



BOĞAZIÇI ÜNİVERSİTESİ
KANDİLLİ RASATHANESİ



ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

TEBLİĞLERİ

1984

Editörler

MUAMMER DİZER - ATILA ÖZGÜÇ

İstanbul, 1985

B.Ü. Kandilli Rasathanesinde basılmıştır.

Sinan Ali
8/11/1997

Ö N S Ö Z

Gökyüzü olaylarına duyulan ilgi, her çağda bilginin, bilimin ve teknolojinin gelişmesinde güçlü bir etken olmuştur. Bu ilgi, günümüzde yeni boyutlar kazanmış bulunmaktadır.

1950 lerden başlayarak astronominin uğraşı alanı çok genişlemiştir. Yeni alet ve diğer ileri teknolojik imkânlardan yararlanılmaya başlanılmıştır. Bir yandan güçlü teleskoplar yapılırken bir yandan da uydulara bindirilmiş gözlem araçları geliştirilmeye çalışılmaktadır. Radyo—astronomi ufukumuzu genişletmiştir. Daha iyi ölçen, daha hassas gözlemler yapan aletlerin kullanılması yanında araştırma masrafları da büyük ölçüde artmıştır. Özel fonlara, çabaları birleştirerek ortak çalışmalara ihtiyaç duyulmaya başlanılmıştır.

Günümüzde astronomi birçok bilim dalı ile çok yakın ilişki içindedir. Astronomi çalışmalarının temel bilimler ve mühendislik disiplinlerine sahip bir yükseköğretim kurumu çatısı altında daha hızlı yürütüleceğini, gelişmeleri daha yakından izleminin mümkün olabileceğini düşünüyoruz. 1982 yılında Boğaziçi Üniversitesi bünyesine alınan *Kandilli Rasathanesi* ve kurulan *Kandilli Rasathanesi ve Deprem Araştırma Enstitüsü* böyle bir görevi yüklenmiş bulunmaktadır.

Ulusal Astronomi Toplantısı, astronomi konusunda çalışan seçkin bilim adamlarımızı bir araya getirerek çalışmalarının sonuçlarını sunmaları ve tartışmaları, ileriki çalışma ve işbirliği imkânlarını araştırmaları için bir fırsat oluşturmaktadır. Toplantının düzenlenmesinde emeği geçenlere, başta *Kandilli Rasathanesi* ve *Deprem Araştırma Enstitüsü* Müdür Prof.Dr. Muammer Dizer'e teşekkür ederim.

Prof.Dr. Ergün TOĞROL
Boğaziçi Üniversitesi Rektörü

ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI

1984

Düzenleme Kurulu Üyeleri

Doç. Dr. Muammer DİZER

Dr. Atila ÖZGÜÇ

Doç. Dr. Çetin BOLCAL

Doç. Dr. Dursun KOÇER

Dr. Orhan GÖLBAŞI

1984 ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISINA KATILANLARIN LİSTESİ

ALTAŞ Levent, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul
ASLAN Zeki, Ankara Üniversitesi, Ankara
ATAÇ Tamer, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul
AVCIOĞLU Kamuran, İstanbul Üniversitesi, İstanbul

BARLAS Oryal, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul
BOLCAL Çetin, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul
BÖLGE Haşmet, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul

ÇELİKEL Rikkat, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara

DEMİRCAN Osman, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara
DERMAN İ. Ethem, Ankara Üniversitesi, Ankara
DİZER Muammer, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul

ERCAN Nihal, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul
ERYURT Dilhan, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara
ESENDEMİR Akif, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara
EVREN Serdar, Ege Üniversitesi, İzmir

GÖKDOĞAN Nüzhet, İstanbul
GÖLBAŞI Orhan, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul
GÜDÜR Necdet, Ege Üniversitesi, İzmir
GÜLMEN Ömür, Ege Üniversitesi, İzmir
GÜLSEÇEN Hulusi, İstanbul Üniversitesi, İstanbul

İBANOĞLU Cafer, Ege Üniversitesi, İzmir

KIZILOĞLU Nilgün, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara
KOÇER Dursun, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul

MARŞOĞLU Abdüssamet, İstanbul Üniversitesi, İstanbul
MENTEŞE Hüseyin, İstanbul Üniversitesi, İstanbul

ÖKTEN Adnan, İstanbul Üniversitesi, İstanbul
ÖZGÜÇ Atila, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul
ÖZKAN M. Türker, İstanbul Üniversitesi, İstanbul
ÖZKARA Necati, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara

SAYGAÇ A. Talat, İstanbul Üniversitesi, İstanbul
SEZER Cengiz, Ege Üniversitesi, İzmir
SÖZEN Engin, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul

TEKMAN Tekin, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul
TEKTUNALI H. Gökmen, İstanbul Üniversitesi, İstanbul
TOKDEMİR Faruk, Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Ankara
TOPAKTAŞ Latif, Genkim, İstanbul
TUNCA Zeynel, Ege Üniversitesi, İzmir
TÜMER M. Okan, Ege Üniversitesi, İzmir

ÜÇER Cumhure, Boğaziçi Üniversitesi, İstanbul

İÇİNDEKİLER

M. DİZER / Türk Astronomisinin Uluslararası Ortamdaki Yeri	1
N. GÖKDOĞAN / Bazı Eski Takvimler, Osmanlılarda Takvim	5
N. KIZILOĞLU ve D. ERYURT-EZER / Güneşte Konvektif Bölgenin Evrimle Değişimi ve Hafif Elementlerin Bolluğu Problemi	11
N. ÖZKARA ve D. ERYURT-EZER / Yıldız Evrimi Üstüne Dönmenin Etkileri	15
R. ÇELİKEL ve D. ERYURT-EZER / Dönmenin Yıldızların Yüzey Şartlarına Etkileri	21
A. ÖZGÜÇ / Ani Kaybolan Bir Filamentin İncelenmesi	25
A. ÖKTEN / Güneş Aktivitesinin 11-Yıllık Çevrimi ve Çevrimin Gerçek Özellikleri	35
M. T. ÖZKAN, A. ÖKTEN, A. T. SAYGAÇ ve H. GÜLSEÇEN / 1970-1983 Arasındaki Güneş Parlamalarının Analizi	47
R. P. FENKART, Ş. BOYDAĞ, G. KANDEMİR ve L. TOPAKTAŞ / SA 133 Yıldız Alanının UBV Üç Renk Fotometrisi ve Sonuçlarının RGU ile Karşı- laştırılması	53
E. N. ERCAN / X-Işın Astronomisi (Çağrılı Konuşma)	59
İ. E. DERMAN / Morötesi Astronomisi ve Uluslararası Morötesi Keşif (IUE) Uydusu	89
E. N. ERCAN / GX9+9 ve X1820-303 Kaynaklarının (0.1-1.4 keV) deki Düşük Enerjili X-Işınları Spektrumu	99
Z. ASLAN, Ü. KIZILOĞLU ve İ. E. DERMAN / DH Leo (HD 86590) Yıldızının Morötesi Tayfı	107
F. TOKDEMİR, Ü. KIZILOĞLU ve İ. E. DERMAN / AR Lacertae Çift Yıldızının UV Etkinliği	115
A. ESENDEMİR ve Ü. KIZILOĞLU / V471 (Çift Yıldız) in Morötesi Bölgede Gösterdiği Değişimler	129
S. J. ADELMAN, Ç. BOLCAL ve D. KOÇER / 32 Aquarii Metal-Çizgili Yıldızının Atmosfer Analizi	135
O. DEMİRCAN / Örtlen Çift Yıldızlar (Çağrılı Konuşma)	137
Ö. GÜLMEN, N. GÜDÜR ve C. SEZER / V478 Cygni Örtlen Değişen Yıldızının Fotometrik Analizi	161
N. GÜDÜR, Ö. GÜLMEN ve C. SEZER / NN Cephei'nin Fotoelektrik Işık Ölçümü	167
O. DEMİRCAN / Örtlen Çift Yıldızların Işık Değişimlerinin Gözlenebilen Bir Kısımının Analizi ile Dizge Öğelerinin Hesaplanması	173
C. SEZER / DM Persei Örtlen Çift Yıldızının Fotometrik Analizi	175
Z. ASLAN / Minimum Değiştiren W Uma Tipi Örtlen Çift Yıldızlar	181
C. İBANOĞLU, M.O. TÜMER ve S. EVREN / RT Lac Örtlen Çift Yıldızının Işık	

Eğrisindeki Değişimler	189
S. EVREN, C. İBANOĞLU, M. O. TÜMER ve Z. TUNCA / Z Her ve RT CrB nin Işık Eğrilerinin Çözümü	199
M. O. TÜMER, C. İBANOĞLU ve S. EVREN / LX Persei'nin Fotoelektrik Işık Ölçümü ve Yörünge Analizi	209
L. ALTAŞ / Dünya—Dışı Yaşam Araştırma Projeleri	219
T. ATAÇ / Kuyruklu Yıldızlar, Göktaşları ve Yaşam Olayının Kökleri	225
Z. ASLAN, C. AYDIN, O. DEMİRCAN, İ. E. DERMAN, O. GÖLBAŞI ve Z. TUNCA / Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Çalışmaları	237
O. DEMİRCAN / İzmir ve Isparta'da yapılan 1982 Radyosonik Gözlemlerinin Bir Değerlendirmesi	245
Z. ASLAN / Isparta Sıcaklık Dönüş Tabakası Yükseklikleri	249
Z. TUNCA / Kurdu—Muğla Gözlem İstasyonu Meteorolojik Verilerinin Ön Değerlendirilmesi	253

TÜRK ASTRONOMİSİNİN ULUSLARARASI ORTAMDA YERİ

Muammer Dizer

Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi, İSTANBUL

Bugün Türkiye'de yapılan astronomi çalışmaları, uluslararası astronomi alanındaki yerini değerlendirmek için yeterli düzeye erişmiştir. Türk astronomisinin uluslararası alandaki yerini açıklamadan evvel, bu duruma nasıl gelindiği üzerinde de kısaca durmak istiyorum.

Bilindiği gibi modern astronominin kökeninde İslam astronomisinin bulunduğu genellikle kabul edilmekle beraber, bazı itirazlarında var olduğu bir gerçektir. Herşeyden evvel İslam astronomları bugün rasathane adı verilen kuruluşu uygarlığa hediye ettikten başka, Batlamyusda mevcut olmayan birçok yeni astronomi aletleri ile sürekli gözlemler yapmaları belirgin kanıtlardır.

Ortaçağda Osmanlı İmparatorluğunun kuruluşuna dek Türklerde astronomi diye bir ayırım yapmak bence boşuna bir çabadır. Çünkü ortaçağda yalnızca İslam astronomisinden söz edilir. Bu astronomi okulunu kuran ve yaşatanlar içinde şüphesiz Türklerde vardı.

1299 yılında kurulmaya başlayan, Osmanlı İmparatorluğunda astronominin yeri üzerinde kısaca durmanın bugün astronomi alanında yapılan uğraşı değerlendirme bakımından faydalı olacağı kanısındayım. Yalnız astronomi değil genel olarak bilimsel çalışmalar bakımından Osmanlı İmparatorluğu iki önemli üstünlüğe sahip idi: bunlardan biri İslam dinine olduğu kadar bilimsel mirasının da yegane sahibi ve ikincisi ise, Osmanlıların, batıya yönelen akınları ile batıda başlamış olan rönesansdan yararlanma olanağına sahip olmaları idi.

Şüphesiz Osmanlı İmparatorluğunun başlangıcında yani bir aşiretten Devlet olma düzenine geçinceye dek, bilimsel kuruluşları beklemek büyük iyimserlik olur. Her nekadar Osmanlılar ilk günden itibaren Medreselerin kuruluşuna büyük önem verdilerse de buradaki eğitim tamamen dini esaslara dayanıyordu.

İstanbul'un fethini müteakkip Fatih Sultan Mehmed, Ortaçağın en büyük Rasathanesi olan Semerkand Rasathanesi yıkıldıktan sonra, bu rasathanenin Müdürü Ali Kuşci'yi İstanbul'a davet etti ve Ayasofya Medresesine Müderris tayin etti. Dünyanın en büyük rasathanesinde müdürlük yapan, Zij-i Uluğ Beyin hazırlanışında katkısı olan Ali Kuşci'nin Fatih döneminde bir Rasathane kurması bir yana astronomi ile de uğraşmadığını görüyoruz. Zira o dönemde nakli ilimler "ilimi külli", akli ilimler ise "ilimi-i cüz-i" olarak nitelendiriliyordu. Ancak büyük bir tesadüf, Tycho Brahe Rasathanesi ile hemen hemen aynı yıllar İstanbul'da 1577 yılında, İslamın son ve ortaçağın en büyük rasathanesi kuruldu. Kuşkusuz bu Rasathane döneminde Batı'da Batlamyus sistemi terkedilmiş yeni Kopernik

güneş sistemine yönelinmişti. İstanbul Rasathanesini kuran Takiyüddin için Kopernik sistemi o kadar önemli değildi zira o Zij-i Uluğ Bey deki hataları düzeltmekle meşgul idi. Bununla beraber dönemin en büyük astronomu olan Takiyüddin'in rasathanesi yıkılmasa idi belki önemli keşiflerde bulunabilirdi. Osmanlı İmparatorluğunun ilk ve önemli bilimsel kuruluşu olan bu Rasathane Şeyhülislamın verdiği fetva üzerine yıkılması, kişileri astronomi uğraşından uzaklaştırdı. Batı, uzayın derinliklerini araçlarla gözleyerek önemli bilgiler elde ederken, Osmanlı İmparatorluğu içinde astronomi çalışmaları eski İslam yazarlarının kitaplarını açıklamakdan ileri gitmiyordu. Osmanlı İmparatorluğunun son döneminde batı anlamında bir rasathane kurma çabası içinde Fatin Hoca (Gökmen) i görüyoruz. 1911 yılında Fatin Gökmen Kandilli Rasathanesini kurdu. Bu tarihe dek Osmanlı İmparatorluğunda değil batı anlamında, ortaçağ anlamında bile bir bilimsel çalışmanın yapılmadığını görüyoruz. Buradaki bilimsel çalışma değimi gerçek anlamda kullanılmıştır. Türkiye Cumhuriyeti Devleti kurulduktan sonra Hükümetlerin bilimsel çalışmalara gösterdiği yakın ilgi ve destek astronomi çalışmalarını sıfır düzeyinden kurtardı. 1935 yıllarında Kandilli Rasathanesi bir astronomi dürbününe sahip oldu. O tarihlerde bu aletle önemli bir çalışma yapılmadı ise de 1936 daki Tam güneş tutulmasında kullanıldı.

Türkiye'de astronomi alanındaki ilk bilimsel araştırmalar İstanbul Üniversitesi rasathanesinin kuruluşu ile başlar. 1935 de yayınlanan beş çalışmanın ancak biri, hocamız Prof. Dr. Tevfik Okyay Kabakçıoğlu'nun doktora çalışması olup ayrıca batı'da yayınlanan ilk Türk astronomunun makalesi özelliğini de taşır. 1936 yılında yayınlanan beş çalışmadan biri Kandilli Rasathanesi kurucusu Fatin Gökmen'e ait olup, yapıt 1936 tam güneş tutulmasının hesabını içeriyordu. 1937 de yayınlanan üç çalışmadan biri hocamız Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan'ın doktora, diğer çalışmalar ise İstanbul Üniversitesinde hocalık yapan Prof. Dr. Freundlich ve Türk astronomisine büyük katkılarda bulunan hocamız Prof. Dr. Wolfgang Gleissberg'e ait idi. 1941 yılında bir hanım Türk astronomu, Prof. Dr. Edibe Tüzemen (Ballı) nın astronomi çalışmalarına katıldığını görüyoruz. 1948 yılında diğer bir Türk astronomu Prof. Dr. Metin Hotinli Doktora çalışmaları ile ilgili ilk raporunu yayınladı. 1949 yılından itibaren Kandilli Rasathanesinden M. Dizer'in de Türk astronomisine katkı çabalarını görüyoruz. Türk astronomisi için önemli bir olay yıllar sonra, 1952 yılında bir Türk astronomunun yaptığı çalışmanın yabancı bir mecmuada, Fransız Bilim Akademisi Mecmuası Comptes Rendu de yayınlanmış olmasıdır. 1953 yılında, Ankara Üniversite Rasathanesinin gelişmesinde büyük katkısı bulunan Prof. Dr. Kreiken'in yayınları, Türk astronomisinin gelişmesine gerçekten önemli katkılar sağlamıştır.

1954 yılında iki Türk astronomu Doç. Dr. T. Gökmen ve Ege Üniversitesi Astronomi Enstitüsü ve Rasathanesinin Kurucusu Prof. Dr. Kızılırmak'ın yayınları ile Türk Astronomi Topluluğu büyük güç kazandı. Nitekim 1955 yılında yayınlanan 10 çalışmanın 6'sının Türk astronomları tarafından yapılması ve 3'nün yabancı bilim mecmualarında yayınlanması, Türk astronomlarının gücünü gösteren iyi bir kanıttır. 1956 yılında Prof. Dr. Dilhan Eryurt'un değişen yıldızlarla ilgili çalışması ile Türk astronomisi yeni bir güç kazandı.

Türk astronom ve astronomisinin gelişmesinde, yabancı hocalarımız dışında, büyük çaba ve katkıları bulunan Fatin Gökmen, Prof. Dr. Tevfik Kabakçıoğlu ve Prof. Dr. Nüzhet Gökdoğan'ı takiben, biri dışında diğerleri Üniversitelerimizde Profesör olarak çalışan ikinci kuşak astronomlar, gençlerin yetişmelerine ve bugünkü Türk astronomisinin oluşmasında önemli katkıları olmuştur.

Başlangıçta güneş olaylarının istatistik özelliklerini incelemekle başlayan çalışmalar, değişen yıldızlar, yıldız atmosferleri, güneş kromosfer olayları, yıldızların ve güneşin evrimi-kütle kaybı, rotasyon, manyetik alanın yıldızların evrimine etkileri, güneş ve yıldızlardaki pulsasyonlar, galaktik kümeler, gamma ışınları astronomisi, yıldız modelleri, yapma uydularla elde edilen veriler üzerinde yapılan çalışmalar, nötron yıldızlar, uzayda X-ışın kaynakları vesaire konular üzerinde bilimsel çalışmalar takip etti. Cumhuriyet'in 60. yılını kutlama çalışmaları arasında, Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi tarafından yayınlanan "Türkiye'deki Astronomi Çalışmaları, 1923-1982" adlı yapıt üzerinde yapılan istatistik çalışma bizi ilginç sonuçlara götürmektedir.

1935-1982 yılları sırasında en az 667 astronomi ile ilgili bilimsel kitab ve araştırma yayınlanmıştır. Burada en az deyimini elimize geçmemiş yapıtları belirtmek için kullanılmıştır. Olasılıkla yayınların sayısı 667 den fazladır. Yapılan istatistiğe bakacak olursak yıllık toplam yayın sayısı 1935-1952 arası en yüksek 1941 de 7 iken 1954 de 12 ye ve 1956 da 15 e vardıkdan sonra henedense 1960 da 4 düşüyor. 1961 den sonra yıllık yayın sayısının 1967 dışında 10 nun üzerinde seyrettiğini ve 1982 de 50 vardığını görüyoruz.

Yayın sayısının gittikçe artması astronomiye ilginin dolayısıyla araştırmacı sayısının arttığını kanıtlamaktadır. Başlangıçta yabancı hocaların yayın sayısı fazla olup bu üstünlük 1950 yılına dek devam etti ve 1967 den sonra da bu yayınlar kesildi. Bilindiği gibi dış ülkelerde yapılan yayınlar, çalışmanın, batı anlamında bir nitelik taşıdığına en büyük kanıttır. 1935 ve 1952 de bir olan bu çalışmaların sayısının 1959 yılı dışında 1955 den itibaren her yıl arttığını gözliyoruz. Bazı yıllar Türkiye'de yayınlanan çalışmadan daha fazlası dış ülkelerde yayınlanmıştır. Buda bize Türk araştırmacılarının batıdaki meslekdaşları gibi aynı bilimsel düzeyde çalışmalar yaptığını göstermektedir.

Batı'da bilimsel çalışmaların en belirgin örneklerinden biride ekip olarak çalışmaktır. 1958, 1959 yılları dışında, 1955 yılından itibaren Türk araştırmacılarının ekip halinde çalışmaya yöneldiklerini görüyoruz. Bazı yıllar toplam yayınların yarısından fazlasını ekip çalışması oluşturmaktadır. Söz konusu ekip çalışmaları Türk araştırmacılarla olduğu kadar yabancı araştırmacılarla da yapılmıştır.

Aziz Atatürk'ün başlattığı Üniversite Reformunu takiben astronomi çalışmaları sayı itibariyle arttığı gibi, batı'da ele alınan konuların Türk araştırmacılar tarafından da ele alındığını ve yapılan çalışmaların batı mecmualarında yayınladıklarını görüyoruz. Şüphesiz bu durum Türk astronomisi için gurur verici bir olaydır.

YIL	Yabancıların yayınları	Türklerin yayınları		Toplam	Ortak yayın
		İç	Dış		
1935	4	—	1	5	1
1936	4	1	—	5	
1937	1	1	—	2	
1938	1	1	—	2	
1939	—	—	—	—	
1940	4	1	—	5	
1941	5	2	—	7	
1942	3	—	—	3	
1943	4	1	—	5	
1944	3	1	—	4	
1945	1	—	—	1	
1946	2	—	—	2	
1947	1	—	—	1	
1948	4	3	—	7	
1949	2	1	—	3	
1950	—	5	—	5	
1951	1	6	—	7	
1952	—	3	1	4	
1953	1	4	—	5	
1954	5	7	—	12	
1955	4	3	3	10	1
1956	6	7	2	15	3
1957	5	6	3	14	4
1958	—	3	2	5	
1959	2	8	—	10	
1960	—	2	2	4	2
1961	3	8	3	14	2
1962	1	4	8	13	6
1963	2	4	9	15	7
1964	2	6	4	12	4
1965	1	8	6	15	9
1966	1	4	6	11	4
1967	—	2	7	9	2
1968	—	9	9	18	2
1969	—	5	15	20	4
1970	—	1	10	11	6
1971	—	13	10	23	9
1972	—	20	9	29	7
1973	—	14	8	22	11
1974	—	6	15	21	10
1975	—	12	18	30	21
1976	—	14	21	35	20
1977	—	8	22	30	18
1978	—	7	27	34	10
1979	—	12	21	33	12
1980	—	6	22	28	15
1981	—	11	37	48	24
1982	—	19	31	50	33

BAZI ESKİ TAKVİMLER OSMANLILARDA TAKVİM

Nüzhet Gökdoğan

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi

Emekli Profesörlerinden

Bugün takvim konusunu ele almamın nedeni tarih boyunca muhtelif memleketlerde ve bizde kullanılmış olan farklı takvimler dolayısı ile arşivlerde tarihi vesikaları inceleyenlerin karşılaştıkları zorluklardır. Bugüne kadar az çok önemli, kısa veya uzun süreli olarak dünyada 59 bizde de 3 çeşit takvim kullanılmıştır.

En önemli takvimlere kısaca değindikten sonra Osmanlılar zamanında kullanılan takvimlerle bugün kullanmakta olduğumuz takvim üzerinde duracağım.

İnsanlar çok eski zamanlardan beri meydana çıkan olayları sıralamak, gelecekteki olayların zamanını belirtmek ihtiyacını duymuşlar ve böylece takvim oluşmuştur. Bir zaman sıralaması yapmak için insanların doğadan faydalanmaları tabii idi. Zamanın doğal bölümleri, Güneş yılı, Ay ayı ve Güneş günüdür. Saat, hafta ve takvim ayı, itibari bölümlerdir.

Eski önemli takvimlerden biri Mısırlıların kullandığı İskenderiye takvimidir. Mısırlılar daha ilk zamanlarda Sirius yıldızının helyakal doğuşu ile Nil nehrinin taşması arasında bir münasebet bulmuşlar ve bu yüzden siderel yılı takvim yılı olarak almışlardır. Aylar, Ay ayı olduğu için ayları bu yıla uydurmak üzere 30 günlük 12 ay ve 5 ek gün almışlardır. Yılda her biri 4 aylık 3 mevsimleri vardı. Bunlar Su baskını mevsimi, Ekim mevsimi ve harman mevsimi idi. Ayların adı yoktu, mevsimin adı ile birlikte 1.2.3.4. ay olarak söylenmekte idi. Egiptologlara göre bu takvimin başlangıcı Milâttan evvel 4241 veya 2781 yılıdır. Hafta yerine eski Mısırda ve doğu Afrikada ayın onda veya beşte biri uzunluğunda dönemler kullanılmakta idi.

Babil'de kullanılan takvim Sümer takviminin aynıdır. 30 günlük aylar kullanılmakta idi ve 12 ay da bir yıldan kısa olduğu için araya belli aralıklarla bir ay eklenmekte idi. Darius'den evvel eklenen ayın belirli bir zamanı yoktu. Astronomlar krala, gerekli olduğunu söyledikleri zaman bir ay ekleniyordu. Hafta yoktu, Zamanı su saati ile ölçüyorlardı ve gün 12 saatti.

