gauss	: 527 Gauss
VARIŞ HIZI	: 3.430 Km/sn.	: 1.653 Km/sn.
ÖN LEKENİN YÜKSELME SÜRESİ	: 75 gün, 20 saat, 28 dak, 28 sn	
ARKA LEKENİN YÜKS. SÜRESİ	: 75 gün, 20 saat, 36 dak, 36 sn	
ZAMAN FARKI	: 08 dak, 08 sn.	
YÜKSEKLİK EĞİM AÇISI	: 00°18'46.94	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ (Cor. Kuv+Dif. Rot.)	: 30°43'19.4	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ (Dif. Rot.)	: 30°14'04.9	

KONVEKTİF BÖLGENİN TABANINDA
MANYETİK AKI TUPU
T(KON) < T(TUP)

A KESİTİ

C KESİTİ

ENLEM	: 30°	: 35°
BOYLAM	: 90°	: 80°
YARIÇAP	: 100 Km.	: 1000 Km.
MAN. ŞİDDET	: 1455 Gauss	: 1455 Gauss
İLKEL EĞİM	: 30°40'53.94	

FOTOSFERDEKİ LEKE GRUBU

ÖN LEKE

ARKA LEKE

ENLEM	: 30°	: 35°
BOYLAM	: 89°20'43.1	: 79°21'25.7
YARIÇAP	: 166 Km.	: 1662 Km.
MAN. ŞİDDET	: 527 Gauss	: 527 Gauss
VARIŞ HIZI	: 5.902 Km/sn.	: 2.312 Km/sn.
ÖN LEKENİN YÜKSELME SÜRESİ	: 69 gün, 21 saat, 15 dak, 29 sn	
ARKA LEKENİN YÜKS. SÜRESİ	: 69 gün, 21 saat, 21 dak, 17 sn	
ZAMAN FARKI	: 05 dak, 48 sn.	
YÜKSEKLİK EĞİM AÇISI	: 00°24'52.87	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ (Cor. Kuv+Dif. Rot.)	: 30°42'40.9	
GÖZLENEN LEKE GRUBU EĞİMİ (Dif. Rot.)	: 30°16'09.9	

FOTOMETRİK GÖZLEMLER, İNDİRGENMESİ ve DEĞERLENDİRİLMESİ

Prof. Dr. Necdet Güdür
E.Ü. Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Bornova - İzmir.

1. TARİHÇE
 2. ÖRNEK BİR FOTOMETRE
 3. TELESKOP
 4. GÖZLEM TEKNİĞİ
 5. ALETSEL PARLAKLIK ve RENK ÖLÇEĞİ
 6. İNDİRGENME
 - 6.1. ATMOSFER SÖNÜKLEŞTİRME DÜZELTMESİ
 - 6.2. GÖZLEM ZAMANININ İNDİRGENMESİ
 7. STANDARD PARLAKLIKLAR ve RENKLER
 8. FOTOELEKTRİK FOTOMETRİDEKİ GELİŞMELER
- KAYNAKLAR

1.TARİHÇE

Yıldızların görünen parlaklıkları birbirinden çok farklıdır. Bu farklılığı teleskop ve fotometreler olmadan çıplak gözle de görebiliriz. Bu nedenle ,teleskoptan çok daha önceleri, yıldızları görünen parlaklıklarına göre sınıflandırma işlemleri yapılmıştır. Günümüzden 2000 yıl kadar önce Hipparchus, çıplak gözle görülebilen yıldızları altı sınıfa ayırmış ve içinde 1000 den fazla yıldız bulunan bir katalog hazırlamıştı. M.S. 180 yıllarında Claudius, Ptolemy ve Hipparchus'un çalışmalarını geliştirerek parlaklıklar için "Kadir" birimini kullanmıştır. N.R. Pogson, 1856 yılında, daha önce Herschel'in bulduğu ve 1.kadire 6. kadirde iki yıldızın ışık akıları arasında 100 kat fark olduğu sonucunu onaylamıştır. Yani,

$$m_2 - m_1 = 5^m \text{ lik fark için } F_1/F_2 = 100,$$

$$m_2 - m_1 = 1^m \text{ lik fark için } F_1/F_2 = 100^{1/5} = 10^{2/5} = 2.512$$

olmaktadır. Böylece, genel olarak,

$$\frac{F_1}{F_2} = (10^{2/5})^{m_2 - m_1} \dots \dots \dots (1)$$

veya logaritma alınarak,

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{F_1}{F_2} \dots \dots \dots (2)$$

biçimindeki "Pogson formülü" yazılabilmektedir. Bu denklem bize,

eşit parlaklık farklarının eşit akı oranlarına karşılık geldiğini göstermektedir. İnsan gözü, genel olarak, yakın iki yıldızın parlaklık farkını $0^m.2$ e kadar fark edebilmektedir. Nitekim, 19.yüzyıl başlarında Alman Astronom Argelander, geliştirdiği bir yöntemle görsel olarak birçok değişen yıldız keşfetmiştir. Zöllner ise yapay bir değişen yıldız kullanarak duyarlılığı $0^m.1$ kadar düşürmüştür(bkz. Miczaika and Sinton,1961).

Harward Üniversitesinde Bond(1850),fotoğrafçılığı ışıkölçüme uygulamıştır. Yöntemin yanılğısı $0^m.02$ mertebesinde olup günümüzde halen kullanılmaktadır. Yanılğı biraz büyük olmakla birlikte , bir pozda plak üzerinde binlerce yıldızın kaydedilmesi büyük bir avantajdır.

19.yüzyılın sonlarına doğru, fotoelektrik yöntemle yıldız parlaklıklarının ölçülmeye başlanması, Astronomide yeni bir dönem başlattı denilebilir. Bu konudaki ilk çalışmalara örnek olarak Minchin(1895)'nin Selenyum fotoiletken hücreler kullanarak yaptığı fotometreyi, Stebbins ve Brown(1907)'in katkılarını verebiliriz. Stebbins(1910), bu yolla Algolün yeni bir ışık eğrisini elde etmiştir. Bu eğriyle, daha önce görsel olarak gözlenemiyen, sığ bir yan minimum olduğu ortaya çıkmıştır. Daha sonraları Whitford(1932), elektronik yükselticileri kullanarak yeni gelişmeler sağlamıştır. Yine, Whitford ve Kron(1937),fotokatlandırıcı tüp kullanmışlardır. RCA firması İkinci Dünya Savaşı sırasında fotokatlandırıcı tüpleri geliştirerek 931 ve 1P21 tüplerini yapmışlardır. Bu fotokatlandırıcı tüpler ilk kez Kron(1946) tarafından astronomide kullanılmıştır.

Son yıllarda, değişik filtre kombinezonları ve yeni fotokatlandırıcı tüpler yapılarak yakın moröteden yakın kırmızıöteye kadar ölçümler yapılır duruma gelmiştir.

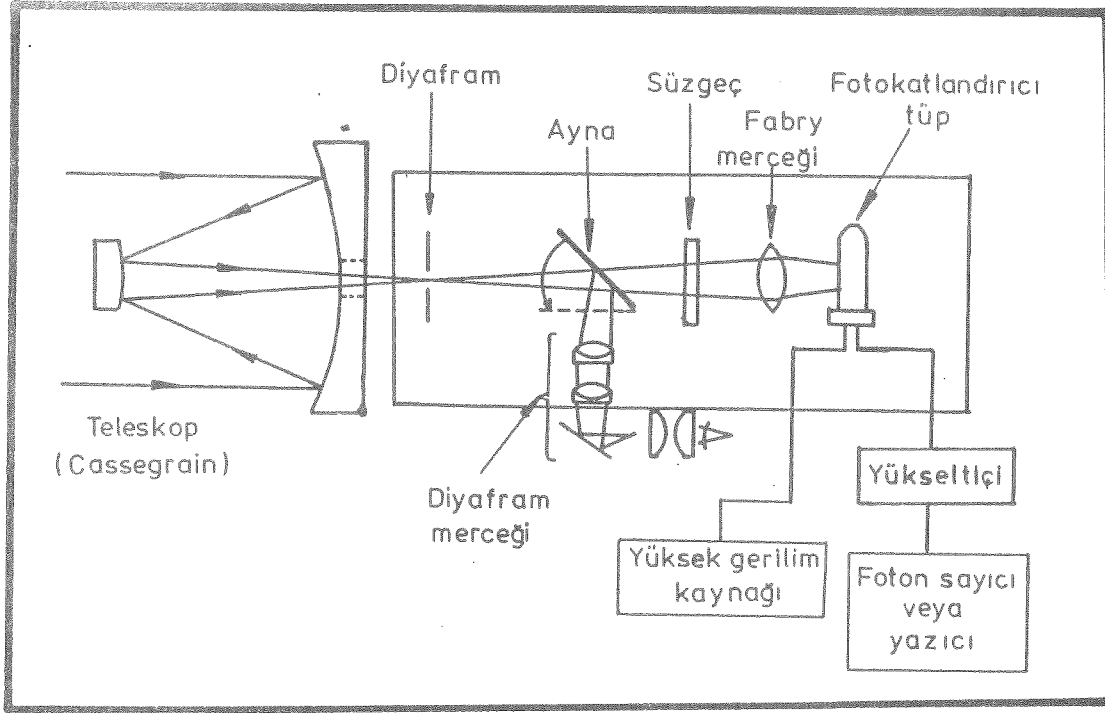
2. ÖRNEK BİR FOTOMETRE

Herhangibir fotometrenin kalbi"ışık dedektörü" dır. Bu araç için, yüzeyine gelen ışık akısıyla orantılı olarak elektrik akımı üreten alet tanımını yapabiliriz. Dedektörün çıkışındaki elektrik akımı bir yazıcıya veya foton sayıcıya verilmeden önce bir yükselticiyle yükseltilir. Şekil 1 de bir fotoelektrik fotometrenin belli başlı parçalarını görüyoruz.

Şekildeki ışık dedektörü fotokatlandırıcı tüptür. Teloskop ve fotometre kafası ölçekli olmayıp kafa ve içindeki parçalar büyütülerek çizilmiştir.

Kafa içinfeki ilk parça dairesel bir "diyafram" dır. Görevi, gözlenen yıldızı çevreleyen küçük bir bölge dışındaki gökyüzü parlaklığını dışarıda tutmaktır. Fakat yine de gözlemlerde yıldızla birlikte diyaframa giren gökyüzü parlaklığı da ölçüldüğü için bu parlaklık ayrıca ölçülerek yıldızın ölçümlerinden çıkarılır. Gökyüzü parlaklığının etkisini en aza indirmek için elden geldiğince küçük diyafram seçilir. Diyafram teloskobun odağındadır.

İkinci parça, "diyaframı görme düzeneği"dir. Bu bölüm, hareketli bir ayna , iki mercek ve bir göz merceğinden oluşur. Bu bölümün görevi, gözlemcinin, yıldızı diyaframda uygun şekilde ortalamasını sağlamaktır. Yıldızın görüntüsü ortalanınca, bir anahtar yardımıyla ayna indirilerek ışık süzgece gönderilir.



Sekil 1. Örnek bir fotometre.

Üçüncü parça "süzgeçler"dir. Süzgecin seçimi ölçüm yapılacak tayf bölgesine ve amaca göre yapılır.

Dördüncü parça "Fabry merceği" dir. Bu basit mercek çok önemli olup süzgeçten geçen ışığı dedektör üzerine hep aynı noktaya düşürmek için kullanılır. Fotokatlandırıcı tüplerin yüzeylerinin her yeri ışığa karşı eş duyarlılıkta yapılamadığından her seferinde ışığın hep aynı noktaya düşürülmesine çok dikkat edilir. Aksi halde ölçümlerde yanılğı olur.

Fotometre kafasındaki son parça "fotokatlandırıcı tüp"tür. Genel olarak tüp, çevre ışıklarından korunmuş, soğutulmuş ve manyetik koruyucu ile kaplı özel bir bölmede bulunur.

3. TELESKOP

Her teleskop fotometre için tam uygun olmayabilir. Odak düzlemine konacak olan fotometre kafasını taşıyabilmelidir. Soğutulmamış dedektör içeren en basit bir fotometre kafası bile 4-5 kg ağırlığındadır. Teleskop, bu yükü taşıyabilecek şekilde dengelenmeli ve yıldızı düzgün olarak izleyecek yeterli bir güdücü mekanizmasına sahip olmalıdır. Aniden ortaya çıkacak şiddetli rüzgarlardan ve binanın sarsıntılarından etkilenmiyecek sağlam bir kurgusu bulunmalıdır.

Teleskobun her iki eksenini için de yavaş yönlendirme (ince hareket) olanakları olmalıdır. Hatta bunların motorize edilerek tek elle yönetilebilir durumda olmaları çok uygun olur.

Optik teleskoplarda odak oranının büyük olması tercih edilir. Çünkü küçük odak oranı ya da F- oranı, kafa içinde çok hızlı yayılan ışık konisi oluşturur. Bu durumda da parçaları birbirine

çok yakın yerleştirmek zorunluluğu doğar. En çok önerilen F-oranı 8 ya da daha büyük olanlarıdır. Örneğin, Ege Üniversitesi Rasathanesindeki 48 cm lik Cassegrain teleskobun F- oranı 13 dür. Büyük F- oranının başka bir avantajı da diyafram açıklığının elden geldiğince küçük tutulabilmesidir. Teleskobun odak düzlemine diyafram yerleştirilebilmelidir.

Merceklilere oranla aynalı teleskoplar daha çok tercih edilmektedir. Çünkü mercekliler morötesi ışığı geçirmezler ve UVB düzeneğinin U süzgecinde gözlemler yapılamaz. Ancak, aynalı teleskopların kaplamaları da çoğu kez silikon monoksit içerir. Kaplama eskidikçe SiO , SiO_2 ye dönüşür ve moröte ışığı yansıtmaz. Bu nedenle, kaplama her zaman taze tutulmalı veya U da ölçüm yapılmamalıdır.

4. GÖZLEM TEKNİĞİ

Herhangibir yıldız fotoelektrik fotometre düzeneği ile gözlenirken genel olarak aşağıdaki yol izlenmelidir:

4.1. Bir "bölge haritası" yapılmalıdır. Parlak Yıldızları gökyüzünde bulmak kolaydır. Sönük yıldızlara doğru gidildikçe bulma işlemi zorlaşır. Bir yıldızın tanınması ya da tanıtılması da bölge haritalarıyla yapılır. Gözlenecek yıldızın parlaklığına ve teleskop düzeneğinin durumuna göre bölge haritası uygun atlaslardan yararlanılarak elde edilir. Örneğin 9^m ve 10^m parlaklığındaki yıldızlar için: Bonner Atlası(BD), Cordoba Atlası(CD), Atlas Borealis, Eclipticalis and Australis gibi atlaslar kullanılabilir. 9^m den daha sönük yıldızlar için fotoğraflık atlaslardan yararlanılır(bkz. Henden and Kaitchuck, 1982, p. 203). Bölge haritasının teleskoptaki görüntüye uygun olması tercih edilmelidir. Genellikle, harita ile teloskoptaki manzara birbirinin tersi olur. Bu durumda bölge haritası geçirgen saydam bir kağıda çizilmeli ve tersinden bakılmalıdır. Bölge haritası üzerinde koordinatların yönü ve ölçeği belirtilmelidir. En kullanışlı haritalar, fotoğraflık atlasların negatif kopyalarıdır. Bunun yanında, ilgilenilen yıldızla ilgili olarak yayınlanmış bölge haritaları varsa onlardan da yararlanılabilir. Örneğin, $10^m.5$ den daha parlak değişen yıldızların bölge haritaları AAVSO Variable Star Atlas adıyla American Association of Variable Stars Observers tarafından yayınlanmıştır. Bu konuda en geniş kaynak GCVS(General Catalogue of Variable Stars, 1983) dir.

4.2. Uygun bir "mukayese yıldızı" seçilmelidir. Bu seçimin şöyle faydaları vardır:

a) İki yıldızı da eşdeğerde etkilediği için atmosferdeki yavaş değişimlerin etkisi ayıklanmış olur.

b) Birinci mertebeden sönükleştirme düzeltmeleri iki yıldız için de yaklaşık olarak aynı mertebeden olup fark ışıkölçümünde önemsiz olur. Ancak, mukayese yıldızının parlaklığını standard sisteme dönüştüreceksek sönükleştirme düzeltmesi önem kazanır.

c) Eğer başka gözlemcilerle aynı mukayese yıldızı kullanılmışsa sıfır noktası farkları ortadan kalkar.

d) Eğer değişen ile mukayese yıldızı aynı renkte iseler dönüşüm denklemlerindeki yanlışlıkların etkisi daha da azalır.

e) Eğer değişene yakın parlaklıkta bir mukayese yıldızı kullanılmış ise fotometrede her ikisini de aynı kazanç basamağın-

da gözlemek mümkün olabilir.

f) Farklı hava kütlelerinde ölçümler yapıldıysa ikinci mer-
tebeden sönükleştirme katkısı da otomatik olarak gözönüne alın-
bilir.

g) Fark ışıkölçümü yardımıyla gözlem yanılğısı $0^m.01$ den
daha küçük yapılabilir. Bu durum düşük genlikli değişen yıldız
gözlemlerinde önemlidir. Ayrıca, bu özellikler mukayese yıldızı-
nın seçim kurallarını da belirlemektedir. 10^m den daha parlak
yıldızlarda, benzer renkte bir mukayese yıldızı bulmada Henry
Draper(HD) katoloğu kullanılabilir. Eğer katologlardan ve litera-
türden yakın renkte ve parlalıkta bir mukayese yıldızı bulunamaz-
sa program yıldızının çevresindeki yıldızlardan deneme yoluyla
kendimiz uygun bir yıldız bulabiliriz. Genellikle, birisi "denet-
leme yıldızı" olmak üzere iki tane mukayese seçilmelidir. Mukaye-
senin, denet yıldızına göre parlaklığı, gece boyunca birkaç kez
ölçülmeli ve sabit kalıp kalmadığına bakılmalıdır. Gecelik yanıl-
ğı $0^m.02$ den küçük olmalıdır. Herhangibir süzgeçte elde edilecek
bir gözlem noktası için genelde şöyle bir sıra izlenmesi
önerilir:

1. Gök
2. Mukayese
3. Değişen
4. Değişen
5. Mukayese
6. Gök

Daha sonra, değerlendirmede 3 ve 4. adım arasından ortalama alın-
malıdır.

4.3. DİYAFRAM SEÇİMİ:

Diyaframlar, metal plak üzerine delinmiş küçük çaplı delik-
lerdir. Bir diyaframın boyutu, teleskobun odak düzleminde görme-
mize izin vereceği görüş alanının açısal boyutuyla birlikte
söylenir. Buna "plak ölçeği" denir.

$$\text{Plak ölçeği} = \frac{20626}{F(\text{cm})} \quad \text{"/mm} \quad \dots\dots\dots (3)$$

biçiminde verilir. Örneğin Ege Üniversitesi Rasathanesindeki 48
cm çaplı teleskop için,

$$\text{Açıklık: } D = 48 \text{ cm} = \frac{F}{13}$$

olup odak uzaklığı: $F = 13 \times 48 = 624 \text{ cm}$ dir. Bu durumda,

$$\text{Plak ölçeği} = \frac{20626}{624} = 33 \text{ "/mm}$$

dir. Yani,

1 mm çaplı diyafram 33" çaplı bir alanı,
0.5 mm çaplı diyafram 16".5 çaplı bir alanı görür.

Gökyüzü ışığını en aza indirgemedi, profesyonel astronomlar 20" çaplı alanı görecektir diyaframları önerirler. Böyle bir diyafram için 48 cm lik teleskopta fiziksel çap(=x),

$$x = \frac{20}{33} = 0.6 \text{ mm}$$

olacak demektir. Yani bu teleskop için çapı 0.6 mm den daha küçük diyaframlar kullanılmalıdır. Bütün gözlemlerde karşılaştırma yapabilmek için gece boyunca aynı diyafram kullanılmalıdır.

Dolunaylı bir gecede 1" karelik gökyüzü parlaklığı 3 veya 4 kadir artış gösterir. Ayrıca, ufka doğru artan saçılma nedeniyle, ufuk yakınlarındaki gökyüzü parlaklığı da zenite göre 2 ya da 3 kadir daha parlaktır. Bu nedenlerle, sönük yıldızların gözlemleri, Ay'sız gecelerde ve zenit yöresinde yapılmalıdır.

Gözleme başlamadan en az bir saat önce teleskobun ve kubbenin kapakları açılarak dış ortamla ısı dengesi sağlanmalıdır. Daha sonra elektronik sistemin tümü çalıştırılarak kararlı duruma getirilmelidir. Diyafram, teleskobun odak düzleminde olmalı, kenarları net görülebilecek şekilde göz merceği ayarlanmalıdır. Bu işlem için parlakça bir yıldız diyaframda merkezlenir ve odaklanır. Eğer foton sayıcı yerine doğru akım(DC) düzeneği kullanılıyorsa, yıldız için en uygun olan kazanç basamağı seçilmelidir. Bu basamağın seçiminde ölçü olarak yazıcıdaki sapmalara bakılır. Sapmalar yazıcı kağıdı eninin % 60 ından fazla olmalıdır. Eğer gece boyunca kazanç basamağı değiştirilirse bunun mutlaka not edilmesi gerekir.

Gözlenen yıldızın ölçülen değerleri standart sisteme dönüştürecekse değişenin renk ve parlaklıklarına yakın birkaç tane standart yıldız da gözlenmelidir.

Yazıcı yerine foton sayıcı kullanılıyorsa ekranda okunan değer kaydedilecektir. Bilgisayar kullanmak işleri çok kolaylaştıracaktır.

5.ALETSEL PARLAKLIK ve RENK ÖLÇEĞİ

Daha önce (2) de verilen Pogson formülünü tekrar yazarsak,

$$m_1 = m_2 - 2.5 \log F_1 + 2.5 \log F_2 \quad \dots \dots \dots (4)$$

olur. Burada 1. yıldız, parlaklığını bilmediğimiz ve ölçmek istediğimiz, 2. ise sıfırdan bir mukayese yıldızı olsun. Bu durumda bağıntıyı,

$$m_1 = q - 2.5 \log F_1 \quad \dots \dots \dots (5)$$

biçiminde yazabiliriz. Burada q bir sabittir. Gözlemlerin belirli dalgaboyu bandlarında yapıldığını ve bulunacak parlaklıkların da o dalgaboyları için geçerli olacağını düşünerek, denklemimizi belli bir λ dalgaboyu için tek yıldız indirgeyerek,

$$m_{\lambda} = q_{\lambda} - 2.5 \log F_{\lambda} \quad \dots\dots\dots (6)$$

biçiminde yazabiliriz. Bu denkleme göre, alınan ışınım akısıyla parlaklık arasında basit bir bağıntı vardır. Gözlenen akı ile gerçek akı arasındaki ilişki ise oldukça karmaşıktır. Çünkü yıldız ışığı dedektöre gelinceye kadar soğurulma veya saçılma nedeniyle sönükleşir. Ayrıca, gözlemde kullanılan aletlerin hepsinin özellikleri de birbirlerinin aynısı değildir.

Gözlenen F_{λ} akısı ile yıldızın Yer atmosferi dışındaki F_{λ}^* gerçek akısı arasında,

$$F_{\lambda} = \int_0^{\infty} \phi_A(\lambda) \cdot \phi_T(\lambda) \cdot \phi_F(\lambda) \cdot \phi_D(\lambda) \cdot F_{\lambda}^* d\lambda \quad \dots\dots\dots (7)$$

bağıntısı yazılabilir. Burada,

$\phi_A(\lambda)$ = Yer atmosferinin kesirsel geçirgenliği,

$\phi_T(\lambda)$ = Teleskobun kesirsel geçirgenliği,

$\phi_F(\lambda)$ = Kullanılan süzgecin kesirsel geçirgenliği,

$\phi_D(\lambda)$ = Dedektörün kesirsel geçirgenliğidir.

Uygulamada, gözlem evinden gözlem evine, teleskop-süzgeç-dedektör düzenekleri arasındaki farklılıkları, her gözlem evinin ölçtüğü parlaklıkları standard parlaklıklara dönüştürerek ortadan kaldırmak mümkündür.

Dedektör kullanılarak çıkışta alınan elektrik akımı ya yazıcıya verilerek sapmalar elde edilir ya da foton sayıcı tekniğiyle saniyedeki sayım kaydedilir. Her iki durumda da kaydedilen d_{λ} değeri yıldızdan alınan F_{λ} ışınım akısıyla doğru orantılı olup bunu,

$$F_{\lambda} = K \cdot d_{\lambda} \quad \dots\dots\dots (8)$$

biçiminde gösterebiliriz. Burada, K orantı katsayısı olup bir sabittir. F_{λ} nın bu değerini (6) da yerine yazarsak,

$$m_{\lambda} = q_{\lambda} - 2.5 \log K - 2.5 \log d_{\lambda} \quad \dots\dots\dots (9)$$

veya,

$$m_{\lambda} = q'_{\lambda} - 2.5 \log d_{\lambda} \quad \dots\dots\dots (10)$$

olur. Burada, q'_{λ} ye "aletin sıfır nokta sabiti", m_{λ} ya "aletsel parlaklık" denir. d_{λ} ise yazıcıdaki sapmanın miktarı ya da foton sayıcıda kaydedilen sayıdır.

Renk ölçeği ise farklı iki tayf bölgesinde ölçülen parlaklıkların farkıdır. Farklı iki tayf bölgesi için 1 ve 2 indislerini kullanacak olursak, renk ölçeği,

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = q'_{\lambda_1} - q'_{\lambda_2} - 2.5 \log d_{\lambda_1} + 2.5 \log d_{\lambda_2} \quad \dots\dots\dots (11)$$

veya,

$$m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} = q_{\lambda_{12}} - 2.5 \log(d_{\lambda_1}/d_{\lambda_2}) \quad \dots\dots\dots (12)$$

bağıntısıyla tanımlanır. Burada,

$$c = m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2} \quad \dots\dots\dots (13)$$

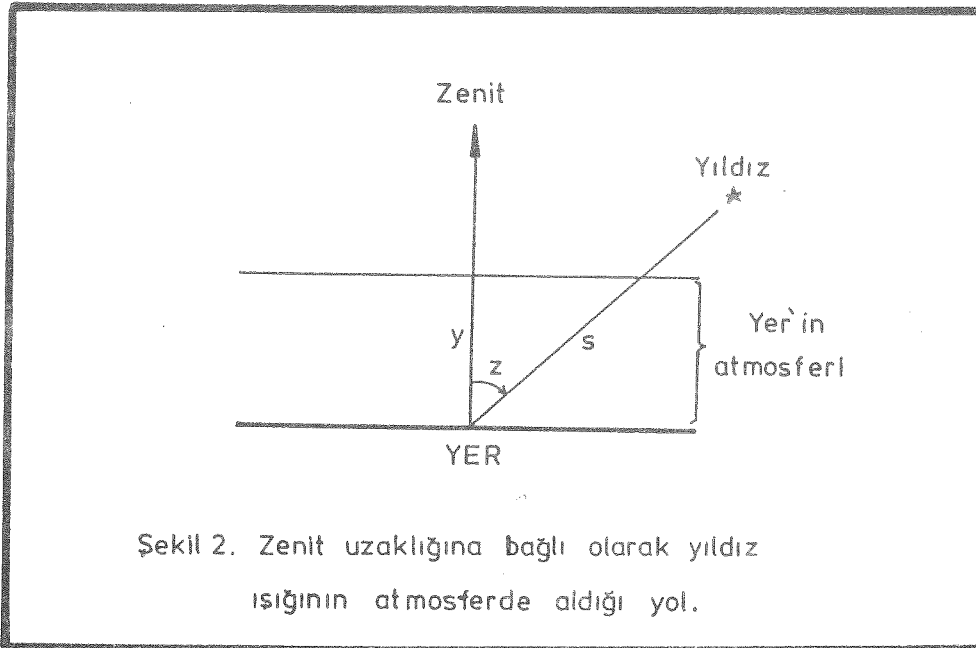
ye "aletsel renk ölçeği" denir.

6. İNDİRGEME

6.1. ATMOSFER SÖNÜKLEŞTİRME DÜZELTMESİ

Ölçülen parlaklık ve renk ölçeği değerleri, yıldızın atmosfer dışındaki gerçek görünen parlaklığı ve rengi olmayıp Yer atmosferinin sönmükleştirme etkisinden arındırılması gerekir.

Günümüzde en çok izlenen ve yanlış sınırları içinde güvenilir sonuçlar veren en kolay yol Yer atmosferini şekil 2 deki gibi paralel düzlem dilimleri biçiminde kabul etmektir. Böylece, Yer'in eğrilik yarıçapını boşlamış oluyoruz.



Yer atmosferi içindeki ds yolu boyunca ışınlam akısındaki kayıp dF_λ olsun. Bu kayıp akı,

$$dF_\lambda \sim -F_\lambda \cdot ds \quad \dots\dots\dots (14)$$

bağıntısıyla ifade edebileceğimiz gibi F_λ akısı ve ds yolu ile doğru orantılı olacaktır. Bu orantıyı eşitlik biçiminde yazmak istersek,

$$dF_\lambda = -\alpha_\lambda \cdot F_\lambda \cdot ds \quad \dots\dots\dots (15)$$

olacaktır. Buradaki α_λ orantı katsayısı olup birim uzaklık başına soğurulan ya da kaybolan ışınlam akısı miktarıdır ve buna "soğurma katsayısı" denir. Bağıntıdaki eksi işareti ise soğurulan akı arttıkça ölçülecek olan F_λ akısının azalacağını göstermek için konmuştur. Bu bağıntı,

$$\frac{dF_\lambda}{F_\lambda} = -\alpha_\lambda \cdot ds \quad \dots\dots\dots (16)$$

biçiminde de yazılabilir. Bunun, ışığın atmosfer boyunca geçtiği s yolu boyunca integrali alınır,

$$\int_0^s \frac{dF_\lambda}{F_\lambda} = -\int_0^s \alpha_\lambda \cdot ds \quad \dots\dots\dots (17)$$

veya,

$$\ln\left(\frac{F_\lambda}{F_{\lambda_0}}\right) = -\int_0^s \alpha_\lambda \cdot ds \quad \dots\dots\dots (18)$$

ya da,

$$\frac{F_\lambda}{F_{\lambda_0}} = e^{-\int_0^s \alpha_\lambda \cdot ds} \quad \dots\dots\dots (19)$$

bulunur. Buradaki F_{λ_0} atmosfer dışındaki ışınlam akısıdır. Astronomlar,

$$\int_0^s \alpha_\lambda \cdot ds = \tau_\lambda \quad \dots\dots\dots (20)$$

ile gösterirler ve buna "optik derinlik" veya "optik yol" derler. Bu terim yalnızca soğurmayı yapan maddeye ve geometrik yönelime bağlı olup ışınlam kaynağından bağımsızdır. Buna göre (19) bağıntısını yeniden yazacak olursak,

$$\frac{F_\lambda}{F_{\lambda_0}} = e^{-\tau_\lambda} \quad \dots\dots\dots (21)$$

olur. Buradan da görülüyor ki, eğer $\tau_\lambda = 1$ olursa

$$\frac{F_{\lambda}}{F_{\lambda_0}} = e^{-1}$$

veya,

$$F_{\lambda} = \frac{1}{e} \cdot F_{\lambda_0}$$

olur. Yani, birim optik derinlik başına ölçülen akı, atmosferin üst katmanına gelen akının 1/e si kadar olur. Şimdi de (21) deki akı oranını parlaklığa dönüştürerek yazarsak,

$$m_{\lambda} - m_{\lambda_0} = -2.5 \log(F_{\lambda} / F_{\lambda_0})$$

veya,

$$m_{\lambda} - m_{\lambda_0} = -2.5 \log(e^{-\tau_{\lambda}}) \dots \dots \dots (22)$$

buluruz. Bu denklemi,

$$m_{\lambda} - m_{\lambda_0} = \tau_{\lambda} \cdot 2.5 \log e$$

ya da,

$$m_{\lambda} - m_{\lambda_0} = 1.086 \cdot \tau_{\lambda} \dots \dots \dots (23)$$

biçiminde de yazabiliriz. Burada da m_{λ_0} atmosfer dışındaki parlaklığı temsil etmektedir. Şekil 2 den,

$$\cos z = \frac{y}{s}$$

veya,

$$s = y \cdot \sec z \dots \dots \dots (24)$$

dir. Buradan türev alınarak,

$$ds = dy \cdot \sec z \dots \dots \dots (25)$$

yazılabilir. Şekilden de görüleceği gibi burada,

z = ölçüm sırasında yıldızın zenit uzaklığı,
 y = zenit doğrultusunda atmosfer kalınlığı,
 s = yıldıza bakış doğrultusundaki atmosfer kalınlığıdır.

(20) bağıntısındaki ds yol elamanı yerine (25) dekinin yazarsak,

$$\tau_{\lambda} = \int_0^y \alpha_{\lambda} \cdot dy \cdot \sec z$$

veya,

$$\tau_{\lambda} = \sec z \cdot \int_0^y \alpha_{\lambda} \cdot dy \dots \dots \dots (26)$$

Şekil 3 de PZY küresel üçgeninin z kenarına ilişkin kosinüs formülü yazılarak,

$$M(z) = \sec z = \frac{1}{\sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos s} \dots (31)$$

bağıntısı yardımıyla $M(z)$ hava kütlesi bulunur. Bağıntıda,

φ = gözlem yerinin coğrafya enlemini,
 δ = yıldızın dikaçıklığını (deklınasyonu),
 s = yıldızın saat açısını,
 z = yıldızın zenit uzaklığını

göstermektedir. Bu bağıntıya göre bulunacak olan hava kütlesi değerleri ancak zenit uzaklığının 60° den küçük değerleri için iyi sonuçlar verir. Daha duyarlı sonuçlar için,

$$M(z) = \sec z - 0.0018167 (\sec z - 1) - 0.002875 (\sec z - 1)^2 - 0.0008083 (\sec z - 1)^3 \dots (32)$$

bağıntısı kullanılmalıdır (bkz. Hardie, 1962). Bu ifadeye "Bemporad formülü" denir. Buradaki z , yıldızın gerçek zenit uzaklığı değil doğrudan doğruya ölçülen ya da görülen zenit uzaklığıdır. Zenit uzaklığının 75° lik değerleri veya $M(z)$ hava kütlesinin ~ 4 olduğu değerlerine kadar 0.005 kadırlık bir yanılğı ile indirgeme imkanı vermektedir.

Yer atmosferinde sönükletirmeyi yapan iki tür parçacık vardır. Bunların herbirinin dalgaboyuna bağıllılığı farklıdır. En çok soğurma yapan parçacıklar moleküller olup bunlara ilişkin sönükletirme katsayısının (k_λ) dalgaboyuna bağıllılığı,

$$k'_\lambda \sim \lambda^{-4}$$

biçimindedir (bkz. Colay, 1974). Moleküllerin boyutları da yaklaşık olarak dalgaboyu mertebesinde. "Aeresol" denilen toz benzeri öteki parçacıkların boyutları daha büyük olup, bunlara ilişkin k katsayısının ya bağıllılığı,

$$k'_\lambda \sim \lambda^{-1} \quad \text{veya} \quad k'_\lambda \sim \lambda^0$$

biçimindedir. Ayrıca, bu katsayıların toplam katsayı içindeki payları da yine atmosfer koşullarına ve yıldızın zenit uzaklığına bağılı olarak değişir.

Kullanılan süzgecin band genişliğinin etkisini de inceleyip, ikinci mertebeden sönükletirme diyeceğimiz ve yıldızın renk ölçeğine bağılı olan bir terim daha olmalıdır. Çünkü, buraya kadar izleyeceğimiz yöntemde, soğurmanın λ ya bağılı olduğunu, atmosferin paralel düzlem katmanlarından oluştuğunu ve süzgeçlerin geçirgenliklerinin çok keskin olduğunu varsaydık. Bir bandın kap-sadığı dalgaboyu aralığı içinde yıldızın sıcaklığına veya rengine göre, bazı dalgaboyları, sönükletirmeden daha fazla etkilenir. Oysa uygulamada genellikle, bir band için ortalama bir sönükleş-

tirme katsayısı kullanılır. Bu durumda, örneğin, sıcak yıldızların akıları bandın mavi kenarına doğru arttığı için ortalama sö-nükleştirme katsayısı sistematik olarak gerçek değerinden daha küçük olacaktır. Soğuk yıldızlarda ise akı, bandın kırmızı kenarına doğru artacak ve bu kez de band için kullanılan ortalama sö-nükleştirme katsayısı gerçek değerinden daha büyük olacak, sonuçta yıldız daha da sönükleşecektir. Başka bir deyişle, ortalama sönükleştirme katsayısı kullanılmakla, parlaklık belirlenmesine sistematik bir yanılgi karıştırmış oluruz. Üstelik bu yanılgi, yıldızın rengine ve gözlem sırasındaki hava kütlesi değerine bağlı olacaktır. Renge bağlı olan düzeltme terimini de gözönüne alarak (30) denklemini yeniden yazarsak,

$$m_{\lambda_0} = m_{\lambda} - k'_{\lambda} M(z) - k''_{\lambda} \cdot c \cdot M(z) \quad \dots\dots\dots (33)$$

veya,

$$m_{\lambda_0} = m_{\lambda} - (k'_{\lambda} + k''_{\lambda} \cdot c) \cdot M(z) \quad \dots\dots\dots (34)$$

elde ederiz. Burada,

k''_{λ} : ikinci mertebeden sönükleştirme katsayısı,
 c : yıldızın aletsel olarak ölçülen renk ölçeğidir.

Uygulamada, k'_{λ} ve k''_{λ} sönükleştirme katsayıları, bir gece boyunca farklı zenit uzaklıklarında elde edilen çok sayıdaki gözlemle, α_{λ} soğurma katsayısını ya da soğurmayla ilgili gerçek fiziksel olayları bilmeye gerek olmadan, tayin edilebilmektedir. Ancak, geçici olmaları ve uzaya bağlı değişimler nedeniyle, bu katsayıların belirlenmesinde yine de bazı sorunlar bulunmaktadır. Ayrıca, gözlemlerde, mukayese yıldızı değişene çok yakın seçilir ve fark fotometrisi yapılırsa yanılgi-
 ların mertebesi çok daha küçüldür.

Atmosferin sönüklestirmesi dalgaboyuna bağlı olduğu için, yıldızın görünen renk ölçeği de etkilenecektir. Bu durumda, 1 ve 2 dalgaboyları için (33) denklemini ayrı ayrı yazarsak,

$$m_{\lambda_{01}} = m_{\lambda_1} - k'_{\lambda_1} M(z) - k''_{\lambda_1} \cdot c \cdot M(z) , \quad \dots\dots\dots (35)$$

$$m_{\lambda_{02}} = m_{\lambda_2} - k'_{\lambda_2} M(z) - k''_{\lambda_2} \cdot c \cdot M(z) \quad \dots\dots\dots (36)$$

olur. Bunları yan yana çıkarırsak,

$$(m_{\lambda_{01}} - m_{\lambda_{02}}) = (m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}) - (k'_{\lambda_1} - k'_{\lambda_2}) \cdot M(z) \\ - c \cdot (k''_{\lambda_1} - k''_{\lambda_2}) \cdot M(z) \quad \dots\dots\dots (37)$$

olur. Burada, (13) bağıntısına göre,

$$c = m_{\lambda_1} - m_{\lambda_2}$$

ölçülen renk ölçeğidir.

sonra DO kadar daha yol alır ve Yer'e ulaşır. İşte yıldız ışığının Yer'e ulaşması için ışığın katetmesi gereken DO yolu için geçecek olan Δt zamanı bizim düzeltme terimimiz olacaktır.

ODG dik üçgeninde $OG = 1 \text{ AB}$ dir.

$$\cos u = \frac{OD}{OG}$$

veya,

$$OD = 1 \text{ AB} \cdot \cos u. \quad \dots\dots\dots (41)$$

dur. OD yolunun ışık zamanı olarak değeri,

$$\Delta t = 0.005770 \cdot \cos u \quad \dots\dots\dots (42)$$

düzeltilme terimi olacaktır (Binnendijk, 1960). Yani gözlem zamanlarımızdan bu Δt terimini çıkartmamız gerekecektir.

YGY'' dik küresel üçgeninden,

$$\cos u = \cos \beta \cdot \cos(\lambda - \lambda_0) \quad \dots\dots\dots (43)$$

olacaktır. Dolayısıyla düzeltme terimi,

$$\Delta t = -0.005770 \cdot \cos \beta \cdot \cos(\lambda - \lambda_0) \quad \dots\dots\dots (44)$$

olacaktır. Burada, λ ve λ_0 sırasıyla yıldızın ve güneşin tutulum boylamları; β ise yıldızın tutulum enlemidir. Eğer Yer'in yörüngeci çember olsaydı bu ifade doğru olacaktı. Fakat Yer'in yörüngeci çember olmayıp elipstir. Şimdi bu düzeltme terimini ekvator koordinat sisteminde bulalım. Bunun için şekil 4 e bakalım.

QPY küresel üçgeninde :

a) $90 - \beta$ kenarına ilişkin kosinüs formülünden,

$$\sin \beta = \cos \epsilon \cdot \sin \delta - \sin \epsilon \cos \delta \sin \alpha \quad \dots (45)$$

b) sinüs formülünden,

$$\frac{\sin(90 - \beta)}{\sin(90 + \alpha)} = \frac{\sin(90 - \delta)}{\sin(90 - \lambda)}$$

ve buradan,

$$\cos \beta \cdot \cos \lambda = \cos \delta \cdot \cos \alpha, \quad \dots\dots\dots (46)$$

c) sin (kenar) . cos (açı) formülünden,

$$\cos \beta \cdot \sin \lambda = \sin \epsilon \cdot \sin \delta + \cos \epsilon \cdot \cos \delta \cdot \sin \alpha \quad \dots\dots (47)$$

yazarız. (43) bağıntısını yeniden yazarsak,

$$\cos u = \cos \beta \cdot \cos \lambda \cdot \cos \lambda_0 + \cos \beta \cdot \sin \lambda \cdot \sin \lambda_0 \dots (48)$$

olur. Bu bağıntıda $\cos \beta \cdot \cos \lambda$ ve $\cos \beta \cdot \sin \lambda$ çarpımları yerine (46) ve (47) bağıntıları kullanılırsa:

$$\cos u = (\cos \delta \cdot \cos \alpha) \cdot \cos \lambda_0 + (\sin \epsilon \cdot \sin \delta + \cos \epsilon \cdot \cos \delta \cdot \sin \alpha) \cdot \sin \lambda_0 \dots (49)$$

olur. Bağıntının sağ yanındaki ikinci parantezi $\cos \epsilon$ ile çarpıp bölelim :

$$\cos u = (\cos \delta \cdot \cos \alpha) \cdot \cos \lambda_0 + (\tan \epsilon \cdot \sin \delta + \cos \delta \cdot \sin \alpha) \cos \epsilon \cdot \sin \lambda_0 \dots (50)$$

olur. Eliptik yörünge için Δt düzeltme terimini yazacak olursak, Yer-Güneş uzaklığını da AB nin kesri cinsinden R ile gösterirsek, (42) bağıntısı,

$$\Delta t = -0^g.005770 \cdot R \cdot \cos u \dots (51)$$

olacaktır. Bunu (49) bağıntısıyla birleştirirsek,

$$\Delta t = -0^g.005770 [R \cdot \cos \lambda_0 (\cos \delta \cdot \cos \alpha) + R \sin \lambda_0 \cdot \cos \epsilon (\tan \epsilon \cdot \sin \delta + \cos \delta \cdot \sin \alpha)] \dots (52)$$

olur. Halbuki,

$$\begin{aligned} X &= R \cdot \cos \lambda_0 \\ Y &= R \cdot \sin \lambda_0 \cdot \cos \epsilon \end{aligned} \dots (53)$$

ifadeleri Güneşin Yermerkezli dik koordinatları olup hergün için almanaklarda verilmektedir.

Eğer (52) bağıntısındaki terimleri,

$$\begin{aligned} A &= -0^g.005770 (\cos \delta \cdot \cos \alpha) \\ B &= -0^g.005770 (\tan \epsilon \cdot \sin \delta + \cos \delta \cdot \sin \alpha) \end{aligned} \dots (54)$$

biçiminde gösterirsek,

$$\Delta t = AX + BY \dots (55)$$

olur. $\epsilon = 23^\circ 26' 44''$ alınarak (α, δ) değerlerine göre hesaplanan A ve B değerleri çizelgeler halinde Schneller (1964) tarafından yayınlanmıştır.

7. STANDART PARLAKLIKLAR ve RENKLER.

Ölçülen ve atmosferin sönmükleştirme etkisinden arındırılan (34) bağıntısındaki m_{λ_0} parlaklığı "arındırılmış aletsel parlaklık" olup standart parlaklığa dönüştürülebilir. Dönüştürmede,

$$M_{\lambda} = m_{\lambda_0} + \beta_{\lambda} C + \gamma_{\lambda} \dots\dots\dots (56)$$

denklemini kullanılır. Burada,

C = yıldızın standart renk ölçeği

β_{λ} = aletin renk katsayısı

γ_{λ} = aletin sıfırlama sabitidir.

Standard renk ölçeği C ise,

$$C = S \cdot c_0 + \gamma_c \dots\dots\dots (57)$$

Denklemiyle hesaplanır. Buradaki c_0 değeri (40) denklemiyle verilen "arındırılmış aletsel renk ölçeği" dir. S bir renk katsayısı ve γ_c de sıfırlama sabitidir. Bu katsayılar ve sabitler, her ışıkölçüm sistemi için satandard yıldızların gözlemlerinden elde edilirler.

Burada, örnek olarak UBV sisteminde gözlem yaptığımızı düşünelim. Gözlemlerimizde ise uygun bir mukayese yıldızı kullandığımızı ve fark ışıkölçümü yaptığımızı kabul edelim. Dedektör çıkışında da Doğru akım(DC) yükselticisi ve yazıcı kullanmış olalım. Yazıcıda, değişen yıldız sapmaları için x , mukayese yıldızı sapmaları için de c indislerini kullanalım. Herbir süzgeç için değişen ve mukayese yıldızlarının parlaklık farkı,

$$\Delta v = -2.5 \log \frac{d_{vx}}{d_{vc}} + G_{vx} - G_{vc} , \dots\dots\dots (58)$$

$$\Delta b = -2.5 \log \frac{d_{bx}}{d_{bc}} + G_{bx} - G_{bc} , \dots\dots\dots (59)$$

$$\Delta u = -2.5 \log \frac{d_{ux}}{d_{uc}} + G_{ux} - G_{uc} \dots\dots\dots (60)$$

olacaktır. Burada d_v , d_b , d_u lar sırasıyla V, B, U süzgeçlerindeki sapmalardır. Diğer terimler ise kadir biriminde değişen ve mukayese yıldızının yükseltici kazançları arasındaki farkı vermektedir. Biz buna kısaca "logaritma basamağı farkı" diyoruz. Herbir logaritma basamak farkının parlaklık olarak kaç kadiire karşılık geldiği önceden bilinir ya da denemelerle bulunabilir. Eğer hem değişen hem de mukayese yıldızı aynı logaritma basamağında gözlenmiş ise bu terimlere gerek kalmaz. Değişenin mukayese yıldızına göre renk ölçeği ise,

$$\Delta(b-v) = \Delta b - \Delta v \dots\dots\dots (61)$$

ve,

$$\Delta(u-b) = \Delta u - \Delta b \quad \dots\dots\dots (62)$$

dir. Değişen ve mukayese yıldızları renk, parlaklık ve konum yönünden birbirlerine yakınsa (58), (59), (60), (61), (62) denklemleriyle bulunan aletsel parlaklık ve renk ölçekleri için atmosfer sönükleştirme düzeltmesi gerekemeyebilir. Eğer düzeltme gerekirse,

$$(\Delta v)_O = \Delta v - k'_v \cdot (M_x - M_C) , \quad \dots\dots\dots (63)$$

$$(\Delta b)_O = \Delta b - k'_b \cdot (M_x - M_C) , \quad \dots\dots\dots (64)$$

$$(\Delta u)_O = \Delta u - k'_u \cdot (M_x - M_C) \quad \dots\dots\dots (65)$$

denklemleri kullanılır. Bu denklemler (30) denkleminde yaralanı-
larak yazılmışlardır. Burada M_x ve M_C sırasıyla, değişen ve muka-
yese yıldızlarının gözlem anındaki hava kütleleri olup (32) denk-
lemiyle hesaplanır. Renk ölçeklerinin düzeltmesi ise,

$$\begin{aligned} \Delta(b-v)_O &= \Delta(b-v) - k'_{bv} (M_x - M_C) \\ &\quad - k''_{bv} \Delta(b-v) \cdot \bar{M} \quad \dots\dots\dots (66) \end{aligned}$$

ve,

$$\Delta(u-b)_O = \Delta(u-b) - k'_{ub} (M_x - M_C) \quad \dots\dots\dots (67)$$

bağıntılarıyla yapılır. Burada $\bar{M}$, değişen ve mukayese yıldızları-
nın hava kütlelerinin ortalamasıdır. Bu şekilde elde edilen arın-
dırılmış aletsel parlaklıklar standard UBV parlaklıklarına dönüş-
türülebilir. Yapılacak iş, mukayese yıldızını bazı UBV standard
yıldızlarına göre gözlemektir. Eğer iyi yapılırsa bu işlem bir
gecede bitirilebilir. Böylece, önce mukayese yıldızının V , $(B-V)$
ve $(U-B)$ değerleri belirlenir. Standard sistemde değişen ve muka-
yese yıldızının aralarındaki parlaklık ve renk farkları ise,

$$\Delta V = (\Delta v)_O + \epsilon \cdot \Delta(B - V) , \quad \dots\dots\dots (68)$$

$$\Delta(B - V) = \mu \cdot \Delta(b-v)_O , \quad \dots\dots\dots (69)$$

$$\Delta(U - B) = \psi \cdot \Delta(u-b)_O \quad \dots\dots\dots (70)$$

denklemleri yardımıyla bulunabilir, 1P21 fotokatlandırıcı tübünü
ve standard UBV süzgeçlerini kullanan ışıkölçümleri için, (69) ve
(70) denklemlerindeki μ ve ψ katsayıları bire yakındır. Değişen
yıldızın standardlaştırılmış parlaklık ve renkleri ise,

$$V_x = V_C + \Delta V , \quad \dots\dots\dots (71)$$

$$(B - V)_x = (B - V)_C + \Delta(B - V) , \quad \dots\dots\dots (72)$$

$$(U - B)_x = (U - B)_C + \Delta(U - B) \quad \dots\dots\dots (73)$$

denklemleriyle bulunur. Bu dönüşümün yararı, fark gözlemlerinde yapılan gözlemlerin birleştirilerek değerlendirilebilmesindedir. Örnekler için Henden and Kaitchuck(1982) ve Ghedini(1982) ye bakılabilir.

8. FOTOELEKTRİK FOTOMETRİDEKİ GELİŞMELER

A) Gözlemsel Fotoelektrik Fotometride İlerlemeler.

Küçük rasathanelerin fotometricileri, bilimsel olarak kullanışlı, duyarlı ve umut verici verileri toplayan ilk ve öncü durumdaki gözlemcilerdir. Eğer bu veriler toplanmasaydı ve profesyonel bilimsel literatürde yayınlanmasaydı, bugün üzerinde konuşulan ciddi bilimsel araştırmalar için sarfedilen diğer tüm çabalar o kadar yarayışlı olmazdı.

Küçük teleskopların iki yönden önemli katkısı olmuştur:

1) Önde gelen astronomi dergilerinde çok sayıda gözlem sonuçları yayınlanmıştır.

2) Bu gözlemlerin büyük çoğunluğunda küçük optik teleskoplar ve fotoelektrik fotometri tekniği kullanılmıştır.

Değişen yıldızların bir bölümünde değişimin genliği o denli küçüktür ki bunu vizüel olarak belirleme olanağı yoktur. Böylesi durumlarda fotoelektrik fotometri gerekli duyarlılığı bize sağlamaktadır. Bazen öyle kampanyalar yapılmaktadır ki istenen dönem aralığındaki gözlemlerin tamamlanmasında büyük teleskoplar yetmez. Çünkü onlar küçükler kadar uygun sayıda ve konumda yeryüzüne dağılmış durumda değildir.

Örnek: D.S.Hall tarafından başlatılan RS CVn türü çift yıldız gözlemleri, P.Harmanec tarafından örgütlenen "Be yıldızlarının fotoelektrik fotometrisi", küçük rasathanelerin katkısıyla başarıya ulaşan kampanyalardan ikisidir.

B) Fotoelektrik Fotometri Araçlarındaki Gelişmeler:

Küçük rasathanelerin durumları birçok yönden sorunlar da ortaya koymaktadır. Örneğin, kullanılacak olan araçlar ucuz ve hafif olmalıdır. Çünkü, genellikle küçük rasathanelerin pahalı araç satın alacak kadar paraları yoktur ve ağır araçları küçük teleskoplar taşıyamazlar. Fotometriciler ve ticari firmaların ortak çabalarıyla bu sorun çözümlenmiştir. Hem ucuz hem de hafif fotokatlandırıcılar ve fotometre araçları yapılmıştır.

Greenwich Kraliyet Rasathanesinden N.Walker, fiber optikli ve 4 kanallı bir fotometre yapmıştır.

JPL den R.Stanton, bilgisayarlı foton sayıcı sistem geliştirmiştir.

Küçük rasathaneler için ideal bir fotometre nasıl olmalıdır? Birkaç yıl önce 1982 Ağustosunda SSP-3 fotometresi (Solid State Photometer) yapılarak bu sorun da çözüldü. Bu araç hem ucuz hem de ciddi araştırmalarda kullanılacak kadar kararlı ve duyarlıdır.

Bilgisayarların geniş çapta kullanılmasıyla, günümüzde birçok küçük rasathaneler otomasyona yönelmektedirler.

Doğru akım(DC) yükselticisi kullanılan fotoelektrik ışıkölçüm düzeneklerindeki sorunlardan birisi de kazanç basamaklarının ayarlanmasıdır. Devre içindeki dirençlerin toleransları ve ortamın sıcaklığındaki değişimler nedeniyle basamaklar arasının kadir

olarak değerlerinin her gözlem gecesinde sabit ışık kaynağı ile ayarlanması yanılırları azaltır. Dupuy(1983), bu iş için duyarlı, ucuz bir sabit ışık kaynağı geliştirmiştir.

Bu konularda daha ayrıntılı bilgi edinmek için, Wolpert and Genet(1983); Hall and Genet(1982); Walker(1987) ve Lena(1988)' ya bakılmalıdır.

KAYNAKLAR

- Binnendijk, L. : 1960, Properties of Double Stars, Philadelphia: Univ. of Pennsylvania Press; pp.228-232.
- Bond, W.C. : 1850, Ann. of the Harvard College Obs. I, 1, CXLIX.
- Dupuy, D.L.: 1983, "An Ultra Low Drift DC Amplifier For Use With Photomultipliers", P.A.S.P. 95, 86.
- Ghedini, S.: 1982, Software for Photometric Astronomy, Willmann-Bell, Inc., Richmond, Virginia.
- Golay, M.(ed.): 1974, Introduction to Astronomical Photometry, D.Reidel Publ.Comp. , Dordrecht-Holland.
- Hall, D.S. and Genet, R.M.: 1982, Photoelectric Photometry of Variable Stars, A Practical Guide for the Smaller Observatory, Published by IAPP.
- Hardie, R.H. : 1962, In Astronomical Techniques. Ed.W.A.Hiltner, Univ. of Chicago, Chap.8.
- Henden, A. and Kaitchuck, H.(eds.) : 1982, Astronomical Photometry, Van Nostrand Reinhold Comp. New York.
- Lena, P. (ed.) : 1988, Observational Astrophysics, Springer-Verlag, Berlin.
- Kron, G.E. : 1946, Astrophys.J. 103, 326.
- Miczaika, C.R., and Sinton, W.M. : 1961, Tools of the Astronomer, Cambridge, Mass., Harvard Univ.Press, p.156.
- Minchin, G. M. : 1895, Proc. Roy. Soc. 58, 142.
- Schneller, H. : 1964, Astron. Nachr. 288, 189.
- Stebbins, J. , and Brown, F. C : 1907, Astrophys. J. 26, 326.
- Stebbins, J. : 1910, Astrophys. J. 32, 185.
- Walker, G. (ed.) : 1987, Astronomical Observations, An Optical Perspective, Cambridge Univ. Press, Cambridge.
- Whitford, A. E.: 1932, Astrophys. J. 76, 213.
- Whitford, A. E. , and Kron, G. E. : 1937, Rev. Sci. Inst. 8, 78.
- Wolpert, R. C. and Genet, R. M. : 1983, Advances in Photoelectric Photometry Vol. 1., Published by Fairborn Observatory.

M. BAŞAL: Aynanın oksitlenmesinin kısa dalga boylu gözlemleri engellediğini söylediniz. Ne kadar sürede bir sırlanması gerekiyor?

N. GUDUR: 8 ayda bir aynanın sırlanması gerekiyor. Bizim teleskopumuzun aynası maalesef 10 senedir bakıma alınmadı. Şimdi, geçen yıl dikkatimi çekti. İstanbul Üniversitesi'ndeki arkadaşlar burada gözlem yapamadıklarını söylediler. Aynı şey sizin de başınıza geldi. Sebebi bu olsa gerek.

E. DERMAN: Standart fotometrik gözlemlere, bildiğim kadarıyla, Ege de geçemedi, biz de geçemedik. Bizi engelleyen ne?

N. GUDUR: Engelleyen bir şey yok. Kolayımıza geliyor.

M. ÖZEL: Kampanyadan bahsettiniz bu nedir?

N. GUDUR: İşbirliği halinde çalışmak oluyor. Tüm rasathanelerin aynı yıldızları gözlemesi. Siz gece boyunca gözliyorsunuz. Başka bir boylamdaki gözlemci sizin bıraktığınız yerden gözleme devam ediyor.

M. ÖZEL: Başka gözlemlerden üstünlüğü nedir?

N. GUDUR: Eğer sürekli olarak kesintisiz ışık eğrisi üzerindeki değişimleri incelemek gerekiyorsa ve bu değişimlerin periyotlarını, genliklerini vs. araştırmak istiyorsanız ve çok sayıda gözleme ihtiyaç varsa bu işbirliği gerekli olur.

M. ÖZEL: Siz böyle bir kampanyaya hiç katıldınız mı?

N. GUDUR: Ben şahsen katılmadım ama başka arkadaşlar katıldı. Örneğin, Zeynel Tunca'nın katıldığı böyle bir kampanya var, RS CVn'lerle ilgili.

Z. TUNCA: β Canis Majoris üzerine yapılan bir kampanyada 16 ayrı ülkeden 13 rasathane ve 37 kişiden oluşan bir ekiple.. Bu kampanyadaki amaç, örnek verecek olursak 1 gün önemli bir yıldızın ışık eğrisini incelemek.

BX ANDROMEDAE'NİN FOTOMETRİK ANALİZİ

Ömür Gülmen, Necdet Güdür, Cengiz Sezer, Bekir Kılınç
Ege Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Bornova - İzmir.

Kısa dönemli bir örten çift olan BX And (BD + 40°442 = HD = 13078), ADS 1671 görsel çiftinin parlak bileşenidir. BX And'ın değişen bir yıldız olduğu ilk kez Soloviev (1945) tarafından belirlenmiş ve ışık değişiminin Algol türü olduğu ileri sürülmüştür. Daha sonra dizge bir çok araştırmacı tarafından fotoelektrik olarak gözlenmiştir. Svolopulos (1957) elde ettiği ışık eğrisini çözümlemeden yayınlamış, çiftin yakınında bulunan ve teleskopla ayrılamadağı için beraberce gözlenen sönük yıldızın etkilerini tartışmıştır. Todoran (1965), Svolopulos'un gözlemlerini kullanarak dizgenin ilk yaklaşık yörünge öğelerini vermiştir. Rovithis ve Rovithis - Livaniou (1984) dizgeyi B ve V renklerinde gözlemişler ve onlar da ışık eğrilerini çözümlemeden yayınlamışlardır. Son olarak Samec ve arkadaşları (1988), fotoelektrik olarak U, B, V renklerinde elde ettikleri ışık eğrilerini yayınlamışlar, dizgenin çok aktif olduğunu ve sürekli dönem değişimi gösterebileceğini ileri sürmüşlerdir.

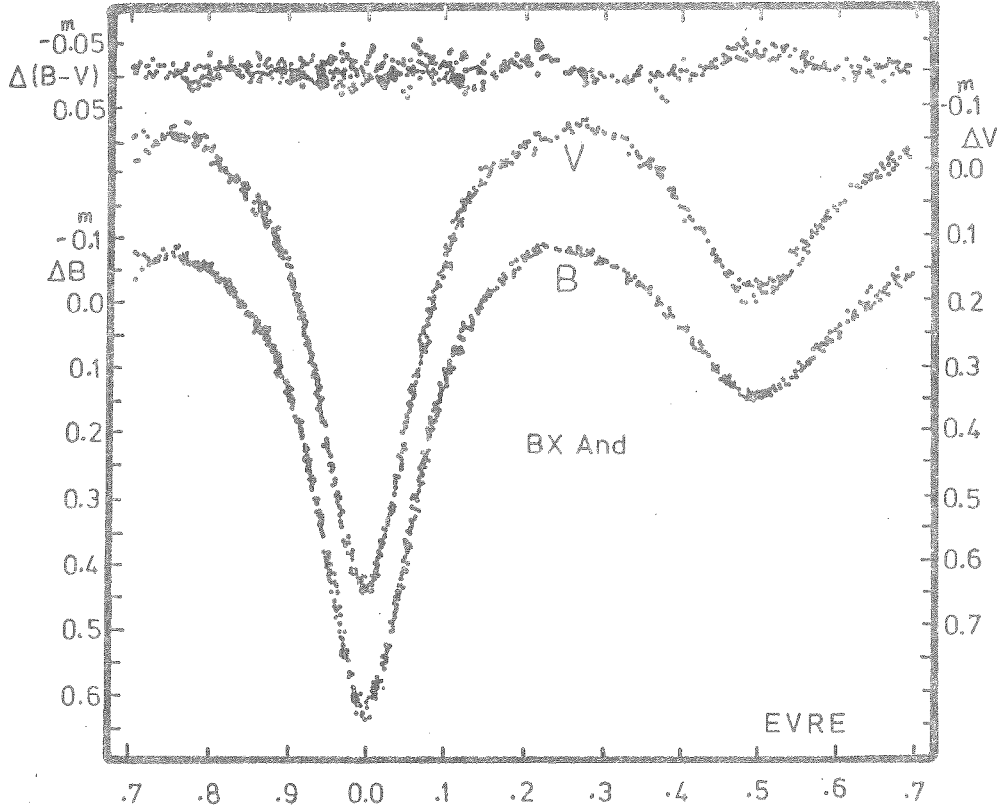
BX Andromedea yakın çifti, Ege Üniversitesi Rasathanesinde 1985 - 1988 yılları arasında toplam 10 gece olmak üzere B ve V renklerinde gözlenmiştir. Bu gözlemler sonucunda her bir renkte toplam 601'er gözlem noktasıyla ışık eğrileri elde edilmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak HD 13054 ve denet yıldızı olarak ise HD 13188 kullanılmış ve değişen yıldızın çok yakınında bulunan ve onun optik bileşeni olan ADS 1671 B, teleskop diyaframına alınarak beraberce gözlenmiştir. Bu fark parlaklıkları, bilinen yöntemle atmosfer etkisinden arındırılmışdır.

Elde edilen bu ışık eğrilerindeki ADS 1671 B görsel bileşenin etkisinin arındırılabilmesi için bu yıldızın mukayese yıldızına göre parlaklığı olan,

$$\Delta m = m(\text{ADS 1671 B}) - m(\text{mukayese})$$

farkı ölçülmüş ve $\Delta m(B) = 2^m.021$, $\Delta m(V) = 1^m.709$ olarak belirlenmiştir. Bu değerler kullanılarak tüm gözlem noktaları görsel bileşenin etkisinden arındırılmıştır. Böylece elde edilen yeni ışık eğrileri Şekil 1'de görülmektedir. Arındırma işleminden önceki ve sonraki ışık eğrilerinin karşılaştırılmasından,

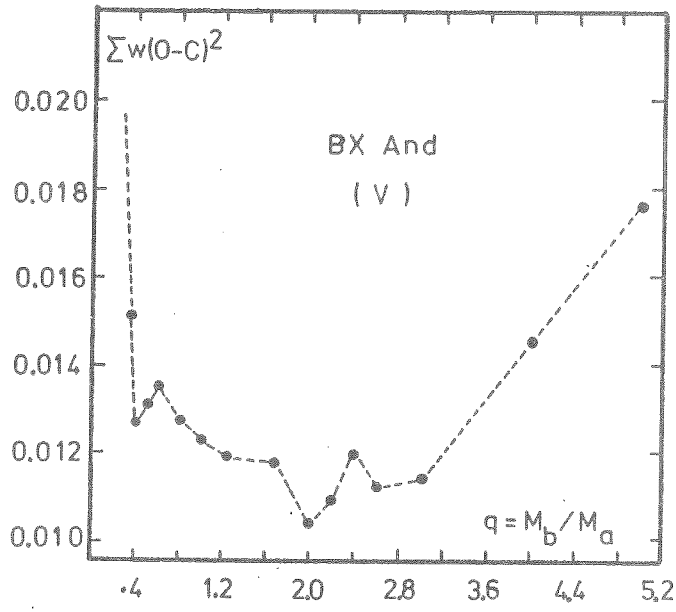
- Min I derinliğinin arındırmadan sonra B'de $0^m.125$, V'de ise $0^m.155$ arttığı,
- Min II derinliklerinin hemen hemen değişmediği,
- Bunların sonucu olarak B - V renk eğrisinin Min I yöresinde genliğinin azaldığı ancak Min II yöresindeki değişimin belirginleştiği bulunmuştur.



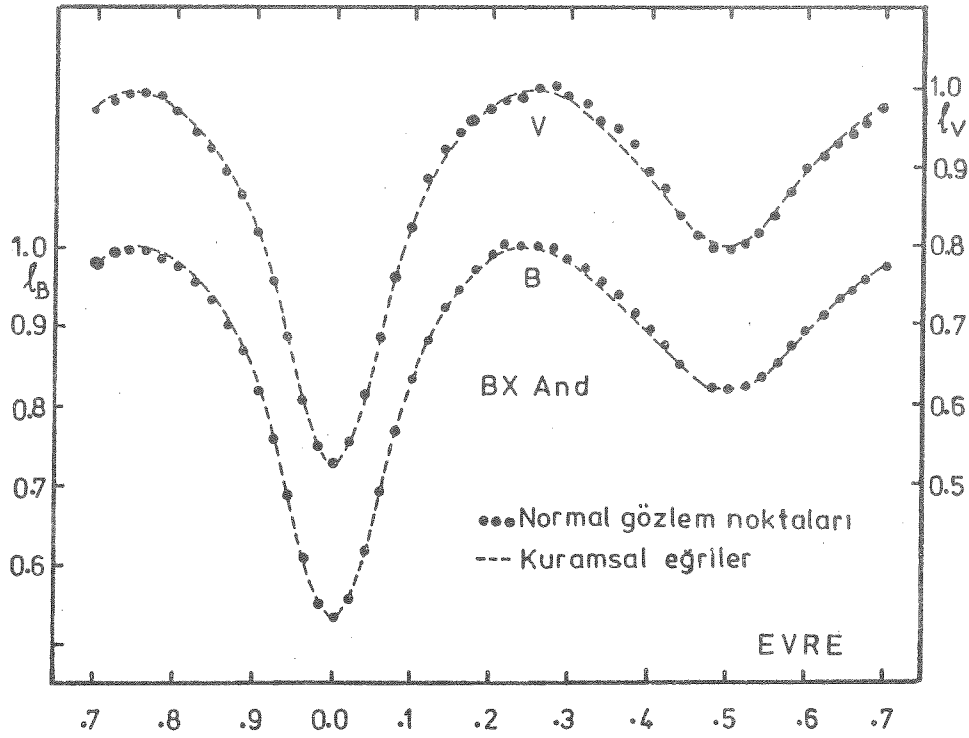
Şekil 1. BX And'in optik bileşenin etkisi arındırılmış ışık ve renk eğrileri.

Tüm gözlemler boyunca 7 baş minimum ve 3 de yan minimum zamanı elde edilmiştir. Bu minimum zamanlarıyla literatürden bulunanlar birleştirilerek dizgenin dönem sorunu incelenmiş ve sonuçlar Gülmen ve arkadaşları (1988) tarafından yayınlanmıştır. Buna göre dizgenin döneminde 1945-1950 yılları arasında ani bir değişim olduğu doğrulanmıştır. Bundan başka dönemde 1981 yılı civarında yeni bir değişim daha olduğu ve bu azalma miktarının da ilk değişimdeki gibi $\sim 0^m.25$ olduğu bulunmuştur. Yeni ışık öğeleri de belirlenmiştir.

Işık eğrilerinin çözümü için, herbir renkteki 601'er gözlem noktasıyla 50 şer normal nokta elde edilmiş ve Wilson - Devinney yöntemiyle çözümlenmiştir. Bilindiği gibi bu yöntem, giriş öğeleriyle hesapladığı ışık eğrisini gözlenen eğriyle karşılaştırmakta ve O - C leri minimum yapacak şekilde, ayarlanabilir parametreler üzerindeki diferansiyel düzeltme miktarlarını belirlemektedir. Wilson - Devinney (1971) yöntemi Roche geometrisini kullandığından, çözümler kütle oranına çok duyarlıdır. Ancak BX And için literatürde spektroskopik ve fotometrik bir sonuç yoktur. Bu nedenle öncelikle fotometrik kütle oranının saptanmasına çalışılmıştır. Bunun için kütle oranı belli değerlerde sabit tutularak çözümler yapılmıştır. Bu çözümlerde i , T_c , Ω_h ve L_h değişken parametreler olarak alınmıştır. V renginde yapılan çözümlerden elde edilen $\sum W(O - C)^2$ değerlerinin kütle oranı değerlerine karşı işaretlenmesiyle bulunan eğri Şekil 2 de görülmektedir.



Şekil 2. Belli q değerleri için $\Sigma w(O - C)^2$ değerlerinin değişimi.



Şekil 3. Normal noktalarla teorik ışık eğrilerinin karşılaştırılması.

Çizelge 1. BX And'ın Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen çözüm sonuçları.

Öğeler	Mavi(B)	Sarı(V)
i	$65^{\circ}.1 \pm 0^{\circ}.2$	$67^{\circ}.5 \pm 0^{\circ}.2$
T_h	6700	6700
T_c	4355 ± 55 K	4598 ± 40 K
$\Omega_h = \Omega_c$	5.2158 ± 0.0070	5.2016 ± 0.0074
q	1.975	1.9752 ± 0.0046
$L_h/(L_h+L_c)$	0.875 ± 0.010	0.750 ± 0.008
$L_c/(L_h+L_c)$	0.125	0.250
$r_h(\text{pole})$	0.3008 ± 0.0006	0.3020 ± 0.0010
$r_h(\text{side})$	0.3140 ± 0.0007	0.3155 ± 0.0012
$r_h(\text{back})$	0.3465 ± 0.0011	0.3488 ± 0.0019
$r_c(\text{pole})$	0.4133 ± 0.0001	0.4145 ± 0.0002
$r_c(\text{side})$	0.4388 ± 0.0001	0.4403 ± 0.0003
$r_c(\text{back})$	0.4668 ± 0.0001	0.4689 ± 0.0004
x_h	0.75	0.60
x_c	1.00	0.83
A_h	0.5	0.5
A_c	0.5	0.5
g_h	0.08	0.08
g_c	0.08	0.08
$\Sigma W(O-C)^2$	± 0.0105	± 0.0104

Bu şekilde, eğri, $q = 2.0$ yöresinde bir minimum yapmaktadır. O halde fotometrik q değerinin 2.0 yöresinde olacağı düşüncesiyle ayarlanabilir parametreler arasına q da eklenerek V renginde denemeler yapılmış ve çözüme ulaşılmıştır. Bu çözümden elde edilen q değeri sabit alınarak B renginde de çözüm elde edilmiştir. Böylece elde edilen çözüm sonuçları her iki renkte ayrı olmak üzere Çizelge 1 de ve bu sonuçlarla elde edilen teorik eğriler normal noktalarla birlikte Şekil 3 de verilmektedir. Normal noktalarla teorik eğrilerin uyuşması oldukça iyidir.

Bugüne kadar modern yöntemlerle yörünge analizi yapılmamış olan BX And çiftinin öğeleri Wilson - Devinney yöntemiyle elde edilmiş olmaktadır. Bunun için kütle oranı fotometrik olarak saptanmıştır. Ancak bu değerın tayfsal yolla denetlenmesi uygun olacaktır. Gerek denemeler sonucu elde edilen sonuçlar ve gerekse çözümlerde elde edilen yarıçaplar toplamının ~ 0.75 oluşu, dizgenin bir yakın çift olduğu sonucunu doğrulamaktadır.

KAYNAKLAR

- Gülmen, Ö. , Güdür, N. , Sezer, C. , Eker, Z. , Keskin, V. , Kılınç, B. : 1988, Inform. Bull. Var. Stars, No. 3266.
 Rovithis, P. , Rovithis-Livanlou, H. :1984, Astrophys. Space. Sci. ,105, 171.
 Samec, R.G., Fuller, F.E. , Caitechuck, R.H.:1988, Inform. Bull. Var. Stars, No. 3230.
 Soloviev, A. : 1945, Astr. Circ. Acad. Sci. U.S.S.R. , No.44.
 Svolopoulos, S.N. : 1957, Astron. J. , 62 330.
 Todoran, I. : 1965, Stud. Cerc. Astron. Rumania, Vol. 10, No. 1, 71.
 Wilson, R.E. , Devinney, E.J. : 1971, Astrophys. J. , 66, 605.