Çin'de takvim 60 şar günlük dönemler halinde sayılmış ve her hükümdarın tahta çıkışı, yeni bir takvim başlangıcı olmuştur. 60 günlük dönemlerin sayısı hep Mandarenin adı ile birlikte söylendiği için eski tarihleri bulmak oldukça kolaydır.

Yunan takvimi de Ay Güneş karışımı bir takvimdir. Güneş yılı ile Ay yılı arasında uygunluk sağlayabilmek için evvelâ 8 yılda bir 3 ay eklemişler. 8 güneş yılı kabaca 2922 gün, 8 ay yılı da 2832 gündür. Fark takriben 3 ay ayıdır. Milâttan 432 yıl evvel 19 yıllık

Meton sikli alınmış ve bu defa 19 yıl zarfında 7 fazla ay alınmıştır. Hipparchus 16 Meton siklini alarak 304 yıllık peryotlar tesis etmiştir. Ay haftaya bölünmüş değildir.

Bütün bu takvimlerde ay, yeni ayın görülmesi ile başlamaktadır. Eski takvimlerde 7 günlük hafta yerine 3, 4, 5, 6, 8 günlük haftalara rastlanmaktadır. Gün sayısı o yörede kurulan pazarların aralıkları ile ilgilidir. 7 günlük hafta Batı Asya'dan çıkmış ve Avrupa'ya sonra da kuzey Afrika'ya yayılmıştır. Haftanın 7 gün olması ayın safhaları veya o zamanlarda bilinen planet sayısı ile ilgili olabilir. Gün isimlerinin planet isimleri ile yakınlığı bu ikinci olasılığa önem kazandırmaktadır.

Osmanlılar uzun süre, muhtelif reformlardan geçen Arap takvimini kullanmışlardır.

Hazreti İbrahim ve İsmail'den beri Araplar ayların başlangıcını hep rüyet-i Hilal'e (yeni ayın görülmesi) dayanarak almışlar ve ayların belirli gün sayısına itibar etmemişlerdir. Yıl başı Muharrem ayı idi. Ancak bir takvim oluşturmak için bir de takvim başlangıcı gerekmekte idi. İkinci Halife Hazreti Ömer takvim başlangıcı olarak Hicreti esas almıştır. Hazreti Peygamberin bir Sefer ayının sonlarında Mekke'den hareket ederek Rebi-ül-evvel'in 12. günü Medine civarına geldiği ve bundan 5 gün sonra da Medine'ye girdiği bilinmekte idi. Hicretten 17 sene sonra Hazreti Ömer bu yılı ilk Hicri yıl olarak almış ve böylece bugün de İslâm âleminde kullanılmakta olan hicri takvim doğmuştur. Peygamber'in Medineye girişi ilk Hicri yılın 71. gününe rastlamaktadır ki bu da Milâdi takvimin 622 yılının 16 temmuz cuma günüdür. Bu takvime göre aylar 30 ve 29 olarak sıralanır. Ancak son ay olan Zilhicce bazen 29 bazen 30 sayıldığından yıl 354 veya 355 gündür.

İslâm âleminde ve Osmanlılar zamanında kullanılan bu takvim senenin 355 gün olmasından ve bu yüzden Güneş senesine uymamasından dolayı reformlara uğramıştır.

Abbasiiler zamanında ilim adamları yetiştirdi ve (Evkat-ı Şerife) (Evkat-ı Şeriyeye) hesap yolu ile bulunmaya başlandı. Güneşin doğuş, batış ve gerçek öğle veya vasati dairesine gelişini hesaplayarak takvimlerine yazdılar. Ufuk alçalmasının etkisini de bildikleri için bu zamanları şehrin en yüksek noktasına göre hesaplıyorlardı. Masraflar hep Ay senesine göre yapılıyor, gelirler ise güneş senesine göre alınıyordu. Otuz küsur senede bir masrafların karşılığı açık kalıyordu. 363 Hicri yılında, Abbasi Halifesi "Tayiullah" hazinede bir akçe olmadığını görünce buna bir çare bulmak üzere âlimlerle yaptığı toplantıda uzun yılı getirdi ve 33 ay yılı 32 güneş yılı sayıldı.

467 de Selçuk Sultanı Celâlettin'in veziri Nizamulmülk, Güneşin Koç burcuna girdiği günü Nevruz ve 468 yılının Nevruzunu da takvim başlangıcı kabul etti. Böylece 471 Hicri senesinin Ramazanının 10. gününden itibaren yeni bir güneş takvimi kabul olundu ve adına (Tarih-i celâli) adını verdiler. Sene başı Güneşin Balık burcundan Koç burcuna geçtiği gün olarak alındı. 132 yılda da 31 uzun yıl saptadılar. Günlerin adları ile Ay adları genellikle aynı idi. Birinin adına mah birinin adına ruz ekleniyor. Gün güneş doğması ile başlıyor. Halbuki hicri takvimde gün güneşin batması ile başlar. Yeni ay güneşin batması ile görüleceği ve böylece bir yeni ay başladığı için günün de ay ile beraber başlaması doğaldır. Bu takvim eskilerin kullandığı en doğru takvimdir.

Bugün kullanmakta olduğumuz takvimin temeli Romalıların takvimidir. Romalılar da başlangıçta Yunan takvimini kullanmışlardır. Ancak Milâttan önce 45 yılına kadar kullanılan bu takvim bir keşmekeş içinde idi. Takvimi ilk defa bir düzene sokan Jül Sezar'dır. Takvimi islâh etmek üzere o yıl Yunanlı astronom Sosigenes'i Romaya davet ederek bu işi ona havale etmiştir. O tarihte takvimi Güneşe uydurmak için o yıla ek aylar eklendi ve 455 gün itibar edildi. Bu yıla karışıklık yılı adı verildi. Yılbaşı 1 Mart'tan 1 Ocak'a, gece gündüz eşitliği de 25 Marta alındı. Yine Sosigenes'in tavsiyesi ile Jül Sezar yılın Güneş ile ayarlanacağını, yılın uzunluğunun 365,25 gün olduğunu ve 3 yılın 365 dördüncünün ise 366 gün olacağını ilân etti. Bu takvimde Ocak 31, Şubat 29 veya 30, Mart 31, sonra da bir ay 30 bir ay 31 olmak üzere sıralanıyordu. Mart'tan başlayan ilk 4 ayın adı vardı, diğerleri 5., 6., 7., olarak isimlendiriliyordu. Roma'nın 716. yılında Konsül olan Antoin 5. aya temmuza Jül Sezar'a izafeten Julius adını verdi.

Bu takvim evvelâ yanlış kullanıldı ve 4 senede bir uzun yıl alınacak yerde 3 senede bir alındı. Bu yanlışlığın farkına ancak 36 yıl sonra August'un Hükümdarlığı sırasında varıldı ve 12 yıl süre ile uzun yıl olmamasına karar verilerek hata düzeltildi. Senato bu hareketinden dolayı August'u mükafatlandırmak isteği ile 6. aya onun adını verdi. Ancak August'un ayı Jül Sezar'ın ayından kısa olamayacağı için ayların gün sayıları da değiştirildi. Böylece ayların bugünkü gün sayıları meydana çıktı.

Romalılar hâkim oldukları memleketlere bu takvimi götürdüler. Milâttan sonra 325 yılında dini bayramların tarihlerini, özellikle paskalyanın tarihini tespit etmek üzere İznikte toplanan dini Kurul, Hazreti İsa'nın doğum tarihini de takvimin başlangıcı olarak almıştır. Bu takvim Papa Gregoire zamanına kadar kullanılmıştır.

İznik toplantısında ekinoks 21 marta rastlamıştır. Milâttan 45 yıl evvel ekinoks 25 mart olarak kabul edilmişti. 1582 yılında ise ekinoks 11 marta gelmiştir. Bunun üzerine Papa Gregoire ilim adamlarından bu duruma bir çare bulmalarını istemiştir. O yıl 4 ekim perşembe gününden sonra gelen cuma günü Roma'da 15 ekim olarak ilân edildi ve yeniden böyle bir farkın meydana çıkmaması için de her 400 yılda 100 yerine 97 uzun yıl alındı. Bugün dünyada genellikle kullanılan takvim budur.

Osmanlılar bütün müslüman Devletlerde olduğu gibi Hicri takvimi kullanmışlardır. Araziden alınan gelirin Güneşe bağlı olmasına rağmen Osmanlılar Güneş aylarına itibar etmemiştir. Zira ilk zamanlar "Zaamet ve tımar" eshabı doğrudan doğruya gelirleri alır ve yerinde harcarlardı. 200 000 küsur asker hazine gelirine dokunulmadan böylece idare edilirdi.

Cevdet tarihinin 1209 senesi vekayiinden görüleceği üzere, defterdar Moralı Osman efendi, arazi gelirlerinin güneş yılına göre işlem görmesinin zorunlu olduğunu sürerek bir güneş yılı seçilmesi gerektiği hususunda Devlete bir layihâ sunmuştur. Bu layihâ müspet karşılanmış ve bir güneş yılı seçilmiştir. Bu takvim mali işler için seçilmiştir. Mart ayı sene başı alınmış, ayların adları Nabtilarin, Süryanilerin ve Romalıların aylarından, gün sayısı da Romalıların aylarından alınmıştır. Ayrıca takvim Jülyen takvimi idi. Yıl sayısı da o yılın Hicri yılının sayısı olarak kabul edilmiştir. Ancak Ay yılı Güneş yılından 11 gün kısa

olduğu için, aradaki farkın bir seneyi aşmaması için arada bir rumi yıl atlanıyordu. 1253 mali yılından sonra gelen yıl 1255 olmuştur. 1288 yılına kadar Hicri yıl sayısı ile rumi yıl sayısı aynı olmuş ve 33 yılda bir, bir yıl atlanmıştır.

Fuat paşa zamanında, konsolide senetlerin baskısı sırasında 1288 yılının atlanacağı hesaba katılmadığından, bu yanlışlığa bir çare bulmak üzere 1287 yılında Gazi Ahmet Muhtar paşanın başkanlığında bir komisyon kurulmuştur. Sermüneccim Tahir efendi ile Rasit Coumbary beyin de katıldıkları bu komisyon bir rapor hazırlamıştır. Raporda aynen şöyle denilmektedir : "Tarihçe muteber olan esas, üç şeyden ibaret olup 1—tarihin mebdei, 2— sene başı, 3— zamanın taktir ve mesahası için bir ölçü. Başlangıç Din ve Mezhebe ait bir büyük vaka olmalı, sene başı, mebde—i—tarih ittihaz olunan vakanın senesinde bir yevmi muayyen olup ancak gününününe mutabakatı şart edilmemiştir." Raporda Hicri takvimde olduğu gibi yine Hicretten başlayan bir Güneş senesi teklif ediliyor, ancak güneş senesi ile ay senesi birleştirilmiyordu. Birisi devr—i—kameri diğeri devr—i—şemsi itibariyle Hicretten beri geçen zamanı gösterecekti. Raporda yılbaşının sonbahar veya ilkbahar ekinoksunda olması daha uygun görülmekle beraber, alışılmış olduğu için 1 mart olarak alınması teklif ediliyordu. Böylece Osmanlı takviminde sene atlamaları ortadan kalkmış oluyordu.

Astronomi ilmi ve takvim sorunu ile yakından ilgilenen Gazi Ahmet Muhtar paşa, İstanbul'da hazırladığı ve memuriyeti nedeni ile gittiği Kahire'de yayınladığı "Mirat—ül—mikat vel—edvar" adlı kitabında Güneş takviminin kullanılmasını uygun bulmakla beraber, yılbaşı için farklı düşünmekte idi. Hazret—i—Peygamberin Medine—i—Münevvere'ye varışı ilk Hicri senenin 71. gününe yani Eylül'ün 24. gününe rastlamaktadır. Bu ise Terazi burcunun 1. derecesine isabet ettiğinden, sonbahar ekinoksuna düşmektedir. Şu halde yılın başlangıcını sonbahar ekinoksunda almakla düzgün bir yılbaşı seçilmiş olur diyor ve ayrıca Gregoire takviminin kabulünü tavsiye ediyordu.

Müneccim başı Tahir efendi ve tarihçi Cevdet paşa da aynı tavsiyede bulunmuşlardır.

Buna mukabil Müşir Ahmet Şakir paşa "Sene—i—maliye hakkında mütalaat" adlı kitabında farklı bir yılbaşı ve takvim başlangıcı üzerinde durmaktadır. Yılbaşını 21 mart olarak almakta ve şöyle tarif etmektedir. Merkez—i—şems nokta—i—itidal—i—rebiiye kablezzevval dahil olursa ol gün ve badezevval duhulü halinde ise ertesi gün yılbaşı itibar edilmelidir. Zeval Mekke—i—mükerreme ve yahut Beytül mukaddesten geçen nısfınnehar—dan muteber tutulmak lazım gelir.

Takvim başlangıcının bir mukaddes gün olmasında o da Gazi Ahmet Muhtar paşa ile birleşmektedir. Ancak Hicret yerine Veladet'i almayı uygun bulmaktadır. Hicret alındığı taktirde valâdetten itibaren geçen yılların takvime girmediğini ileri sürmekte ve Hicretten itibaren sayılan yıllara 51.5 sene eklenerek, yeni takvime geçilmesini önermektedir. Ayrıca Rumi sene kadar münasebetsiz bir sene kullanmış bir kavim olmamak lâzım gelir, demektedir ki bunda da haklıdır.

Ebuzziya Tefvik beyin takvim konusundaki düşünceleri Ahmet Şakir paşanın düşüncelerine uymamaktadır. O da kendi görüşünde ısrar ederek bir takvim yayınlamıştır.

Bunun üzerine Ahmet Şakir paşa da kendi görüşlerini belirten bir takvim yayınlamıştır.

Ahmet Şakir paşa 4 noktada Tevfik beyden ayrılmaktadır. 1- tarih başlangıcı, 2- yılbaşının tayini, 3- mevsimlerin süreleri, 4- ayların isimleri.

Yılı 4 mevsime ve 12 aya bölmektedir. Aylar şöyle sıralanmaktadır :

Fasl-1-rebii (ilkbahar) Bahar-1-evvel, Bahar-1-sani, Bahar-1-salis 91 gün

Fasl-1-sayf (yaz) Sayf-1-evvel, Sayf-1-sani, Sayf-1-salis 91 gün

Fasl-1-harif (sonbahar) Harf-1-evvel, Harif-1-sani, Harif-1-salis 92 gün

Fasl-1-şita (kış) Şita-1-evvel, Şita-1-sani, Şita-1-salis 91 gün

Bu üç kişi arasında bir süre yazışmalar sürmüş ise de bu yönde kesin bir karar alınamamış, ancak mali sene atlamasından vazgeçilmiştir.

Bu özetten anlaşılacağı gibi, Osmanlılar takvim konusu ile esaslı ve ilmi bir şekilde uğraşmamışlar, Abbasilerin ortaya koydukları takvimi kullanmakla yetinmişler ve bir de rumi sene icad etmişlerdir.

Bu takvim karışıklığı 1926 yılında yayınlanan iki kanunla düzene sokulmuş Ezani saat yerine gece yarısı başlayan gün ve Hicri takvim yerine de Milâdi takvim alınmıştır.

GÜNEŞTE KONVEKTİF BÖLGENİN EVRİMLE DEĞİŞİMİ VE HAFİF ELEMENTLERİN BOLLUĞU PROBLEMİ

Nilgün Kızıloğlu, Dilhan Eryurt—Ezer

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET: Meteorların kompozisyonunun güneşin orijinal kompozisyonunu yansıttığı düşünülür. Oysa güneş'te rasat edilen lityum miktarı dünya ve meteorlarda gözlenen lityum miktarına göre çok azdır. Dolayısıyla güneşteki lityum miktarının güneşin evrimiyle nasıl değiştiği söz konusudur. Bu yüzden güneşteki lityum miktarının tükenme hızı bulunarak rasat edilen miktarla uyum halinde olup olmadığı incelenmiştir.

Kuramsal hesaplardan bilindiği gibi, çöken güneş kütleli enerji prensibi açısından kararlı duruma geldiği zaman yarıçapı $59.5R_{\odot}$ ve ısıtım gücü $441 L_{\odot}$ olup tamamen konvektif bir yapıya sahiptir. Çekimsel büzülmesi esnasında H—R diyagramında hemen hemen düşey bir yol —Hayashi yolu — takip eder. 3.73×10^6 yıl süren bu konvektif evrim yolu sonunda, güneşin yarıçapı $1.98R_{\odot}$ ve ısıtım gücü $1.28L_{\odot}$ olduğu zaman, çökme sırasında artan merkezi sıcaklık ve yoğunlukla güneş maddesinin opaklığının azalması sonucu merkezde radyatif bir çekirdek oluşur. Bu merkezi radyatif bölge evrim süresince büyüyerek yarıçapın %58'ini, kütleinin %71'ini kapladığında güneş ısıtımını ilk minimum değerine ($L = 0.54 L_{\odot}$) ulaşır ve bundan sonra evrim yolu H—R diyagramında sola dönerek ana-kola doğru radyatif bir evrim yolu takip eder.

3.73×10^6 yılından itibaren yüzeye doğru geri çekilmeye başlayan konvektif bölgenin derinliğinin azalması ve alt sınırındaki sıcaklığının (taban sıcaklığı) düşmesi güneşin evrimi boyunca devam eder. Şekil 1 de konvektif bölgenin alt sınırının radyal uzaklığının (r_{bc}) ve taban sıcaklığının (T_{bc}) evrim boyunca değişimi sırasıyla kalın ve aralıklı kalın çizgilerle gösterilmiştir. Güneş 4.5×10^9 yıl süren evrimi sonucu, bugünkü fiziksel özelliklerini aldığı anda, daralarak yüzeye çekilen bu konvektif bölge, güneş yarıçapının 0.19 unu kütleinin ise 0.004 ünü kaplar ve taban sıcaklığı 1.22×10^6 K'e iner. Görüldüğü gibi güneşteki dış konvektif bölgenin alt sınırının sahip olduğu en yüksek taban sıcaklığı, 3.73×10^6 yılında ilk yüzeye çekilmeye başladığındaki sıcaklık olup, 3.21×10^6 K'dır.

Tablo 1 de Güneşin, bugünkü durumunda konvektif bölgenin bazı fiziksel parametrelerinin değişimi gösterilmiştir. Hesaplar, Güneş maddesinin her bir gramı için hidrojen bolluğu $X = 0.760$, ağır elementler bolluğu $Z = 0.019$ alınarak; ve konvektif bölgede enerji nakli, karışma—uzunluğu kuramına göre, konvektif elementlerin karışma—uzunluğu (1) basınç ölçeğinin (H) 1.3 katı alınarak yapılmıştır ($1 = 1.3 H$). Birinci sütun yarıçapı (cm), ikinci ve üçüncü sütun, sırasıyla sıcaklık ($^{\circ}K$) ve yoğunluğu (gr/cm^3) göstermektedir. Dördüncü sütunda konvektif elementlerin ortalama hızları verilmiştir. Tablo 1'den

TABLO I

Güneşin bugünkü durumunda konvektif bölgedeki bazı parametrelerin dağılımı

$t_o = 4.5 \times 10^9$ yıl	$R_o = 6.9826 \times 10^{10}$ cm	$L_o = 3.90 \times 10^{33}$ erg/s		
R ($\times 10^{10}$ cm)	T (K)	g (gr/cm ³)	V _{conv} (cm/sec)	Açıklama
6.9819	6.46×10^3	2.42×10^{-7}	4.82×10^3	Konvektif bölge üst sınırı
6.9812	8.72	2.57	3.15×10^5	
6.9809	9.20	2.65	3.04	
6.9701	1.55×10^4	2.08×10^{-6}	1.38	
6.9602	1.93	7.57	9.62×10^4	Konvektif bölge
6.9503	2.34	1.95×10^{-5}	7.53	
6.9208	3.78	1.07×10^{-4}	5.06	
6.8013	1.22×10^5	1.07	2.80	
6.5026	3.70	6.20×10^{-3}	1.70	Konvektif bölge alt sınırı
5.9365	9.21	2.44	9.65×10^3	
5.7979	1.07×10^6	3.06	7.56	
5.6671	1.22×10^6	3.73	2.24	

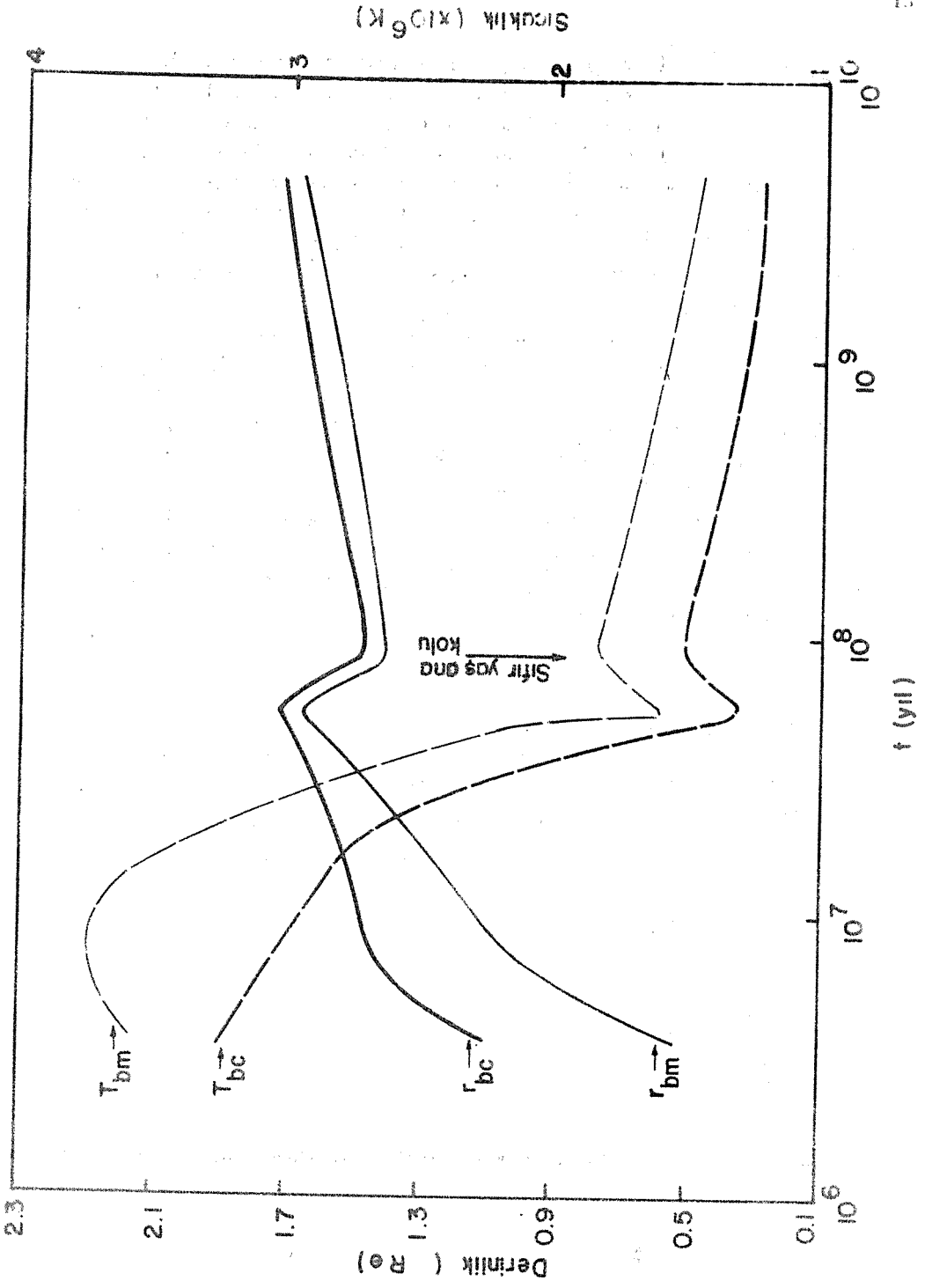
görüldüğü gibi yoğunluğun oldukça düşük olduğu yüzeye doğru yaklaşırken özgün ısınmada düşmesiyle, gerekli miktarda akının taşınabilmesi için konvektif elementlerin hızlarında ani bir artış olmaktadır.

Bilindiği gibi konvektif bölgedeki bu turbulent hareketler güneşte gözlenen bir çok fiziksel olaylar ile yakından ilgilidir. Bu çalışmada, konvektif bölgenin evrim süresince geçirdiği değişimi ve güneş yüzeyinde gözlenen lityum, berilyum, boron gibi hafif elementlerin bollukları ile ilişkisi üzerinde durulmuştur.

Meteorların kompozisyonunun güneşin orijinal kompozisyonunu yansıttığını düşünürsek, güneşte gözlenen Li miktarı dünya ve meteorlarda gözlenen miktarlara göre çok azdır. Dolayısıyla güneşteki Li miktarının güneşin evrimi ile değişmesi söz konusudur.

Yaklaşık 4×10^6 K üstündeki sıcaklıklarda Li, hidrojenle termonükleer reaksiyona girerek çabucak yanar. Güneşin tamamen konvektif olduğu evrim safhalarında içi sıcaklıklar bu derecelere yükselemez. İç sıcaklıklar Li yanması için uygun olduğunda ise konvektif bölge yüzeye doğru çekilmeye başlamıştır. Gözlenen Li miktarı yüzey tabakalarındaki miktardır ve konvektif bölgenin taban sıcaklığına bağlıdır. Standart güneş modellerinde (Kızıloğlu ve Ezer, 1982) bulunan konvektif bölgenin derinliği ve taban sıcaklığı, lityumun gözlenen miktarda tükenmesine yetmemektedir.

Lityumun gözlenen değerini elde edebilmek için hızlı dönme (Dicke, 1972), turbulent difüzyon (Vauclair et al., 1978), ve konvektif elementlerin konvektif bölgenin tabanından daha derine inebilmesi (Straus et al., 1976) gibi olaylar teklif edilmiştir. Bu çalışmada



Şekil 1 : Konvektif ve karışma bölgelerinin alt sınırlarının radyal uzaklıklarının ve taban sıcaklıklarının güneşin evrimi boyunca değişimi.

ise konvektif elementlerin bu bölgenin radyal derinliği (D_c) ile orantılı olarak, tabandan iç kısma doğru daha derin bir bölgede karışabilecekleri düşünülerek, evrim sonunda Li, Be, B, gibi hafif elementlerin bugünkü gözlenen değerlerine inip inmeyeceği incelenmiştir. Farklı orantı sabitleri deneyerek yapılan birkaç evrimden sonra Li ve diğer hafif elementlerin, bugünkü gözlenen değerlerine, bu elementler, konvektif bölgenin altında ve derinliği bu bölgenin 0.197 katı olan ($d_m = 0.197 D_c$) yere kadar karıştıkları takdirde ulaşılabilirdi görüldü. Kullanılan nükleer reaksiyonlar ${}^6\text{Li}(p,\alpha)$, ${}^3\text{He}$, ${}^7\text{Li}(p,\alpha)$, ${}^4\text{He}$, ${}^9\text{Be}(p,\alpha)$, ${}^6\text{Li}$, ${}^{10}\text{B}(p,\alpha)$, ${}^7\text{Be}$, ${}^{11}\text{B}(p,\alpha)$, $2\text{ }^4\text{He}$. Reaksiyon hızları Fowler et al. (1975) den alınmıştır.

Bilindiği gibi Lityumun iki izotopu vardır : ${}^6\text{Li}$ ve ${}^7\text{Li}$. Bunlardan ${}^6\text{Li}$, yapılan çalışma sonunda, tamamen biterken ${}^7\text{Li}$ bugünkü gözlenen değeri olan $\text{Li}/\text{H} \sim 1 \times 10^{-11}$ değerine indi. Berilyumun tükenmesi çok az olurken, boron hiç yanmadı ve bugünkü değerlerini $\text{Be}/\text{H} \sim 1.4 \times 10^{-11}$, $\text{B}/\text{H} \sim 1.6 \times 10^{-10}$ korudular. Şekil 1 de karışma bölgesinin alt sınırının radyal uzaklığının (r_{bm}) ve taban sıcaklığının (T_{bm}) evrim boyunca değişimi sırasıyla ince ve aralıklı ince çizgilerle gösterilmiştir.

Güneşte gözlenen hafif elementlerin bolluğunu açıklamak üzere ileri sürülen değişik fiziksel mekanizmalardan, çalışmamızda alınan karışma bölgesinin alt sınırındaki sıcaklık ve yoğunluk kombinasyonuna uygun düşen mekanizmanın bu elementlerin gözlenen bollukları ile ilgili olabileceği söylenebilir.

KAYNAKLAR

- Dicke, R. M. : 1972, *Astrophys. J.* 171, 331.
 Fowler, W. A., Caughlan, G. R., ve Zimmerman, B. A. : 1975, *Ann. Rev. Astr. Ap.* 13, 69.
 Kızıloğlu, N., Ezer, D. : 1982, *Sun and Planetary System*, 59 (D. Reidel Publishing Company).
 Straus, J. M., Blake, J. B., Schramm, D. N. : 1976, *Astrophys. J.* 204, 491.
 Vauclair, S., Vauclair, G., Schatzman, E., Michaud, G. : 1978, *Astrophys. J.* 223, 567.

YILDIZ EVRİMİ ÜSTÜNE DÖNMENİN ETKİLERİ

Necati Özkara, Dilhan Eryurt-Ezer

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET : Normal yıldız evrim denklemleri dönmenin etkilerini içerecek şekilde yeniden düzenlenerek kütlesi $4 M_{\odot}$ ve Pop. I kimyasal yapısındaki yıldızın evrimi kararlılık eşiğinden anakola kadar incelendi. Hesaplamalar kararlılık eşiğinde yıldızın toplam açısal momentumu (CGS birimleriyle) $J_1=0$ (normal evrim), $J_2=5.06 \times 10^{52}$ ve $J_3=9.30 \times 10^{53}$ alınarak yapılırken yıldızda açısal hız dağılımı konvektif bölgelerde bütünsel, radyatif bölgelerde ise lokal açısal momentumu koruyacak şekilde seçilmiştir. Evrim süresince yıldızdan dönme sonucu kütle atımı gerekli koşullara uyularak hesaplanmıştır.

Yıldız kararlılık eşiğinde J_3 açısal momentumuna sahip olduğunda, evrimi ilerledikçe ekvator bölgesinden kütle atarak toplam kütesinin %19'unu kaybettiğinde muhtemelen yakın çift yıldız sistemine dönüştüğü görüldü.

Dönen yıldız (J_2 açısal momentumu olan) için kuramsal evrim yolu H-R diyagramında çizilerek normal yıldızınki ile karşılaştırıldı. Dönen yıldız daha düşük ortalama yüzey sıcaklığına ve aydınlatma gücüne sahiptir. Anakola girişte yüzey sıcaklıkları ve aydınlatma güçleri sırasıyla normal yıldız için $T_e=1.53 \times 10^4$ °K, $L=201 L_{\odot}$ ve dönen yıldız için $T_e=1.32 \times 10^4$ °K, $L=148 L_{\odot}$ 'dır. Dönen yıldız iç sıcaklıkları daha düşük ve merkezde basıncı daha yüksektir.

Normal yıldız kararlılık eşiğinden anakola 3.95×10^6 yılda varırken, dönen yıldız 5.16×10^6 yılda varır.

Normal yıldızların evrimleri geniş olarak çalışılmıştır. (Bu konudaki kaynakçalar için aşağıdaki çalışmalara bakılabilir : (I. Iben, 1974; Eryurt-Ezer, 1981; Eid et. al., 1983; Mercer-Smith et. al., 1984). Dönen yıldızların evrim çalışmaları ise anakol ve anakol sonrası için belirli koşullar altında yapılmıştır. Dönen yıldızların anakol öncesi evrim çalışmaları tam olarak bugüne kadar yapılmamıştır; yalnızca Bodenheimer ve Ostriker (1970), Bisnovatyi-Kogan et. al. (1979) anakol öncesinin bazı evrelerini çalışmışlardır. Dönen yıldızların anakol öncesi evrim çalışmalarının eksik olmasının nedenleri aşağıda belirtilen konularda bulunan bilgi yetersizliğidir.

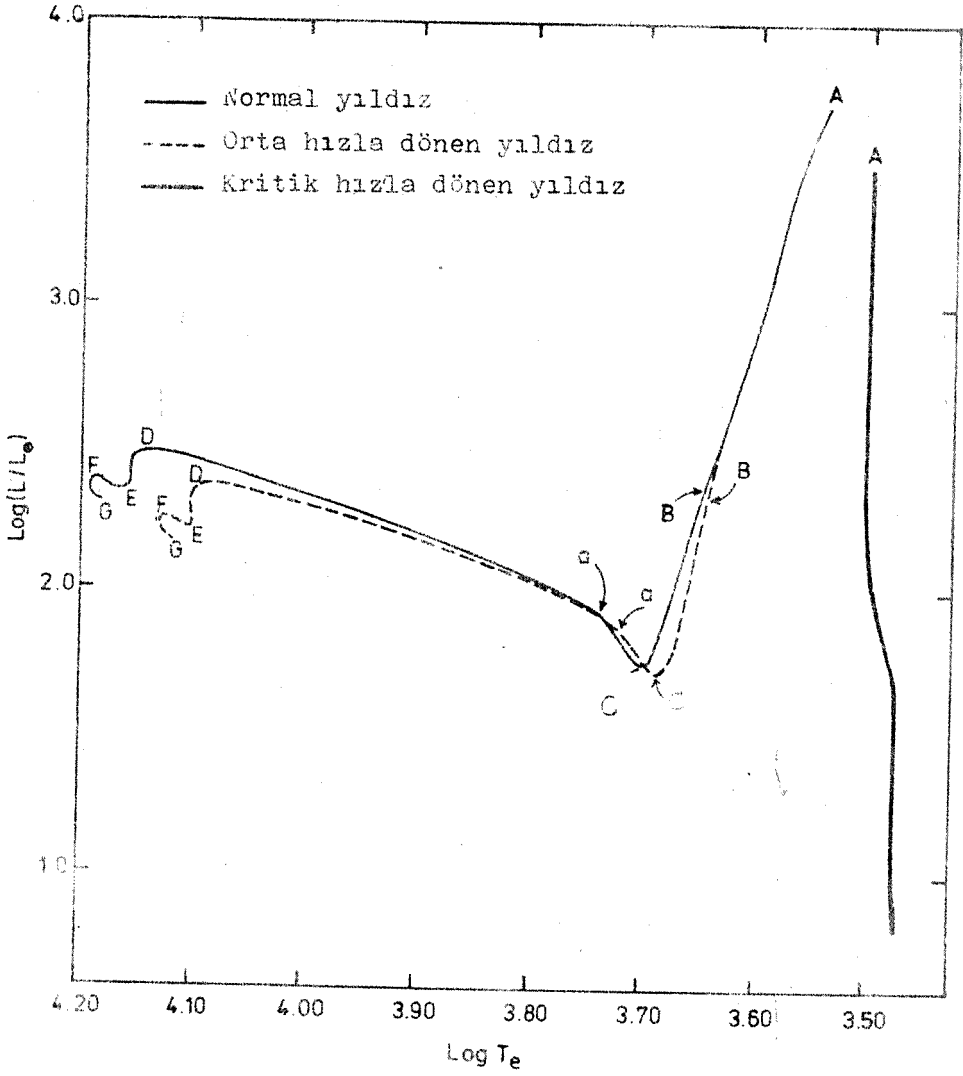
- 1) Yıldızlarda açısal momentumun korunumu.
- 2) Yıldızların içinde açısal hız dağılımı.
- 3) Dönmenin muhtemel etkilerinin incelenmesi (örneğin, kütle atımı, çift yıldız fizyonu).

Bu çalışmada, $4M_{\odot}$ kütleli Öbek I kimyasal kompozisyonuna sahip bir yıldızın anakol öncesi evrimi, açısal momentumun korunumu ve yıldızın yapısına bağlı bir açısal hız dağılımı kabul edilerek, enerji kararlılık eşiğinden sıfır yaş anakola kadar incelenmiştir.

Açısal hız yıldızın konvektif bir bölgesinde bütünsel, radyatif bir bölgesinde ise lokal açısal momentumu koruyacak şekilde seçilmiştir. Dönen yıldızın modeli, küresel yıldız modeline dönmeyen ortalama etkileri eklenerek yapılmıştır. Kütle atım hızı, (1) bir kütle atım fonksiyonu, (2) açısal momentumun korunumu ve (3) hızlı dönen yıldızın ekvator bölgesinde merkezkaç kuvvetin kütle çekim kuvvetine eşitliği koşulu kullanılarak yıldızın yapısına bağlı bir şekilde analitik ifadelerle hesaplanmıştır.

Başlangıç koşulları olarak $4M_{\odot}$ kütlesi, Öbek I yıldızlarının tip kimyasal kompozisyonu olan hidrojen ve ağır element bollukları sırasıyla $X=0.762$ ve $Y=0.015$ alınmıştır; ayrıca yıldızın enerji kararlılık eşiğindeki toplam açısal momentumu (CGS birimleriyle) $J_1=0$ (normal yıldız), $J_2=5.06 \times 10^{51}$ (orta hızla dönen yıldız) ve $J_3=9.30 \times 10^{52}$ (kritik hızla dönen yıldız) seçilerek hesaplamalar yapılmıştır. Enerji kararlılık eşiği yıldızın toplam enerjisinin ilk defa eksi olduğu yerdir. Kritik dönme hızı ise yıldızın ekvator bölgesinde merkezkaç kuvvetin kütle çekim kuvvetine eşit olduğu dönme hızıdır. Aşağıdaki şekilde anakol öncesi hesapları yapılan yıldızların Hertzsprung–Russell (H–R) diyagramında evrim yolları gösterilmiştir. Evrim yollarındaki A noktası enerji kararlılık eşiğini, B noktası radyatif iç bölgenin oluşmaya başladığı yeri, C noktası lokal minimumu, D noktası 1. maksimumu, E noktası 1. minimumu ve G noktasında sıfır yaş anakolu göstermektedir. Aşağıdaki tabloda da yukarıda adı geçen bazı noktalarda normal ve orta hızla dönen yıldızların bazı özellikleri verilmiştir. Tabloda ikinci ve üçüncü sütunlar evrim zamanlarını, dördüncü ve beşinci sütunlar ortalama yarıçapları, altıncı ve yedinci sütunlar ortalama etkin sıcaklıkları, sekizinci ve dokuzuncu sütunlar ısıma güçlerini, onuncu ve on birinci sütunlar merkez sıcaklıklarını, on ikinci ve on üçüncü sütunlar da merkez basınçlarını göstermektedir.

Enerji kararlılık eşiğinde normal ve orta hızla dönen yıldızlar aynı yapıdadırlar. Normal yıldız H–R diyagramında evriminin başlangıç evrelerinde yaklaşık aşağı doğru bir yol izler. Burada yıldız bütünüyle konvektif bir yapıdadır. Şekilde görülen B noktasında merkezdeki sıcaklık ve enerji akışından dolayı radyatif bir iç bölge oluşmaya başlar ve bu bölge genişleyip yıldızın önemli bir bölümünü, yaklaşık %83'ünü, kapsayınca ısıma gücünün azalması durur ve yükselmesi başlar. Aynı zamanda etkin sıcaklıkta artar. Bu nedenlerden dolayı evrim yolunda lokal bir minimum noktası (şekilde C ile gösterilen) oluşur. Yıldızın bütünü radyatif olduktan sonra (şekilde a noktasından sonrası) ısıma gücü çok yavaş artar; etkin sıcaklık ise hızlı artar. Merkezdeki sıcaklık "ilkel" karbonu yakacak dereceye ulaşınca, kısaca $C^{12} \rightarrow N^{14}$ ile gösterilen karbon tepkimeleri işlemeye başlar. Bu tepkimeler yüksek miktarda enerji ürettiğinden dolayı yıldızın iç bölgesi genişler ve bu yüzden yıldızın ısıma gücü azalmaya başlar. Böylece 1. maksimum (şekilde D noktası) oluşur. C^{12} yanması bitince iç bölge çekimsel büzölmeye uğrar ve sonuç olarak yıldızın ısıma gücü tekrar artar. Bu olaylardan dolayı da 1. minimum (şekilde E noktası) oluşur. İç sıcaklık artmayı sürdürür ve hidrojen tepkimeleri karbon–nitrojen–oksijen (CNO) –çevrimiyle etkin olarak başlayınca ısıma gücü tekrar azalır ve böylece 2. maksimum (şekilde F noktası) oluşur. Yıldızın yarıçapı ve ısıma gücü minimum olunca da (şekilde G noktası), tanım olarak yıldız anakola gelmiş olur. D, E, F ve G noktalarında yıldızın iç bölgesi konvektif bir yapıdadır ve



Sekil : H-R diyagramında dört güneş kütleli Öbk 1 yıldızının değişik başlangıç dönme hızlarıyla çalışılmış anakol öncesi evrim yolları.

TABLO

Normal ve orta hızla dönen $4M_{\odot}$ Öbek I yıldızlarının önemli evrim yerlerindeki bazı özellikleri
(Q^d şeklindeki değişkenler orta hızla dönen yıldızlara aittir).

Evrim t(yıl) yeri	t^d (yıl)	R	R^d	T_e	T_e^d	$L(L_{\odot})$	L^d	T_m	T_m^d	P_m	P_m^d
A 0	0	199	199	3.47×10^3	3.47×10^3	5.13×10^3	5.11×10^3	1.52×10^5	1.52×10^5	1.15×10^8	1.15×10^8
C	3.99×10^5	3.58×10^5	10.3	10.4	5.01	4.90	5.55×10	5.15×10	3.01×10^6	2.99×10^6	3.45×10^{13}
D	1.75×10^6	1.76×10^6	3.16	3.43	1.38×10^4	1.23×10^4	3.02×10^2	2.34×10^2	1.88×10^7	1.86×10^7	4.97×10^{16}
E	2.00	2.06	2.39	2.70	1.45	1.26	2.23	1.63	2.27	2.21	7.31
F	2.10	2.21	2.24	2.53	1.54	1.35	2.44	1.79	2.43	2.40	1.02×10^{17}
G	3.95	5.16	2.04	2.35	1.55	1.32	2.01	1.48	2.54	2.49	1.08
											1.13

bu bölgenin büyüklüğü çekirdek tepkimelerine bağlı olarak değişir.

Orta hızla dönen yıldızın normal yıldızla benzer bir anakol öncesi evrim yaşama vardır. Yalnız dönme, açısal momentumun korunumu ve dönme hızının zamanla artması yüzünden yıldızın ısıma gücünü ve etkin sıcaklığını artan ölçüde azaltır. Dönmenin etkileri şekilde ve tabloda açık olarak görülmektedir. $4M_{\odot}$ kütleli Öbek I yıldızında dönmenin ana etkileri kısaca şunlardır :

- 1) Yıldızı genişletme (ortalama yarıçapın büyümesi).
- 2) Isıma gücünü ve ortama etkin sıcaklığı azaltma.
- 3) Evrim zamanlarını uzatma.
- 4) Merkez sıcaklığı azaltma ve merkez basıncı artırma.
- 5) Çekirdek tepkimesi hızlarını yavaşlatma ve anakolda tepkime olan bölgeyi küçültme.
- 6) Merkeze doğru kütle yoğunlaşmasını artırma.

Normal $4M_{\odot}$ Öbek I yıldızının evrimi I. Iben (1965), Ezer ve Cameron (1967)'un $3M_{\odot}$ ve $5M_{\odot}$ Öbek I yıldızları üzerine yaptıkları çalışmalardan türetilen sonuçlarla uyusmaktadır. Orta hızla dönen yıldızın anakol ve anakol öncesi dönme hızları Bernacca (1972), Vogel ve Kuhi (1981), Smith et. al. (1983)'ün yaptığı gözlemsel çalışmalarla karşılaştırılabilir sınırlar içindedir. Ayrıca bu çalışma, erken tip yıldızların H-R diyagramındaki anakol bandının genişliğinin diferansiyel dönmenin etkileriyle açıklanabileceğini göstermiştir.

Kritik hızla dönen yıldızın ilk modeli, hesaplamalardan dolayı $t = 0.7$ yılında (şekilde A noktası) elde edilmiştir. A noktasında bütünüyle konvektif bir yapıda olan yıldızın ısıma gücü ve ortalama etkin sıcaklığı sırasıyla $L = 3.01 \times 10^3 L_{\odot}$ ve $T_e = 2.95 \times 10^3 \text{ } ^\circ \text{K}$ 'dir. Yıldız kütle atarak evrimini sürdürür ve evrim yolu H-R diyagramında aşağı doğrudur; yani ortalama etkin sıcaklık sabit kalmakta ve ısıma gücü azalmaktadır. Yıldız kütle attıkça daha küçük kütleli bir yıldıza dönüşmektedir. Ayrıca maksimum dönmenin diğer etkileri de vardır. Bütün bu nedenlerden dolayı yıldız yukarıda açıklanan evrim yolunu izler. Bu yıldızın içinde de zamanla radyatif bir bölge oluşur. Fakat radyatif bölge yıldızın %63'ünü kapsayınca yıldız dönmeden dolayı kararsız bir duruma gelir. Bu noktada yıldızın merkezinde merkezkaç kuvvetin kütle çekim kuvvetine oranı 0.187'yi geçmekte ve muhtemelen yıldız bir değen çift yıldız sistemine dönüşmektedir. Şekilde evrim yolunun sonuna karşı gelen bu noktada, yıldızın ortalama yarıçapı $R = 9.96 R_{\odot}$ ve kütlesi $M = 3.24 M_{\odot}$ 'tir. Eğer çift yıldız sistemine dönüşüm oluyorsa, Brancewicz ve Dworak (1980)'ün hazırladığı tutulan çift yıldızlar katalogundaki yıldızlardan toplam kütlesi $M \cong 3.34 M_{\odot}$ olan BO Peg sisteminin tek yıldızdan evrimleşmiş bir örnek olması muhtemeldir. (Bu sistem üzerinde yapılacak gözlemsel çalışmalar konuya açıklık getirebilir.)

$m = 3.05 \times 10^{-3} M_{\odot} / \text{yıl} - 1.28 \times 10^{-7} M_{\odot} / \text{yıl}$ aralığında elde edilen kütle atım hızları Kuhi (1964) ve DeCampi (1981)'nin yıldızlardan kütle atım hızları üzerine yaptığı gözlemsel çalışmalarla uyum içindedir.

KAYNAKLAR

- Bernacca, P. L. : 1972, *Ap. J.*, 177, 171.
- Bisnovatyi—Kogan, G. S., Blinnikov, S. I., Kostyuk, N. D., ve Fedorova, A. V., *Sov. Astron.*, 23, 432.
- Bodenheimer, P., ve Ostriker, J. P. : 1970, *Ap. J.*, 161, 1101.
- Brancewicz, H. K., ve Dworak, T. Z. : 1980, *Acta Astronomica*, 30, 501.
- DeCampi, W. M. : 1981, *Ap. J.*, 244, 124.
- Eid, M. F., Fricke, K. J., ve Ober, W. W. : 1983, *A. Ap.*, 119, 54.
- Eryurt—Ezer, D. : 1981, *Ap. Sp. Sci.*, 79, 625.
- Ezer, D., ve Cameron, A. G. W. : 1967, *an. J. Phys.*, 45, 3429.
- I. Iben, Jr. : 1965, *Ap. J.*, 142, 993.
- I. Iben, Jr. : 1974, *Ann. Rev. A. Ap.*, 12, 215.
- Kuhi, L. V. : 1964, *Ap. J.*, 140, 1409.
- Mercer—Smith, J. A., Cameron, A. G. W., ve Epstein, R. I. : 1984, *Ap. J.*, 279, 363.
- Smith, M. A., Beckers, J. M., ve Barden, S. C. : 1983, *Ap. J.*, 271, 273.
- Vogel, S. N., ve Kuhi, L. V. : 1981, *Ap. J.*, 245, 960.

DÖNMENİN YILDIZLARIN YÜZEY ŞARTLARINA ETKİLERİ

Rikkat Çelikel, Dilhan Eryurt-Ezer

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET : Dönmenin yıldızların evrim hesaplarına etkileri ile ilgili çalışmalar son yıllarda oldukça yoğunlaşmıştır. Yıldız yapı denklemlerine göre dönmenin etkisi araştırmacılar tarafından değişik şekillerde formülleştirilmiştir.

Biz çalışmalarımızda Endal ve Sofia (1976) nın methodunu esas alarak dönmenin evrim hesaplarına etkilerini incelemek istedik. Bu methodun anafikri potansiyel hesaplarından giderek eş potansiyel alanlarında ortalama etkin çekimi hesaplamak ve problemi ortalama etkin çekim ile formüllestirmektir.

Bu çalışmada ise yıldızlarda yapı denklemlerini çözebilmek için gerekli olan yüzey şartlarında dönmenin etkilerini inceledik. İlk sonuçlar olarak kütlesi 1,3,5,7,9 güneş kütlesi olan yıldızlarda, küresel çözümlerden elde edilen parlaklığı kullanarak, etkin yüzey sıcaklığı hesaplandı. Açısal hız olarak 10^{-5} ve 10^{-4} rad/sec alındı.

Yıldızların evrimleri ile ilgili çalışmaların oldukça eskiye dayanmasına ve küresel yıldız modellerinde son 30 yıldır büyük gelişmeler elde edilmesine rağmen dönmenin evrimdeki etkilerini konu alan çalışmalar son yıllarda yoğunlaşmıştır.