E. DERMAN: Kuramsal eğri ile gözlemsel eğriyi karşılaştırıyorsunuz. Bizde bunun yapıyoruz. Arada farklar oluyor. Örneğin şu ikinci minimuma girişte farklar var. Bunu siz gözlem hataları içerisinde mi doğru diyorsunuz? Yoksa bir yorum getirip üçüncü bir kaynak var demek mümkün mü?

Ö. GULMEN: Düşündük tabii. Yani bir kere ADS 1671'in B bileşeninin arındırılmasından ötürü gözlemlere bir takım hatalar giriyor. Dolayısı ile böyle ekstrem bir takım yorumlara, leke var gibi, dönme eksenini ile dolanma eksenini arasında şu kadar açı var gibi, bir takım yorumlara gidilebilirdi. Az miktardaki uyumsuzluğu sağlamak için böylesi birkaç hatanın üst üste bindiği bir olayda böyle yorumlara gitmek istemedim.

E. DERMAN: Gözlem hataları içerisinde kalıyor diyorsunuz.

Ö. GULMEN: Öyle değerlendiriyoruz.

Z. ASLAN: Ben degen çift sistem olarak bulduğunuz sonucu biraz yorumlamamızı istiyorum. Derinlikler arasında oldukça fark var. Bileşenlerin sıcaklıkları çok fazla olabilir.

Ö. GULMEN: $q=2$ değeri oldukça büyük bir değer aslında, o da bizi düşündürdü. Bildiğiniz gibi kullanılan yöntemde q fotometrik değeri ile q spektroskopik değerini kıyasladığınız zaman 45° 'lik bir açı olduğu ve dolayısı ile yöntemin q 'yu belirlemede oldukça iyi değerler verdiği üzerinde yaygın bir görüş var. Sonuç olarak q üzerinde bir tereddütümüz yok. Ama öte yandan degen çiftte mutlaka büyük olur mu?

O. DEMİRCAN: Ona olur diyoruz. Sıcaklık farkının fazla olması da konvektif katmanın bir özelliği.

Z. ASLAN: Yani ısı alışverişini engelleyen bir şey olmalı.

C. İBANOĞLU: O ışık eğrisinde bir uyumsuzluk vardı. Özellikle Ethem bey de değindi. Minimum birin iniş kolunda öyle bir ayrılma var. Geceden geceye gözlemleri karşılaştırarak değişimi fark ettiniz mi? Ayrıca i 'ler arasında 2° fark var. Halbuki yöntemin hatası 0.2, bu durumda bir soru işareti kalıyor.

Ö. GULMEN: Tabii ki gözlemleri bir band şeklinde sıraladığımız zaman ufak değişimler de var. Zaten bu ortalama eğri yakın bir yıldız olmasının sonucu. Ayrıca bizim kullandığımız yöntemde bir üçüncü cisim parametresi var. Toplantıdan önce bir süre çalışmalarımız oldu. Ama sonuçlandıramadık. İzlenimim şu ki; bu parametreyi kullanarak sonuçlara gitmek mümkün. Acaba 1671 B'ni indirgemesinden gelen hata bu yolla kalkar mı diye düşüneceğiz ve sanıyorum daha iyi bir uyum sağlanacak.

C. İBANOĞLU: Ben sadece bu yıldız için konuşmuyorum. i 'ler hakkında gerçekten çok büyük tartışmalar çıkıyor. Ama yöntem çok küçük bir hata veriyor. O zaman bence bulduğumuz hataya güvenemeyiz.

Ö. GULMEN: İkisi ortak çözülebilir; Onu da zorluyorsunuz. Oradan belli bir i 'ye gitme mümkün. Ama o zaman hatalar büyüycek.

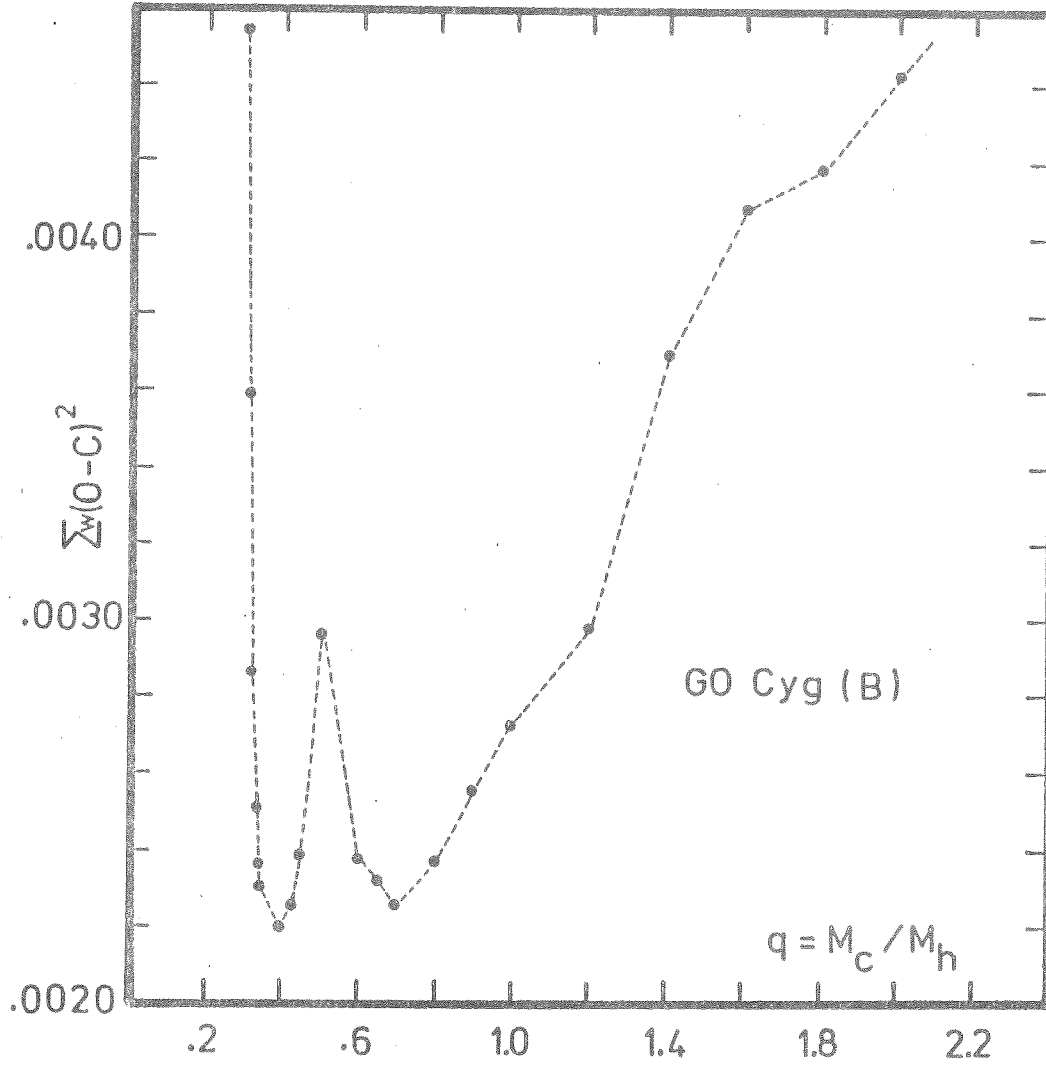
REVERSE ALGOL TÜRÜ YARI-AYRIK ÖRTEN ÇİFT GO CYGNI

Cengiz Sezer, Necdet Güdür, Ömür Gülmen
Ege Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü, 35100 Bornova-İzmir

ÖZET: GO Cygni örten çift yıldızının Ege Üniversitesi Rasathanesinde elde edilen fotoelektrik ışık eğrileri Wilson-Devinney yöntemiyle çözümlenmiştir. Çözüm sonuçlarına göre baş yıldız Roche lobunu doldurmuş, ikinci bileşen ise doldurmamıştır. Bu durum "Reverse Algol" konfigürasyonu olarak tanımlanmaktadır.

GO Cygni'nin değişen yıldız olduğu Schneller(1928) tarafından fotoğrafik olarak bulunmuştur. Sistem, Pearce(1933) tarafından tayfsal olarak gözlenmiş ve bileşenlerin tayf türleri B9n ve A0n olarak belirlenmiştir. GO Cygni'nin fotoelektrik gözlem ve analizleri Ovenden(1954) ve Mannino(1963) tarafından yapılmıştır.

Sistem, Ege Üniversitesi Rasathanesinde 1984-1985 yıllarında gözlenerek B ve V renklerinde ışık eğrileri elde edilmiş ve çiftin dönem sorunu incelenmiştir(Sezer ve ark. 1985). Işık eğrilerinin çözümü için yakın çiftlerde en güvenilir sonuçları veren Wilson-Devinney (1971) yöntemi kullanılmıştır. Bu modele göre yıldızların yüzeyleri eşpotansiyelli kabul edilir. Işık eğrisi: yörünge eğikliği i , kütle oranı $q=M_c/M_h$, yüzey potansiyelleri $\Omega_{h,c}$, ortalama yüzey sıcaklıkları $T_{h,c}$, normalize edilmemiş tekrenk ısıtmaları, $L_{h,c}$, çekim kararım katsayıları $g_{h,c}$, bolometrik albedolar $A_{h,c}$ ve kenar karaama katsayıları $x_{h,c}$ nin fonksiyonu olarak hesaplanır ve gözlenen eğrilerle en iyi uyuşmayı sağlayacak parametreler ardarda yaklaşımlarla bulunur. Buradaki h ve c indisleri sırasıyla sıcak ve soğuk bileşeni göstermektedir. Çözümler her bir renkte elde edilen 416 şar gözlem noktasından oluşturulan 52 şer normal nokta ile yapılmıştır. Çözümlerdeki etkili parametrelerden olan kütle oranının giriş değeri Pearce'den 0.85 olarak alınmış ve birçok deneme ile ulaşılan çözümler sonucunda $q=0.6$ olarak bulunmuştur. Daha sonra, Holmgren(1988)'in GO Cygni ile ilgili tayfsal çalışması özel haberleşme ile elde edildi. Holmgren, cross-correlation tekniği ile elde ettiği dikeyne hız eğrilerinden kütle oranını $q=0.426$, bileşenlerin tayf türlerini de B9.5V, F1-F3V olarak vermektedir. Kütle oranının bu yeni değeri Pearce'nin 0.85 ve bizim ilk çözümlerde bulduğumuz 0.6 değerinden çok farklıdır. Bu yüzden çözümlerin tekrar yapılmasına karar verilmiş ve ilk iş olarak q taraması yapılmıştır. Bu işlemde kütle oranı belli bir değerde sabit alınıp, yörünge eğikliği i , ikinci bileşenin sıcaklığı T_c , yüzey potansiyelleri $\Omega_{h,c}$ ve sıcak bileşenin normalize edilmemiş tekrenk ısıtması L_h parametreleri serbest bırakılarak çözümler elde edilmiştir. Çözümlerden bulunan $\Sigma W(O-C)^2$ değerleri kütle oranına karşılık Şekil 1 de işaretlenmiştir.



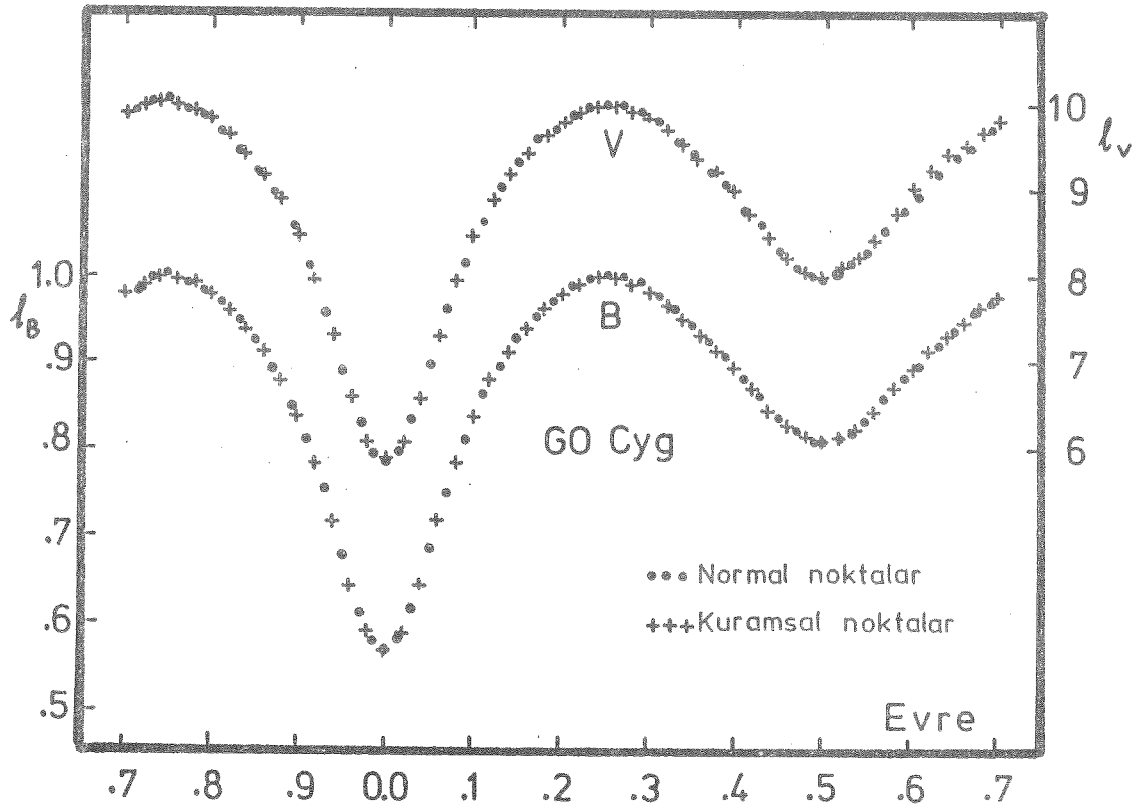
Şekil 1. Kütle oranının fonksiyonu olarak $\sum W(O-C)^2$ nin değişimi.

Şekilden görüldüğü gibi değişim eğrisi kütle oranının 0.4 ve 0.7 değerlerinde iki minimum vermektedir, ancak 0.4 deki minimum daha derindir. Bu durum, bizim ilk çözümlerimizde 0.7 civarındaki yerel minimuma düştüğümüzü ve bu nedenle gerçek kütle oranına ulaşamadığımızı göstermektedir. Daha sonra kütle oranı da serbest bırakılarak Holmgren'in dikine hız eğrileri ile birlikte B ve V renklerinde eşzamanlı çözümler yapılmış ve Çizelge 1 de verilen kesin sonuçlara ulaşılmıştır. Bu çözümlerde yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu a ve sistemin kütle merkezinin dikine hızı V_y parametreleri değişken parametrelere eklenmiştir.

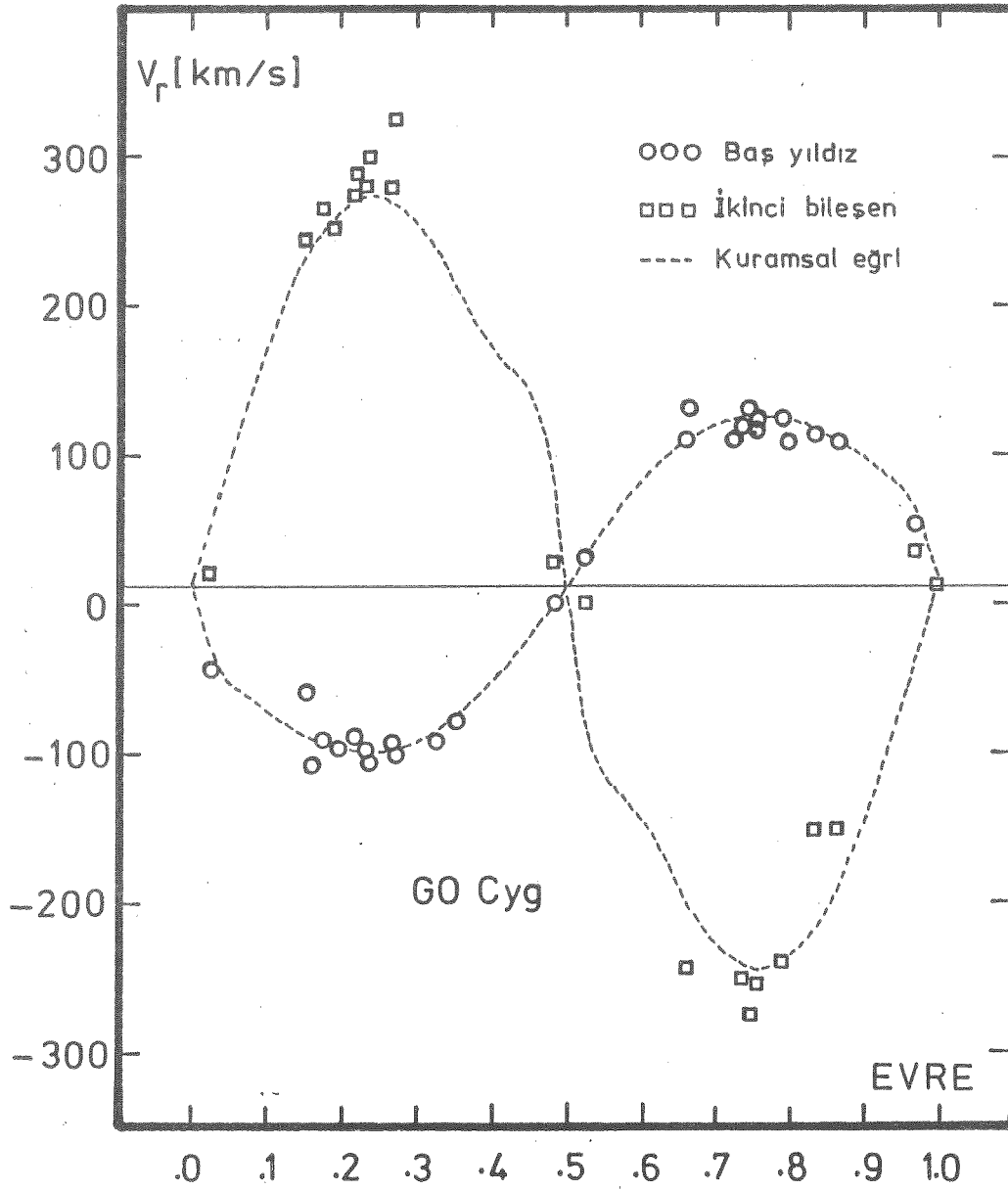
Çizelge 1. GO Cygni'nin Wilson-Devinney yöntemiyle elde edilen çözüm sonuçları.

Öğeler	Mavi(B)	Sarı(V)
i	$79^{\circ}.2 \pm 0^{\circ}.2$	$79^{\circ}.5 \pm 0^{\circ}.2$
x_h	0.55	0.45
x_c	0.79	0.62
A_h	1.0	1.0
A_c	0.5	0.5
g_h	1.0	1.0
g_c	0.32	0.32
T_h	10350 K	10350 K
T_c	5933 ± 32 K	6117 ± 35 K
Ω_h	2.7347	2.7347
Ω_c	2.920 ± 0.010	2.940 ± 0.007
q	0.428 ± 0.003	0.428
$L_h/(L_h+L_c)$	0.966 ± 0.001	0.942 ± 0.002
$L_c/(L_h+L_c)$	0.034	0.058
$r_h(\text{pole})$	0.4272	0.4272
$r_h(\text{point})$	0.5863	0.5863
$r_h(\text{side})$	0.4551	0.4551
$r_h(\text{back})$	0.4823	0.4823
$r_c(\text{pole})$	0.2570	0.2540
$r_c(\text{point})$	0.2957	0.2900
$r_c(\text{side})$	0.2646	0.2613
$r_c(\text{back})$	0.2826	0.2782
a	$(5.59 \pm 0.08)R_{\odot}$	$(5.57 \pm 0.10)R_{\odot}$
V_r	13.4 ± 1.5 km/s	13.4 ± 2.2 km/s
$\Sigma W(O-C)^2$	0.0039	0.0081

Çizelge 1 deki sonuçlarla hesaplanan kuramsal eğriler Şekil 2 de görülmektedir. Şekilden de görüldüğü gibi uyuma oldukça iyidir. Holmgren tarafından gözlenen dikine hız eğrileriyle kuramsal olarak hesaplanan eğrilerin karşılaştırılması Şekil 3 de verilmektedir. Bunlarda oldukça iyi uyumaktadır.

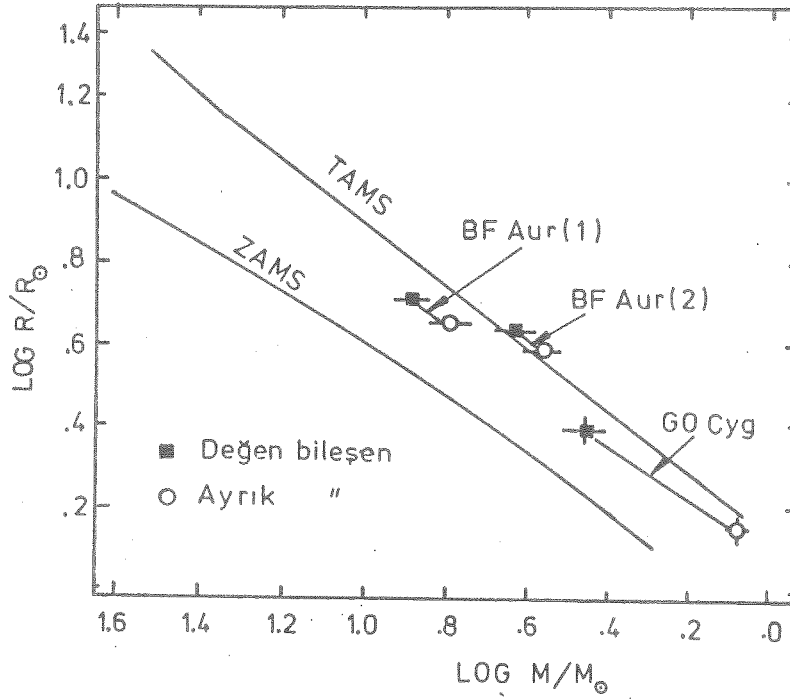


Şekil 2. GO Cygni'nin normal gözlem noktaları ve Çizelge 1. deki sonuçlara karşılık gelen kuramsal eğriler.



Şekil 3. Holmgren(1989) tarafından gözlenen dikine hız eğrileri ile Çizelge 1'deki sonuçlara karşılık gelen kuramsal eğrilerin karşılaştırılması.

Çözüm sonuçlarına göre baş yıldız Roche lobunu doldurmuş, ikinci bileşen ise doldurmamıştır. Bu durum Leung(1989) tarafından "Reverse Algol" konfigürasyonu olarak tanımlanmıştır. GO Cygni dışında bu türden beş sistem daha bulunmaktadır. Bu türün varlığı, yıldızların gelişimi açısından büyük kütleli bileşenin daha hızlı gelişerek Roche lobunu daha önce dolduracağı gerçeği ile uyusmaktadır. Fotometrik çözümlerimizle Holmgren'in tayfsal verileri birleştirilerek sistemin salt öğeleri hesaplanmış ve GO Cygni örten çiftinin bileşenleri kütle-yarıçap diyagramında işaretlenmiştir(Şekil 4).



Şekil 4. GO Cygni örten çiftinin bileşenlerinin kütle-yarıçap diyagramındaki konumları. BF Aur için verilen iki ayrı konum Leung(1989)'den alınmış olup farklı iki kütle oranına karşılık elde edilen çözümleri göstermektedir.

Bileşenleri birleştiren doğrunun eğimi Reverse Algol türü olarak bilinen ve güvenilir tayfsal ve fotometrik çözümleri bulunan BF Aur'a uymaktadır.

KAYNAKLAR

- Holmgren, D. : 1988, Özel haberleşme.
- Leung, K.C. : 1989, in Critical Observations Vs Physical Models, ed. K.C. Leung, Gordon and Breach, Newyork.
- Mannino, G. : 1963, Publ. Univ. Bologna, Vol. 8, No. 15.
- Ovenden.M.W. : 1954, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. , 114,569.
- Pearce, J.A. :1933, J. Roy. Astron. Soc. Canada, 27, 62.
- Schneller, H. : 1928, Astron. Nachr. 235, 85.
- Sezer, C., Gülmen, Ö., Güdür,N. : 1985, Inform. Bull. Var. Stars, No. 2743.
- Wilson, R.E., Devinney,E.J. : 1971, Astrophys. J. , 166, 605.

O. DEMİRCAN: Çözümleri zorladığımızda değen bir çift yıldızı yarı ayırık da göstermemiz mümkün oluyor. Bunlar değmeye o kadar yakın sonuçlar veriyor ki; bize şimdi yarıçaplar toplamını aldığımızda 0.75'e çok yakın, 0.75 çıkması yarıçaplar toplamının değen çift yıldız olduğunu gösteriyor. 0.75'den biraz küçükse yarı ayırık diyoruz. Sizininki de 0.72, 0.75'e o kadar yakın ki bu çözüm hatasından daha büyük değil.

N. GUDUR: Ama biz yarıçaplara pek bakmıyoruz. Potansiyellere bakıyoruz.

O. DEMİRCAN: Potansiyelde de yine yanlışınız var.

N. GUDUR: Potansiyel kritik potansiyelden büyükse...

C. SEZER: Kütle oranında bir takım parametrelerde hatalar olsa bile elde ettiğimiz konfigürasyon çok duyarlı.

O. DEMİRCAN: Dün anlattığım OO Aql'deki gibi kütle aktarımının belirtileri çok kesindi. Eğer ben çözümü zorlasaydım o sistemi birazcık ayırık bulurdum. Hangisinin doğru olduğu henüz galiba kesin değil.

N. GUDUR: Sayı da zaten çok az.

E. DERMAN: Benim anlamadığım bu iki yıldız da ana kolda. Dediniz ki biri evrimleşirken Roche lobunu dolduracak. Bu da H-R diyagramında üç noktada oluyor, A,B,C diyorlar herhalde. Büyük ihtimalle bunlar Algol ise ilk eğride doldurması gerekiyor. Fakat doldurduktan sonra gelişmiyor. Yani bir tarafa gidemiyor gibi gözüküyor.

C. SEZER: Gelişmiş yarı ayırık sistemlerde bu eğim değişiyor.

E. DERMAN: Yani ters Algol'den ziyade niye bunlara düz Algol demiyoruz?

C. SEZER: Doğrusu o olması lazım.

E. DERMAN: Sizin çalışmanızdaki GO Cyg bizi de ilgilendiriyor sanıyorum. İnsan ters bir çukura düşüyor. Sizde burada çok ters bir çukura düşmüşsünüz. Ama işin ilginç yanı kuramsal eğri ile gözlemsel eğri gene çakişıyor ama çukur ters.

N. GUDUR: Düz Algol diyemeyiz. Çünkü Algol'un kendisi öyle.

C. SEZER: İşte onlara başka bir şey demek lazım.

E. DERMAN: Düz Algol diyoruz.

N. GUDUR: O Algol kendisi öyle olduğu için sonuçta bizim bulduğlarımız Algol Paradoksu olarak nitelendirilmiş ve şimdi bulduğumuz bu durum Algol'un tersi olduğu için ters Algol diyoruz. Ters Algol lafı doğru ama, gelişim açısından Algol'un ki ters.

DH LEO DİZGESİNDE FOTOMETRİK ETKİNLİK

Z. Aslan¹, E. Derman², A. Akalın²

¹ İnönü Üniversitesi, Fen-Edebiyat Fak. Fizik Böl. MALATYA

² Ankara Üniversitesi, Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Böl. ANKARA

GİRİŞ

DH leo (= HD 86590 = BD + 25 2191) RS CVn özellikleri taşıyan bir spektroskopik çift yıldızdır. Strassmeier ve ark. (1988) dizgeyi BY Draconis tipi olarak sınıflamışlardır. Spektroskopik çalışmalar (Joy ve Wilson 1949, Bopp ve Talcott 1981, Bolton ve ark. 1981, Barden 1984, Barden ve ark. 1986) dizgede kuvvetli H_{α} ve CaII H ve K kromosfer salması olduğunu; Barden (1984) ve Barden ve ark. (1986) H_{α} salmasının yörünge evresi ile değiştiğini göstermişlerdir. Fotometrik gözlemlerden (Hall ve ark. 1979, Aslan 1981, Bolton ve ark. 1981, Barden ve ark. 1986) DH Leo'nun optik ışınlamında dönemi yörünge dönemine yakın, genliği v de 0.15 kadir olan bir değişim bulunmuştur. Fotometrik dönemin yörünge döneminden (%0.4'e kadar) farklı olabildiği, ısk eğrisinin biçiminde kısa dönemli (birkaç hafta) değişim olduğu görülmüştür. (Aslan 1981, Barden ve ark. 1986)

İlk spektroskopik yörünge çalışmalarında DH Leo'nun bileşeninin beyaz cüce olduğu öne sürülmüş (Aslan 1967, Bolton ve ark. 1981) ancak IUE gözlemlerinde beyaz cüce izine rastlanmamıştır. (Vilhu ve Rucinski 1983, Aslan, Kızıloğlu ve Derman 1984) Fotometrik gözlemlerde bileşen tarafından b ve v de 0.01 kadirde büyük örtme yada örtülme belirtisi görülmemiştir (Aslan 1981, Barden ve ark. 1986).

Yüksek ayırma güçlü CCD spektroskopisinden DH Leo'nun üçlü (SB3) bir dizge olduğu sonucuna varılmıştır. (Barden 1984-1985, Strassmeier ve Fekel 1990). Barden'a göre H_{α} baş yıldızda yörünge dönemi ile değişken, 2. yıldızda sabit, 3. yıldızda ise normal (etkin olmayan) durumdadır.* Spektral tipleri Barden K0V, K7V, K5V (± 1.5 alt sınıf); Strassmeier ve Fekel ise K2V, K5V, K5V olarak vermektedir.

DH Leo'da x- ışıını salması ($< 0.63 \times 10^{31}$ erg / s) gözlenmiş (Walter ve ark 1980) ancak radyo ışıını 2.8 cm de algılanamamıştır. (< 20 mJy) ; (bkz Bolton ve ark. 1981)

* Yeni çıkan bir makaleye göre (Newmark ve ark. Astron. J. 100,560, 1990) baş yıldızdaki kadar olmasa bile, 2. bileşene ait H_{α} da değişkendir.

FOTOMETRİK GÖZLEMLER

Bu çalışmada Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevinde 1972-1983 yılları arasında yapılan b,v gözlemleri kullanılarak DH Leo'nun uzun dönemli ışıyım değişimi incelenecektir.

Yörünge dönemine göre noktalanmış bütün v gözlemleri Şekil 1'de gösterilmiştir. Şekil 2 denet-mukayese (HD85428 -HD86132) farkını sergilemektedir. Bu farkın 17 gecede b, v de gözlenen ortalama değerleri şöyledir.

$$\Delta v = -0.414 \pm 0.011/\sqrt{17}, \quad \Delta b = -0.086 \pm 0.008/\sqrt{17} \quad (1)$$

Görüleceği gibi mukayese yıldızında, varsa bile, geceden geceye değişme 0.01 kadir den küçüktür.

Şekil 1'den görüleceği gibi DH Leo'da fotometrik dönem yörünge döneminden farklıdır. Işıyım değişimi Güneş benzeri lekelerden kaynaklanıyorsa en az iki leke çevriminin varlığı Şekil 1'den kolayca anlaşılmaktadır. Leke evrimi Şekil 3 de daha kolay görülmektedir. Burada gecelik ortalama parlaklıklar Julyen güne göre noktalanmıştır. U B V sistemine indirgenmiş eşel sağ tarafta gösterilmiştir. Görüleceği gibi, birkaç hafta içinde dizgenin ışıyım eğrisinde önemli değişimler vardır. Ortalama parlaklık 1977 den 1982 ye kadar düşmüş, sonra yeniden artmaya başlamıştır. Henüz indirgeme işlemleri tamamlanmamış olan 1987 - 1990 arasındaki gözlemler, bu artışın devam ettiğini göstermektedir. Tek bir dönme süresinde, ki yörünge dönemine yakındır, lekelerin neden olduğu modülasyon genliği v de yaklaşık 0.15 kadir kadardır. Uzun dönemde ise, ortalama parlaklıkta 0.4 kadir kadar değişme görülmektedir. Şekil 3 den uzun dönemli çevrimin 8-14 yıl arasında olduğu sonucu çıkmaktadır.

Şekil 4, b-v renginde uzun dönemli değişim görülmektedir. Ortalama B-V deki değişimde de V de olduğu gibi, en az iki ayrı çevrimin varlığı sezilmektedir. Birinci leke çevrimi 1979-80 de son bulmuş, ikincisi başlamıştır.

DH Leo'da uzun dönemli değişime ilişkin en önemli bulgu Şekil 5 de gösterildiği gibi V ile B-V arasındaki bağıntıdır. Bu K0 - K2 yörresindeki anakol bağıntısını yansıtmaktadır. Benzer değişim kısa dönemli RS CVn dizgesi olan UV Psc'nin A. Ü. Ahlatlıbel Gözlemevinde 1976 - 1988 yılları arasında yapılan gözlemlerde de görülmektedir; ancak UV Psc'da değişim aralığı daha küçüktür.

Argue (1966) DH Leo için $V = 8.45$, $B-V = 1.02$, $U-B = 0.76$ vermektedir. Argue DH Leo'yu derin minumumda yakalamış olabilir mi? Şekil 5, $V = 4.88 + 3.3 (B - V)$ ile temsil edilebilir. Bu bağıntının uzantısı $V = 8.45$ için $B-V = 1.08$ vermektedir.

Birkaç ay içinde renkte yaklaşık 0.04 kadir kadar, bir dönme süresinde v de yaklaşık 0.15 kadir kadar değişme gözlemlendiğine göre aradaki fark bu yolla açıklanabilir. Ancak Argue, yıldızı Eylül - Aralık 1964 de gözlemiştir. Bu tarihte, Şekil 3'deki uzun dönemli çevrime göre, DH Leo çok daha parlak olmalıydı. Nitekim Eggen'nin 1963 deki gözlemi $V = 7.75$, $B - V = 0.88$, $U - B = 0.43$ tür. (Eggen 1964). O halde Argue (1966) yanlış yıldızı , büyük bir olasılıkla HD86260'ı gözlemiş olmalıdır.

DH Leo'da yukarıda sözü edilen renk değişimi spektrel tipte yaklaşık 2 alt sınıf değişimi; etkin sıcaklık da en az 300K kadar değişim anlamına gelmektedir. O halde DH Leo'nun H-R diyagramındaki yeri gözlem anına bağlı olacaktır. Dolayısıyla elde edilecek fiziksel ve evrim parametreleri etkilenecektir. Nitekim Eggen (1984)'a göre DH Leo, diğer kromosferce etkin yıldızlar gibi Hyades anakolunun yukarisına düşmektedir. Halbuki etkin olamayanlar anakoldadırlar. Eggen (1984) bu gözlemlerini şöyle açıklayabileceğini söylemektedir.

i. Kromosferce etkin yıldızlarda uzun dönemli değişim var ve hepsi maksimuma yakın gözlenmiş olabilir;

ii. Kromosferce etkin yıldızlar evrim sonucu alt dev + beyaz cüce durumundadırlar;

iii. Sistemde benzer parlaklıkta bileşenler var ;

Şimdi, en azından DH Leo'da görüldüyorki sistemde benzer parlaklıkta olmasa bile, hem bileşenler var hem de uzun dönemli değişim var. Eggen maksimum parlaklığı kullanıldığı burada belirtilmelidir.

LEKE ÇEVİRİMİ VE ETKİN LEKE ALANI

DH Leo'daki ısınım değişiminin güneşdekine benzer lekelerden ileri geldiği düşünülmektedir. Eğer ℓ_s ,lekeli yıldızın $S = (\lambda_1, \lambda_2)$ aralığında saldıgı ısınımın lekesiz yıldızın yine S aralığında saldıgı ısınıma oranı olarak tanımlanırsa

$$\ell_s = 1 - a q_s \quad (2)$$

şeklinde yazılabilir. Burada a ; lekenin toplam kesirsel yüzeyi,

$$q_s = 1 - \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B_\lambda(T_\ell) d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} B_\lambda(T_f) d\lambda} \quad (3)$$

dır. Burada B Planck fonksiyonunu, T_ℓ leke sıcaklığını , T_f ise fotosfer sıcaklığını temsil etmektedir. (Burada lekelerde sıcaklık dağılımı , yıldızda kenar kararması v.b hesaba katılmayacaktır.)

DH Leo'da Barden ve ark. (1976) $T_f - T_e = 800$ K hesaplamaktadır. Bunun her zaman aynı olduğunu, yalnız etkin leke alanının leke çevrimi boyunca değiştiğini varsayalım. $T = 4900$ K (Allen 1973), $T = 4100$ K için hesapladığımız q ve l değerleri Şekil 6 ve Şekil 7 de gösterilmiştir. DH Leo'nun "lekesiz" parlaklığı için $V = 7.75$, $B - V = 0.88$ alacağız (Bkn Şekil 5). Leke çevrimi boyunca v ve b deki ışık azalmaları (kadir) ve bunlardan hesaplanan ' a ' değerleri çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1:DH Leo'da etkin kesirsel leke alanı.

Yıllar	δv	a_v	δb	a_b
1977	0.00	0.00	0.00	0.00
1979	0.07	0.09	0.08	0.11
1981	0.25	0.33	0.29	0.33
1982	0.30	0.39	0.36	0.40
1985	0.19	0.25	0.20	0.24

Burada süzgeçlerin yanıt eğrileri dikdörtgen kabul edilmiş, dizgedeki bileşenlerin katkıları hesaba katılmamıştır. Işık eğrisinin tam modelleme hesabından Barden ve ark (1986) Şubat 1985 için $a = 0.16$ bulmuşlardır. Çizelge 1'den görüldüğü gibi 1982 de DH Leo'nun yüzeyinin % 40'ı lekeli idi.

Tek dönme süresinde gözlenen v 'deki yaklaşık 0.15 kadirlik değişme a 'da % 20 ye varan değişme anlamına gelmektedir.

Lekelerin yüzey dağılımı için ışık eğrisinin ayrıntılı modelleme hesabı gerekir. Yani lekelerin yüzeydeki dağılımı değişkendir.

DH LEO'UN BİLEŞENLERİ VE H-R DİYAĞRAMI

DH Leo'nun bileşenlerinin spektral tiplerinden yararlanarak ışıma katkıları hesaplanıp gözlemlerle karşılaştırılabilir. Birinci, ikinci ve üçüncü bileşenlerin spektral tiplerini sırasıyla K0V, K7V, K5V kabul edeceğiz (Barden 1984 - 1985). Bileşenlerin beklenen ısıtım oranları, bu oranlardan ve maksimum parlaklıkta gözlenen $V = 7.75$, $B - V = 0.88$, $U - B = 0.47$ değerlerinden hesaplanan parlaklık ve renkleri Çizelge 2 de verilmiştir.

Salt parlaklık için uzaklık açısı $p = 0''.031 \pm 0''.006$ kullanılmıştır. (Bkz Eggen 1984) Bileşenlerin spektral tiplerinden beklenen renkler (Allen 1973) parantez içinde gösterilmiştir. Çizelge 2 a'da son iki sütun gözlemlerden hesaplanan değerlerdir. Her ne kadar U , B , V sütunları, bu gözlem ağırlıklı değerlerle tam uyum içinde değilse de uzun dalga boyuna gidildikçe bileşenlerin artan katkısı açıkça sergilenmektedir. Çizelge 2-b'den görüleceği gibi dizgede 2. ve 3. yıldızlardan beklenen katkıdan daha çok mavi ışık vardır.

Barden ve ark (1986) da u ışık eğrisinin genişliğinden, bileşenlerin katkısının % 7 beklenildiği halde % 50 kadar olması gerektiğini bulmuşlar, bunu ışık minimumunda artan morötesi kromosfer çizgilerinin varlığına bağlamışlardır. Burada, bizim yukarıda verdiğimiz hesapların dizgenin en parlak "lekesiz" evresi için geçerli olduğu belirtilmelidir.

Çizelge 2. DH Leo dizgesinde bileşenler için beklenen ve hesaplanan değerler

a-) Beklenen ışıınım oranları (L_i/L_{toplam})					
Bileşen	u	b	v	$\lambda 6430(1)$	$H_\alpha (2)$
1 = 1 KOV	0.80	0.73	0.68	0.80	0.75
2 K7V	0.06	0.09	0.12	0.08	0.10
3 K5V	0.14	0.17	0.20	0.12	0.15

(1): Strassmeier ve Fekel 1990

(2): Barden 1984

b-) U, B, V Gözlemlerinden hesaplanan değerler					
Bileşen	v	M_v	b - v	u - b	
1	8.17	5.63	0.89 (0.89)	0.34 (0.47)	
2	10.04	7.50	1.16 (1.29)	0.83 (1.17)	
3	9.49	6.95	1.04 (1.18)	0.69 (1.10)	

Strassmeier ve Fekel'in sıcaklık eşeli ve Barden'in tayf türlerinden belirlenen DH Leo'nun bileşenlerinin H-R diyagramındaki yerleri Şekil-8'de gösterilmiştir. Bileşenler T Tauri bölgesine yakın düşmektedirler. Ancak ışıınım güçlerinin oranlarının hesabındaki yaklaşımlar ve sıcaklık eşelindeki olası yanlışlar nedeniyle bu temkinle karşılanmalıdır. Diğer taraftan Eggen (1984)'e göre DH Leo Hyades süper kümesinin üyesidir. Eğer bu doğru ise DH Leo'nun bileşenleri T Tauri evresinden daha yaşlı olmalıdırlar. DH Leo'da baş yıldızla bileşenler arasındaki parlaklık farkı, bileşenlerde T Tauri yada BY Draconis türü değişimler aramayı güçleştirmektedir.

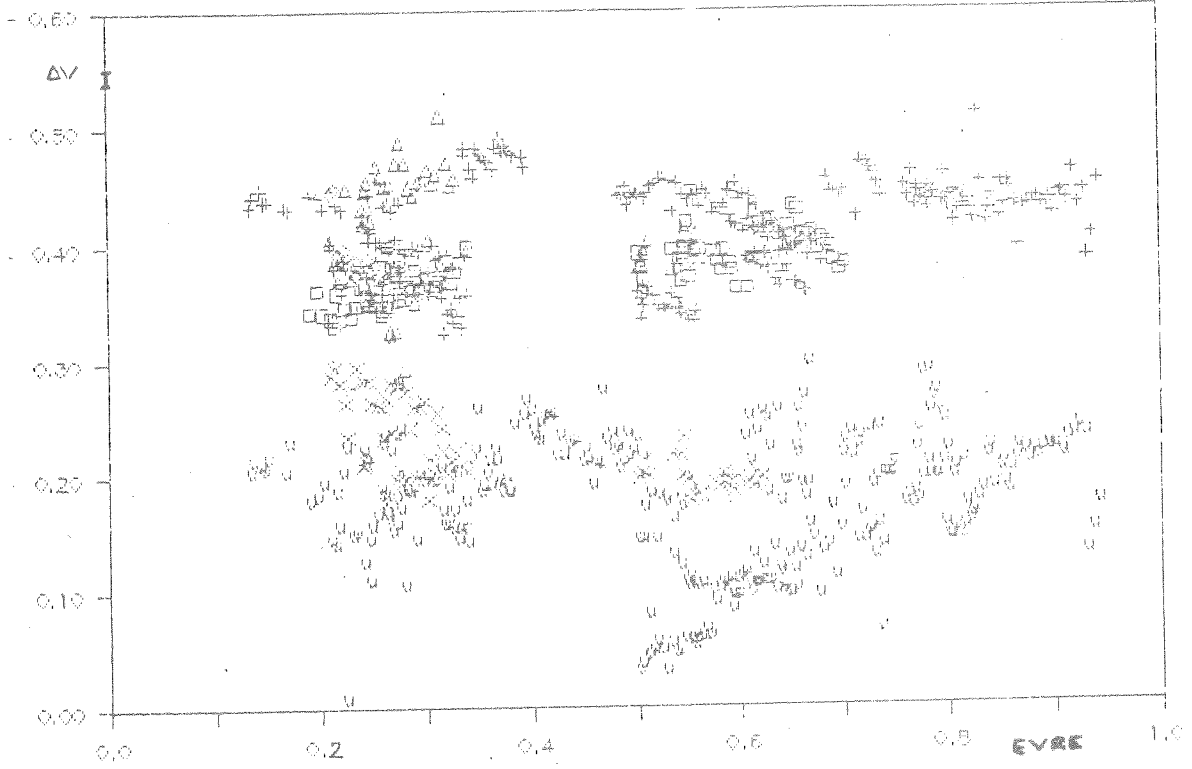
KAYNAKLAR:

- Allen, C. W.: 1973, *Astrophysical Quantities*
 Argue, : 1966, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **133**, 475
 Aslan, Z. : 1981, *IBVS* No. 1941
 Aslan, Z. : 1967, *M. Sc. Tezi, Sussex Üniversitesi*
 Aslan, Z. ; Kızıloğlu, Ü. ; Derman, E. : 1984, *Ulusal Astronomi Toplantısı Tebliğleri. Kandilli Rasathanesi Yayını.* s. 107
 Barden, S. C.; Fried, R. E.; Ramsey, L. W.; Guinan, E. F.;
 Wacker, S. W. : 1986, *Cool Stars, Stellar Systems and The Sun*

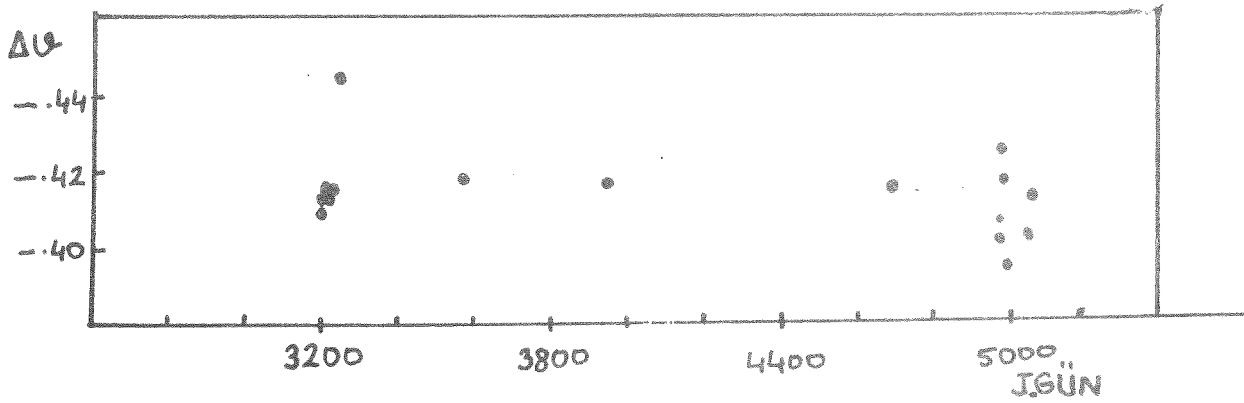
- Bolton, C. T.; Aslan, Z.; Kamper, K. W.; Lyons, R. W. :1981,
Astron. J. **86**, 1267
- Bopp, B. W.; Yalcoot, J. C. : 1978, *Astron. J.* **83**, 1517
- Eggen, O. J.: 1964, *Astron. J.* **69**, 570
- Eggen, O. J.: 1964, *Astron. J.* **89**, 1358
- Joy, A. H.; Wilson, R. E.: 1949, *Astrophys. J.* **109**, 231
- Hall, D. S.; Wancher, C. A.; Louth, H.: 1979, *IBVS* 1690
- Stassmeier, K. G.; Hall, D. C.; Zeilik, M.; Nelson, E.; Eker, Z. ;
 Fekel, C. F.: 1988, *Astron. Astrophys Suppl. Ser.* **72**, 291.
- Stassmeier, K. G.; Fekel, F. C.:1990, *Astron. Astrophys.* **230**, 389
- Walter, F. M.; Cash, W.; Charles, P. A.;
 Bowyer, C. S.: 1980, *Astrophys. J.* **236**, 212
- Wilhu, O.; Rucinski, S. M.: 1983, *Astron. Astrophys.* **127**, 5

DH LEO IŞIK EĞRİSİ

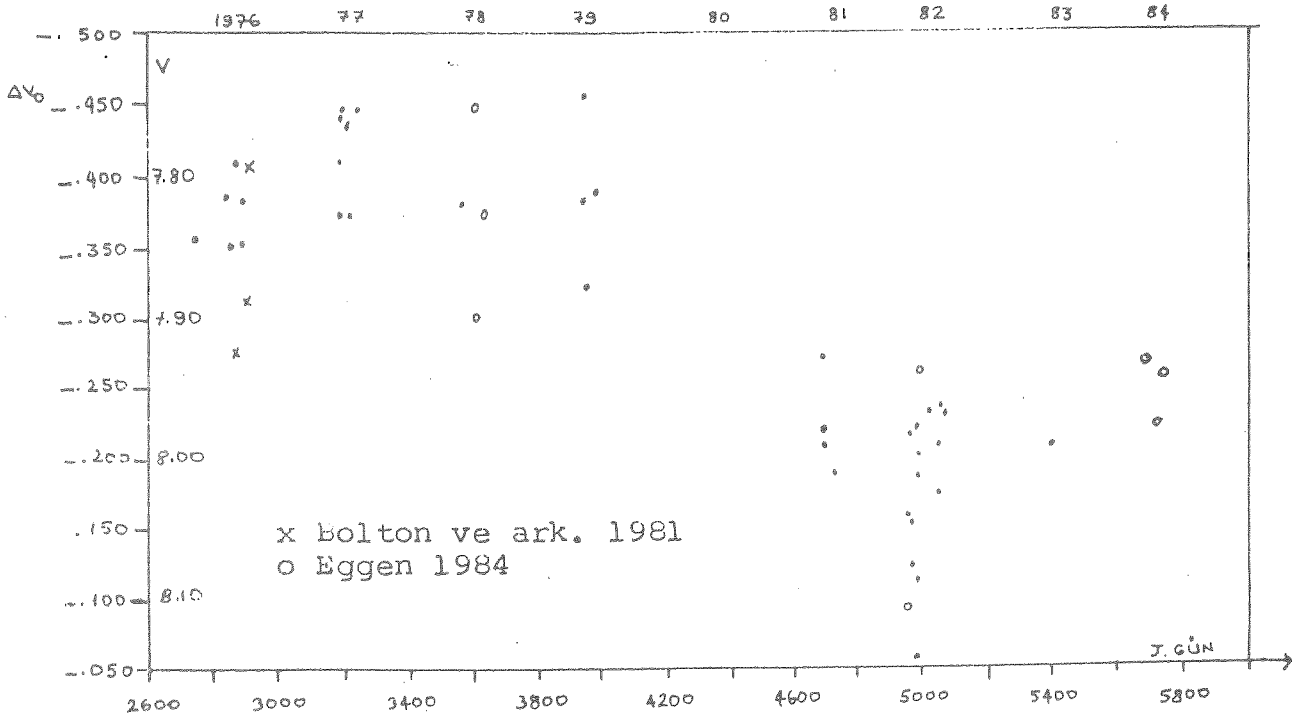
TÜM MEVSİMLER



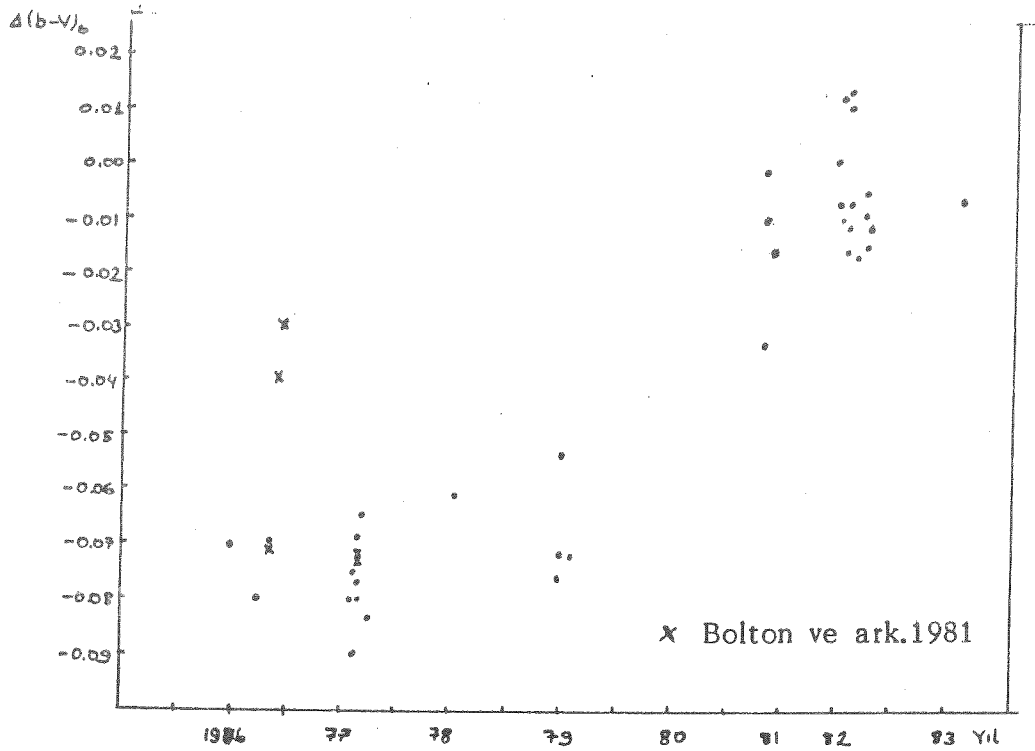
Şekil 1. DH Leo'nun 1975-1983 yılları arasındaki gözlemleri yörünge dönemine karşı noktalanmıştır. Bir gözlemin olağan yanlışlığı (standart hata) v ekseninde belirtilmiştir. Fotometrik dönemin yörünge dönemi ile uyuşmadığı görülüyor.



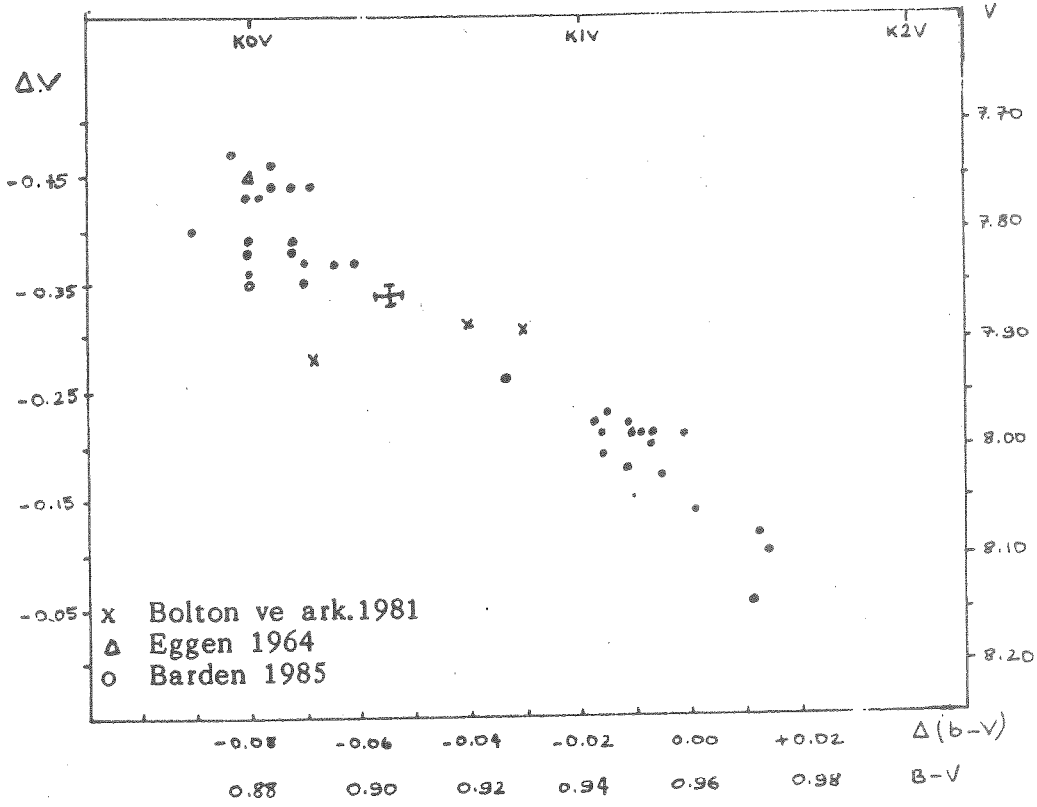
Şekil 2. Denet-mukayese farkı Julyen güne karşı noktalanmıştır.



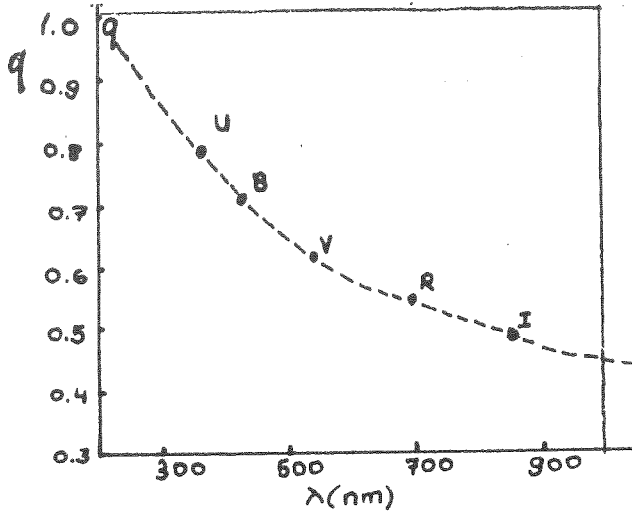
Şekil 3. DH Leo'nun gecelik ortalama parlaklığının Julyen güne göre değişimi.



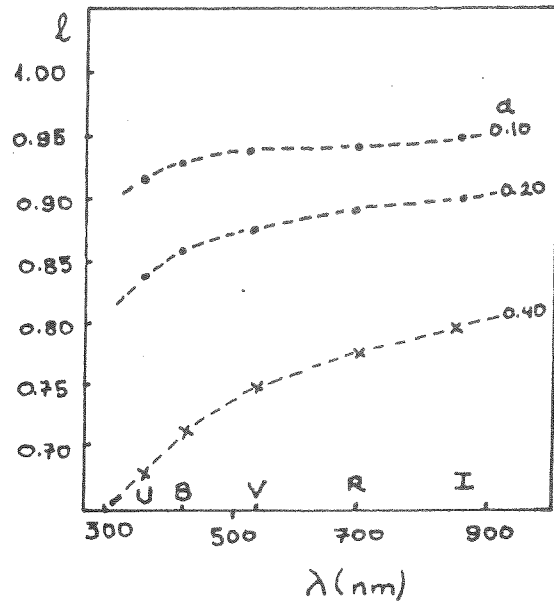
Şekil 4. DH Leo'nun b-v renginde uzun dönemli değişim.



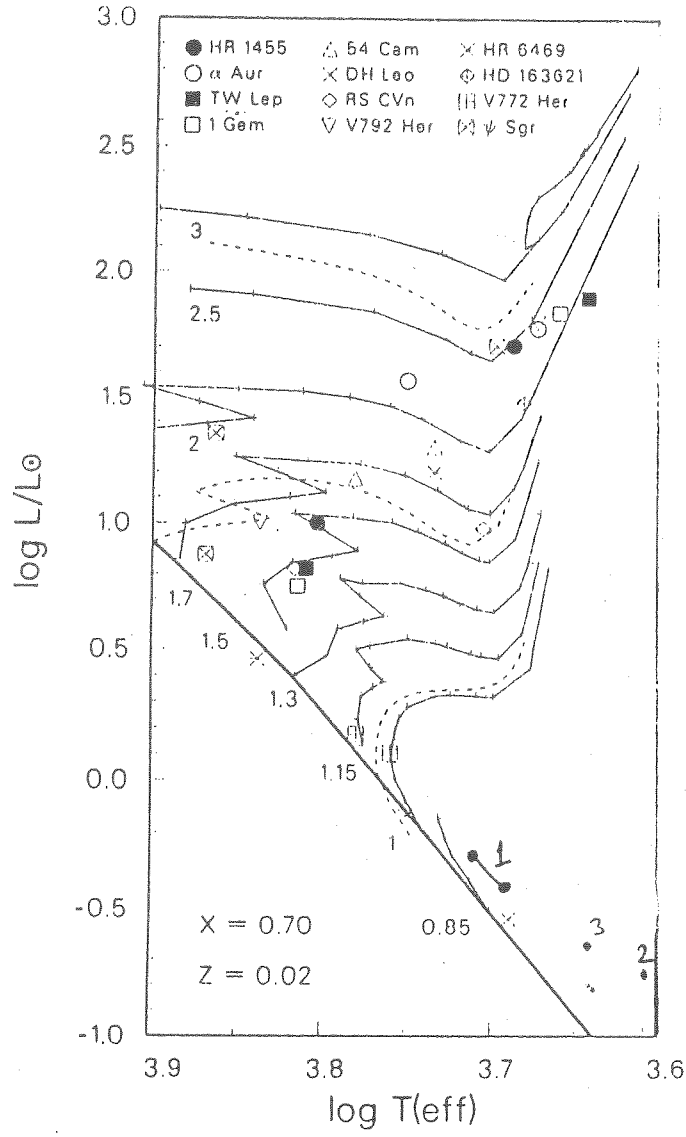
Şekil 5. DH Leo'da 1975-1983 yılları arasında renk ve parlaklık değişimi arasındaki ilişki. Tipik gözlem yanılığı $(-0.054, -0.340)$ noktası ile belirtilmiştir. Eğim, ilgili sıcaklıklardaki anakol eğimi ile yaklaşık olarak aynıdır.



Şekil 6. $T(\text{fotosfer})=4900\text{K}$, $T(\text{leke})=4100\text{K}$ için hesaplanan kesirsel akı kaybı.



Şekil 7. $T(\text{fotosfer})=4900\text{K}$, $T(\text{leke})=4100\text{K}$ için, kesirsel lekeli yüzeyi a olan bir yıldızın lekesiz yüzeye normalize edilmiş beklenen ışıma gücü.



Şekil 8. DH Leo'nun bileşenlerinin H-R diyagramındaki yerleri. Şekil, Strassmeier ve Fekel (1990) den alınmıştır.

Atmosferik Tutulma Gösteren Delta Sagittae Çift Yıldızı

Ayvur Akalın, S. Engin, O. Demircan, E. Derman

Ankara Üniversitesi Gözlemevi, Astronomi ve
Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Beşevler, Ankara.

Özet :

Bu çalışmada atmosferik tutulma gösteren çift yıldız δ Sge 'nin A.Ü. Gözlemevi'nde 26-Temmuz 1988'den 1989 sonuna kadar yapılan üç renk (U, B, V) fotoelektrik ışıık ölçüm gözlemleri değerlendirilip sistemin ışıık eğrisi incelenmiştir. Yörünge dolanma dönemi 3720 gün olan bu sistemin tutulma ortası 1990 yılının Mart ayında gerçekleşmiştir. Bu uzun gözlem programı sonucunda çift yıldız sisteminin tutulma öncesi ve tutulmaya giriş ışıık eğrisi elde edilmiştir. 1990 yılı başından bu yana elde edilen gözlemler değerlendirme aşamasındadır. Aynı zamanda bir önceki tutulma ve tutulma dışı IUE moröte tayflarından elde edilen sonuçlar verilmiştir. Fotometrik ışıık eğrisinden, δ Sge sisteminin dev bileşeninin yaptığı pulsasyon ve pulsasyon dönemi tespit edilmiştir.

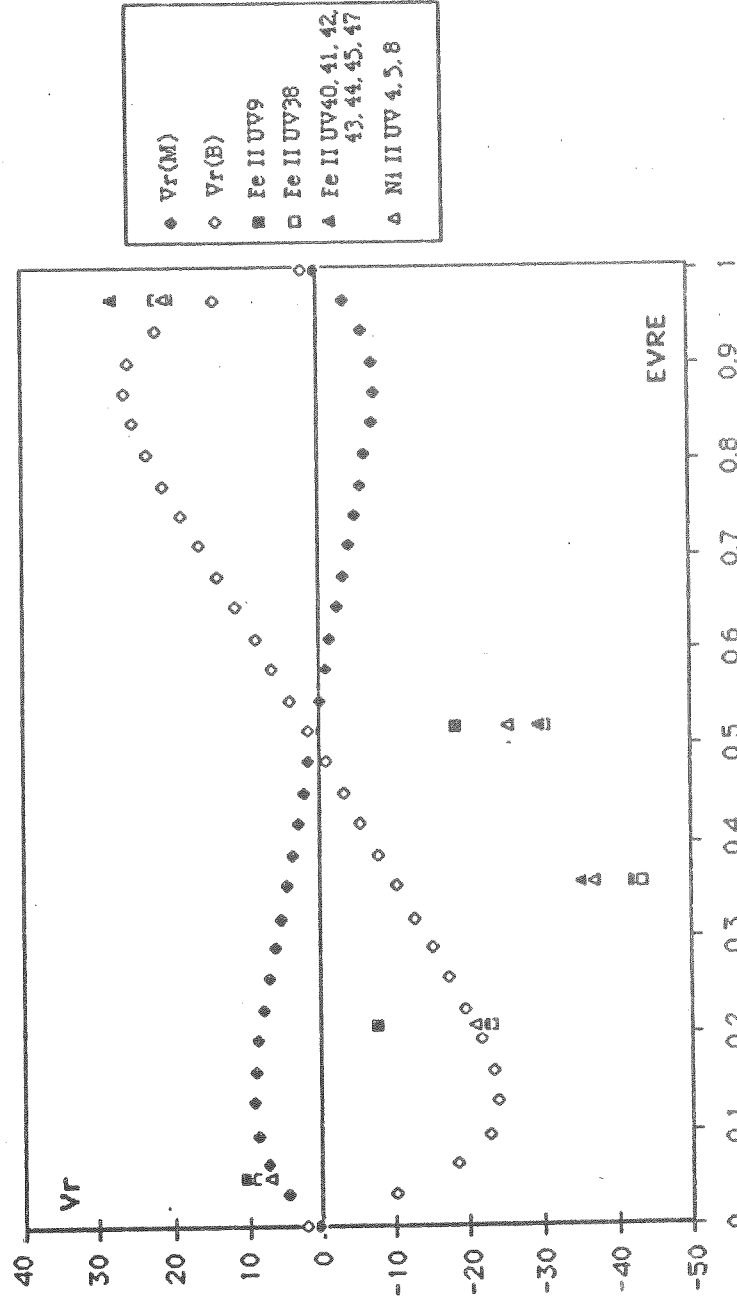
1. Giriş

Atmosferik tutulma gösteren çift yıldız δ Sge, M2 II ve geç B V tayf türlerinden iki yıldızın birlikteliğinden oluşmuştur. Sıcak anakol bileşenin tayf türünün A0 ile B6 arasında olabileceği Reimers ve Kudritzki (1981) tarafından belirtilmiştir. Yörünge eğiminin 70° den daha büyük olduğu ve dev bileşenin kütlesinin 8.5 $M_\odot$, yoldaşın kütlesinin 2.8 $M_\odot$ olduğu tahmin edilmektedir.

Batten (1986) tarafından iyileştirilen yörünge elemanları ile her iki bileşene ait teorik dikine hız eğrileri elde edilmiştir (Şekil 1). Bu sistemin IUE uydusu ile moröte bölgede elde edilmiş 12 tayfta P Cyg profili göstermeyen sadece soğurma halinde bulunan temiz çizgilerin dikine hızları ölçüldü ve Şekil 1'de işaretlendi. Şekilden görüldüğü gibi B yıldızının dikine hız değişiminden farklı bir değişim elde edildi. Bu çizgiler B yıldızının dikine hız eğrisinden 0.25P (~930 gün) kadar kaymış bir değişim göstermektedir ve genlik daha büyüktür. δ Sge için rüzgar hızı 28 km/sn olarak verilmektedir (Reimers ve Schröder 1983). Gözlenen her evre için B yıldızının dikine hızı ile rüzgarın dikine hızının bileşkesi Şekil 1 'de gözlenen bu değişimi vermektedir. Bu çizgilerin B yıldızı civarındaki rüzgarda oluştuğu anlaşılmıştır. Burada rüzgar B yıldızının yörüngesel hareketiyle tedirgin edilmiştir.

2. Fotometrik Gözlemler ve Sonuçlar

Atmosferik tutulma gösteren çift yıldız δ Sagittae sisteminin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde, EMI 9789 QB fotokatlandırıcısı ve 30 cm'lik Maksutov teleskobu kullanılarak, Temmuz 1988 tarihinden günümüze kadar fotometrik gözlemleri yapılmaktadır. Bu sistem U, B ve V filtrelerinde 1988 yılında 21 gece, 1989 yılında 85 gece gözlenmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak β Sge (G8 II), denet yıldızı olarak da α Sge (G0 II) kullanıldı. Denet yıldızının ışık eğrisinin gözlemler sırasında sabit olduğu ve ortalama değerleri ile standart sapmaları $\Delta V = 0.00 \pm 0.01$, $\Delta B = -0.27 \pm 0.02$, $\Delta U = -0.73 \pm 0.04$ olarak bulunmuştur. δ Sge yıldızına ait diferensiyel parlaklıklar, standart sönmüleme katsayıları kullanılarak diferensiyel sönmüleme için düzeltilmiştir. 1988 ve 1989 yıllarında elde edilen gözlemler, güneşmerkezli Jülyen gününe karşı noktalanmıştır (Şekil 2 ve Şekil 3).



Sekil 1. - 8 Sge sistemindeki her iki bileşene ait teorik dikine hız eğrileri ve B tayf türü bileşenden kaynaklanabilecek söğurma çizgilerinden elde edilen dikine hız değerleri.

Batten (1986) tarafından verilen yörünge elemanlarını kullanarak, aşağıda yapılan hesaplar ile değme evreleri saptanmaya çalışıldı.

$$R_M = 140 R_\odot = 140 \times 6.96 \times 10^5 \text{ km} = 9.74 \times 10^7 \text{ km} \quad (\text{Reimers vd 1983})$$

$$R_B = 2.7 R_\odot = 2.7 \times 6.96 \times 10^5 \text{ km} = 1.88 \times 10^6 \text{ km} \quad (\text{Schmidt-Kaler 1982})$$

$$i \geq 70^\circ$$

$$a_M \sin i = 3.9 \times 10^8 \text{ km}$$

$$\frac{M_H}{M_B} = 3 = \frac{a_B \sin i}{a_H \sin i} \Rightarrow a_B \sin i = a_H \sin i \times 3 = 11.7 \times 10^8 \text{ km}$$

$$a \sin i = a_H \sin i + a_B \sin i = 15.6 \times 10^8 \text{ km} \Rightarrow a = 16.6 \times 10^8 \text{ km}$$

$$r_H = \frac{R_H}{a} = \frac{9.74 \times 10^7}{16.6 \times 10^8} = 0.05867$$

$$r_B = \frac{R_B}{a} = \frac{1.88 \times 10^6}{16.6 \times 10^8} = 0.00113$$

Bu kesirsel yarıçaplarla tutulma başlangıç ve bitiş evrelerini aşağıdaki denklemlerle hesapladık.