Dönmenin evrim hesaplarına etkilerini konu alan çalışmaları formülasyon bakımından üç grupta tophiyabiliriz. Birinci gruba örnek olarak Roxburg, Griffith ve Sueet 1965; Faulkner, Roxburg and Stritmaier 1968; Sackman ve Anad 1970, Jackson 1970 çalışmalarını verebiliriz. Bu methodda anafikir evrim denklemlerinde küresel yaklaşımın kaldırılması ile meydana gelecek düzeltmeleri iki ayrı bölgede incelemektir. Bu bölgeler, yavaş dönen (bozulmanın az olduğu) merkez ve kütesiz kabul edilen zarftır. Bu methodla sabit hız dönüm kabulleri için oldukça iyi sonuçlar alınmasına rağmen difransiyel dönme kabullerinde iyi sonuçlar alınamıyor. Diğer grupta problem etkin ortalama çekim ile formüllestiriliyor. Yıldız eş potensiyel alanlarına bölünüyor ve deneme potansiyelinden giderek bu yüzeylerde ortalama çekim hesaplanıyor. Bu grupta çalışanlara Kippenhan ve Thomas 1970, Shu, Lubow ve Anderson 1970, Papaloizou ve Whelan 1973, Endal ve Sofia 1976. Wa-Yuen Law 1981 verebiliriz. İlk çalışmalarda, potensiyel hesaplarında çekim potensiyelinin Küresel simetrik kısmı ve dönme potansiyeli dikkate alınmış, sonra değişik araştırmacılar tarafından potansiyel hesapları hassaslaştırılmıştır. Üçüncü grup olarak aynı problemi değişik geometride formüllestiren çalışmaları alınabilir. Örnek olarak 1981, Peter O. Vanderwoutun çalışmasını verilebilir. Bu çalışmada dönen eliptik kordinat sistemi kullanılmış ve polytrope modellerine uygulanmış.

Bizde çalışmalarımızda dönme kuvvetinin yıldız yapısına etkilerini Endal ve Sofia'nın (1976) formülasyonunu esas alarak incelemek istedik.

TABLO

Dönmenin Değişik Kütlelerdeki Yıldız Etkin Sıcaklığına Etkileri

W(1/sn) (Ağısal frekans)	1 M _☉	3 M _☉	5 M _☉	7 M _☉	9 M _☉
0	L = 1 L _☉ Te = 5648.8510K S = 0.48227x10 ³ cm ²	L = 2.002 L _☉ Te = 4847.1702K S = 0.17785x10 ⁴ cm ²	L = 2.8065 L _☉ Te = 4569.6338K S = 0.316062x10 ⁴ cm ²	L = 3.3068 L _☉ Te = 4347.5333K S = 0.454537x10 ⁴ cm ²	L = 3.6977 L _☉ Te = 4169.2284K S = 0.600955x10 ⁴ cm ²
10 ⁻⁵	Te = 5648.7640K ΔTe = 0.0870K S = 0.482302x10 ³ cm ² ΔS = 3.2x10 ¹⁹ cm ²	Te = 4847.9942K ΔTe = 0.1761K S = 0.177811x10 ⁴ cm ² ΔS = 2.6x10 ²⁰ cm ²	Te = 4569.3978K ΔTe = 0.2361K S = 0.316127x10 ⁴ cm ² ΔS = 6.5x10 ²⁰ cm ²	Te = 4347.2623K ΔTe = 0.2709K S = 0.454650x10 ⁴ cm ² ΔS = 1.13x10 ²⁰ cm ²	Te = 4168.9147K ΔTe = 0.3137K S = 0.601136x10 ⁴ cm ² ΔS = 1.81x10 ²⁰ cm ²
10 ⁻⁴	Te = 5640.2006K ΔTe = 8.6504K S = 0.485238x10 ³ cm ² ΔS = 2.968x10 ²⁰ cm ²	Te = 4830.7830 ΔTe = 17.3872K S = 0.180358x10 ⁴ cm ² ΔS = 25.73x10 ²⁰ cm ²	Te = 4546.4532 ΔTe = 23.1807K S = 0.322557x10 ⁴ cm ² ΔS = 64.95x10 ²⁰ cm ²	Te = 4320.4822 ΔTe = 27.0511K S = 0.466028x10 ⁴ cm ² ΔS = 114.91x10 ²⁰ cm ²	Te = 4138.6826K ΔTe = 30.5458K S = 0.618894x10 ⁴ cm ² ΔS = 179.39x10 ²⁰ cm ²

$$L_{\odot} = 2.7843 \times 10^{33} \text{ erg/s}, \quad M_{\odot} = 1.985 \times 10^{33} \text{ gr}$$

Te: etkin sıcaklığı

ΔTe: sabit hızla dönen küresel olmayan yıldızlarla küresel alınan yıldızlarda etkin sıcaklık farkını

S: yüzey alanı

ΔS: iki geometride yüzey alan farkını göstermektedir.

Buna göre yapı denklemlerimiz

$$\partial r_{\psi} / \partial M_{\psi} = 1 / 4 \pi r_{\psi}^2 p$$

$$\partial p / \partial M_{\psi} = - G M_{\psi} / 4 \pi r_{\psi}^4 f_p$$

$$\partial L_{\psi} / \partial M_{\psi} = E - \partial E / \partial t - p \partial (1/p) / \partial t$$

$$\partial \cos T / \partial \cos p = 3 \chi / 16 \pi a c G p L_{\psi} / T^4 M_{\psi} f_T / f_p$$

Burada f_T , f_p dönmeden dolayı gelen terimlerdir ve ortalama çekimin fonksiyonudur. Eğer potansiyelimiz ψ ile gösterilir ve ψ = küresel simetrik çekim potansiyeli, küresel çekim potansiyelinde dönmenin etkisi ile bozulma ve dönme potansiyelinin toplamı ise çekim $g = \partial \psi / \partial n$ şeklinde verilebilir. Burada n iki farklı eşpotansiyel yüzey (ψ ve $\psi + d\psi$) arasındaki mesafedir.

Bu çalışmada evrim hesaplarında, dönme problemini inceleyebilmemiz, dört yapı denklemini çözebilmemiz için gerekli olan yüzey şartlarında dönmenin etkilerini inceledik. İlk sonuçlar olarak, küresel modellerden elde edilen parlaklığı kullanarak kütlesi 1,3,5,7,9 güneş kütlesi olan yıldızlarda dönme hızını $10^{-5} - 10^{-4} \text{ sn}^{-1}$ olarak etkin yüzey sıcaklıklarını hesapladık.

KAYNAKLAR

- Endal ve Sofia, 1976, Apj 210, 184–198
Wai–Yuen Law, 1981, Doktora Tezi Yale Üniversitesi.

ANI KAYBOLAN BİR FİLAMENTİN İNCELENMESİ

Atila Özgüç

Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi, İSTANBUL

ÖZET : 23 Eylül 1982 günü Kandilli Rasathanesinde gözlenen ani kaybolan bir filamentin zaman içindeki gelişimi, kaybolması, üzerinde görülen düğüm noktalarının hızları incelendi. Diğer güneş etkinlikleri ile olan bağlantıları ve kaybolma nedenleri araştırıldı.

1. GİRİŞ

Güneş protüberanslarının hareketleri onların en önemli ve karakteristik özellikleridir. Bunların ani kaybolmalarının nedeni ise henüz tam açıklığa kavuşturulamamış bir olaydır. Geçmişte bazı araştırmacılar spektroheliyograf, spektroheliyoskop, spektrograf ve monokromatik filtre gibi çeşitli gözlem araçları kullanarak protüberansların hızlarını ve ivmelerini hesaplamaya çalışmışlardır (Kleczeck ve arkadaşları, 1971). Diğer bazı araştırmacılar da protüberans hareketleri için bazı analitik ifadeler ortaya koymuşlardır (Billings ve Pecker, 1954, Palus, 1972). Bu analitik ifadeler gözlenen protüberanslar için kullanılmış ve ilginç sonuçlar alınmıştır. Diğer taraftan protüberans hareketlerinde üçüncü hız bileşenini hesaplamak çok önemlidir. Üç boyutlu hareketin önemi bazı araştırmacılar tarafından ortaya konmuştur (Correll ve arkadaşları, 1956, 1958; Kleczeck, 1964; Tandberg—Hanssen ve arkadaşları, 1975). Fransızca bir deyim olan "disparition brusque" adıyla da bilinen sakin kökenli olup uyartılmış protüberansların ani kaybolma hareketlerini incelemek araştırmacılara daima ilginç gelmiştir. Protüberansların düğüm noktalarının (Knots) hızlarını, enerjetik karakteristiklerini, koronadaki manyetik alan hakkında bilgileri bu tip protüberansların incelenmesinden elde edebiliriz.

Biz de 23 Eylül 1982 günü 11 00 UT ile 13 00 UT arasında gözlediğimiz bir ani filament kaybolması olayının üç boyuttaki hareketini inceleyerek bazı sonuçlar çıkarmaya çalıştık.

2. FİLAMENTİN GELİŞİMİ VE GÖZLEMİ

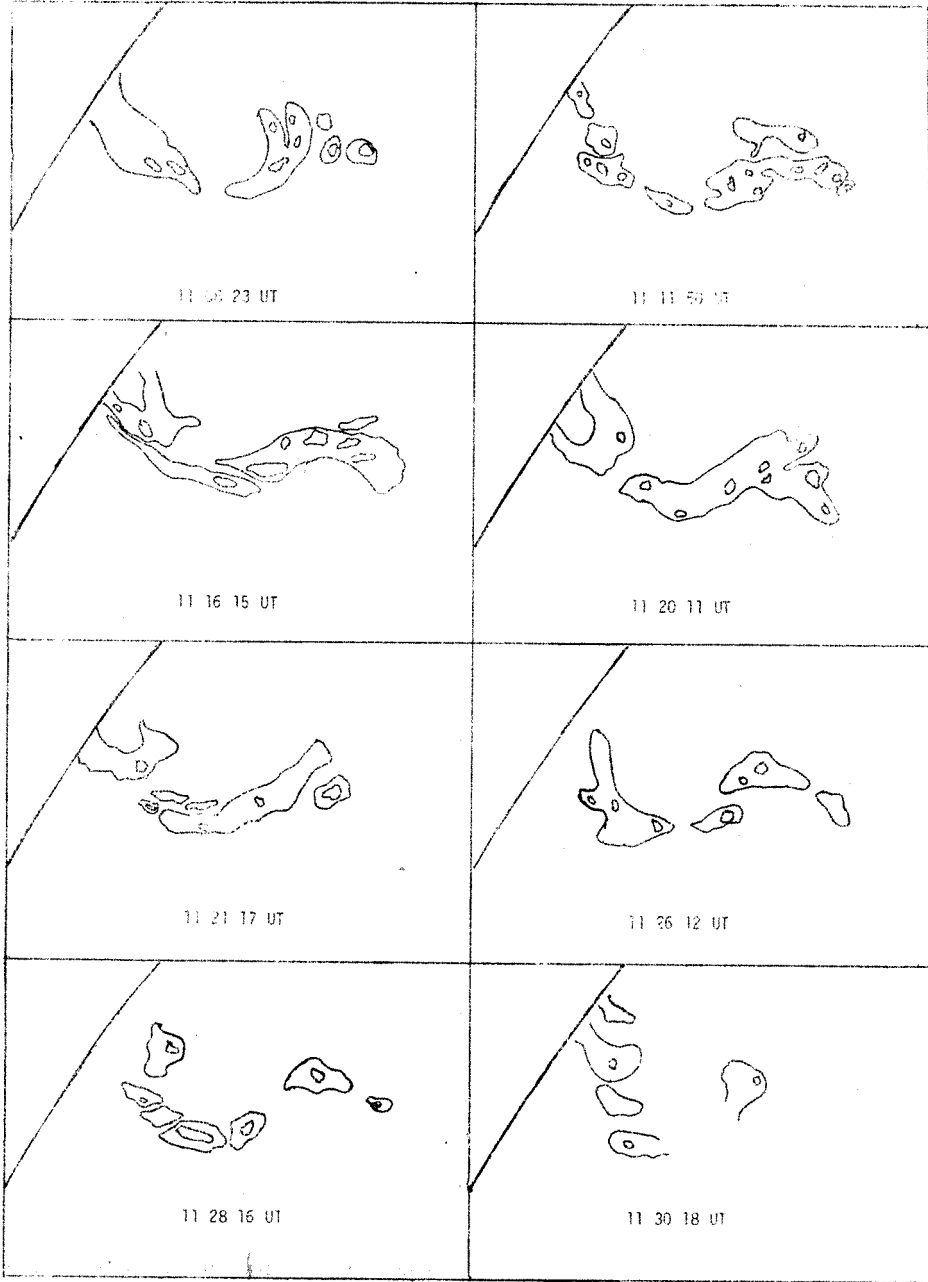
23 Eylül 1982 günü saat 11 10 UT de kaybolması gözlenen filament güneş yüzeyinde ilk olarak, 12 Temmuz – 8 Ağustos arası olan, 1724. rotasyonda, 20 Temmuzda doğu limbinde görülmeye başladı, 26 Temmuzda merkezsel meridyenden geçti. Bu tarihteki ortalama koordinatı 20N, 168 idi. Daha önceki rotasyonlara gittiğimizde 1722. rotasyonda aynı yerde bir filament görülmekte ancak sonraki 1723. rotasyonda görülmemekteydi. Bu yüzden ilk görülme tarihi olarak 1724. rotasyonu kabul ettik. Filament ikinci rotasyonunda koyu ve yoğun bir görünümdeydi. 23 Ağustosda ikinci merkezsel meridyen geçişini

yaptı. Bu sırada ekvatora yakın kısmı daha da kalınlaşmıştı. Kuzey ucundan uzamaya ve 25 Ağustosta da genişlemeye başladı. 26 Ağustosta kuzey tarafında oluşan başka bir filamentle birleşti. Filament üçüncü rotasyonunda hızlı bir değişim gösterdi. Limbde görülmeye başladığı 12–13 Eylül günleri yüksekliği yaklaşık 16 700 Km idi. 14 Eylülde iki kısma ayrılmış durumdaydı, 15–17 Eylül günleri ise yine ikinci rotasyonundaki şekline döndü. Yani ince ve uzun bir filament görünümüne girdi, fakat üzerinde bazı çok yoğun bölgeler oluştu. 19 Eylülde merkezsel meridyen geçişini yaptı. Bu tarihte yaklaşık 25N, 168 koordinatında bulunuyordu ve filamentin güney ucu ilerde olup ekvatorla yaklaşık 130° lik bir açı yapmaktaydı. Uzunluğu yaklaşık olarak 200 000 Km idi. 21 Eylülde filament ortadan yine ikiye ayrıldı ve kuzey tarafı daha az yoğun bir görünüm aldı. Güney ucu ise ekvatora paralel olmaya başladı. 22 Eylül günü ortalama uzunluğu 130 000 Km. civarında idi. 23 Eylül günü 08 00 UT de filament hemen hemen ekvatora paralel bir hale gelmişti. Batı ucu koyu ve yoğun bir görünümde ve şekil olarak da dörtgene benzemeye başlamıştı. Bu yüzden alan ölçmekte zorluk çekmedik. Geride kalan kısım zayıflamış ve parçalanmaya başlamıştı. Aynı gün 11 00 UT den daha önceki bir zamanda batı ucu kaybolmaya başladı. Bundan sonraki rotasyonda filamentin kaybolan kısmı görülmemekte, yalnız güneye doğru yeni bir kol oluşmuş olduğu gözlenmektedir.

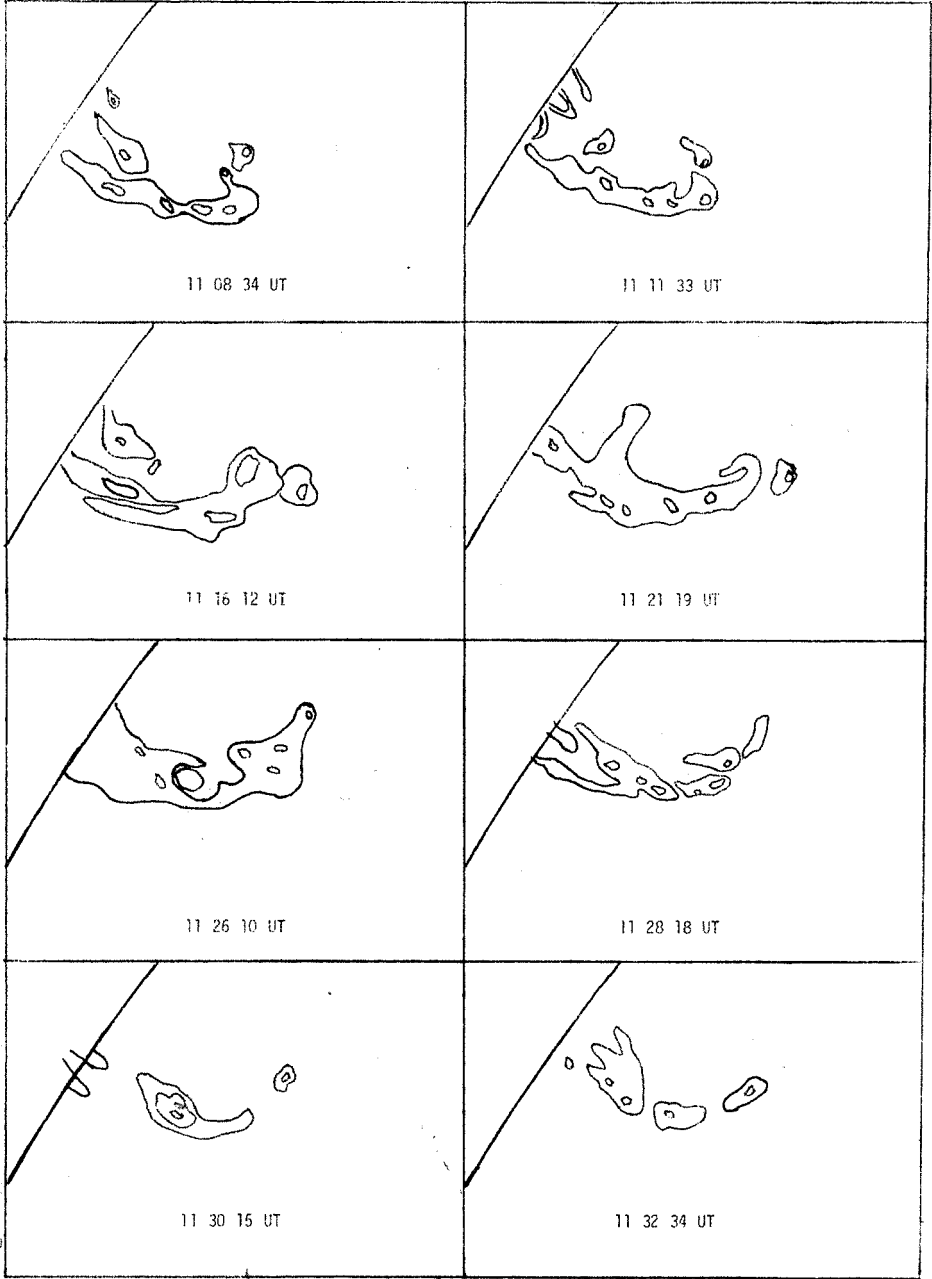
Solar–Geophysical Data'nın ilgili sayılarında olay öncesi ve sonrası hiç bir kromosferik etkinlik rapor edilmemiştir. Güneş radyo emisyonunda da kayda değer bir artış görülmemiştir. Goes uydusu ile alınan X–ışın verilerinde de hiç bir artışa rastlanmamaktadır.

Olay Kandilli Rasathanesi'nin 225 cm odak uzaklıklı ve 15 cm açıklıklı bir dürbünün arkasına yerleştirilmiş Zeiss marka H–alfa monokromatik filtresi ile gözlenmiştir. Filtrenin geçirgenlik aralığı 0.25 Å olup bu aralık H–alfa çizgisinin iki yanında ± 15 Å kaydırılabilir. Bu kaydırmalar yine 0.25 Å luk adımlarla yapılmakta ve böylece olayın radyal hızından doğan Doppler kaymaları da sağlıklı bir biçimde ölçülebilmektedir. Kaybolma olayı H–alfa çizgisi ile $H_{\alpha} + 2.5$ Å aralığındaki bir bölgede gözlenmiş yani olayda 122.5 Km/sn civarında bir radyal hıza rastlanmıştır. Bu 2.5 Å luk aralık içinde çeşitli zaman aralıklarında ve 0.5 Å luk adımlarla fotoğraflar alınmıştır (Bakınız şekil 1 a, b ve c). Olayın başlangıcı disk üzerinde gözlenmiş, ancak sonuna doğru diskten dışarı taşarak önce güneye doğru kıvrılmış, daha sonra 289° lik bir pozisyon açısıyla zayıf bir loop görünümü almıştır. 13 00 UT civarında son derece zayıf çizgi şeklini almış ve olay son bulmuştur.

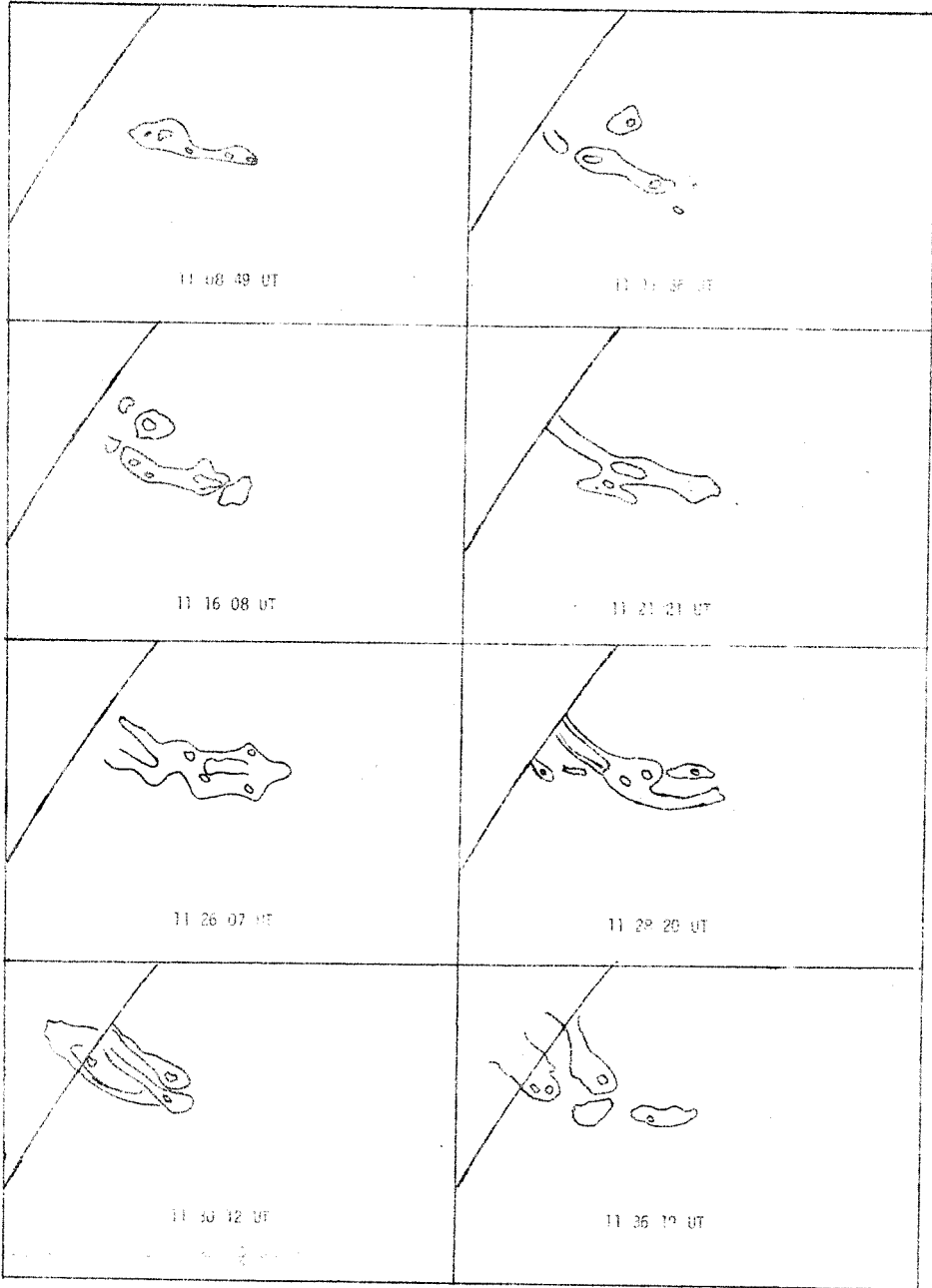
Literatürde geçen olaylarda ve ani kaybolma olayının tariflerinde genellikle güneş yüzeyine dik bir hareketten bahsedilmektedir (Tandberg–Hanssen, 1974; Rusin and Rybansky, 1982, v.b.), halbuki bizim gözlediğimiz olayda madde güneş yüzeyine paralel olarak hareket etmekteydi ve batı limbine yakın olması nedeniyle de merkezsel çizginin kırmızı tarafında gözlenmiştir.



Şekil 1a : Ani kaybolma olayının $H_{\alpha} + 1.0\text{\AA}$ dalga boyundaki görünümünün çizimi.



Şekil 1b : Ani kaybolma olayının $H_{\alpha} + 1.5 \text{ \AA}$ dalga boyundaki görünümünün çizimi.



Sekil 1c : Ani kaybolma olayının $H_{\alpha} + 2.0 \text{ \AA}$ dalga boyundaki görünümünün çizimi.

3. ÖLÇÜMLER VE HESAPLAMALAR

Olayın gözleendiği yaklaşık iki saatlik bir aralık içinde farklı dalgaboyu gruplarında 288 kare film çekilmiştir. Ölçümler bu karelerden seçilen filmlerden yapılmıştır. Bu amaçla güneş görüntüsü 42 kez büyütülerek 88 cm çaplı bir kurs olarak bir ekrana düşürülmüş ve yaklaşık olarak eşit zaman aralıklı ve aynı dalgaboylu filmler alınarak bunlar üzerinde yirmi tane düğüm noktası (Knot) belirlenmiştir. Ekran üzerine bir koordinat sistemi yerleştirilmiş ve her film bu sistem üzerinde aynı yere getirilerek seçilen düğüm noktalarının koordinatları okunmuştur. Gözlem yapılan filtre yatay ve altazimut bir selosta önüne yerleştirildiği için güneşin görüntüsü film üzerinde sabit durmayıp zamanla dönmektedir. Buradan gelecek hatayı gidermek için kutupsal koordinatlar kullanılarak ve güneş görüntüsünün dönme miktarı da eklenerek düğüm noktalarının r ve φ koordinatları ölçüldü. Daha sonra bunlar kartezyen sisteme çevrildi.

Bir Δt aralığında bir noktanın hız bileşenleri

$$V_{xi} = (X_{i+1} - X_i) / (t_{i+1} - t_i)$$

$$V_{yi} = (Y_{i+1} - Y_i) / (t_{i+1} - t_i)$$

olarak verilmektedir. Filmler üzerinden okuduğumuz X ve Y değerlerini yukarıdaki formüllere uygulayarak her bir düğüm noktasının X ve Y bileşen hızlarını çeşitli zamanlar için hesapladık. Hız vektörünün hesaplanmasında gerekli olan üçüncü bileşen V_z ise filtrenin merkezsiz çizgisinin kaydırma miktarından elde edilmektedir. 1 Å luk bir kaymanın Doppler formülünden 45 Km/sn lik bir hıza karşı geldiği hesaplanmaktadır. Hız vektörü

$$\vec{V} = (V_{xi}^2 + V_{yi}^2 + V_{zi}^2)^{1/2}$$

formülü yardımıyla bulunmaktadır. Bu formül yardımıyla her bir düğüm noktasının üç boyuttaki hızları alınarak hız vektörleri hesaplandı (Bakınız çizelge I). Elde edilen hızlar 45 Km/sn ile 114 Km/sn arasında değişmektedir.

Kaybolma olayımız filamentin yaklaşık 66 cı gününde meydana geldi. Yaşını daha sağlıklı olarak saptamamız olanaksızdı. Çünkü filament limbin arka tarafında doğmuştu. Olay Valnicek sınıflamasında (1964) II. tipe uymakla beraber hız daha düşük değerlerde seyretmektedir.

Ani Kaybolma olayının gelişimi bazı önemli koşullara bağlıdır. Bunlar a) sakin protüberansın toplam kütlesi, b) Bozulmaya neden olan kuvvetin şiddeti ve c) protüberanstan fotosfere doğru etkin madde akımı olarak sayılabilir. Olayın hızlarını ölçerken protüberansın boyutlarını da ölçmeye çalıştık. Bulduğumuz değerler bize, bazı kabul-lerle, olayın enerjetik karakteristikleri hakkında bazı bilgiler sağladı. Bir protüberansın kütlesinin saptanmasında başlıca iki bilinmeyen vardır. Bunlar yoğunluk ve protüberans

ÇİZELGE I

Seçilen Düğüm noktalarının yaşam süreleri ve hızları

No.	Yaşam süresi (saniye)	Gözlenen dalga boyu	Hız (Km/sn)
1	716	H ₊ 0.5	46.64
2	535	"	51.69
3	1312	"	45.55
4	1077	"	44.94
5	479	"	52.04
6	833	"	49.36
7	1069	H ₊ 1.0	56.59
8	1193	"	66.14
9	1069	"	53.31
10	1193	"	68.32
11	986	"	71.48
12	774	"	62.49
13	708	"	76.32
14	1668	H ₊ 1.5	99.52
15	1668	"	93.42
16	833	"	94.56
17	726	"	110.04
18	1211	H ₊ 2.0	104.36
19	676	"	94.35
20	377	H ₊ 2.5	114.81

kalınlığıdır. Bizim olayımızda protüberans gayet düzgün bir yüzey gösterdiği için alan ölçülmesi kolay yapılmıştır. Limbden geçerken ölçülen kalınlık yaklaşık 10 000 Km idi. Bu kalınlığın olay gününe kadar değişmediğini kabul ettik. Diğer taraftan yoğunluk sayısı olarak 10^{17} m^{-3} , aldık. Bu sayı Tandberg–Hannsen'e (1974) göre sakin ve parlak bir protüberans için alınabilecek bir büyüklüktür. Bu veriler sonucunda protüberansın kütlesini $M_{\text{pro}} \approx 7 \times 10^{13} \text{ Kg}$ olarak bulduk. Buradan olayda kullanılan enerjinin bir bölümü olan kinetik enerjiyi hesap etmemiz mümkün oldu. Bulduğumuz hızlardan ortalama olarak 80 Km/sn lik bir hız alırsak

$$E = 1/2 m v^2$$

formülü yardımıyla kinetik enerjiyi $E_k \approx 224 \times 10^{21} \text{ j}$ olarak buluruz. Olayın meydana geldiği yükseklik olarak protüberansın yüksekliği olan 16 700 Km yi alırsak

$$E_{\text{pot}} \approx M g h$$

formülü yardımıyla potansiyel enerji olarak $E_{\text{pot}} \approx 320 \times 10^{21}$ j buluruz.

Toplam enerji

$$E = E_{\text{kin}} + E_{\text{pot}}$$

olduğuna göre, olayın toplam enerjisi $E \approx 544 \times 10^{21}$ j bulunur.

4. TARTIŞMA VE SONUÇ

Olayın ilk kırk dakikalık bölümü disk üzerinde gözlemlendi ve biz ölçümümüzü bu aralıkta yaptık. Bulunan hızlar güneşten kaçma hızı olan 618 Km/sn nin çok altındadır. Bu yüzden 11 40 UT den sonra filament bize göre tam limb olan bölgede kromosfere düşmeye başladı ve protüberans materyalinin kromosfere çarpması sonucu bu bölgede bir fler meydana geldi (infall-impact). Bu limb fleri daha sonra kuzeye doğru kırılarak bir loop görünümü aldı. Bu demektir ki düşen materyal kromosferde büyük bir çalkantıya neden oldu ve bir kısmı tekrar koronaya doğru geri fıskırdı. Ancak yeterli hıza sahip olmadığı için tekrar kromosfere düştü.

Ani kaybolma olaylarında gözlenen hız 110 Km/sn olarak verilmektedir (Tandberg Hanssen, 1974); bizim bulduğumuz hızlar da bu hıza yakındır.

Sonuç olarak 7×10^{13} Kg kütleli sakin bir protüberansın bozulması disk üzerinde hiç bir flerin gözlenmediği bir zamanda ve protüberans yaklaşık 66 günlük iken olmuştur. Bu olayda toplam 5.44×10^{23} j lik enerji harcanmıştır. Ani kaybolma evresinde hiç bir radyo emisyonu artışı kaydedilmediği gibi SID olayına da rastlanmamıştır. Sakin bir protüberansın bir uyarılma sonucu ani kaybolma olayına uğramasına karşın bizim gözlediğimiz olayda bu uyarılmaya neden olacak herhangi bir olay gözlenmemiştir.

Olayımız Svestka'nın (1976) sınıflandırdığı ani kaybolmalardan ilkinde girmektedir. Yani herhangi bir aktif merkezden uzak olan sakin bir protüberansın kaybolması olayıdır. Böyle olaylara neden olarak bir dalga hareketinin yayılması gösterilmektedir. Güneş yüzeyinde herhangi bir yerdeki aktif merkezin kaynak olarak gösterilebileceği bu dalga yayılmaları güneş yüzeyinde oldukça uzak bölgelere kadar bozulmadan gitmekte ve bazı değişik olaylara neden olmaktadır. Ohalde olayı yaratan neden olarak böyle bir dalga yayılması söz konusu olabilir. Çünkü filamentimiz güneş yüzeyinde yalnız olmayıp çevresinde bazı aktif merkezler bulunmaktaydı. Bununla beraber Hansen ve arkadaşlarının (1974) belirttiği gibi kromosferden gelen ani bir manyetik alan değişimi de olayı yaratmaya neden olabilir.

KAYNAKLAR

- Billings, D.E. ve Pecker, J.C. : 1954, Comp. Rend. Acad. Sci. Paris, 238, 1690.
 Correll, M., Hazen, M. ve Bahng, J. : 1956, Astrophys. J. 124, 587.
 Correll, M. ve Roberts, W. O. : 1958, Astrophys. J. 127, 726.
 Hansen, R.T., Garcia, Ch. J., Hansen, S.F., ve Yakusawa, E.: 1974, Pub. Astron. Soc. Pasific 86, 500.
 Kleczek, J.: 1964, Publ. Czech. Acad. Sci. 51, 130.

- Kleczek, J., Leroy, J.L. ve Orrall, F. Q.: 1971, Publ. Astron. Inst. Czech. Acad. Sci. 53, 1.
- Palus, P.: 1972, Bull. Astron. Inst. Czech. 23, 60.
- Rusin, V. ve Rybansky, M.: 1982, Bull. Astron. Inst. Czech. 33, 219.
- Solar—Geophysical Data, 1982, 459 Partı I, 463, Partı II.
- Svestka, Z.: 1976, Solar Flares, D. Reidel Publ. Co. Dordrecht, s. 229.
- Tandberg—Hanssen, E.: 1974, Solar Prominances D. Reidel Publ. Co. Dordrecht, s. 24 ve 121.
- Tandberg—Hanssen, E., Hansen, R.T. ve Riddle, A.C.: 1975, Solar Phys. 44, 417.
- Valnicek, B.: 1964, Bull. Astron. Inst. Czech. 15, 107.

GÜNEŞ AKTİVİTESİNİN 11-YILLIK ÇEVİRİMİ VE ÇEVİRİMİN GERÇEK ÖZELLİKLERİ

Adnan Ökten

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İSTANBUL

ÖZET : Yakın zamana dayanan yeni verilerin analizleri ve özellikle tutulmalar dışında yapılan koronal gözlemlerin indirgenmesi, güneş çevrimi hakkındaki önceki bilgilerimizin değişmesine neden olmuştur. Koronal gözlemlerin indirgenmesiyle, 11-yıllık çevrimin farklı fiziksel özellikli iki aktivite dalgası ihtiva ettiği sonucunu ortaya çıkarmıştır. Bunlardan birincisi merkez $\mp 25^\circ$ enlemi olmak şartıyla bütün enlemlerde aynı anda meydana gelmekte ve maksimuma erişmesinden yaklaşık 2-3 yıl kadar sonra merkezi $\mp 10^\circ$ enlemi olan, sadece alçak enlemlerde oluşan ikinci bir aktivite dalgası takip etmektedir. Bu ikinci dalga genellikle birincisinden daha şiddetlidir.

Bu iki maksimum özelliği; güneş leke ve prominenslerin alanlarında, kromosferik parlamalarda, güneşin radyo emisyonunda, kozmik ışınlarda, PCA olaylarında, A_p planeteri indeksinde, troposferik olaylarda, jeolojik tortularda, kimyasal test gözlemlerinde ve hatta planetlerin parlaklıklarının değişimlerinde bile kendini göstermektedir.

1. GİRİŞ

Biliyoruzki güneş aktivitesi ile ilgili çalışmalar bu yüzyılın başlarından itibaren aletlerin geliştirilmesiyle birlikte hız kazanmıştır. Güneş aktivitesi ve bunun aramız atmosferi üzerine etkisi ile ilgili ilk toplu bilgilerin IGY (International Geophysical Year) ve IQSY (International Quite Sun Year) peryotları süresince elde edildiğini görmekteyiz. Bu tip çalışmaları, yani dünya üzerindeki gözlemevlerinin birlikte ortaklaşa çalışmalarını daha çok 21. çevrimde (içinde bulunduğumuz çevrimde) görmekteyiz. Örneğin SMY (Solar Maximum Year), FBS (Flare Build-Up Study) gibi dönemlerde güneş aktivitesinin çok ayrıntılı çalışmaları yapıldığını biliyoruz. Hatta Bölümümüz de 1981 döneminde FBS nin kısa bir peryoduna parlama gözlemleri ile katılmıştır.

IGY ve IQSY peryotları süresince elde edilen veriler güneş olaylarının ve bunun arz üzerine etkisinin daha önce bilinenlerden çok daha önemli ve çok daha değişik olduğunu göstermiştir. Bu dönemde elde edilen sonuçlardan biri güneş aktif bölgelerinin partikül enerji spektrumunun, güneş rüzgarlarını, kozmik ışınları ve bütün ara enerjileri kapsayacak kadar çok geniş olduğunu göstermesiydi.

Güneş partiküllerinin sadece iyonosfere ve magnetosfere etki etmediği aynı zamanda büyük ölçekte troposferik olayların ve hatta kimyasal, biyolojik olayların üzerinede

etkisi olduğu hep bu dönemde öğrenilmiştir. Durum böyle olunca güneş aktivite problemi sadece astrofizikçileri, jeomagnetisleri ve radyo fizikçilerini değil aynı zamanda plazma fizikçilerini, kozmik ışıncıları, arz atmosferinin üst ve alt tabakaları ile ilgilenen fizikçileri, biyologları ve hekimleride ilgilendirir duruma gelmiştir.

Bu yazıda anlatılmak istenen, 11-yıllık güneş leke aktivitesinin gerçek özellikleridir. Bunun için Gnevyshev'in 1960 lardan 1977 ye kadar bir dizi makaleler halinde verdiği bilgiler ve bu konuda araştırma yapmış diğer yazarlarında buldukları sonuçlar derli bir şekilde anlatılacaktır.

2. TARİHSEL GELİŞİM

Geçen yüzyılın ortalarında Alman Heinrich Schwabe (1789–1875) 1843 yılında lekelerin muhtemelen on yıllık bir periyodu olduğunu söylemiştir. Yaklaşık onbeş yıl kadar sonra amatör bir İngiliz astronom Richard Christopher Carrington güneş lekelerinin enlemsel kaymalarını ortaya çıkarmıştır. Daha sonra Rudolf Wolf (1816–1893) eski kayıtlarında inceleyerek çevrimin ortalama süresinin 11-yıl olduğunu bulmuştur. Ayrıca Wolf 1848 de, şimdi güneş leke aktivitesinin bir ölçüsü olarak bilinen R relatif güneş leke sayısında başlatmıştır.

Daha sonraları aynı periyodisitenin güneş leke ve fakülaların alanlarında da, kromosfer olaylarının (flocouli, flare ve prominenslerinde) koronal verilerde ve diğer her çeşit aktif bölge emisyonunda (radyo, korpüsküler ve UV) mevcut olduğu görülmüştür.

Güneş aktivitesi, jeomanyetik fırtınaların oluşum frekansında, tan olaylarında ve arz akımlarında da kendini gösterir. Bundan dolayı iyonosferik şartlar ve radyo dalgalarının yayılması güneş aktivitesi tarafından çok etkilenir. Biliyoruzki radyo haberleşmeleri iyonosfer tabakası tarafından gerçekleştirilir.

$$n = \sqrt{1 - (f_p / f)^2}$$

bağıntısı vardır. $f_p : 8.964 \times 10^{-6} N$ (kritik frekans) $N: m^3 / \text{elektron}$. Yayılmanın gerçekleşebilmesi için n kırılma indisinin pozitif olması gerekir. $f_p > f$ olursa kök içindeki ifade negatif olur yani n sanal çıkar. Bu durumda yayılma olmaz. Güneş kromosfer parlamalarından gelen şiddetli mor ötesi ışının etkisi ile normal iyonizasyona nazaran 5–10 kat daha fazla iyonizasyon meydana gelir. Bu durumda kritik frekans büyür. Bayılma (Fade out) denilen olay meydana gelir. Bu literatürde "Mogel–Dellinger" olayı olarak geçer. Radyo yayınları bu durumda kesilir. Ne zamanki iyonizasyon normal seviyesine düşer, o zaman yayın tekrar başlar. Yine biliyoruzki Stratosfer ve Mezosfer tabakasının radyo yayınlarına hiç etkisi yoktur.

Schwabe ve Wolf'un gözlemlerinden sonra 11-yıllık çevrimin özelliklerinin açıklanmasına teşebbüs edilmiştir.

Waldmeier, patlayan bir olay gibi güneş leke çevrimini açıklama yoluna gitmiştir.

Olayların hızlı bir artış ve yavaş yavaş azalma şeklinde olduğunu söylemiştir. Güneş lekelerinin manyetik alanların keşfi ve lekelerin iyi bilinen polarite kanunları Bjerkness tarafından manyetik bir tüpün bir diğeri etrafında dönmesiyle ortaya çıkan muntazamsızlıklar şeklinde, lekeleri açıklama yoluna gitmiştir. Daha sonraları Alfven, Babcock ve diğerleri plazma fizik sürecini başlatmışlardır. Alfven güneşin içinden gelen hidromanyetik dalgaların çarpışmasıyla lekelerin oluşumunu açıklarken, dalgaların önce yüksek enlemlerde fotosfere nüfus ettiğini sonraki fazlarda ekvatora doğru sürüklendiğini söylemektedir. Bjerkness ise daha çok lekelerin enlemsel sürüklenmelerini açıklamaya çalışmıştır.

Babcock teorisine göre ise, yeni bir çevrim başlamadan hemen önce güneşin üzerinde genel bir manyetik alan oluşmakta ve bu manyetik alanın kuvvet çizgileri kuzey kutbundan güney kutbuna doğru meridyen boyunca uzanmaktadır. Güneş plazmasından özelliklerini kaybetmeden geçmektedirler. Ekvatora doğru rotasyon periyodunun azalması yani hızın artması manyetik kuvvet çizgilerinin sarmal şekilde bükülmesine neden olur ve bu durum manyetik alan şiddetini artırır. Manyetik alan şiddeti önce kritik bir değere ulaşır sonra kuvvetli manyetik alanlar fotosferin yüzeyine kadar çıkar ve güneş lekelerinin oluşmasına neden olurlar. Bu teori gereği önemli bir sonuç ortaya çıkar, teoriye göre güneş lekelerinin oluşumu aynı anda bütün helyografik enlemlerde olmaz. Kuvvet çizgilerinin şeklinin bozulduğu aşikardır böylece alan şiddetindeki artış enlemle değişen güneşin dönme periyodunun daha hızlı olduğu yerlerde şiddet çok fazla olacaktır. Dönme hızının enleme bağlı gradyenti $\sin 2\phi$ ile orantılı olarak $dz / d\phi = 0^\circ.052 \sin 2\phi$ şeklindedir. Burada dz : güneş rotasyonunun günlük sideral açısı, $d\phi$: enlemdir. İfade $\phi = 45^\circ$ de bir maksimuma erişir. Bu enlemden manyetik alan şiddeti kritik alana ilk ulaşır. Alçak enlemlerde lekeleri oluşturacak kadar alan şiddetinin oluşması için daha fazla zamana ihtiyaç vardır. Bu teori, güneş rotasyonunun helyografik enleme bağımlılığının bir sonucu olarak enlemsel kaymayı açıklamaktadır. Fakat Babcock'un teorisi Kopecky'nin (1958) gözlemlerden çıkarmış olduğu enlemsel kayma hızıyla uyuşmamaktadır. Yine Kopecky ve Kotrc (1974) bir başka çalışmada lekelerin, çevrimin başlangıcında yüksek enlemlerde görülmediğini söylerler. W. Gleissberg ve Th. Damboldt (1971) yüksek enlemlerde lekelerin oluşumu maksimum dönemden hemen önce olmaktadır demektirler.

Gnevyshev (1967) şöyle diyor. 11-yıllık çevrimin tabiatını anlamak için geliştirilen her bir teori gözlenen çevrim özelliklerine dayanmalıdır. Bunun için yeni verilerin gözönüne alınması gerekmektedir.

Yakın zamana kadar çevrimin özellikleri hakkındaki bilgimiz çok kısıtlıydı. Bu bilgiler sadece geçen yüzyılda ve bu yüzyılın ortalarına kadar elde edilen bilgilerdi. Bu özellikleri şöyle sıralayabiliriz.

1. 11-yıllık çevrim mevcuttur. (Schwabe-Wolf kanunları). 11-yıllık çevrim süresince bütün güneş olayları ve emisyonu aynı tarzda değişir. 11-yıllık çevrim bütün olayların hızla artmasıyla başlar ve yavaş yavaş azalmasıyla son bulur. Müstesna olarak sadece yüksek enlemlerdeki fakülalar çok küçük ve çok az sayıdadırlar. Bunların sayıları diğer olaylara zıt olarak değişir.

2. Yeni çevrim yüksek enlemlerde başlar. Yaklaşık 40° enlemi. Daha sonraki fazlarda yeni olayların ekvatora daha yakın görünmesiyle devam eder. Spörer kanunu 1894, (W. Gleissberg—Damboldt (1971), Kopecky bunun böyle olmadığını göstermişlerdir. Çok yüksek enlemlerde oluşum istisnadır. Bu bölgelerdeki prominens ve koronal özellikler çevrimin maksimum zamanı süresince kutba doğru hareket ederler. Fakat yüksek enlemlerdeki prominensler ve uyarılmış koronal bölgeler büyüklük, şiddet ve sayı olarak 40° nin altındaki benzer olaylarla mukayese edildiğinde önemsizdirler.

3. Güneş leke guruplarındaki manyetik polarite dağılımı 11—yıllık çevrim süresince bir yarım kürede aynı diğer yarım kürede işaret değiştirir. Hale kanunu.

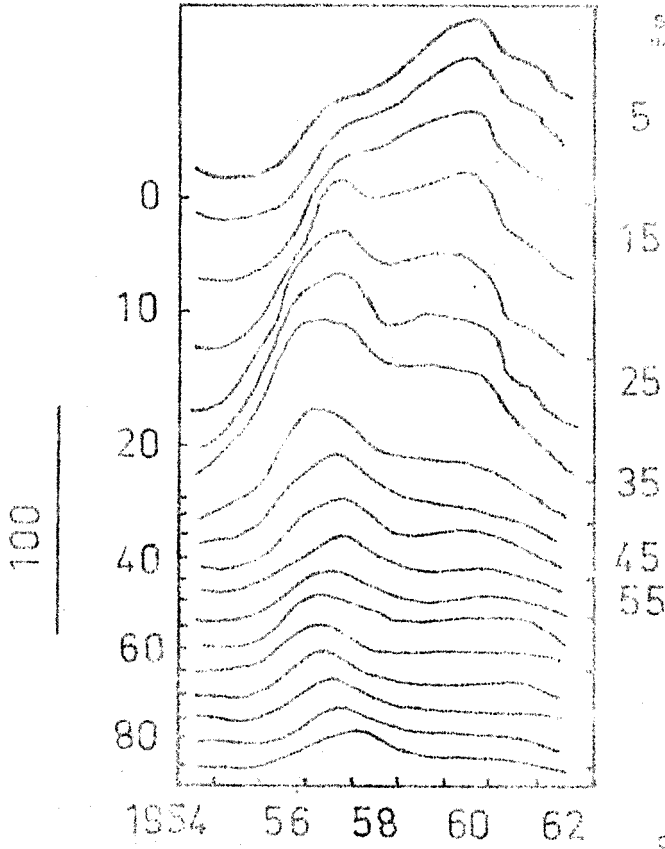
3. GÜNEŞ DEĞİŞKENLİĞİ ÜZERİNE YENİ KAVRAMLAR

Yeni verilerin analizleri ve özellikle tutulmalar dışında yapılan gözlemlerin sonuçları yukarıda bahsedilen kanunlar hakkındaki görüşlerin değişmesine ve daha ileri ayrıntıların elde edilmesini sağlamıştır. (Gnevyshev 1963, 1965), (Gnevyshev, Sazonov 1964) (Gnevyshev, Antalova 1965), (Gnevyshev, 01 1965), (Gnevyshev, Krivsky 1966), (Gnevyshev 1977).

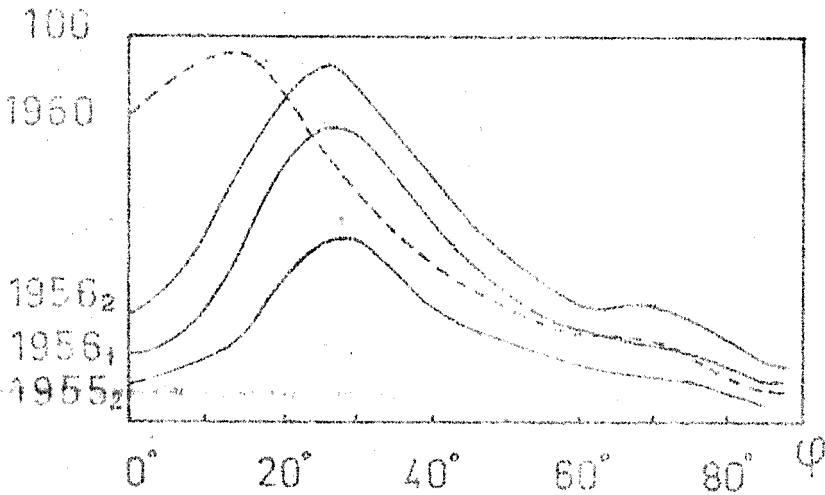
19. çevrimin sonunda yeni gözlemsel veriler tutulma dışı koronal gözlemlerin artması ile elde edilmiştir. Farklı gözlemlerinde kronograflarla elde edilen gözlemlerin mukayese edilme olanağı doğmuştur. Daha sonra bu verilerin indirgenmesiyle 11—yıllık çevrimin, farklı fiziksel özellikli iki aktivite dalgası ihtiva ettiği sonucuna götürmüştür.