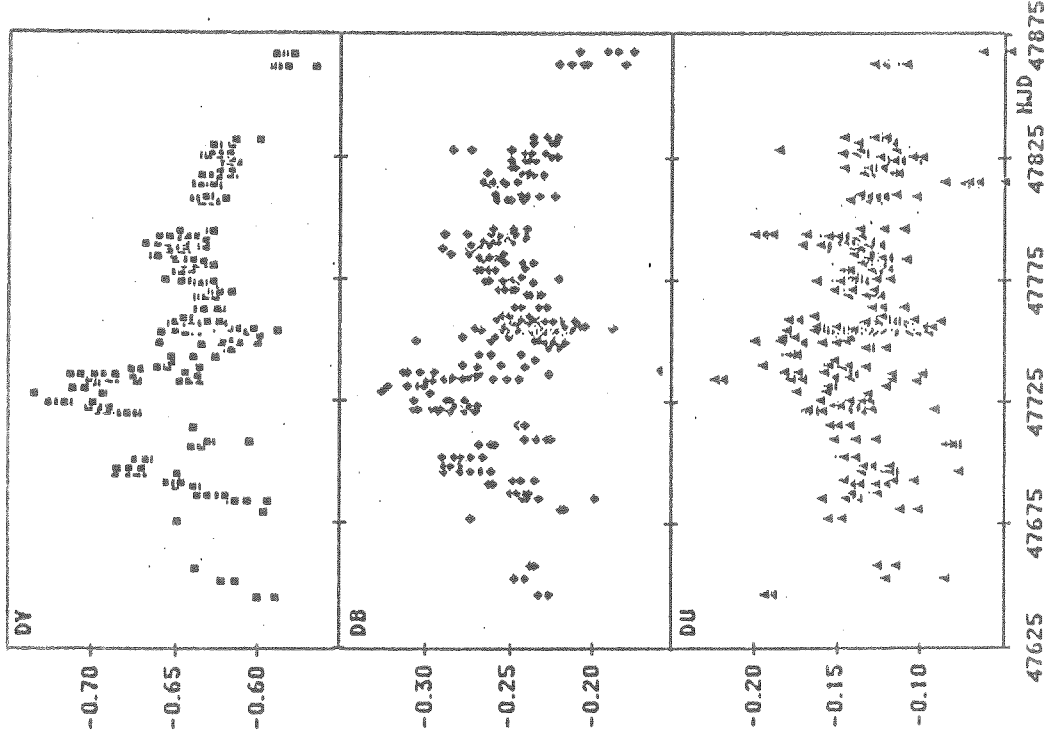
$$\sin^2 \theta_1 = \frac{(r_H + r_B)^2 - \cos^2 i}{\sin^2 i} = -0.12842$$

$$\sin^2 \theta_2 = \frac{(r_H - r_B)^2 - \cos^2 i}{\sin^2 i} = -0.12872$$

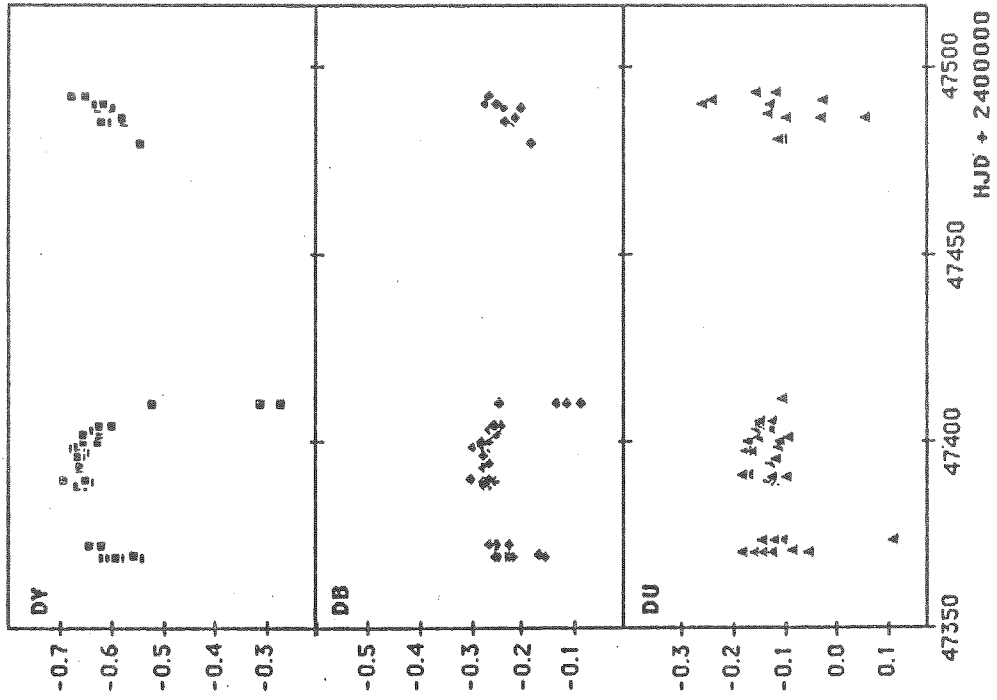
$\sin^2\theta_1$ ve $\sin^2\theta_2$ değerleri negatif bulunduğu için tutulma olmadığı anlaşılmıştır. Gözlemler sonucunda elde edilen ışık eğrisindeki parlaklık azalması, nde bulunan dev bileşenin çevresindeki atmosferin sıcak bileşeni örtmesi sonucunda oluşmuştur. Bu sistemdeki tutulma, atmosferik tutulmadır ve tutulmanın kısa dalgaboyu fotometrik gözlemlerde daha belirgin olması gerekir. Fakat gözlemlerimizde kısa dalgaboylarına doğru bunun tersi görülmektedir.

1988 ve 1989 yıllarında elde edilen ışık eğrilerindeki parlaklık değişimleri oldukça dikkat çekicidir. Soğuk süperdev yıldışların atmosferlerindeki pulsasyonlara çok benzeyen bu değişimler, YV Cephei sisteminin hem fotometrik (Fredrick 1960) hem de tayfsal (Hutchings ve Wright 1971) gözlemlerinde tespit edilmiştir. 8 Sge 'nin 1988 yılı gözlemlerindeki parlaklık değişimine dönem analizi uygulandı ve 118 günlük dönem tespit edildi. ışık eğrisindeki bu parlaklık değişiminin genliği Mayıs 1989 'a kadar azaldı, daha sonra Temmuz sonuna kadar genlik yeniden arttı. Bu süre içerisinde değişimin dönemi ise yaklaşık 60 günden 28 güne düzgün olarak azaldı. şekil 3 'de V ve B bandındaki gözlemlerde, ışık değişiminin  çevrimi açıkça görülmektedir. U bandında ise dönemli bir ışık değişimi görülmemektedir. Mayıs ile Ağustos 1989 arasında gözlenen bu üç çevrimde gözlenen dönemler gittikçe azalmıştır ve dönemler sırasıyla 37, 30 ve 28 gündür. Uzun dalgaboylarında çok daha iyi görülen bu ışık değişimlerinin nedeni dev bileşenin atmosferinin pulsasyon yapması veya sıcak bileşen çevresindeki diskin salınım yapması olabilir.

Ayrıca Mayıs ile Ağustos 1989 tarihleri arasında sistemin toplam ışığında artış olmuş ve hemen sonra parlaklıkta keskin bir düşüş görülmüştür. Bu ışık azalması atmosferik tutulma nedeniyle meydana gelmiş ise tutulma süresi 18 aydan daha fazla sürmelidir. Çünkü tutulma ortası için Mayıs 1990 tarihi tahmin edilmekteydi. Bu durumda yörüngenin eğimi veya dev bileşenin boyutları tahmin edilenden daha büyük olmalıdır. Reimers ve Schröder (1983) tarafından önerilen sistem parametrelerine göre tutulmanın olmaması gerekmektedir. Sistemin dönemi de Batten (1986) tarafından verilen 3720 günden daha kısa olabilir.



Şekil 3. Delta Sagittae'nin 1989 yılı UBV gözlemleri.



Şekil 2. Delta Sagittae'nin 1988 yılı UBV gözlemleri

3. Sonuç

1990 yılında elde edilen ve değerlendirme aşamasındaki fotometrik gözlemlerin de Şekil 3'de noktalanması ile, atmosferik tutulmadan çıkışı saptayabileceğiz. Tutulmaya giriş ve çıkış zamanlarına uygun olacak r_M değeri elde edildiğinde, M2 II türü bir yıldızın sahip olamayacağı kadar büyük bir değer bulunacaktır. Bu değer ile r_M arasındaki fark, dev bileşenin atmosferinin boyutu hakkında bilgi verecektir.

Şekil 3 'den sıcak bileşenin, Ağustos 1989 tarihinde soğuk bileşenin genişlemiş atmosferi ile örtülmeye başladığı söylenebilir. Tutulma dışında var olan önemli salınımların tutulma içinde de görülmesi, bu değişimlerin soğuk bileşenin pulsasyonundan ileri geldiği hipotezini doğrular.

8 Sge'nin sistem parametreleri, fotometrik gözlemler sonucunda daha da iyileştirilecektir. Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde bu yıldızın fotometrik gözlemleri devam etmektedir.

Kaynaklar

- Batten, A., 1986, Highlights of Astronomy, ed.J.-P. Swings, Reidel, Dordrecht, 207.
- Fredrick, L. W., 1960, Astron. Journal, Vol. 65, 10, 628.
- Hutchings, J. B., Wright, K. O., 1971, M.N.R.A.S., 155, 203.
- Reimers, D., Kudritzki, R. P., 1981, Proc. 2nd IUE Conf. (ESA SP-157), 229.
- Reimers, D., Schröder, K.-P., 1983, Astronomy and Astrophysics, 124, 241.
- Schmidt-Kaler, T., 1982, Landolt-Börnstein, Group IV, Vol. 2b,p. 15f., 18, 30ff., 453ff.

H. MENTEŞE: IUE spektrumlarının dalgaboyu aralığı nedir?

A. AKALIN: Beş tanesi kısa dalga boyu, 1000-2000 Å arasında, yedi tanesi de 2000-3000 Å arasında.

H. MENTEŞE: Rüzgar hızından bahsettiniz. Nasıl buldunuz?

A. AKALIN: 28 km/sn'yi ben tesbit etmedim. Reimers tarafından yapılan bir çalışmadan aldım. Fakat ben gözlemsel eğriden geriye giderek 28-30 km/sn arasında hız elde edebiliyorum.

V346 Aql, KR Cyg ve FG Hya Çift Yıldızlarının Işık ve Dönem Değişimleri

Z. Müyesseroğlu, O. Demircan, E. Derman

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve
Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Beşevler-ANKARA

ÖZET:

V346 Aql (=BD+09°4425), KR Cyg (=BD+30°3915) ve FG Hya (=BD+03°1979) örten çift yıldızlarının 1988-1990 gözlem sezonu içinde UBV fotometrik gözlemleri yapıldı. Gözlemlerde A.O. Gözlemevi'nin 30 cm'lik Maksutov teleskobu ve ona bağlı EMI 9789QB fotokatlandırıcı tübü kullanıldı. Bulunan ışık eğrileri daha önceden elde edilen eğrilerle karşılaştırıldı. Farklı dalgaboylarında, minimum derinliklerinde değişim olup olmadığına bakıldı. Gözlemler sırasında elde edilen minimum zamanları, literatürdeki minimum zamanları ile beraber kullanılarak yeni ışık eğrileri elde edildi. Işık eğrilerinin analizi çalışmaları devam etmektedir.

GİRİŞ:

V346 Aql (BD+09°4425, HD191515), ana bileşeni AO tayf türünde anakol, yoldaşı geç F yada erken G tayf türünde altdev olan bir çift yıldız sistemidir (Giuricin ve Mardirrosian (1981)). Sistemin 3" yakınında ve sistemden 2^m.3 kadir daha sönük görsel bir bileşeni vardır. Bu 3. ışık sistemin ışık eğrisini de etkilemektedir.

Cristaldi ve Walter (1963) fotoelektrik ışık eğrilerinden, sistemi Algol türü olarak

tanımladılar. Tutulum dışı asimetrinin görüldüğü bu ışık eğrisini Onlar Russell-Merrill (1952) yöntemi ile çözerek kütle oranını $q=0.34$ elde ettiler.

Giuricin ve Mardirrosian (1981) aynı ışık eğrisini Wood (1972) yöntemi ile çözdüklerinde, önceki çözümün sonuçlarına çok yakın değerler buldular. Ancak iki çözümün sonucunda 3. ışığın katkısı oldukça farklıdır (C&W de $L_3=0.08$, G&M de $L_3=0.012$). Wood çözümünde ikinci bileşenin Roche şişimini doldurduğu sonucunu bulan araştırmacılar, sistemin yarı-ayrık olabileceğini ileri sürmüşlerdir. Soğuk olan ikinci bileşen normal Algol'lerin yoldaş bileşenleri gibi, kütle ve sıcaklıklarına göre daha parlak ve daha büyük boyutludur. Çözümlerde bulunan fiziksel ve geometrik parametreler Çizelge-1'de özetlenmiştir.

KR Cyg (BD+30°3915) sisteminin değişen olduğu ilk kez Schneller (1931) tarafından keşfedildi. Gaposchkin (1953), Cesevic (1954) ve Lassovszky (1963) tarafından görsel, Wachmann (1948) ve Nekrasova (1945) tarafından fotoğraflık ışık eğrileri yayınlandı. Bu gözlemlere göre sistem, Algol türü ışık eğrisi vermektedir. Vetesnik (1963)'in iki renkte elde ettiği fotoelektrik ışık eğrileri ise sistemin β Lyr türü olduğunu ortaya çıkarmıştır. Sistem, büyük olasılıkla, ikiside anakol yıldızı olan, B9 ve F5 tayf türü bileşenlerden oluşmaktadır. Vetesnik'in, Russell-Merrill (1952) yöntemi ile bulduğu kuramsal eğri, gözlenen ışık eğrisi ile pek uyuşmamakta, ayrıca iki renk için bulduğu eğimler arasında 1°.5 fark bulunmaktadır.

Horak (1966a), Vetesnik'in ışık eğrisini kendi yöntemi ile (Horak, 1966b) küresel elipsoid varsayımı altında çözdüğünde sistemin yarı-ayrık değil degen olduğunu savundu. Ancak Wilson ve Rafert (1980) aynı ışık eğrisini diferensiyel düzeltme yöntemi ile çözdüklerinde ikinci bileşeni (Vetesnik'in sonucuna göre) daha büyük

boyutlu bulmuşlardır ve bu bileşen Roche şişiminden çok az küçüktür. Buna göre de sistem kısa dönemli Algol'dur.

Çizelge-1 V346 Aql'nın Fotometrik Çözümleri

	C&W 1963	G&M 1981	G.ve ark. 1983
Tayf türü	AO	AOV+F,G	AO+GB-G9
Yöntem	RM	W	WD
i	88°.3	87°.7	---
q	0.34	0.3	0.3
k	0.908	0.909	---
r ₁	0.314	0.300	---
r ₂	0.285	0.273	---
T ₁	---	9660	9400
T ₂	---	5510	5400
L ₁	0.080	0.012	---

Çizelge-2 KR Cyg'nın Fotometrik Çözümleri

	Lassv. 1936	Vet. 1965	Horak 1966	W&R 1980	Naim. ark. 1985
Tayf türü	---	B9+F5	B9	B7	B9+F5
Yöntem	---	RM	H	WD	K
i (v)	85°.5	83°.8	86°.3	---	83°.6
(b)	---	85°.3	86°.5	---	84°.6
q	---	---	---	0.48	0.49
k (v)	---	0.61	0.74	0.70	0.79
(b)	---	0.60	0.77	0.69	0.76
r ₁ (v)	---	0.40	0.38	0.43	0.39
(b)	---	0.40	0.37	0.44	0.41
r ₂ (v)	---	0.25	0.28	0.30	0.31
(b)	---	0.24	0.29	0.30	0.31
T ₁	---	12000	---	9000	6370
T ₂	---	6500	---	3985	9120

Not: Burada, RM: Russell & Merrill (1952) yöntemi, H: Horak (1966b) Kuresel elipsoid, W: Wood (1972) yöntemi, WD: Wilson & Devinney (1971) yöntemi, K: Kopal (1979) yöntemi

Al-Naimiy ve ark. (1985) yine aynı ışık eğrisini frequency-domainde Fourier tekniği ile analiz ettiklerinde sistemi yarı-ayrık gözönüne aldılar ve daha önceki çözüm sonuçlarına çok yakın değerler elde ettiler. KR Cyg için tüm çözüm sonuçları Çizelge-2'dedir.

FG Hya (BD+3°1979)'in değişen olduğu Hoffmeister (1934) tarafından bulundu ve ilk görsel gözlemi Tsesevich (1949) tarafından yapıldı. Sistemin fotoelektrik gözlemini yapan Smith (1955,1963) onu W UMA türü olarak sınıflandırdı. Ana bileşen GO tayf türünde bir anakol yıldızıdır. Bu ışık eğrisinde tam occultation olan ikinci minimumda ışığın sabit olduğu bir aralık, çok açık farkedilmektedir. Smith (1963)'in elde ettiği tayflardan, az sayıdaki hidrojen çizgisine göre $v = -42$ km/sn ve $K_1 = 92$ km/sn değerlerini saptadı. Mahdy ve ark. (1985), sistemin iki renk fotoelektrik gözlemini yaptılar. Sistemin Binnendijk (1963) tarafından elde edilen tam ışık eğrisini Lucy (1967) modeli ile çözen Mochnecki ve Doughty (1972) q kütle oranının çok küçük olduğunu belirlediler ($q=0.145$). Bundan başka Jabbar ve ark. (1986)'da frequency-domainde Fourier analizi ile, Maceroni ve ark. (1985) Wilson-Devinney (1971) yöntemi ile, Lafta ve Grainger (1986) Kopal yöntemini optimisation tekniği ile karşılaştırmalı olarak ve en son Al-Naimiy ve ark. (1989) frequency-domainde Fourier analizini kullanarak sistemin geometrik ve fiziksel öğelerini elde etmişlerdir. Bulunan sonuçlar Çizelge-3'de verilmiştir.

Bu üç çift yıldız sistemi 1988-1990 gözlem sezonu içinde, A.O.Fen Fakültesi Ahlatlıbel Gözlemevinde 30 cm'lik Maksotov teleskobuna bağlı EMI 9789QB fotokatlandırıcı tübü kullanılarak gözlenmiştir. V346 Aql'nin 1988'de 4 gece, 1989'da 10 gece (toplam 334 nokta), KR Cyg'nin 1988'de 1 gece, 1989'da 5 gece (toplam 164 nokta) ve FG Hya'nin 1989'da 8 gece, 1990'da 4 gece (toplam 231 nokta) yapılan gözlemleri ile

Johnson'un standart sistemine yakın U, B, V bandlarında fotoelektrik ışık eğrileri elde edilmiştir. Bunlar Şekil-1,2 ve 3 de verilmiştir.

Çizelge-3 FG Hya'nın Fotometrik Çözümleri

	M&D 1972	Hamme 1982	Mac.ark. 1985	Jab.ark. 1986	Naim.ark. 1989
Tayf türü	GOV	F3	---	GO	GO
Yöntem	Lucy	---	WD	Kopal	Kopal
i (v)	88°.0	---	85°.2	78°.1	---
(b)	---	---	---	73°.1	---
q	0.145	0.15	0.142	0.08	0.145
k (v)	---	---	0.417	0.30	0.30
(b)	---	---	---	0.29	---
r ₁ (v)	---	0.57	0.59	0.53	0.53
(b)	---	---	---	0.55	---
r ₂ (v)	---	0.26	0.25	0.16	0.16
(b)	---	---	---	0.16	---
T ₁	5900	---	5900	6030	5720
T ₂	---	---	5816	---	5680
f	0.50	0.55	0.78	---	---

	L&G 1986	
Yöntem	Optim.	Kopal
i	82°.7	86°.5
q	0.19	---
k	0.45	0.57
r ₁	0.53	0.49
r ₂	0.24	0.30

V346 AQL'NİN DÖNEM DEĞİŞİMİ

V346 Aql'nın dönem değişimini incelemek için gözlenen tüm minimum zamanları (31 tane görsel,

44 tane fotoğrafik ve 5 tane fotoelektrik) toplanmıştır. Bunlar 1950-1990 yılları arasındaki 12964 yörünge çevrimini içermektedir. Minimum zamanlarının tahmini C değerleri;

$$\text{Min 1 Hel JD} = 24\,37499.571 + 1.1066367 E$$

Işık elemanları (C&W, 1963) yardımıyla bulunmuştur. Şekil-4' den görüldüğü gibi O-C grafiği zamana göre azalan bir eğri vermektedir. Buradan yeni bulunan ışık elemanları;

$$\text{Min I HeI JD} = 24\,37499.5716 + 1.1063628131 E$$

olmuştur. Bu yeni elemanlara göre oluşturulan O-C grafiğinden (Şekil-5), dönemli bir değişimin varlığından söz edilebilir. Bu değişimin genliği 0.01 gün ve dönemi 5800 gün (≈ 16 yıl) olarak tahmin edilmektedir.

KR CYG'DE DÖNEM DEĞİŞİMİ

Bu sistem için bulunan 43 tane gözlenmiş minimum zamanına (1929-1989 arası 26045 yörünge çevriminde 9 görsel, 18 fotoğrafik, 16 fotoelektrik) karşılık - Vetesnik (1965)'de verilen;

$$\text{Min 1 He1 JD} = 24\,29106.3901 + 0.8451538\,E$$

Işık elemanları kullanılarak, hesaplanmış minimum zamanları elde edildi. Böylece minimum zamanları için 0-C değerleri oluşturuldu ve bu değerler Şekil-6'da gösterildi. Şekilde 1964 yılından sonra dönemde bir azalma olduğu görülmektedir. Eğrinin 1964'den sonraki kısmı için yeni ışık elemanları;

$$\text{Min 1 He1 JD} = 24\,29106.4145 \pm 35 + 0.8451515 \text{ E} \pm 21$$

olarak hesaplandı. İlgili dönem azalmasının, sistemde Roche lobunu doldurduğu tahmin edilen büyük kütleli bileşenden ikinci bileşene kütle aktarımından kaynaklandığı sanılmaktadır. Sisteme ilişkin dönem değişimi ve ilgili kütle aktarımı hakkında daha güvenilir bilgi için minimum zamanlarının daha uzun süre düzenli gözlenmesi gerekmektedir.

FG HYA'NIN DÖNEM VE IŞIK DEĞİŞİMİ

FG Hya için 1944-1990 yılları arasında 18 tane I. minimum 10 tane de II. minimum olmak üzere 1'i gorsel 27'si fotoelektrik minimum zamanları literatürden toplanmıştır. Bunlara karşılık,

$$\text{Min I Hel JD} = 24\ 36968.7067 + 0.32783433\ E$$

(Smith, 1963) ışık elemanları yardımıyla minimum zamanları hesaplandı ve O-C grafiği Şekil-7'de gösterildi. Bu şekilde noktalar, fotoelektrik gözlemlerden bulunduğu halde, rastgele saçılmış gibi görülmektedir.

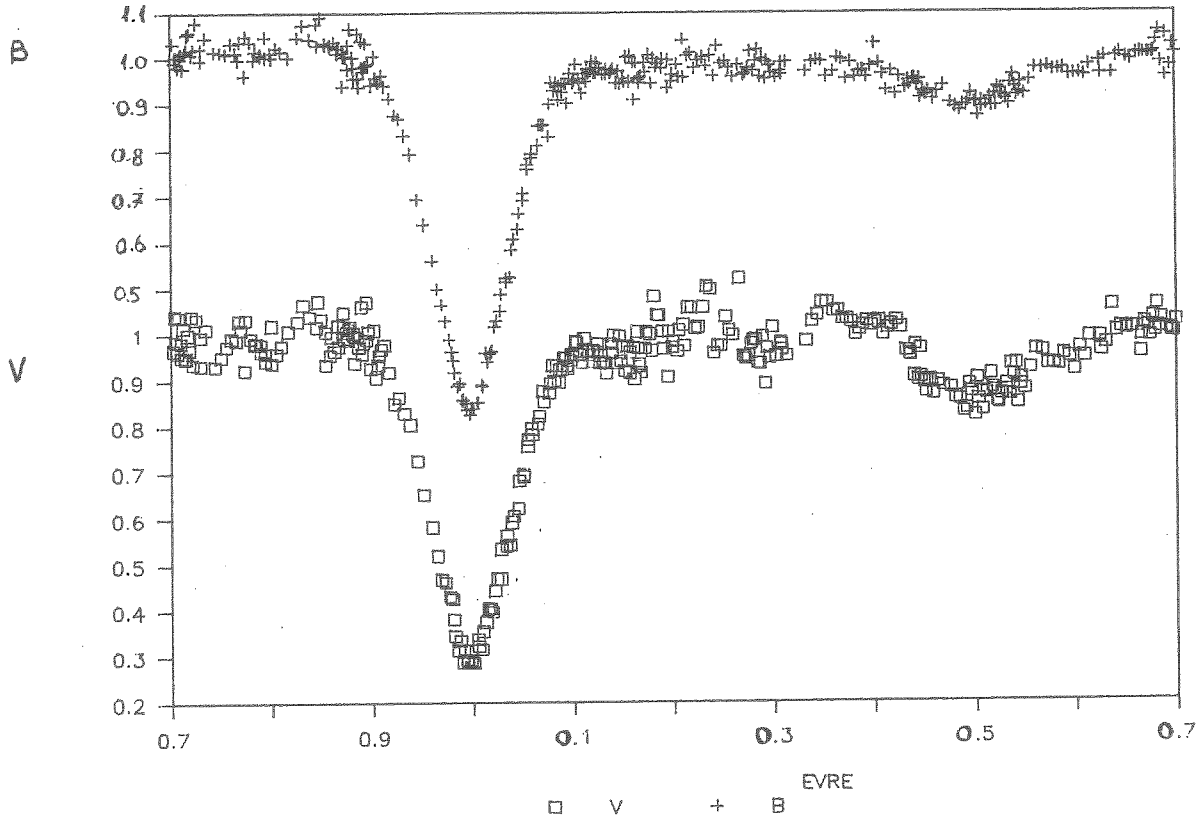
FG Hya soğuk bileşenlere sahip aktif bir sistem olduğu için ışık eğrileri zamanla değişim göstermektedir. Bu sistemde ışık değişimlerinin dönem değişimine yansiyıp yansımadığını anlamak için FG Hya'nın tüm ışık eğrilerini toplayıp, her eğri için ortalama minimum ve maksimum seviyelerini belirledikten sonra

$$\begin{aligned}\Delta_{\min} &= \text{mag}(\min, I) - \text{mag}(\min, II) \\ \Delta_{\max} &= \text{mag}(\max, I) - \text{mag}(\max, II) \\ D_{1,2} &= \text{mag}(\min, I, II) - \text{mag}(\max, I, II)\end{aligned}$$

büyüklikleri oluşturuldu. Bu değerler, B ve V renklerinde ayrı ayrı Şekil-8 ve 9'da zamana karşı noktalanmıştır (şekilde $\Delta_{\min}$, $\Delta_{\max}$, D_1 ve D_2 sırasıyla DN, DX, D1 ve D2 sembolleri ile gösterilmiştir). Magnetik etkinlik belirteci sayılan bu dört büyüklüğün zamanla değişimi, genelde iki ayrı renk için uyum içindedir.

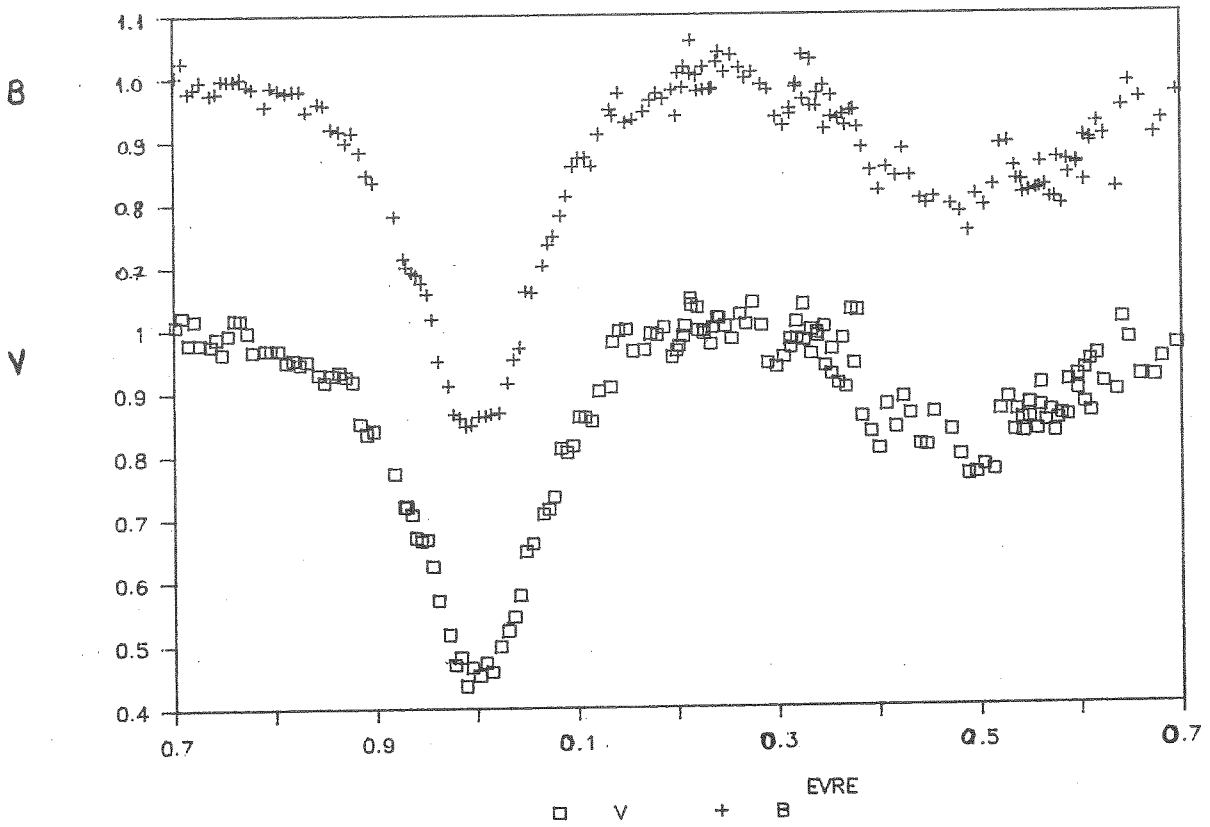
Minimum derinliği D_1 'in daha çok minimum seviyeleri arasındaki farkla (Δ_{min}) belirtildiği, değişim eğrilerinin benzerliğinden anlaşılmaktadır. O'Connell etkisinin, bu sistemde küçük olduğu ve özellikle V gözlemlerinde Δ_{min} değişimini etkilediği görölmektedir. D_1 ve D_2 derinlikleri B'de beraber artıp eksilirken V renginde böyle bir korelasyon görölememektedir. Ayrıca bu dört büyüklüğün değişiminde bir dönemlilik de görölememiştir. Asıl önemlisi bu değişimler magnetik etkinlik sonucu oluşuyorsa magnetik çevrimin dönem değişimine yansması ve değişimlerin korelasyon içinde olması beklenir. Ancak eldeki verilere göre söz konusu değişimler arasında bir korelasyon bulunamamıştır. Ayrıca ne dört magnetik etkinlik belirteci değişiminde ne de dönem değişiminde bir dönemlilik görölememektedir. Dönem değişiminin magnetik etkinlik sonucu oluşup oluşmadığını anlamak için sistemin daha uzun yıllar düzenli gözlenmesi gerekmektedir.

V346 AQL ISIK EGRISI



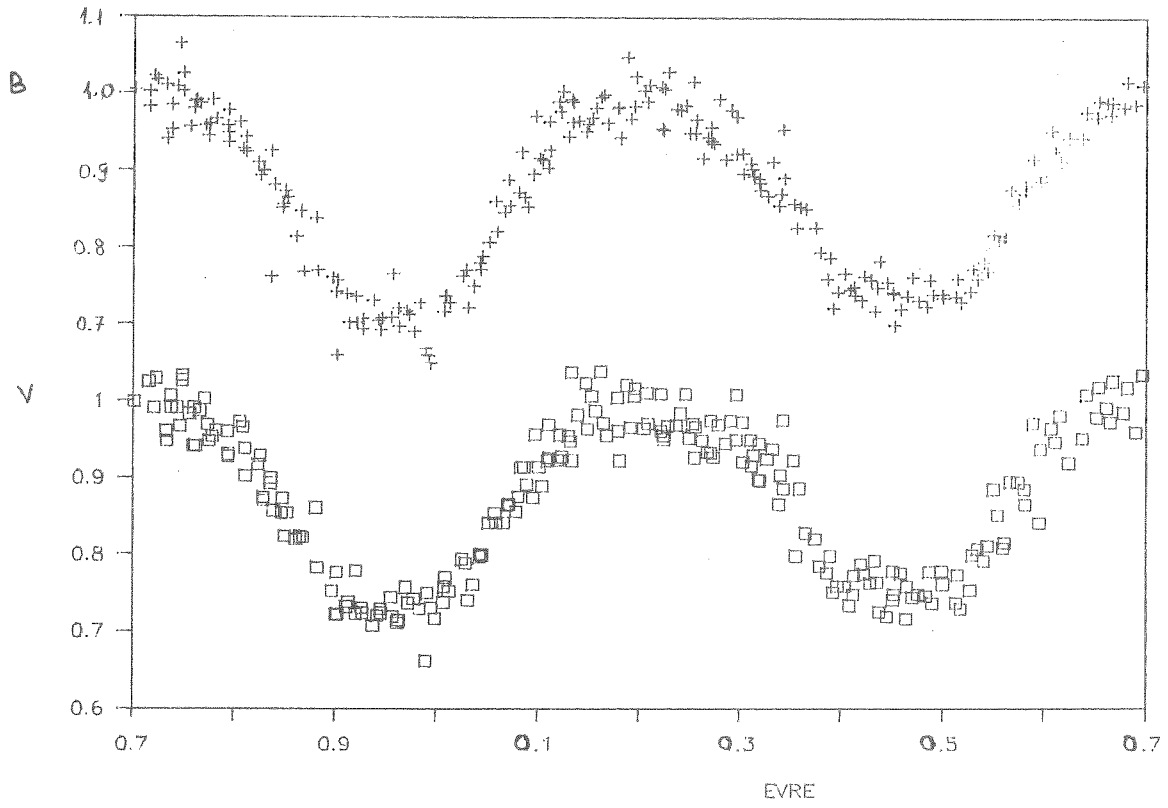
Şekil-1

KR CYG ISIK EGRISI



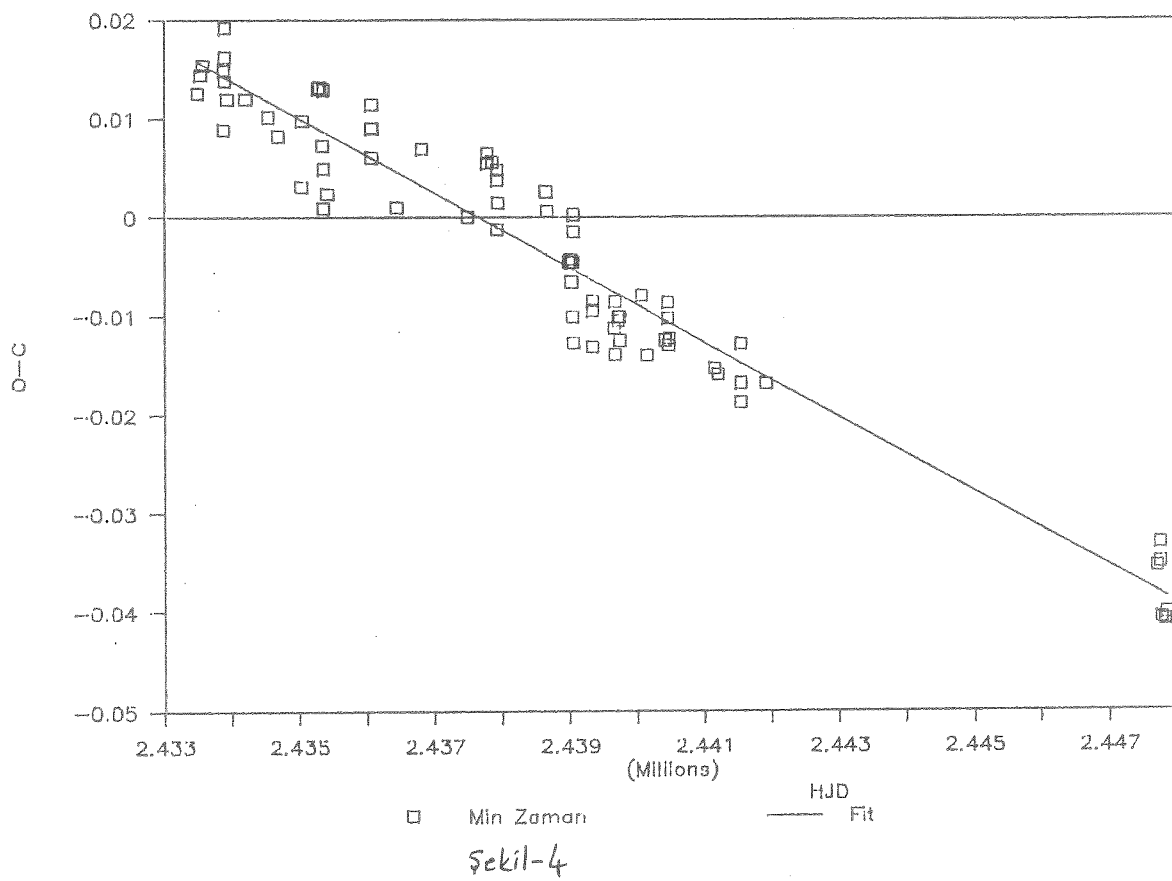
Şekil-2

FG HYA ISIK EGRISI

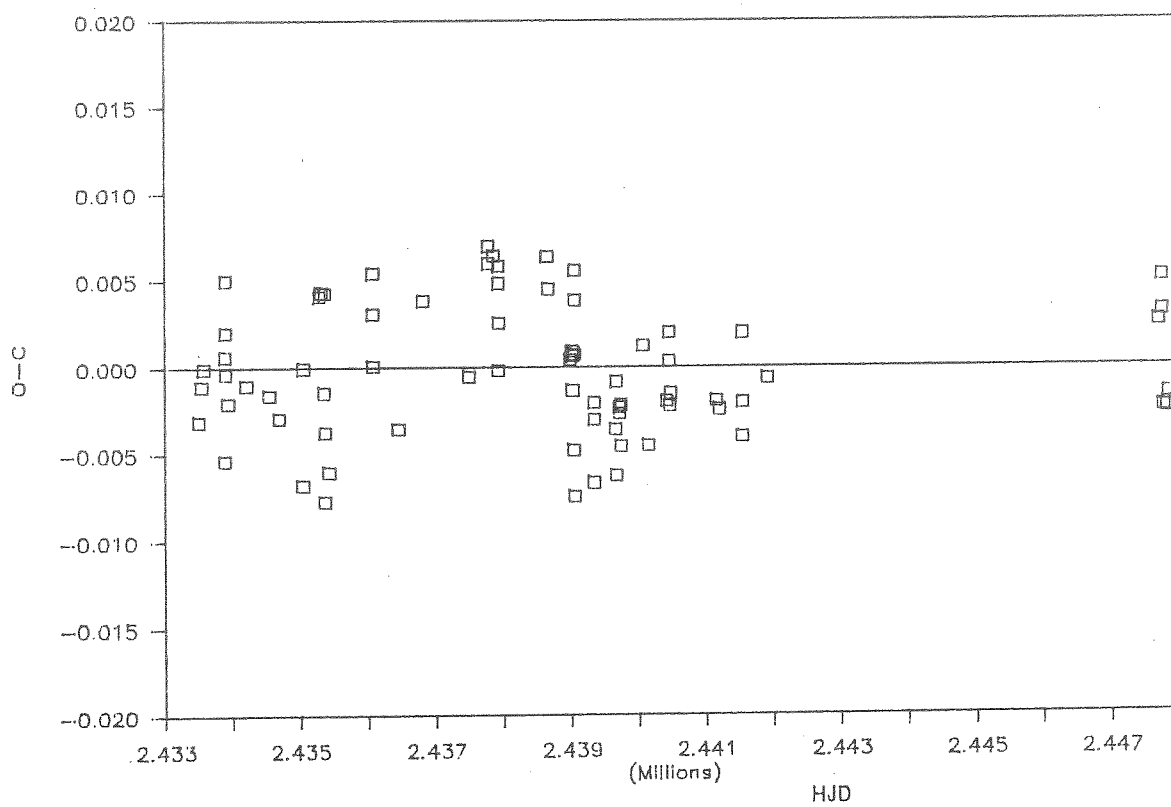


Şekil-3

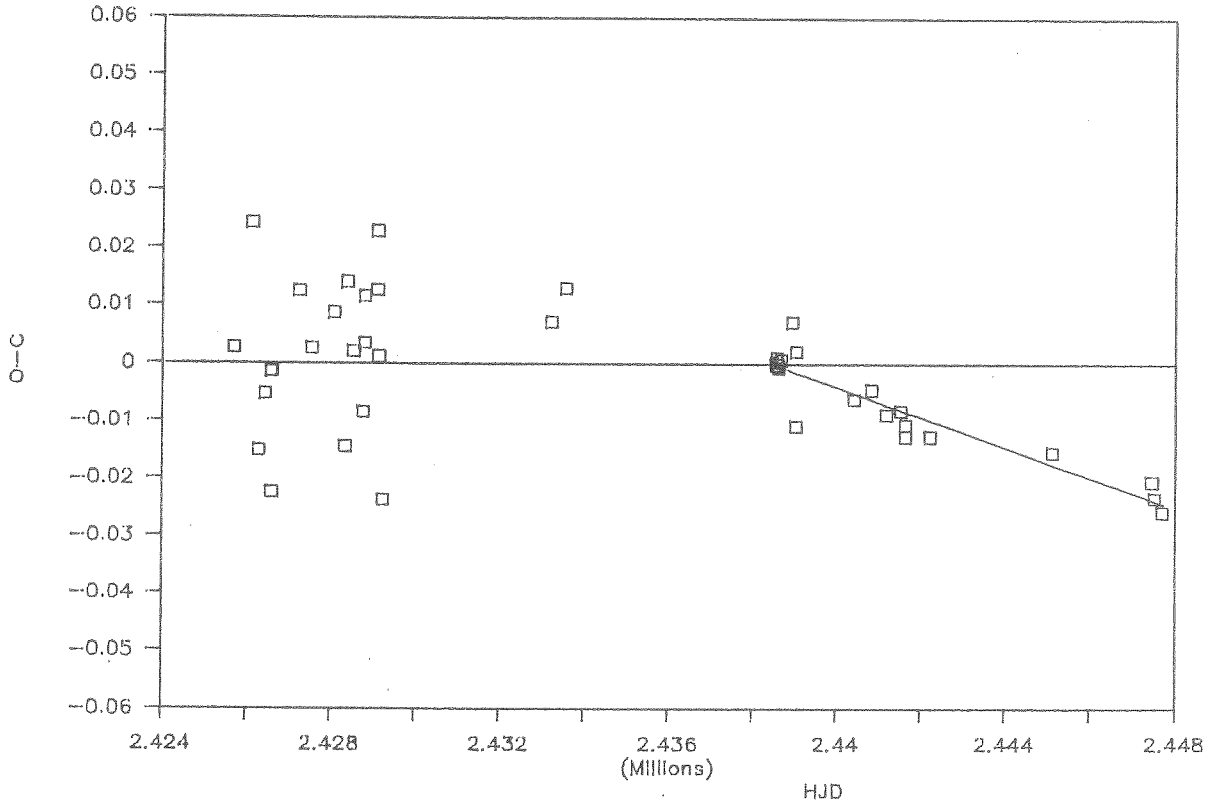
V346 AQL



V346 AQL

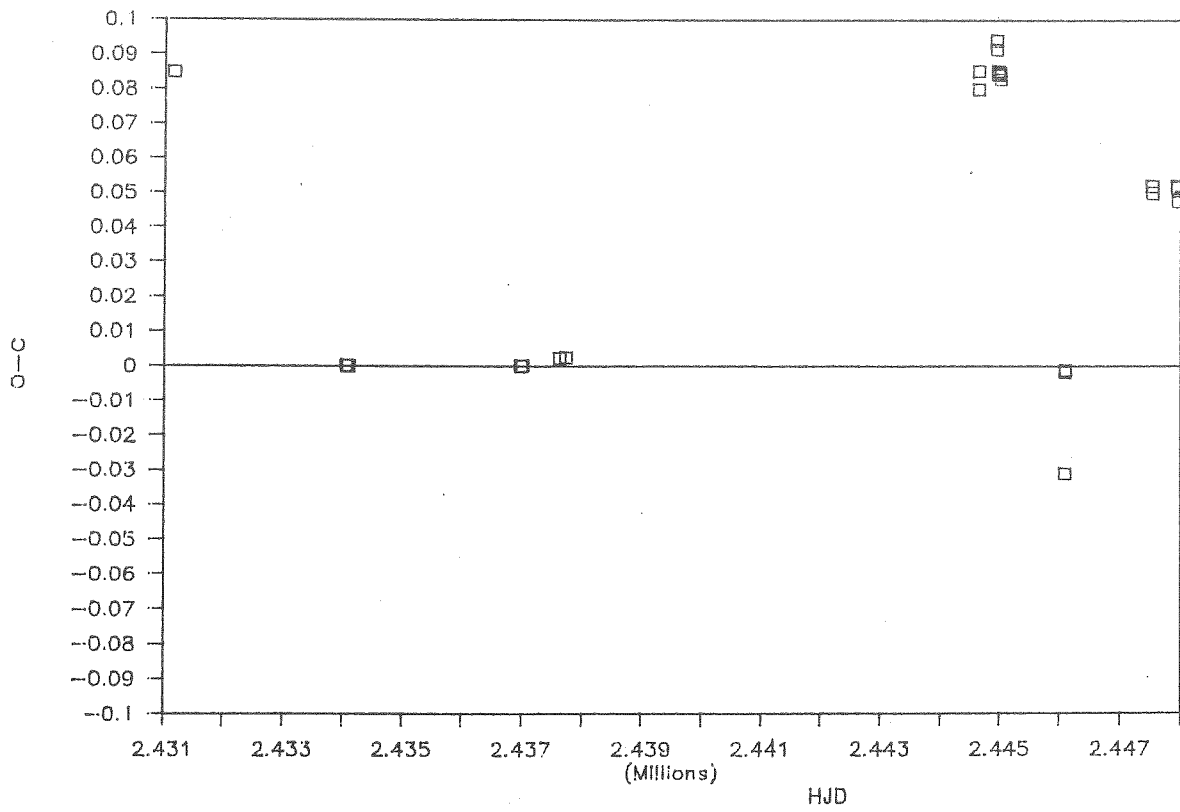


KR CYG



Şekil-6

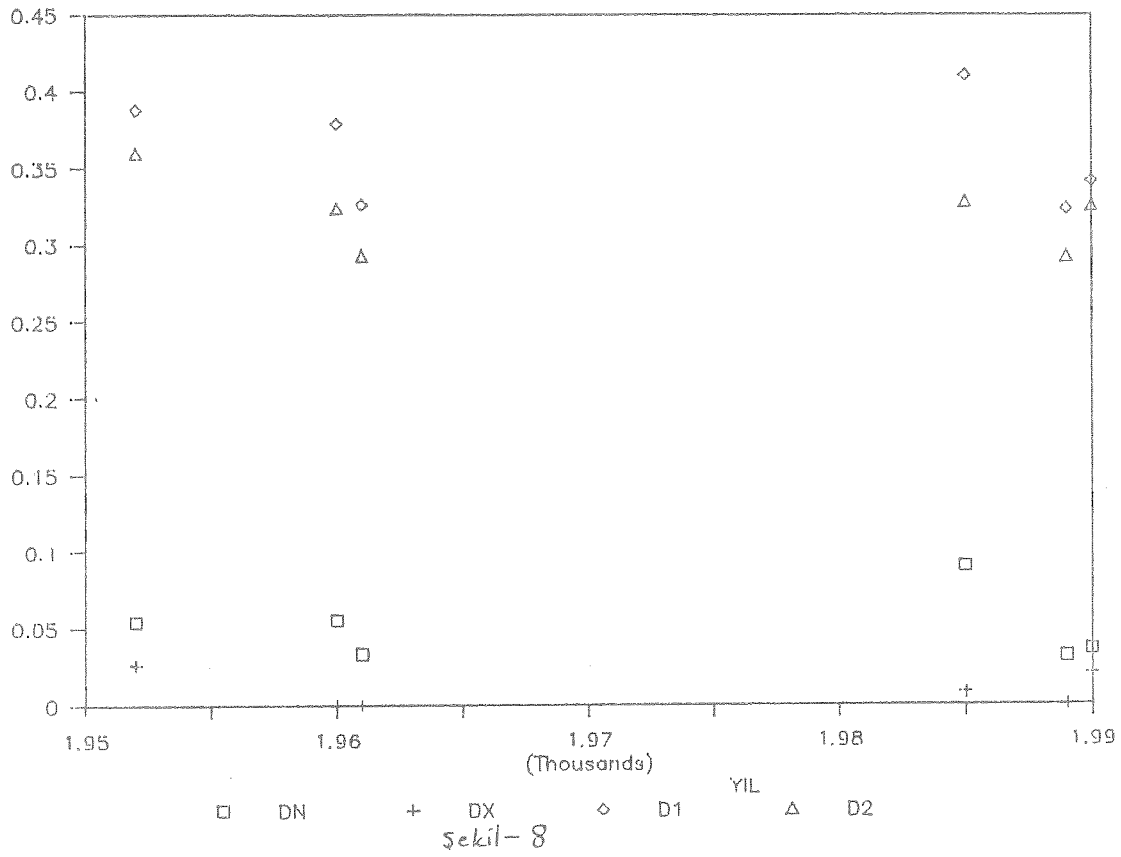
FG HYA



Şekil-7

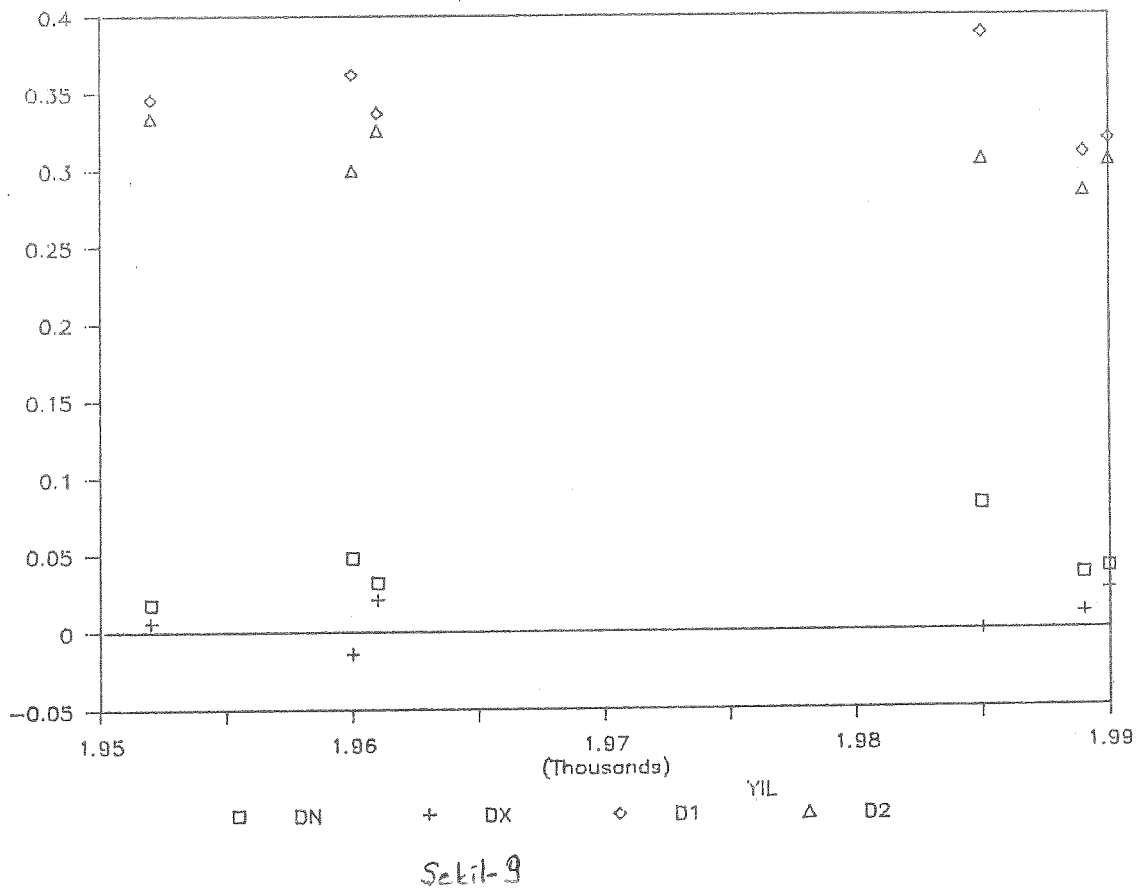
FG HYA B RENGİ

ISIK EGRISI DEGISIMI



FG HYA V RENGİ

ISIK EGRISI DEGISIMI



REFERANSLAR:

- Al-Naimiy, H.M.K., Al-Mahdi, H.A., Al-Sikab, A.O.,
Mutter, A.A., 1985. *Astroph. and Space Sci.*,
117, 351
- Al-Naimiy, H.M.K., Jabbar, S.R., Fleyeh, H.A., Al-
Razzaz, J.M., 1989. *Astroph. and Space Sci.*,
153, 143
- Binnendijk, L., 1963. *Astron. J.*, 68, 30
- Cesevic, V.P., 1954. *Odessa Izv.*, 4, 263
- Cristaldi, S., Walter, K., 1963. *Astron. Nachr.*,
287, 207
- Gaposchkin, S., 1953. *H.A.*, 113, 104
- Giuricin, G., Mardirossian, F., 1981. *Astron.*
Astroph. Suppl. Ser., 45, 85
- Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M., 1983.
Astroph. Suppl. Ser., 52, 35
- Hoffmeister, C., 1934. *Astron. Nachr.*, 253, 199
- Horak, T., 1966a. *BAC*, 17, 272
- Horak, T., 1966b. *BAC*, 16, 195
- Jabbar, S.R., Fleyeh, H.A., Al-Razzaz, J.M., 1986.
Astroph. and Space Sci., 123, 325
- Lafta, S.J., Grainger, J.F., 1986. *Astroph. and*
Space Sci., 127, 153
- Lassovszky, K., 1936. *Astron. Nachr.*, 258, 94
- Lucy, L.B., 1967. *Z. Astrophys.*, 65, 89
- Maceroni, G., Milano, L., Rusco, G., 1985.
Mon. Not. R. Astr. Soc., 217, 843
- Mahdy, H., Hamdy, M., Soliman, N., 1985.
Inf. Bull. Var. Stars No: 2811
- Mochnocki, S.W., Doughty, N.A., 1972.
Mon. Not. R. Astr. Soc., 156, 243
- Nekrasova, C., 1945. *Pulk. Bull.*, 134, 27
- Rucinsky, S.M., Kaluzny, J., 1981. *Acta*
Astronomica, 31, 409
- Russell, H.N., Merrill, J.E., 1952. *Contrib.*
Princeton Univ. Obs., No: 26
- Schneller, H., 1931. *Astron. Nachr.*, 242, 180,
243, 337, 245, 43
- Smith, H.J., 1955. *Astron. J.*, 60, 179
- Smith, H.J., 1963. *Astron. J.*, 68, 39
- Tsesevic, V.P., 1949. *Peremennye Zvezdy.*, 7, 8
- Veteshnik, M., 1965. *BAC*, 16, 326

- Wachmann, A.A., 1984. Astr. Abh. Erg. AN., 11 NO:5
 Wilson, R.E., Devinney, E.J., 1971. Astrophys. J.,
 166, 606
 Wilson, R.E., Rafert, J.B., 1980. Astron. Astroph.
 Suppl. Ser., 42, 195
 Wood, D.B., 1972. A Computer Program For Modeling
 Non-Spherical Eclipsing Binary Systems,
 Goddard Space Flight Center, Greenbelt,
 Maryland, USA

S.EVREN: 348 Aql ve FG Hya eğrisini tekrar gösterebilirmisiniz. Oradaki sinüs eğrisi bana zorla yapılmış gibi geliyor. Bilmiyorum ama siz o kırmızı noktaları oraya çizmeseydiniz ben oradan sinüs eğrisinin geçebileceğini düşünemezdim. Bir doğru üzerinde saçılmalar görülüyor. Oradaki noktaların ağırlıklarını ne kadar verdiniz bilmiyorum ama herbiri aynı ağırlıktaysa oradaki noktalardan sinüs eğrisinin geçeceğini sanmıyorum. Bence daha fazla gözleme ihtiyaç var.

Z.MUYESSEROĞLU: Evet, biz de sinüs eğrisini emin bir şekilde geçirmedik.

S.EVREN: El ile mi çizdiniz yoksa hesaplayarak mı çıkardınız?

Z.MUYESSEROĞLU: El ile çizdik.

F.EKMEKÇİ: Minimum derinlikler ile manyetik etkinliği nasıl bağladınız?

O.DEMİRCAN: Yakın çift yıldızların fotometrik gözlemlerinde O'Connor etkisi dediğimiz bir etki var. Bu etki, maksimum seviyelerin farklı olması. Bunun birkaç nedeninden bir tanesi olarak manyetik etkinlik ileri sürülüyor. Manyetik etkinlik nedeniyle maksimumlardan biri daha yüksek, biri daha düşük seviyede oluyor ve bu zamanla dönemli olarak yer değiştirebiliyor. Manyetik etkinliğin çevrimine bağlı olarak. Eğer gerçekten durum buysa, bu bir şekilde döneme yansıyor, dönem küçük genlikle salınımlar yapabiliyor. Onun detayını yarınki konuşmamda anlatacağım.

S.EVREN: 348 Aql ve FG Hya eğrisini tekrar gösterebilirmisiniz. Oradaki sinüs eğrisi bana zorla yapılmış gibi geliyor. Bilmiyorum ama siz o kırmızı noktaları oraya çizmeseydiniz ben oradan sinüs eğrisinin geçebileceğini düşünemezdim. Bir doğru üzerinde saçılmalar görülüyor. Oradaki noktaların ağırlıklarını ne kadar verdiniz bilmiyorum ama herbiri aynı ağırlıktaysa oradaki noktalardan sinüs eğrisinin geçeceğini sanmıyorum. Bence daha fazla gözleme ihtiyaç var.

Z.MUYESSEROĞLU: Evet, biz de sinüs eğrisini emin bir şekilde geçirmedi.

S.EVREN: El ile mi çizdiniz yoksa hesaplayarak mı çıkardınız?

Z.MUYESSEROĞLU: El ile çizdik.

F.EKMEKÇİ: Minimum derinlikler ile manyetik etkinliği nasıl bağladınız?

O.DEMİRCAN: Yakın çift yıldızların fotometrik gözlemlerinde O'Connor etkisi dediğimiz bir etki var. Bu etki, maksimum seviyelerin farklı olması. Bunun birkaç nedeninden bir tanesi olarak manyetik etkinlik ileri sürülüyor. Manyetik etkinlik nedeniyle maksimumlardan biri daha yüksek, biri daha düşük seviyede oluyor ve bu zamanla dönemli olarak yer değiştirebiliyor. Manyetik etkinliğin çevrimine bağlı olarak. Eğer gerçekten durum buysa, bu bir şekilde döneme yansıyor, dönem küçük genlikle salınımlar yapabiliyor. Onun detayını yarınki konuşmamda anlatacağım.

Galaksinin Çeşitli Parametrelerle İncelenmesi

Salih Karaali

İ.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Özet: Yaklaşık 25 yıl önce Eggen, Lynden-Bell, ve Sandage (ELS, 1962) kinematik olarak seçtikleri bir yıldız örneğinden, UV artıkları çok (metal bollukları az) olan yıldızların, dışmerkezlikleri büyük olan elips yörüngeler üzerinde dolandıkları, UV artıkları az olanların ise hemen hemen çember yörüngeler üzerinde dolandıklarına tespit etmişler ve buradan Galaksinin oluşumu ile ilgili şu sonuca varmışlardır: Galaksi, büyük bir gaz bulutunun içe doğru çökmesinden oluşmuş ve çöktükçe iç taraf metal bakımından zenginleşmiştir; bu oluşum 10^8 yılın birkaç katı kadar bir zamanda tamamlanmıştır.

ELS nin görüşü birçok astronom tarafından tenkite uğramıştır. Örneğin Searle ve Zinn 'in (SZ, 1978), galaksi merkezinden 10 kpc. ten daha uzak küresel küme yıldızları üzerinde yaptıkları araştırma, bu yıldızların metal bolluğu gradiyenti göstermediklerini bulmuşlardır. SZ ye göre, Galaksinin dış bölgesindeki gaz bulutları kendi yıldızlarını ve kimyasal bolluklarını oluşturmuşlar, sonra daha içteki bölgelerle birlikte çökerek dinamik dengeyi sağlamışlardır.

1980 li yıllarda Gilmore, Reid, ve Wyse (GRW), Galaksimizin Disk (İnce Disk) ve Halodan başka üçüncü bir bileşeni olduğunu bulmakla (Gilmore ve Reid, 1983; Gilmore, 1984; Gilmore ve Wyse, 1985; Wyse ve Gilmore, 1986; ve Gilmore et al., 1989) ELS nin Galaksi modelinin kabul edilmemesi için daha çok delil elde edilmiş oldu. "Kalın Disk" olarak adlandırılan bu bileşen kinematik, spektroskopik, ve güneş civarındaki yoğunluk bakımından İnce Disk ile Halo arasında bulunur: galaksi düzlemine dik doğrultudaki hız bileşeni dispersiyonu 45 km. s^{-1} , metal bolluğu $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.6$, güneş civarındaki yoğunluğu, ince disk yoğunluğunun 0.02 si ve yükseklik ölçeği

1-1.5 kpc. tir.

Norris (1987), Bidelman-Macconnel'in (BM) metal bakımından fakir yıldızlardan oluşan ve spektroskopik olarak seçilen bir örneği üzerinde yaptığı araştırmada, kinematik verilere dayanan ELS çalışmasında seçim etkisi olduğunu tespit etmiştir.

Yıldızların kinematiği ile metal bolluğu arasında bir korelasyonun bulunmaması ve haloda metal bakımından zengin A spektral tipinde yıldızların gözlenmesi, İkel Galaksimizin dış bölgesinde bulunan gaz bulutlarının ayrı ayrı büzülerek kendi yıldız sistemlerini oluşturdukları veya bazı uyduların İkel Galaksimize çarparak dinamiğini ve kimyasal yapısını etkiledikleri şeklindeki görüşlerin önemini artırıyor.

Metal' bakımından en fakir küresel kümelerin arasında yaş farkı bulunması ve aynı durumun Disk kümelerinde de gözlenmesi Galaksimizin yaşının tayinini zorlaştırmaktadır.

Giriş. Galaksimiz farklı parametreler kullanılarak çeşitli yöntemlerle incelenmektedir. Elde edilen bilgiler ne oranda artıyorsa Galaksimizin yapısının da o oranda karışık olduğunu anlıyoruz. Sağlıklı bir bilgiye sahip olmamız için, çeşitli parametrelerle elde edilen sonuçları karşılaştırmamız gerekir. Bu sebepten, ben burada, İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü ile Basel Üniversitesi Astronomi Enstitüsü arasındaki işbirliği çerçevesinde yürütülen ve Galaksimizin fotometrik yöntemle incelenmesine dayanan çalışmaları yaparken, başka yöntemlerle elde edilen ve göz önünde bulundurmamız gereken bazı sonuçları anlatacağım.

Galaksinin Oluşumu İle İlgili Çeşitli Galaksi Modelleri.

Bugün en çok tartışılan Galaksi modeli, 1962 yılında Eggen, Lynden-Bell, ve Sandage (ELS) tarafından ortaya atılan modeldir. Bu model, kinematik olarak seçilmiş yıldız örneklerine dayandırılmış olup $\delta(U-B)$ morötesi artışı çok olan, yani $[Fe/H]$

metal bolluğu az olan yıldızların basık elips yörüngeler üzerinde, $\delta(U-B)$ değeri az olan yani $[Fe/H]$ değeri çok olan yıldızların ise çember yörüngeler üzerinde dolandığı tespit edilmiş ve buradan $[Fe/H]$ metal bolluğu ile yörüngelerin e dış merkezliği arasında bir bağıntının var olduğunu ileri sürmüştür. Bu bilgilerin ışığında ELS, Galaksimizin bir tek ilkel galaksi bulutunun hızlı bir şekilde büzülmesi sonucunda oluştuğu, büzülükçe de dıştan içe doğru metal bakımından zenginleştiği sonucuna varmıştır.

Birçok astronom, ELS modeline tepki göstermiştir. Örneğin Larson (1969), ilkel galaksinin birçok gaz kümesinden oluştuğunu ve o zamanki türbülant hızının çok yüksek olduğunu ileri sürerek bu modele itiraz etmiştir. Field (1975), bir gaz bulutunun büzülme zamanının, gazın yoğunluğu ile orantılı olduğunu, yani $t_{\text{büzülme}} \propto (G \rho)^{-1/2}$ olduğunu, ve ilkel galaksinin her tarafındaki yoğunluğunun aynı olmaması sebebi ile farklı bölgelerin farklı zamanlarda büzüldüğünü ifade etmiştir. Diğer taraftan Toomre (1977) ye göre, Galaksimiz gibi büyük galaksiler birçok galaksinin bir araya gelmesinden oluşmuştur. Oort (1970) ve Larson (1972) galaksilerarası gazın, uzun bir zaman aralığında, var olan galaksilerin içine sürekli olarak düştüğünü ve bu gazın çoğunun galaksi diskinde toplandığını ileri sürürük alternatif modeller kurmuşlardır.

Searle ve Zinn (SZ) (1978), haloyu temsil eden küresel kümeler üzerinde yaptıkları araştırmalarında, Galaksi merkezinden itibaren 10 kpc. ten daha büyük uzaklıklarda bulunan küresel kümeler için $d[Fe/H] / dR = -0.004 \pm 0.009$ olduğunu, yani metal bolluğu gradiyenti bulunmadığını tespit etmişlerdir. Bu da, metal bolluğu için, halodan diske doğru yavaş bir geçiş olduğunu ileri süren ELS modeli ile bağdaşmamaktadır.

Bundan başka SZ, küresel kümelerde bir "ikinci parametre" sorunu olduğunu bulmuşlardır. Metal bolluğu $[Fe/H] = -1.5$ olan küresel kümelerin renk-kadir diyagramlarındaki yatay kolla-

rı birbirine benzer iken, Galaksimizin dış bölgelerine ait küresel kümelerin yatay kolları birkaç tiptir. Bu farklılığın bir çok parametreye, bu arada yaşa bağlı olduğu tahmin edilmektedir.

Bu veriler, SZ yi ilkel galaksinin dış bölge - rindeki gaz kümelerinin kendi yıldızlarını ve kimyasal yapıla - rını oluşturduktan sonra içteki bölgeler ile birlikte çökerek dinamik dengeyi oluşturduğu sonucunu çıkarmağa sevketmiştir.

Freeman (1989), galaktik halonun önceden oluşmuş bazı sistemlerin birleşmesi sonucunda meydana geldiği görü - şündedir.

Rodgers ve Paltoglou (1984), retrograt yörünge üzerinde dolanan ve metal bolluğu $-1.7 < [Fe/H] < -1.3$ olan bir tek büyük uydunun Galaksimizin üzerine düştüğünü ve bu uydunun Galaksimizin yapısını çok etkilediğini iddia etmektedir. Galaktik haloda gözlenen, metal bakımından zengin A yıldızlarının kaynağının bu tür bir uydu olması çok olasıdır.

Son zamanlarda, ELS modeli ile bağdaşmayan en güzel çalışmalardan biri Norris (1987) tarafından yapılmıştır. Norris'in, Bidelman-Macconnell (BM) in spektroskopik olarak seçilen, metal bakımından fakir yıldızlardan oluşan örneğinde, metal bakımından fakir olduğu halde dışmerkezliği küçük olan yıldızlar bulunmaktadır (Şek.1). BM örneğinde, yıldızların %20 sinin dışmerkezliğinin 0.4 ten küçük olması, ELS örneğinde bir seçim etkisi olduğunu gösteriyor.

Cetvel 1a da, BM yıldızları ve diğer halo örnekleri verilmiştir; bunların hız dispersiyonlarının aynı olmadığı görülmüyor. Cetvel 1b de ise, belli bir $[Fe/H]$ tan sonra rotasyon hızı, yani $V_{rot.}$, birdenbire düşüyor; bu, rotasyonda bulunmayan bir haloya geçildiğini gösteriyor.

Yukarıda, ELS örneğinin kinematik olarak, BM örneğinin ise spektroskopik olarak seçildiğini belirtmiştik. Bu verilerin aynı popülasyonu temsil edip etmediklerini göstermek için Norris'in yaptığı karşılaştırma Cetvel 2 de verilmiştir; (a) da radyal hızlara, (b) de ise uzay hız bileşenlerine ait veriler bu-

lunuyor. Bu cetvellerde, iki farklı örneğe ait bazı farkların standart hataya oranlarının 2 den büyük olması (istatistik olarak) iki örneğin aynı popülasyonu temsil etmediğini gösteriyor. Bu durum, kinematik örneklerle kinematik olmayan örneklerden elde edeceğimiz sonuçlar için çok duyarlı olmamız gerektiğini anlıyoruz.

Norris (1987), BM örneğinde bulunan 1000 kadar yıldızı , hemen hemen aynı sayıda, 10 gruba ayırmış ve bunların rotasyon hızı ile metal bolluğu arasında bir bağıntının varlığını araştırmıştır. Şek.2 de, V_{rot} nın $[Fe/H]$ a lineer bir bağımlılığı olmadığı görülmüyor. Rotasyonda bulunmayan halo ya geçişi temsil eden $[Fe/H] = -1.4$ ten daha küçük metal bolluğu değerleri ile rotasyon hızı arasında bir bağımlılık varsa, bu bağımlılık azdır.

Sandage ise ELS modelinde ısrarlıdır ve kinematik olarak seçilen yeni örneğinde metal bolluğu ile rotasyon hızları arasında lineer bir bağıntının var olduğunu iddia etmektedir (Sandage ve Fouts, 1987). Şek.3 te Sandage'in elde ettiği yeni şekil verilmiştir; Δ ile temsil edilen değerler, Şek.2 de gösterilen, Norris'e ait değerlerdir. Sandage ve Norris'in verileri arasındaki bu farklılık, V_{rot} tayininde farklı yöntemlerin kullanılmasından kaynaklanıyor.

Kalın Disk Bileşenli Galaksi Modeli

Sandage ve Fouts'un (1987) yeni verilerinin ayrık disk ve halo popülasyonları şeklinde mi yorumlanabileceği, yoksa Galaksi için bir tek birleştirilmiş modelin mi uygun olacağı konusunda bir uyum sağlanmamış iken [Carney, Latham, ve Laird (1989), Norris ve Ryan (1989) ve Norris ve Green (1989)] son zamanlarda, Galaksinin "kalın disk" adı verilen üçüncü bir bileşenin keşfi (Gilmore,1984; Gilmore et al.,1989) bu tartışmaları daha da zorlaştırmıştır.

Kalın disk, gözlemsel verilerin, Galaksinin iki bileşenli Disk-Halo modeli ile uyuşmaması sonucunda ortaya atılmıştır. Kalın diske ait parametreler, ince disk ile halo popülasyo -

nunun parametreleri arasında bulunur. Örneğin, yükseklik ölçeği $H=1-1.5$ kpc., galaksi düzlemine dik doğrultudaki hız bileşeni $\sigma_W = 45$ km./s, metal bolluğu $[Fe/H] = -0.6$ ve rotasyon hızı $V_{rot} = 190$ km./s dir.

Basel programında incelenen yıldız alanlarına ait gözlemsel verilerin uyduğu model, kalın disk bileşenini içeren Galaksi modelidir.

Kalın disk bileşeninin varlığı ile ilgili en yeni çalışmalardan biri, Carney, Latham, ve Laird (1989) in yaptıkları çalışmadır. Şek.4 teki histogram bu çalışmadan alınmış olup mutlak değerce küçük W değerleri için (Şek.4a) yığılmanın $[m/H] \sim 0$ da olduğu, yani yıldızların çoğunun ince disk yıldızı olduğu, $|W|$ büyüdükçe (Şek.4b,c,d) ince disk yıldızları azalırken $[m/H] \sim -0.5$ teki modun kendini belli ettiği, yani kalın disk yıldızlarının hakim olduğu ve mutlak değerce daha büyük W değerleri için, ince ve kalın disk yıldızlarının sayısının önemli derece azaldığı, buna karşılık metal bolluğu $[m/H] = -1.6$ olan sferoid yıldızlarının histograma hakim olduğu görülmüyor.

Rotasyon Hızı Metal Bolluğuna Bağlı Değildir.

Rotasyon hızının metal bolluğuna bağımlılığı ile ilgili en yeni çalışma Gilmore, Wyse, ve Kuijken (1989) tarafından yapılan, derleme türünden, bir çalışmadır. Şek.5a da, farklı çalışmalara ait rotasyon hızı (V_{rot}) ve metal bolluğu ($[Fe/H]$) arasındaki bağıntı verilmiştir. Düz eğri, V_{rot} ile $[Fe/H]$ arasındaki düzleştirilmiş korelasyonu gösteren bir model eğrisidir. Noktalı eğri ise, $[Fe/H] = -1.0$ da bir süreksizliğin varlığını kabul eden benzer bir model eğrisidir. Şek. 5b de, Laird et al. (1988) tarafından incelenen yıldızlar için elde edilen V_{rot} ve $[Fe/H]$ arasındaki bağıntı verilmiştir. Şek.5a ve b nin karşılaştırılması, Şek.5a da gruplara ayrılmış yıldızların kinematiği ile metal bolluğu arasında bir korelasyonun olduğunu söylemenin zor olduğunu gösteriyor.

Her iki şekilde dikkati çeken nokta, $[Fe/H] = -1$ ve -200 km./s $\leq V_{rot} \leq -100$ km./s bölgesinde rölâtif olarak az

yıldızın bulunmasıdır. Norris et al. (1985) kalın disk kinematikğine sahip metal bakımından fakir yıldızların varlığını tespit etmişlerdir. Diğer taraftan Morrison et al. (1989) , spektroskopik olarak seçilen G-K devlerinden disk ve halo kinematikğine sahip olan eşit sayıda yıldızın metal bolluğunun $[Fe/H] = -1$ olduğunu bulmuşlardır.

Yukarıdaki özellikler gözönüne alındığında, Şek.5a nın, ne bir basamak fonksiyonu ve ne de düzleştirilmiş bir bağıntı olmadığı, tersine iki farklı kümenin $[Fe/H] = -1$ de birleşmesinden oluştuğu sonucu çıkıyor.

Yaş Durumu.

ELS modelinde, Galaksimizin oluşum zamanı 10^8 yılın birkaç katı olarak veriliyor. Bugün, bu değerin çok küçük olduğu bilinmektedir. Bununla beraber, Galaksimizin yaşının tayininde çok önemli rol oynayan Galaksi kümelerinin yaşı henüz tam olarak bilinmemektedir.

Oksijenin demire göre bolluğu, yani $[O/Fe]$, dikkate alınarak evrim yolları ile tayin edilen, metal bakımından çok fakir küresel kümelerin yaşı 12-16 Gyr. (1 gyr = 10^9 yıl) arasında olup 4 Gyr. lık bir eşel oluşturmuyorlar. Metal bolluğu, kalın diskin metal bolluğunu temsil eden 47 Tuc küresel kümesi 13-14 Gyr. lık yaşı ile en yaşlı disk kümesinden bile daha yaşlıdır(VandenBerg,1989). Demarque (1989), çok yaşlı disk kümelerinin aralarında yaş farkı bulunduğunu tespit etti; gerçekten M67, NGC2420, NGC188, ve NGC6791 kümelerinin yaşları sırası ile 4,5,6,ve 7 Gyr. dir.