Şekil 1 Absis yıl olarak zamanı, ordinat $\lambda : 5303 \text{ \AA}$ koronal çizginin mutlak birim olarak şiddetini göstermektedir. Her bir eğri muayyen bir enleme aittir. Bu enlemler, sağda, çizgilerin üzerinde görülürler. Sanki birçok eğri karşılıklı kesişmeden kaçarak düşey olarak kaymışlardır. Her bir eğrinin sıfır noktaları şeklin sol tarafında kısa çizgilerle gösterilmiştir. Bu çizgilerin yanındaki sayılar enlemlerdir. Bütün eğriler bir şiddet skalasına göre çizilmişlerdir. Ölçek solda görülmektedir. İki çizgi arasındaki uzaklık şiddetin 100 mutlak birimine karşılık gelir. Bu eğriler için kullanılan veriler, yarı yıllık ortalamalardır. Şekil 1. 19. çevrimde gerçekten iki maksimum olduğunu açıkça gösterir. Birincisi 1957 de ikincisi 1959—60 da. Birinci (I) maksimum süresince koronal şiddet artmakta ve müteakip olarak bütün anlamlarda aynı anda bir azalma olmaktadır. İkinci (II) maksimumun ise sadece alçak enlemlerde olduğu gözlenir. Fakat 15° den daha küçük enlemlerde şiddet birinciden daha büyüktür.

Şekil 1 deki veriler kullanılarak Şekil 2 yi teşkil etmek mümkündür. Burada bir kaç yarı yıl aralıkları için koronal şiddet ve enlem arasındaki bağıntı görülmektedir. I. maksimumdan önce şiddette bütün enlemlerde aynı anda bir artış vardır. Fakat her bir zaman için şiddet 25° enlemi civarında en büyüktür. Diyagramda kırık çizgi II. maksimum zamanı için geçerli benzer bir eğridir. O zamanda da, en büyük şiddet 13° civarında oluşur. Şekil 1 ve 2 de Spörer kanununda belirtildiği gibi maksimum koronal şiddetin ekvatora doğru tedrici bir yer değiştirmesi yoktur. Farklı maksimumlara ait iki eğrinin kanatları birbiri



Şekil 2 : Koroanal çizgi şiddetinin enleme
bağımlılığı.



üzerine çakıştığından I. maksimumun etkisi azalacak II. maksimumunki ise çevrimin sonuna kadar artacaktır. Böylece Şekil 1 ve 2 den enlemin tedrici azalmasının hayali olduğu anlaşılmış olur.

Böylece 11—yıllık çevrim, kısmen üst üste çakışan, farklı merkezlerde fakat sabit enlemlerde oluşan iki ayrı süreci ihtiva eder. Şekil 1, tutulmalar sırasında yapılan çok sayıda koronal gözlemlerin sonuçlarıyla da gayet iyi uyduğu sonuıların güvenilirlik olması açısından önemlidir.

11—yıllık çevrimin maksimum süresince (gerçek anlamda I. maksimum süresince) güneş koronasının bütün güneş etrafında parlak olduğu iyi bilinir. Fakat çevrimin ikinci yarısı süresince (gerçek anlamda II. maksimum süresince) koronal parlaklık sadece ekvator civarında büyüktür.

Şimdi şu iki soruyu tartışmak gerekir :

1. Yukarıda tanımlanan 19. çevrimin özellikleri sadece korona için mi geçerli yoksa kromosfer ve fotosferde de bu özellikler görülmekte midir?
2. 19. çevrimdeki verilerden çıkarılan sonuçlar diğer çevrimler içinde geçerli midir?

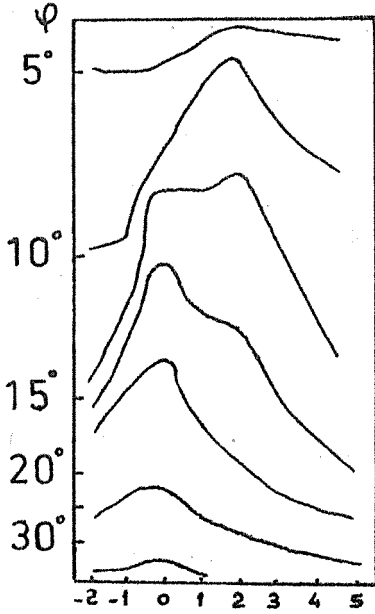
Birinci sorunun cevabı Gnevyshev (1963) tarafından tartışılmıştır. Güneş leke ve prominens sayıları da Şekil 1 de verilen koronal veriler gibi iki maksimum göstermektedir.

Antalova ve Gnevyshev (1965) bu çalışmayı sekiz çevrime ait verileri kullanarak tekrarlamışlardır. Araştırma Greenwich ve Pulkavo kataloglarına göre 1874—1962 yılları arası güneş leke alanlarına dayanır. Bunlar Şekil 3 de verilmiştir. Bu şekil, Şekil 1 e benzerlik gösterir ve burada da 11—yıllık çevrim içinde iki maksimum vardır. Birincisi bütün enlemlere uygulanır ve bütün enlemlerde aynı anda oluşur; ikincisi sadece alçak enlemlerde oluşur. Şekil 3 de keza Şekil 2 gibi Spörer kanununa uymaz. Gerçekte 15° den 20° ye kadar olan iki eğrinin ikinci maksimumun yanında birinci maksimumuda gösterdiği görülür. 5° ve 10° enlemlerdeki eğriler sadece ikinci maksimumu gösterir bu da ikinci maksimumun ayrı bir olay olduğunu gösterir.

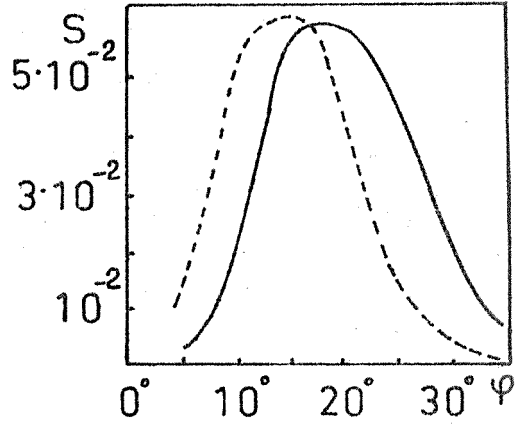
Şekil 4, I. ve II. maksimum için ayrı ayrı güneş leke alanları ve enlem arasındaki bağıntıyı gösterir. Eğriler 12. çevrimden 19. çevrime kadar ortalamaları içerir.

Koronal şiddetin mutlak ölçümleri 18. çevrim süresince Pic—du—Midi gözlemesinde yapılmaktadır. Bu verilerde de aktivitenin iki maksimumu görülür. (Antalova, Gnevyshev 1965). Ayrıca, bir özellikte ortaya çıkmaktadır. I. ve II. maksimum arasındaki zaman aralığı farklı enlemlerde farklıdır. Zaman aralığı kafi miktarda uzun alınırsa, farklı çevrimler için veriler bir çizelge üzerinde birleştirilseler bile iki maksimum görülür.

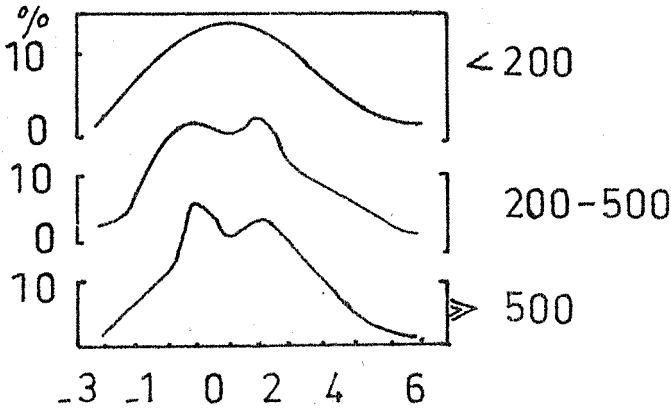
İki maksimum büyük güneş lekelerinin de gözönüne aldığımızda ortaya çıkar. Şekil 5, sekiz çevrim için, üst eğri 200 birimden daha küçük alanlı, orta eğri 200—500 birim alanlı, alt eğri 500 birimden daha büyük alanlı güneş leke guruplarının sayılarının ortalamasını gösterir. Küçük güneş lekelerinin, düzetilmiş bir 11—yıllık eğri verdiği görülür. Güneş leke çevrimi hakkındaki önceki fikirleri temel alan eğri buydu. Büyük güneş lekeleriyle ilgili sayılar 11—yıllık çevrimin gerçekte iki üst üste çakıştırılmış işlemi ihtiva ettiğini açıkca gösterir.



Şekil 3 : 11—yıllık çevrim süresince 5 derecelik enlem aralıklarındaki güneş leke alanlarının değişimi.



Şekil 4 : I. ve II. maksimum süresince güneş leke alanlarının enleme bağımlılığı.



Şekil 5 : Zamanla yıllık leke sayılarının değişimi. Üst eğri : 200 birimden daha küçük alanlı lekeler; orta eğri : 200—500 birim alanlı lekeler; alt eğri : 500 birim alandan büyük lekeler.

4. PARLAMALARDA VE RADYO EMİSYONUNDA GÜNEŞ ÇEVİRİMİ

Güneş parlamaları (Gnevyshev, Krivsky 1966) ve güneşin radyo emisyonu (Gnevyshev 1965) 11—yıllık çevrim içinde incelenmiştir.

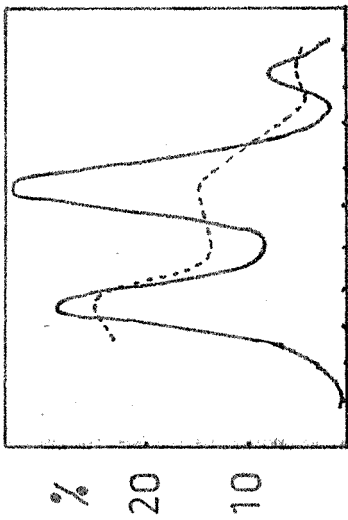
Şekil 6 da, 19. çevrim süresince kırık çizgi ile kromosferik parlamaların yıllık sayısı, düz çizgi ile de proton parlamaların yıllık sayısı yüzde olarak görülmektedir. Kromosferik parlamalar tam ve homojen olması açısından Anacapri'deki Swedish Solar Station'ın gözlemlerinden alınmış. Proton parlamaların sayısı Gnevyshev ve Krivsky (1966) tarafından yayınlanan katalogdan alınmıştır. Şekil 6, proton parlamaların sayısında da iki maksimum olduğunu açıkça gösterir. Bu tip parlamalar arz üzerine etkisi açısından çok önemlidir. Kromosferik parlamaların sayısının zamana göre dağılımında ikinci maksimum sadece 1960 yılında oluşan düz bir kısım olarak farkedilir.

Radyo emisyon hakkındaki bütün veri küçük ayırma güçlü antenler tarafından elde edilmiştir. Bundan dolayı ölçülen akımlar bütün diskten gelen toplam emisyonudur.

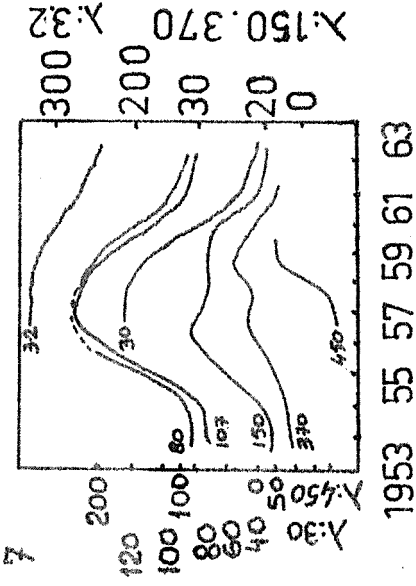
Metre dalga boyundaki emisyon koronadan ortaya çıkar. Şekil 7, 19. çevrim süresince 3.2 cm ile 450 cm arasındaki dalga boylarında radyo flaksındaki değişimleri gösterir. Bu, şekildeki eğrileri üç guruba ayırabiliriz. Birinci gurup 3 cm ile 30 cm arası. Güneş leke alanlarındaki bütün disk eğrisi gibi tek maksimumlu bir eğridir. Buradan 19. çevrimin I. ve II. maksimumlarının kuvvetli bir çakışma gösterdiği anlaşılır. İkinci gurup eğriler 150 cm ile 350 cm arası. İki maksimuma sahiptirler. Sonuncu olarak, üçüncü gurup 450 cm eğrisi. Çok kısa bir zaman gözlenmiş, sadece ikinci maksimum görünür.

Böylece 19. çevrim süresince cm dalga boyunda sadece bir maksimum vardır. Artan dalga boyuyla ikinci maksimum görünür olmakta, şayet dalga boyu yeteri kadar büyükse birinci maksimum görünmez olur. Bu davranış artan dalga boyuyla radyo emisyonun katı açısının azalması şeklinde açıklanabilir. Biz, cm dalga boyundaki radyo—emisyonun çok geniş bir açı altında yayımlandığını tahmin ederiz. Bundan dolayı yüksek enlemlerden ve alçak enlemlerden gelen emisyonun toplamını arz üzerinde alırız. Dar bir katı açı altında yayınlanan, uzun dalga boyu radyasyonu için sadece alçak enlemlerden gelen emisyonu alabiliriz. Aynı şekilde, proton emisyonunun katı açısının dar olduğunu görmek mümkündür.

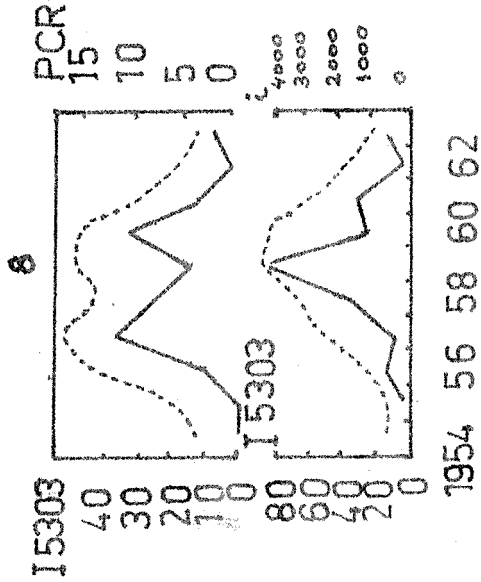
Şekil 8 in üst kısmındaki düz eğri Baily'nin 1964 kataloğundan alınan PCA (Polar Cap Absorbtion) olaylarının yıllık sayısını gösterir. Gene üst kısımdaki noktalı çizgi, bütün disk kenarındaki 5303 Å koronal çizginin şiddetini temsil eder. Şekil 8 in alt kısmındaki düz çizgi Baily'nin kataloğunda verilen datadan hesaplanan proton bileşeninin (i) yıllık ortalama şiddetini verir. Kırık çizgi ise arz doğrultusunda 10° genişlikte dar bir katı açı içinde 5303 Å koronal çizgi şiddetinin ortalamasıdır. Şekil 8, PCA sayısının bütün güneş aktivitesini az çok takip ettiğini ve gözlenen proton şiddetinin dar bir katı açı içindeki emisyonla ilişkili olduğunu gösterir. Böylece 11—yıllık çevrim süresince iki farklı aktivite faaliyetinin mevcudiyetinin sadece fizik modeller oluşturmak için değil aynı zamanda çeşitli güneş olaylarını sistematikleştirmek içinde önemli olduğu sonucuna varırız.



1954 56 58 60 62 64



Şekil 6 : Kromosferik parlamaların (kırık çizgi) ve proton parlamaların (düz çizgi) yıllık sayılarının değişimi. Parlama sayısı, çevrimdeki toplam parlamaların yüzdesi olarak verilir.



Şekil 7 : Farklı dalga boylarındaki radyo flaksinin (F) zamanla değişimi. Eğriler üzerindeki rakamlar cm cinsindendir.

Şekil 8 : Üst kısım : PCA olaylarının yıllık sayısının (düz çizgi) ve disk kenarında 5303 koronal çizgi şiddetinin (kırık çizgi) değişimi. Alt kısım : (i) proton bileşeninin (düz çizgi) ve 10 nin üzerindeki koronal çizgi şiddetinin (kırık çizgi) yıllık ortalaması.

5. ARZ GÜNEŞ İLİŞKİSİNDEKİ 11-YILLIK ÇEVİRİM

11-yıllık çevrimin bu özelliklerin arz-güneş ilişkisinin incelenmesinde çok önemli olduğunu hissederiz. Buna göre ilk olarak güneş aktivitesi ve geomanyetik karışıklıklar arasındaki ilişki çok önemlidir. Bilindiği gibi bu olayların ve geomanyetik karışıklıkların 11-yıllık çevrimi arasındaki ilişki uzun süre önce kurulmuştur. Kısmen bu farklılıklar korpüsküler ışınımın dar olması şeklinde açıklanabilir. Fakat bunun yukarıda tanımlanan iki maksimumun mevcudiyetinin hesaba katılmasıyla çok daha iyi uyuştuğunu görürüz.

Şekil 9, Bartel tarafından başlatılan (kırık çizgi) geomanyetik karışıklıkların A_p planeteri indeksinin eğrisini temsil eder. Düz çizgi arz doğrultusunda 60° nin üzerinde 5303 Å koronal çizgi şiddetini verir. Bu eğriler arasındaki korelasyon katsayısı $+ 0.98 \pm 0.01$ dir. Böylece II. maksimumun mevcudiyeti geomanyetik karışıklıkların incelenmesiyle teyit edilmiş olur.

Keza, II. maksimumun troposferik olaylarda mevcudiyeti Baur tarafından bulunmuştur. O zamanlar, bu sonuç güneş ve arz olayları arasında ilişkiye karşılık bir ispat olarak izah edilmişti, çünkü II. maksimum güneş fizikçileri tarafından bilinmiyordu.

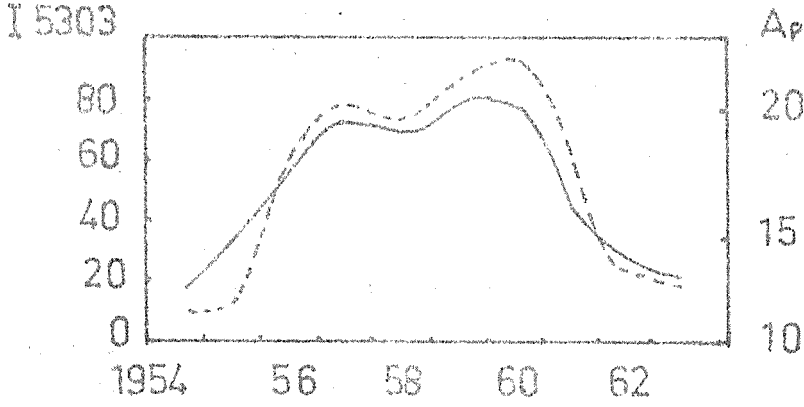
Sazonov (1949-1962) yılları arasında kuzey yarım küre için elde edilen 12 000 yüksek enlem izobarik haritalarını kullanarak maksimum ve minimum atmosferik basıncın olduğu bölgelerin frekanslarının büyük olduğu sonucunu bulmuştur. Ayrıca bu bölgelerin halka şeklinde bir kuşak içinde kaldığını da ortaya çıkarmıştır. Sazonov bu sonuçtan bu troposferik olayların görünüşünün güneş korpüskülü ile ilişkili olabileceği sonucunu çıkarmıştır. Yinede bu troposferik olayların sayısı 1960 yılında bir maksimum göstermişti. Bu tezatlık ikinci maksimum ortaya çıkarıldığı zaman anlaşılmış oldu. (Gnevyshev, Sazonov 1964).

Şekil 10, üst eğri çok büyük basınç olayların sayısını gösterir. Alt eğri ise arz doğrultusu civarında 60° nin üzerinde 5303 Å koronal şiddeti gösterir. Koronal şiddetle geomanyetik karışıklıkları mukayese ederken alınan katı açılar değerleri kullanıldığı zaman Şekil 10 daki en iyi uyuşumun elde edilmesi önemlidir. Buradan troposferik özelliklerin güneş olaylarına bağımlılığı II. maksimumu açıklamak için inandırıcı olmaktadır.

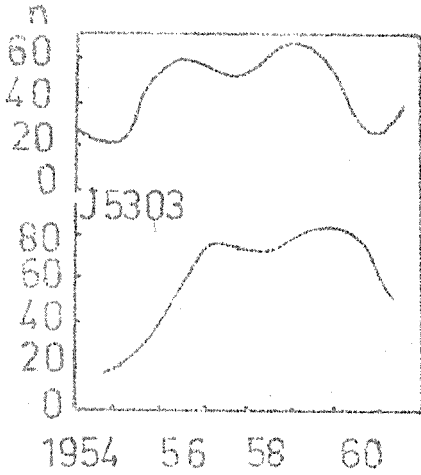
Bazı yazarlar Reznikovsky (1960) 11-yıllık çevrim içinde iki maksimumun varlığını, Aral gölünün su seviyesinin bir sonucu olarak Amu Daria ve Syr Daria nehirlerinin suyunun akışındaki değişiklikler ve jeolojik tortuların (çamur ve kil) kalınlıklarındaki değişimlerden çıkarmayı başarmıştır. Jeolojik veriler 11-yıllık çevrim içinde iki dalganın (5-6 yıllık çevrim olarak isimlendirilir) milyonlarca yıldır devam ettiğini gösterir. Bu gerçeler şimdi yeni yeni önem kazanmaktadır.

1955 yılında G. Picardi günlük sistematik kimyasal ters gözlemlerini başlatmıştır. Keza o da iki maksimumlu 11-yıllık bir eğri bulmayı başarmıştır. Bu iki maksimum 5303 Å koronal çizgi şiddetindeki iki benzer tepe ile çıkarılır. Şekil 11 deki kırık çizgi kimyasal test sayısını, düz çizgide 5303 Å çizgi şiddetini verir. (Piccardi, 1965).

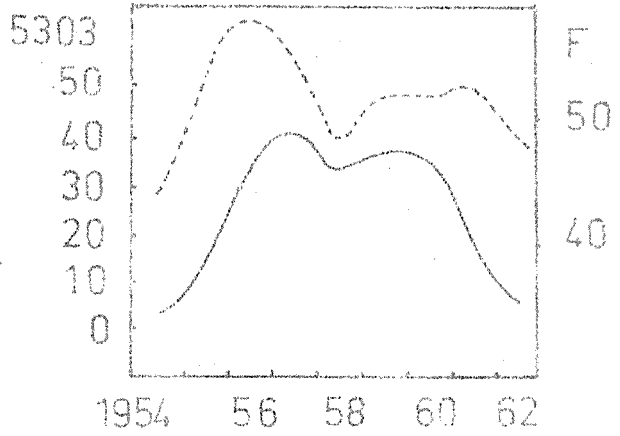
Shulz (1965), güneş aktivitesindeki değişimler ile kanın bileşimini değiştirebilecek



Sekil 9 : A_p geomanyetik indeksi (kırık çizgi) ve arz doğrultusunda $\pm 30^\circ$ üzerinde koronal çizgi şiddetinin değişimi.



Sekil 10 : Üst eğri : Büyük parik olayların (n) sayısını. Alt eğri : Arz doğrultusunda $\pm 30^\circ$ ilk bir açı üzerinde 5303 koronal çizgi şiddetinin ortalamasıdır.



Sekil 11 : Piccardi'nin F kimyasal testi (kırık çizgi) ve disk kenarında 5303 koronal çizgi şiddeti (düz çizgi) arasındaki ilişki.

bazı gösterimlerin varlığını ileri sürmüştür. Şayet bu doğru ise bu olay Piccardi'nin kimyasal testi ile ilgili olabilir. Bu durumda da güneş aktivitesi sadece atmosferi değil, kimyasal ve biyolojik olaylarda etkisi olduğundan hidrosferide etkilediği düşünülür.

Leroy ve Trellis (1974 a–b) koronal yeşil ve kırmızı ışığı üç güneş çevrimi incelemişler ve I. maksimum süresince koronanın çok homojen olduğunu II. maksimumda ise 1:5 lik yoğunluk farkına ulaştığını sonuçlamışlardır.

Kopecky ve Kotrc (1974) I. maksimumda leke sayılarının II. maksimumda leke alanlarının büyük olduğunu çıkarmışlardır. Yine iki maksimumun mevcudiyeti ile ilgili bir çok ispatı kozmik ışın gözlemcileri tarafından verilir. Wadu ve Kudo (1967), Lucci et al. (1973, 1974).

(Lucci, Parisi, Villoresi, 1973). Kozmik ışın değişimi ile (forbush decrease index) 5303 Å koronal şiddeti arasında orta enlemlerde ($17^{\circ}.5-42^{\circ}.5$) iyi bir korelasyon bulmuştur. Sabit güneş çevrim modülasyonu ise 5303 Å ile ekvatora yakın bölgelerde ($0^{\circ}-17^{\circ}.5$) korelasyon halinde olduğunu 1965–1970 yılları arasındaki gözlemlerinden çıkarmışlardır.

Cuperman ve Sternlieb (1972), 20. çevrimde güneş leke aktivitesi ve 5303 Å koronal çizgi şiddetinin analizlerinden iki ayrı maksimumun mevcudiyetini teşhis etmişlerdir, ayrıca Scott ve Smith (1968) planetlerin parlaklıklarında, özellikle Jüpiterin dev kırmızı lekesinin parlaklığında 11–yıllık çevrim süresince iki maksimum gözlemiştir.

Böylece iki maksimumun daha ayrıntılı araştırılma konusu, büyük önem ve ilgi kazanmış olmaktadır.

KAYNAKLAR

- Antalova, A. ve Gnevyshev, M. N. : 1965, Sov. Ast. Vol.9, No.2.
 Antalova, A. ve Gnevyshev, M. N. : 1965, Publ. Czech. Acad. Sci. Astr. Inst. 51, 47.
 Cuperman, S. ve Sternlieb, A. : 1972, Solar Phys. 25, 493.
 Gleissberg, W. ve Damboldt, Th. : 1971, J. Brit. Astron. Assoc. 81, 270.
 Gnevyshev, M. N. : 1963, Sov. Ast. Vol.7, No.3, 311.
 Gnevyshev, M. N. ve Sazonov, B. I. : 1964, Sov. Ast. Vol.8, No.5, 751.
 Gnevyshev, M. N. : 1965, Sov. Ast. Vol.9, No.3, 387.
 Gnevyshev, M. N. ve Ohl, A. I. : 1965, Sov. Ast. Vol.9, No.5, 765.
 Gnevyshev, M. N. ve Krivsky, L. : 1966, Sov. Ast. Vol.10, No.2, 304.
 Gnevyshev, M. N. : 1967, Solar Phys. 1, 107.
 Gnevyshev, M. N. : 1977, Solar Phys. 51, 175.
 Kopecky, M. : 1958, Bull. Astr. Inst. Czech. 9, 34.
 Kopecky, M. ve Kotrc, P. : 1974, Bull. Astr. Inst. Czech. 25, 171.
 Leroy, J. ve Trellis, M. : 1974 a, Astron. Astrophys. 35, 283.
 Leroy, J. ve Trellis, M. : 1974 b, Astron. Astrophys. 35, 289.
 Lucci, N., Parisi, M. ve Villoresi, G. : 1973, Solar Phys. 33, 505.
 Lucci, N., Parisi, M. ve Villoresi, G. : 1974, J. Geophys. Res. 79, 659.
 Piccardi, G. : *Gedfisica e Meteorologia* (Genova) 14, 77, 1965.
 Reznikovskiy, A. : 1960, The Problem of the Hydroenergetic and Regulations of the river flowing.
 Scott Smith, T. : 1968, Nature, 219, 357.
 Wadu, M. ve Kudo, S. : 1967, Rept. Ionosph. Space Res. in Japon 21, 45.

1970–1983 ARASINDAKİ GÜNEŞ PARLAMALARININ ANALİZİ

M. Türker Özkan, Adnan Ökten, A. Talat Saygıç, Hulusi Gülseçen

İstanbul Üniversitesi Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İSTANBUL

ÖZET : Bu çalışmada, 20. aktivite çevriminin (1970–1976) iniş kolu ile, 21. aktivite çevriminin (1976–1983) çıkış kolunda İ.Ü. Gözlemesinde bir Lyot filtresi (H–alpha) ile, yapılan Güneş Kromosfer gözlemlerinin ayrıntılı bir istatistiksel analizi verilmektedir.

1970 yılının başından 1983 yılı sonuna kadar 2042 gün boyunca filtre toplam 3976 saat 47 dakika ve 1 saat 57 dakikalık günlük ortalama ile sürekli çalışarak gözlem verilerinin alınmasını sağlamıştır.

14 yıl boyunca gözlenen toplam 1400 parlamamanın farklı özelliklerine göre incelenmesinden,

- Parlamaların en fazla "s" tipinden gözlemlendiği,
- Merkezi meridyene göre %50.8'lik bir doğu fazlalığı olduğu,
- Parlamaların %71 gibi büyük bir çoğunluğunun gelişmiş leke guruplarında çıktığı
- 10, 150, 320 boylamlarında bir maksimum gösterdiği ve diferansiyel dönme de göz önüne alındıktan sonra boylamların bir miktar değiştiği görülmüştür.

1. GİRİŞ

Güneş parlamaları çok geniş bir dalgaboyu aralığında ışıının yayınlar. Parlamaların dalgaboyu aralığı 0.002 Å 'dan, 10 Km'ye kadar uzanır. Parlamalar hakkındaki en fazla bilgiyi Hidrojenin H_α (6563 Å) çizgisinden elde ederiz. Bu çizgide, parlamaların en yoğun ve optik olarak en kalın kısmı gözlenir. Çalışmada, bölümümüzde Lyot Filtresi ile elde edilen parlamaların istatistiksel özelliklerini araştırmaya çalıştık. Parlamaların merkezi meridyene ve Helyografal enleme göre dağılımları güneş lekeleri ile ilişkisi ve boylamsal dağılımları araştırılmıştır. Ayrıca, diferansiyel rotasyon hesaba katılarak parlama bölgelerinin, bulunmaları gereken boylamlara da indirgenmesi yapılmıştır.

2. PARLAMALARIN SINIFLANDIRILMASI VE GÖZLEM VERİLERİ

I.A.U. tarafından 1966'da yapılan tanımlamaya göre, parlamalar dört sınıfa ayırılır. Çizelge I'de bu sınıflama görülmektedir. Burada ilk parametre olarak parlamaların alanları alınmış, parlaklığına ve şiddetine göre sönük, normal ve parlak şeklinde de ikinci bir parametre tanımlanmıştır.

ÇİZELGE I

Parlamaların Sınıflandırılması

Alan (σ^2)	Sönük	Normal	Parlak
≥ 2.0	sf	sn	sb
2.1—5.1	1f	1n	1b
5.2—12.4	2f	2n	2b
12.5—24.7	3f	3n	3b
≤ 24.7	4f	4n	4b

Bu çalışmada kullanılan gözlem verileri, İ. Ü. Gözlemesinde Lyot filtresi ile elde edilen H_α parlamalarıdır. 1 Ocak 1970'den, 31 Aralık 1983'e kadar toplam 2042 gün içinde 3642 saatlik gözlem yapılmış ve bu süre içerisinde 1400 parlama gözlenmiştir. Bu parlamaların sınıflara göre dağılımı şöyledir :

s : 1123 1 : 214 2 : 38 3 : 25

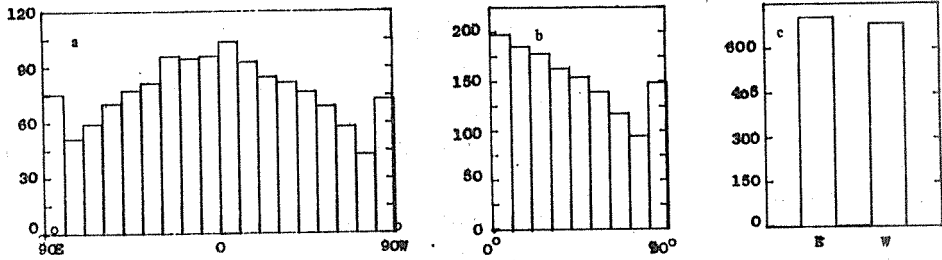
3. MERKEZİ MERİDYENE GÖRE PARLAMALARIN DOĞU—BATI DAĞILIMI

Daha önce konu ile ilgili çeşitli yazarlar tarafından yapılan çalışmalarda (Waldmeier, 1938, Evens et. al. 1951, Behr, Siedentopf 1952, Waldmeier, Bedman, 1959, Smith 1961, Reid, 1968) parlamaların bir doğu fazlalığı olduğu gösterilmiştir. Biz de toplam 1400 parlamanın doğu—batı dağılımına baktığımızda 0.83'lük bir doğu fazlalığı gördük. Parlamaların %49.2 batı yarım kürede, %50.8'i doğu yarım kürede çıkmıştır.

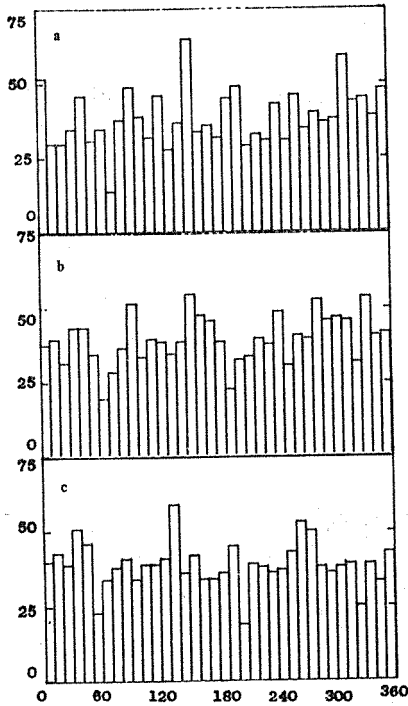
Warwick (1954), bu asimetrisinin nedenini şu şekilde açıklamaya çalışıyor;

1. Asimetri sadece leke çevriminin maksimumuna yakın zamanda olur,
2. Asimetriye büyük ve parlak parlamalar neden olur.

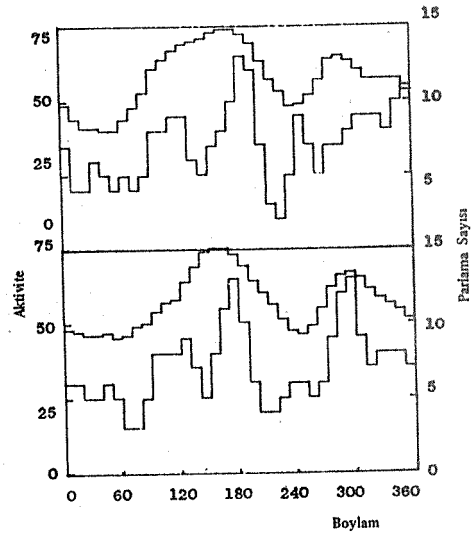
Bu araştırmada, 20. çevrimin iniş kolunda az da olsa bir batı fazlalığı görmekteyiz. Fakat 21. çevrimin çıkış kolunda doğu fazlalığı kendini öyle hissettirir ki, ortalama alındığında bile doğu hakim olmaktadır. Bu, yukarıdaki birinci maddeye uyum gösterir. Yine "3" tipinden büyük parlamaları da gözönüne aldığımızda ikinci maddede verilen doğu fazlalığı bizim gözlemlerimizde de açık bir şekilde kendini gösterir. Ayrıca, bütün parlamaların merkezi meridyen civarında çok fazla çıktığında gözlenmiştir Şekil 1.



Şekil 1a : Toplam parlamaların merkezi meridyene göre dağılımı, b : İki yarım küredeki toplam parlamaların dağılımı, c : Parlamaların doğu-batı dağılımı.



Şekil 2a: Parlamaların helyografal boylamdaki dağılımı, b: Yıllık diferansiyel rotasyondan sonraki dağılımı, c: 14 yıl dikkate alınarak hesaplanan diferansiyel rotasyondan sonraki dağılım.



Şekil 3 : 1979 yılı için lekelerin ve parlamaların boylamsal dağılımlarının karşılaştırılması. Üstteki, diferansiyel dönmeden önce, alttaki ise diferansiyel dönmeden sonraki durumu gösteriyor

4. HELYOGRAFAL BOYLAMDAKİ DAĞILIM

Şekil 1a'dan da görüleceği gibi, parlamaların boylamsal dağılımları gözönüne alındığında bazı boylamlarda parlamalar daha fazla çıkmaktadır. Bu şekilde her bir sınıfa ait parlamaların toplamı gözönüne alınmıştır. Dikkat edilirse 10, 150, 320 boylamlarında etkinlik maksimumdur. Sınıflara göre bunları incelediğimizde 10'deki fazlalığın daha çok s,1,2 sınıflarından kaynaklandığını görmekteyiz.

Biliyoruz ki, diferansiyel rotasyondan dolayı güneş üzerindeki aktif bölgeler sürekli aynı boylamlarda bulunmazlar. Bundan dolayı diferansiyel rotasyon gözönüne alınarak dağılım incelenmiştir. Yıl yıl diferansiyel rotasyonu hesapladığımızda fazla bir değişim olmadığını gördük, Şekil 2b.

14 yıl süresince çıkan bütün parlamalar 1977 yılı başına indirgenmiştir. Bu yapıldığında görülmüştür ki, 10 boylamındaki önceki maksimum kaybolmakta, buna karşılık 320 boylamındaki maksimum, 260, 270, 280 boylamlarına yayılarak kendini göstermektedir. 150 boylamındaki maksimum ise 130'ye kayarak biraz daha kuvvetli şekilde ortaya çıkmaktadır, Şekil 2c. Ayrıca, 1979 yılını daha önce lekeler için yapılan (Özkan, Derman 1982) çalışmanın sonuçları ile karşılaştırdık. Parlamaların eski bir etkin alanda veya yakınında çıktığını gördük ve etkin alanlar diferansiyel rotasyondan etkileniyordu, Şekil 3a,b.

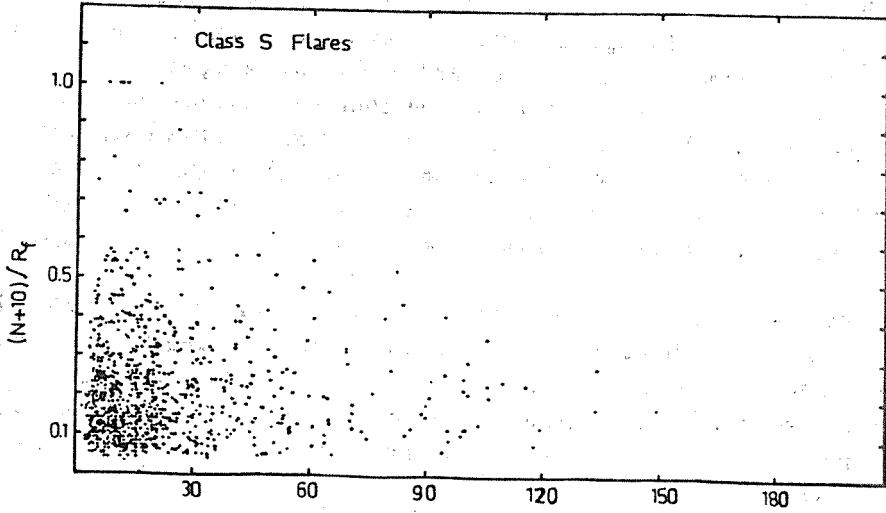
5. PARLAMALARIN LEKELERLE İLİŞKİSİ

Parlamaların leke tiplerine göre dağılımı Çizelge II'de görülmektedir. Bu çizelgeden "s" tipi parlamaların %23 ile D ve E guruplarını, "1" tipi parlamaların %29 ile E gurubunu, "2" tipinin %28 ile D ve E guruplarını ve son olarak "3" tipi parlamaların % 43 ile

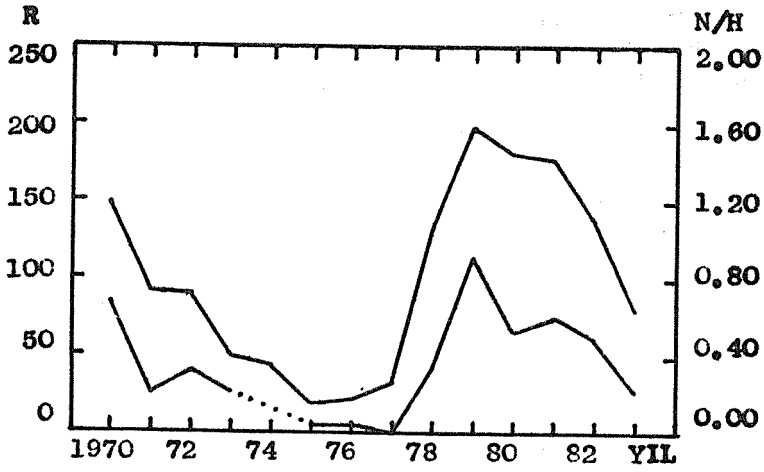
ÇİZELGE II

Parlama sınıfları ile leke tipleri arasındaki ilişki

Leke Tipi	s	%	1	%	2	%	3	%	Toplam
A	56	6	6	3	0	0	0	0	62
B	53	5	8	4	3	8	0	0	64
C	104	11	13	7	1	3	1	4	119
D	226	23	41	22	10	28	0	0	277
E	229	23	55	29	10	28	8	35	302
F	140	14	38	20	6	17	10	43	194
H	182	18	28	15	6	17	4	17	220



Şekil 4 : "s" tipli parlamaların, $N+10/R$ oranının parlama sürelerine göre dağılımını gösteriyor.



Şekil 5 : Üstteki eğri, relatif sayının (R) gözlem periyodu aralığındaki gidişi göstermektedir. Alt eğri, parlama sayılarının gözlem sürelerine oranının N/H 14 yıllık gözlem aralığındaki durumunu gösteriyor.

F gurubunu seçtiğini görüyoruz. 162 parlama ise, lekesiz alanlarda çıkmıştır. Diğer taraftan, parlamaların çıktığı leke guruplarındaki leke sayılarına da bakıldı. Buradan da leke sayısının artması ile parlama çıkma olasılığının azaldığı sonucu ortaya çıktı.

Yine aktif merkezlerin parlamalarla ilişkisini görmek için her parlamanın $N + 10/R$ oranı hesaplandı. Burada, N parlamanın çıktığı leke gurubundaki lekelerin toplam sayısıdır. R Relatif sayıdır. Bu oranla, parlama sürelerinin ilişkisi incelendiğinde (Şekil 4) oranın küçük değerleri için parlamaların daha uzun süre gözlemlendikleri, diğer bir deyişle aktif merkez leke aktivitesine hakim olursa parlamaların çıkma olasılığının zayıfladığı görülmektedir.

Son olarak da, 1970–1983 yılları arasında parlama aktivitesi ile leke aktivitesi arasındaki ilişkiye bakıldı. Bunun için parlama aktivitesi olarak, parlama sayılarının gözlem sürelerine oranı N/H , leke aktivitesi olarak da relatif sayı alındı. Şekil 5'den de görüldüğü gibi, parlama aktivitesi ile leke aktivitesi bütün yıllarda tam bir paralellik göstermektedir. Ayrıca şekilden görüleceği gibi 21. aktivite çevriminde her iki eğride de ikinci maksimum kendini göstermektedir.

KAYNAKLAR

- Behr and Siedentopf : 1952, Z. f. Ap., 30, 177.
 Evans et al 1951, Harvard Univ. Special Report, No. 34.
 Özkan, T. ve Derman, E. : Astrophys. Space Sci. 87, 1982, 211.
 Reid, 1968, Solar Physics, Vol. 5, 207–235.
 Smith, 1961, GRD Researc Notes, No. 59, AFCRL, 600.
 Waldmeier, M. : 1938, Z. Astrophys. 16, 276.
 Waldmeier, M. and Bechmann, H. : 1959, Z. Astrophys., 47, 81.
 Warwick, 1954, Ap. J., 120, 237.

SA 133 YILDIZ ALANININ UBV ÜÇ RENK FOTOMETRİSİ VE SONUÇLARININ RGU İLE KARŞILAŞTIRILMASI

R. P. Fenkart

Astronomical Institute of the University of Basle, BASLE

Şenel Boydağ

Yıldız Üniversitesi, Fizik Bölümü, İSTANBUL

Gülçin Kandemir

İstanbul Teknik Üniversitesi, Fen—Edebiyat Fakültesi, İSTANBUL

Latif Topaktaş

Genkim, İstanbul

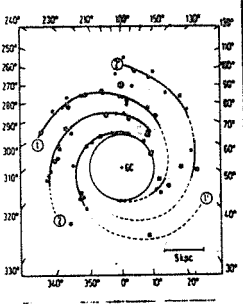
ÖZET : Bu çalışma, Basel Üniversitesi Astronomi Bölümünde birçok ülkenin astronomlarının katkısıyla yürütülmekte olan çok geniş kapsamlı bir araştırma programı içindedir. Üç ana kolda—galaktik kümelerin, galaktik yıldız alanlarının ve halo yıldız alanlarının—üç—renk fotometrisi olarak yürütülen bu araştırma programında UBV ve RGU üç—renk fotometrik sistemleri kullanılmaktadır. Bu nedenle hangi sistemin amacımıza ulaşmakta daha verimli olduğunu saptamak gerekmektedir. Daha önce çeşitli galaktik kümelerde üç halo yıldız alanında ve 2 galaktik yıldız alanında yapılan karşılaştırma beklenenin aksine RGU lehine belirgin bir farklılık göstermemiştir.

SA 133 galaktik konumu nedeniyle çok çeşitli yıldız gruplarını içerdiği varsayılan bir geçiş alanıdır. RGU ve UBV fotometreleri ilk kez bu tür bir alanda karşılaştırılmaktadır.

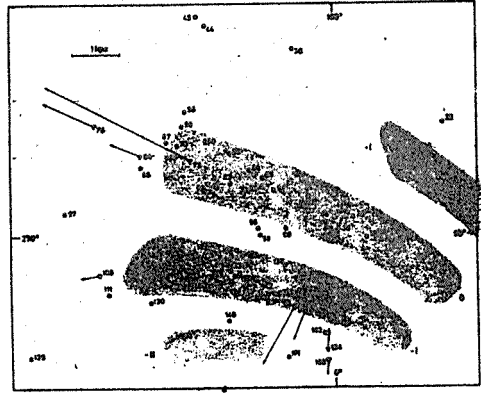
Şimdiye kadar yapılan çalışmalarda iki—renk diyagramları RGU fotometrisinde G görülen parlaklık intervallerinde, UBV de ise V görünen parlaklık intervallerinde hazırlanmıştır. Bu çalışmada iki—renk diyagramlarına ilave olarak B görünen parlaklık intervallerinde de iki—renk diyagramları çizilmiştir. İlk izlenimimiz iki sistemin karşılaştırılmasında özellikle çeşitli gruplardaki yıldızların ayırımında (dev—cüce, Popülasyon I—Popülasyon II) daha anlamlı sonuçlar vereceği doğrultusundadır.

Bu çalışmada 1960 lı yılların başlarında W. Becker tarafından Basel Üniversitesi Astronomi Bölümünde başlatılan ve uluslararası işbirliği ile yürütülen geniş kapsamlı araştırma programının bir parçasıdır. Programın genel amacı Samanyolu olarak adlandırığımız Galaksimizin yapısını optik yöntemlerle ortaya koymaktır.

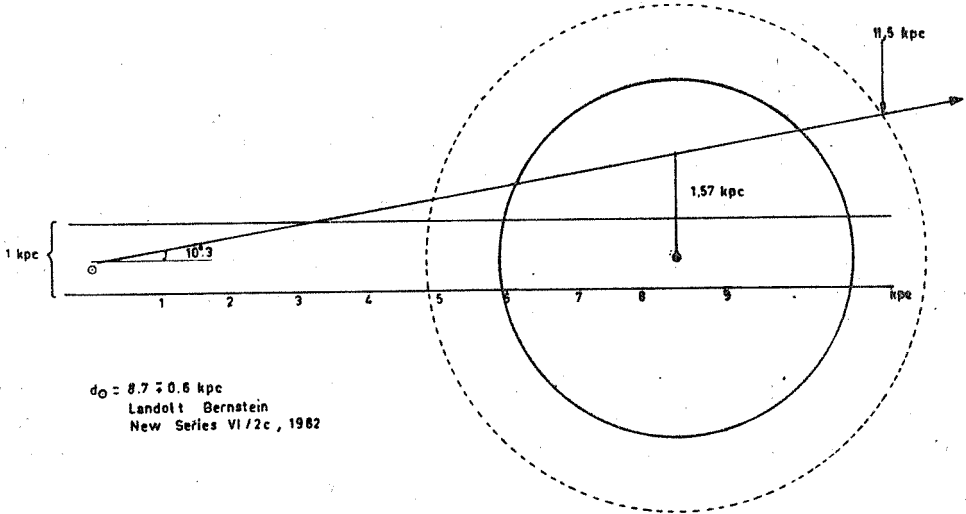
Program üç anakolda yürütülmektedir. 1. Galaktik Kümeler : galaktik düzlem üzerinde incelenen açık kümelerin fotometreleri sonucu, genç kümelerin dağılımı spiral kolların uzaklıkları ve kalınlıkları hakkında bilgi vermektedir. 2. Galaktik düzlem üzerinde çeşitli galaktik boylamlarındaki galaktik yıldız alanlarının fotometrisi : baktığımız doğrultuda, yıldızların yoğunluk ve ışının gücü fonksiyonları yardımıyla yapı hakkında bilgi elde etmemizi sağlamaktadır. 3. Galaktik düzleme dik bir düzlem içinde çeşitli doğrultularda seçilmiş Halo yıldız alanlarının fotometrisi : galaksimizin dikey yapısı hakkında bilgi vermektedir.