Bundan başka, son yıllarda, bir küresel küme olan Palomar 12 için bulunan yaş, Galaksinin yaş problemini daha da karışık duruma getirmiştir.(Gratton ve Ortoloni, 1988; Stetson et al, 1989). Bu kümenin renk-kadir diyagramındaki anakoldan ayrılış noktası o derece parlak uçtadır ki birçok küresel kümeden %20-30 daha genç olduğu sonucunu çıkar-mamak mümkün değildir.

Yıldızların, evrim yollarından itibaren yaşlarının tayininin çok karışık ve zor olduğu bilinmektedir. Bunun

sebebi, yıldızların iç yapı probleminden kaynaklanmaktadır. Son zamanlarda, beyaz cüceler yardımı ile yaş tayinine gidilmiştir. Beyaz cücelerin iç tarafı dejenere olmuş bir maddeden dış kısmı da ince bir H-He kabuğundan ibaret olup basit bir soğuma mekanizması vardır. Bu sebepten yaş tayini çok daha basit olarak yapılabilir. Beyaz cüceler yardımı ile Galaksinin güneş civarındaki yaşı 9.5 ± 0.6 Gyr. olarak bulunmuştur (Wood, 1989). Haloya ait beyaz cücelerin yaşı tayin edildiği zaman, Galaksimizin yaşı hakkında daha doğru bilgi elde etmiş olacağız.

Kaynaklar.

- Carney, B., Latham, D.W., ve Laird, J.B. 1989, Astron. J. 97, 423.
- Demarque 1989, "Kingston" toplantısı, Kanada (henüz yayınlanmadı).
- Eggen, O.J., Lynden-Bell, D., ve Sandage, A.R. 1962, Astrophys. J. 136, 748.
- Field, G.B. 1975, "Galaxies and the Universe" eds. A. Sandage, M. Sandage, ve J. Kristian, sayfa 359.
- Freeman, K.C. 1989, "Kingston" toplantısı, Kanada (henüz yayınlanmadı).
- Gilmore, G. 1984, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 207, 223.
- Gilmore, G. ve Reid, N. 1983, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 202, 1025.
- Gilmore, G. ve Wyse, R.F.G. 1985, Astron. J. 90, 2015.
- Gilmore, G., Wyse, R.F.G. ve Kuijken, K. 1989, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 27, 555.
- Gratton, R.G. ve Ortoloni, S. 1988, Astron. Astrophys. Suppl. 73, 137.
- Laird, J.B., Carney, B., ve Latham D.W. 1988, Astron. J. 95, 1843.
- Larson, R.B. 1969, Mon. Not. Roy. Astron. Soc. 145, 405.
- Larson, R.B. 1972, Nature, 236, 21.
- Norris, J. 1987, "the Galaxy", eds. G. Gilmore ve R.F. Carwell, sayfa 297.
- Norris, J. ve Green, E.M. 1989, Astrophys. J. 337, 272.
- Norris, J. ve Ryan, S.G. 1989, Astrophys. J. 340, 739.
- Oort, J.H. 1970, Astron. Astrophys. 7, 381.

- Rodgers, A.W. ve Paltoglou, G. 1984, Ap.J. (Letters) 283, L5.
 Sandage, A. ve Fouts, G. 1987, Astron.J. 93, 74.
 Searle, L. ve Zinn, R. 1978 Astrophys. J. 225, 357.
 Stetson, P.B., VandenBerg, D.A., Bolte, M.J., Hesser, J.E. ve
 Smith, G.H. 1990, Astron.J. 97, 1360.
 Toomre, A. 1977, "The Evolution of Galaxies and Stellar Popu-
 lations" eds. B.M. Tinsley ve R.B. Larson, sayfa 401.
 VandenBerg, D.A. 1989, "Kingston" toplantısı, Kanada (henüz
 yayınlanmadı).
 Wood 1989, "Kingston" toplantısı, Kanada (henüz yayın-
 lanmadı).
 Wyse, R.F.G. ve Gilmore, G. 1986, Astron. J. 91, 855.

Cetvel 1

Bidelman-Macconnell Yıldızlarının Kinematiki

(a) Halo Örneklerine Ait Hız Dispersiyonları

Örnek	σ_U	σ_V	σ_W	Kaynak
BM	125 $\pm$ 11	96 $\pm$ 9	88 $\pm$ 7	NBP, $[Fe/H] < -1.2$
Cüceler	178 $\pm$ 22	111 $\pm$ 39	106 $\pm$ 32	Hartwick
Devler	140 $\pm$ 16	108 $\pm$ 23	55 $\pm$ 31	Hartwick
RR Lyrae Yıldızları	145 $\pm$ 19	124 $\pm$ 22	71 $\pm$ 26	Hartwick
Küresel Kü- meler	118	118	118	Hartwick

(b) Bolluğun Bir Fonksiyonu Olarak V_{rot} .

$\langle [Fe/H] \rangle$	V_{rot}
-0.85	115 $\pm$ 33
-1.18	148 $\pm$ 30
-1.63	79 $\pm$ 28
-1.98	-21 $\pm$ 33
-2.35	41 $\pm$ 52

Cetvel 2

[Fe/H] < -1.2 Metal Bolluğundaki Kinematik ve Kinematik Olmayan Örneklerin Karşılaştırılması.

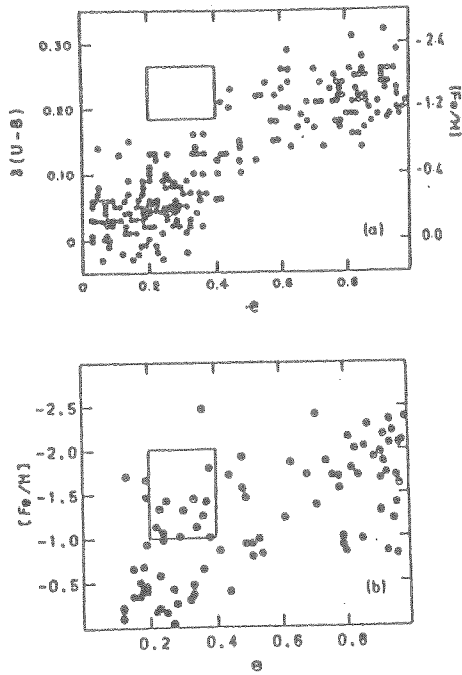
a) Sadece Radyal Hız Verileri İçin

Örnek	V_{rot}	σ_{los}	σ_r	σ_θ	σ_ϕ	n
Kinematik	73 $\pm$ 22	136 $\pm$ 8	174 $\pm$ 16	115 $\pm$ 32	102 $\pm$ 28	145
Kinematik Olmayan	37 $\pm$ 10	111 $\pm$ 3	129 $\pm$ 7	111 $\pm$ 11	97 $\pm$ 7	665
Bütün Uzaklıklar						
D/s.h.	1.5	2.9	2.6	0.1	0.2	
Kinematik	73 $\pm$ 22	136 $\pm$ 8	174 $\pm$ 16	115 $\pm$ 32	102 $\pm$ 28	145
Kinematik Olmayan	50 $\pm$ 23	110 $\pm$ 9	123 $\pm$ 22	130 $\pm$ 20	83 $\pm$ 27	78
d<500 pc						
D/s.h.	0.7	2.2	1.9	0.4	0.5	

b) U,V,W Uzak Hız Bileşenleri İçin

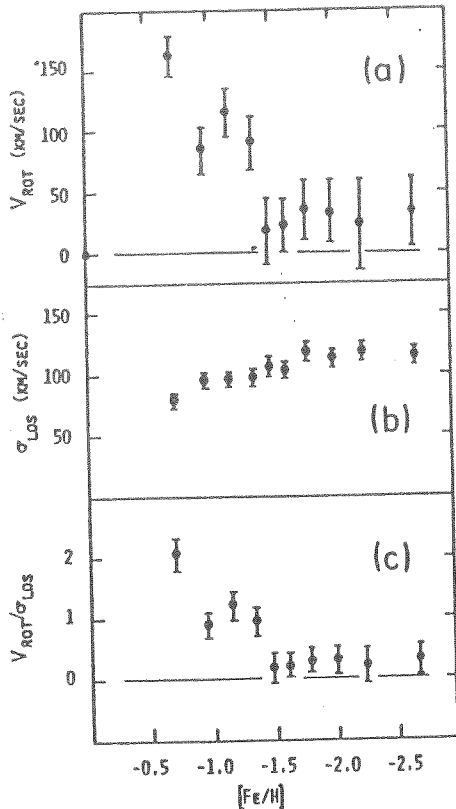
Örnek	σ_U	σ_V	σ_W	n
Kinematik	160 $\pm$ 10	96 $\pm$ 6	99 $\pm$ 6	$\sim$ 120
Kinematik Olmayan	126 $\pm$ 8	112 $\pm$ 7	88 $\pm$ 5	$\sim$ 150
D/s.h.	2.7	1.7	1.4	

Not: D: iki örneğe ait farkı, s.h.: standart hatayı gösteriyor.

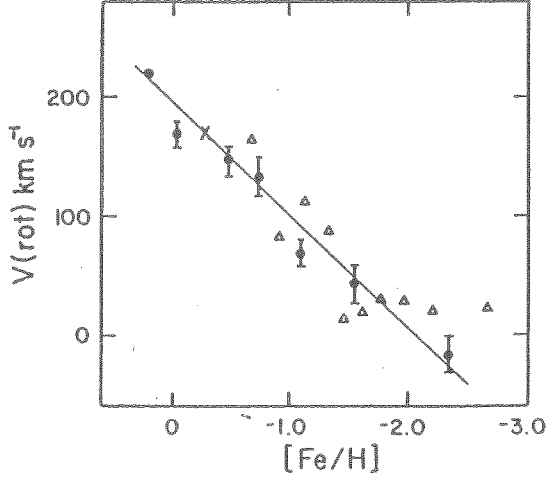


Şek.1a) ELS nin $[(U-B)_{0.6,e}]$ diyagramı. $-2.0 \leq [Fe/H] \leq -1.0$ ile tanımlanan kutu ve sağ taraftaki ordinat Norris tarafından eklenmiştir. Dolu ve boş daireler sırası ile büyük ve küçük hız kataloglarından alınmış yıldızları gösteriyor.

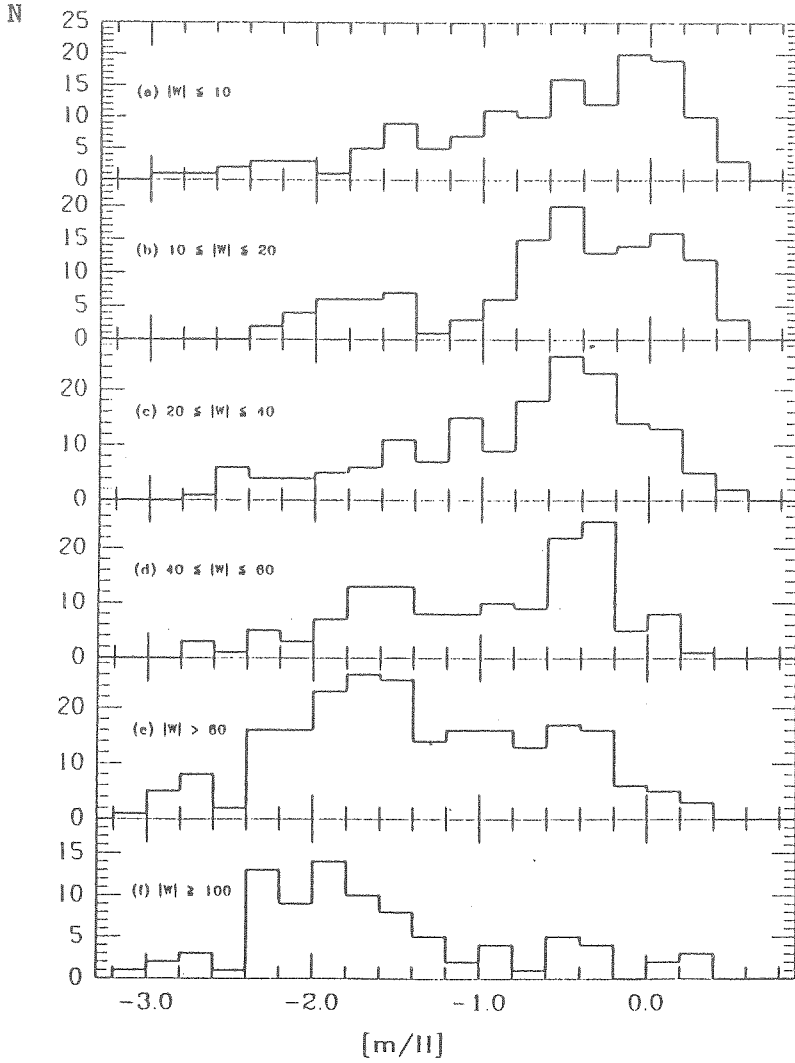
b) BM cüceleri (dolu daireler), ve devler ile kırmızı yatay kol yıldızları (açık daireler). Kutu, (a) dakine karşılık geliyor.



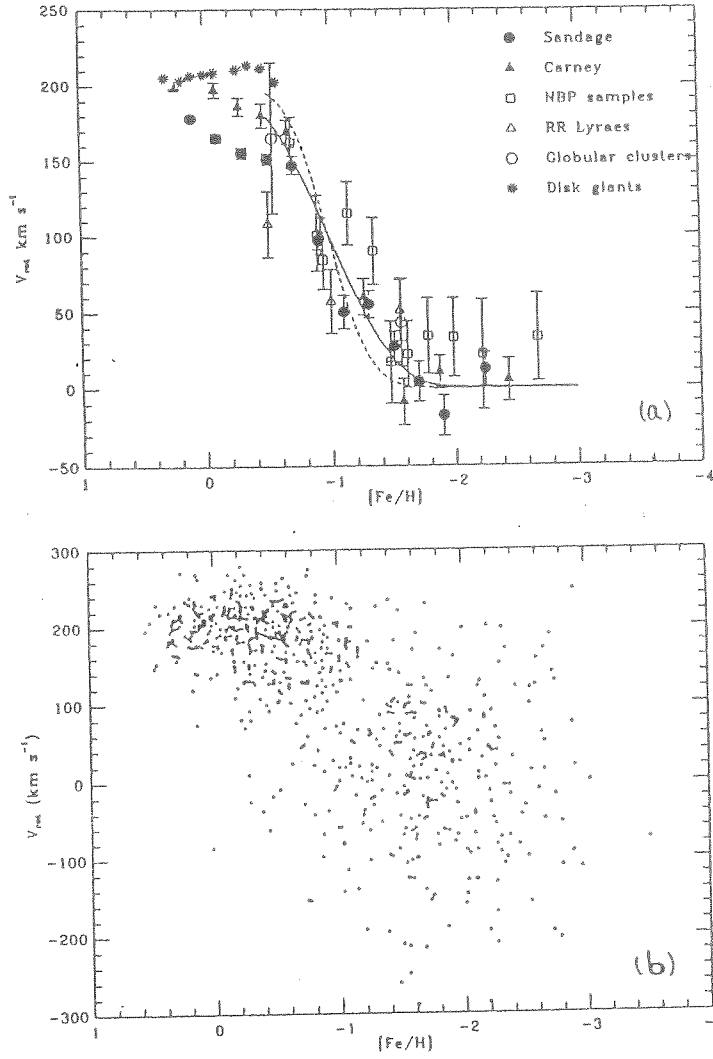
Şek.2) Kinematik olarak seçilmeyen yıldız örneği için kinematik parametrelerle metal bolluğu arasındaki bağlantı. $-2.8 \leq [Fe/H] \leq -1.4$ aralığı için, kinematik bolluğa bağlı değildir. $[Fe/H] = -1.4$ değeri, hızlı dönen bir bileşenle yavaş dönen bir bileşen arasındaki ani geçişi temsil ediyor.



Şek.3) Sandage'nin kinematik olarak tanımlanan, $|W| \geq 60$ km.s^{-1} değerli yıldız örneğinde V_{rot} ile $[\text{Fe}/\text{H}]$ arasındaki bağıntı, X: kalın diski, Δ Norris'e ait yıldız örneğini temsil ediyor.



Şek.4) Carney et al. in metal bolluğu histogramı. $40 \leq |W| \leq 60$ km.s^{-1} değerindeki yıldızların çoğunun $[\text{m}/\text{H}] = -0.6$ metal bolluğunda olduğu görülüyor.



Şek.5a) Çeşitli çalışmalara ait V_{rot} ile $[\text{Fe}/\text{H}]$ arasındaki bağıntı.

b) Laird et al. tarafından incelenen yıldızların V_{rot} ile $[\text{Fe}/\text{H}]$ değerleri arasındaki bağıntı. V_{rot} ile $[\text{Fe}/\text{H}]$ arasında bir korelasyonun olduğunu söylemek çok zordur.

Z.ASLAN: Ben bu en son gösterdiğiniz şekilde metal bolluğu -1 olan bölge üzerinde biraz durmak istiyorum. Yani Eggen ve Sandage'in modelinde yavaş yavaş bir çökme oluyor.

S.KARAALI: Hayır, çökme yavaş değil tam tersine hızlı ama lineer olmuyor.

Z.ASLAN: Ben onu kastettim, yani burada bir süreklilik var. Metal bolluğu -1 olan yerde yıldızların az oluşunu iki ayrı kümenin birbirine girmesi şeklinde yorumladınız; oysa çökmenin hızında bir yavaşlama şeklinde yorumlanabilirdi. Yani bu evrede yıldız oluşumu yok; daha sonra çökme tekrar hızlanıyor ve yeni yıldız oluşumu başlıyor.

S.KARAALI: Sandage de öyle diyor. Ani çöktü, sonra dinlendi, bir duraklama oldu diyor. Ondan sonra ani bir çökme oldu şeklinde yorumluyor. Tabii bütün bunlar, başta da söylediğim gibi galaksinin yapısını incelerken neye dikkat etmemiz gerektiğini gösteriyor. Çünkü sırf RGU veya uç renk fotometresi ile galaksinin incelenmesi mümkün değil. Bu en son model sahibi Gilmore-Wyse'in en son makalesinden alınmış ve bir çok astronomun yorumu bu, kendi şahsi yorumum değil. Metal bolluğu -1 olan yerde hem sferoid hem de kalın disk yıldızı vardır; üstelik eşit sayıda oldukları da tespit edilmiştir. Onun için sanki iki bileşen birbirine girmiş gibi diyor. Yorum bu. Ama tartışılacak tabii.

M101 YILDIZ ALANININ GELİŞTİRİLMİŞ DÖNÜŞÜM FORMÜLLERİ İLE İNCELENMESİ

GÜNGÖR, S. ; KARAALİ, S.

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

1. RGU FOTOMETRİSİ

M101 yıldız alanının incelenmesine geçmeden önce bu çalışmanın daha iyi anlaşılabilmesi için RGU Fotometrisi, Fotoğrafik Steinlin Sistemi ve Fotoğrafik Buser Sistemi hakkında bilgi vermek yararlı olacaktır.

Çalışmalarda kullanılan çeşitli fotometri sistemleri vardır. Bunlardan biri olan RGU Fotometrisi, bir geniş band fotometrisi olup Becker (1938) tarafından galaksinin yapısının incelenmesi amacı ile kurulmuştur. Fotoelektrik UBV Fotometrisinin tersine fotoğrafik olarak tanımlanmıştır. Bundan dolayı plakların ölçülmesinden elde edilen iris okumalarını kadirlerle dönüştüren kararım eğrileri Johnson ve Morgan'ın (1953) UBV fotometri sistemi aracılığı ile çizilebilmektedir. Bu yüzden RGU Fotometrisi, UBV Fotometrisine bağımlıdır. Ancak 1983' te R,G,U kadirlerinin fotoelektrik yöntemle ölçülmesine başlanmış olup deneme safhasındadır. Iris okumalarını kadirlerle dönüştüren kararım eğrilerinin çizimi için standart yıldızların fotoelektrik yolla tayin edilen U,B,V kadirleri R,G,U kadirlerine dönüştürülmektedir.

2. FOTOĞRAFİK STEINLIN SİSTEMİ

U,B,V kadirlerini R,G,U kadirlerine dönüştüren formüller zamanla geliştirilmiştir. 1968'de Steinlin (1968), Arp'ın 1958 de elde ettiği U-B, B-V iki renk diyagramını, Becker'in deneysel olarak bulduğu U-G, G-R iki renk diyagramına görüntüleyecek şekilde, dönüşüm formüllerini bulmuştur. Bu dönüşüm formülleri cetvel 1 de verilmiştir. Steinlin'in dönüşüm formüllerinin kullanılmasında bir noktayı belirtmek gerekir; o da kırmızı yıldızlar için ($B-V > 1^m.0$) bu formüller uygulandıktan sonra G ve R kadirlerine sırası ile $-0^m.22$ ve $-0^m.15$ kadirlik bir düzeltme yapılması gereğidir.

R,G,U kadirleri tayin edilen alan yıldızları, ordinat ekseninde U-G ve apsis ekseninde G-R renk indeksi bulunan bir diyagrama yerleştirilirler ki bu diyagrama "iki-renk diyagramı" denir. Bu diyagram G_1 , G_2 görünen kadir aralıklarına göre çizilir ($G_1 < G_2$). Steinlin sis-

temindeki iki renk diyagramı, Güneş ile incelenen yıldız alanı arasındaki absorpsiyon bulutunun (veya bulutlarının) uzaklığını ve bulutun sebep olduğu absorpsiyon miktarının bulunmasında kullanıldığı gibi yıldızların disk (PopI), halo (PopII) ve geç tipten devler şeklinde popülasyon tiplerine ayrılması ile bunların mutlak kadirlerinin tayininde de kullanılır. Böyle, örnek bir iki renk diyagramı şekil 1 de gösterilmiştir. Disk anakol yıldızları şekilde görülen eğri üzerinde bulunurlar. Halo anakol yıldızları ise, bilindiği gibi metal bakımından fakir yıldızlar olup, disk yıldızlarına göre morötesi (ultraviyole) fazlalığı gösterirler. Bu fazlalık derecesine göre yıldız şekilde gösterildiği gibi disk yıldızlarının yukarısında bulunur. Geç tipten devler ise şekildeki eğrinin sol alt ucunda bulunurlar. Bunların disk anakol yıldızlarından ayırımı "boşluk kriteri" ile yapılır. Ancak G de ki limit kadir daha sönük ve galaktik enlem daha büyük olduğu takdirde bu özellik kaybolmakta, mutlak kadir bakımından sönük anakol yıldızları ile geç tipten devler karışmakta ve hatta eğrinin sağ tarafında bile dev yıldızlar bulunabilmektedir.

Steinlin sisteminde mutlak kadirlerin tayini ise şöyle yapılır: Bir disk anakol yıldızının mutlak kadiri, yıldızın anakol eğrisine en yakın olduğu noktadaki MGD mutlak kadridir; halo anakol yıldızları metal bakımından fakir olup aynı mutlak kadirdeki bir disk anakol yıldızına göre eğrinin yukarısında bulunduğundan, bunların mutlak kadiri, yıldız "blanketing vektörü" boyunca aşağıya, disk anakol yıldızlarının bulunduğu eğriye kadar kaydırılarak bulunur.

Mutlak kadirler bulunduktan sonra yoğunluk fonksiyonları çizilir. Güneşten itibaren belirli uzaklık aralıklarına karşılık gelen hacimler hesaplanır ve bu uzaklık aralıklarındaki yıldız sayısı bu hacimlere bölünür; elde edilen değerlerin logaritması ile sözkonusu uzaklık aralıkları arasındaki bağıntı yoğunluk fonksiyonunu verir. ($D = \log D + 10$, $D = N / \Delta V$) Steinlin sisteminde yoğunluk fonksiyonları disk ve halo yıldızları ile geç tipten devler için ve birleştirilmiş (disk + halo) olarak ayrı ayrı hesaplanır. Disk anakol yıldızları ile geç tipten dev yıldızların kısa uzaklıklar için bulunan yoğunluk değerlerinin doğruluğu, Güneş civarı için Gliese (1969) tarafından tayin edilen yoğunluk değerleri ile karşılaştırmak sureti ile kontrol edilir. Bundan başka galaksi düzlemine dik doğrultuda çeşitli z uzaklıklarında bulunan yıldızların spektrumlarını tayin etmek sureti ile hesaplanan yoğunluk değerleri de karşılaştırmada bir ölçü olarak kullanılır. (Allan, 1973; Scheffer ve Elsasser, 1965; Uggren, 1963)

3. GALAKSİ MODELLERİ

1980'li yılların ortalarına doğru, elde edilen uzay yoğunluk değerleri, galaksi modelleri ile karşılaştırıl-

maya başlanmıştır. Bu galaksinin yapısı ile ilgili çalışmalarda yeni bir evredir. Şu ana kadar ortaya konan Uç galaksi modeli vardır:

- 1) Bahcall-Soneira modeli,
- 2) Uç Bileşenli Gilmore-Wyse modeli,
- 3) Dört Bileşenli Gilmore-Wyse modeli.

Modellere ait parametreler cetvel 2 de verilmiştir.

Çok bileşenli galaksi modelleri ile uzay yoğunluk değerlerinin karşılaştırılması ile ilgili ilk çalışmalar, del Rio ve Fenkart (1987) ile Fenkart ve Karaali (1987) tarafından yapılmıştır. Ayrıca Fenkart, Basel Halo Programı'ndaki yıldız alanlarını da modellerle karşılaştırmıştır (Fenkart, 1989 a,b,c,d). Bu çalışmalarda Steinlin dönüşüm formülleri ve iki renk diyagramı kullanılmıştır. Gözlemsel veriler ile çeşitli modellerin karşılaştırılması sonucunda ince disk ve halo arasında bir ara popülasyon olan "kalın disk" i içeren Gilmore-Wyse'in (1985) dört bileşenli modeli en iyi model olarak seçilmiştir.

Ancak Steinlin'in dönüşüm formüllerinin sistematik bir hata içerdiği anlaşıldığından (Buser, 1978) yeni dönüşüm formüllerine ihtiyaç duyulmuştur. Bu da RGU fotometrisinde yeni bir evrenin başlamasına neden olmuştur.

4. FOTOĞRAFİK BUSER SİSTEMİ

Buser (1978) atmosfer modellerini kullanarak elde ettiği suni spektrumlara ait enerji dağılımları yardımıyla popI anakol yıldızları ve geç tipten devler için cetvel 3 te gösterilen dönüşüm formüllerini bulmuştur. Galaksimizin yapısı hakkındaki gelişmeleri de dikkate alan Buser, iki renk diyagramını genç ince disk, yaşlı ince disk, kalın disk ve sferoid olmak üzere dört popülasyona ayırmıştır (Buser ve Fenkart, 1990). Bu diyagram tamamen teorik olarak ve yıldız modellerinden yararlanılarak elde edilmiştir. Şekil 2 de etkin sıcaklık ve metal bolluğuna göre kalibre edilmiş böyle bir iki renk diyagramı verilmiştir. Bu iki renk diyagramına göre popülasyon tipleri belirlenen yıldızların mutlak kadirleri yine Buser'in elde ettiği renk kadir diyagramından yararlanılarak bulunur. Bu diyagram şekil 3 te gösterilmiştir. Burada her bir popülasyon tipi için farklı eğriler vardır. Yıldızların G-R renk indeksleri bilindiğinden, yıldız hangi popülasyondan ise, o popülasyona ait eğri kullanılarak yıldızın mutlak kadiri bulunur.

Buser sisteminde iki renk diyagramları yıldızları anakol ve geç tipten yıldızlar olarak ayırmasına imkan verdiği gibi, anakol yıldızlarının da ince disk, kalın disk ve sferoid olarak popülasyon tiplerine ayrılmasını sağladığından, bu farklı popülasyon tipleri için ayrı ayrı yoğunluk fonksiyonları elde edilebilir ve bunlar galaksi modelleri ile karşılaştırılabilir.

Burada şunu belirtmekte yarar vardır; Steinlin sisteminde anakol yıldızlarının popülasyon tiplerine ayrılışı, bir miktar, kişiden kişiye değişmektedir. Buser sisteminde ise yıldızların popülasyon tiplerine ayrılışı me-

tal bolluğuna dayanmakta olup objektiftir.

Buser sistemi ilk defa 1987'de Fenkart ve Karaali tarafından (1990) galaktik koordinatları $l = 4^\circ$, $b = +47^\circ$ olan M5 yıldız alanına uygulanmış, birleştirilmiş model eğrilerinin birleştirilmiş gözlemsel veriler ile uyduğu fakat bileşenler için ayrı ayrı yapılan karşılaştırmada aynı uyumun olmadığı görülmüştür. Mutlak olarak sönük kadir aralıkları için ör; MCG = $6^m - 7^m$ de, özellikle kalın disk ve sferoid bileşenlerinde, daha fazla yıldız var ve bu aralık için elde edilen yoğunluk değeri Gliese'in değerinden yüksektir. Buna karşılık daha parlak kadir aralıklarında ise az yıldız var ve bu aralıklar için elde edilen yoğunluk değerleri Gliese'in değerlerinden düşüktür. Daha sonra bu uyumsuzluğun diğer alanlarda da olup olmadığını anlamak için Karaali, aynı yöntemle galaksinin farklı bir doğrultusunda bulunan galaktik koordinatları $l = 210^\circ.6$, $b = +32^\circ.2$ olan M67 yıldız alanını inceledi (Karaali, 1990). Bu alanda da aynı uyumsuzluk tespit edilince bunun bir fizik sebebi olması gerektiği düşünülmüştür. Gerçekten de, yaşlı olan kalın disk ve sferoid yıldızlarının bir kısmı daha parlak anakol yıldızı evresine veya alt dev koluna evrimleşmiş olabilirler.

MCG $> 6^m$ mutlak kadirlerindeki kalın disk ve sferoid yıldızları için gözlemlerden bulunan yoğunluk değerleri, model eğrilerinden çok fazla idi. MCG = 10^m mutlak kadirine kadar hesaplanan yoğunluk fonksiyonları, güneş civarında çok sayıda kalın disk ve sferoid yıldızı bulunmasını gerektiriyordu; bu ise mümkün değildir. Modellerin öngördüğü güneş civarındaki yoğunluk değerleri,

$$\text{ince disk} : \text{kalın disk} : \text{sferoid} = 1.2 : 0.02 : 0.001$$

Bu durumda kalın disk ve sferoid yıldızlarından bir kısmının evrimleşmiş olabileceği (özellikle yakın yıldızların) düşüncesi deneysel olarak ilk defa M67 alanına uygulanmış ve iyi bir sonuç alınmıştır. Böylece "evrimleşmiş yıldız" kavramı literatüre girmiş oldu. Ancak bu gibi deneysel çalışmaların fiziki esaslara dayandırılması gerekir ve bunun üzerinde çalışılmaktadır.

Bu çalışmamızda, M101 doğrultusunda galaktik koordinatları $l = 101^\circ$, $b = +60^\circ$ olan, $G = 19^m.5$ limit kadire kadar 1808 yıldız içeren 2 derece karelik yüksek enlemli bir yıldız alanı incelendi. Bu alanda da diğer çalışmalarındaki uyumsuzluk gözlemlendi. Kalın disk ve sferoid yıldızlarının evrimleşmiş olması varsayımı altında güneş civarına ait yoğunluk değerleri $4^m < \text{MCG} \leq 5^m$ aralığı hariç (bu aralık evrime duyarlıdır) iyi düzeye ulaşır ve gözlenen uzay yoğunluk değerleri Gilmore-Wyse (1985) modeli ile uyur. Bu çalışma ile ilgili örnek diyagramlar şekil 4 ve 5 te gösterilmiştir.

Ayrıca çalışmalarda ışımaya gücü fonksiyonları da elde edilir. "Işıma gücü fonksiyonu" belirli bir uzaklık aralığı için hesaplanan yıldız yoğunluğu ile MCG mutlak kadiri arasındaki bağıntıdır. Sözkonusu uzaklık aralığı yerine genellikle güneş civarı alınır. Yıldız alanımız için

böyle bir bağıntı şekil 6 da verilmiştir. Şekil de görüldüğü gibi evrimleşmemiş durumda $6^m - 7^m$ aralığında güneş değerleri Gliese değerinden fazla, $3^m - 4^m$ aralığında ise azdır. Evrimleşmiş durumda, $4^m - 5^m$ aralığı hariç iyi bir uyum vardır.

5. SONUÇ

Buser sisteminin bir uygulaması olan bu çalışmada gözlemsel yoğunluk değerleri Gilmore-Wyse modeline ait eğrilerle karşılaştırılmış ve yıldızlardan bir kısmının evrimleşmiş olduğu varsayımı altında, birleştirilmiş yoğunluk değerlerinden başka galaksinin farklı bileşenlerine ait değerlerinde modeller ile uyduğu, ışıma gücü fonksiyonunun da Gliese'inki ile uyduğu görülmüştür. Elde edilen sonuçlar cetvel 4 te verilmiştir.

REFERANSLAR

- Allan, C.W. , 1973, Astrophysical Quantities, 3. Edit. 250.
- Becker, W. , 1938, Zs. Astrophys. 15, 225.
- Buser, R. , 1978, Astron. Astrophys. 62, 425.
- Buser, R. , Fenkart, R. P. , 1990, Astron. Inst. Univ. Basel Preprint Series No.41.
- Fenkart, R.P. , 1989a, Astron. Astrophys. Suppl. 78, 217.
- Fenkart, R.P. , 1989b, Astron. Astrophys. Suppl. 79, 51.
- Fenkart, R.P. , 1989c, Astron. Astrophys. Suppl. 80, 89.
- Fenkart, R.P. , 1989d, Astron. Astrophys. Suppl. 81, 187.
- Fenkart, R.P. , Karaali, S. , 1987, Astron. Astrophys. Suppl. 69, 33.
- Fenkart, R.P. , Karaali, S. , 1990, (henüz yayınlanmamış)
- Gilmore, G. , Wyse, R.F.G. , 1985, Astron. J. 90, 2015.
- Gliese, W. , 1969, Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg, No. 22.
- Johnson, H.L. , Morgan, W.W. , 1953, Astrophys. J. 117, 313.
- Karaali, S. , 1990, (henüz yayınlanmamış).
- del Rio, G. , Fenkart, R.P. , 1987, Astron. Astrophys. Suppl. 68, 397.
- Scheffer, H. , Elsasser, H. , 1965, Landold-Börnstein, Ed. by H.H. Voight, VI, 1, 612.
- Steinlin, U.W. , 1968, Zs. Astrophys. 69, 276.
- Uppgren, A.R. , 1963, Astron. J. 68, 475.

Z.ASLAN: M67 bir açık küme, o alanda kümenin elemanları yıldız alanındaki istatistiği bozmuyor mu? Onları birbirinden nasıl ayırıyorsunuz?

S.KARAALI: M67 kümesinin hemen yanında değil, o doğrultuda olduğu için bu ismi verdik. Küme yıldızları alanın içinde yok. Praesepe'de küme yıldızları alan yıldızlarını etkiledi ve çok büyük değerler elde ettik. O zaman alanın küme yıldızlarından etkilendiğini anladık. Küme yıldızlarını verilen yöntemlerle ayırdık.

Cetvel 1. Steinlin (1968) in Dönüştürüm Formülleri

$$R = V - 0.04(U-B) - 0.22(B-V) - 0.33 - 0.39 E(B-V) + 0.03 E^2(B-V)$$

$$G = V - 0.08(U-B) + 0.93(B-V) - 0.12 E(B-V) + 0.045 E^2(B-V)$$

$$U = U_{ubv} + 1.724$$

$$E(B-V): B-V \text{ renk indeksine ait renk eksesi}$$

Cetvel 2. Modeller Ait Parametreler

Model	Toplam Yoğunluk	Parametre	Güneş ait Toplam Yoğunluk
$B.S._{ii}$ (i=1,2,3)	$D(z, l, b) = D_i^d(z, l, b) + D^*(z, l, b)$	$n_i = 1 (i=1,2,3), n = 0.002$ $H_1 = 0.1 \text{ Kpc}$ $H_2 = 0.2 \text{ Kpc}$ $H_3 = 0.3 \text{ Kpc}$	1.002
$G.W._{III}$	$D(z, l, b) = \sum_{i=1}^2 D_i^d(z, l, b) + D^*(z, l, b)$	$n_1 = 0.2, n_2 = 1, n = 0.001$ $H_1 = 0.1 \text{ Kpc}$ $H_2 = 0.3 \text{ Kpc}$	1.201
$G.W._{IV}$	$D(z, l, b) = \sum_{i=1}^3 D_i^d(z, l, b) + D^*(z, l, b)$	$n_1 = 0.2, n_2 = 1, n = 0.001$ $n_3 = 0.02$ $H_1 = 0.1 \text{ Kpc}$ $H_2 = 0.3 \text{ Kpc}$ $H_3 = 1.0 \text{ Kpc}$	1.221

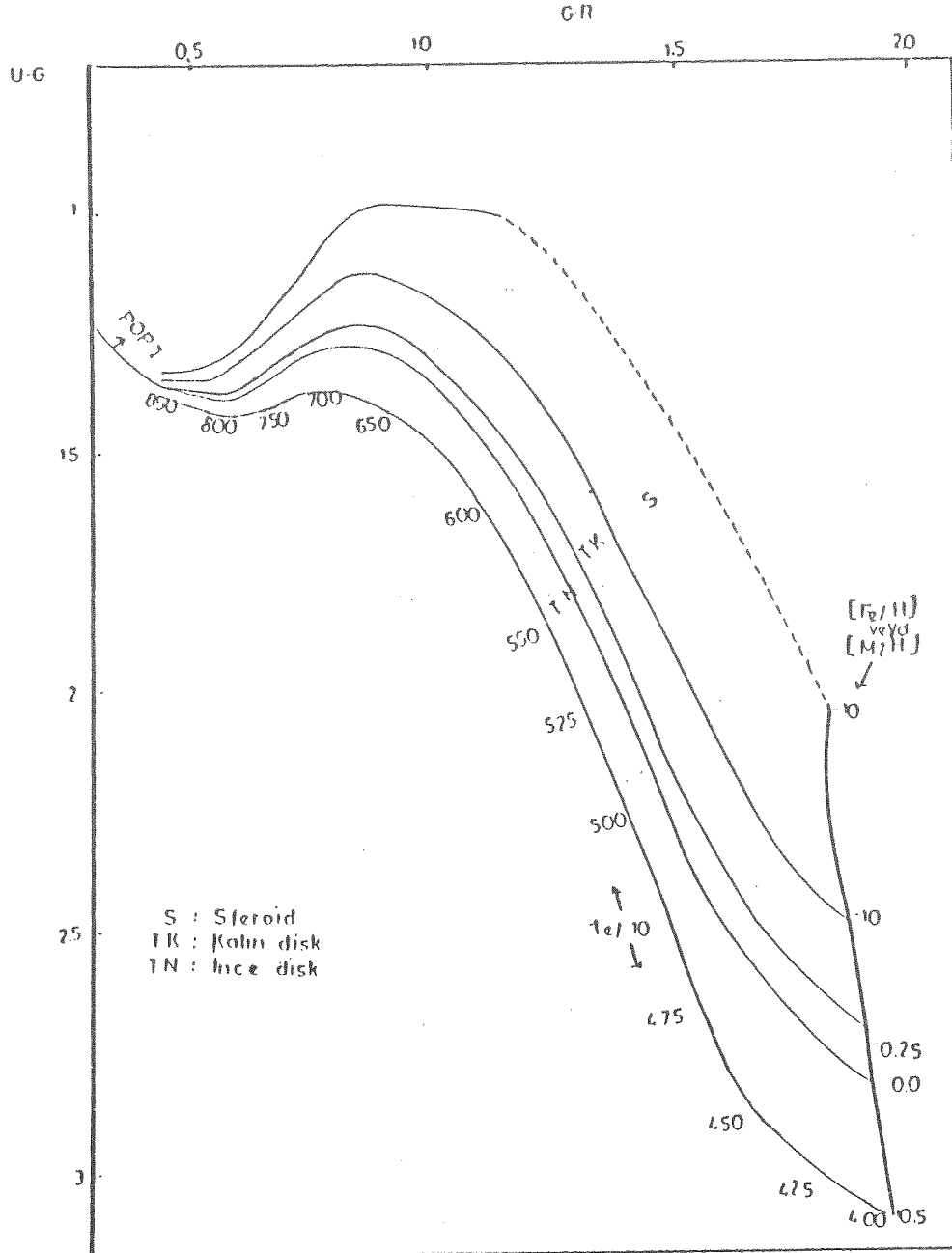
Cetvel 3. Buser (1978) in Dönüşüm Formülleri

Anakol yıldızları için ;	Geç tipten dev yıldızlar için ;
$U - G = 1.17(U-B) + 0.15(B-V) + 1^m.24 + \Delta_1$	$U - G = 1.12(U-B) + 0.15(B-V) + 1^m.24 + \Delta_1$
$G - R = 1.22(B-V) - 0.09(U-B) + 0^m.33 + \Delta_2$	$G - R = 1.22(B-V) - 0.09(U-B) + 0^m.33 + \Delta_2$
$G = V + 0.65(B-V) - 0.02(U-B) - 0^m.01 + \Delta_3$	$G = V + 0.65(B-V) - 0.02(U-B) - 0^m.01 + \Delta_3$
$U = V + 1.10(U-B) + 0.80(B-V) + 1^m.23 + \Delta_4$	$U = V + 1.10(U-B) + 0.80(B-V) + 1^m.23 + \Delta_4$
$R = V - 0.57(B-V) + 0.07(U-B) - 0^m.34 + \Delta_5$	$R = V - 0.57(B-V) + 0.07(U-B) - 0^m.34 + \Delta_5$

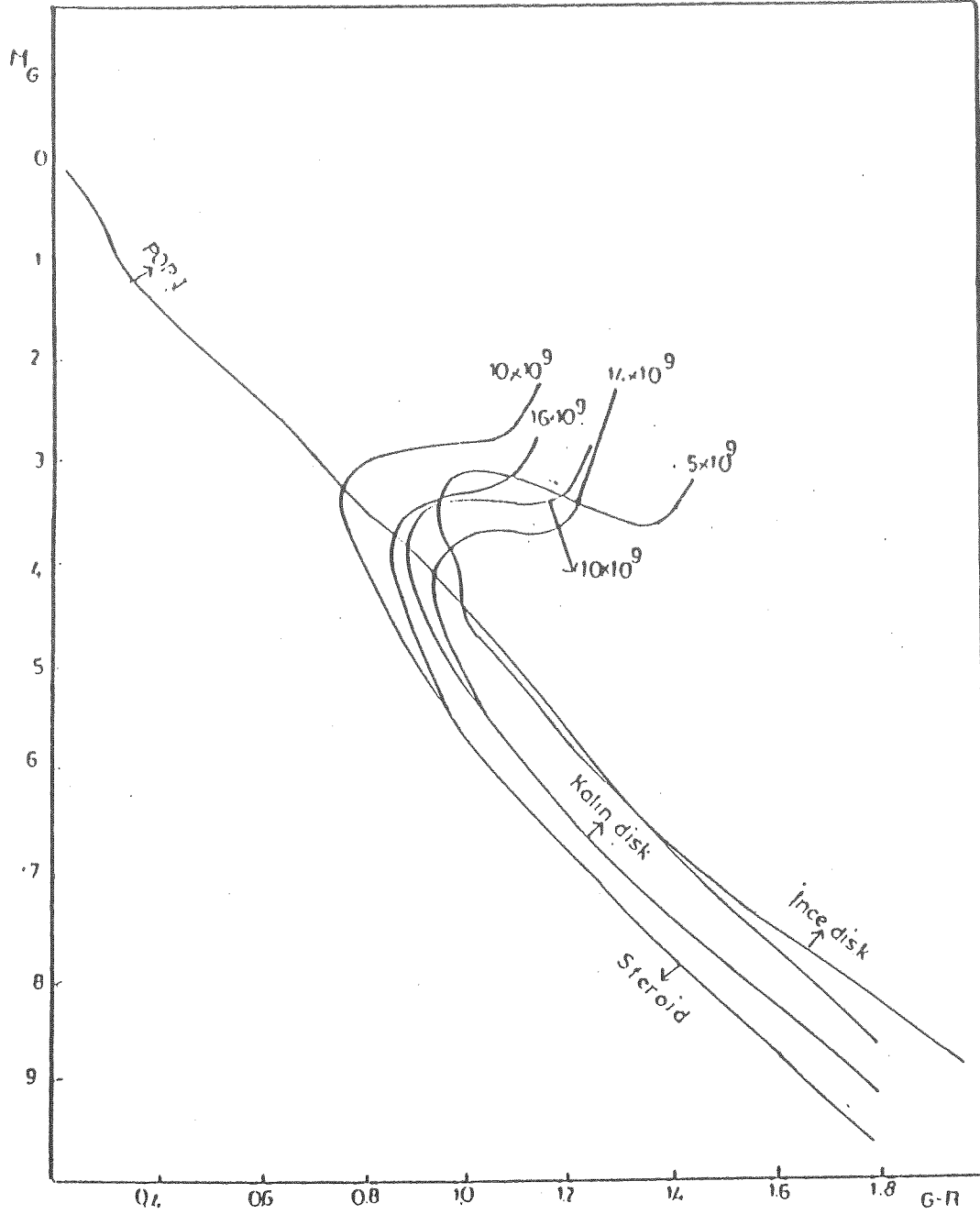
Bu eşitliklerdeki Δ_i ler $E(B-V)$ renk ekşesinin bir fonksiyonu olup şöyle tanımlanmıştır ;
 $\Delta_i = \alpha_i E(B-V) + \beta_i E^2(B-V) + \gamma_i E^3(B-V)$ $\alpha_i, \beta_i, \gamma_i$ değerleri gerçek $(B-V)_0$ renk indeksinin fonksiyonu olarak cetveller halinde verilir.

Cetvel 4. M101 Yıldız Alanının Buser ve Steinlin Sisteminde Dört Bileşenli Gilmore-Wyze Modeline Göre Elde Edilen İyama Gücü Fonksiyonu Değerleri

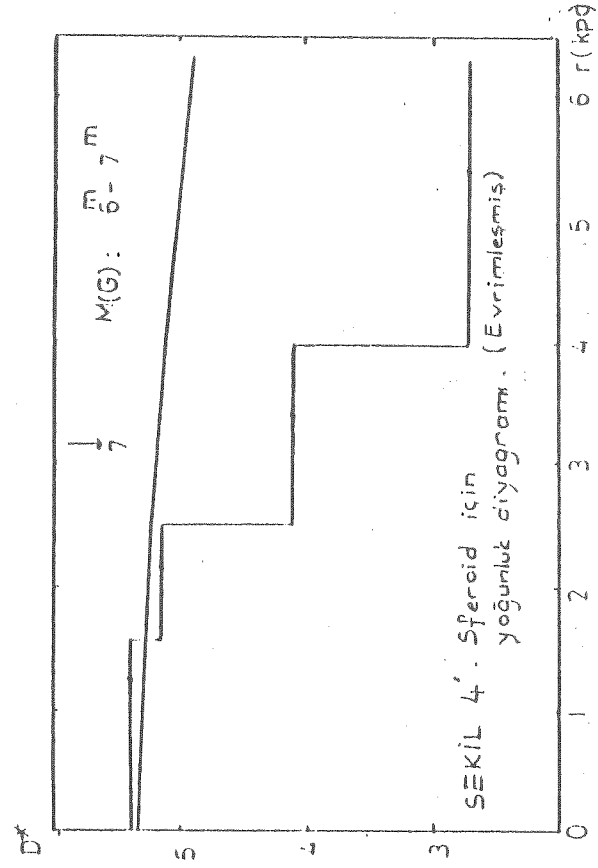
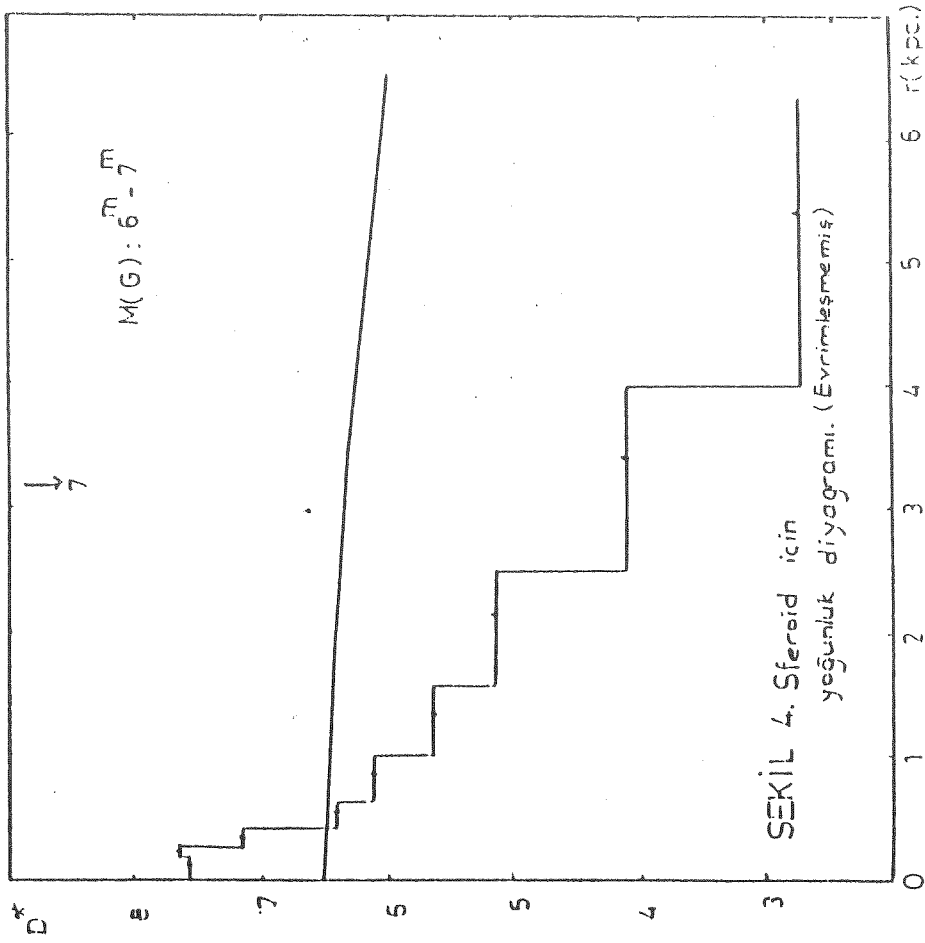
	M(G) Mutlak Kadir Aralıkları						
	$2^m - 3^m$	$3^m - 4^m$	$4^m - 5^m$	$5^m - 6^m$	$6^m - 7^m$	$7^m - 8^m$	DEVLER
Steinlin Sistemi	-	6.10	7.01	7.74	7.90	7.66	6.55
Buser Sistemi	6.75	7.25	6.75	7.30	7.60	7.45	6.60
Gilless'in Güneş Değerleri	6.78	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42	6.64

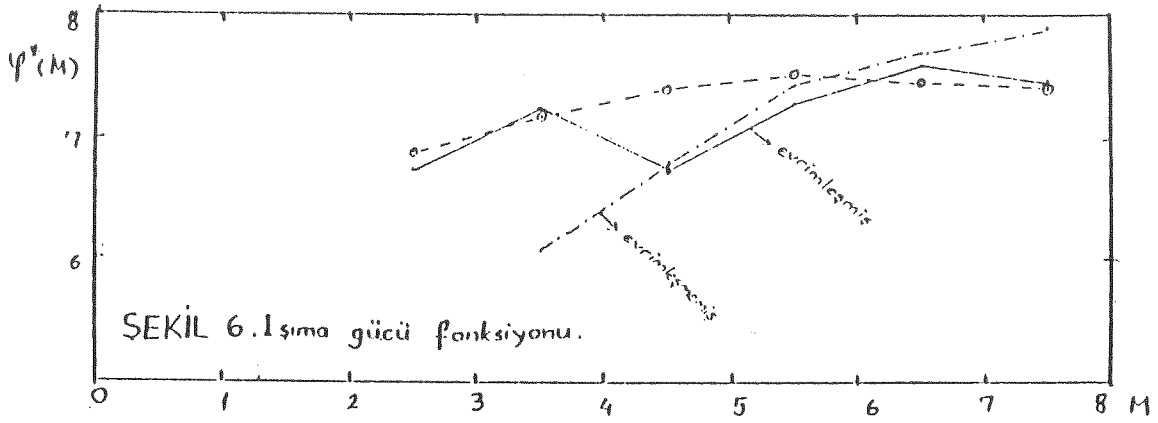
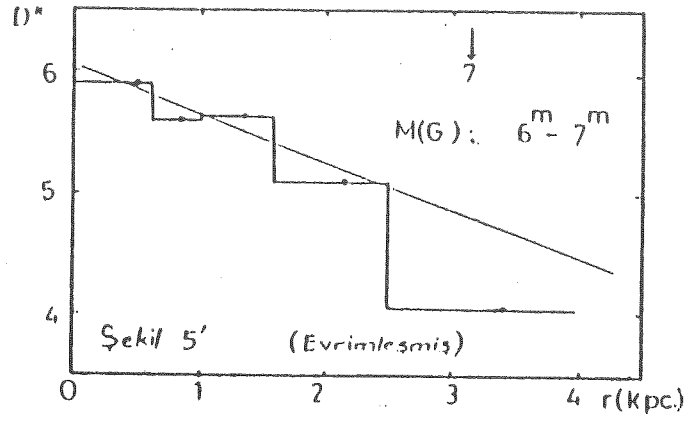
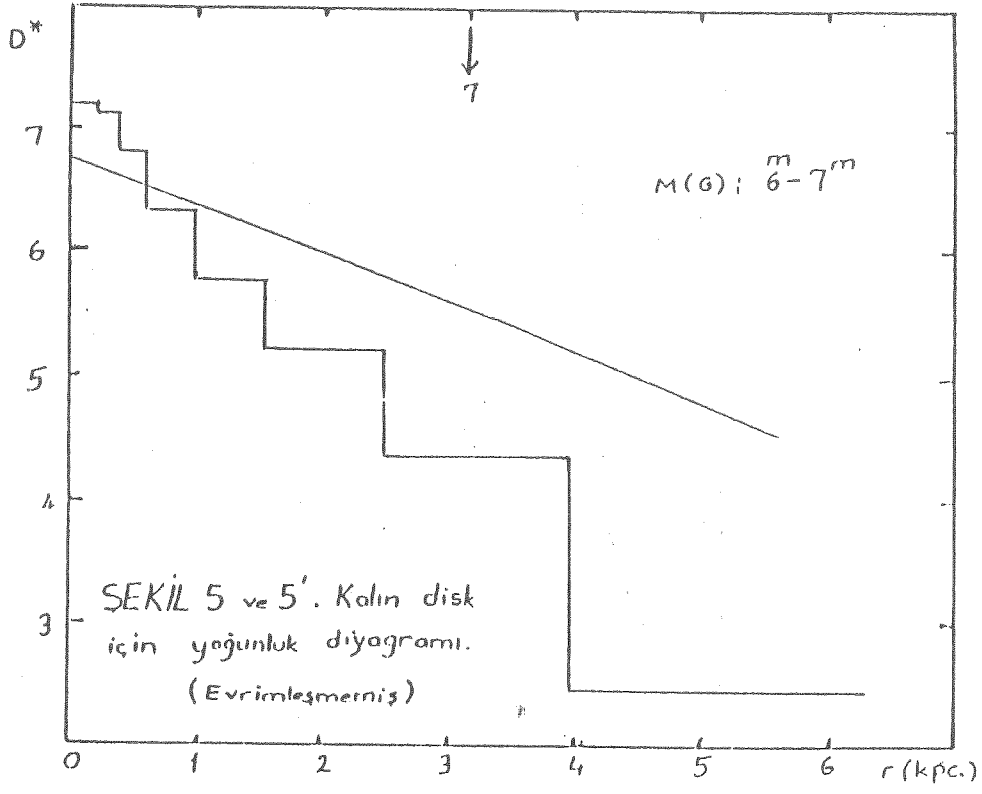


ŞEKİL 2. Buser'in popülasyon tiplerine ve metalliğe göre kılbre edilmiş teorik iki renk diagramı.



ŞEKİL 3 . Duser'in farklı popülasyonlar için teorik renk-kadir diagramı.





PRAESEPE YILDIZ ALANININ GELİŞTİRİLMİŞ YÖNTEMLER İLE İNCELENMESİ

Karataş, Y : Karaali, S

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

I. GİRİŞ

Del Rio ve Fenkart (1987) tarafından başlatılan, Fenkart ve Karaali (1987) tarafından devam ettirilen Basel Halo programı'nın yeni safhası çok bileşenli Galaksi modelleri ile gözlenen uzay yoğunluk gradientlerinin karşılaştırılmasına dayanmaktadır. Gözlemsel veriler ile çeşitli modellerin karşılaştırılması sonucunda, ince disk ve halo arasında bir ara popülasyon olan "Kalın disk" i "içeren Gilmore - Wyse" in (1985) dört bileşenli modeli en iyi model olarak seçildi. Steinlin sisteminin, kusurları ve Buser sisteminin getirdiği yenilikler bu ikinci sistemin kullanılmasını zorunlu hale getirmiştir.

II. GÖZLEMLER

Praesepe yıldız alanının koordinatları;

$$\alpha = 08^h 34^m .3$$

$$\delta = + 20^{\circ} 20' \quad \text{epok}(1900.0)$$

$$l = 205^{\circ}.9$$

$$b = + 32^{\circ}.4 \quad \text{epok}(1950.0)$$

dir. Plaklar 1956-57 ve 1959 yıllarında Hamburg Rasathanesinde Schmidt teleskobu ile çekilmiştir. 3.56 derece karelik bölgede 1500 yıldız, 1962 yılında Tammann tarafından, 4 tane G, 4 tane R, 6 tane U renginde olmak üzere toplam 14 tane plak üzerinde ölçülmüştür.

Praesepe yıldız alanındaki yıldızların kadirlerini tayin etmek için M 67 Açık Kümesinde bulunan en parlak 150 yıldız, standart yıldız olarak kullanılmıştır. Bunların UBV kadirlerini RGU kadirlerine dönüşümü Buser' in (1978) dönüşüm formülleri aracılığı ile yapılmıştır.

Bu dönüşüm formülleri ile yıldızların hesaplanan R, G, U kadirleri apsis ekseninde, iris okumalarında ordinat ekseninde olmak üzere her renk için bir tek kararına eğrisi çizilmiş ve bu eğriler yardımı ile alan yıldızlarının iris okumaları kadirlerine dönüştürülmüştür.

Standart yıldızların (U-B, B-V) iki renk diagramındaki yerlerinden, yıldız alanı doğrultusunda bir absorpsiyon bulutunun bulunmadığı anlaşılmıştır. Ölçülen yıldızların R, G, U limit kadirleri sırası ile $13^m.68$, $15^m.50$, $17^m.43$ dir.

III. R, G, U VERİLERİNİN STANDART ŞEKLE DÖNÜŞTÜRÜLMESİ

Fotoelektrik olarak ölçülen; Standart yıldızların U, B, V kadirlerini R, G, U kadirlerine dönüştüren Buser formülleri teoriktir. Bu formüller bulunurken

plaklar için belirli bir duyarlılık eğrisi ve filtreler için de belirli bir geçirgenlik eğrisi gözönüne alınmıştır. Ancak uygulamada bu eğrilerin teoride öngörüldüğü şekilde yapılması mümkün değildir. Yapımdan ileri gelen farkları düzeltmek için, alan yıldızlarının kararırma eğrileri yardımı ile tayin edilen R, G, U kadirlerinin gözlemsel verilerinin standart şekle dönüştürülmesi gerekir. (Buser, 1988) Bu çalışmada, gözlemsel verilerin standart şekle dönüştürülmesi için U kadirinde 105, R kadirinde 125 ve G kadirinde de 113 tane standart yıldızın gözlemsel değerleri ile, dönüşüm formülleri aracılığı ile bulunan, standart değerleri arasındaki $\Delta R = R_s - R_{obs}$, $\Delta G = G_s - G_{obs}$ ve $\Delta U = U_s - U_{obs}$ farkları (s.indisi standart, obs. indisi gözlemsel değerlere karşılık geliyor.) Sırası ile R_{obs} , G_{obs} ve U_{obs} değerleri ile karşılaştırılmış ve bu farkların sıfır civarında dağıldığı görülmüştür. (Şekil I.1) Böylece alan yıldızlarının gözlemsel verilerine herhangi bir düzeltme yapmak gerekmediği anlaşılmıştır.

IV. İKİ RENK DİAGRAMLARI VE HATALAR

Praesepe yıldız alanında bulunan yıldızların G-R ve U-G renk indeksleri tayin edildikten sonra G kadirinin şu aralıklarında iki renk diagramları çizilmiştir.

- a) $G \leq 12^m.00$, b) $12^m.01 \leq G \leq 13^m.00$, c) $13^m.01 \leq G \leq 13^m.50$, d) $13^m.51 \leq G \leq 14^m.00$, e) $14^m.01 \leq G \leq 14^m.50$, f) $14^m.51 \leq G \leq 15^m.00$, g) $15^m.01 \leq G \leq 15^m.50$

İki renk diagramlarında iki nokta dikkati çekmiştir.

a) $G \leq 14^m.00$ kadirindeki yıldızların popülasyon I ana kolunun üst tarafına doğru beklenmeyen dağılımları (Şekil I.2)

b) $G > 14^m.00$ kadirindeki yıldızların popülasyon I ana kolunun sol ve alt tarafına doğru anormal yığılmaları (Şekil I.3)

V - 1. Alan Hatası

$G \leq 14^m.00$ aralığındaki yıldızların iki renk diagramları dikkatle incelendiğinde yıldızların anormal bir dağılım gösterdikleri görülmüştür. Şekil I.2 de $13^m.01 \leq G \leq 13^m.50$ için örnek olarak verilen iki renk diagramında haloda yıldızların fazla miktarda bir dağılım gösterdikleri görülmektedir.

Şekil I.3 de verilen ve $14^m.01 \leq G \leq 14^m.50$ aralığındaki yıldızları içeren iki renk diagramında ise popülasyon I yıldızlarının beklenilenden çok olmasına karşılık popülasyon II yıldızlarının normalden az olduğu ve bir çok yıldızın da kalibre edilmiş iki renk diagramının sol alt tarafında bulunduğu görülmektedir. Alan hatasından kaynaklandığı anlaşılan bu durum, standart yıldızların çok oluştundan faydalanılarak düzeltilmiştir; izlenen yöntem Karaali'nin, aynı alanı Steinlin sisteminde incelerken kullandığı yöntemdir. (Karaali, 1984)

Bu amaç için, standart yıldızların, yıldız alanının sol kenarından itibaren rektasansyon doğrultusuna olan ve çizgisel olarak ölçülen d (mm cinsinden) uzaklıkları ile III. paragraf da tanımlanan ΔR , ΔU , ve ΔG farkları karşılaştırılmıştır. (Şekil I.4) Alan hatasından dolayı yapılması gereken düzeltme miktarları aynı şekilde belirtilmiştir.

V - 2. Eşel Hatası

Alan hatası düzeltildikten sonra, $G < 14^m.00$ aralığındaki yıldızların iki renk diagramlarındaki anormal dağılımları düzeltilmiştir. (Şekil I.5: farkı görmek için Şekil I.2 ile Şekil I.5' i karşılaştırınız.) $G > 14^m.00$ aralığındaki yıldızların anormal yığılmasında ise bir değişiklik olmadı. (Şekil I.6) Bu durum alanımızda ikinci bir hatanın var olduğunu gösteriyor. Gerçekten kararına eğrileri incelendiğinde (Şekil I.7) $G > 14^m.00$ kadirindeki 10 yıldızdan 2 tanesinin diğer 8 yıldıza göre farklı bir konumda bulundukları (Şekil I.7) ve bu 8 yıldızın tamamı ile, 2 yıldızdan bir tanesinin kırmızı yıldız ($B-V > 1^m.0$) olduğu anlaşılmıştır. Buser' in dönüşüm formülleri kırmızı olmayan popülasyonu ana kol yıldızları için geçerli olduğundan, G ye ait kararına eğrisinin sönük ucu, biri kırmızı olan 2 yıldız yardımı ile çizilmiş, böylece $G > 14^m.00$ aralığındaki iki renk diagramlarına ait hata düzeltilmiş oldu. $G = 14^m.00$ kadirinden daha parlak yıldızlarda kırmızı yıldızların sayısı çok az (5 tane) olduğundan, bunların kararına eğrisinin çizimini etkilemedikleri anlaşılmıştır. Şekil I.7 de başlangıçta hatalı çizilen kararına eğrisi de verilmiştir. R ve U kadirinde ise kırmızı yıldızlar için böyle bir özellik görülmemiştir.

VI. İKİ RENK DIAGRAMLARI

Alan hatası ve Eşel hatası düzeltildikten sonra ardışık $G \leq 12^m.00$, $12^m.01 \leq G \leq 13^m.00$, $13^m.01 \leq G \leq 13^m.50$, $13^m.51 \leq G \leq 14^m.00$, $14^m.01 \leq G \leq 14^m.50$, $14^m.51 \leq G \leq 15^m.00$, ve $15^m.01 \leq G \leq 15^m.50$, G kadir aralıkları için iki renk diagramları çizildiğinde istenen dağılım elde edilmiştir.

Alanımızda bulunan toplam 104 tane geç tipten dev' in ayırımı boşluk kriterine göre yapılmıştır. (Becker, 1979) mutlak kadirleri, her zaman olduğu gibi $M(G) = +1^m$ olarak alınmıştır. (Becker ve Fang, 1973)

VII. MUTLAK KADIR TAYİNİ

Praesepe alan yıldızlarının $M(G)$ mutlak kadirleri, Buser' in elde ettiği teorik mutlak kadir-renk diagramından yararlanılarak tayin edildi. (Şekil I.8.) Bu diagramda her popülasyon tipi için ayrı ayrı eğriler vardır. İnce disk' e ait eğri 5×10^9 yıllık yaşı için çizilmiştir. Kalın disk için, biri 10×10^9 yıl, diğeri 14×10^9 yıl olmak üzere iki ayrı eğri çizilmiştir; bunlara ait dönüm noktaları sırası ile $G - R = 0^m.91$ ve $G - R = 0^m.95$ e karşılık geliyor. Evrimleşmiş kalın disk yıldızlarının mutlak kadirleri 10×10^9 yıla karşılık gelen eğri yardımı ile yapılmıştır. Sferoid' e ait mutlak kadir renk diagramı da iki eğriden oluşuyor; 10×10^9 yıla karşılık gelen eğrinin dönüm noktalarının apsisi $G - R = 0^m.77$ de 16×10^9 yıla karşılık gelen eğrinin ki ise $G - R = 0^m.87$ dir.

VIII. YOĞUNLUK FONKSİYONLARI

Logaritmik usay yoğunlukları $D^* = \log(D) + 10$; ince disk, kalın disk,

sferoid ve birleştirilmiş ana kol yıldızları ile bütün popülasyonların geç tipten devleri için hesaplandı. Bu formülde $D = N / \Delta V$, N ise belirli uzaklık aralıklarına karşılık gelen ΔV hacmindeki yıldız sayısıdır. Yoğunluk fonksiyonları, kısmi

$$\Delta V = \left(\frac{\pi}{180}\right)^2 \left(\frac{\square}{3}\right) (r_2^3 - r_1^3)$$

hacminin r_1 ve r_2 uzaklık aralıklarını içeren $D^*(r_1, r_2)$ ordinatlı dilimlerden oluşan histogramlar şeklinde verildi. Burada $\square$, yıldız alanının derece kare cinsinden alanıdır. Histogram dilimlerinin üzerindeki noktalar $\Delta V_{1,2}$ kısmi

hacmindeki kütle merkezine karşılık gelen $\bar{r} = [(r_1^3 + r_2^3) / 2]^{1/3}$ uzaklığıdır. Yoğunluk histogramlarındaki dik oklar histogramın çizildiği mutlak kadir aralığının son değeri için limit uzaklığı gösterir.

IX - 1. İnce Disk Yıldızlarının Yoğunluk Fonksiyonları

İnce disk ana kol yıldızlarının yoğunluk fonksiyonları $2 \leq M(G) < 3$, $3 \leq M(G) < 4$, $4 \leq M(G) < 5$, $5 \leq M(G) < 6$, $6 \leq M(G) < 7$, ve $7 \leq M(G) < 8$ aralıkları için çizilmiştir. $1 \leq M(G) \leq 2$ aralığında sadece bir yıldız bulunduğundan bunun için bir yoğunluk fonksiyonu belirlenememiştir.

IX - 2. Kalın Disk Yıldızlarının Yoğunluk Fonksiyonları

Kalın disk ana kol yıldızlarının yoğunluk fonksiyonları iki durum için çizilmiştir:

- Bütün yıldızlar evrimleşmemiş kabul edilerek,
- Yıldızlardan bir kısmının evrimleşmiş olduğunu varsayarak

(a) durumu için $4 \leq M(G) < 9$ mutlak kadir aralıklarında yoğunluk fonksiyonları çizilmiştir. Bu şekillerin incelenmesinden, kalın disk yıldızları için beklenilenden çok fazla yoğunluk değerlerinin var olduğu anlaşıyor. Özellikle $6 \leq M(G) < 7$, $7 \leq M(G) < 8$, ve $8 \leq M(G) < 9$ aralıklarına ait güneş civarındaki değerler, birleştirilmiş yoğunluk fonksiyonlarına ait güneş değerlerinden bile daha çok olduğu görülüyor. Örnek olarak $M(G) = 6 - 7$ mutlak kadir aralığı gösterilmiştir (Şekil I.9a). Aynı durum M67 (Karaali, 1990) ve M101 (Fenkart, Karaali, ve Güngör, 1990) yıldız alanı içinde gözlenmiş ve yıldızların bir kısmının evrimleşmiş olabilecekleri sonucuna varılmıştır.

(b) durumu için şu mutlak kadir aralıklarında yoğunluk fonksiyonları çizilmiştir. Yıldızlar $2 \leq M(G) < 3$, $3 \leq M(G) < 4$, $4 \leq M(G) < 5$, $5 \leq M(G) < 6$, $6 \leq M(G) < 7$ ve $7 \leq M(G) < 8$ yoğunluk değerleri mantıklı bir değer civarındadır. Örnek olarak $M(G) = 6 - 7$ mutlak kadir aralığı gösterilmiştir. (Şekil I.9b) (Daha fazla bilgi için Paragraf XII. ye bakınız.)

IX - 3. Sferoid Yıldızlarının Yoğunluk Fonksiyonları

Sferoid yıldızlarının ana kol yıldızları için de iki durum gözönünde bulundurularak yoğunluk fonksiyonu çizilmiştir. Yıldızların evrimleşmemiş durumu için çizilen yoğunluk fonksiyonları $5 \leq M(G) < 10$ aralıklarında bulunuyor. IX - 2. de anlatılan anormal yoğunluk değerleri sferoid yıldızları için de var olduğu görülmüştür.

İkinci durumda, sferoid yıldızlarının tamamı evrimleşmiş kabul edilmiştir. (Fazla bilgi için Paragraf XII. ye bakınız) Mutlak kadir diagramı, sadece $2 \leq M(G) \leq 3$ aralığındaki yıldızların yoğunluk tayinine imkan vermektedir. Bu aralığa ait yoğunluk değerleri de sferoid yıldızları için beklenen değerler civarındadır.

IX - 4. Birleştirilmiş Yoğunluk Fonksiyonları

İnce disk, kalın disk ve sferoide ait birleştirilmiş yoğunluk fonksiyonları, bütün ana kol yıldızların evrimleşmemiş olduğu durum için çizildiğinde en çok dikkati çeken nokta $6 \leq M(G) < 7$, $7 \leq M(G) < 8$, $8 \leq M(G) < 9$, ve $9 \leq M(G) < 10$ aralıkları için anormal derecede çok olan yoğunluk değerleridir. (Şekil I.10a da $M(G) = 6 - 7$ mutlak kadir aralığı için bu durum görülmektedir.) Yıldızlardan bir kısmının evrimleşmiş olduğu varsayıldığında, gözlemsel yoğunluk değerlerinin modeller ile uyduğu ve güneş civarı için bulunan değerlerin de Gliese değerlerine yakın olduğu görülüyor. (Şekil I.10b) (Daha fazla bilgi için Paragraf XII. a bakınız) Bütün Popülasyon tiplerine ait Geç tipten devlerin yoğunluk fonksiyonlarından bulunan Güneş civarındaki değer Cetvel I.1 de verilmiştir.

X. GÖZLEMSEL YOĞUNLUK FONKSİYONLARI İLE GILMORE-WYSE MODELİNİN KARŞILAŞTIRILMASI

Birkaç alana uygulanmasından sonra (del Rio ve Fenkart, 1987; Fenkart ve Karaali, 1987), bir "Ara Popülasyon" olan kalın disk' i içeren dört bileşenli Gilmore-Wyse modeli (1985), üç farklı ortalama yükseklik ölçeği (*Scale-Height*) için hesaplanan iki bileşenli Bahcall-Soneira modeli (1980), ve üç bileşenli Gilmore-Wyse modeline (1985) tercih edildi. Bununla beraber, son zamanlara kadar yapılan çalışmalarda, gözlenen uzay yoğunluk gradiyentlerinin çok bileşenli modeller ile karşılaştırılması sadece birleştirilmiş yoğunluk fonksiyonları için yapılmıyordu. Buser sistemi, birleştirilmiş yoğunluk fonksiyonlarından başka, farklı popülasyon tipleri için de yani İnce disk, Kalın disk, Sferoid popülasyonları için de karşılaştırma olanağı veriyor. Çünkü bu popülasyonları ayırmak için iyi bir metallilik kriterine, ve her bir popülasyonun mutlak kadirlerini tayin etmek için iyi bir renk-kadir diagramına sahibiz. (Buser, 1988 , Buser ve Fenkart, 1990)

Gözlemsel yoğunluk Fonksiyonlarını karşılaştırdığımız dört bileşenli Gilmore-Wyse model eğrileri, ordinat ekseninde,

$$\Delta \log(D_r) = \log D(r, \ell, b) - \log D(0, \ell, b)$$

apsis ekseninde de $r(\text{pc})$ değerleri alınarak çizildi. (Şekil I.11). Burada $D(r, \ell, b)$ ve $D(0, \ell, b)$ sırası ile r uzaklığına ve Güneş civarına (Sıfır uzaklığa) ait yoğunluk değerleridir. Gözlemsel veriler ile model eğrilerinin, limit uzaklık içindeki, karşılaştırılması şöyle yapıldı: Model eğrisi, her şekildeki histogram dilimlerine ait kütle merkezlerinin model eğrisinden x sapma miktarının toplamı sıfır oluncaya kadar, düşey olarak kaydırıldı. ve bu durum için s standart sapma hesaplandı:

$$s = \{[\sum x^2 - (\sum x)^2 / n] / (n - 1)\}^{1/2}$$

Standart sapma ne kadar küçük ise gözlemsel veriler ile model eğrilerinin uyumu o derece iyidir. Hesaplanan standart sapmalar, Gilmore-Wyse modeline karşılık gelen Güneş civarındaki değerler, Gliese (1969) değerleri ile birlikte

Cetvel I.1 de verilmiştir.

XI. IŞIMA GÜCÜ FONKSİYONLARI

Alan yıldızlarımıza ait ışıma gücü fonksiyonu Şekil I.12 de verilmiştir. Buna ait veriler Cetvel I.2 den alınmıştır. Aynı şekilde Gliese (1969) değerlerine ait ışıma gücü fonksiyonu da verilmiştir. Işıma gücü fonksiyonumuzun tayininde, yıldızlardan bir kısmının evrimleşmiş olduğunu kabul ettiğimizi de kaydedelim. Işıma gücü değerlerimiz, $5 < M(G) < 6$, $6 \leq M(G) < 7$, ve $7 \leq M(G) < 8$ mutlak kadir aralıkları için, Gliese' in değerlerine yakındır. Daha parlak mutlak kadir aralıkları için ise değerlerimiz Gliese' in değerlerinden azdır. Evrimleşmiş kabul ettiğimiz sferoid yıldızlarının çoğunun mutlak kadiri $M(G) < 2^m$ dir. Bu yıldızlardan az bir kısmı evrimleşmemiş olabilir; bu durumda $5 \leq M(G) < 8$ aralığındaki değerlerimiz, Gliese' in değerlerine daha yakın olur. Ancak çok az sayıda olan bu yıldızları tespit etme olanağımız yoktur. Yıldızların tamamının evrimleşmemiş kabul edilmesi halinde elde edilen ışıma gücü fonksiyonu Cetvel I.2 ve Şekil I.13 de verilmiştir. Bu durumda $M(G) < 5^m$ mutlak kadir aralığındaki Güneş değerlerinin çok az, $M(G) > 6$ dakilerin ise,

$\varphi(M) = \log \varphi(M) + 10 = 8^m.21$ e varan, çok büyük olduğu görülmektedir.

XII. EVRİMLEŞMİŞ YILDIZLAR

Buser sistemi ilk defa Fenkart ve Karaali (1990) tarafından M5 yıldız alanına uygulanmış, birleştirilmiş yoğunluk değerleri ile modellerin uyduğu görülmüş fakat galaksi bileşenlerine (ince disk, kalın disk, ve sferoid) ait gözlemsel yoğunluk değerleri, bunlara karşılık gelen model eğrileri ile karşılaştırıldığında, bir uyumsuzluk tespit edilmiştir. Özellikle $M(G) \geq 6$ mutlak kadirindeki kalın disk ve sferoid yıldızları için gözlemlerden bulunan yoğunluk değerleri, model eğrilerinden çok fazla idi. $M(G) = 10^m$ mutlak kadirine kadar hesaplanan yoğunluk fonksiyonları, Güneş civarında çok sayıda kalın disk ve sferoid yıldız bulundurulmasını gerektiriyordu; bu ise mümkün değildir. Modellerin öngördüğü Güneş civarındaki yoğunluk değerleri,

ince disk: kalın disk: sferoid = 1.2: 0.02: 0.001 dir.

M67 doğrultusunda bulunan bir yıldız alanında aynı durumun var olduğunu gören Karaali (1990), yaşlı olan kalın disk ve sferoid yıldızlarından bir kısmının evrimleşmiş olabileceğini düşünmüş ve bu düşüncesini ilk defa bu alana uygulamıştır. Sonuçta, hem galaksi bileşenleri için, bulunan gözlemsel verilerin bunlara karşılık gelen, model eğrileri ile uyduğu ve hemde birleştirilmiş gözlemsel verilere ait Güneş değerlerinin Gliese(1969) in değerleri ile bağdaştığı görülmüştür. Aynı uygulama M101 yıldız alanına yapılmış ve yine olumlu sonuç alınmıştır.(Fenkart, Karaali, ve Güngör, 1990)

Bu çalışmada da yıldızlardan bir kısmının evrimleşmiş olabileceğini düşündük. Yıldızların evrimleşmemiş durumu için çizilen yoğunluk histogramları ve ışıma gücü fonksiyonu da bunu zorunlu kılıyor.

Gilmore-Wyse (1987) in, Galaksi düzlemine dik doğrultudaki hız dispersiyonu ($\sigma_z \equiv \sigma_w$) ile galaksi düzlemine olan uzaklık (z) arasındaki bağıntıdan (Şekil I.14) faydalanarak $r < 500$ pc. uzaklığındaki ($z < 270$ pc.) kalın disk yıldızlarının tamamının evrimleşmiş olabileceğini düşündük; bu değer söz konusu bağıntıdaki eğrinin lineerlikten ayrıldığı nokta olup bunun sebebinin kalın disk

yıldızlarından kaynaklandığını düşündük. $r > 500$ pc. uzaklıktaki kalın disk yıldızlarından bir kısmı evrimleşmiş iken bir kısmında evrimleşmemiştir.

Limit uzaklığımızı gözönüne aldığımızda, sferoid yıldızlarının hemen hemen tamamının evrimleşmiş olabileceğini düşündük. Evrimleşmemiş olabilecek olan birkaç yıldız, evrimleşmişlerden ayırabilmek mümkün değildir.

XIII. KARŞILAŞTIRMA VE SONUÇ

Buser sisteminin (tamamlanmış) üçüncü uygulaması olan bu çalışmada Gözlemsel yoğunluk histogramları Gilmore-Wyse modeline ait eğriler ile karşılaştırılmış ve yıldızlardan bir kısmının evrimleşmiş olduğu varsayımı altında, birleştirilmiş yoğunluk değerlerinden başka galaksinin farklı bileşenlerine ait değerlerin de modeller ile uyduğu görülmüştür. Işıma gücü fonksiyonu Gliese'inki ile bağdaşır. Aynı yıldız alanının Steinlin sistemi ile yapılan model karşılaştırmalı çalışmasında (Fenkart, 1989) en iyi uyum Gilmore-Wyse' in (1985) dört bileşenli modeli ile olmuştur. Bu çalışma ile şimdiki çalışmamız karşılaştırıldığında elde edilen sonuçlar Cetvel I.1 de verilmiştir.

KAYNAKLAR

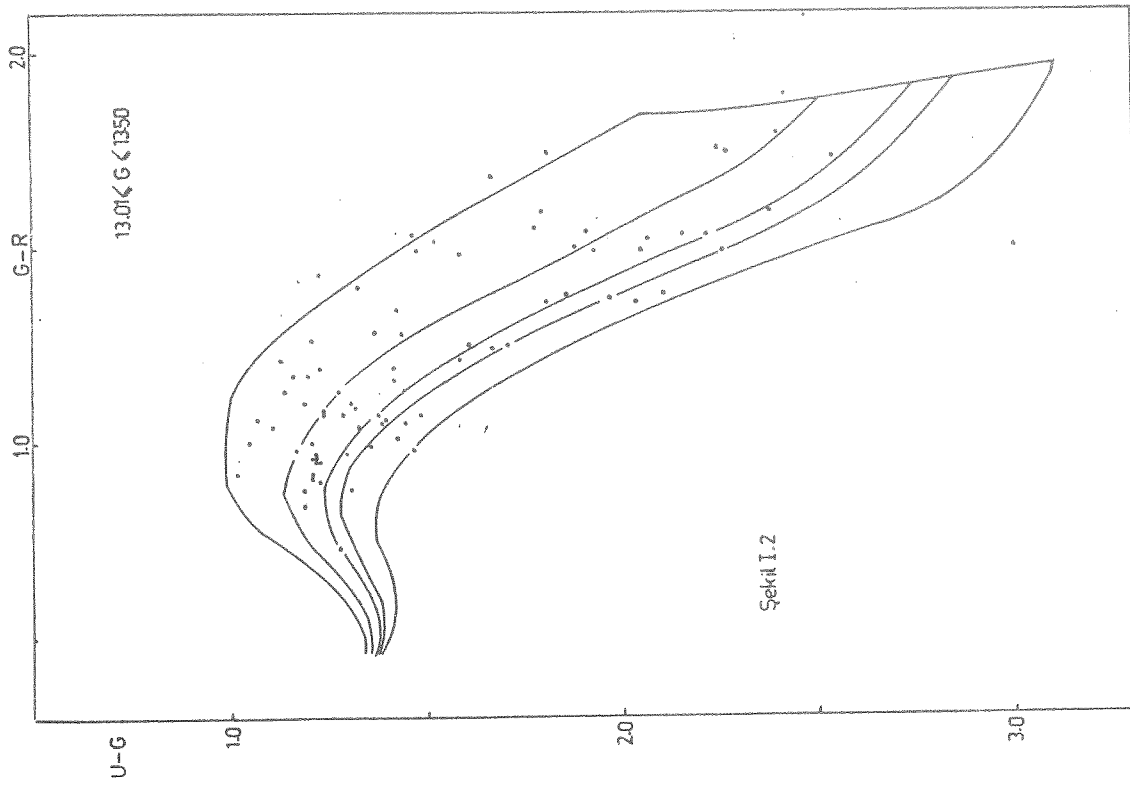
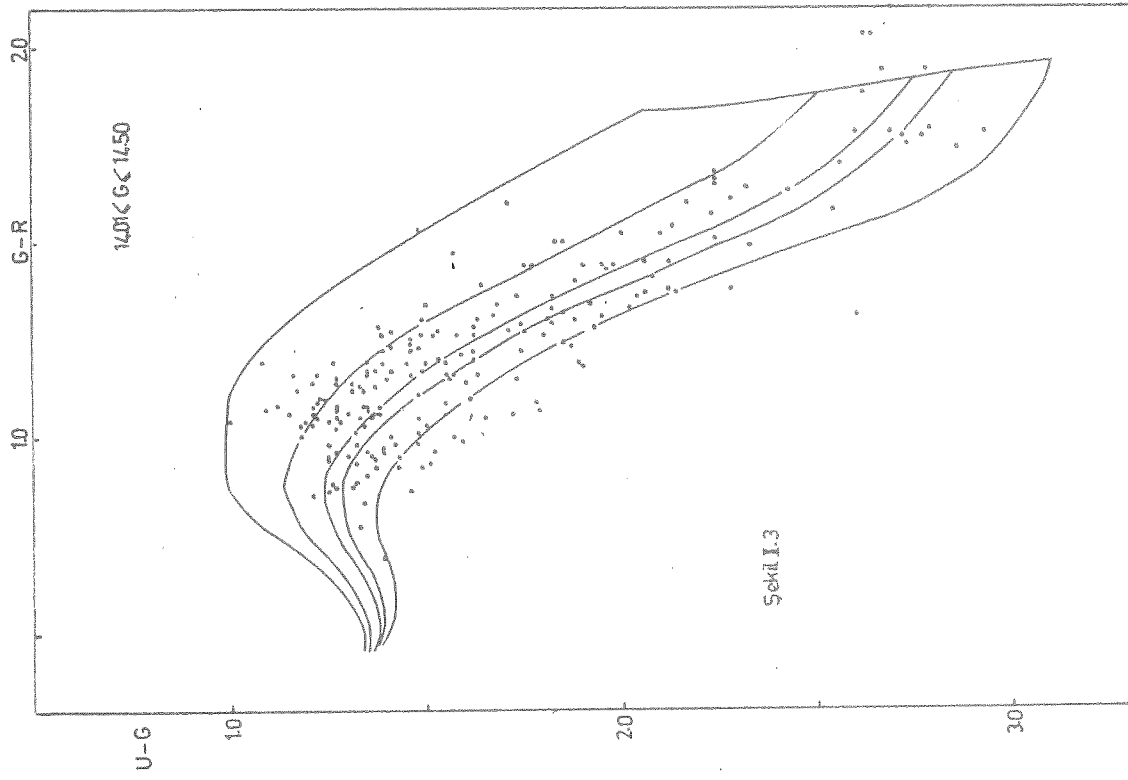
- Bahcall, J.N., Soneira, R.M., 1980, *Astrophys. J. Suppl.* 44, 73
 Bahcall, J.N., Soneira, R.M., 1984, *Astrophys. J. Suppl.* 55, 67
 Buser, R., 1978, *Astron. Astrophys.* 62, 425
 Buser, R., 1988a, (Henüz yayınlanmamış)
 Buser, R., 1988b, *Astronomical Institute, University of Basel Preprint Ser. No. 28*
 R.Buser, *Preprint Astron. Inst. Univ. Basel No. 2, p.5*
 Fenkart, R.P., ve Karaali, S. 1987, *Astron. Astrophys. Suppl.* 69, 33
 Fenkart, R.P., ve Karaali, S. 1990, (Henüz yayınlanmamış)
 Fenkart, R.P., Karaali, S. ve Güngör, S. 1990, (Henüz yayınlanmamış)
 Gilmore, G., 1984, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 207, 223
 Gilmore, G., ve Reid, N., 1983, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 202, 1025
 Gilmore, G. ve Wyse, R.F.G., 1985, *Astron. J.* 90, 2015
 Gliese, W., 1969 *Veröff. Astron. Rechen Inst. Heidelberg, No. 22*
 Karaali, S., 1989, (Henüz yayınlanmamış)
 Del Rio, G. ve Fenkart, R.P., 1987, *Astron. Astrophys. Suppl.* 68, 397
 Steinlin, U.W., 1968, *Zs. Astrophys.* 69, 276

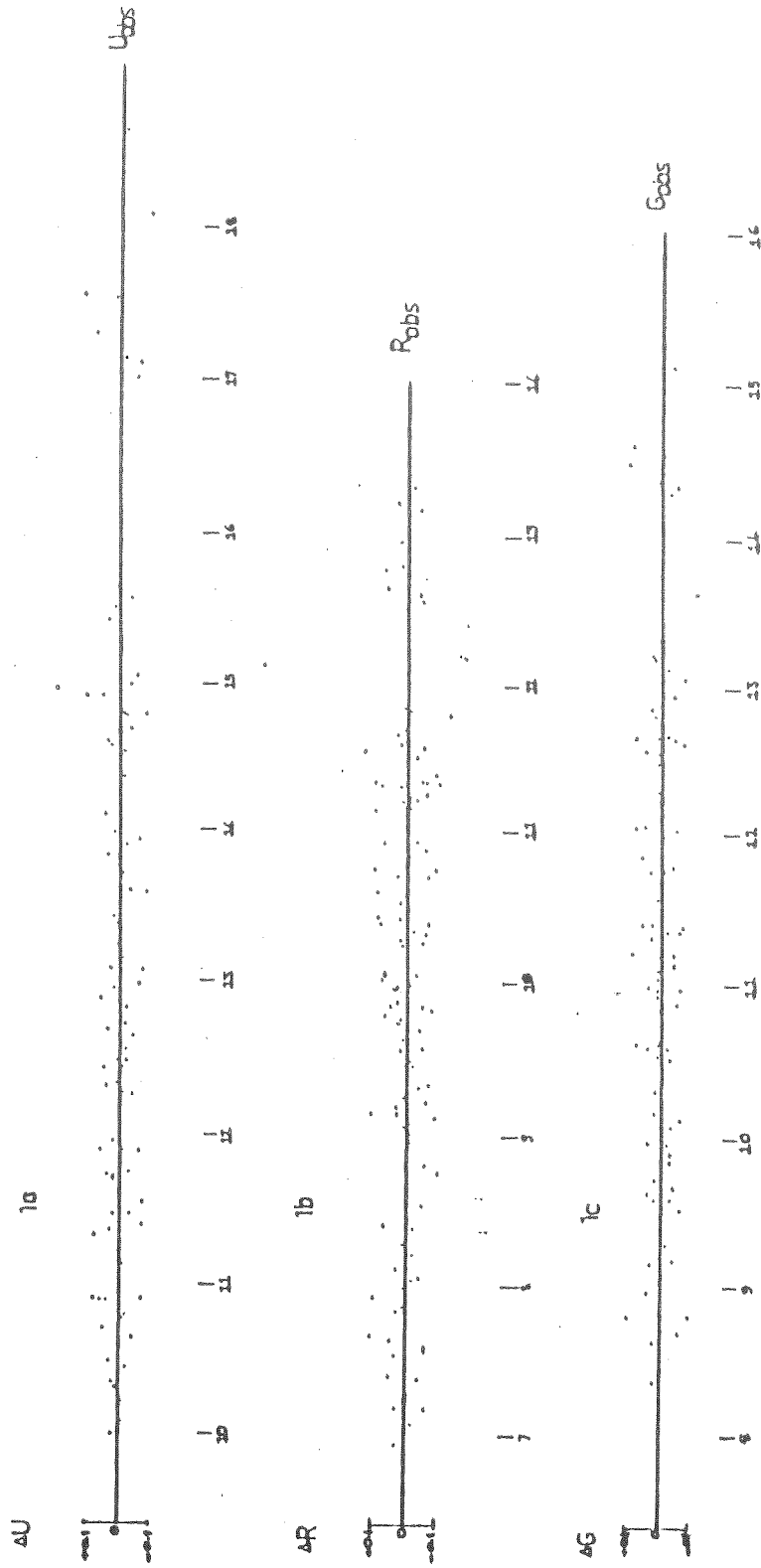
Cevvel I.1. Dört Bileşenli Gilmore – Wyse Modeline Göre Fenkart'ın (Steinlin Sisteminde) Değerleri ve Bu Çalışmadaki (Buser Sisteminde) değerler

	M(G) Mutlak Kadir Aralıkları						
	2 ^m - 3 ^m	3 ^m - 4 ^m	4 ^m - 5 ^m	5 ^m - 6 ^m	6 ^m - 7 ^m	7 ^m - 8 ^m	DEVLER
Fenkart'ın Değerleri	—	6.55	7.31	7.51	7.62	7.75	6.43
Bu çalışmadaki Değerler	—	6.90	6.89	7.41	7.34	7.28	6.46
Gliese'ın Güneş Değerleri		7.18	7.41	7.52	7.48	7.42	6.53

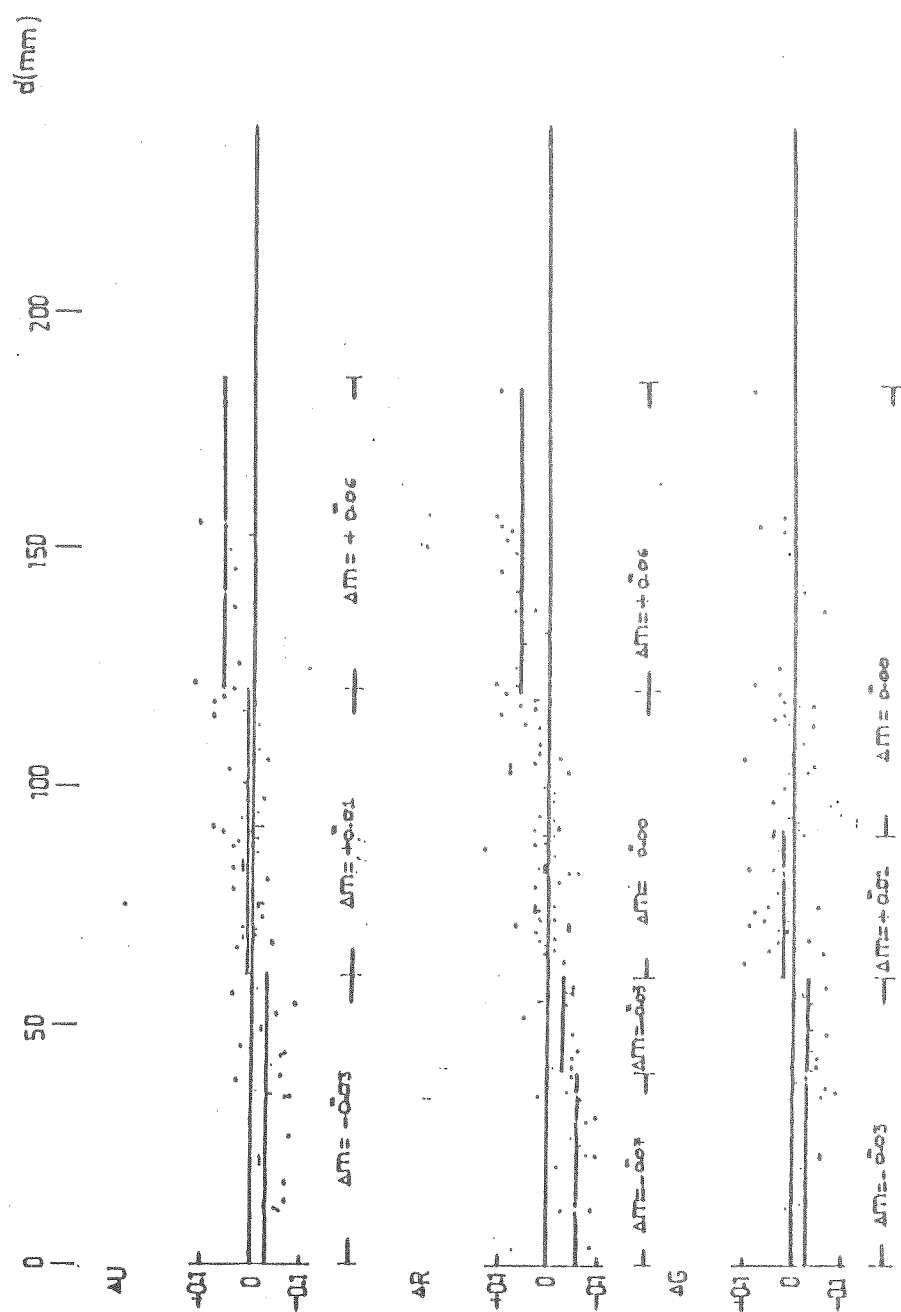
Cevvel I.2. Gilmore–Wyse IV modeline karpılık gelen Güneş civarındaki Değerler (9), Standart sayımlar ve Glişee'ın Güneş değerleri

	$\Delta M(G)$									
	2 ^m – 3 ^m	3 ^m – 4 ^m	4 ^m – 5 ^m	5 ^m – 6 ^m	6 ^m – 7 ^m	7 ^m – 8 ^m	8 ^m – 9 ^m	9 ^m – 10 ^m		
Birleştirilmiş	0.52	0.20	0.40	0.89	0.28	7.41	0.17	7.34	0.18	7.28
Birleştirilmiş (Kıvrılmış)	0.16	0.51	0.42	0.94	0.22	7.57	0.25	8.05	0.00	8.11
Glişee'ın Güneş (9) Değerleri	6.63	7.18	7.41	7.52	7.48	7.42				
Devler	$M(G) = +1^m$		$\theta = 6.46$		Glişee Değeri = 6.54		$\epsilon = 0.44$			

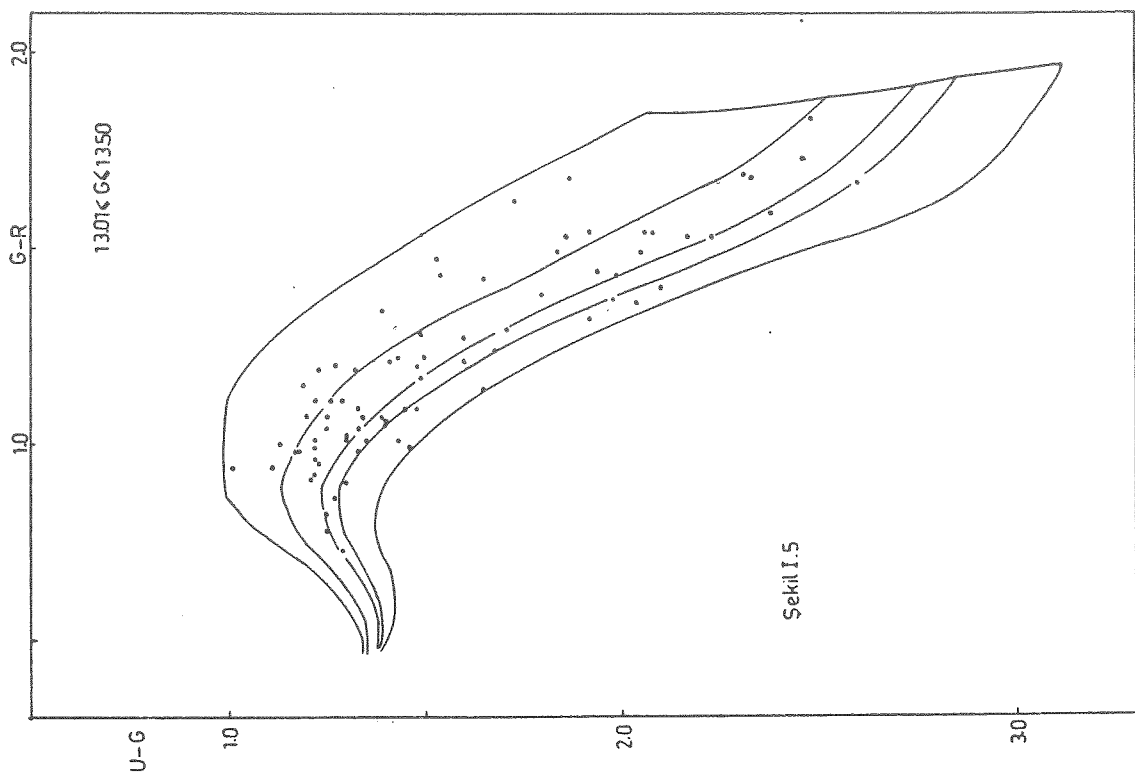
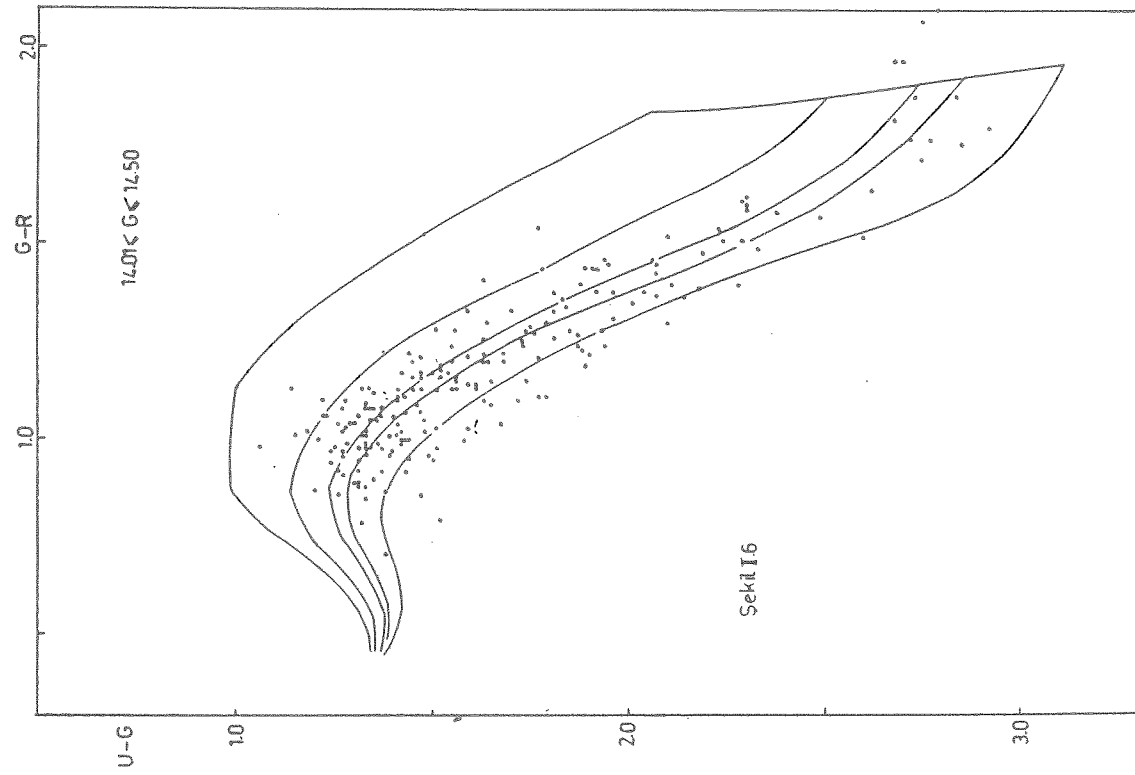


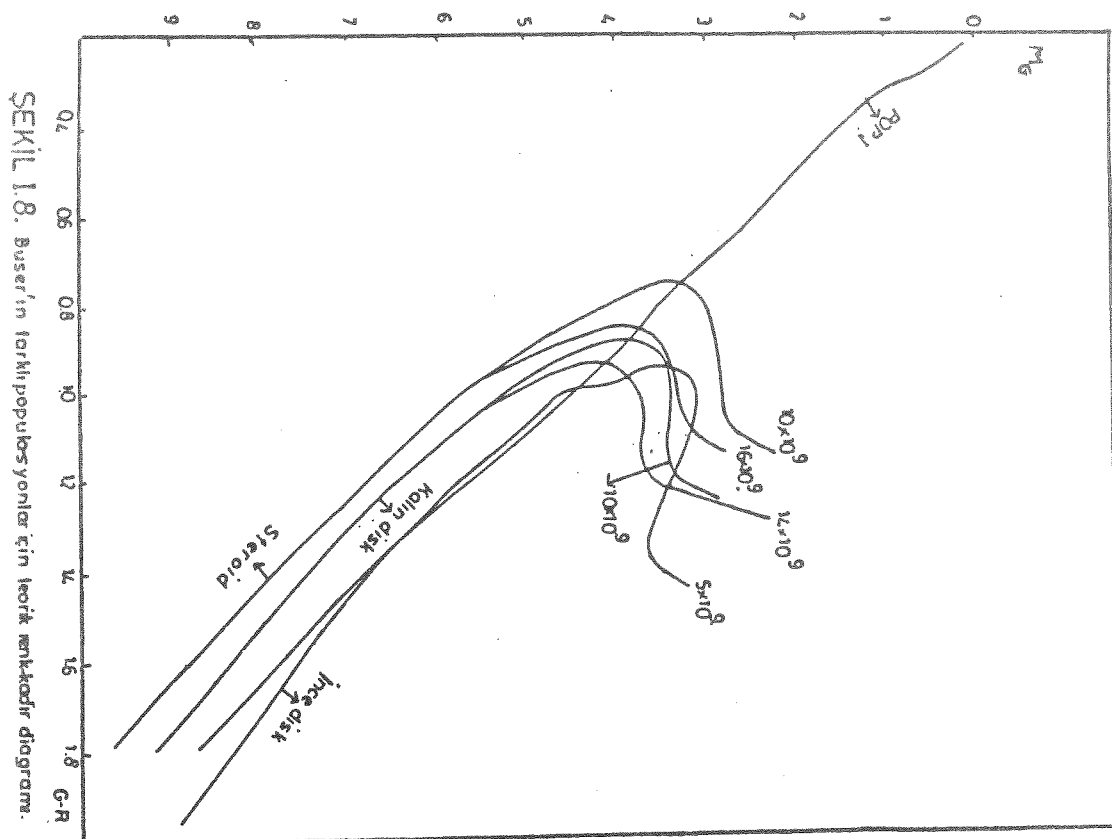
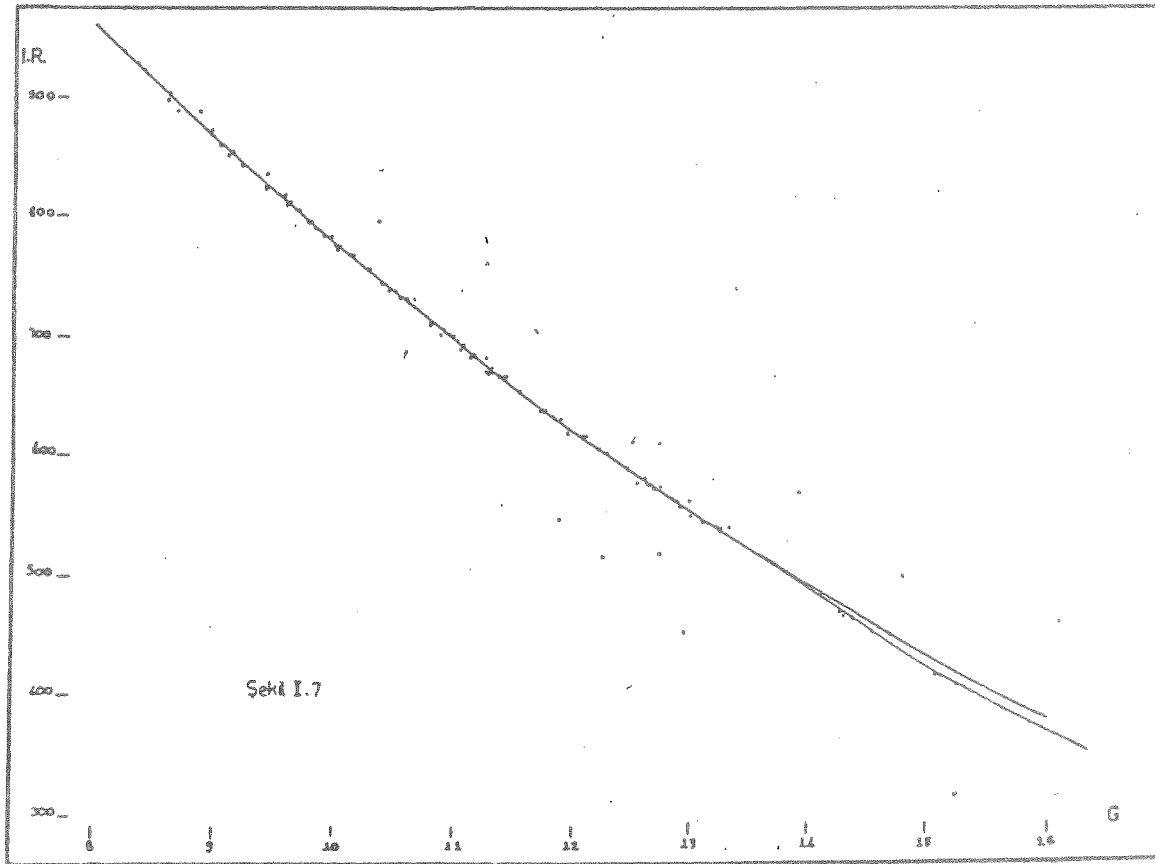


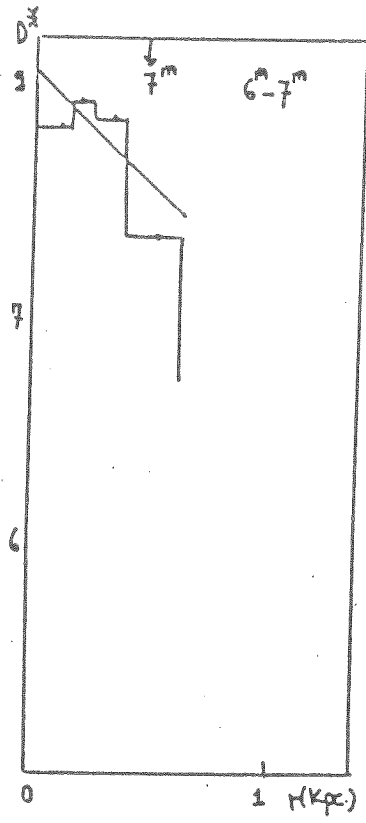
ŞEKİL I. 1a, 1b, 1c : standart yıldız verilerinin standartlaştırılması



SEKIL 1. 4

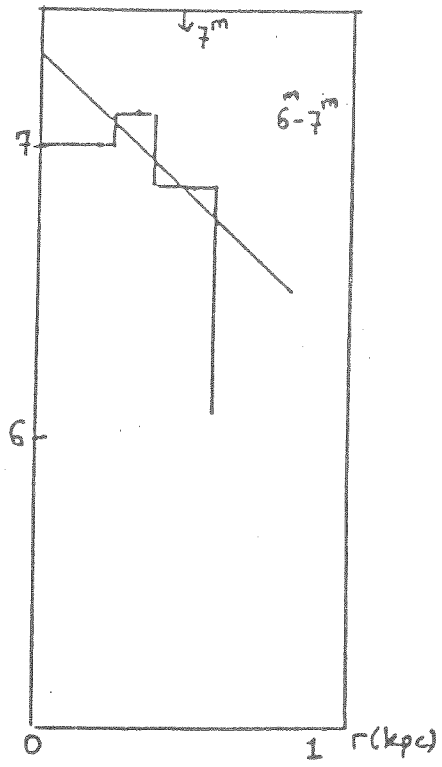






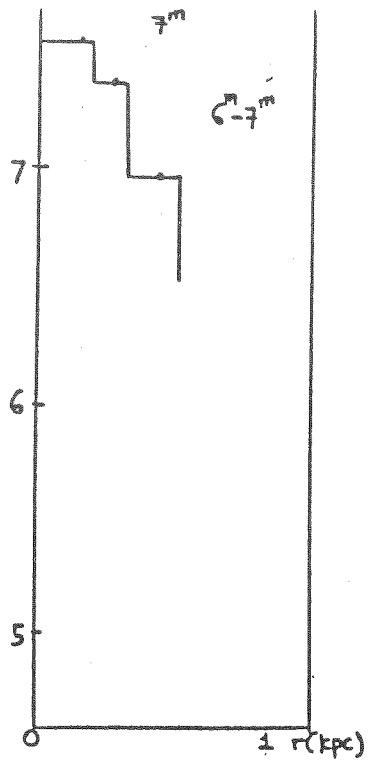
ŞEKİL 10 a

(Evrimsel süreçte)

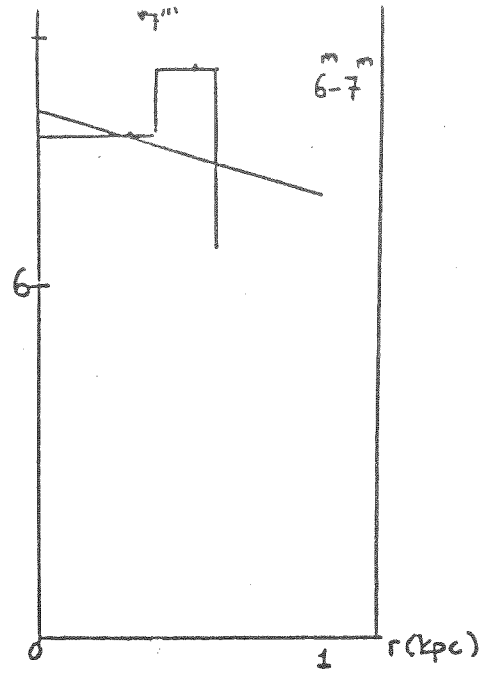


ŞEKİL 10 b

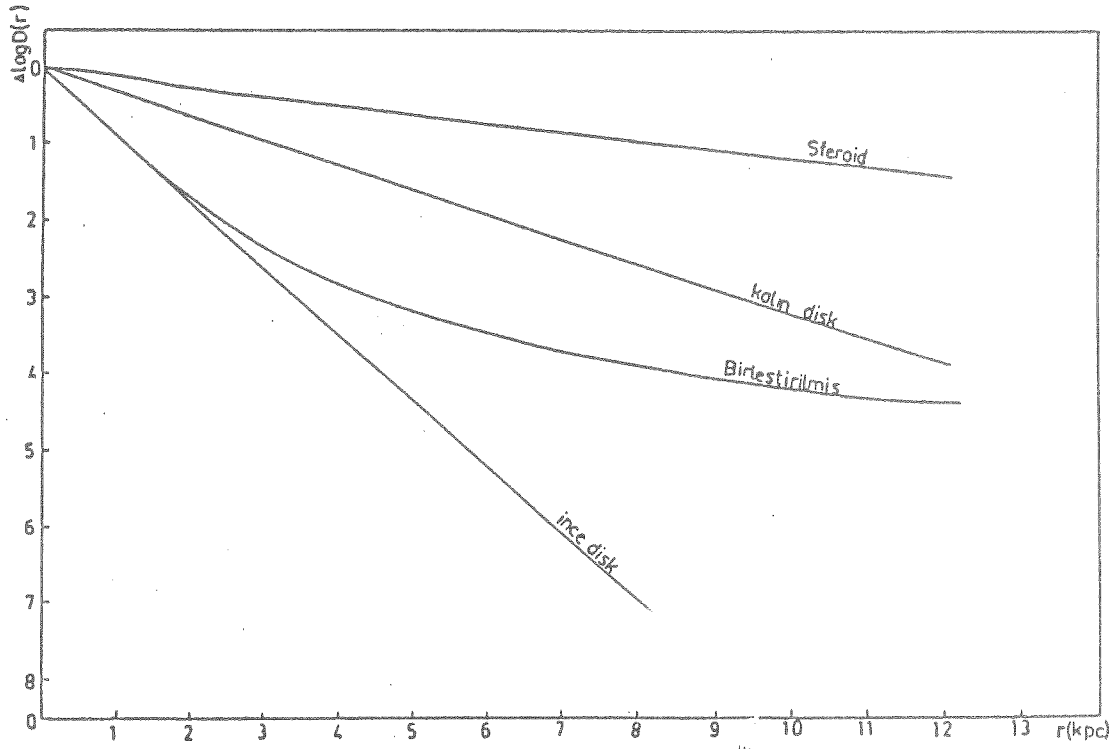
(Evrimsel süreçte)



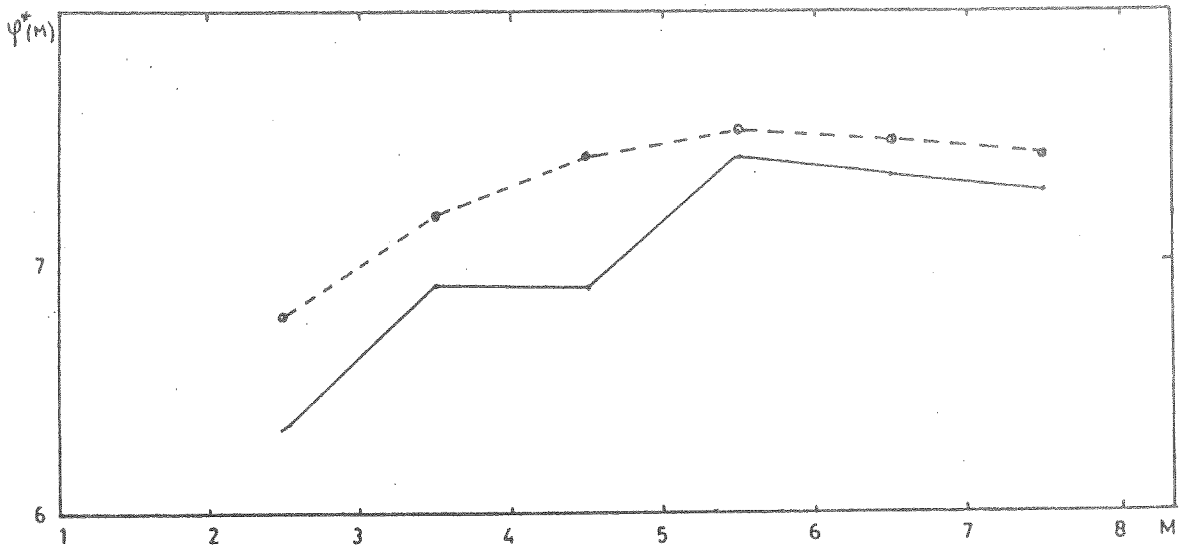
ŞEKİL 9 a



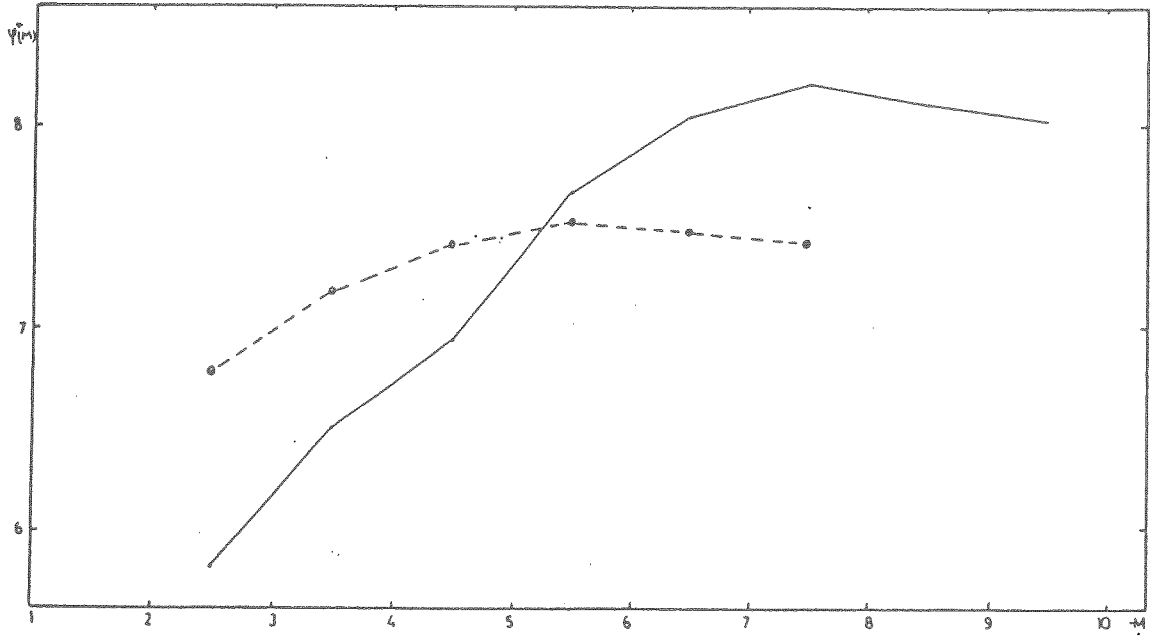
ŞEKİL 9 b



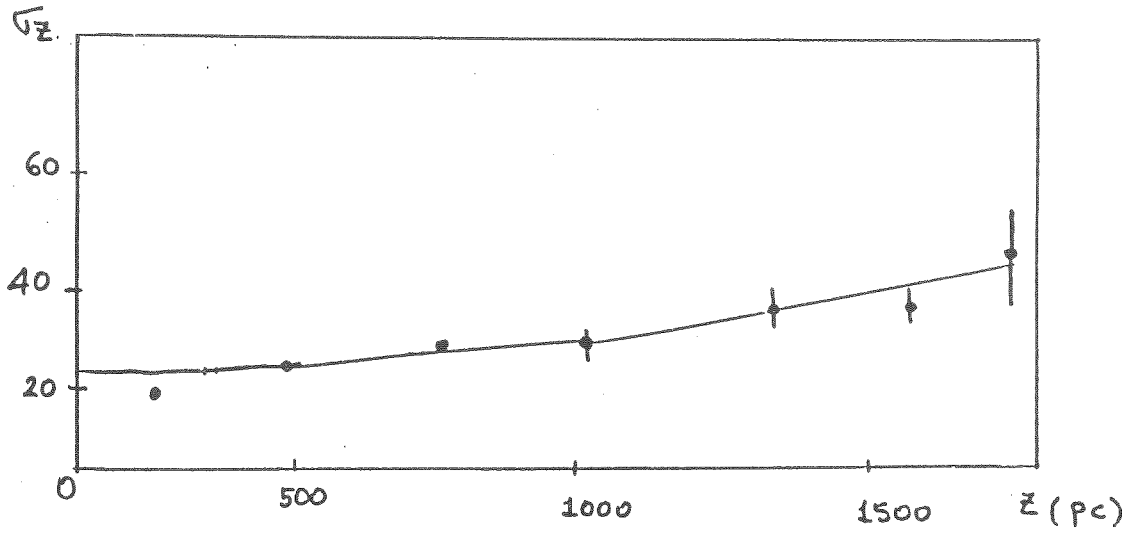
ŞEKİL 1.11 praesepe yıldız alanı için dört bileşenli Gilmore-Wyse model eğrileri



ŞEKİL 1.12 Praesepe yıldız alanı için ışıma gücü fonksiyonu. o: Gliese'in değerleri. (Evr imleşmiş)



ŞEKİL I.13 Praesepe yıldız alanı için ışınma gücü fonksiyonu. • : Gliese'in değerleri. (Evrimsizleşmemiş)



ŞEK. I.14. Galaksi düzlemine dik doğrultudaki hız dispersiyonu ile Galaksi düzlemine olan uzaklık (Z) arasındaki bağıntı.

AH Virginis Değen Çift Yıldızının Dönem Analizi

Osman Demircan, Ethem Derman, Ayvur Akalın

Ankara Üniversitesi Gözlemevi, Astronomi ve
Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Beşevler, Ankara.

Özet :

AH Virginis değen çift yıldızının yayınlanmış minimum zamanları literatürden toplanıp, sistemin yörünge dönemindeki değişimler için analiz edilmiştir. Sistemin döneminde 1955 ve 1971 yıllarında iki ani dönem artımının gerçekleştiği ve dönemin özellikle son yıllarda küçük bir genlikle (~ 0.02 gün) dönenli salınımlar yaptığı saptanmıştır. 1955 ve 1971 yıllarında gerçekleşen $\Delta P/P = 8.7 \times 10^{-6}$ ve 1.4×10^{-5} kadarlık ani dönem artımları sistemden kütle kaybı olmadıysa küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene $3 \times 10^{-6} M_{\odot}$ ve $5 \times 10^{-6} M_{\odot}$ kütle aktarımıyla açıklanabilmektedir. Dönemin küçük genlikli salınımlar göstermesi (i) sistemde üçüncü bir cismin varlığı (ii) konvektif katmanda magnetik etkinlikle bozulmalar ve (iii) bileşen yıldızların radyatif çekirdeklerinde kütle hareketleri açısından tartışılmıştır. Sistemde öngörülen üçüncü cismin yörüngesi irdelenmiş ve bunun ADS 8472B yıldızı olamayacağı görülmüştür.

Ayrıca, AH Virginis'in ı ışık eğrilerindeki asimetri ile dönem salınımları arasında ilişki aranmış ve elde edilen verilerle hiçbir ilişki bulunamamıştır. Bu durumda eğer asimetri, leke etkinliği ölçülü olarak alınırsa dönem salınımlarının magnetik etkinlikle ilişkili olabileceğini söylemek mümkün olmayacaktır.

1. Giriş

AH Vir, ışık değişimi leke modeliyle açıklanan ilk W UMa sistemlerinden biridir (Binnendijk 1960). Fotoelektrik gözlemleri Binnendijk (1960); Huruata ve Nakamura (1951); Kitamura, Tanabe ve Nakamura (1957), Kwee (1958), Bakos (1977), Hoffmann (1981), Niarchos (1983) ve Demircan (1987) tarafından yapılmıştır. Bu gözlemlere göre ışık eğrileri fazla değişim göstermektedir. Birinci minimum tam tutulma gösterdiği için sistem W-türü W UMa sistemidir. Minimum omuzlarındaki Algol-türü sistemlere özgü değişimler AH Vir de ktle aktarımını göstermektedir (Demircan 1987). Chang (1948) tarafından $q=0.42$ olarak bulunan tayfsal ktle oranı, fotometrik ktle oranı $q=0.34$ (Kaluzny 1984), $q=0.26$ (Jabbar ve Kopal 1983) ve $q=0.32$ (Binnendijk 1984)'den biraz büyüktür. Sistemin 1948'den bu yana başka tayfsal analizi yapılmamıştır. Sistemin fotometrik analizi Lucy (1983), Hilditch (1981), Niarchos (1983), Kaluzny (1984), Jabbar ve Kopal (1983) ve Binnendijk (1984) tarafından yapılmıştır. ışık eğrilerinin fazla değişim göstermiş olması nedeniyle gzmler tutarlı değildir.

AH Vir'de AM Leo gibi bir görsel çiftin (ADS 8472) parlak bileşenidir. Binnendijk (1970)'e göre görsel bileşen AH Vir'den $1''.3$ uzakta ve 3 kadir daha sönüktür.

Sistemde ışık eğrisi değişimi, dönem değişimi, üçüncü cismin özellikleri, ktle transferi ve magnetik etkinlik arasında ilişkiler olabileceği düşüncesiyle bu çalışmada sisteme ilişkin dönem ve ışık değişimi sistematik bir şekilde irdelenmiştir.

2. Dönem Değişimi

AH Vir'in dönem değişimi Kwee (1958), Binnendijk (1960), Herczeg (1962), Wood ve Forbes (1963), Purgathofer ve Prochazka (1957), Bakos

(1977) ve Niarchos (1983) tarafından analiz edilmiştir. Dönemin 1955 ve 1971 de ani artışlar gösterdiği bulunmuş. Sistemin Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerinden 13 yeni minimum zamanını ve önceki analizlerde dikkate alınmamış çok sayıda minimum zamanını literatürden toplayarak verileri 1927'den 1989 ortasına kadar 55000 dönemlik zamanı kapsayacak şekilde genişlettik ve yeniden analiz ettik. Analiz sonucunda;

(i) birinci ve ikinci minimumların aynı O-C dağılımını gösterdiği saptandı,

(ii) dönemde 1955 ve 1971 de ani artımlar olduğu kanıtlandı,

(iii) 1955 öncesi, 1955-1971 arası ve 1971 sonrası dönemin aşağı yukarı sabit olduğu saptandı ve bu 3 dönemde ortalama yörünge dönemleri $P_1=0.40751839$ gün, $P_2=0.40752193$ gün ve $P_3=0.40752778$ gün bulundu,

(iv) Buna göre 1955 ve 1971 deki ani dönem artımları $\Delta P/P=8.7 \times 10^{-6}$ ve 1.4×10^{-5} bulunmuştur,

(v) dönem artımlarının, küçük kütleli ($M_2 \approx 0.6 M_\odot$) bileşenden büyük kütleli ($M_1 \approx 1.4 M_\odot$) bileşene kütle transferinden kaynaklandığı kabul edilerek

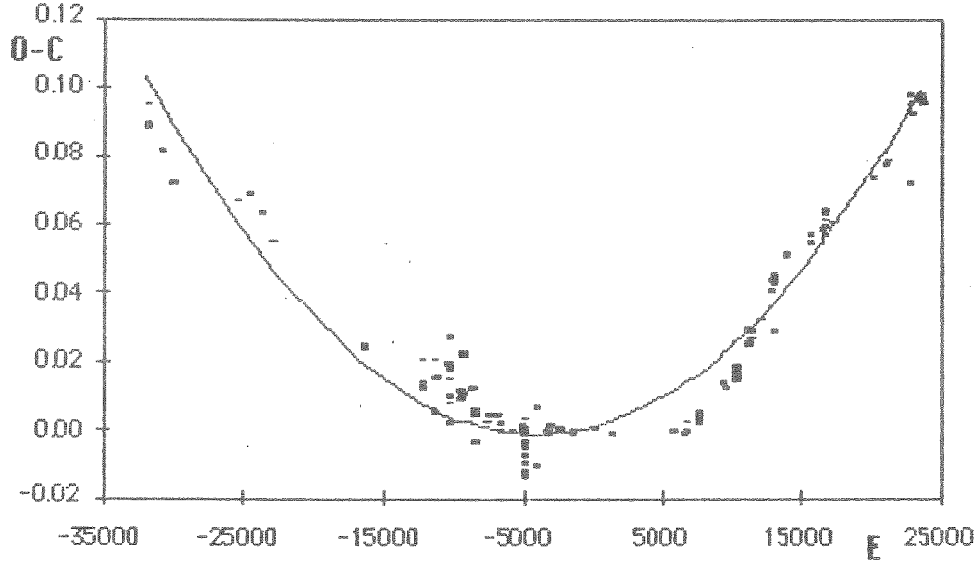
$$\frac{d \ln P}{dt} = 3 \left(\frac{M_2}{M_1} - 1 \right) \frac{d \ln M_2}{dt}$$

bağıntısından 1955 ve 1971'de sistemde $3 \times 10^{-6} M_\odot$ ve $5 \times 10^{-6} M_\odot$ madde aktarımı olduğu bulunmuştur.

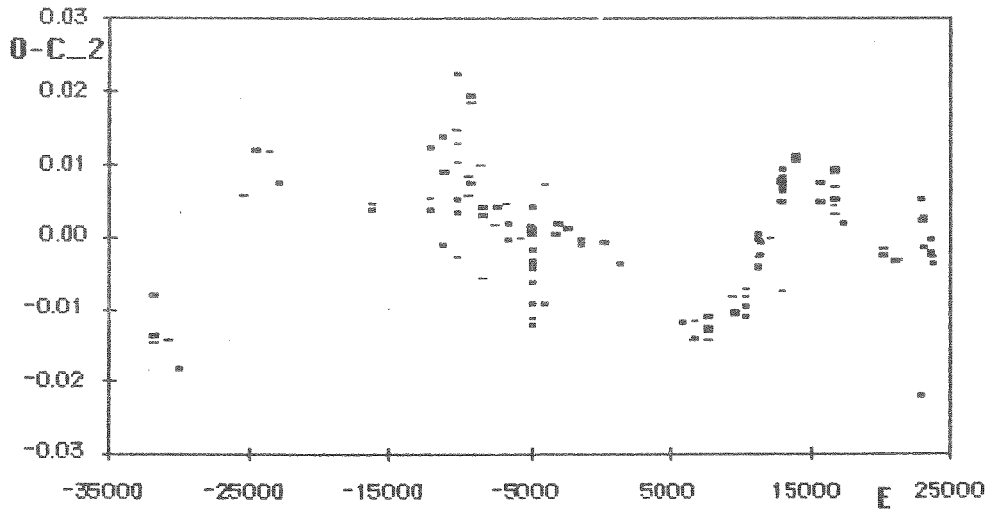
(vi) O-C dağılımına ikinci derece polinom fit edilerek ;

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2438026.9935 + 0.40752295.E + 1.33 \times 10^{-10}.E^2$$

bulundu (bkz. Şekil 1). Burada kareli terim dönemin zamanla değişim ölçüsünü göstermektedir. Minimum zamanlarının bu ışık elemanlarından sapmaları Şekil 2 'de gösterilmiştir. Bu şekle göre dönemin özellikle üçüncü aralıkta (1971'den sonra) küçük genlikli bir salınım yaptığı görülmektedir.

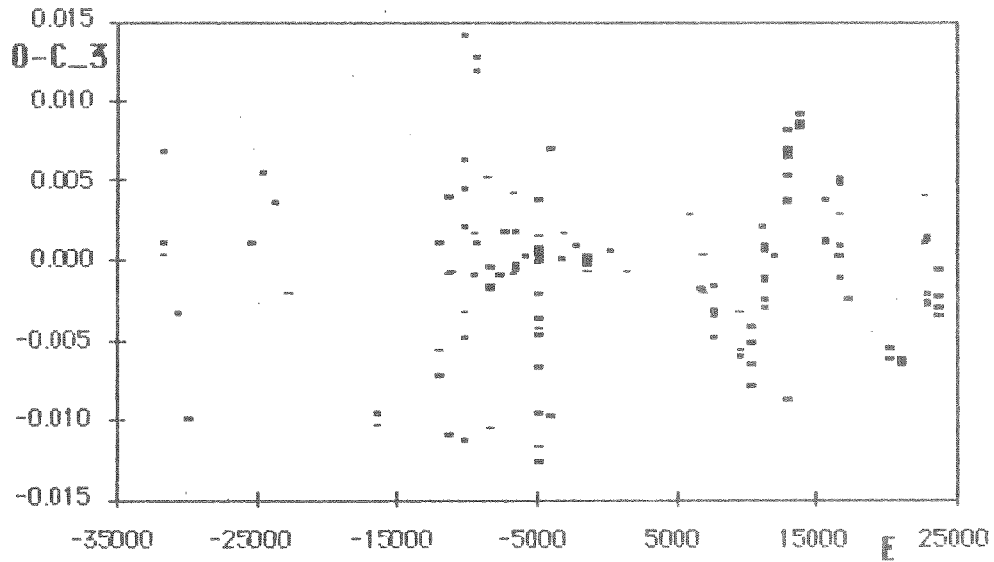


Şekil 1. AH Vir'in (O-C) dağılımına ikinci derece polinom fit edilmesi.



Şekil 2. Minimum zamanlarının, ikinci derece polinom fit edilmesi sonucunda bulunan ışık elemanlarından sapmaları.

(vii) Üç ayrı zaman aralığına (1955 öncesi, 1955-1971 arası ve 1971 sonrası) doğrusal fitler yapılarak gözlemlerin bu fitlerden sapmaları bulunmuş ve bu sapmaların zamanla değişimi Şekil 3 'te gösterilmiştir. Bu şekilde de dönemin özellikle 1971 sonrası dönemli salınımlar yaptığı görülmektedir. Salınımların genliği ~ 0.016 gün ve dönemi ~ 11 yıldır. 1971 öncesi O-C dağılımı kütle aktarımından etkilendiği için salınım göstermemiş olabilir.



Şekil 3. Üç ayrı zaman aralığına yapılan doğrusal fitlerin gözlemlere göre sapmaları.

Söz konusu salınımların sistemde 3. bir cismin varlığından kaynaklandığı varsayılırsa 3. cismin kütle fonksiyonu $0.02 M_{\odot}$ bulunur. Sistemin toplam kütlelerinin $\sim 2 M_{\odot}$ alınması halinde 3. cismin kütlesi bu cisme ait dairesel kabul edilen yörüngenin eğimine bağlı olarak $i=90^{\circ}$, 60° ve 30° için $M_3=0.5$, 0.6 ve $1.2 M_{\odot}$ bulunur. 3. cismin ADS 8472B olduğu kabul edilirse ADS 8472B'nin salt parlaklığı AH Vir'den ~ 3 kadir daha sönük olduğuna göre $(M_{bol})_3 \approx 7$ kadir olmalı.

3. cismin bir anakol yıldızı olması halinde kütlesi $M_3 \approx 0.6 M_\odot$ bulunur. Bu değer ise $i \approx 60^\circ$ ve $a = 2.4 \times 10^8$ km olmasını gerektirir. AH Vir'in uzaklık modülü $V-M_V = 4.5$ (Eggen 1967) kullanılarak 3. cismin AH Vir'den $0''.02$ uzakta görülmesi gerektiği bulunurki bu değer Binnendijk'ın ADS 8472B için verdiği $1''.3$ değerinden çok farklıdır. Bu durumda öngörülen 3. cisim ADS 8472B olamaz. 3. cismin gerçekten var olup olmadığı astrometrik gözlemlerle gösterilebilir.

Diğer taraftan alternatif bir görüş olarak çift yıldız bileşenlerinden birinin magnetik etkinlik çevrimiyle yörünge döneminde küçük salınımlar olabileceği Applegate (1989) tarafından irdelenmiştir. Bu görüşe göre, bir çift yıldızın bileşenlerinden birinin konvektif katmanında üretilen magnetik alan eşpotansiyelli yüzeyleri etkiler ve bu etki magnetik çevrim nedeniyle dönemli olarak değişir. Bileşen yıldız çekimsel olarak yörüngeye kilitli olduğu için yörünge açısal momentumunda da dönemli değişimler olur ve sonuçta yörünge dönemi magnetik etkinlik dönemiyle küçük genlikli salınımlar yapar. Eğer AH Vir'in döneminde gözlenen küçük genlikli salınımlar bu nedenden kaynaklanıyorsa, dönem değişimlerinin ışık eğrilerinde gözlenen magnetik etkinlik belirteçleriyle beraber aynı dönemle uyum içinde salınım göstermesi beklenir.

3. Işık Eğrisinde Şekil Değişimleri

AH Vir'in ışık eğrilerinde geceden geceye değişimler ilk kez Binnendijk (1960) tarafından not edilmiştir. Daha sonra yapılan gözlemlerde de minimum derinliklerinin ve maksimum seviyelerinin sürekli değişim göstermesi nedeniyle bu değişimlerin niteliğini anlayabilmek için AH Vir, Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde 1988 de gözlem programına alınmıştır. 1988 den itibaren UBV renklerinde her gözlem mevsimi birer ışık eğrisi elde edilmektedir. Işık eğrilerinde mevsimlik değişimleri sistematik olarak inceleyebilmek için, Ankara Üniversitesi Gözlemevi'nde elde edilen 1988 ve 1989 ışık eğrilerini daha önce elde

edilmiş bu sisteme ait tüm ışık eğrileriyle beraber birinci maksimumlara normalize edilmiş olarak aynı ölçekte grafiklere aktardık. Her ışık eğrisinden minimum ve maksimum seviyelerini okuduktan sonra,

$$\Delta_{\min} = \text{mag}(\min_I) - \text{mag}(\min_{II})$$

$$\Delta_{\max} = \text{mag}(\max_I) - \text{mag}(\max_{II})$$

$$D_{1,2} = \text{mag}(\min_{I,II}) - \text{mag}(\max_{I,II})$$

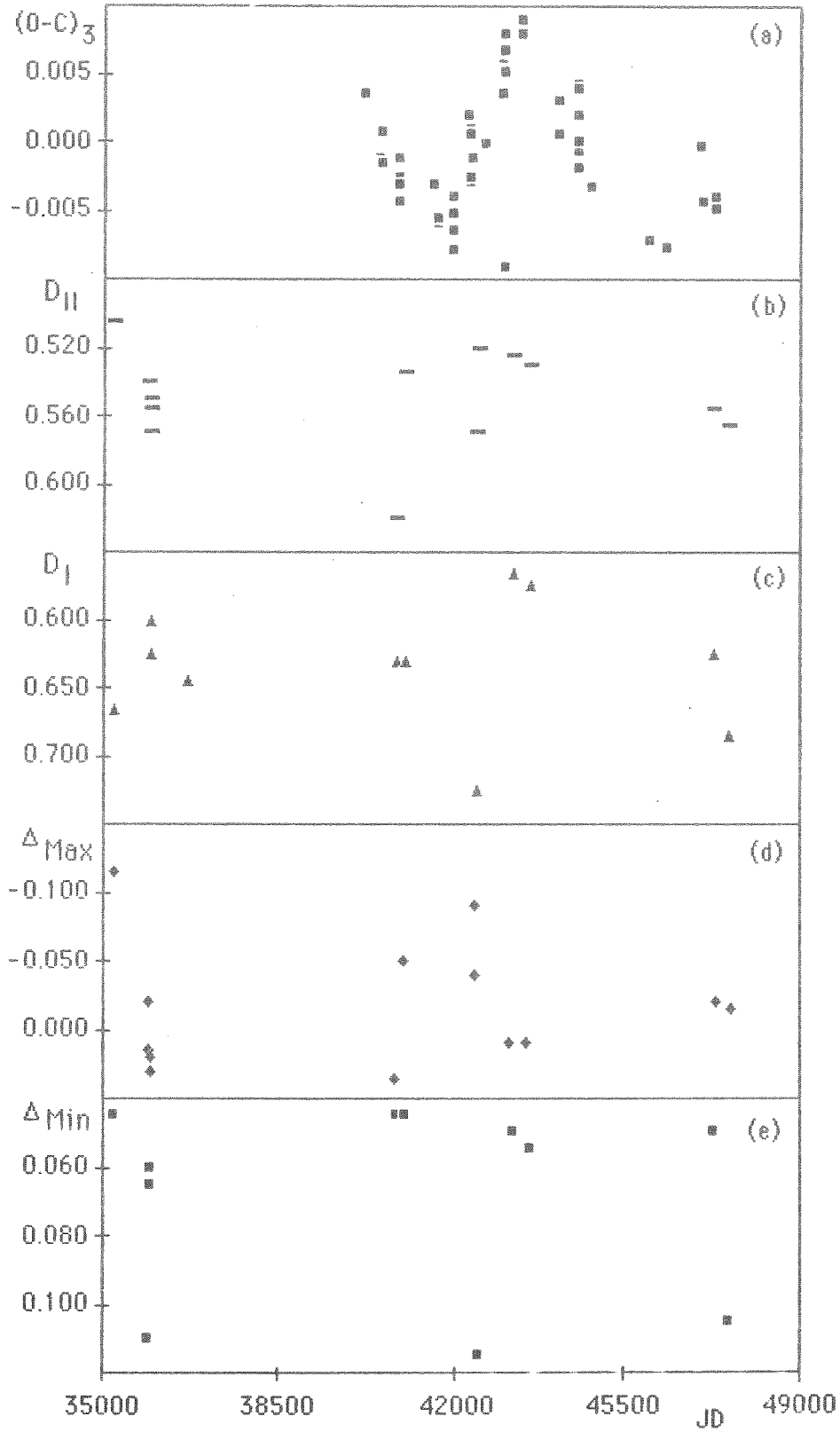
büyüklikleri oluşturuldu ve bunların zamanla değişimi, dönem değişimiyle beraber Şekil 4 'te gösterildi. Az sayıda nokta olması ve bu noktaların fazla saçılması nedeniyle bu şekilden hiçbir kesin yargıya varmak mümkün değildir. İlk bakışta $\Delta_{\min}$ değişiminin $\Delta_{\max}$ ve D_1 değişiminden bağımsız olduğu, D_1 değişiminin $\Delta_{\max}$ değişimine bağlı olduğu anlaşılmaktadır. Ayrıca hiçbir asimetri değişiminin dönem değişimiyle korelasyon içinde olduğunu söylemek mümkün olmamaktadır. Ancak bu konuda kesin karar için gözlemlerin daha uzun yıllar düzenli sürdürülmesi gerekmektedir.

4. Sonuç

Bu çalışmada AH Vir'in dönem değişimi irdelenmiş, 1955 ve 1971 de iki ayrı dönem artımının varlığı kanıtlanmış ve bu artımların küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene $3 \times 10^{-6} M_{\odot}$ ve $5 \times 10^{-6} M_{\odot}$ 'lık madde aktarımı ile açıklanabileceği gösterilmiştir. 1971 den sonra geçerli olmak üzere sistemin ışık elemanları;

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2447569.6254 + 0.4075278.E$$

olarak bulunmuştur. 1971'den sonra dönemin 11 yıllık dönem ve 0.016 günlük genlikle salınımlar yaptığı saptanmış ve bu salınımların sistemde 3. bir cisim



Şekil 4. a) $(O-C)_3$ dağılımının, **b)** D_2 ; ikinci minimum derinliklerinin, **c)** D_1 ; birinci minimum derinliklerinin, **d)** Δ_{max} ; iki maksimum arasındaki farkın, **e)** Δ_{min} ; iki minimum arasındaki farkın zamana göre değişimi.

varlığından kaynaklanmış olması halinde bu cismin özellikleri irdelenmiş ve bunun görsel çiftin sönük bileşeni olamayacağı gösterilmiştir.

Alternatif olarak, dönem salınımlarının bileşenlerden birinin magnetik etkinlik çevriminden kaynaklanmış olabileceği düşüncesi üzerinde durulmuştur. Bu amaçla ışık eğrilerinde magnetik etkinlik belirteçleri olarak bilinen asimetri değişimleri incelenmiş. Bu asimetri değişimleriyle dönem değişimi arasında bir ilişki görülememiştir. Bu konuda kesin yargı için uzun yılları kapsayan düzenli gözlemlere gereksinme olduğu vurgulanmıştır.

Kaynaklar

- Applegate, J. H. (1989). *Astrophys. J.*, **337**, 865.
 Bakos, G. A. (1977). *Bull. Astron. Inst. Czech.*, **28**, 157.
 Binnendijk, L. (1960). *Astron. J.*, **65**, 358.
 Binnendijk, L. (1970). *Vistas Astron.*, **12**, 217.
 Binnendijk, L. (1984). *Publ. Astron. Soc. Pacific.*, **96**, 646.
 Chang, Y. C. (1948). *Astrophys. J.*, **107**, 96.
 Demircan, O. (1987). *Astrophys. and Sp. Sci.* **135**, 169.
 Eggen, O. J. (1967). *Mem. R. Astr. Soc.*, **70**, 111.
 Herczeg, T. (1962). *Veröff. Univ. Sternw. Bonn*, No. 63.
 Hilditch, R.W. (1981). *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.*, **196**, 305.
 Hoffmann, M. (1981). *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 1933.
 Huruhashi, M., and Nakamura, T. (1951). *Tokyo Astron. Obs. Bull.*, **33**, 233.
 Jabbar, S.R., and Kopal, Z. (1983). *Ap. Sp. Sci.*, **92**, 99.
 Kaluzny, J. (1984). *Acta Astron.*, **34**, 217.
 Kitamura, M., Tanabe, H., Nakamura, T. (1957). *Publ. Astron. Soc. Japan*, **9**, 119.
 Kwee, K. K. (1958). *Bull. Astron. Inst. Neth.*, **14**, 131.
 Lucy, L. B. (1973). *Astrophys. Space Sci.*, **22**, 381.
 Niarchos, P.G. (1983). *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.*, **53**, 13.
 Purgathofer, A., Prochazka, F. (1967). *Mitt. Univ.-Sternwarte Wien*, **13**, 151.
 Wood, D. B., Forbes, J. E. (1963). *Astron. J.*, **68**, 257.

C.İBANOĞLU: Bu konuda gerçekten çok değişik yorumlar var. Özellikle RS CVn'ler konusunda. O konu üzerine biz de eğildik. Mesela elimizde bir örnek var, 471'in 1973 yılından bu yana sürekli yapılmış gözlemleri. Mesela sizin kullandığınız ışık eğrisi, kısa zaman aralıklarında gözlem yapılırsa görülecek ki ışık eğrisindeki değişimler uzun ölçekli değil. Çok kısa zaman içerisinde ışık eğrileri çok hızlı değişme gösteren yıldızlar bunlar, dolayısıyla sizin kullandığınız o veriler belki bir yıl içerisinde elde edilmiş bir ışık eğrisidir.

O.DEMİRCAN: Hall'un bir diyagramı tayf türüne karşılık dönem değişimini gösteriyor. Dönem değişimi azalanları koymuş, tayf türüne göre. Dönem değişimi artanları koymuş. Dönem değişimi hem artan hem eksilenleri de koymuş. Sadece birer işarettir. Dönem değişimi hem artıp hem eksilenlerle dönem değişimi tek yönlü olan sistemler arasında keskin bir çizgi var. Mesela, dönem değişimi hem artıp hem eksilen sistemler bu tarafta ve şurası F4-F5 konvektif güneş benzeri yıldızlar, o taraf sıcak yıldızlar. Konvektif yıldızlarda dönem manyetik etkinlik nedeniyle değişiyor çünkü şu taraftaki yıldızlar manyetik alan üretiyor.

DEĞEN ve DEĞMEYE YAKIN ÇİFT YILDIZLAR

Selim SELAM, Osman DEMİRCAN

A.Ü. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 06100 Beşevler, ANKARA

ÖZET

Değen ve değmeye yakın çift yıldızların salt boyutları, bu tür çiftlerin gözlemsel ve kuramsal verilerini içeren katalogtan toplanarak, kütle-ışınım (M-L), kütle-yarıçap (M-R) ve Hertzsprung-Russel (HR) gibi diyagramlar oluşturulmuştur. Elde edilen diyagramlar teorik değerlerle karşılaştırılmıştır. Karşılaştırma sonuçları bu sistemlerin evrimleri açısından irdelenmiştir.

1. GİRİŞ

Günümüzde değen ve değmeye yakın çift yıldızların evrimsel durumu ve bu tür çift sistemlerin alt türleri arasındaki evrimsel ilişki ana hatları ile belirlenmiş olmasına karşın, halen tartışma konusudur. Bu alandaki gelişmeler Mochnacki (1981), Van Hamme (1982), Maceroni vd. (1985), Kaluzny (1985), Rucinski (1986), Hilditch ve Bell (1987), Hilditch vd. (1988) ve Shaw (1989) tarafından derlenmiştir.

Birkaç yıl öncesine kadar bu tür sistemlerin salt parametrelerinin belirlenmesi amacı ile, fotometrik ve tayfsal analiz sonuçlarının birleştirilmesinde çok sayıda varsayım yapılmıyordu. Özellikle bu tür sistemlerin tayflarında yoldaş yıldızın çizgilerinin belirgin olmaması veya hiç görülmemesi, yoldaş yıldızla ilişkin salt parametreleri güvenilirliğini azaltmaktaydı. Son yıllarda kullanılan teleskop ve dedektörlerdeki hızlı teknolojik gelişme, bu tür sistemlere ilişkin gözlemlerin daha hassas ve kaliteli olmasını sağlamıştır. Ayrıca yeni geliştirilen analiz metodlarının sonuçları, sistemin salt parametrelerinin elde edilmesi sırasında varsayımlara ihtiyaç duymamaktadır. Dolayısıyla son yıllar içinde parametrelerinin güvenilirliği oldukça yüksek olan değen ve değmeye yakın çift sayısında hızlı bir artış olmuştur.

Bu çalışmada, parametrelerin güvenilirliği yüksek olan 98 çift sistemin salt parametreleri, bu verileri içeren katalogtan (Selam, 1990) ve Maceroni vd. (1985)'den alınmıştır. Bunlardan 52 tanesi W UMa türü değen çift yıldızlardır. Geri kalan sistemler ise, bileşenlerinden en az biri Roche şişimini doldurmuş ve değme durumunun hemen öncesinde yer alan (β Lyr türü ve bazı Algol türü sistemler) yarı ayırık sistemlerdir. Bu tür sistemlere Lucy ve Wilson (1979)'un önerisi ile B türü sistemler adı verilmektedir.

Salt parametreler yardımı ile, bu tür sistemler için kütle-yarıçap (M-R), kütle-parlaklık (M-L) ve Hertzsprung-Russel (HR) diyagramları oluşturulmuş ve sistemlerin evrim durumları kuramsal anakol verileri ile karşılaştırılmıştır. Ayrıca salt parametreler ve bilinen bağıntılar yardımı ile tüm sistemler için, yüzey çekim ivmesi, toplam yörünge açısal momentumu ve bileşen yoğunlukları hesaplanarak, sistemlerin diğer parametreleri ile olan ilişkileri irdelenmiştir. Sonuçlar, alt türler arasındaki evrimsel ilişki açısından yorumlanmıştır.

2. M-R, M-L, HR DİYAGRAMLARI

W UMa türü 52 sistem içerisinde eşit sayıda A ve W alt türünden çift sistem bulunmaktadır. Geri kalan 46 sistem B türüdür. Tüm diyagramlarda A, W ve B türü sistemlerin 1. ve 2. bileşenleri ayrı simge ile gösterilmiştir. Ayrıca bu diyagramlarda teorik sıfır yaş anakol (ZAMS) ve merkezi hidrojen yakımının sona erdiği terminal yaş anakol (TAMS) modelleri de yer almaktadır. Tüm modeller güneş benzeri kimyasal bileşimi içermektedir ($x \approx 0.70$, $y \approx 0.28$, $z \approx 0.02$). $M > 0.8 M_{\odot}$ için teorik ZAMS ve TAMS modelleri Maeder ve Meynet (1988)'den, daha küçük kütleler içinse ZAMS ve TAMS modelleri VandenBerg ve Bridges (1984) ve VandenBerg (1983)'den alınmıştır. M-R, M-L ve HR diyagramları sırası ile şekil 1., 2. ve 3.'te yer almaktadır.

Şekil 1. ve 2. de değen ve değmeye yakın çift yıldızlar, alt türleri için ayrı ayrı M-R ve M-L bağıntıları oluşturmaktadır. En küçük kareler yöntemi ile bulunan logaritmik bağıntılar değişik gruplar için korelasyon katsayıları (r) ile beraber aşağıda verilmiştir;

M-R Bağıntıları:

$$\begin{array}{lll} \text{A türü sistemler:} & \text{Log R} = 0.161 + 0.468 * \text{Log M}, & r = 0.868 \\ & \pm 0.015 \pm 0.038 & \end{array}$$

$$\begin{array}{lll} \text{W türü sistemler:} & \text{Log R} = 0.012 + 0.402 * \text{Log M}, & r = 0.827 \\ & \pm 0.011 \pm 0.039 & \end{array}$$

B türü sistemler:	$\text{Log R} = 0.134 + 0.661 * \text{Log M},$ $\pm 0.022 \pm 0.024$	$r=0.948$
Tüm sistemler:	$\text{Log R} = 0.133 + 0.642 * \text{Log M},$ $\pm 0.010 \pm 0.015$	$r=0.954$
*Seçilmiş sistemler:	$\text{Log R} = 0.097 + 0.834 * \text{Log M},$ $\pm 0.024 \pm 0.033$	$r=0.912$

M-L Bağlılıkları:

A türü sistemler:	$\text{Log L} = 0.537 + 1.118 * \text{Log M},$ $\pm 0.054 \pm 0.140$	$r=0.755$
W türü sistemler:	$\text{Log L} = -0.01 + 0.822 * \text{Log M},$ $\pm 0.048 \pm 0.168$	$r=0.568$
B türü sistemler:	$\text{Log L} = 0.326 + 3.446 * \text{Log M},$ $\pm 0.073 \pm 0.077$	$r=0.979$
Tüm sistemler:	$\text{Log L} = 0.631 + 2.981 * \text{Log M},$ $\pm 0.049 \pm 0.071$	$r=0.951$
*Seçilmiş sistemler:	$\text{Log L} = 0.199 + 3.820 * \text{Log M},$ $\pm 0.073 \pm 0.101$	$r=0.959$

*Seçilmiş sistemler: Tüm sistemlerin 1. bileşenleri ve B türü sistemlerin
LogM > -0.05 olan 2. bileşenleri

Değer ve değmeye yakın çift sistemlerin alt türlerinin bu diyagramlardaki dağılım özellikleri kısaca şöyle özetlenebilir:

a) A türü sistemlere oranla daha az değer W türü sistemlerin 1. bileşenlerinin tamamı MR diyagramında anakol içerisinde yer almaktadır. Anakol bandı içerisinde gösterdikleri dağılım yaş ve metal bolluğunun bir göstergesi olabilir. Genel olarak ZAMS'a daha yakın konumdadırlar. ML diyagramında ise büyük bir kısmı ZAMS'ın altındadırlar. Bu durum Hilditch vd. (1988)'e göre 2. bileşene aktarılmış olan ısıyımdan kaynaklanmaktadır.

b) W türü sistemlerin 2. bileşenleri MR diyagramındaki anakol kütleleri göz önüne alındığında, oldukça büyük yarıçapa sahiptirler ve anakoldan ayrılmış gibi görünmektedirler. Yarıçaptaki bu fazlalık, karesi oranında ML

diyagramındaki konumlarına da yansımaktadır ve bu olay yine 1. bileşenden ışıınım aktarımı yolu ile gelen fazlalığa bağlanmaktadır. HR diyagramında (Şekil 3.) ışıınım aktarımı sonucu anakolun sol üstüne kaymış durumdadırlar.

c) MR ve ML diyagramlarındaki konumları gereği, daha fazla değme durumuna sahip A türü sistemlerin, 1. bileşenleri, W türünün 1. bileşenlerine oranla daha fazla evrimleşmişlerdir ve TAMS civarında yer almaktadırlar. Bu durum, A türü sistemlerin evrimde daha ileri safhada olduklarına ilişkin daha evvelki önerileri desteklemektedir. HR diyagramında ise anakol bandı içerisinde yer almaktadırlar.

d) A türü sistemlerin ikinci bileşenleri, MR ve ML diyagramlarında W türü sistemlerin 2. bileşenlerinden daha da fazla evrimleşmiş konumdadırlar. Anakol (ZAMS) kütleleri için beklenen yarıçap ve parlaklıklarının çok üzerinde değerlere sahiptirler. HR diyagramındaki konumları, 1. bileşenlerinden aktarılmış ek ışıınım etkisi ile ZAMS'ın solundadır.

e) B türü sistemlerin, düşük kütleli ($\log M < 0.4$) 1. ve 2. bileşenleri, MR ve ML diyagramlarında, A türü sistemlerin 1. ve 2. bileşenleri ile aynı konumdadırlar. Ancak HR diyagramında 1. bileşenleri anakol bandı içinde yer alırken 2. bileşenleri TAMS civarında ve üzerinde yer almaktadır. 2. bileşenlerin HR diyagramındaki bu konumları, B türü sistemlerde ışıınım aktarımının olmaması veya W UMa'lara oranla çok zayıf olmasından kaynaklanmaktadır. B türü sistemlerin büyük kütleli 1. ve 2. bileşenleri ise ZAMS'tan çok az ayrılmış ve anakol bandı içerisinde yer alan normal anakol yıldızlarıdır.

3. DİĞER ÖZELLİKLERİ

YARIÇAP ORANI - KÜTLE ORANI :

Yarıçap oranı $k = R_2/R_1$ ve kütle oranı $q = M_2/M_1$ olmak üzere şekil 4. te tüm sistemlerin k - q ilişkisi görülmektedir. Şekilde ayrık, anakol yıldızlarından oluşmuş çift sistemler için elde edilen gözlemsel bağıntılar (Demircan ve Kahrman 1990) da yer almaktadır. Bu bağıntılar:

$$k = q^{0.935} \quad (M_1 \text{ ve } M_2 < 1.66 M_{\odot} \text{ için})$$

$$k = q^{0.724} \quad (M_1 > 1.66 M_{\odot} \text{ ve } M_2 < 1.66 M_{\odot} \text{ için})$$

$$k = q^{0.542} \quad (M_1 \text{ ve } M_2 > 1.66 M_{\odot} \text{ için})$$

Genel olarak A türü sistemler, W türü sistemlere oranla daha düşük kütle oranı ve yarıçap oranına sahiptirler. Bu da A türü sistemlerin evrimde, W türü sistemlerden daha ileride oldukları görüşünü desteklemektedir. B türü sistemler ise W UMa türlerinin her iki alt türü arasına dağılmış durumdadır. Alt türlerden hiç biri, anakol yıldızlarından oluşmuş ayırık çift sistemlere ilişkin deneysel bağıntılara uymamaktadır. Dolayısıyla tüm alt türlerin bu diyagramdaki dağılımına, değen ve değmeye yakın çift sistemlerin deneysel bağıntısı gözüyle bakabiliriz. Buna göre yapılan üstel fit sonucu bu sistemlerin

$$k = 0.992 * q^{0.448} \quad (\text{korelasyon } r = 0.98)$$

şeklinde deneysel bir bağıntıya uyduğu gösterilmiştir (şekil 5.).

YÜZEY ÇEKİM İYMESİ :

Şekil 6. da tüm alt türlerin 1. ve 2. bileşenleri için;

$$\text{Log } g = 4.44 + \text{Log } (M_{1,2}) - 2 \text{Log } (R_{1,2})$$

bağıntısından hesaplanan yüzey çekim ivmesinin logaritması ile efektif sıcaklık ilişkisi, teorik ZAMS ve TAMS modelleri ile beraber yer almaktadır. B türü sistemlerin düşük kütleli 2. bileşenleri dışında geri kalanların tamamı anakol bandı içerisinde yer almaktadır. B türü sistemlerin düşük kütleli 2. bileşenleri TAMS'ın dışına taşmış ve evrimleşmiş olarak görülmektedir. Ayrıca A türü sistemlerin bileşenlerinin yüzey çekim ivmeleri, W türü sistemlerin bileşenlerine oranla daha düşüktür.

YÖRÜNGE AÇISAL MOMENTUMU :

Tüm sistemler için yörünge açısal momentumu;

$$J = P^{1/3} * [q/(1+q)^2] * (M_1 + M_2)^{5/3}$$

ifadesinden hesaplanmıştır. P yörünge dönemi, q kütle oranı, $M_{1,2}$ ise güneş kütlesi cinsinden 1. ve 2. bileşen kütleleridir. Şekil 7. de $X = J / (M_1 + M_2)^{5/3}$ olmak üzere $\text{Log } X - \text{Log } P$ ilişkisi görülmektedir. $q = 1.0, 0.5$ ve 0.2 için sabit kütle oranı çizgileri çizilmiştir. Karşılaştırma açısından yarıayrık RS CVn türü çiftler de grafiğe yerleştirilmiştir. Uzun dönemli B türü sistemler ve RS CVn'ler $q = 1$ çizgisi üzerinde toplanmaktadır. Dönem kısaldıkça sistemler daha düşük kütle oranlarına ve düşük açısal momentum değerlerine kaymaktadırlar. Dolayısıyla diyagramın en altında yer alan A türlerinde, sistemden madde

kayıbı daha fazladır ve W türü sistemlere oranla daha fazla evrimleşmiş görülmektedirler.

Şekil 8. de ise Log J - Log P ilişkisi yer almaktadır. $q = 1$ için sabit toplam kütle çizgileri $M = 20M_{\odot}$, $5M_{\odot}$, $1.7M_{\odot}$ ve $0.5M_{\odot}$ için çizilmiştir. Toplam kütle hesaba katıldığında, bu diyagramda alt türler arasında belirgin bir evrimsel ayrım görülmemekle birlikte, yörünge dönemi küçüldükçe, sistemlerin açısal momentumlarının azaldığı görülmektedir. Özellikle $P=1$ gün civarında B türü sistemlerin yörünge açısal momentumunda oldukça hızlı bir düşüş vardır.

Şekil 9. da Log X - q grafiği görülmektedir. $P=0.4$ ve $P=0.8$ gün için sabit yörünge dönemi çizgileri de çizilmiştir. A türü sistemler W türü sistemlerden daha küçük kütle oranına ve açısal momentuma sahiptirler. B türü sistemler ise oldukça büyük açısal momentum değerlerine sahiptir ve kütle oranları 0.5 ten büyüktür.

Şekil 10. da Log J - q ilişkisi görülmektedir. Açısal momentumda toplam kütle hesaba katıldığında, yine alt türler arasında evrimsel açıdan belirgin bir farklılık elde edilememektedir. Yalnızca büyük kütleli ve uzun dönemli B türü sistemlerde, bileşenler arası ısıyım aktarımının henüz var olmaması, bu sistemlerin Log J - q grafiğinde daha büyük açısal momentumlu bölgede bulunmalarını sağlamaktadır.

ORTALAMA YOĞUNLUK :

Bütün türlerin 1. ve 2. bileşenlerinin ortalama yoğunluğu;

$$\rho \text{ (cgs)} = 1.409 * (M/R^3)$$

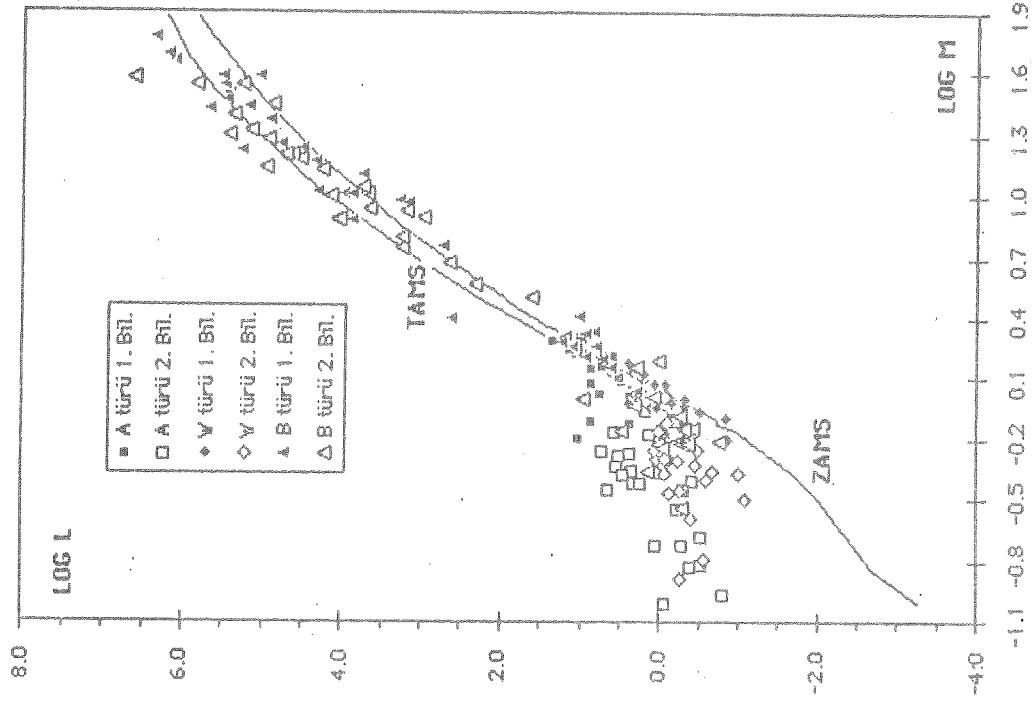
ifadesinden hesaplanmıştır. Şekil 11. de teorik ZAMS ve TAMS modelleri ile birlikte ortalama yoğunluk-sıcaklık ilişkisi görülmektedir. Alt türler bu diyagramda oldukça belirgin olarak birbirlerinden ayrılmaktadır. B türü sistemler oldukça düşük ortalama yoğunluklara sahiptirler. A türü sistemler ise W türü sistemlere oranla daha düşük ortalama yoğunluklar göstermektedir. Genelde bütün sistemlerin 1. ve 2. bileşenleri anakol bandı içinde yer almaktadır. Ancak düşük kütleli B türü sistemlerin 2. bileşenleri TAMS dışına taşmışlardır. Buna karşılık büyük kütleli B türü sistemlerin çoğu ZAMS civarında ve altında bulunmaktadır. Ayrıca W türü sistemlerin 2. bileşenlerinin çoğu ZAMS'ın altında bulunmaktadır. Bu durum 1. bileşenlerinden aldıkları kütle fazlalığına dayanmaktadır ve bu yıldızlar olduklarından daha yoğun ve genç görünmektedirler.

Şekil 12. de ortalama yoğunluk - Log P ilişkisine bakıldığında, büyük yörünge dönemine sahip sistemlerde, bileşenlerin yaklaşık eşit yoğunluklara sahip oldukları görülmektedir. Yörünge dönemi 1 günden daha kısa dönemlere gidildikçe, hem bileşenlerin ortalama yoğunluklarının, hem de aynı sistemin 1. ve 2. bileşeni arasındaki yoğunluk farkının arttığı

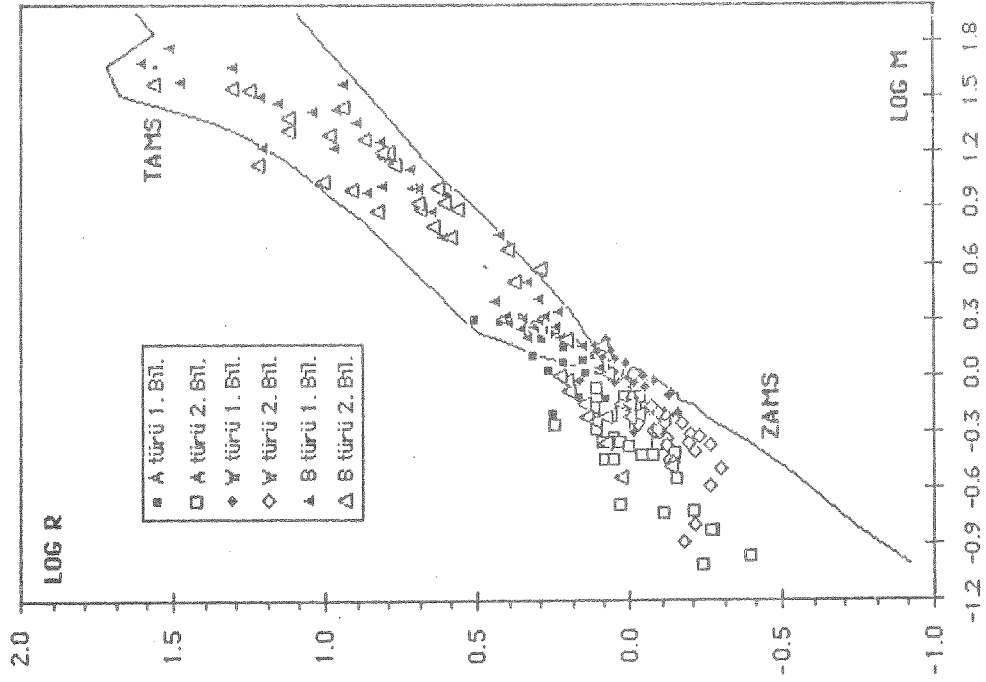
görülmektedir. Ayrıca bu aralıkta tüm sistemler için $P_1 < P_2$ olmaktadır. Bu durum, bu sistemlerdeki 1. bileşelerin daha fazla evrimleştiğini gösteren kesin bir kanıt olmaktadır. Büyük yarıçaplı bileşenler, genelde daha fazla evrimleşmiş madde kaybeden bileşenlerdir. B türü sistemlerin, yörünge dönemi 1 günden daha büyük olanlarında madde aktarımının izine fazlaca rastlanmamaktadır. Bu sistemlerde bileşenlerin fiziksel özellikleri fazlaca farklı değildir.

4. SONUÇLAR

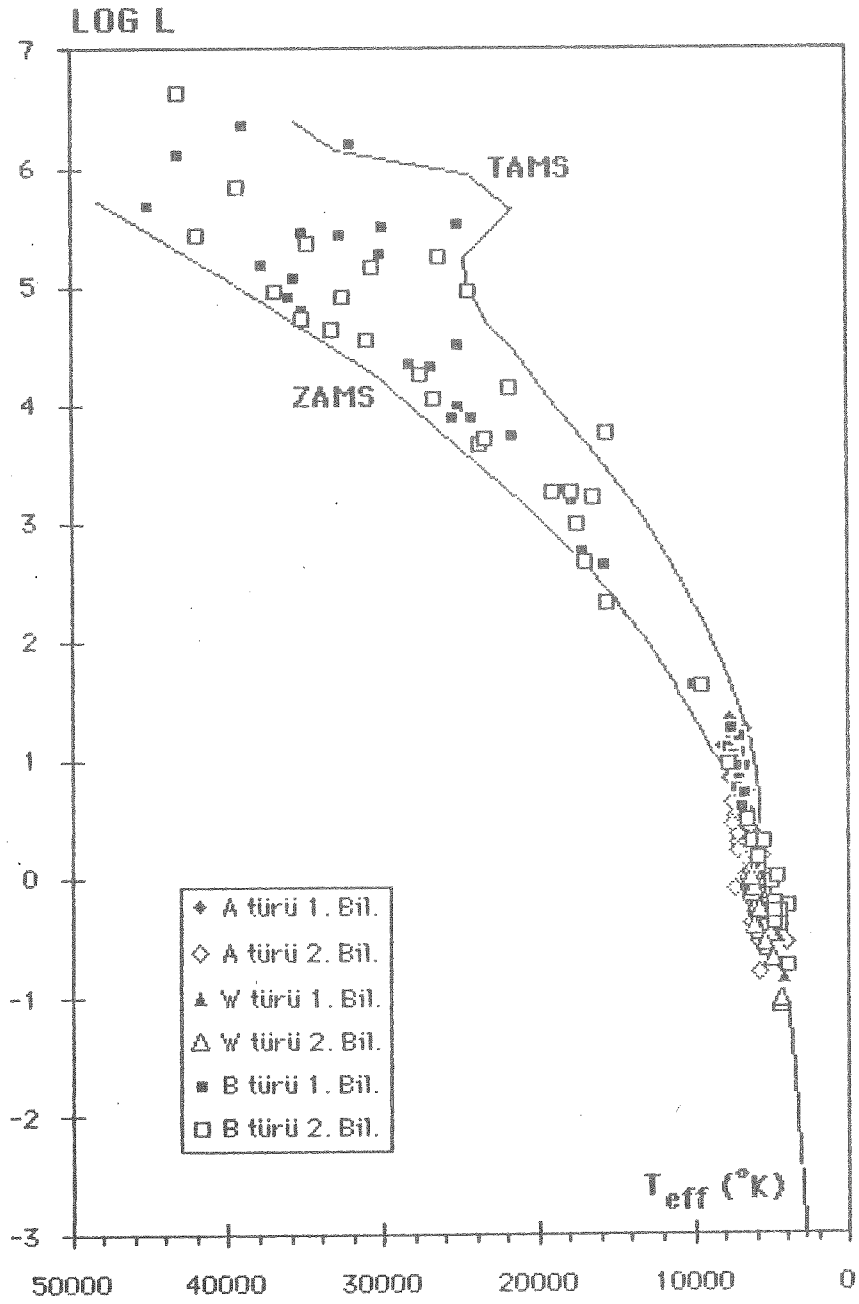
Değeri ve değmeye yakın çift yıldızlara ilişkin elde edilen tüm diyagramlarda A türü sistemlerin 1. ve 2. bileşenlerinin, W türüne oranla daha fazla evrimleşmiş oldukları gerçektir. B türü sistemlerin kısa yörünge dönemli ve küçük kütleli olanları genelde A türü sistemlerle benzerlik içerisindedir. Bu sistemlerin 2. bileşenleri de, ısıtım aktarım sonucu, ZAMS kütleleri için beklenenden fazla ısıtım ve yarıçap değerlerine sahip oldukları görülmektedir. B türü sistemlerin geriye kalan büyük kütleli ve büyük yörünge dönemli olanları, diğer alt türler ile evrimsel bir ilişki göstermemektedirler. Genelde fiziksel açıdan benzer iki yıldızdan oluşmaktadırlar. Her iki bileşeni de normal anakol yıldızlarıdır ve değme durumu göstermemektedirler.



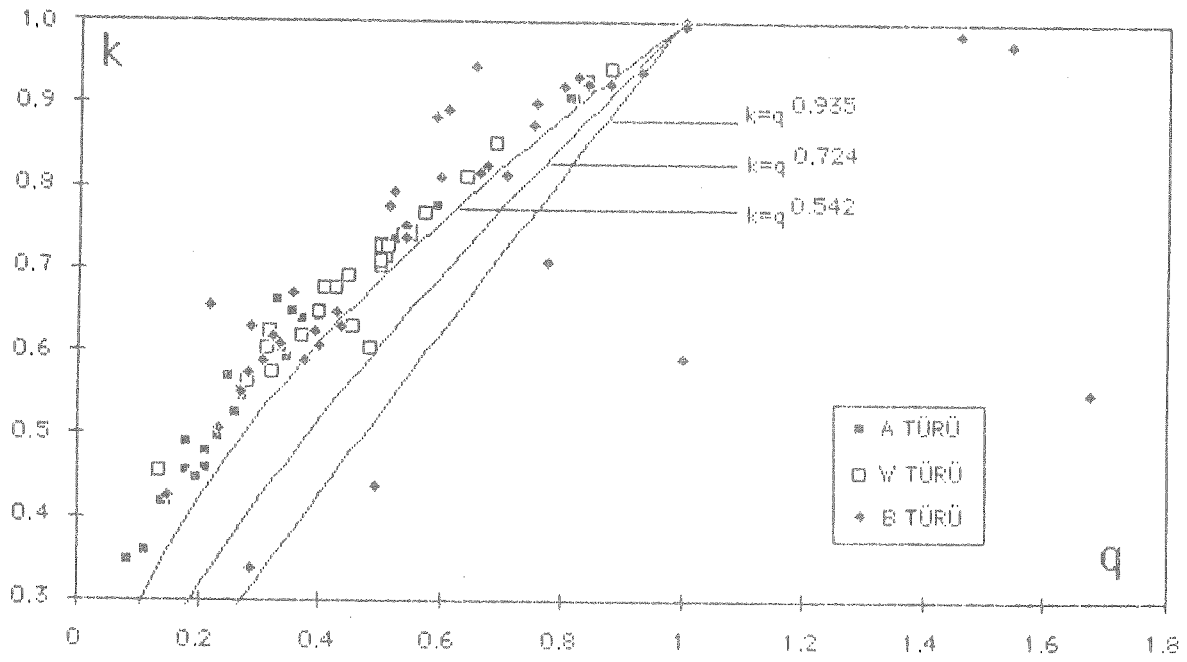
Şekil 2. Kütle - Parlaklık ilişkisi



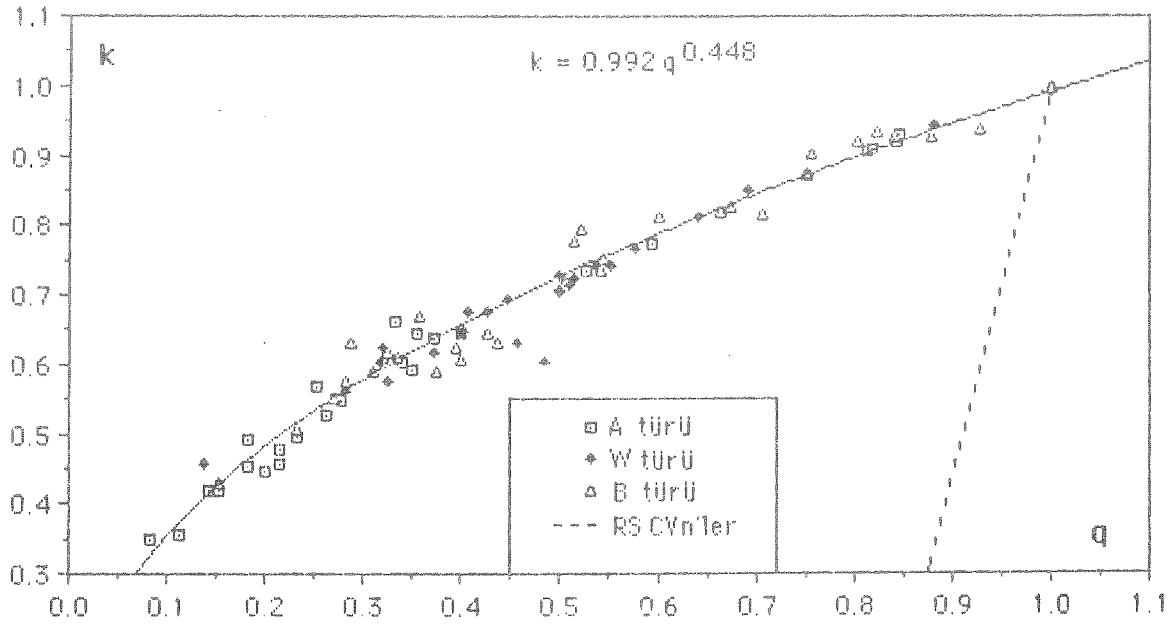
Şekil 1. Kütle - Yarıçap ilişkisi



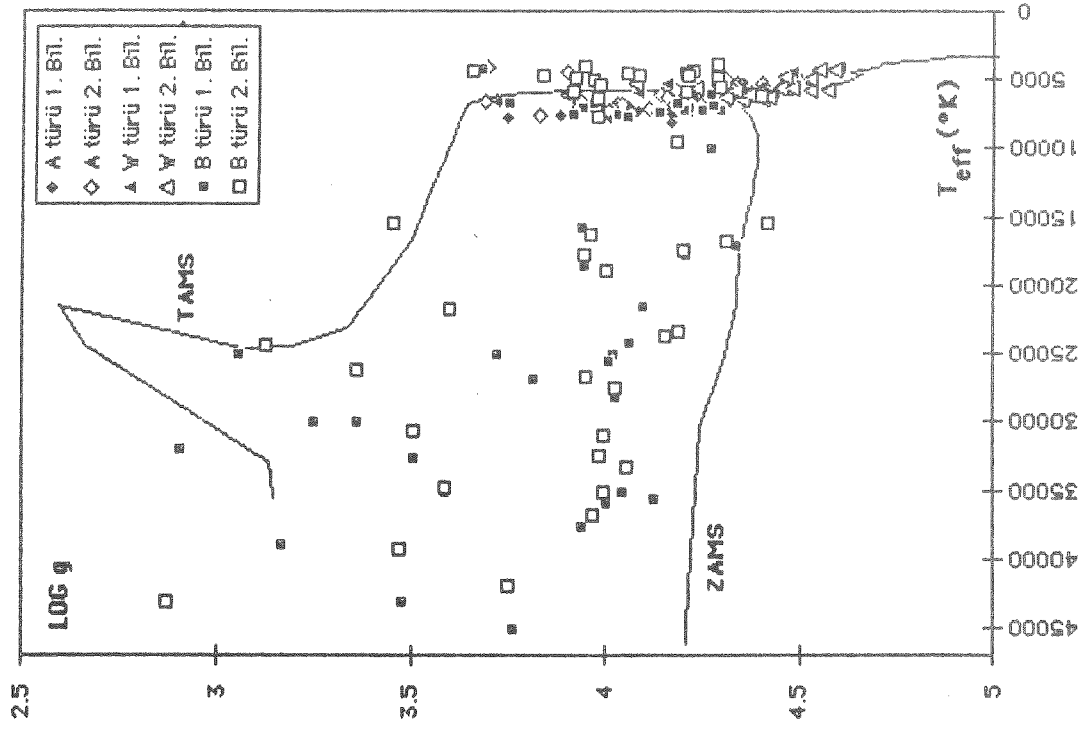
Şekil 3. HR diyagramı



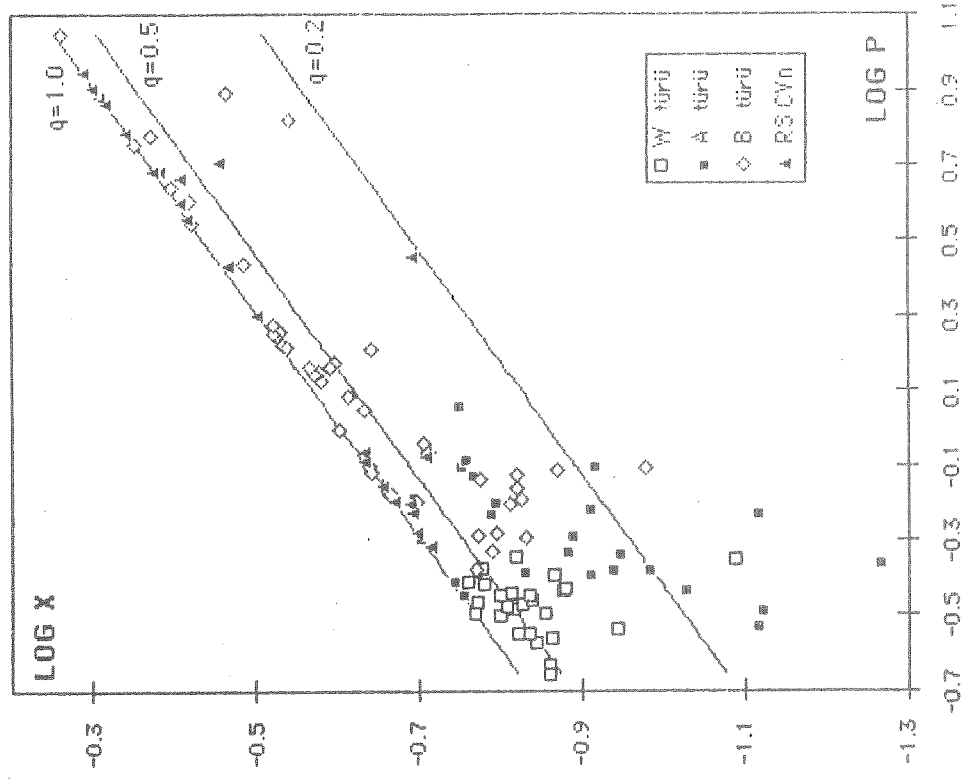
Şekil 4. Kütle oranı - Yarıçap ilişkisi

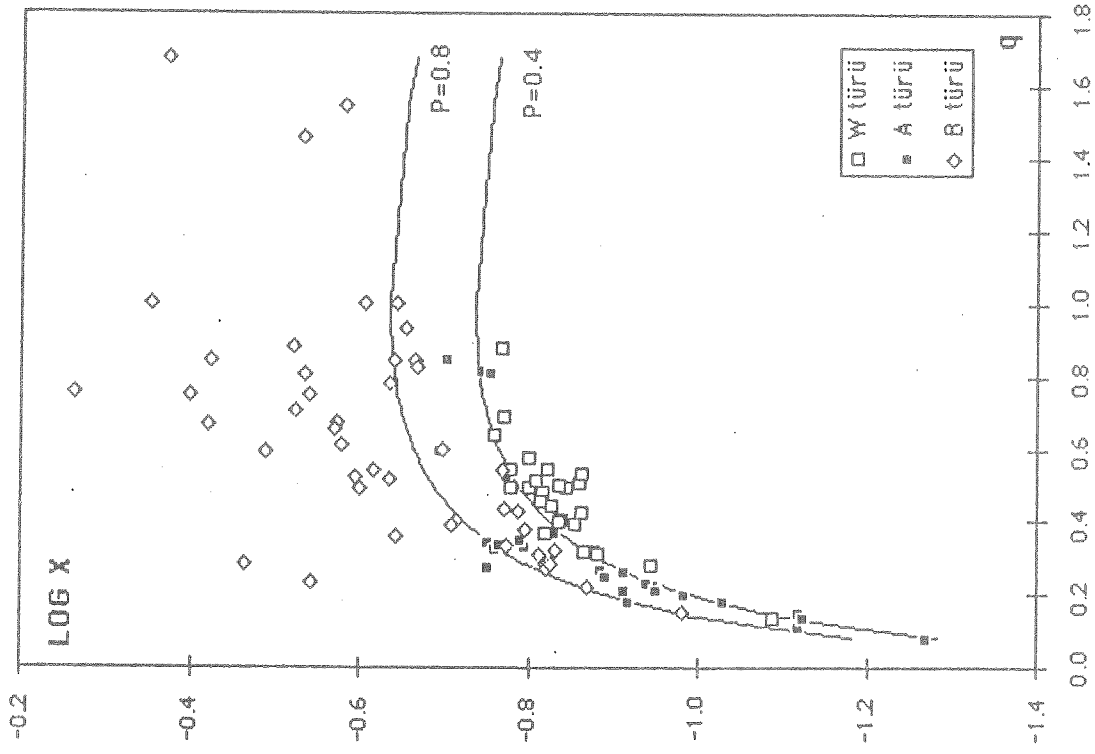


Şekil 5. Değer ve değmeye yakın çift yıldızların deneysel k-q bağıntısı

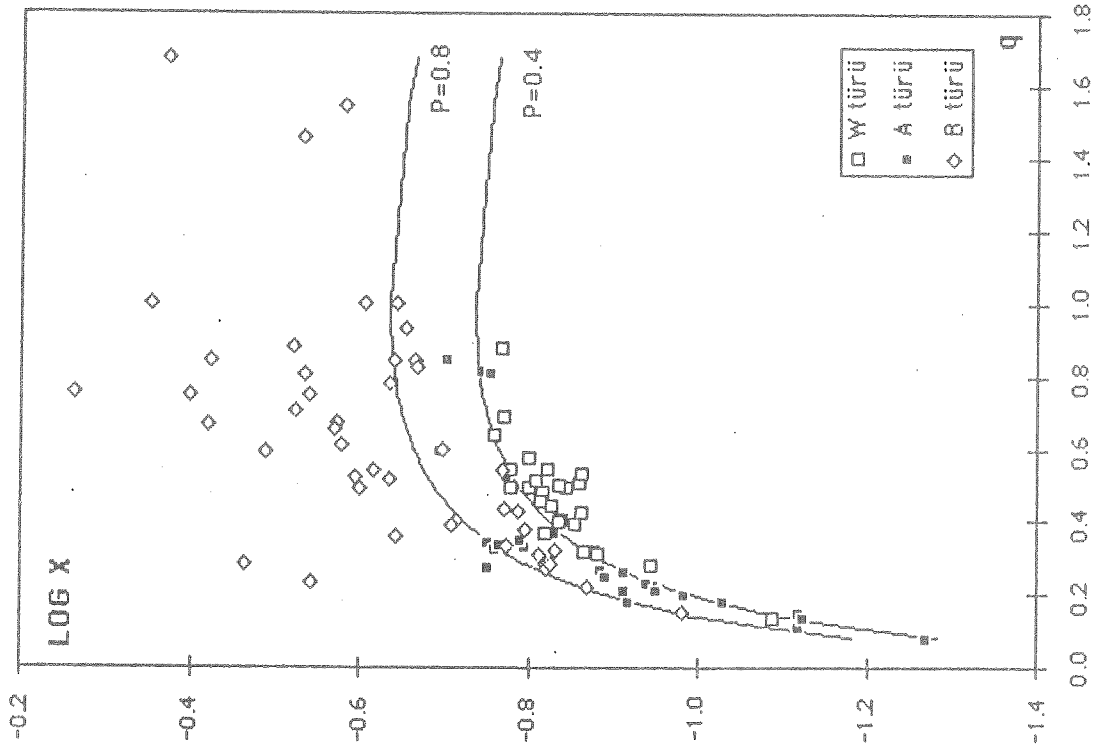


Şekil 6. Yüzey çekim ivmesi - Sıcaklık ilişkisi

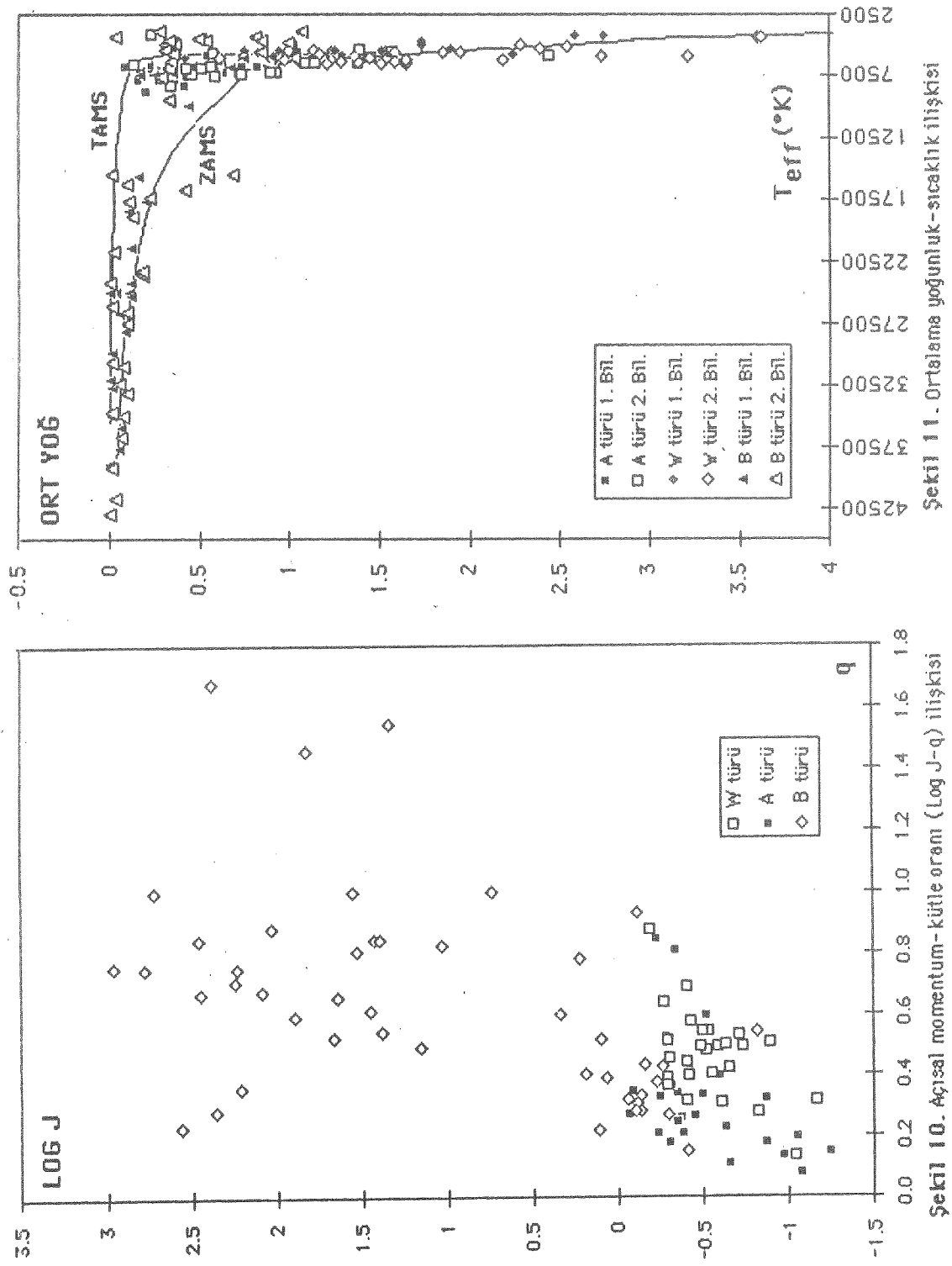
Şekil 7. Açısal momentum - Yörünge dönemi ($\text{LOG } X - \text{LOG } P$) ilişkisi

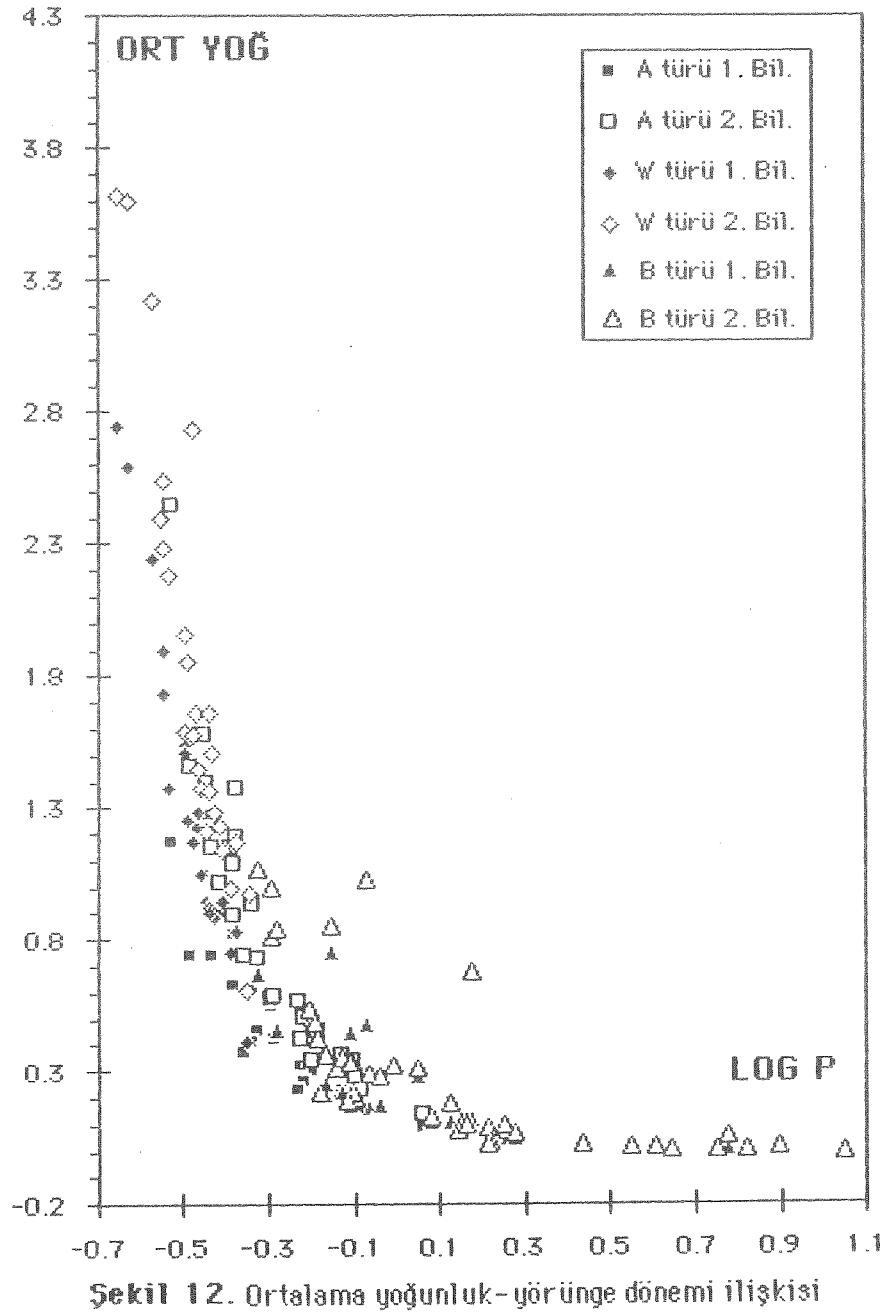


Şekil 8. Açısal momentum-yörünge dönemi ($\log J$ - $\log P$) ilişkisi



Şekil 9. Açısal momentum-kütle oranı ($\log X$ - q) ilişkisi





KAYNAKLAR

- Demircan, O. ve Kahraman, G., 1990, (Hazırlık aşamasında)
- Hilditch, R.W. ve Bell, S.A., 1987, Mon. Not. Roy. Astr. Soc. **229**, 529
- Hilditch, R.W., King, D.J. ve McFarlane, T.M., 1988, Mon. Not. Roy. Astr. Soc. **231**, 341
- Kaluzny, J., 1985, Acta Astr., **35**, 313
- Lucy, L.B. ve Wilson, R.E., 1979, Astrophy. Jour., **231**, 502
- Maceroni, C., Milano, L. ve Russo, G., 1985, Mon. Not. Roy. Astr. Soc. **217**, 843
- Maeder, A. ve Meynet, G., 1988, Astron. and Astrophy. Suppl., **76**, 411
- Mochnecki, S.W., 1981, Astrophy. Jour., **245**, 650
- Rucinsky, S.M., 1986, "Instrumentation and Research Programmes for Small Telescopes", IAU Symp. No:118, Editörler: Hearnshaw, J.B. ve Cottrell, P.L., Riedel, Dordrecht, Holland, sayfa:421
- Selam, S., 1990, A.Ü. Fen Bilimleri, Yüksek Lisans Tezi, Ankara
- Shaw, J.S., 1989, "Active Close Binaries", NATO ASI Kuşadası, Turkey, Editörler: İbanoğlu, C. ve Yavuz, İ., Kluwer, Dordrecht (Baskıda)
- VandenBerg, D.A., 1983, Astrophy. Jour. Suppl., **51**, 29
- VandenBerg, D.A. ve Bridges, T.J., 1984, Astrophy. Jour., **287**, 679
- Van Hamme, W., 1982, Astron. and Astrophy., **116**, 27

N.KIZILOĞLU: Bu W türü yıldızlarda sizin bulduğunuz ilişkiye bakarsak M-L, M-R ilişkisi pek öyle iyi bir şey değil. Korelasyon iyi olmamış galiba.

S.SELAM: Zaten büyük bir korelasyon bekleyerek söylemiyorum ben onları.

N.KIZILOĞLU: Bu anakol için geçerli. Bir korelasyon olmayınca nasıl bir şey düşünüyorsunuz?

S.SELAM: Evet özellikle kütle ışınım bağıntıları. Zaten kütle ışınım diagramına da bakacak olursak, dağılımın tutarlı olmadığı belli oluyor. Yani sistemleri zaten biz hiçbir zaman tam olarak sırf anakol üzerinde beklemiyoruz. Metal bolluğunun bir göstergesi olabilir anakol bandı içerisindeki dağılımları, yani hem TAMS'a yakın hem ZAMS'a daha yakın yıldızlar var içlerinde, hiçbirisi tam aynı yaş çizgisinin içerisinde değiller.

N.GUDUR: Benim bir şey dikkatimi çekti. Yanılıyor olabilir. Bu kütle-çap ve kütle-ısıtma bağıntılarında bir kısım bileşenler yada türler anakol çevresinde, bir kısmı biraz evrimleşmiş üstte, gözüküyor. Sizin söyledikleriniz doğrudur, fakat bir H-R diagramı gösterdiniz orada da hepsi anakol bandının içinde gözüküyor. O çelişkiyi nasıl açıklarsınız?

S.SELAM: Özellikle bu iki diagram arasında çıkıyor bu problem.

N.KIZILOĞLU: Üstelik aktivite için daha evrimleşmiş yıldızlarda ilişkiler daha tersini gösteriyor. Aktif hız için daha evrimleşmiş yıldızlar dediniz, halbuki aktif anakol ilişkisine daha çok uyuyor.

S.SELAM: Hayır. Anakol ilişkisine uymuyor. O sistemlerin gözlemsel değerlerinin gösterdiği bağıntılardır onlar.

N.KIZILOĞLU: İşte onu söylüyorum. Sanki tersi daha doğru gibi.

E.DERMAN: Bu H-R diagramları sıcaklığa göre çiziliyor. Sıcaklık, ışık eğrisi analizlerinde çıkan parametrelerden birisi zannedersem. İki diagramın biraz çelişkisi olabilir.

N.GUDUR: Burada bir evrimleşme gözüküyor. H-R diagramında o bölgeyi açarak noktalasaydınız, galiba aynı şeyi görecektiniz, orada H-R diagramında TAMS ZAMS'a yapışıyor. O bölgeyi açtığımızda aynı şeyi görüyoruz. Bir de Ethem Derman'ın söz ettiği bir şey var. Gözlemsel parametrelerde en güvendiğimiz eleman yarıçap ve kütle. Işınıma dayalı parametreler daha az güvenilir.

A.Ü. AHLATLIBEL RASATHANESİNDE 1987-1990 YILLARI ARASINDA YAPILAN FOTOMETRİK GÖZLEMLERİN İSTATİSTİĞİ

G. Kahraman, E. Derman, O. Demircan
A.Ü. Rasathanesi ve A.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
06100, Beşevler/ANKARA

ÖZET:

A.Ü. Ahlatlıbel gözlemeyinde 30 cm'lik Maksutov-Cassegrain türü teleskop kullanılarak çift yıldızların fotometrik gözlemleri yapılmaktadır. 1987 ve 1990 yılları arasında değerlendirilen gözlem zamanlarının aylara, mevsimlere ve yıllara göre dağılımı, nitelikleri açısından mevsimlere dağılımı, gözlem koşullarının mevsimlik değişimleri ve etkileri, bir gözlemcinin ortalama(yıllık, aylık, günlük) gözlem zamanı, gözlenen yıldızların türlere göre dağılımları, son ana kadar indirgenmiş ve ızık eğrisi elde edilmiş yıldızlar, periyodik olarak gözlenen yıldız miktarı gibi istatistiksel özellikler incelenmiştir.

GİRİŞ:

A.Ü. Ahlatlıbel Rasathanesinde 1975 yılından beri gözlem çalışmaları yapılmaktadır. Aletlerin kısmen bozuk olması ve teknik eleman yetersizliği nedeniyle 1983-1987 yılları arasında fotometrik gözlem yapılamamıştır. Eylül 1987'de sistem yenilenmiş ve yeniden başlatılan gözlemsel çalışmalar büyük bir titizlik ve özveriyle yürütülmektedir.

Gözlemciler, araştırma görevlileri ve başarılı üçüncü ve dördüncü sınıf öğrencilerinden oluşmakta, bu şekilde gözlemsel veri üretimi ve veri değerlendirilmesi yanında bu alanda küçümsenemeyecek sayıda eleman yetiştirilmektedir.

Bu çalışmada, Rasathanede 1987-1990 yılları arasındaki gözlem zamanının, fotometrik gözlemler açısından değerlendirilmesi, istatistik olarak irdelenmiştir.

FOTOMETRE SİSTEMİ:

Fotometre çalışmalarımız 30 cm'lik Maksutov teleskoba bağlı EMI 9789 QB fotokatlandırıcısı kullanılarak sürdürülmektedir. Fotokatlandırıcıdan gelen sinyaller bir yükseltici yardımıyla değişik kazançlarda yükseltilip bir yazıcı ile analog olarak kaydedilmektedir. Zaman sinyalleri digital bir saat yardımıyla alınmaktadır. Yazıcıda kullandığımız rulo kağıtlar ekonomik nedenlerle her gece koparılmamakta, arkası ve önü kullanılıp bittikten sonra içerikleri çıkarılıp istatistik çalışmalar için bilgisayara girilmekte ve ruloda bulunan gözlemlerin indirgenmesi için görevli arkadaşlara verilmektedir.

FOTOMETRİK GÖZLEMLER:

Rasathanemizde uzun bir süreden beri diferansiyel Fotometrik gözlemler yapılmaktadır.

Fotometrik gözlem çalışmaları 5 öğretim üyesi, 8 asistan ve üçüncü ve dördüncü sınıf öğrencileriden oluşan bir gözlem ekibiyle yapılmaktadır. Dörder aylık dönemlerle öğrenciler isteğe bağlı olarak değişmekte ve haftanın her gecesi için birer gözlem ekibi oluşturulmaktadır. Ekipler her türlü hava koşullarında hatta hava kapalı olsa bile, her an açar ihtimalini göz önünde bulundurarak rasathaneye çıkmaktadırlar. Yaz-Kış hava koşulları ne olursa olsun havanın açık olması halinde gözlemler mutlaka yapılmaktadır. Kış aylarında üç ay boyunca ısıнын -25 °C'ye kadar düştüğü gecelerde dahi gözlem sabaha kadar yapılmıştır.

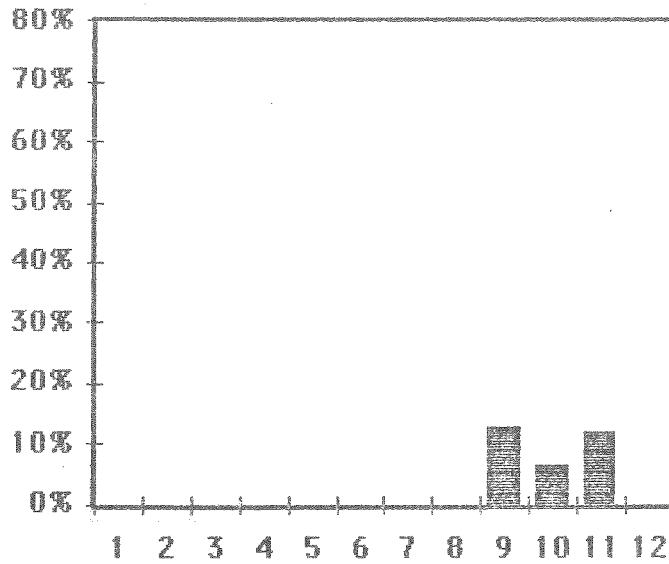
1987 Eylül ayından 1990 Temmuz ayı sonuna kadar toplam 57 farklı çift yıldız sistemi gözlenmiştir. Bunlardan 8 tanesi dört yıl boyunca her gözlem döneminde, 16 tanesi son 3 yıldır ve geri kalanlarda 1989-1990 yılları arasında gözlenmiştir ve halen gözlemleri sürmektedir. Gözlenen sistemler arasında 8 tanesi RS CVn, 27 tanesi W UMa, 16 tanesi Algol, 4 tanesi β Lyr türü sistemlerdir. Yine bunlar arasında 17 tanesinin dönemi 1^d'den büyük olup parlaklıkları 9^m.9'den daha parlak olan sistemlerdir.

Gözlenen sistemlerin 39 tanesinin indirgemeleri tamamlanmış ve ı ışık eğrileri oluşturulmuş ve bunlardan 7 tanesi değişik yerlerde yayınlanmıştır. 9 tanesinin indirgemeleri tamamlanmış ve yorumlama aşamasına gelmiştir. 14 tanesinin indirgemeleri halen sürmekte olup bazılarının ise 1990 yılına kadar olan bütün gözlemleri indirgenmiş, sadece 1990 yılı gözlemleri tamamlanmamıştır.

Gözlem ve indirgeme çalışmalarına son iki yıl içerisinde 3 ve 4. sınıf öğrencilerinde katılmasıyla çalışmalarımız daha da hız kazanmıştır. Gözlemler ayrıca bitirme tezi projesi olarakta değerlendirilmektedir. Bunun yanında son sınıf öğrencilerinden bazıları seçmeli ders olarak açılan Gözlemsel Astronomi dersini alarak gözlemlere katılmaktadırlar. Gündüzleri gözlemde yaptığımız çalışmaların ayrıntılı bir teorisini öğrenen öğrenci arkadaşlar bu teorileri rasathane çalışmaları ile pratiğe dökme şansına sahip olmaktadır. Bunların yanında gökyüzünün tanınması, aletlerin kullanılmasının öğrenilmesi gibi temel bilgiler de uygulamalarla öğrenilmektedir. Temel amaç olan veri üretimi ve eğitim çalışmaları her geçen gün daha iyiye gitmektedir. Bunun yanında tatil dönemlerinde de gözleme çıkmak isteyen gönüllü öğrenciler çalışmalara katılarak üç aylık tatil döneminde de eğitimlerini sürdürmektedirler.

FOTOMETRE ÇALIŞMALARIN İSTATİSTİĞİ:

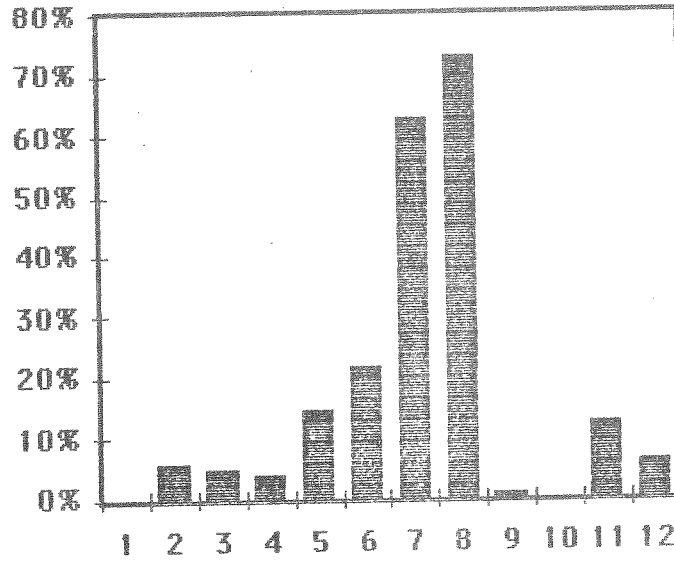
1987 yılının Eylül ayında bir süreden beri ara verilen çalışmalarımız 1 öğretim görevlisi, 3 asistan ve bir öğrenci ile başlamış aradan 10 gün geçtikten sonra asistan sayısı 5'e, öğrenci sayısı 2'ye çıkmıştır. Haftanın günleri bu 8 kişi arasında paylaşılmıştır. Gözlemlerin daha ilk başladığı günden beri o gecenin gözlem ekibi havanın durumuna bakmaksızın gözleme çıkmış ve açık olan her bir saati değerlendirmeye çalışmıştır. Yıllık yaklaşık 3376 saatlik gözlem zamanının her dakikası değerlendirilmeye çalışılmaktadır.



1987 yılında değerlendirilen gözlem zamanlarının aylara göre dağılımı

1987 yılı sonuna kadar toplam 4 ay gözlem yapılmış, bunlardan Eylül ayı tamamen kullanılamamış sadece son günleri kullanılmıştır. Bu dört aylık dönemde genelde havalar kapalı olmuştur. Bu nedenle yılın ancak %6'sı kullanılmıştır. Dört aylık dönemde toplam gözlem saati ~1301 saat olup

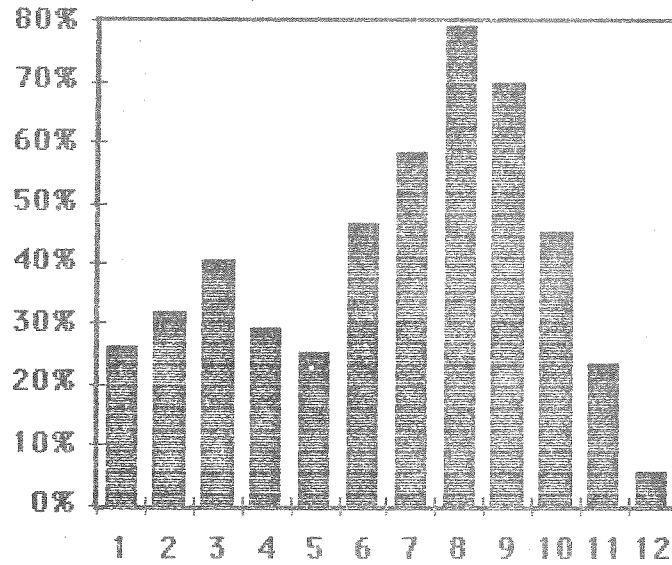
bunun sadece 92,2 saatini kullanabildik. Diğer günlerde genelde hava çok bulutlu olmuş ve değerlendirilememiştir. Özellikle Aralık ayında hiç gözlem yapılamamıştır. Bu aylarda yapılan gözlemler genelde hava koşullarının etkisinde kalmış fakat çok ender bazı geceler çok temiz bir havada sabaha kadar gözlem yapılmıştır. Gözlem kalitesi açısından, bu yıla ait gözlemlerin genelde sis ve tül bulutların etkin olduğu fakat zaman zaman da oldukça iyi havalarda gözlem yapıldığı göze çarpmaktadır.



1988 yılında değerlendirilen gözlem zamanlarının aylara dağılımı

1988 yılında hemen her ay gözlem yapılmıştır. Sadece Ocak ayında havanın tamamen kapalı geçmesi ve Ekim ayında da aletlerin bakımı nedeniyle gözlem hiç yapılamadı. Diğer aylarda, özellikle kış ayları içerisinde kötü hava koşulları gözlemlerimizi oldukça etkilemiş ve aylık ortalama gözlem yapma oranı %6-10 arasında değişmiştir. En verimli ay %73 ortalama ile Ağustos ayıdır. Ortalama olarak yılın %17'sini, yani toplam ~ 3376 saatlik gözlem süresinin ancak ~ 444 saati kullanılabilmektedir. Sabaha kadar yapılan gözlemlerde gözlem kalitesi %85

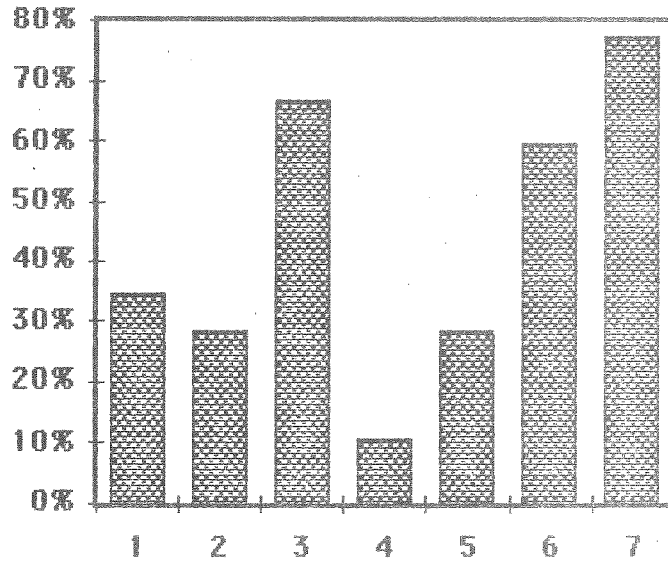
civarındadır. Özellikle kış aylarında açık geçen havalarda gökyüzü pırıl pırıl olmuş ve gerçekten çok güzel gözlemler yapılabilmektedir. Fakat bu tür kış gecelerinin azlığı nedeniyle kış aylarına verimli geçti diyemiyoruz. En yoğun gözlem yapılan Temmuz ve Ağustos aylarında ise yapılan gözlemlerin %70'i temiz bir havada yapılmış ve gözlem kalitesi çok iyi olmuştur. Zaman zaman gözlemler bu aylarda kirli, sisli havalarda yapılmış ve o günlere ait gözlemlerin kalitesini düşürmüştür. Bununla birlikte bu tür gözlemlerde değerlendirilmiştir.



1989 yılında değerlendirilen gözlem zamanlarının aylara göre dağılımı

1989 yılı en verimli yıllarımızdan birisi oldu. Zaman olarak yılın %40'ını gözlem yaparak değerlendirdik. Bu yılda en kötü ay Aralık ayı oldu. Yani bu aya ait toplam gözlem zamanının ancak %6'sını gözlem yaparak değerlendirebildik. Diğer aylarda en düşük %23 oranında gözlem yaptık. Bu yıl da diğer aylarda olduğu gibi max. gözlemi Ağustos ayında yaptık. Ağustos ayında %79, Eylül ayında ise %70 oranında gözlem yaptık. Yapılan gözlemlerin %85'i kaliteli gözlem olup geri kalanları zaman zaman tül bulut

ve sis içinde yapılmış fakat yine de değerlendirilebilir nitelikte gözlemlerdir. Bu yıl içerisinde toplam ~1187 saat gözlem yapılmıştır.



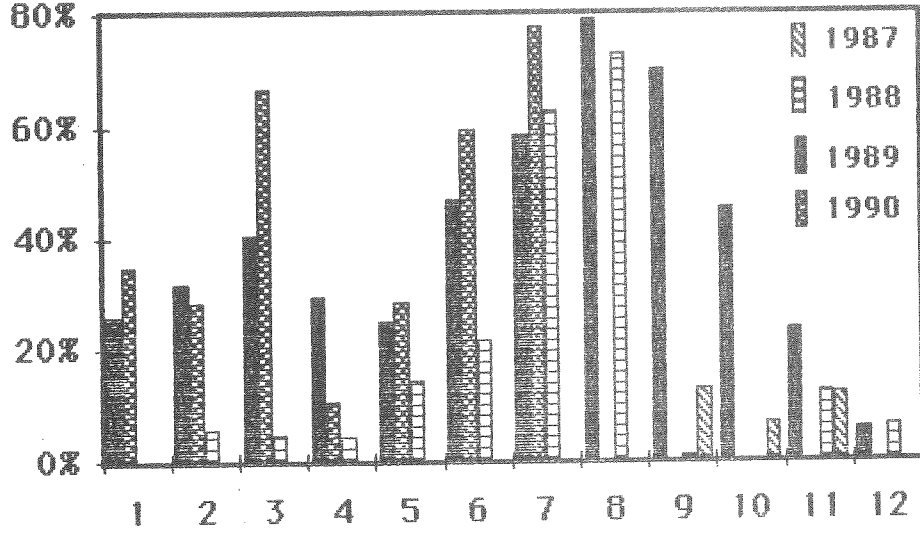
1990 yılında değerlendirilen gözlem zamanlarının aylara dağılımı

1990 yılında ise incelememiz ilk 7 ayı kapsamaktadır. Bu ilk 7 ay oldukça yoğun geçmiş ve çok verimli bir dönem olmuştur. Genelde havalar açık geçmiş, özellikle Mart ayında hemen hemen her gece değerlendirilmiştir. Diğer yılların aksine bu ayda genelde havalar açık gitmiş ve oldukça temiz havalarda çok kaliteli gözlemler yapılmıştır (Toplam 186 saat). Dört yıllık dönemde Mart ayları arasında en çok gözlem 1990 Mart ayında yapılmıştır. Bu yılki 7 ay içerisinde yapılan toplam 736 saat gözlem geçen zamanın %44'ünü oluşturmaktadır. En yoğun aylar sırası ile %77 ve %67'lik gözlem zamanlarıyla Temmuz ve Mart ayları olmuştur. Bu 7 aylık dönemde yapılan gözlemlerin %85'i temiz ve açık havalarda yapılmıştır. Özellikle kış dönemi çok temiz gözlemlerin yapıldığı dönem

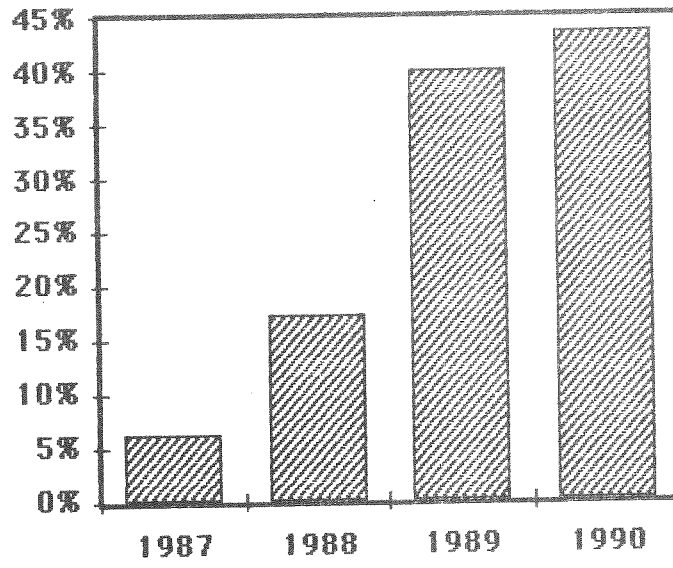
olmuştur. Haziran ve Temmuz ayları gözlem oranları yüksek olmalarına rağmen zaman zaman sis, kirli, tozlu havanın etkili olduğu aylar olmuştur.

SONUÇLAR:

Son dört yıllık dönemde ilk göze çarpan en fazla gözlem yapılan ayın genelde Ağustos ayı olmasıdır. Genelde Ağustos aylarının her gününde gözlem yapılmış, özellikle 1989 yılında bu ayda oldukça kaliteli gözlem verileri elde edilmiştir. Yaz ayları, genelde en çok gözlem yapılan aylar olarak görülmekte ise de gözlem kalitesi bu aylarda yükselen toz ve sis yüzünden düşmüştür. Gözlem yapılması açısından en kötü aylar Kasım-Aralık-Ocak-Şubat ayları olmuştur. Fakat bu aylarda tek tük açan havalarda da çok kaliteli gözlemler yapılmıştır. Bazı geceler sıcaklık -25 ile -30 °C'ye düştüğü halde gözlemler aralıksız sürdürülmüştür. Bazı geceler çok güzel bir hava ile başlayan gözlemler birdenbire havanın tül bulutlarla kaplanması ile etkilenmiş, kimi zaman hava sabaha kadar kapalı kalmıştır. Bazı günler tersine ise hava akşam üzeri kapalı olmuş ancak gece yarısı temizlenen hava gözlem yapmamıza olanak sağlamıştır. Bu tür gözlem zamanları elden geldiğince değerlendirilmiştir. Bütün yıllar arasında en fazla gözlem 1989 yılında 1187 saat yapılmıştır. Ancak 1990 yılı ilk 7 aylık toplam gözlem saatine baktığımızda 736 saat ile 1990 yılının daha verimli geçeceği görülmektedir.



Toplam gözlem zamanlarının aylara dağılımı



Yıllık ortalama değerlendirilen gözlem süresi

Çok genel bir şekilde yılların değerlendirmesini yapacak olursak rasathanemiz temel amaçlarını hemen her yıl başarıyla yerine getirmektedir. Veri üretimi yanında özellikle eğitim konusunda oldukça başarılı olduğumuz gözlemlere katılan gözlemci sayısından anlaşılabılır. Başlangıçta toplam 8 kişilik bir ekiple başlayan gözlem çalışmaları her geçen gün yeni elemanların yetiştirilmesiyle toplam gözlemci sayısı 50 kişiye ulaşmıştır. Özellikle kapalı, parçalı bulutlu, sisli havalar gözleme çıkan gözlemcilerin yetiştirilmesinde kullanılmış, gerek teleskop başında gerekse havanın açmasını beklerken yeni arkadaşlarımızın eğitim çalışmaları yapılmış, en azından mezun olupta hiç gözlem yapmamış, teleskop görmemiş, gözlem yöntemini sadece derste duyan, nasıl yapıldığını bilmeyen, gökyüzünü tanımayan, gezegen ile yıldızı ayıramayan, yönünü bulamayan öğrenci sayısı minimuma indirgenmeye çalışılmıştır. Rasathane çalışmalarının bölümümüz öğrencileri arasında çok önemli bir hale geldiği görülmektedir ve hemen hemen hepsi bu çalışmalara daha erken sınıflarda katılmaya çalışmaktadırlar. Bütün bunları gözönüne aldığımızda 1987-1990 yıllarının rasathane çalışmaları açısından oldukça verimli geçtiğini söyleyebiliriz.

C.İBANOĞLU: İlkönce Ankaralı arkadaşları gözlemlerini bu denli tabana yayabilmiş olmalarından ötürü kutlamak gerek. Yüzde rakamlarını verirken sanırım söyleyilsen daha iyi olacak; ışık ölçümüne elverişli gece saati ne kadar, o saatin yüzde kaçını kullanılmış. Bu sizin ölçünüz olmalı, yoksa tüm gece saatlerini almanız bence yanlış.

G.KAHRAMAN: Bu çalışmayı yaparken sizin dediğiniz gibi yaptık. Yani gözlem saatlerinin başlangıç ve bitiş saatlerini alarak değerlendirdik. Yaptığımız bütün gözlemleri istatistik bir çalışma yapabilmek için bilgisayara giriyoruz, 1987 yılından itibaren gözlemlerin başlangıç ve bitiş saatleri elimizde var ve gözlemin ne kadar sürede yapılabildiğini biliyoruz. Gözlemci arkadaşlarımız ortalama 5-7 dakika içinde yıldızı bulabiliyorlar. Bir gecede bazen bir yıldız gözlersek, bazı gecelerde bu sayı sekize çıkabiliyor. Sekiz diye düşünersek toplam olarak yaklaşık bir saat kadar yıldız bulmak için zaman harcaması oluyor.

Z.TUNCA: Yani Cafer beyin söylemek istediği şu: gece içinde sekiz saat gözlem yapılabilir. Açık hava varken siz bunun yüzde kaçını değerlendirebiliyorsunuz? Sizin için ölçünün bu olması gerektiğini söyledi. Ben anlatılanlardan şu anda, gözlem yapılabilecek sürenin tamamını değerlendirdiğinizi anlıyorum.

Z.ASLAN: Burada Cafer bey haklı. Ben sizin grafiklere bakınca sanki Temmuz ve Ağustos ayları en uzun geceler gibi görünüyor. Halbuki en kısa geceler olan bu aylarda gecenin süresi 5-6 saattir. Kaldı ki Ankara'da gök kalitesi bakımından Eylül, Ekim ve Kasım ayları çok iyidir, çok temiz havalar vardır ve gecelerde genellikle açık olur. Ben bunu da hesaba katınca hem kaliteli hem de uzun süreli gözlemleri Eylül, Ekim ve Kasım aylarında bekliyordum. Siz ise Temmuz ve Ağustos ayında çıkardınız.

G.KAHRAMAN: Maksimum gözlem süresi Temmuz-Ağustos gibi görünüyor ama sizin dediğiniz gibi günlerin kısalığından da kaynaklanıyor. Örneğin Aralık ayında 12 saat gözlem yaptığımız geceler var. Bunları da belirtmeye çalıştık ama atlamış olabilirim.

A.ÖKTEN: Bu gözlemci sayısının artması, gözlem kalitesini etkiliyor mu?

G.KAHRAMAN: Sayımız arttıkça daha iyi gözlem yaptığımızı söyleyebilirim.

A.ÖKTEN: Bana tam tersi gibi geliyor.

G.KAHRAMAN: Genelde ışık eğrilerinden belli eder kendini. Bir örnek verelim. Panoda gördüğünüz ışık eğrilerimiz bu 50 kişilik gözlem ekibince elde edilmiş ışık eğrileridir.

A.O. GÖZLEMEVİ İÇİN STANDART SİSTEME DÖNÜŞÜM KATSAYILARI

Z.Müyesseroğlu, S.Selam
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve
Uzay Bilimleri Bölümü, 06100 Beşevler-ANKARA

ÖZET:

Yıldızların parlaklığı yalnız dalgaboyu ve zamanın değil, yer atmosferinin ve yerel aletlere ilişkin bazı parametrelerin de fonksiyonudur. Bir gözlemevinde yıldız için ölçülen değerlerin, diğer araştırmacılar tarafından kullanılabilmesi açısından, parlaklığın atmosfer dışına indirgenmesi ve yerel sisteme bağlılıktan kurtarılması gerekmektedir.

A.O. Gözlemevi'nde Hyades açık kümesinin, geniş tayf aralığına dağılmış üyeleri gözlenerek, standart sisteme "dönüşüm katsayıları" elde edildi. Daha önceki yıllarda benzer gözlemlerle elde edilen katsayılar, 1988-89 gözlem sezonu sonuçları ile karşılaştırıldı. Bu işlemler sırasında Hardie'nin temel yöntemi kullanıldı.

GİRİŞ:

Yıldızların fotometrisi, onların zamana ve dalgaboyuna bağlı olan ışık değişimlerinin ortaya çıkarılması demektir. Ancak yıldızların parlaklığı yalnız bu ikisinin (dalgaboyu ve zamanın) değil, ışığın geçtiği yer atmosferinin ve ışığı alan aletlere ilişkin bazı parametrelerin de fonksiyonudur. Bir gözlemevinde yıldız için ölçülen değerlerin, diğer

araştırmacılar için kullanılabilmesi ve birlik sağlanması açısından, parlaklığın atmosfer dışına indirgenmesi ve yerel sisteme (gözlemcinin kendi aletine) bağımlılıktan kurtarılması gerekir.

Her bir fotometrik sistem, bir dizi standart yıldızla göre tanımlanır. Dolayısıyla sistemin birinde elde edilen ölçümün diğer sistemdeki karşılığını bulmak (yada aynı yıldızı iki sistemde karşılaştırmak), "standart sisteme" geçiş için gerekli katsayıların bilinmesi ile mümkündür. Bu konuda her gün yeni gelişmeler olmasına karşın kusursuz bir "standart sistem" in seçimine ait bir yöntem henüz verilememiştir.

UBV fotometresi sırasıyla 3500, 4300 ve 5500 Å dalgaboyundaki bandlar üzerine kurulmuş, yarı maksimumdaki genişlikleri sırasıyla 700, 900 ve 850 Å olan bir sistemdir. UBV sistemi; U parlaklığında zayıf varsayımlar üzerine kurulmuştur (Moffat & Vogt, 1977). Fotometrisini standart UBV sistemine dönüştürecek birisinin de uyuşmayı sağlaması için aynı varsayımı yapması gerekir.

YÖNTEM:

Fotometrik yıldız gözlemlerinin indirgenmesi iki aşamalıdır (Hardie, 1962);

a) Atmosferik sönümlemenin düzeltilmesi: Sönümleme düzeltilmesi geniş bir hava kütlesi aralığında sönümlenmiş standart yıldız gözlemi gerektirir.

b) Standart sisteme geçiş: Standart sisteme geçiş ise dönüşüm katsayılarının bilinmesini gerektirir. Bu genellikle küçük bir hava kütlesinde ve geniş bir renk aralığında bir grup standart yıldız gözlemi ile sağlanır.

Hardie'nin bu yöntemi fotometrik gözlemlerin indirgenmesinde temel bir yöntemdir. Ancak aletlerde ve özellikle bilgisayar işlerliğindeki yeniliklere paralel olarak, Hardie yöntemine başlangıcından bu yana pek çok yenilikler eklenmiştir. Örneğin Harris (1981), aslında gözlenen tüm standart yıldızların gözleminde her iki tür katsayısının da (sönümlene ve standart geçiş katsayıları) içerildiğini vurgulayarak, ortak bir çözüm ile iki adımın beraber atılabileceğini göstermiştir.

Yerel sistemde atmosfer dışına indirgenmiş parlaklık ve renkler;

$$\begin{aligned} v_0 &= v - k_v X & 1.a \\ (b-v)_0 &= (b-v) - k_{bv} X & 1.b \\ (u-b)_0 &= (u-b) - k_{ub} X & 1.c \end{aligned}$$

bağıntıları ile verilir. Burada X hava kütlesidir (yıldız ışığının soğurucu ortamdaki yoludur). k indisi atmosfer dışı değerleri göstermektedir.

Hardie yönteminde UBV standart sistemine dönüşüm bağıntıları parlaklık ve renkler cinsinden;

$$\begin{aligned} V &= v_0 + \epsilon (B-V) + z_v & 2.a \\ (B-V) &= p (b-v)_0 + z_{bv} & 2.b \\ (U-B) &= \psi (u-b)_0 + z_{ub} & 2.c \end{aligned}$$

şeklinde verilir. Bu bağıntılarda ϵ , p ve ψ dönüşüm katsayıları ve z_v , z_{bv} ve z_{ub} ise alet sıfır noktalarıdır. Yerel sistem standart sisteme oldukça yakın ise $\epsilon=0$ ve $p=\psi=1$ olmalıdır.

GÖZLEMLER VE SONUÇ :

Dönüşüm katsayılarının sağlıklı saptanabilmesi için kararlı bir geceye, sabit geçirgenliğe ve bir düzine kadar standart yıldız gözlemine gerek

vardır. Bu iş için önerilen, geniş renk aralığında yıldızlara sahip kümeler şunlardır: Pleiades (Johnson & Morgan, 1953), Hyades ve Praesepe (Johnson & Knuckles, 1955).

12/13 Aralık 1988 ve 9/10 Şubat 1989 tarihlerinde yapılan gözlemlerde A.O. Gözlemevi'nin 30 cm'lik Maksutov teleskobu ve ona bağlı EMI 9789QB fotokatlandırıcı tübü kullanıldı. Biz gözlem için Hyades açık kümesini seçtik. Kümenin bu iş için kullanılan yıldızlarına ilişkin bilgiler Çizelge-1'de verilmiştir. Standart yıldızların gözleendiği bu iki gecede atmosfer sönümlene katsayılarını elde edebilecek kadar uzun süre (başka değişle, geniş hava kütlesi aralığında) sabit yıldız gözlenememiştir. Bu nedenle atmosfer sönümlene katsayıları için çok sayıda gece ortalamasına dayalı olan ;

$$k_v = 0.315 \pm 0.025$$

$$k_b = 0.462 \pm 0.038$$

$$k_u = 0.778 \pm 0.049$$

değerleri kullanılmıştır. Bunlar (1) denklemlerinde yerine konularak atmosfer dışı değerler elde edildi.

Çizelge-1 Gözlenen Standartlar

Sıra	Tayf	α_{1950}	δ_{1950}	V	B-V	U-B
1	F2	4h 30m 58s	23° 14' 26"	4.66	0.24	0.09
2	G0	4 26 27	17 26 11	7.05	0.50	0.04
3	K0	4 25 42	19 04 16	3.52	1.01	0.88
4	A5	4 23 19	22 42 07	4.29	0.27	0.13
5	A3	4 22 23	22 10 52	4.22	0.14	0.12
6	F8	4 07 49	18 17 40	6.62	0.42	-0.01
7	A0	4 43 15	11 36 57	5.37	0.19	0.13
8	A5	4 26 02	12 56 18	5.03	0.23	0.12
9	K0	4 16 57	15 30 30	3.66	0.99	0.81
10	F5	4 11 49	10 34 35	7.14	0.51	0.05
11	A3	4 19 14	13 57 38	5.72	0.32	0.10
12	G0	4 17 03	16 24 13	6.88	0.56	0.09
Ref	F0	4 25 33	14 37 53	5.90	0.32	0.06

Gözlem sırasında kümenin ortasında olan standart, "referans yıldızı" olarak ele alındı. Referans yıldızını R ile, diğer standartları 1-12 sayıları ile gösterirsek ideal gözlem dizisi;

R-1-2-3-R-4-5-6-R-7-8-9-R-10-11-12

biçiminde önerilmiştir (Hall, 1988). Böylece bu yıldızın diferensiyel fotometrideki mukayese yıldızı gibi kullanılması sağlandı. (2) denklem takımı, standartlardan biri ve referans yıldızı için yazılıp fark alınarak;

$$\Delta V = \Delta v_0 + \epsilon \Delta(B-V) \quad 3.a$$

$$\Delta(B-V) = \mu \Delta(b-v)_0 \quad 3.b$$

$$\Delta(U-B) = \psi \Delta(u-b)_0 \quad 3.c$$

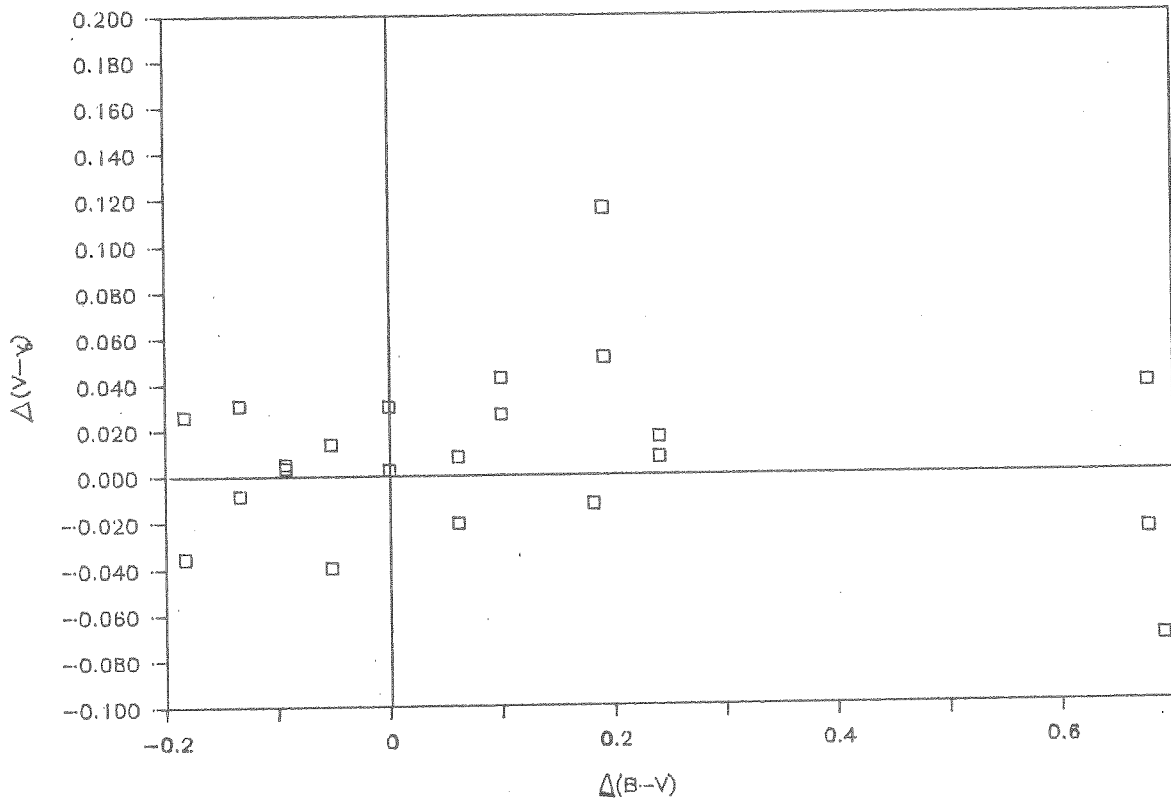
diferensiyel bağıntıları kullanıldı. Δ , "standart - referans" anlamında olmak üzere (3) denklem takımı her iki gece için ayrı ayrı, en küçük kareler yöntemi ile çözüldü. Sistematik gece farklarına bakılırsa, geceler için ayrı ayrı çözümler değil de "birleştirilmiş geceler" yöntemi daha iyi sonuç verecektir. Şekil-1, 2 ve 3'de, her iki gece ölçümlerinin, standart sistemdeki değerleri ile karşılaştırması gösterilmiştir.

Daha önceki yıllarda elde edilen sonuçlarla (Müyesseroğlu, 1981) yeni değerlerin karşılaştırması Çizelge-2 de verilmiştir. Gözleminde 1982 yılına kadar EMI 6256S fotokatlandırıcı tübü kullanılmakta idi.

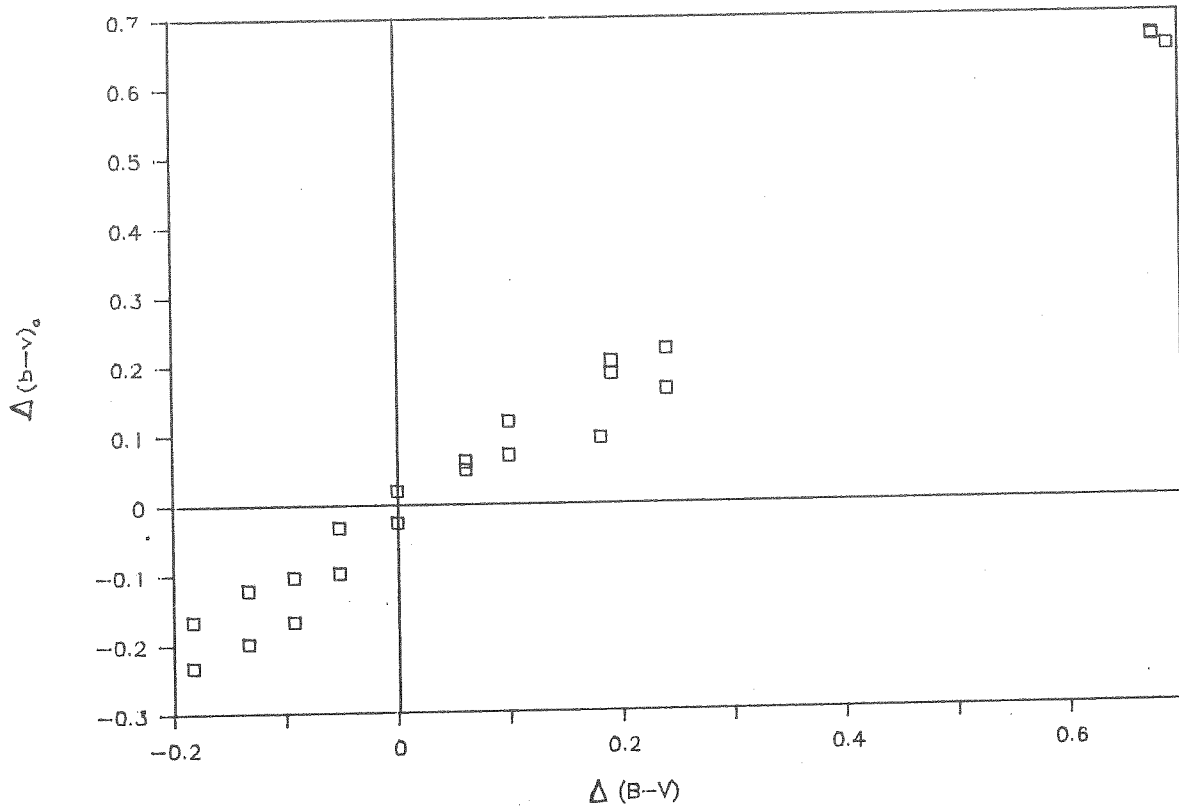
Çizelge-2 Dönüşüm Katsayıları

Gözlem Tarihi	€	μ	γ
Kasım 1975	0.024±0.020	0.914±0.007	1.054±0.019
Kasım 1981	0.033±0.015	0.930±0.011	1.044±0.034
Aralık 1988	0.005±0.048	0.967±0.034	1.068±0.123
Şubat 1990	-0.039±0.027	0.973±0.022	0.852±0.145
Birleştiril- miş (son iki gece)	-0.015±0.032	0.990±0.028	1.077±0.078

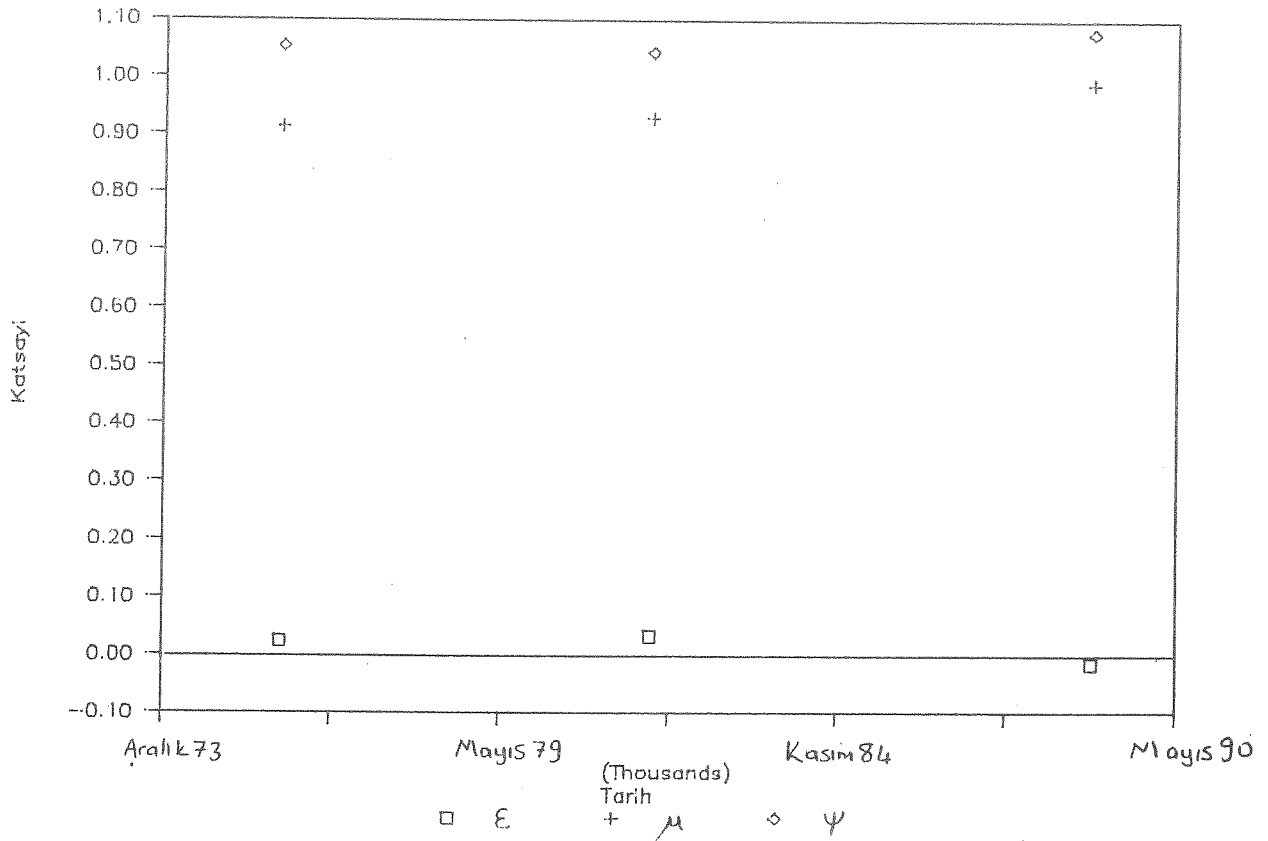
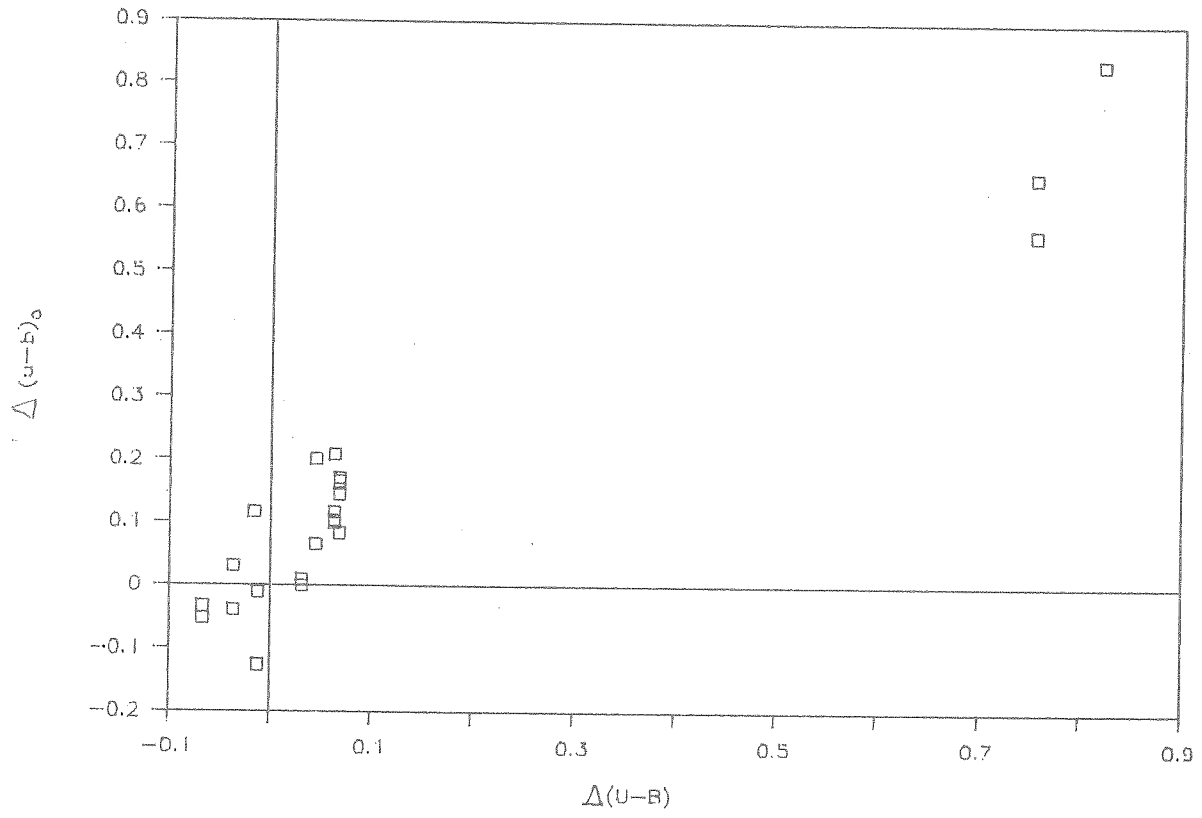
Geçen yıllarla bu yıllar arasında bir karşılaştırma yapıldığında (şekil-4) sistemin uluslararası standart sisteme çok benzer olduğu görülmektedir. Hataların büyük olması ise gözlem gecelerindeki hava koşulları nedeniyledir.



Şekil-1



Şekil-2



.REFERANSLAR:

- Hall, D.S., Genet, R.M., 1988. "Photoelectric Photometry of Variable Stars", Second Edi. (Richmond: Willmann Bell)
- Hardie, R.H., 1962. "Astronomical Techniques: Stars and Stellar Systems", Vol:II, Ed., W.A.Hiltner, Univ. of Chicago Press, Chicago, sayfa:178
- Harris, W.E., 1981. PASP, 93, 507
- Johnson, H.L., Knuckles, C.F., 1955. Astrophy. J., 122, 209
- Johnson, H.L., Morgan, W.W., 1953. Astrophy. J., 117, 313
- Moffat, A.F.J., Vogt, N., 1977. PASP, 89, 323
- Müyesseroglu, Z., 1981. Yüksek Lisans Tezi, Ank. Univ., (yayınlanmadı)

C.İBANOĞLU: O ortalama sönmükleştirme katsayıları çok yüksek rasathaneler için gerekli. Bizim gibi küçük rasathanelerde gecedan geceye o kadar büyük değişimler var ki, onun için eğer indirgeme yapmak istiyorsanız, her gecenin sönmükleştirme katsayısını kaydetmek zorundasınız. Başka türlü yapılan işler yanlış olur.

Z.MUYESSEROĞLU: Mevsimlik bir ortalamanın o kadar büyük bir hata getireceğini düşünmüyoruz.

C.İBANOĞLU: Bizim rasathane için mümkün değil ama sizinki için mümkünse bilmiyorum.

Z.TUNCA: Hele Ankara için hiç mümkün değil. Işıklar var diyorsunuz, yakınında taş ocağı var diyorsunuz. Bana çok farklı olacak gibi geliyor. Ayrıca birkaç ayrı zamanda yapılmış dönüşüm katsayılarının bulunmasından sonra, en çok elde edilen değerin olması gereken 1 ve 0 sayılarına yaklaşmasını neye bağlıyorsunuz? Niye daha önceleri biraz uzaklaşmış da, bu sene yaklaşmış. Gözlemsel yanlışlıkların daha düzeltilmiş olmasına, giderilmiş olmasına, yahut da hava mı düzeldi?

Z.MUYESSEROĞLU: Hava ile ilgisi yok. O alet son yıllarda bakıma alındı. Göksel'in dediği günlerde, filtrelerde bir temizleme yapıldı, yükselticide bir hata vardı onlar giderildi.

Z.ASLAN: Şimdi burada yapılacak şey şu; ϵ 'da, μ 'de, ϕ 'de zamanla değişme söz konusu olmamalı. Bu bir sistemin başka bir sisteme aktarılmasıdır. Burada eğer sistem iyi çalışıyorsa kararlı olmak zorundadır ve bu katsayılar sabit kalmalıdır, değişmemelidir. Sonuçta iki çözüm takımı olmalı; birisi ilk iki grup EMI 6256 ayrı bir fotokatlandırıcı, ondan sonra fotokatlandırıcı değişmiş 1986'da, o da ayrı bir fotokatlandırıcı. Filtrelerde değişme yok, kirlenme zamanla değişmekte, o etkileyebilir. Filtreler değişmediği için bunların spektral yanlışlıkları birbirine çok yakın, katsayıların yakın çıkmasının

sonucudur bu. Durum bunu gösteriyor. İndirgemelerde ayrı takım kullanılmalı, çünkü tüp değişti, eğer katsayılar aynıysa mesele yok. Dikkat ederseniz orada bir zamanla değişme ya da bir yaklaşma söz konusu değil. Hatalarına bakın Kasım 75-Kasım 87 diyor. 24-33 hatalarına bakın, sıfırsa onlar birbirinden farklı değil. Ötekilerde öyle, ortalamasını alacaksınız. Ondan sonraki katsayılarda iki gece yine gözlem yapılmış. O iki gecedeki farklar da birbirlerinin hataları içerisinde, gecenin verdiği koşullar nedeniyle birbirlerinden farklı. Onların da ortalamasını alınca, bir katsayı zaten ortaya çıkacak. En güzel çözümde birleştirilmiştir. Dolayısıyla orada bir evrim sözkonusu değil.

N. GUDUR: Benim bu konuda bir önerim var; gözlediğiniz değişen yıldızların parlaklıkları elde ettiğiniz parlaklıklar. Yani indirgenmiş aletsel parlaklıkları, standart sistemdeki parlaklıkları ile yayınlamak istiyorsanız, öyle bir yol izlemek yerine, başka bir yol izlemek gerekiyor o da şu: o yıldızı gözlerken kullandığınız bir mukayese yıldızı var, o mukayese yıldızını renkleri ona yakın olan fakat belirli bir parlaklık aralığına dağılmış UBV standart yıldızlarından seçeceğiniz yıldızlarla birlikte bir gece içerisinde gözlemek gerekir. Bunun için değişen yıldızları gözlemenize gerek yok ve o bir gecelik gözlemlerle mukayese yıldızının standart sistemdeki parlaklıklarını elde edersiniz. Ondan sonra değişen yıldızın zaten mukayese yıldızına göre indirgenmiş aletsel parlaklıkları var. Standart sistemdeki parlaklıkları oradan elde ederek yayınlıyacaksınız. Bu daha sağlıklı bir yol.

Z. MUYESSEROĞLU: Bir kere şu katsayıların elde edilebilmesi için mutlaka bir küme gözlemine ihtiyacımız var. Uzun dönemler içerisinde değişmediğini kabul ettiğimiz bunlar için, mutlaka gözlenmesi gerekir şekilde düşünüyoruz.

N. GUDUR: O zaman sönükleştirme katsayısı var ya, o sorun ortadan kalkmış oluyor. Neden kalkmış oluyor. O gece içerisinde gözlediğiniz mukayese yıldızının parlaklıklarından o katsayıları elde edebilirsiniz.

ÇOK UZUN DÖNEMLİ BİR RS CVn YILDIZI : EK Eri

Ferhat Fikri ÖZEREN, Osman DEMİRCAN, I. Ethem DERMAN

A.Ü. Fen Fak. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü 06100 Beşevler, ANKARA

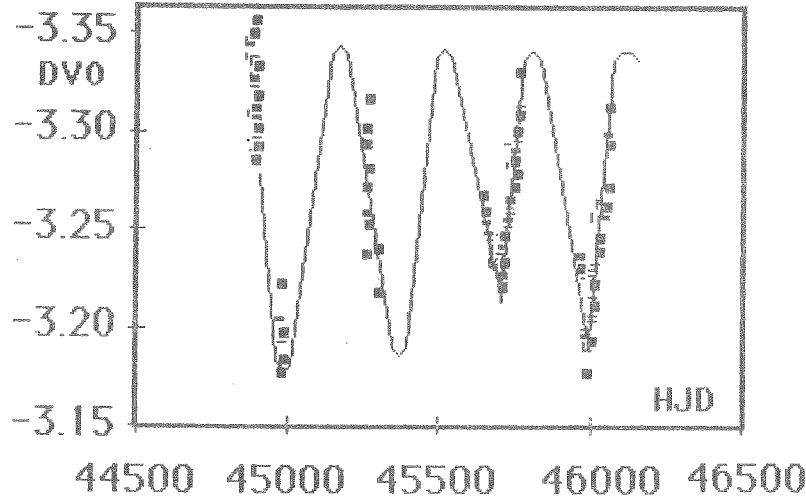
ÖZET

Çok uzun dönemli geç tür parlak bir dev yıldız olarak bilinen EK Eri = HR 1362 yıldızının 1989 ve 1990 da yapılan yeni UBY gözlemleri sunulmuştur. Yeni gözlemlerde çok küçük olan dalga genliği kısa dalga boyuna gittikçe artmaktadır. Buradan, EK Eri üzerinde 0.4 evresinde yıllardır varlığını sürdüren aktif bölgenin yok olduğu ve 0.25 evresinde yeni aktif bir bölgenin oluşmakta olduğu anlaşılmaktadır. Yeni aktif bölge Güneşte olduğu gibi soğuk leke şeklinde değil fakat parlak "plage" bölgesi olarak kendini göstermektedir. Bu nedenle yıldızın ı ışık değişimi V' de değil U' da daha belirgin görünmektedir.

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 $33^g.6$, Boyd (1985) tarafından 154^g , Derman vd. (1989) tarafından 330^g , ve Strassmeier vd.

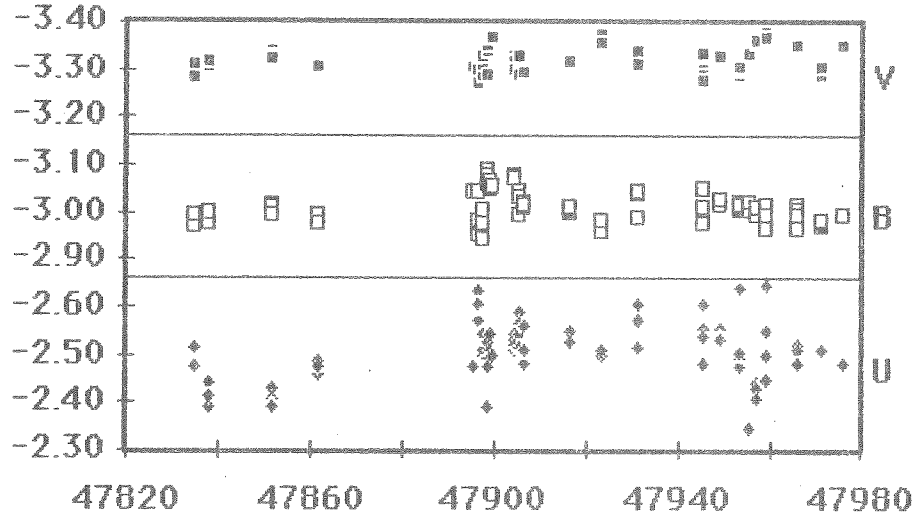
(1990) tarafından 335^g bulunmuştur. Sistemin 1981-1984 yılları arasında V bandındaki ışık değişimi Şekil.1 de gösterilmiştir.



Şekil 1: EK Eri'nin 1981-1984 yılları arasında V bandındaki ışık değişimi

2. UBY 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 UBY filtreleri ile gözlenmiştir. Gözlemlerimiz BD -06° 873 yıldızı mukayese alınarak diferensiyel olarak yapılmıştır. Gözlemler Mukayese-Mukayesenin göğü-Değişen-Değişenin göğü-Değişen-Mukayese-Mukayesenin göğü sırasına göre yapılmıştır böylece her renkte toplam olarak 89 diferensiyel ölçüm elde edilmiştir. Diferensiyel gözlemlere atmosferik sönmüleme düzeltmesi ve "Heliocentric" düzeltme yapılmıştır. Değişen eksi mukayese değerleri olarak düzeltilmiş UBY gözlemleri Şekil.2 de gösterilmiştir. Şekil.2 de x eksenini "Heliocentric" Julian tarihi cinsindendir. Yapılan yeni gözlemler 3 Ekim 1989'dan 25 Mart 1990'a kadar 142 günlük bir dönemi kapsamaktadır.



ŞEKİL 2: EK Eri' nin 1989-1990 gözlemleri

3. IŞIK DEĞİŞİMİ

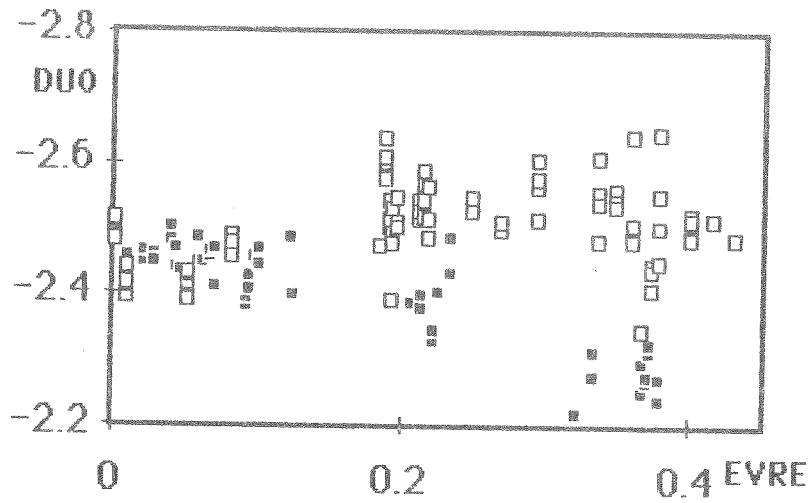
" Heliocentric " Julian tarihine karşı çizilen yeni gözlemlerde ilk bakışta önceki gözlemlere benzer bir değişim gözlenmemektedir. Dikkat edilirse çok küçük genlikli bir değişim U gözlemlerinde farkedilmektedir. Işık değişimlerini daha iyi anlayabilmek için gözlemlere ikinci derece polinomlar fit edilmiştir. Fit eğrilerine göre EK Eri' nin ışınmı Ocak 1990 da maksimum evrededir. Işınım $\Delta V'$ de $-3^m.315$ den , $-3^m.325$ değerine $\Delta B'$ de $-2^m.42$ den $-2^m.53$ değerine ve ΔU da da $-2^m.985$ den $-3^m.02$ değerine artmaktadır. Buna göre EK Eri Ekim 1989 dan Ocak 1990' a kadar UBY bantlarında sırasıyla 0.035, 0.110 ve 0.010 kadar parlamıştır. Parlamamanın kısa dalgaboylarına gidildikçe artmış olması ilginçtir. Şekilden çıkartılabilecek ikinci önemli sonuç maksimum evrenin renge bağlı olmasıdır. Gözlemlere göre EK Eri kısa dalgaboylarında maksimum evresine daha önce çıkmaktadır. Işınımında değişim genliğinin az olması ve gözlemlerin saçılmış olması nedeniyle her bantta maksimum zamanlarını doğru belirlemek mümkün değildir.

Yeni gözlemlerde ışık değişimini önceki gözlemleri (Derman vd., 1989) karşılaştırabilmek için yeni gözlemlerin evre hesabı

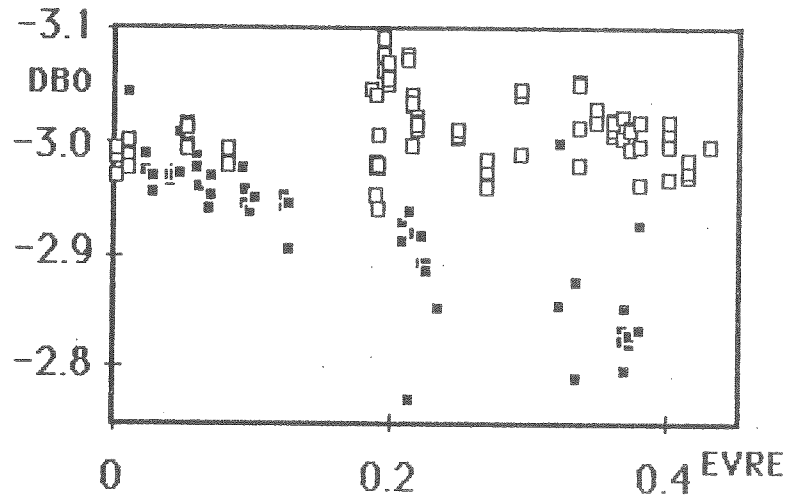
$$2447834 + 330 \times E$$

ışık elemanlarıyla yapılmış ve yeni gözlemler öncekilerle beraber şekil 3, 4 ve 5 te U, B, Y renklerinde ayrı ayrı gösterilmiştir. şekil 5. te Y gözlemlerine Boyd vd. (1985) nin gözlemleride katılmıştır. Bu şekillerde iki nokta dikkati çekmektedir. (i) Önceki gözlemler 0.4 evresinde minimuma inerlerken yeni gözlemler 0.25 evresi yöresinde maksimuma çıkmaktadır. (ii) Yeni gözlemlerde sistemin ortalama parlaklığı eski gözlemlerdeki maksimum parlaklığa eşittir.

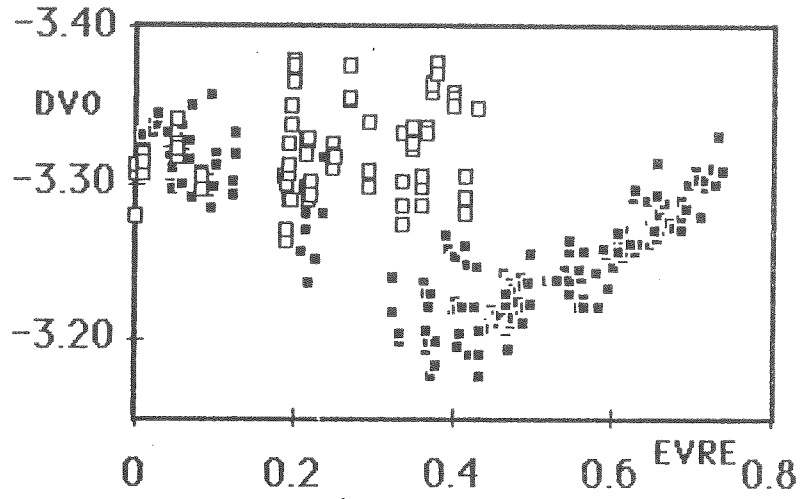
Yeni gözlemler tam bir yörünge dönemini kapsamadığı ve gözlemlerdeki saçılmalar önceki gözlemlere göre biraz daha fazla olduğu için yeni gözlemlere dönem analizi uygulanmamıştır.



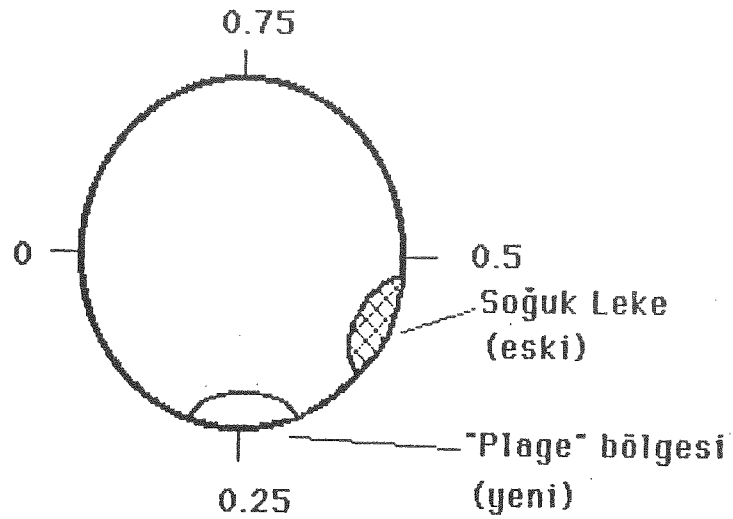
şEKİL 3: 1981/1982 ve 1989/1990
gözlem sezonu değerleri



ŞEKİL 4: 1981/1982 ve 1989/1990
gözlem sezonu değerleri



ŞEKİL 5: 1981/1982, 1984 ve 1989/1990
gözlem sezonu değerleri



ŞEKİL 6: EK Eri üzerinde eski ve yeni aktif bölgelerin
şematik gösterimi

4. TARTIŞMA ve SONUÇLAR

Çok uzun dönemli aktif dev bir yıldız olan EK Eri' nin magnetik dinamo modellerinin test edilmesinde çok önemli bir yıldız olduğu önceki çalışmada (Derman vd., 1989) not edilmiştir. EK Eri' nin çok yavaş döndüğü halde nasıl bu kadar aktif görüldüğü henüz bilinmemektedir. Strassmeier vd. (1990) yeni bir çalışmada EK Eri' nin beklenenden 10 kat daha fazla Ca II H ve K salması gösterdiğini; B-V ve U-B renklerinden yıldızın G8 III-IV MK sınıfında olduğunu ve Y-R ve Y-I renklerinde artık gösterdiğini bulmuşlardır. Yıldız bu durumda kesinlikle çok yavaş dönen fazla aktif bir yıldızdır. Yeni gözlemlerde bozulma dalgasının genliği çok küçük ve kısa dalga boylarına gidildikçe artmaktadır. Dalganın maksimum evresi oldukça farklı bir yerde bulunmaktadır. Barksdale ve Jusick' in 1988 gözlemlerinde eski dalga hareketinin sönümlendiği not edilmiştir (Barksdale, 1990). Buna göre EK Eri üzerinde yıllardır varlığını sürdüren aktif bölge 1988 de sönümlenmiş ve 1989 da farklı bir boylamda yeni aktif bir bölge oluşmaktadır. Yeni gözlemlerden anlaşıldığına göre yeni aktif bölge oluşma evresinde olduğu için Güneşte olduğu gibi soğuk leke şeklinde değil fakat parlak "plage" bölgesi olarak kendini göstermektedir. Bu nedenle ışık değişimi Y de değil fakat U da daha iyi görünmektedir. EK Eri üzerindeki eski ve yeni aktif bölgeler Şekil.6 da şematik olarak gösterilmiştir. Sistemin bundan sonraki gözlemleri "plage" bölgesi içinde soğuk lekenin ne zaman oluşacağını ve nasıl gelişeceğini anlama bakımından önemlidir.

KAYNAKLAR

- Barksdale, W.S., 1989, Özel Görüşme.
 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.
 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.,
 1990, Astrophys. J., In Press .

N.GUDUR: Yıldız hem yavaş dönüyor, fakat buna karşın çok aktif diyorsunuz ve bu en önemli bir özellik olarak gözüküyor. Yavaş döndüğünü o verdiğiniz döneme bakarak mı söylüyorsunuz?

F.ÖZEREN: Evet.

N.GUDUR: Yoksa V Sin i değerleri var mı?

F.ÖZEREN: Strassmeier ve arkadaşları onu da bulmuşlar. Onlar da aynı zamanda 335 günlük bir dönem bulmuşlar ve bir dergiye gönderilmiş ama henüz yayınlanmamış.

M.ÖZEL: Bu dönemsellik sistemdeki dönemlerin bir tanesi 33 bir tanesi 35 gün sonra. Acaba bu 33 ve daha sonra rapor edilen periyotlarda da bir şey var mı? Sistemin içinde, o tamamen yanlış yapılmış bir gözlem veya yanlış yorum mu?

F.ÖZEREN: 33 günlük döneme birşey diyemeyeceğim ama biz 1988 yılında, 1981'de yaptığımız gözlemleri incelerken, ve dönem analizi yaparken Ethem bey anlatmıştı, bir kriterle bunu bekirledik. Elde ettiğimiz eğride iki kritik değer vardır yani minimum değer, biri tam 150000'e karşılık geliyordu. Biraz daha çözümü ilerletince 334000 bulunuyordu. Sanırım o çalışmada 150000'lik çözümü yayınlamış olabilirler.

M.ÖZEL: Mesela bu 330 ile sizin bulduğunuz 10 kat, öbürü beş kat, sanki harmonik bir etkinin onlar için söz konusu olabileceğini düşündürüyor.

E.DERMAN: Şöyle daha açık söyleyebilirim. Dönem çok uzun olduğu için bir dönem gözlediğimiz zaman sadece iniş kolunu veya çıkış kolunu gözleyebiliyorsunuz. Bizim 1981-1982 de gözlediğimiz sadece iniş koluydu. Çıkış kolu Strassmeier ve arkadaşlarıyla Hall'ın gözlemlerinden elde edilmiştir. Ama tek bir sezon gözleyip de yıldızın dönemine bakalım dediğimiz zaman birçok yanlış evrelere gidiyorsunuz. Ama tüm gözlemleri biriktirip dönem analizini yaptığımız zaman gözlem sayısı fazla olduğu andan itibaren çok daha gerçek dönemlerin ne olduğunu bulabiliyorsunuz.

A.ESENDEMİR: Ben bir şey hatırlatmak istiyorum leke var derken, o lekenin Sin i değerine çok bağlı olduğunu hiç hatırdan çıkarmamak lazım. 0.25 fazında bir leke olması lâzım kuramını çıkartmak pek kolay bir işlem değil.

E.DERMAN: Sadece şematik bir gösterim. O gözlemlere şunun için ihtiyaç hissettik. Bu seneki gözlemlerimizde morötesi bölgede aktiflik gördük. Halbuki daha önce leke-den kaynaklanan bir ışık değişimi vardı. Onun için şematik olarak 1981-1982 yılı için yıldızın yüzeyinde enlemine boylamına bakmadan, ama evresine bakarak, bir leke oturttuk. O lekeden dolayı ışığın nasıl değiştiğini gösterdik, bu seneki gözlemleri açıklamak için de surge'lerden itibaren bir leke oturtularak onun nasıl değiştiğini gösterdik. Sadece şematik, yani konumu, enlemi ve boylamı gözönüne alınmaksızın.

A.ESENDEMİR: Yani lekeyi oturttukten sonra böyle bir modelden nasıl bir ışık elde edilir çalışması var mı?

E.DERMAN: Yok.

M.ÖZEL: Yani iki ayrı yere iki leke oturtulmuş.

E.DERMAN: Biri leke, biri surge.

UX Arietis ' in Fotoelektrik Işıklıölçümü

Fehmi EKMEKÇİ, Cemal AYDIN, İ. Ethem DERMAN

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, ANKARA

ÖZET: Bu çalışmada, RS CVn türü tayfsal çift olan UX Ari(HD 21242) sisteminin A.Ü. Gözlemevinde 16 Ağustos-12 Aralık 1988 dönemi(18 gece) ile 6 Eylül-1 Aralık 1989 döneminde(25 gece) yapılan üç renk(U,B,V) fotoelektrik ışıkölçüm gözlemleri değerlendirilip sistemin ışık eğrisi incelenmiştir. Diğer çalışmaların ışık eğrileri ile bir karşılaştırma olanağını sağlamak için sistemin parlaklığı, gözlemevindeki teleskoba ilişkin dönüşüm katsayıları kullanılarak standard UBV sistemine dönüştürülmüştür. Sistemin 1972 den beri yapılmış gözlem verileri taranmış ve ışık eğrisinin değişim özellikleri incelenmiştir. Işık eğrisindeki genlik değişimleri ile minimum ışık evresinin kaymasından yararlanarak etkinlik çevrimi tartışılmıştır.

1. GİRİŞ

UX Ari (HD 21242) tutulma göstermeyen ($i \sim 60^\circ$) RS CVn türü, çift çizgili tayfsal bir çift yıldız sistemidir. Sistemin bileşenleri Carlos ve Popper(1971) tarafından G5 V ve K0 IV olarak sınıflandırılmıştır. Atkins ve Hall(1972), UBVJHKL gözlemlerinden, daha soğuk olan bileşenin kısa dalgaboyundaki parlaklıklardan K0 IV olabileceğini ama uzun dalgaboyundaki parlaklıklardan K3 IV olabileceğini bulmuşlardır. Ayrıca sistemin kırmızıöte artığı gösterdiğini ve bu artığın yıldızı çevreleyen büyük bir toz bulutundan daha çok yıldızın kendine has bir özelliğinden kaynaklandığını belirtmişlerdir.

Sistemin IUE uydusu ile alınmış tayflarının incelemesinden kromosferik ve geçiş bölgesi salma çizgilerinin şiddetlerinde zamanla (aynı zamanda evreye göre) bir değişim görülmüştür (Ekmekçi ve Aydın (1988), Ekmekçi, F. yayınlanmamış doktora tezinden). Bu değişim sistemin moröte etkinliği olarak değerlendirilmiştir. Simon ve ark. (1980), bir flare olayı esnasında MgII profilinde gözlenen asimetric özelliği, K yıldızını G yıldızına birleştiren manyetik ilmekler boyunca bir kütle (madde) akışına bağlamışlardır.

Radyo salması gösteren sistem, Gibson ve ark. (1975) tarafından incelenmiş ve 1974 yılındaki gözlemlerinde en az iki algol-türü flare olayını gösterdiğini ve 11-14 Ağustos 1974'deki flarenin düşmesi esnasında tayfın tersine döndüğünü, radyo salmasının ısısal-olmayan bir süreçten kaynaklandığını bulmuşlardır. Spangler (1977), bu sistemin radyo salmasının bir jirosinkrotron kaynaktan ileri geldiğini ve bu kaynağın serbest-serbest soğurma için optik olarak kalın olduğunu ileri sürmüştür. Johnston ve ark. (1985) VLBI (Very Long Baseline Interferometry) ile yapılan gözlemlerde, radyo salmasına ilişkin boyutun $\sim 10^{12}$ cm ($\sim 14 R_{\odot}$) yöreninde olabileceğini belirtmişlerdir. Massi ve ark. (1988), UX Ari'nin VLBI gözlemlerinden radyo salmasının, bileşenler arasındaki uzaklıkla ($\sim 16.5 R_{\odot}$) karşılaştırılabilir bir boyuta sahip olan yaygın bir bölgeden geldiği sonucunu çıkarmışlardır.

Sistemin yumuşak X-ışın kaynağı olduğunu ilk bulan (Ağustos 1977 de) Walter ve ark. (1978) olmuştur. HEAD-1 gözlemlerinden kaynağın X-ışın luminositesi 2.1×10^{31} erg/s (0.15 - 2.8 keV) ve sıcaklığı 10^7 K olarak saptanmıştır. UX Ari'nin tayfı bir bremsstrahlung tayfı ile tanımlanmaktadır. Şubat 1978 gözlemlerinde 0.98 ile 0.15 evrelerindeki üç taramada hiç bir X-ışın kaynağı saptanamamış ama 0.27 ile 0.35 evreleri arasında 6 ay öncesinde olduğu gibi ışıınım gücü benzer olan X-ışın kaynağı saptanmıştır (Walter ve ark. 1980). Landis ve ark. (1978)'nin verilerinden ekstrapolasyon yapan Walter ve ark. (1980), sistemin 0.1 evresinde maksimum ışığa sahip olduğunu ve fotometrik dalganın X-ışın gözlemi esnasında minimumda olduğunu belirlemişler. Ağustos 1977 deki X-ışın gözlemlerinde ise maksimum ışık evresi kapsanmamıştı. Şubat 1978 gözlemlerinden, X-ışın salması yapan bölgenin boyutunun yıldızın boyutu ile karşılaştırılabilir düzeyde olduğu (koronal gazın yüksekliği $R < 0.1 R_*$)

ve koronal ilmeğin 3×10^{10} cm boyutta olduğu kestirilmiştir(güneş aktifken, koronal ilmeklerin boyutu 3×10^{10} cm yöresindedir). X-ışın salması yapan koronanın bu limit yüksekliği, yukarıda belirtilen X-ışın salmasının gözlenen tutulmasından bulunmuştur(Walter ve ark. 1980). RS CVn 'lerde X-ışın kaynağının, sıcaklığı yüksek koronal plazma olduğu ileri sürülmektedir.

2. GÖZLEMLER

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

Tutulma göstermeyen UX Ari sisteminin diferansiyel parlaklıkları 62 Ari(HD 020825) yıldızı mukayese alınarak elde edilmiştir. 62 Ari'nin parlaklığının V de $\pm 0^m.01$ ve U da $\pm 0^m.02$ 'lik bir yanılğı dahilinde sabit kaldığı Hall ve ark. (1975) tarafından bulunmuştur. Diferansiyel ölçümler Değişen-Mukayese şeklindedir. Bu diferansiyel parlaklıklar gözlemevindeki 30 cm'lik Maksutov teleskobun dönüşüm katsayıları (Müeyesseroglu, Z., 1983) kullanılarak standard parlaklıklara dönüştürülmüştür. 62 Ari için , Hall ve ark. (1975) tarafından kullanılan $V = 5^m.54$, $B-V = 1^m.12$ ve $U-B = 0^m.95$ değerleri alınmıştır. Evreler, Carlos ve Popper (1971) tarafından verilen

$$HJD = 2440133.766 + 6^d.43791E$$

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

Her iki gözlem döneminde elde edilen fotometrik veriler Çizelge 1'de verilmektedir. Bu çizelgedeki genlikler minimum parlaklıktan maksimum parlaklık değeri çıkarılarak elde edilmiştir. Işık eğrilerinin minimum ve maksimum parlaklık değerleri ile bu parlaklıklara karşılık gelen evreler,

ışık eğrisini temsil eden en iyi polinom fitinden (3., 4. veya 5. dereceden olan uygun polinom fiti seçilerek) yararlanarak bulunmuştur. 1988 yılında yapılan gözlemler Şekil 1'de verilmektedir. 1988 dönemi gözlemlerinden ~3.5 saatlik gözlemi içeren 26 Ağustos 1988 gecesine ait parlaklıklarda, özellikle U renginde $\sim 0^m.4$ lük bir değişim olmuştur. B ve V renklerinde bu değişim çok daha küçüktür. Bu saçılmanın nedeni tam anlamıyla anlaşılamadığı için ışık eğrilerine polinom fit ederken bu geceye ait veriler değerlendirmeye alınmamıştır. 26 Ağustos 1988 gecesine ait ışık eğrileri Şekil 2'de verilmektedir. 1989 yılında yapılan gözlemlerin ışık eğrilerinde dikkate değer olan ve düzenli bir görünüm veren saçılmanın dikkatli bir incelemesi, bu dönemdeki gözlemlerin iki grupta olduğunu ve böylece iki ayrı fotometrik özelliğin ortaya çıktığını göstermiştir. Bunlardan ilki 6 Eylül-24 Eylül 1989 ışık eğrileri ve ikincisi 26 Eylül-1 Aralık 1989 ışık eğrileri olarak değerlendirilmiştir. Şekil 3'de 6-24 Eylül 1989 ışık eğrileri ve Şekil 4'te de 26 Eylül-1 Aralık 1989 ışık eğrileri verilmiştir. Şekil 1, 3 ve 4'de verilen gözlemlerin verileri yukarıda belirtildiği gibi Çizelge 1'de verilmektedir. Sistemin B-V ve U-B renkleri evreye bağlı olarak bir değişim göstermemekte ama ortalama değerleri her dönemde değişmektedir. Bu renklerin evreye göre grafiği Şekil 5 'de verilmektedir.

3. GÖZLEMLER ÜZERİNE TARTIŞMA

Her ne kadar U bandında genel olarak görülen gözlemsel saçılma bu bandın duyarlılığının diğer bandlardan daha kötü olduğunu göstermiş ise de, 26/8/1988 gecesine ait gözlemlerdeki (Şekil 2) saçılmanın dikkatli bir incelemesi, her üç bandda görülen değişimler ile gözlem sırasında yapılan voltaj değişimi ve sıfır ayarlamasının etkileri gözönünde bulundurularak sistemde bir bünyesel ışık değişiminin varolabileceğini göstermektedir. Ancak daha önce, bu kadar uzun bir gözleme ne rastlanmış ne de yapılmıştır. Sistemin dönemine göre kısa süreli böylesi değişimlerin gerçekten olup olmadığını anlamak için benzer şekilde ~4 veya 5 saatlik gözlemlerin yapılması gerekir.

Çizelge 1 'de verilen gözlem sonuçlarına göre, sistem 1989-1 'de tüm

renklerde daha parlak olmuştur. Her gözlem döneminde ortalama parlaklık değişirken, genlikler de bu değişime bağlı olarak değişmektedir. Minimum ışık evresindeki ileri-geri kaymalar açıkça görülmekte ve bu kaymanın da parlaklıkla ilişkili olduğu göze çarpmaktadır. B ve V renklerinde maksimum parlaklık arttıkça(değeri küçüldükçe) minimum ışık evresi geriye kaymakta, azaldıkça da(değeri büyüdüğü) minimum ışık evresi ileriye doğru kaymaktadır. Oysa bu durum U renginde tersine olmaktadır. Genlik değişimi ile minimum ışık evresinin kayması arasında da aynı özellikler görülmektedir. V renginde genlik hemen hemen sabit kalırken B 'de azalıyor ve bunlara karşılık gelen minimum ışık evresi geriye kayma gösteriyor. Oysa U renginde genlik artıyor ve minimum ışık evresi ileriye doğru kayma gösteriyor. Ancak her üç dönemde V rengindeki minimum ışık evresi hemen hemen sabit kalırken genlikte çok az bir değişim olmaktadır. Diğer renklerde ise çok önemli bir değişim hem genlikte ve hem de minimum ışık evresinde olmaktadır. Sistemin ortalama parlaklığı 1988 den beri artmıştır.

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

Sistemin B-V ve U-B renkleri tüm gözlemlerde evreye bağlı olarak bir değişim göstermemektedir. 1988 gözlemlerinde ortalama $B-V=0^m.87 \pm 0^m.02$, $U-B=0^m.44 \pm 0^m.06$ olmakta ve 1989 da bu ortalama değerler $B-V=0^m.86 \pm 0^m.04$ ve $U-B=0^m.44 \pm 0^m.05$ olmaktadır(Şekil 5). Montle ve Hall(1972), ortalama renk ölçeklerinin $B-V=0^m.91$ ve $U-B=0^m.48$ olduğunu bulmuşlar. O halde sistemde 1972 den beri bir sıcaklık artışı olabilir. B-V değerinde düzenli bir azalmanın olduğu veya hem azalma ve hem de artmanın olabileceği açık değildir. Çünkü yayınlarda genellikle B-V ve U-B değerleri verilmemektedir.

4. SİSTEMİN ETKİNLİĞİ

Tayfsal verilerden olduğu gibi ışıkölçüm verilerinden de sistemin etkinliği hakkında bilgi edinilebilir. Bunun için, UX Ari'nin 1972 den beri yapılan gözlemlerinin sonuçları taranmış ve ışık eğrilerine ilişkin parametreler değerlendirilmiştir. Genelde V renginde yapılan gözlemler çoğunlukta olduğu için bu renkteki verilerden sistemin etkinliği araştırılmıştır. Işık eğrilerinin $\Delta V = V_{\min.} - V_{\max.}$ genliklerinin minimum ışık evresine göre değişimi incelenmiş ve bu değişimin yıllara göre dağılımı da araştırılmıştır. Elde edilen grafik Şekil 6 da verilmektedir. Şekilden görüleceği gibi minimum ışık evresi genelde geriye doğru kaymakta, ama etkinlik olayının bir süreci içinde zaman zaman ileri doğru kaymaktadır. 1984.9 yılında bir maksimuma ulaşan etkinlik sürecinin 1979.9 da başladığı ve halen devam ettiği, muhtemelen önümüzdeki yıllarda sona erecek gibi olduğu görülmektedir. Diğer taraftan 1972.8 de bir maksimuma sahip olan ilk etkinlik sürecinin tümü, veri yetersizliğinden açık bir şekilde görülememektedir. Ancak kesin olan şudur : sistem 1976 da sakinliğe erişmiş ve 1977.1 ile 1979.2 deki flarelerle birlikte(1979 daki flare MgII h ve k profilinde çok iyi görülmektedir(Simon ve ark.,1980)) bu sakin durum 1979.9 'a dek sürmüştür. Ne yazık ki 1977.1 ile 1979.2 arasında yapılmış gözlemlere rastlanmamıştır. Aslında bu veriler çok önemlidir. Çünkü minimum ışık evresinin ileri-geri kayması daha kesin olacaktı. Biz burada geriye kayma olduğunu kabul ediyoruz. Ayrıca bu aradaki geriye kaymayı ele almamızın diğer bir nedeni 1976 da biten etkinlik sürecinden sonra 1979.9 da başlayan etkinliği birbirlerinden ayırıp bu iki etkinliğin daha belirgin olmalarını sağlamaktır(Böylece aynı yerdeki olası bir çakışma önlenmiş oluyor).

1976 da başlayan sakin durum 1979.9 da bitmiştir. Yani ~4 yıllık bir sükunet vardır. Maksimum genliklere göre ise $1984.9 - 1972.8 = 12.1$ yıllık bir çevrim olmuştur. İlk sükunete varma zamanı 1976 dan ikinci bir sükunete varış zamanına kadar geçen süre olarak, ikinci bir etkinlik sürecinin sükunete varış zamanı henüz kesin olmamakla beraber eğer 1989.8 yılı veya 1990 yılı gözönüne alınırsa, $1990 - 1976 = 14$ yıllık bir etkinlik çevrimi elde edilmiş olur. Diğer taraftan 1979.9 da başlayan ikinci etkinlik sürecinde geçen zaman, bunun tamamlanmamış bir süreç gibi

görünmesine karşın 1989.8 veya 1990 yılı dikkate alınarak ~10 yıl olmaktadır.

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

5. SONUÇ

Radyo gözlemleri Giriş kısmında belirtildiği gibi $\sim 14R_{\odot}$ boyutlu bir kaynağın varlığını göstermektedir. X-ışın gözlemlerindeki tutulma olayı da X-ışın kaynağının yaygın bir bölge olduğunu göstermiştir(Walter ve ark., 1980). Kromosferik MgII h ve k salma çizgilerinin ve özellikle KO IV yıldızına ait k profilinin maksimumları belirgin bir şekilde ikiye ayrılmıştır. Bu da KO IV bileşenini saran gaz küresinin bir delili olabilir (Ekmekçi, F. :yayınlanmamış doktora tezinden).

Sistemin moröte artığı(Rhombs ve Fix, 1977) ile kırmızı öte artığı(Scaltriti,1989) göstermesinin nedeni, yukarıda sözü edilen gaz küresine bağlanmaktadır. Bununla beraber Atkins ve Hall(1972), kırmızı ötedeki bu artığın yıldızı çevreleyen büyük bir toz bulutundan kaynaklanmadığını ileri sürmüşlerdir. Pfeiffer(1979) ise polarizasyon gözlemlerinden, yıldızı çevreleyen soğuk maddenin varlığını belirtmiştir.

Yukarıda sözü edilen gözlemsel verilere dayanarak, söz konusu gaz küresinin sistemin toplam ışınımına katkısı olabileceği söylenebilir. Belki de sistemdeki ışık değişiminden de bu gaz küresi sorumlu olabilir. Eğer sistemde pek çok yazarın ileri sürdüğü gibi bir leke etkinliği varsa, bu

lekeler, geniş sıcak atmosferin yüksekteki katmanlarında veya bu gaz küresinin alt katmanlarında olabilirler. Diğer taraftan, Huenemoerder ve ark.(1989), fotometrik ve tayfsal etkinliğin farklı bölgelerden kaynaklanabileceğini belirtmişler ve H_{α} ve H_{β} daki tayfsal analizden sistemin geometrisini vermişlerdir. Huenemoerder ve ark.(1989) 'na göre sistemin KO IV bileşeni Roche lobunu doldurmak üzeredir ve KO IV den G5 V e bir kütle aktarımının delili olarak, sistemde görülen artık soğurmayı göstermişlerdir. KO IV 'nın üzerindeki soğuk bölgelerin varlığını, biraz kuvvetli olan TiO 'in varlığına bağlamaktadır.

Son zamanlarda gelişen "Doppler Imaging" tekniğinin bize leke konularında ayrıntılı veri sağlayacağını ve bu lekelerin gerçek doğası hakkında bilgi verebilmesini ümid ediyoruz(Vogt ve Hatzes, 1990).

Işık eğrilerinin tartışmasını yaparken yardımlarını esirgemeyen Prof. Dr. Osman Demircan'a teşekkürü bir borç biliriz. Ayrıca gözlemlerde katkısı olan tüm Araştırma Görevlileri ile son sınıf öğrencilere teşekkür ederiz.

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

RENK	GÖZLEM DÖNEMİ	GENLİK (Kadlr)	Min. Işık Evreel	Min. Parlaklık (Kadlr)	Maks. Parlaklık (Kadlr)	Ortalama Parlaklık (Kadlr)
U	1988	0.08	0.72	7.85	7.77	7.81
	1989-I	0.13	0.84	7.82	7.69	7.75
	1989-II	0.09	0.71	7.82	7.73	7.78
B	1988	0.14	0.76	7.44	7.30	7.37
	1989-I	0.08	0.63	7.37	7.29	7.33
	1989-II	0.12	0.75	7.42	7.30	7.35
V	1988	0.15	0.80	6.57	6.42	6.49
	1989-I	0.15	0.79	6.55	6.40	6.48
	1989-II	0.12	0.80	6.54	6.42	6.48

KAYNAKLAR

- Atkins, H.L., Hall, D.S., 1972, Publ. A.S.P., **84**, 638.
- Busso, M., Scaltriti, F., Cellino, A., 1986, Astron. Astrophys., **156**, 106.
- Carlos, R.C., Popper, D.M., 1971, Publ. A.S.P., **83**, 504.
- Ekmekçi, F., Aydın, C., 1988, VI Ulusal Astronomi Kongresi Tebliğleri, Ed. Prof. Dr. İ. Yavuz, s219.
- Gibson, D.M., Hjellming, R.M., Owen, F.N., 1975, Ap. J.(Letters), **200**, L99.
- Guinan, E.F., McCook, G.P., Fragola, J.L., O'Donnell, W.C., Weisenberger, A.G., 1981, Publ. A.S.P., **93**, 495.
- Hall, D.S., Montle, R.E., Atkins, H.L., 1975, Acta Astron., **25**, 125.
- Hall, D.S., 1977, Acta Astron., **27**, 281.
- Huenemoerder, D.P., Buzasi, D.L., Ramsey, L.W., 1989, A. J., **98**, 1398.
- Johnston, K.J., Wade, C.M., Florkowski, D.R., de Vegt, C., 1985, A. J., **90**, 1343.
- Landis, H.J., Lovell, L.P., Hall, D.S., Henry, G.W., Renner, T.R., 1978, A. J., **83**, 176.
- Massi, M., Felli, M., Pallavicini, R., Tofani, G., Palagi, F., Catarzi M., 1988, Astron. Astrophys., **197**, 200.
- Mohin, S., Raveendran, A.V., 1989, J. Astrophys. Astr., **10**, 35.
- Montle, R.E., Hall, D.S., 1972, IBVS, No.646.
- Müyesseröğlu, Z., 1983, Y.L. Tezi, A.Ü. Fen Bil. Enst., Ankara.
- Rhomb, C.G., Fix, J.D., 1977, Ap. J., **216**, 503.
- Sarma, M.B.K., Prakasa Rao, B.V.N.S., Ausekar, B.D., 1983, IBVS, No.2357.
- Scaltriti, F., 1989, in Active Close Binaries , Infrared Studies on Active Binaries and Circumstellar Matter, NATO ASI Toplantısı, Kuşadası-Türkiye, Editörler : C. İbanoğlu ve İ. Yavuz, Kluwer Dordrecht (Baskıda).
- Spangler, S.R., 1977, A. J., **82**, 169.
- Vogt, S.S., Hatzes, A.P., 1990, IAU Colloquium, NO. 130, in Abstracts of "The Sun and Cool Stars : activity, magnetism, dynamos", p.78.
- Walter, F., Charles, P., Bowyer, S., 1978, Ap. J.(Letters), **225**, L119.
- Walter, F.M., Cash, W., Charles, P.A., Bowyer, C.S., 1980, Ap. J., **236**, 212.
- Zeilik, M., Elston, R., Henson, G., Smith, P., 1982, IBVS, No.2168.

K.AVCIOĞLU: Bu şekilde görülen leke çevrimlerine benzer çevrimlerin elde edildiğini, başka yazarlar tarafından, söylediniz. Minimumlar ve maksimumlar aynı zamanı tutuyor mu? Onlarla karşılaştırmalı bir grafik elde etseydiniz, belki daha iyi olurdu. Bu 13-14 yıllık çevriminiz var. Sizin yaptığınız onlarla aynı zamanda elde edilen verilerle mi yapılmış yoksa daha önce mi?

F.EKMEKÇİ: Aynı zamanda değil. Bizim gözlemlerimiz 1988,8;1989,7 çakışmış ve 1989 gözlemleri. Daha önceki çalışmalarla birleştirdikten sonra elde ettiğimiz bir çevrim bu.

K.AVCIOĞLU: Yani bunlar başkalarının yaptığı çalışmalarla mı elde edilmiş?

F.EKMEKÇİ: Evet 1988'den önceki değerler diğer yazarların verileriyle.

K.AVCIOĞLU: 13-14 yıllık bir çevrim elde ettiğinizi söylediniz. Onlar da bu verilerden mi elde edilmiş? Yoksa tamamen farklı verilerden mi?

F.EKMEKÇİ: Evet, 13-14 yıllık verilerden.

K.AVCIOĞLU: Sistemin büyüklüğünden bahsettiniz. Birisi 3R0 birisi de altı kûsur dediniz. Bunlarda hiç fark yok mu?

F.EKMEKÇİ: Çok fark var. İkisi de Carlos ve Popper(1971)'in öne sürdüğü değerler. 1972'lerde spektroskopik çalışmasında, 3R0'ı öne sürmüş. Bu farklılık çok düşündürücü bir sonuç.

Z.TUNCA: Benim birkaç sorum var. Birincisi, dalga göçü dönemi ile ilgili değişik değerler elde edilmiş, dalga göçü dönemi elde edilirken izledikleri yol fotometrik ışık eğrisi üzerindeki minimum kaymayla mı elde edilmiş; eğer öyleyse sizin gözlemlerinizdeki, 1989,7 ve 1989,8 gözlemlerinde verdiğiniz U rengindeki 0.12, evrede aynısı, B renginde evrelerin ters tarafa doğru kayması var. Bunları ne şekilde yorumluyorsunuz? Eğer gözlemlerinizdeki bu kaymalar sözünü ettiğiniz dalga göçünü veriyorsa, bir diğer şekilde gösterdiğiniz 6-14 Eylül'de elde ettiğiniz ışık değişimi, 26 Eylül-1 Aralık arasında elde ettiğiniz ışık değişimleri var. Bunların ikisi de gayet güzel sinüs benzeri eğriler. Birincisi 18 günlük bir aralığı kapsıyor, ikincisi 65 günlük. Eğer öte tarafta sözünü ettiğiniz 12.1 yılda, 35 günde 12 evre sağa ya da sola doğru kayıyorsa, 65 gün içinde elde ettiğiniz o değişimin bir band şeklinde, ya da saçılma şeklinde çıkması gerekiyordu; onu nasıl yorumluyorsunuz?

F.EKMEKÇİ: Dalga göçü sinüsoidal dalgaya Fourier serisini uyguladıktan sonra dalganın geriye kaymasının, o gözlem aralığındaki süresinden yararlanarak yapılmış.

Z.TUNCA: Tamam, yani o minimum evrenin kayması. Kendi gözlemlerinizi nasıl değerlendiriyorsunuz?

F.EKMEKÇİ: Bizim gözlemlerimiz minimum evrenin genliğe göre olan ilişkisinin yıllara göre bir durumudur.

Z.TUNCA: Bundan önceki bildirilerde hızlı bir tartışma şeklinde geçti; genlik, etkinlik ölçüsü olamaz.

F.EKMEKÇİ: Genliğin etkinlik ölçüsü olup olmayacağını tartışmak istemiyorum. Fakat genlik artışına neden olan bir olay var, onun üzerinde durmamız gerekiyor.

Z.TUNCA: Lekeden söz edersiniz. Dalga için bozulmayı doğuracak etkilere, genlik artışını doğuracak fakat etkinliği arttırmayacak çeşitli senaryolar yazabilirsiniz. Bunu düşündünüz mü?

F.EKMEKÇİ: Genlik üzerinde durmak istemiyorum. Ben genlik olayı ile ilgilenmiyorum. Fakat genliğin değişiminden, yıldızı çevreleyen bu sıcak gaz küresinin sorumlu olabileceğini ileri sürüyorum.

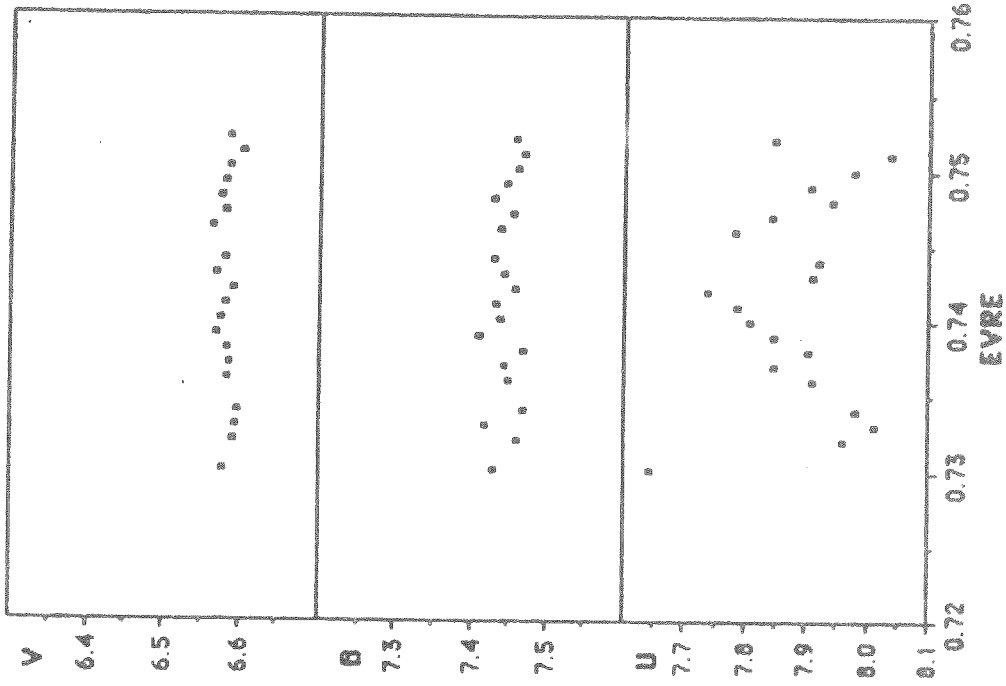
Z.TUNCA: 65 günlük çok güzel sinüs benzeri eğri elde edilmesini o diğer kaymaya bağlı olarak nasıl açıklıyorsunuz?

F.EKMEKÇİ: Bizim gözlem yanılgılarımızın dışına çıktığı için, bunun sadece bir ışık eğrisiyle görececek bir nitelikte olmadığına inanıyorum.

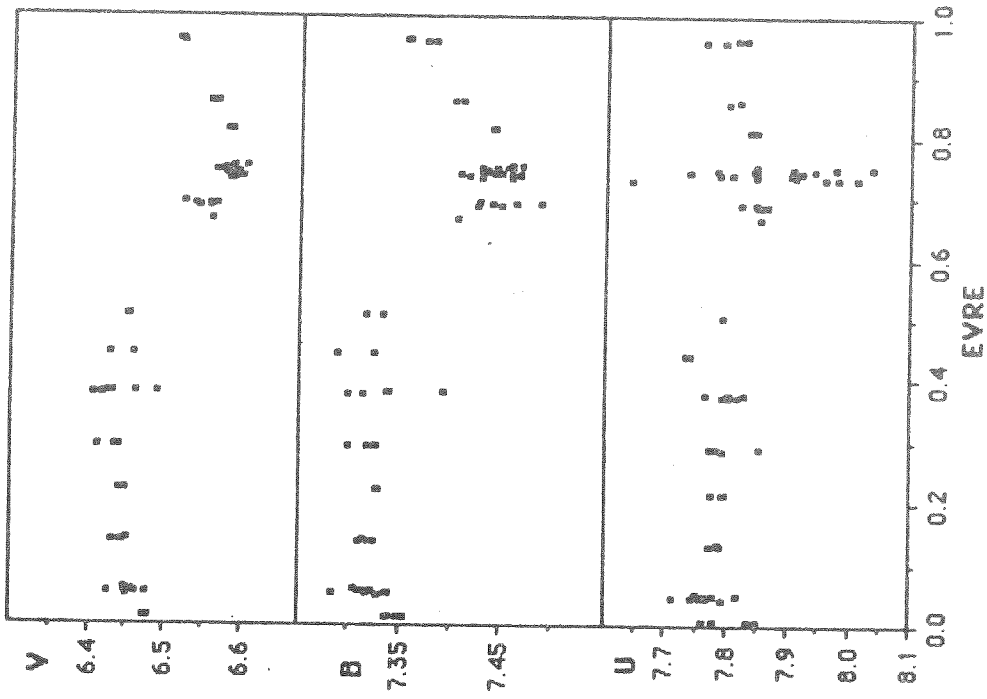
E.DERMAN: AR Lac 40 pc uzaklıkta bir yıldız, UX Ari 50 pc uzaklıkta bir yıldız. AR Lac'ın IUE gözlemlerine girdiğimizde Mg'un bu pikindeki soğurma çizgisinin tek açıklama nedeni yıldızlararası ortamdır. Ama 40-50 pc uzaklıktaki bir yıldız ile aramızda bir soğurma ortamı olmayacağı varsayılmasıyla. O zaman Ümit arkadaşımızın bulduğu bir değere göre o kadar soğurma veren bir ortamın varlığını çıkartmışsın sen değil mi? Yani o soğurmayı çıkartabilecek kadar bir yoğunluk vardı. O burada görülüyor.

M.ÖZEL: Bu sistemde radyo ışımasından bahsettiniz. Bu radyo ışımasının ne olduğu hakkında bir fikir var mı?

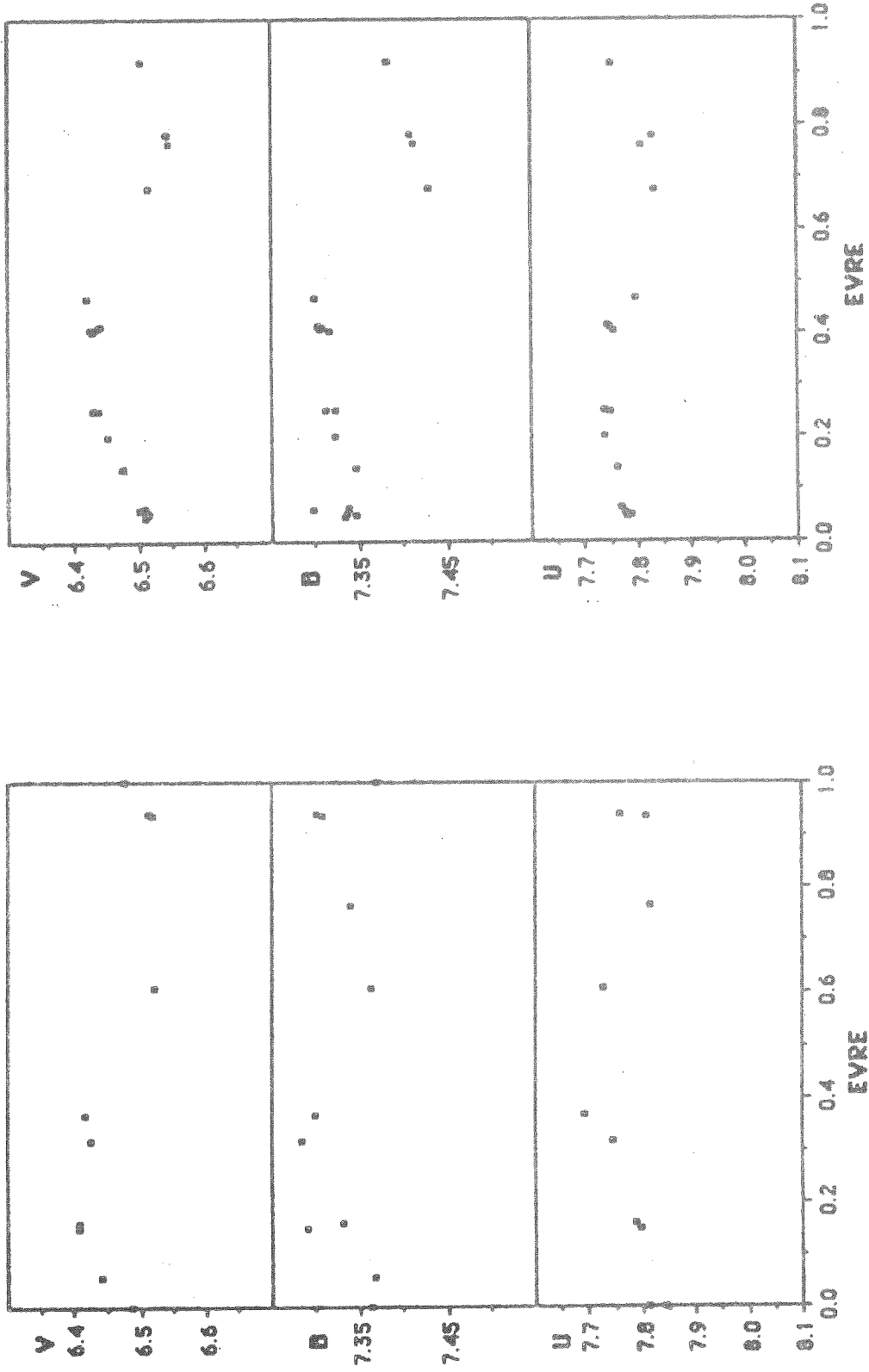
F.EKMEKÇİ: Var. Brehmstrahlung türü bir mekanizma öneriliyor. Zaman zaman spektral tipi değişen bir salmaya değiniliyor.



Şekil 2. UX Ar'nın 26/8/1988 gecesinde V, B ve U bantlarındaki ışıık eğrileri.

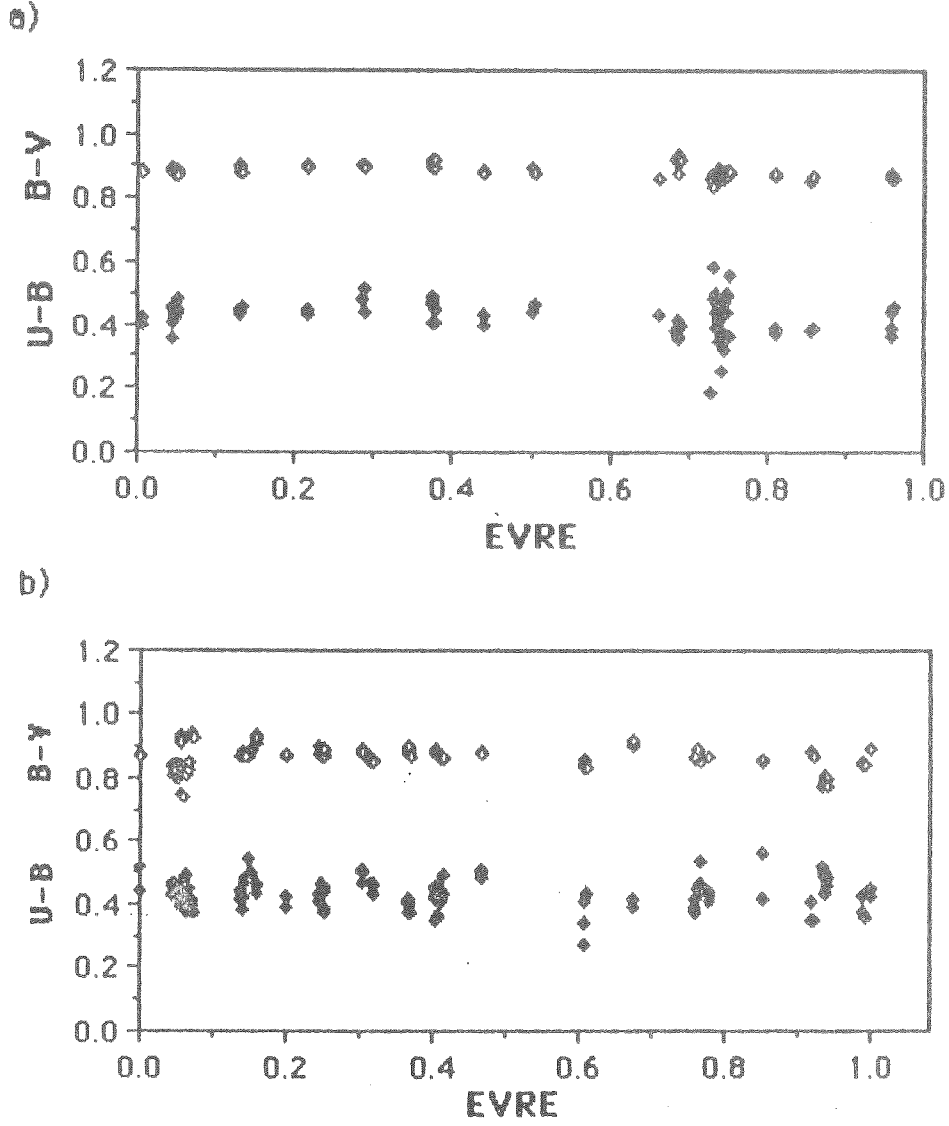


Şekil 1. UX Ar'nın 1988 döneminde V, B ve U bantlarındaki ışıık eğrileri.



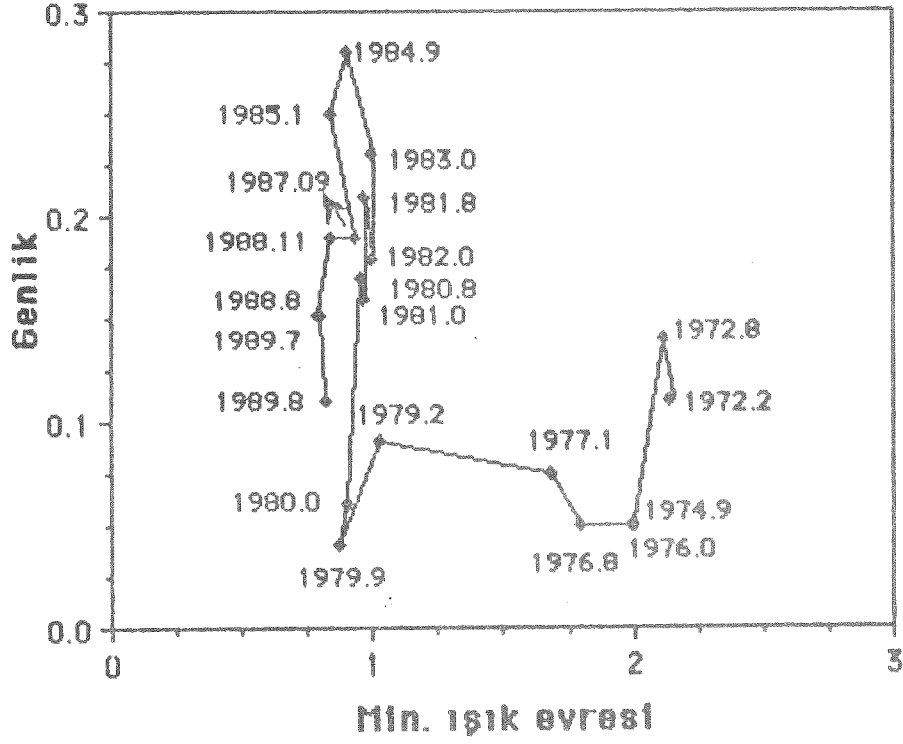
Şekil 3. UX Ar'ın 6-24/9/1989 gözlem döneminde V, B ve U bantlarındaki ışık eğrileri.

Şekil 4. UX Ar'ın 26/9-1/12/1989 gözlem döneminde V, B ve U bantlarındaki ışık eğrileri.



Şekil 5. a) 1988 gözlem dönemine karşılık gelen standard B-V ve U-B renkleri. Renklerin evreye bağlı değişimleri yoktur. Ortalama değerler, $B-V = 0.^m87 \pm 0.^m02$ ve $U-B = 0.^m44 \pm 0.^m06$ dir.

b) 1989 gözlem dönemine karşılık gelen standard B-V ve U-B renkleri. Renklerin evreye bağlı değişimleri yoktur. Ortalama değerler, $B-V = 0.^m86 \pm 0.^m04$ ve $U-B = 0.^m44 \pm 0.^m05$ dir.



Şekil 6. UX Ari'nin, V bandındaki ışık eğrisi genliğinin, minimum ışık evresine göre değişimi. Yıllara göre genliğin ve minimum ışık evresinin değişimi, etkinlik çevriminin 12 - 14 yıl olabileceğini göstermektedir.

AM Leo Değen Çift Yıldızının Işık ve Dönem Değişimleri

H. Dünder, E. Derman, O. Demircan

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü, 06100 Beşevler-Ankara

ÖZET: ADS 8024=Σ1503 görsel çift yıldızının parlak bileşeni olan W Uma türü yakın çift yıldız sistemi AM Leonis'in yayınlanmış minimum zamanları literatürden toplanıp, sistemin yörünge dönemindeki değişimler için analiz edilmiştir. 33892 dönemlik zaman aralığını kapsayan verilerin analizinden sisteme ilişkin yörünge döneminin 33 yıllık bir dönem ve 0.008 günlük bir genlikle, dönemli bir değişim gösterdiği saptanmıştır. Bu dönemli değişim, sistemde üçüncü bir cismin varlığı ve bunun görsel çift yıldızın diğer bileşeni olup olamayacağı açısından irdelenmiştir. Ayrıca AM Leonis'in ışık değişiminde rol oynadığı varsayılan manyetik etkinlikle dönem değişimi arasında korelasyon aranmıştır.

1. Giriş

ADS 8024 = Σ 1503 görsel çift yıldızının parlak bileşeni olan AM Leo, üzerinde çok çalışılan değen çift yıldızlardan biridir. AM Leo'nun fotometrik değişimi Hoffmeister(1935) tarafından fark edilmiş ve Worley ve Eggen'in (1956) fotoelektrik gözlemleriyle W UMa türü değişen yıldız olduğu görülmüştür. Filtresiz ilk tam fotoelektrik ışık eğrisi Abrami(1959) tarafından elde edilmiştir. Abrami'nin gözlemlerinde minimum derinlikleri 0.56 ve 0.51 kadirdir. Abrami'nin gözlemleri diğer görsel bileşenin ışığında içermektedir. Abrami L₃'ü de bilinmeyen olarak ışık eğrisini Russell ve Merrill(1952) yöntemiyle çözmüştür. Ancak W UMa sistemleri için sağlıklı olmayan yöntem $L_3/(L_1+L_2)$ değerini 0.60 vermiş ve ışık eğrisi L₃ etkisinden arındırıldığında minimum derinlikleri 1.12 ve 1.01 kadir bulunmuştur. Sonradan Eggen(1967) yaptığı duyarlı gözlemlerle ADS 8024'ün bileşenleri arasındaki parlaklık farkını $\Delta V=1.55$ ve $\Delta B=1.69$ bulmuş, buradan da $L_3/(L_1+L_2)=0.211$ olarak elde edilmiştir. Abrami'nin ışık eğrisi bu doğru değere göre L₃'ün etkisinden arındırılırsa minimum derinlikleri 0.71 ve 0.56 kadir olmalıdır(Binnendijk, 1969). Abrami'nin ışık eğrisi çözümleri bu nedenle yanlıştır. AM Leo'nun ışık eğrileri ayrıca Binnendijk(1969) tarafından B ve V'de, Hoffmann ve Hopp (1982) tarafından da B'de 5125 Å ve 5170 Å 'da elde edilmiştir.

Sistemin fotometrik analizi Abrami(1959) ve Binnendijk(1969) tarafından Russel-Merrill(1952) yöntemiyle, Mauder(1975) ve Jabbar ve

Kopal(1983) tarafından Fourier analizi yöntemiyle, Twigg (bkz. Moczacki 1981), Hutchings ve Hill(1973) ve Binnendijk(1984) tarafından Roche modelini temel alan sentetik ışık eğrisi yöntemiyle yapılmıştır. Abrami hariç diğerleri fotometrik analizlerde Binnendijk'ın(1969) gözlemlerini kullanmışlardır. Analiz sonuçları çizelge-1'de verilmiştir. Hoffmann ve Hopp'un gözlemleri çok değişim gösterdiği için hiç analiz edilmemiştir.

Sistemin tayf türü F8 olarak verilmektedir(Hill ve arkş. 1975), ancak tayfsal analizi yapılmamıştır. bu nedenle sistemin salt parametreleri bilinmemektedir.

Bu çalışmada sistemin Ankara Üniversitesi Gözlem evinde yapılan UBV gözlemleri sunulmuş, ışık ve dönem değişimi irdelenmiştir.

Çizelge-1. AM Leo'nun fotometrik analiz sonuçları

	Abrami 1959	Binn. 1969	Mauder 1975	Jab.-Kopal 1983	Twigg 1981	Hutch.-Hill 1973	Binn. 1984
r_1	0.50	0.45	0.45	0.49	0.473	0.483	0.464
r_2	0.33	0.25	0.29	0.24	0.321	0.341	0.316
Ω	—	—	—	—	3.837	—	3.864
i	84.2	82.5	83.3	73.5	85.8	83.5	87.0
k	0.66	0.55	0.628	0.49	0.68	0.71	0.68
q	—	—	—	—	0.415	0.395	0.426
L_g	0.66	0.757	0.714	0.78	—	—	0.659
L_s	0.34	0.243	0.286	0.22	—	—	0.341
T_g	—	—	—	—	6803	5275	6200
T_s	—	—	—	—	—	5350	6380

2. AM Leo'nun Yeni Gözlemleri ve Işık Eğrisindeki Değişimler

AM Leo'nun ışık eğrisinde geceden geceye değişimler olduğu ilk kez Binnendijk(1969) tarafından fark edilmiştir. Abrami ve Binnendijk'ın elde ettiği ışık eğrileri birbirine çok benzemekte ve birinci minimumlar tam tutulma göstermektedir. Buna göre sistem W-türü W UMa sistemidir. Binnendijk, Abrami'nin L_3 etkisinden arındırılmış ışık eğrisinde birinci minimumun biraz sığ olmasını büyük yarıçaplı bileşenin üzerinde soğuk leke bulunması şeklinde

yorumlamıştır. Hoffmann'ın 1977 ve 1980 yıllarında elde ettiği ışık eğrileri minimum derinlikleri ve şekil olarak diğerlerinden oldukça farklıdır. 1977 gözlemlerinde 2. minimum daha derin görünmektedir.

AM Leo'nun ışık eğrilerinde görülen bu ilginç değişimler nedeniyle sistem Ankara Üniversitesi Gözlemevinde 1982 yılında gözlem programına alındı. 1982'de 4 gece, 1988'de 3 gece, 1989'da 3 gece ve 1990'da 3 gece olmak üzere toplam 13 gece gözlenmiştir. Gözlemler 30 cm Maksutov teleskopla U,B,V renklerinde yapılmıştır. Böylece sistemin U renginde ilk fotoelektrik ışık eğrileri elde edilmiştir. Gözlemlerde Binnendijk'in (1969) mukayese yıldızı olarak kullandığı BD+10° 2235 yıldızı yine mukayese yıldızı olarak alınmıştır. Elde edilen ışık eğrileri şekil. 1-2 ve 3'te gösterilmiştir. U renginde gözlemlerdeki saçılma oldukça fazla olduğu halde bu renkte ışık eğrisinin minimum derinlikleri ve eğri biçimi olarak diğer dalga boylarındaki eğrilerden farklı olmadığı görülmektedir. Eğrilerde bir O'Connell etkisi fark edilmektedir. İkinci maksimumlar 0.02 kadar daha sönüktür. 1988 gözlemlerinde ikinci minimum daha derin durumdayken 1989 ve 1990 gözlemlerinde birinci minimum daha derindir. Bu değişimlerin aynı fiziksel nedenden kaynaklanıp kaynaklanmadığını anlayabilmek ve değişimlerin karakterlerini ortaya koyabilmek için şimdiye kadar elde edilmiş tüm ışık eğrileri yeniden çizildikten sonra minimum ve maksimum seviyeleri okunup B ve V renklerinde ayrı ayrı

$$\Delta_{\min} = \text{mag}(\min I) - \text{mag}(\min II)$$

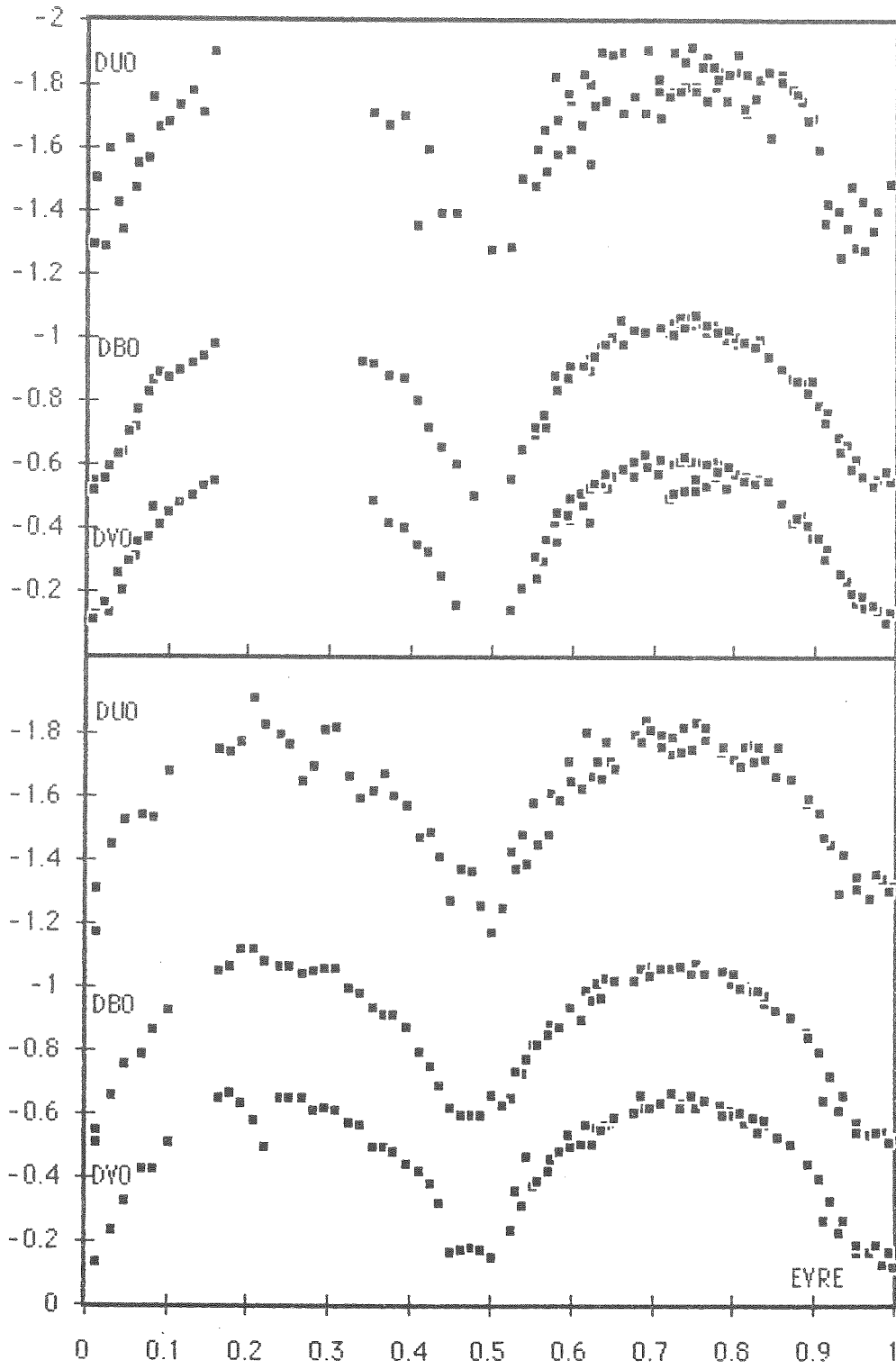
$$\Delta_{\max} = \text{mag}(\max I) - \text{mag}(\max II)$$

$$D_{1,2} = \text{mag}(\min I, II) - \text{mag}(\max I, II)$$

büyüklikleri oluşturuldu. Asimetri ölçüsü olan bu büyüklüklerin zamanla değişimi şekil. 4 ve 5'te gösterilmiştir.

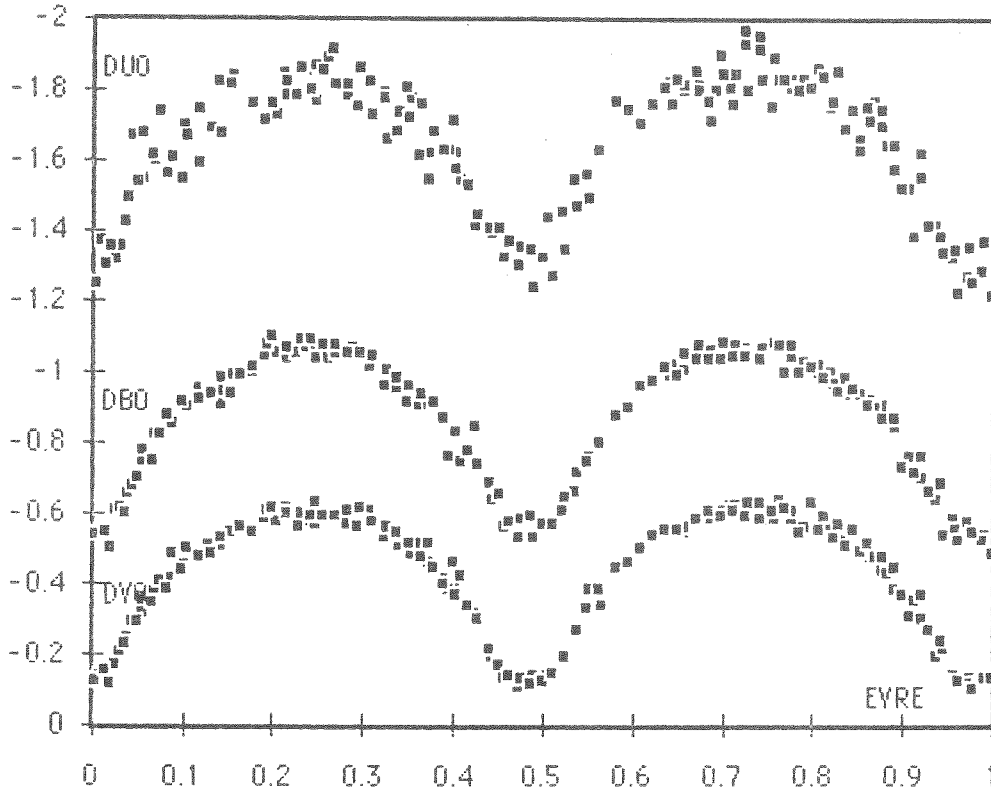
Şekillerden elde edilen sonuçlar şunlardır:

- (i) Söz konusu değişimler renge fazla bağlı değildir.
- (ii) V renginde maksimum seviyeleri arasındaki fark artarken minimum seviyeleri arasındaki farkta artmakta ve ikinci minimum derinliği düşmektedir. Buradan ikinci maksimum seviyesi düşerken ikinci minimum seviyesinin fazla değişmediği için derinliğinin azaldığı görülmektedir.
- (iii) B renginde maksimumlar arasındaki fark artarken (maksimum I seviyesi düşerken) minimum II seviyesi düşmekte, minimum II derinliği artmakta ve yine maksimum I seviyesinin düşmesine bağlı olarak minimum I seviyesi düşmektedir.
- (iv) $D_{1,2}$ değişimlerinin $\Delta_{\max}$ değişimine tanım nedeniyle bağlı olması gerekmektedir. Ancak her iki büyüklükte değişim miktarı aynı olmamaktadır.
- (v) $\Delta_{\min}$ ve $\Delta_{\max}$ büyüklüklerinin birbirine bağlı olarak değişmesi minimum seviyelerindeki değişimin O'Connell etkisine nederi olan aynı fiziksel olaydan



Şekil.1-2 AM Leo'nun 1988, 1989 yılı ışık eğrileri

kaynaklandığını göstermektedir. Şekil. 4 ve 5'te noktaların fazla saçılmış olması nedeniyle asimetri ölçülerinin dönemli değişip değişmediği söylenememektedir. Söz konusu değişimler: (i) Manyetik etkinlik çevriminden (ii) Düzensiz kütle aktarımından veya her iki nedenden kaynaklanmaktadır. Gelecekte daha sistematik gözlemlerle gerçek neden saptanabilecektir.



Şekil. 3 AM Leo'nun 1990 yılı ışık eğrileri

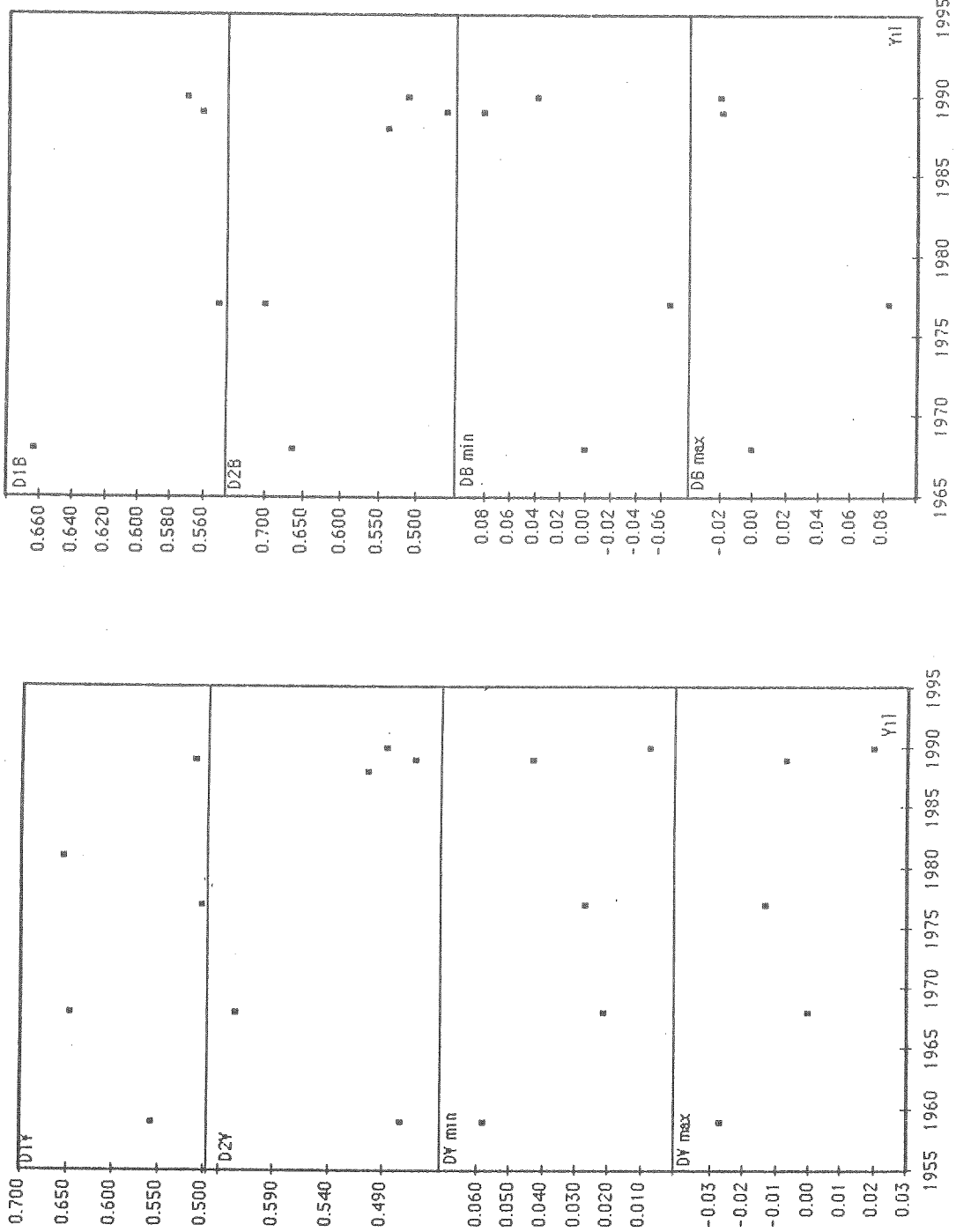
3. Dönem Değişimi

AM Leo'nun dönem değişimini incelemek için gözlenen tüm minimum zamanları literatürden toplanmıştır. Toplanan minimum zamanları 1956 yılından bu yana 33892 yörünge çevrimini içermektedir. C değerleri

$$\text{Min I HelJD. } 2439936.8337 + 0.3657972.E$$

ışık elemanlarıyla hesaplanmıştır.

Şekil-6'da (i) Minimum I ve minimum II için O-C değerleri herhangi bir sistematik ayırım göstermemektedir. (ii) O-C dağılımı tam bir çevrimlik küçük genlikli bir salınım oluşturmaktadır. (iii) Salınımın genliği ~ 0.008 gün ve



Şekil 4. AM Leo için V renginde asimetri ölçülerinin zamanla değişimi Şekil 5. AM Leo için B renginde asimetri ölçülerinin zamanla değişimi

dönemi ~ 33000 , $P \approx 33$ yıldır. (iv) Salınımın maksimum ve minimum evrelerindeki noktalar fotoelektrik gözlemlerden elde edildikleri halde fazla (~ 0.02 gün aralığında) saçılma göstermektedir.

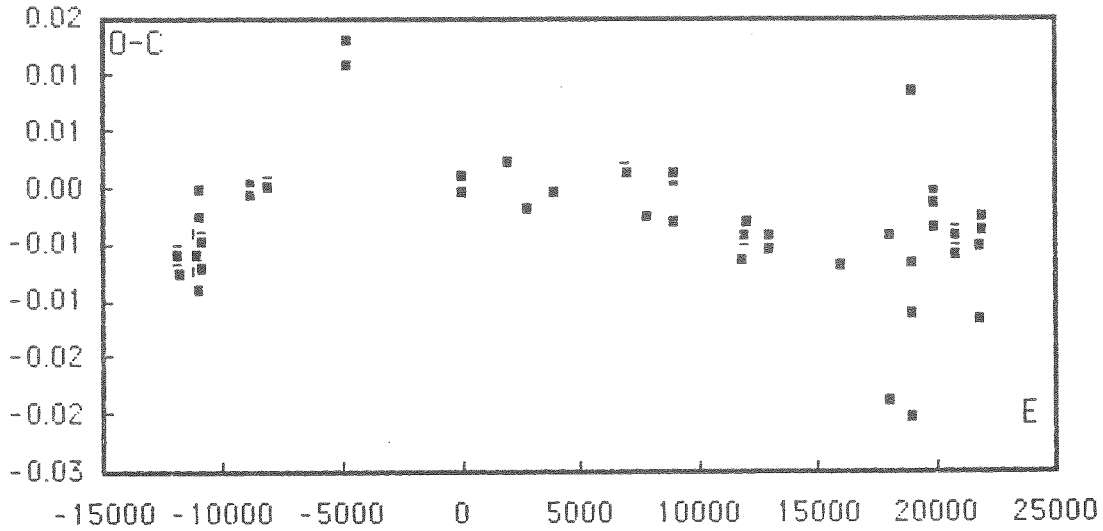
(v) Bu yıllarda dönem artma evresindedir ve çevrim içinde ortalama dönem yukarıdaki değerle aynı olmakla beraber ortalama epok T_0 biraz farklıdır.

Ortalama ışık elemanları

$$\text{Min I Hel.JD. } 2439935.8312 + 0.3657972.E$$

olarak bulunmuştur.

Şekil-6 AM Leo'nun O-C Grafiği



Dönemin yaptığı küçük genlikli salınım sistemde 3. bir cismin varlığından kaynaklanıyorsa bu cisme ait kütle fonksiyonu oldukça küçük (0.0025) bulunur. Sistemin kütlesi iki güneş kütlesi kabul edilirse 3. cismin kütlesi bu cisme ait yörüngenin eğimine bağlı olarak $i > 30^\circ$ olması halinde $M_3 < 0.5 M_\odot$ bulunur. Üçüncü cisim bir anakol yıldızı ise kütle ışıyım bağıntısına göre bolometrik salt parlaklığı $M_{bol} > 7.8$ kadir olması gerekir. Diğer taraftan sistemin tayf türü F8 V (Hill ve arkş. 1975) değerinden sistemin salt parlaklığı 4 kadir yöresinde tahmin edilir. Bu durumda varsa sistemde 3. cisim AM Leo'dan en az 4 kadir daha sönük olmalı. Durum böyleyse 3. cismin AM Leo'ya hiç bir ışıymsal etkisi olmaz ancak yörünge hareketi nedeniyle döneminde gözlemsel ölçüler mertebesinde bir salınım oluşturabilir. Özellikleri nedeniyle öngörülen 3.cisim kesinlikle ADS 8024'ün sönük bileşeni olamaz.

Diğer taraftan dönemdeki küçük genlikli salınım sistemdeki bileşen yıldızlardan birinin magnetik etkinlik çevriminden kaynaklanmış olabilir. Önceki bölümde tartışılan asimetri ölçülerinin değişimi de magnetik etkinlik değişiminden kaynaklanıyorsa bu durumda dönem değişimiyle asimetri ölçülerinin değişimini gösteren çok az veri olması ve bunların da çok fazla saçılma göstermiş olması nedeniyle dönem değişimiyle sağlıklı bir karşılaştırma yapmak mümkün değildir. Ancak gelecekte bu yönde yapılacak sistematik gözlemler sonuca ışık tutabilecektir.

Kaynaklar

- Abrami, H. 1959, Mem.Soc.Ast. Italia,30,303.
 Binnendijk, L. 1969, A.J.,74,1031.
 Binnendijk, L. 1984, P.A.S.P.,96,646.
 Eggen,O.J.1967,Mem.Roy.Ast.Soc.,70,111.
 Hill,G.,Hilditch,D.M.,Younger,F.and Fisher,W.A.1975,Mem.Roy.Astr.Soc.,79,131.
 Hoffmann,M. and Hopp,U.1982,Ap.Sp.Sc.,83,391.
 Hoffmeister,C.1935,Astr.Nachr.,255,401.
 Hutchings,J.B. and Hill,G.1973,A.P.J.,179,539.
 Jabbar,S.R. and Kopal,Z.1983,Ap.Sp.Sc.,92,99.
 Mauder,H.1975,Ap.Sp.Sc.,34,297.
 Russell,H.N. and Merrill,J.E.1952,Cont.Princeton Univ.Obs.,26,50.
 Worley, C.E. and Eggen.O.J.1956,Publ.Astr.Soc.Pacific,68,45

O. GÖLBAŞI: Biliyorsunuz Ankara ve izmir genelde bu konuyu çalışıyor. izmir'de teorik eğri ile gözlemsel noktalar çok iyi uyuyor. Ankara Gözlemevi'ne baktığımızda belki yöntem değişikliğinden, U bandında tamamen olmak üzere diğer bantlarda da büyük saçılmalar var. Biz de benzer gözlemlere geçeceğimizden öğrenmek istiyoruz, acaba kullandığınız yöntem mi çok değişik yoksa gözlem sayısının artmasını önemli ?

E. DERMAN: Wilson-Devinney ile ilgili programda çözüme girdiğinizde tüm ışık eğrisinin ortalamasını elde edersiniz. Yani 500 noktayı programa sokmazsınız. Onun belli evre aralıkları içersindeki ortalamalarını alırsınız. Programın çözümünü kuramsal eğri ile karşılaştırırsanız gerçekten çok küçük sapmalar olur.

O. GÖLBAŞI: Siz orada bu uyumlu değerleri elde etmemek için mi bu yöntemi kullanıyorsunuz ?

E.DERMAN: Hayır. Çünkü o programı çalıştıracak bir bilgisayara sahip değiliz.

C.İBANOĞLU: Orhan bey, aletler arasında birazcık fark var. Minumum yanılğıları tayin ettiğiniz zaman gökler arasındaki yanılğının 0.007 ile 0.008 kadir civarında olduğunu göreceksiniz.

E.DERMAN: Genellikle B renginde 0.02 kadir. Bu çok çeşitli olaylara bağlı. Mesela kısa dönemli bir yıldızı bir gece sürekli gözlediğiniz zaman yanılğı çok düşüyor ama uzun dönemli bir yıldızın gecede 3-4 noktali bir ışık eğrisini elde ettiğiniz zaman yanılğı çok büyüyor.

Z.ASLAN: Yanılğıyı böyle ölçmemek lazım. Yanılğıyı ölçecek şey sabit yıldızlardır. Mukayese ile denet arasındaki farka bakıp onu denetleyeceksiniz.

K.AVCIOĞLU: İki sorum var. Birincisi, sistemin spektrel tipini nasıl elde ediyorsunuz ? ikincisi de, üçüncü bileşenden söz ettiniz, onun mutlak bolometrik parlaklığı için kesin bir değer elde edilmiş. Bolometrik parlaklığı nasıl elde ettiniz ? Bu o kadar kolay değil.

H.DÜNDAR: Önce kütle fonksiyonunu elde ettik. Daha sonra yörünge eğiminden kütlelerinin minumum değerini bulduk. Yani 0.5 den küçük olduğunu söyledik. Daha sonra da eğer üçüncü cisim ana kol yıldızı ise buradan bolometrik parlaklığı söyledik.

K.AVCIOĞLU: Genel bir grafik var. Bir de sistemin spektrel tipi.

E.DERMAN: Buna bir açıklık getireyim. Bunlar kontakt çift oldukları için kontakt bir zarfla örtülü. Dolayısıyla siz yıldızların teker teker tayf türünü tayin etmekte zorluk çekiyorsunuz. Tayfını aldığınızda sistemin tayfını almış oluyorsunuz. Oradan bir tayf türü tesbit ediyorsunuz.

K.AVCIOĞLU: Fakat bazı çok zor olan şeyleri çok kesin sonuçlarla veriyorsunuz.

E.DERMAN: Tabii vermemek lazım.

N.GUDUR: Görsel bir çiftin parlak bileşeni bu. Görsellerde sönük bileşen de gözlemlerin içerisinde var mı ? Yoksa onu diyaframın dışına çıkarabiliyormusunuz ? Açısal uzaklık ne kadar ?

E.DERMAN: Bizim kullandığımız diyafram genişliği biraz büyük olduğu için gözlemlerde işin içine giriyor.

EFEMERİS HESAPLARININ ESASLARI

Al, N.

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

(POSTER)

Gökcisimlerinin ve özellikle gezegenlerin yerini hesaplama isteği, astronominin kendisi kadar eski bir düşüncedir. Son zamanlarda hızla gelişen bilgisayar teknolojisi astronomik hesaplamaların oldukça kolay uygulanmasını sağlamıştır. Bu nedenle Oliver Montenbruck tarafından yazılan ve orijinali Almanca olan "Grundlagen der Ephemeridenrechnung" (Efemeris hesaplarının esasları) adlı kitap Türkçe'ye çevrilmektedir. Bu kitabın amacı gök mekaniğinin bu zevkli konularını teorik-ten çok astronomi öğrencilerinin daha kolay anlayabileceği biçimde vermektir. Kitabın özelliği ise;

- i. önemli kavramların, özellikle çeşitli koordinat sistemlerinin özetlenmiş tariflerini,
- ii. gerekli formülleri ve aralarındaki ilişkileri,
- iii. yörünge elemanları, kütleler ve astronomik sabitler gibi gerekli sayısal değerleri, içermesidir.

Bir öğrenci olarak bu kitabın çevirisine başlanması fikrinin doğduğu 1989 Mayıs ayından bugüne kadar, çok büyük bir bölümü Almanca'dan Türkçe'ye çevrilmiş olup, düzeltmeleri, yeni basılmış olan İngilizce baskısından yararlanarak yapılmaktadır (Doç.Dr.Adnan Ökten, Araş.Gör.A.Talat Saygıç).

Kitap özetle aşağıdaki konuları içermektedir:

Koordinat sistemleri, Zaman hesabı, iki cisim problemi, Çok cisim problemi, Ay yörüngesi, Fiziksel efemerisler, iki cisim problemine ait bazı temel formüllerin çıkarılması.

KROMOSFERİK VE KORONAL ISITMA MEKANİZMALARI**Başal, M.****İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi,
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
34452 Üniversite-İSTANBUL****(POSTER)**

Kromosferik ve koronal ısıtma mekanizmalarına esas olan iki temel görüş, fotosfer altı konveksiyon tabakaları tarafından üretilen mekanik veya magnetik enerjinin iletimi ve dağıtımına dayanır. Koronal ısıtmaya dair orijinal bir görüş olarak, fotosferden yukarıya doğru iletilen akustik dalgalar tercih edilmekle beraber, akustik dalga ısıtmasının son zamanlara ait hesaplamaları (Bruner, 1978; Athay ve White, 1978, 1979), bu mekanizmanın koronayı ısıtmak için yeterli enerjiyi sağlayamayacağını göstermektedir ki bu sonuç, bir alternatif olarak, koronal sıcaklıklardan magnetik aktivitenin sorumlu olabileceği hususunu gündeme getirmiştir. Isıtma proseslerine dair mekanizmalar ve görüşler herşeye rağmen hala ziyadesiyle şüpheli ve spekülatiftirler. Ancak tereddütler magnetik alanların ısıtmada oynadığı can alıcı rolün kabulüne hâlâ getirecek vasıfta olmayıp, bu önemli rol genel itibariyle kabul görmektedir.

ABSORBSİYON OSİLATÖR ŞİDDETLERİNİN GÜNEŞ SPEKTRUMUNDAN İTİBAREN HESAPLANMASI

Bolcal, Ç., Koçer, D., Güzel, T., Koktay, T., Akman, E.
İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi,
Fizik Bölümü, Vezneciler-İSTANBUL

(POSTER)

Anormal metal bolluğu gösteren anakol yıldızlarında bu oluşumu anlayabilmek için çalışmalar 1935'lerden beri süregelmektedir. Yıllarca kullanılan bir yöntem olan "Büyüme Eğrisi" yöntemi bilgisayarların gelişimi sonucu yerini "Model Atmosfer" yöntemine bırakmış ve yıldızlardan elde edilen spektrumlardan itibaren oldukça ayrıntılı sayısal analiz yapabilmek mümkün hale gelmiştir. Ayrıca gelişen teknik özellikle uydu gözlemevlerinden yapılan gözlemler veri kalitesinin üst düzeyde olmasını sağlamaktadır. Bütün bunların yanısıra bolluk analizi için girdi olarak kullanılan fiziksel veriler vardır. Böyle bir analizde bunların da dikkatlice seçilip kullanılması ve özellikle anormal bolluk gösteren özel yıldızlarda (Ap ve Am gibi) karşılaştırma söz konusu olduğundan tutarlı sonuçlar elde etmek için standardizasyon temel koşuldur. Çalışmanın I. aşamasında JUNGPRAUJOCH gözlemevinden tape üzerinde kayıtlı güneş spektrumunda absorbsiyon çizgilerinin eşdeğer genişlikleri bilgisayarda yazılan bir programla ölçülmektedir. ATLAS 8 programı yardımı ile güneş modeli bilinen element bollukları ve diğer parametreler kullanılarak WIDTH 8 programı tersine çalıştırılıp her bir çizgi için osilatör şiddeti değerleri hesaplanması çalışmanın ikinci aşaması olarak planlanmıştır. Böylece bu çalışma sonunda en yakın yıldız olan ve bolluğu karşılaştırma için standart olarak kullanılan Güneş spektrumundan yararlanarak Ossilatör şiddetleri için tutarlı bir set ve başvuru kaynağı oluşturulması düşünülmektedir.

YILDIZLARDA KÜTLE KAYBI HAKKINDA

Çalışkan, H.
 İstanbul Üniversitesi, Fen Fakültesi
 Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
 34452 Üniversite - İstanbul
 (Poster)

Bu çalışmada, yıldızların kütle kaybettiklerine dair gözlemsel ve teorik deliller incelenerek, yıldız rüzgarlarının kütle kaybına etkileri ve bunun yıldız evrimindeki rolü araştırılmıştır. Yıldızlarda kütle kaybının varlığına dair incelemeler başlıca altı metotla yapılmaktadır. Bu altı metot şöyle sıralanabilir;

U Metodu : UV Bölgesinde oluşan P Cygni rezonans çizgi profillerinin kullanıldığı metottur.

V Metodu : Görünen bölgede başlıca H 6563 Å ve HeII 4686 Å emisyon çizgileri ile CaII nin H ve K çizgilerinin (3968, 3933 Å) kullanıldığı metot.

I Metodu : İyonize plazmadan kaynaklanan serbest-serbest emisyonun görüldüğü kızılötesi fotometrik bandından elde edilen verileri içeren metot.

R Metodu : Radyo bölgesindeki sürekliliğin kullanıldığı metot.

C Metodu : Kızılötesinde C molekül bantlarından elde edilen verilerin kullanıldığı metot.

M Metodu : Mikro dalga bölgesindeki Maser çizgilerinden elde edilen verilerin kullanıldığı metot.

Bu metotlardan R metodu en doğru kütle kaybı oranının elde edildiği metottur. Çünkü bu metot, rüzgarın sıcaklığı ve yoğunluğu hakkındaki varsayım ve modellere az bağımlıdır. Fakat bu metod için gerekli olan tekniğin henüz yeni gelişiyor olmasından dolayı halen kullanılan ve en küçük kütle kaybının dahi ölçülebileceği metot, U spektroskopik metodudur.

A. Ü. GÖZLEMEVİ'NDE YAPILAN ÇİFT YILDIZLARIN FOTOELEKTRİK FOTOMETRİSİ

Derman, E., Demircan, O., Aydın, C., Yılmaz, N., Engin, S.,
Müyesseroğlu, Z., Selam, S., Ekmekçi, F., Akalın, A., Özeren,
F., Kahraman, G., Dündar, H., Gürol, B., Albayrak, B.,
Kalkan, V., Çağırıcı, N., Aslan, N.
Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi,
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü,
06100 Beşevler-ANKARA

(POSTER)

A.Ü. Gözlemevi'nde, Algol, RS CVn ve W UMa türü yakın çift yıldızların fotometrisi iyi organize edilmiş bir topluluk tarafından yürütülmektedir. Son üç yılda, otuz yöresinde yakın çift yıldızın ışık eğrisi UBV bantlarında tamamlanmıştır. Bunların içinde kısa dönemli bazı sistemlerin ışık eğrileri her yıl elde edilmektedir. Gözlem aletlerimizde herhangi bir arıza olmadığı takdirde her açık gece değerlendirilmekte hatta gecenin belirli anında hava açıldığında gözleme başlandığından saatler değerlendirilmektedir. Bazı başarılı son sınıf öğrencileri aktif olarak gözleme katılmaktadır. Bu posterde son bir yılda tamamlanan ışık eğrileri grafik formatta gösterilmiştir.

NGC 6624 KÜRESEL KÜME X-IŞIN İKİLİ SİSTEMİNİN GİNGA
GÖZLEMLERİ

Ercan, E.N., Kellett, B. & Cruise, A.M.
Boğaziçi Üniversitesi; Rutherford-Appleton Lab.
Oxon, Didcot England

(POSTER)

Bu çalışmada NGC 6624 Küresel kümesindeki X1820-303 X-ışın ikili sisteminin ilk GİNGA (ASTRO-C) gözlemleri anlatılmaktadır. 11 dakikalık yörünge periyodu olan bu sistem, aynı zamanda yarıperiyodik salınımlar da göstermektedir. Böylesine ilginç özellikler gösteren sistemin spektral ve timing davranışları ayrıntıyla incelenmiş ve günümüz modelleriyle karşılaştırılmıştır.

**TYCHO BRAHE'YE KADAR KURULAN RASATHANELER
ile
BU RASATHANELERDE MEVCUT BİLİM ATMOSFERİ
ve
ORTAYA KONAN BİLİM ÜRÜNLERİ**

Lutfi Göker

G.Ü. Gazi Eğitim Fak. Fen Bilimleri Eğitimi Bölümü
Matematik Anabilim Dalı
ANKARA

Astronomi ve bunun müesseseseleşmiş kuruluşu olan rasathane tarihi ile ilgili eserlerdeki bilgiler; çoğunlukla birinci gurup olarak Grek(Antik Yunan) bilginlerinden Miletoslu THALES (M.Ö. 624-548), İskenderiyeli HIPPARCHOS (M.Ö.180-125) ve BATLAMYOS (Cladius Ptolemeos 85-160) üçlüsü ile temsil edilir. İkinci gurup olarak da; Batı bilginlerinden KOPERNİK (1473-1543), TYCHO BRAHE (1546-1610) ve öğrencisi KEPLER (1571-1630), GALİLEO (1564-1642), NEWTON (1642-1727) ve çağdaşları tarafından ortaya konan kavram ve sistemler açıklanır.

Netice olarak;bu günün astronomisinde mevcut temel bilgiler ile günümüz rasathanesinin Grek 'bilginleri' tarafından ortaya konduğu, bilahare de 18. yüzyıl ve sonrası Avrupalı bilginler tarafından mütakâmil hale getirildiği ifade edilir.

Astronomi ve bunun müesseseseleşmiş kuruluşu olan rasathanenin tarihi gelişimi incelendiğinde, 8. ile 16. yüzyıllar arası Türk-İslâm dünyasında görülen astronomi çalışmaları çağını aşmış ve çağımız astronomisine ışık tutmuştur.

Bu rasathanelerde yapılan rasat çalışmaları, ziyec adı verilen eserlerde toplandı, Batı bilim dünyası, Kopernik'e kadar bu ziyeclerde mevcut astronomi, matematik ve fizik bilgilerini kullandı. Kopernik ünlü eserinde, İbn-i Şatir ve Nasirüddin Tusî nin eserlerinden ilham aldığını belirtir. (Kaynak: Beyruniye Armağan, Türk Tarih Kurumu, 1974, Sh.74 ve 75)

Türk-İslam dünyası astronomi bilginlerinin eserleri, önceleri 10. yy başlarından itibaren münferit olarak, bilahare de bilim tarihinde " tercüme yüzyılı " olarak adlandırılan 12. yy başlarından itibaren yoğun bir şekilde Latinceye tercüme edilmiştir. Bu tercüme faaliyeti, müteakip yıllarda günümüz Batı dillerinde de hızlı bir şekilde devam etmiştir. Bu durum sonucu, Avrupalı bilim adamları için gerekli olan imkan ve zemini hazırlamış oldu. Bu durumda; hız, kuvvet ve cesaret alan, KOPERNİK, TYCHO BRAHE, GALİLEA, KEPLER, NEWTON ve çağdaşları ile daha sonra gelenlerin gayretleri sonucu günümüz astronomisi (yaygın adıyla modern astronomi) ile günümüz rasathanesi ortaya çıkabilmiştir. Bilimin terakkisi bu tarihi gerçeği ne unutturabilir ve ne de gölgelendirebilir.

Elemental abundance analyses with DAO spectrograms - VIII. The normal F main sequence stars Theta Cygni and Iota Piscium

Dursun Koçer*

Astronomy Department
Istanbul University
34452 University
Istanbul, Turkey

Saul J. Adelman*

Department of Physics
The Citadel
Charleston, SC 29409 USA

Çetin Bolcal*

Department of Physics
Istanbul University
34459 Vezneciler
Istanbul, Turkey

and

Graham Hill

Dominion Astrophysical Observatory
5071 W. Saanich Road, R. R. 5
Victoria, BC V8X 4M6 Canada

Summary. Elemental abundance analyses of the normal F dwarfs θ Cygni and ι Piscium are performed consistent with previous papers of this study. Our determinations of effective temperature and the logarithm of the surface gravity, 7000 K, $\log g = 4.0$ for θ Cyg and 6235 K, $\log g = 4.0$ for ι Psc, make these stars slightly hotter than most previous studies.

KENDİNİ OLUŞTURAN EVREN MODELİ (ŞİŞKİN EVREN TEORİSİ)

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

(POSTER)

Kendini oluşturan evren teorisi, Big-Bang'ın, 'önceki' evrenin bir yerindeki kuantum düzensizliği ile başladığını iddia eder. Aynı şekilde, bizim kendi evrenimiz de diğer evrenlere 'gebe' olmalıdır. Diğer evrenlerin patlayıcı maddelerinin doğuşunu biz sadece zorlukla gözleyebiliyoruz veya hiç gözlemiyoruz. Kendini oluşturan bir evrendeki, evrenler hiyerarşisi sonsuz bir kaynak olmalıdır. Fizik kanunları, bir evrenden diğerine önemli derecede farklı olmalıdır. 1980 de ortaya atılan çok başarılı kozmik şişkinlik teorisi, evrenlerin sürekli kendini oluşturma etkisinin düşünce senaryosunu olanaklı hale getirmiştir. Gerçekte, bu tanımlama bizim şişkin alanımızın nasıl meydana geldiğini ve nasıl dağıldığını, sayısız diğer oluşumların hikayesini yenibaştan anlatabilir. Şişkinlik teorisi, şimdi MIT'de olan Alan Guth tarafından ve Moskova'daki Lebedev Fizik Enstitüsündeki Andrei Linde tarafından geliştirilmiştir. Pennsylvania Üniversitesindeki Andreas Albrecht ve Paul Steinhardt'da Guth'un ilk çalışmasını geliştirmişlerdir. Kollektif olarak yapılan değişikliklere yeni şişkinlik teorisi denir ve zamanın başlangıcından sonraki ilk 10^{-30} saniyede meydana gelen olayları açıklar. Şişkin kozmoloji önceden cevaplandırılmamış çeşitli, mükemmel mekanizmalı kozmik bilmeceleri çözebilirmiş gibi görünüyor. Gerçi kavramak zor ama, şişkinlik anı, var olma öncesinden sonra akla gelen tüm yayılmış kuantum alanı, somut olan bir küçüklük veya kütle olmayan, "yanlış-vakum" denen bir yüksek enerji durumunda tutulmuş olması düşüncesidir. Bu yanlış-vakum, olağandışı boyutları, kozmostan dışarıya doğru genişleten,

genel relativite ile tutarlı, garip bir uzaklaştırıcı gravitasyonel güç ile tanımlanmıştır. Şişirilmiş evren gibi yanlış-vakum da süper-soğutulmuştur ve sonunda bazen donmasına benzer ani bir evre değişimi olmuştur. Bir anda yanlış-vakum, bugünkü gözlediğimiz sakin genişlemeden daha fazla genişleyen ve tekrar ısınan evrene, düşük enerji alanına dönüştü. Şişkinlik, gelecekteki çöküşten sonsuz genişlemeyi ayıran kritik yoğunluğa çok yakın dengedeki yeterli maddeyi içeren bir evreni öngörür. Böylece, eğer şişkin kozmoloji doğruysa, evrenimizde hangi durumun yaygın olduğuna karar vermek mümkün olabilir. Fakat uzun zamandır var olan kozmolojik sorular cevaplandırılamayabilir. Bütün bunlardan başka, şişkinlik teorisi basit Big-Bang teorisinin açıklayamadığı bazı noktaları, başlangıçtaki tüm maddenin ve enerjinin oluşum şeklini açıklayabilir. Guth şöyle der: "Şişkinlik modelinde, büyük bir genişlemede olan evrenin durumunu etkileyen bir mekanizma vardır ve aslında, şimdi gözlediğimiz madde ve enerjinin hepsi bu fişkırtma sırasında oluşandır. Standart modelde, madde ve enerjinin başlangıçtan beri var olduğu kabul edilmişti."

İSTANBUL ÜNİVERSİTESİ GÖZLEMEVİNDE YAPILAN GÜNEŞ GÖZLEMLERİ

Tuncay Özışık

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

İstanbul Üniversitesi Gözlemevi 1935 yılında, İ.Ü. Merkez Binası içinde kurulmuştur. Kubbe ve bina inşasının tamamlanmasından sonra 25.IX.1936 tarihinde CARL ZEISS JENA marka Astrograf Sistemi ana kubbeye yerleştirilmiştir. Bu sistemin özellikleri kısaca şöyledir:

- 1) ASTROGRAF: 30 cm çapında, 150 cm odak uzaklığındadır.
- 2) TAKİP DÜRBÜNÜ: 13 cm çapında ve 200 cm odak uzaklığına sahiptir.
- 3) KROMOSFER DÜRBÜNÜ: 12 cm çapında ve 232 cm odak uzaklığına sahip olan bu dürbüne monokromatik H α LYOT filtresi ve Canon F1 marka fotoğraf makinesi monte edilmiştir.
- 4) ARAYICI DÜRBÜN: 7 cm çap ve 90 cm odak uzaklığına sahip ufak bir dürbündür.

İ.Ü. Gözlemevi'nde güneşin Kromosfer tabakası görsel ve fotoğrafik olarak, Fotosfer tabakası ise 25 cm'lik bir projeksiyon diski üzerinde leke çizimleri yapılarak incelenmektedir. Gözlemler, tümü Araştırma Görevlisi olan 7 kişilik bir ekip tarafından yürütülmekte ve havanın açık olduğu her gün bir kişi 07 00-09 00 UT saatleri arasında güneş gözlemini yapmaktadır.

İ.Ü. Gözlemevi'nde ilk güneş leke gözlemi 31 Mayıs 1945 tarihinde yapılmış ve 3 Ocak 1951 tarihine kadar muhtelif çaplarda projeksiyon diskleri kullanılmıştır. Bu tarihten itibaren halen kullanılmakta olan 25 cm'lik projeksiyon diski üzerinde leke çizimleri yapılmaya başlanmıştır. Rasat sonrasında leke koordinatları ve o güne ait Rölatif Sayı gözlemci tarafından hesaplanmakta ve rasat sonuçları her ay düzenli olarak yurt dışındaki belirli merkezlere gönderilmektedir.

Kromosfer gözlemleri için sisteme 1956 yılında yukarıda özelliklerini verdiğimiz kromosfer dürbünü eklenmiş ve bu yıldan itibaren Lyot filtresi yardımıyla bu tabakanın H α 'daki gözlemleri yapılmaya başlanmıştır. Kromosferde meydana gelen parlama, prominens aktivitesi, surge gibi olaylar fotoğrafik olarak tespit edilmekte, film banyoları yine bölümümüzde bulunan film laboratuvarında yapılarak, daha sonra arşivlenmektedir.

Fotosferik gözlem sonuçları her yıl yayınlanmakta, önemli kromosferik olaylar ise makale haline getirilerek Fen Fakültesi Mecmuası, Solar Physics gibi yayınlara gönderilmektedir.

HELYUM YANMALI MODELLERDE NÜKLEOSENTEZ ve ENERJİ ÜRETİM ORANINDAKİ DEĞİŞİMLER

BÜLENT UYANIKER ve HALİL KIRBIYIK
Fizik Bölümü, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara

Özet: Bu çalışmada helyum yanması sırasındaki nükleosentez ve kompozisyon değişimleri incelenmiş; kompozisyon değişimlerinden kaynaklanan nükleer enerji üretim oranındaki değişimler lineer, adyabatik ve radyal yaklaşımla araştırılmıştır. Elde edilen enerji üretim oranı denklemleri beş Güneş kütleli bir model yıldız için kullanılmış; enerji üretim oranındaki değişimleri veren yoğunluk ve sıcaklık katsayıları μ ve ν hesaplanmıştır.