Şekil 1 : Galaksi düzleminde 60 Dev HII bölgelerinin dağılımı. 1- Sagittarius - Carina kolu; 2- Scutum-Crux kolu; 1'- Norma kolu; 2'- Perseus kolu.



Şekil 2 : Basle-Katalogundaki (BCV) 60 genç galaktik kümenin Galaktik dağılımı : -II, -I, 0 ve + I Becker'ın yaklaşık spiral kolları.



Şekil 3 : Alanımız doğrultusunda Galaktik yapı.

Galaktik düzlemde ve Galaktik Halo'da yapılan araştırmalarda her büyüklükte ve her yaşta yıldızla karşılaşacağımız doğaldır. Bu tip istatistik amaçlar için çoğunlukla oluşturulan RGU fotometrik sistemi kullanılmasına karşın çeşitli yıldız gruplarının ayrımları yıldızlar hakkında daha fazla veri elde etme istemleri bizleri optimum fotometrik sistemin araştırılmasına itmektedir. Bu nedenle alanlarımızı şu anda en iyi şekilde kurulmuş RGU ve UBV sistemlerinde gözleyip her iki sistemde de inceleyerek elde edilen sonuçların inanılabilirlik oranlarını genişletiyor ve hem de hangi sistemin daha duyarlı sonuç verdiğini araştırarak bundan sonraki çalışmalara ışık tutmak istiyoruz.

Şimdiye kadar karşılaştırmalı olarak hem RGU da hem de UBV de incelenen yıldız alanları bir kaç tane olduğundan kesin sonuç verme olanağımız yoktur. Çalışmamıza konu olan SA 133 geçiş alanı olması nedeniyle ilginç bir alandır ve ilk kez böyle bir alanda iki fotometrik sistem karşılaştırılmaktadır.

Tartışmaya geçmeden önce bugünkü bilgilerimiz ışığında alanımızın doğrultusunda galaktik yapıyı şematize etmeye çalışalım.

60 dev HII bölgesi galaktik düzlemdeki dağılımını gösteren Şekil 1 (1) ve 60 genç galaktik kümenin dağılımını gösteren Şekil 2 den (2) galaktik merkez bölgesinin yarıçapını 4 kpc; içinde bulunduğumuz spiral kolun kalınlığını 1 kpc varsayar ve güneş-galaktik merkez uzaklığını 8.7 kpc alırsak galaksimizi kabaca Şekil 3 te gösterdiğimiz gibi çizebiliriz.

Şekil 3 te görüleceği gibi ~ 3 kpc kadar sonra galaktik düzlemden çıkıp, ~ 5 kpc sonuçta galaktik merkez bölgesine girmektedir ve yıldızlararası kızarmanın küçük olması nedeniyle 11.5 kpc'ğe kadar gidebilmekte, diğer bir deyişle galaktik merkez bölgesini baştan başa geçmektedir. Bu nedenle alanımızda Disk ve Halo yıldızlarının karışımı yanında çok sayıda metal bakımından zengin ve fakir Dev yıldız beklemekteyiz.

Alanımızın 1950.0 epok'una göre koordinatları :

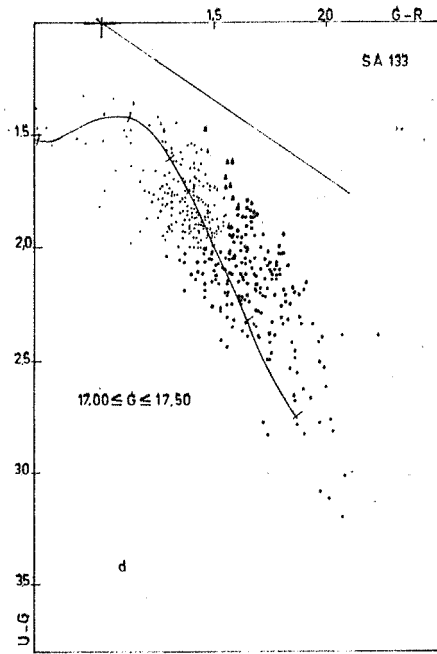
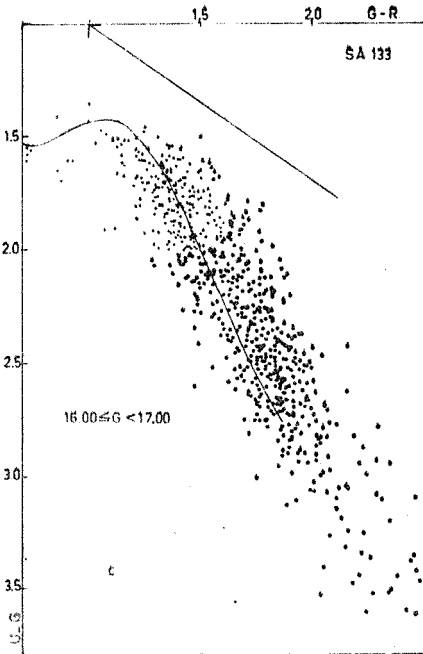
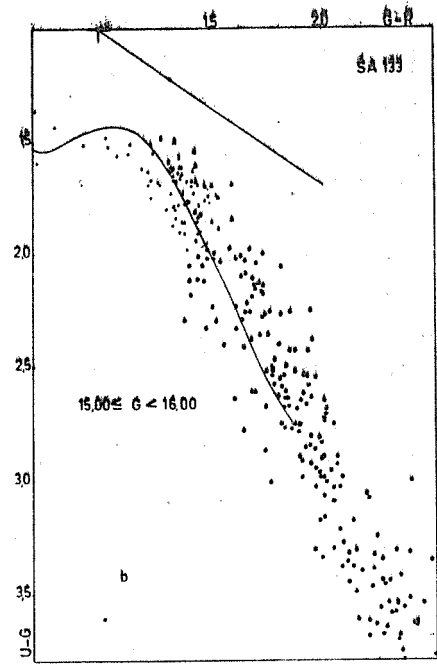
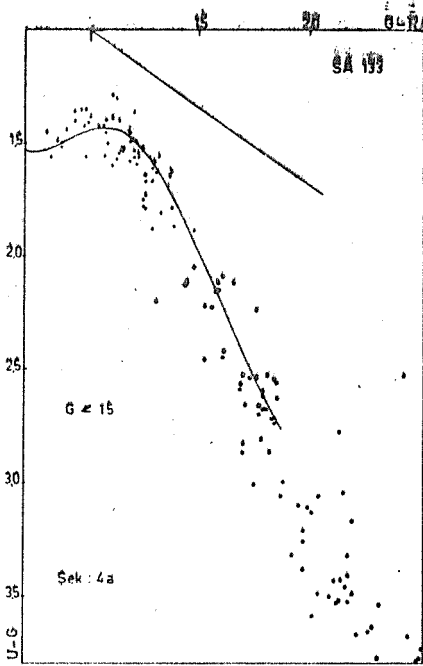
$$\alpha = 17^h 19^m .6, \quad \delta = -17^\circ 50', \quad l = 6^\circ .5, \quad b = 10^\circ .3$$

dir ve 0.19 derece karelik alanda R,G,U,B ve V bantlarında 8 er plak üzerinde 1934 yıldız ölçülmüştür.

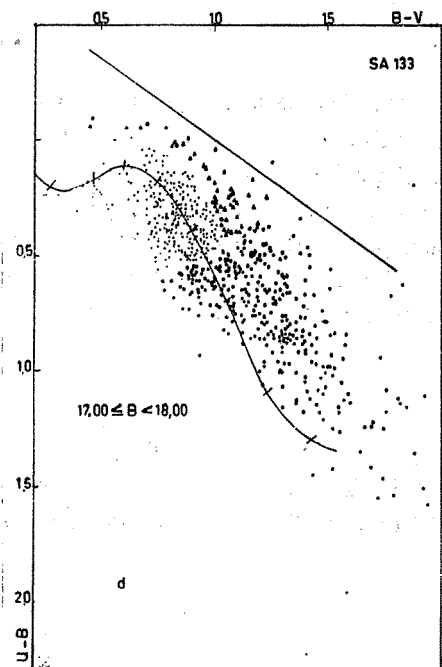
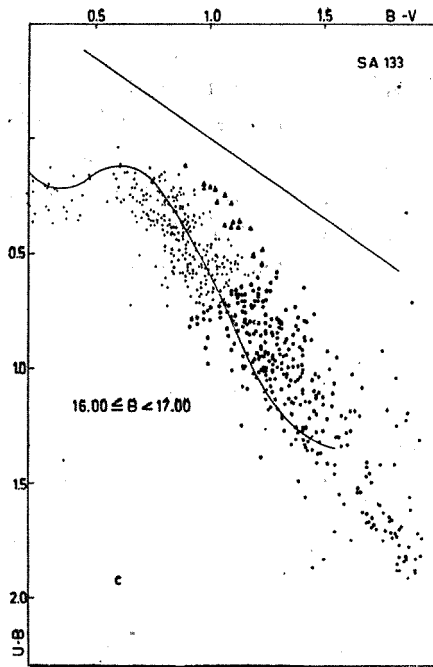
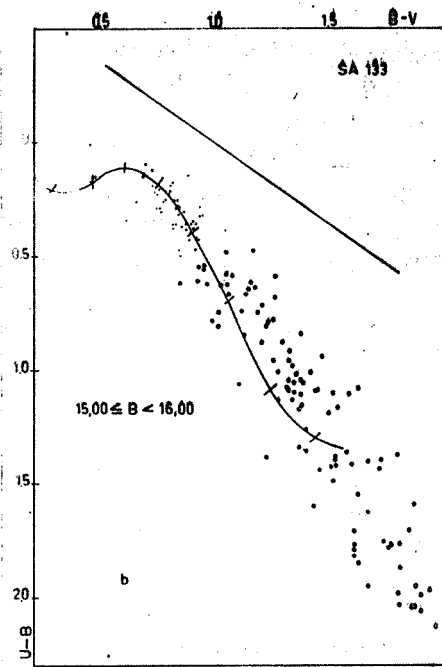
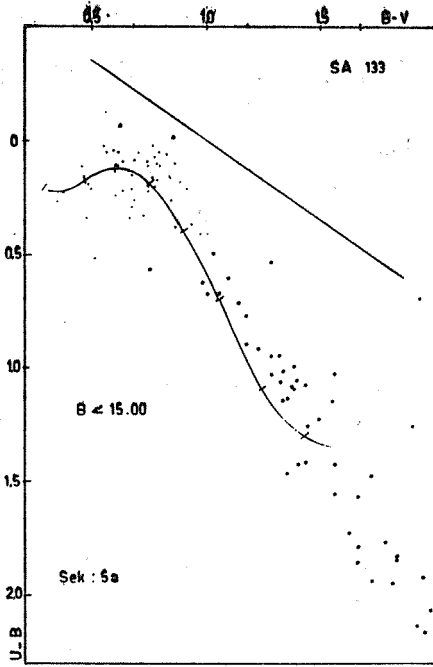
Alanın RGU üç renk fotometrisi W. Becker (3) tarafından yayımlanmıştır. Yıldızlararası kızarma için $E(B-V) = 0.20$ kadir Becker tarafından bulunan $E(G-R) = 0.25$ kadir değeri ile çok iyi bir uyum göstermektedir. Yani yıldızlararası kızarma 300 parsekten daha yakın bir bulut tarafından meydana gelmektedir.

Fotometrik büyüklükler RGU sisteminde G, UBV'de V bandında çizilen diyagramlardan elde edilmektedir. Ancak Spektrumdaki konumları nedeniyle karşılaştırmanın G ve B bantları arasında daha uygun olacağı düşünüülerek iki-renk diyagramlarımız G, V ve B bantlarında hazırlanmıştır. Görünüm olarak G ve B parlaklık aralıklarındaki iki-renk diyagramları birbirlerine benzemekte, özellikle devlerin dağılımı gözönüne alınırsa V görünen parlaklık aralıklarındaki iki-renk diyagramı bir hayli farklılık göstermektedir.

Her üç renkteki iki-renk diyagram birbirinden bağımsız olarak incelenerek Dev-Cüce ve Halo yıldız ayrımları yapılmış ve sonuçlar Çizelge I de toplu olarak verilmiştir; sistemler arasında şaşırtıcı derecede iyi bir uyum gözlenmektedir ve beklendiği gibi



Şekil 4a-d : İki-renk diyagramları (G).



Şekil 5a-d : İki-rek diyagramları (B).

yıldızların yarısından fazlası devdir.

Çizelge I, kesin bir limit parlaklığa sahip olmak amacı ile her renkte son iki—renk diyagramı atılacak.

V—bandında $V \leq 17.00$ kadir olan 1588 yıldız,

B— " $B \leq 18.00$ " " 1633 " ve

G— " $G \leq 17.50$ " " 1597 "

değerlendirilerek hazırlanmıştır.

ÇİZELGE I

Sayı	N_g	N_D	N_H	N_g/N	N_D/N	N_H/N
Renk						
V	914	585	89	%58	%37	%6
B	885	613	135	%54	%38	%8
G	859	632	106	%54	%40	%7

N : toplam yıldız sayısı.
 N_g, N_D, N_H : sırasıyla Dev—Cüce ve Halo yıldız sayıları.

Bir karmaşıklığa neden olmamak açısından G ve B görünen parlaklık aralıklarındaki iki—renk diyagramları Şekil 4a—d ve Şekil 5a—d de verilmektedir. Şekillerden görüleceği gibi dev yıldızlarda popülasyon I ve II ayrımı yapmak olanaksız gibidir. Özellikle sönük diyagramda popülasyon II dev yıldızlar görünümü veren yıldızlarda U parlaklığında plak limiti nedeniyle hatanın büyük olacağı gözönüne alınmalıdır.

Bir yıl içinde yayımlanacağını umduğumuz çalışmamızın bu aşamasında daha ay-
rıntılı ve spekülatif sonuçlar vermekten kaçınmaktayız.

KAYNAKLAR

- Scheffler : 1982, Landolt—Börnstein, New Series, Vol.2.
R.P. Fenkart ve B. Bingeli : 1979, Astron. Astrophys. Suppl. 35.
W. Becker : 1979, Astron. Astrophys. Suppl. 38.

X-IŞIN ASTRONOMİSİ *

E. Nihal Ercan

Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi, İSTANBUL

ÖZET : X-ışın astronomisi, bugün astronominin en genç dallarından biri. Başlangıcı, 1962 yılına ve SCO X-1 isimli parlak bir X-ışın kaynağının keşfine rastlıyor. Bu keşfi ilk gerçekleştiren ünlü İtalyan astronomi Profesörü R. Giacconi, bugün X-ışın astronomisinin kurucusu olarak bilinir. Burada, oldukça genel bir anlamda X-ışın astronomisinin gözlemsel metotlarına, Galaktik ve Galaksimiz dışı X-ışın kaynaklarına ve X-ışınlarının yayılım mekanizmasına değineceğim.

1. GİRİŞ

20. yüzyılın ikinci yarısında, 1940 yılından önce astronomların hayalini bile düşüneyecekleri son derece aktif bir disiplin, astronomi ve astrofizik dünyasına girmeye başladı. İkinci Dünya Savaşı sırasında elde edilen teknolojik ilerlemeler, bu tür bir aktiviteyi arttıran başlıca etkenler. Elde edilmeye başlanan teknolojik ilerlemelerle elektromanyetik spektrumun bir insan gözüne duyarlı olan küçük bir aralığın daha geniş bir aralığa geçilmeye başlandı.

Bu konuşmada X-ışın astronomisi konusuna değineceğim. Astronominin bu dalı ilk olarak 1949 yılında Güneş'ten ilk kez gözlemlenen X-ışınları ile başladı. Diğer pek çok gök cisimlerinin de birer X-ışınları kaynağı olduğu 1962 yılında Scorpio takım yıldızı içindeki oldukça parlak bir kaynağın, yani Sco X-1'in keşfedilmesi ile doğrulandı. 1962 yılında kozmik X-ışın kaynaklarının keşfine yol açan gözlemler tamamen kazara yapılmıştır. A.B.D.'den Amerikan Bilim ve Mühendislik Grubu aynı yıl Ay'dan gelebilecek muhtemel X-radyasyonunu araştırmak üzere X-radyasyonuna duyarlı detektörlerle donatılmış bir roket fırlattılar. Beklenenin aksine araştırmacıların umduğu gibi X-radyasyonu gözlemlenemedi. Roket, gökyüzünde oldukça geniş bir bölgeyi taradığından Scorpio ve Sagittarius takım yıldızları yönünden X-radyasyonu geldiği gözlemlendi. Bu sonuç, 1962'de X-ışın astronomisinin kurucusu olarak kabul edilen Giacconi ve arkadaşları tarafından yayımlandı.

X-ışın kaynaklarının gök yüzündeki dağılımı, 1962'den sonraki yıllarda fırlatılan diğer roketlerle araştırıldı. Elde edilen sonuçlar, günümüzde daha da gelişmiş peyklerle yapılan gözlemlerden elde edilen sonuçlarla uyum içindedir. En parlak X-ışını kaynakları Samanyolu'nda yer alırken, daha sönük kaynaklar (ki bunlar ilk araştırmalarında gözlemlenmemişlerdi) gökyüzünde daha bir biçimli olarak dağılmışlardır. Birinci gruptaki X-ışın kaynakları "Galaktik" olarak isimlendirilirken, ikinci gruptakiler "Galaksimiz dışı" kaynaklar olarak bilinirler.

* Çağrılı konuşma.

1.1. Galaktik X-ışın kaynakları :

Galaktik X-ışın kaynaklarının Galaktik koordinatlardaki dağılımı Şekil 1. de verilmiştir. Bu dağılımdan görüleceği gibi, kaynaklar Galaktik merkeze doğru yoğunlaşmakta ve yine daha az bir miktarda Cygnus bölgesinde de toplanmaktadır. Cygnus bölgesindeki bu toplanma Güneş'in üzerinde bulunduğu lokal spiral kolda bir kaynak konsantrasyonuna işaret etmektedir.

Bir X-ışın kaynağının ışımasını, gözlemlenen X-ışın akısından kaynağa olan uzaklık biliniyorsa bulunabilir. Bunu bir örnekle açıklayalım : Sagittarius bölgesindeki en parlak kaynaklardan yaklaşık 1 X-ışın fotonu /cm² s de gözlemlenmektedir. Her X-ışın fotonu 1 kev enerji aralığında (= 1.6 . 10⁻⁹ erg) bir enerjiye sahiptir. Örneğin, X-ışın fotonunun ortalama enerjisi 2.5 kev olarak alınırsa, Dünya atmosferinin tepesine düşen enerji akısı 4 . 10⁻⁹ erg olacaktır. Bu akıyı F ile gösterirsek, L de X-ışın kaynağının ışımasını olmak üzere,

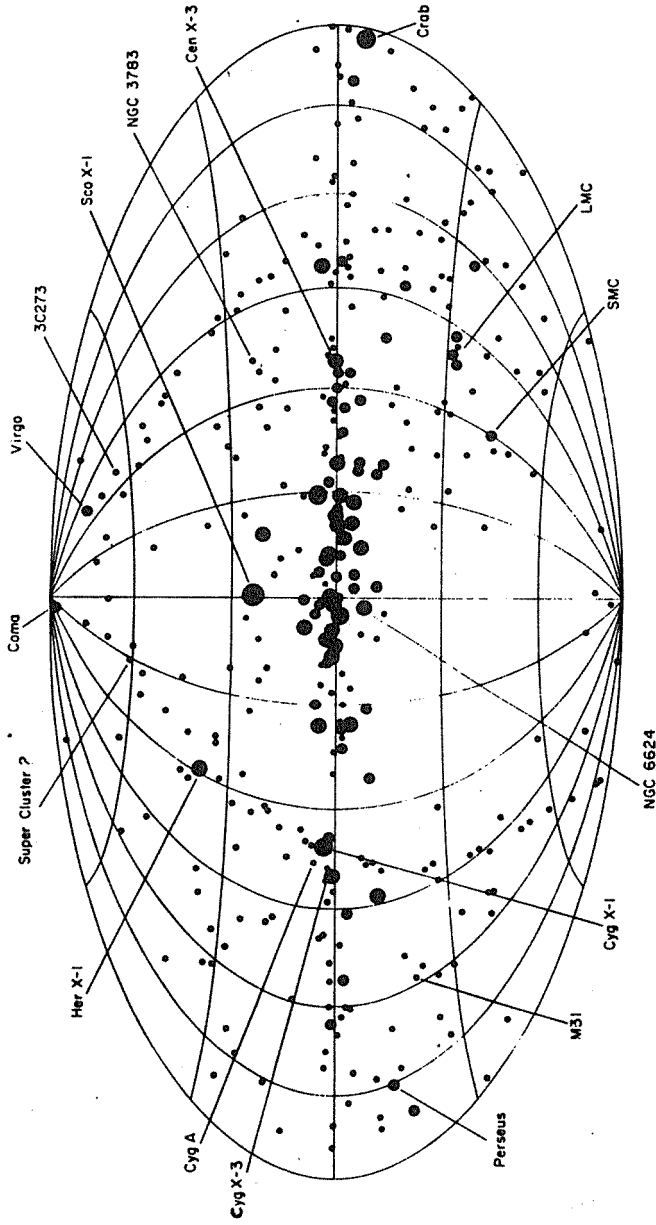
$$F = L / 4 \pi d^2 \quad (1)$$

Burada d kaynağa olan uzaklıktır. Galaktik merkezdeki bir kaynağın bize uzaklığı d = 10 kpc = 3 . 10²² cm alınarak, 4 . 10⁻⁹ erg/cm² s lik bir akı, 5 . 10³⁷ erg/s lik bir ışıma denktir. Böylece, tipik bir X-ışın kaynağı Güneş'in toplam olarak verdiği X-ışınlarından yaklaşık 10 000 kez daha fazla ışımalıdır (L_G = 3.8 . 10³³ erg/s). Şunu kabul etmek gerekirken galaktik boyları, 1₁₁ = 0'a yakın olan X-ışın kaynakları, Galaksimizin en parlak X-ışınını veren kaynakları olmaktadır. Bunlar dışında her X-1 ve Sco X-1 gibi bize daha yakın olan kaynaklar bile 10³⁵ – 10³⁶ erg/s lik X-ışınları ile X-ışını dalga boylarında Güneş'ten çok daha parlaktırlar. Galaktik X-ışın kaynaklarını daha ayrıntılı bir şekilde anlatmadan önce bunların tüm Galaksimizde bir bütün olarak verdikleri toplam X-ışınını miktarını bulalım. Bu sayıyı daha sonra görünür bölgede integre edilmiş Galaktik ışıma ile karşılaştıralım. Kabaca, Galaksimizin 200 kadar X-ışın kaynağını barındırdığını farzedebiliriz, öyleki bu 200 kaynaktan herbiri yaklaşık 10³⁷ erg/s lik bir ortalama ışıma sahip olmaktadır. 200 defa 10³⁷ erg/s nin karşılığı olarak toplam 2 . 10³⁹ erg/s lik bir X-ışınını elde ederiz. Diğer taraftan, yine bilmekteyizki Galaksimiz 10¹¹ tane optik ışıma veren kaynaktan oluşmuştur. Herbirinin optik ışımasını için de örneğin, 10³³ erg/s değerini alırsak, toplam görünür bölge ışımasını için 10⁴⁴ erg/s lik bir optik ışıma bulmaktayız. Böylece, şunu görüyoruz ki Galaksimizi bir bütün olarak ele aldığımızda onun X-ışını dalga boylarındaki ışımasını, toplam enerji yayılımının ancak 1/10⁵'i kadar küçük bir değerdedir.

X-ışını kaynaklarının pek çoğunun ömürleri bilinmemektedir ama bugün, bir kısmının bazı yıldızların yaşam süreçlerinde kısa ömürlü parlak fazları temsil ettikleri de bilinmektedir.

1.2. Galaksimiz-dışı X-ışını kaynakları :

Galaksi-dışı cisimler içersinde sadece Büyük ve Küçük Magellanic Bulut'lar ve



Şekil 1 : Galaktik X—ışın kaynaklarının Galaktik koordinatlarıdaki dağılımı ; kaynakların boyutları maksimumunda sahip oldukları X—ışın yeginiğİnİle orantılı olarak gösterİlmİş ve 4. Uhuru katologunda bulunan 339 adet kaynak İşaretlenmİştir.

Andromeda Nebulası (= M31) çıplak gözle görülebilmektedir. Diğer Galaksiler daha sönük olduklarından gözlemlenebilmeleri için teleskop gereklidir. M31'in ilk X-ışın peyki olan Uhuru ile yapılan X-ışını gözlemleri Galaksimizden yaklaşık iki kez daha fazla X-ışınımına sahip olduğunu göstermiştir. M31'in Samanyolu'ndan kütlece yaklaşık iki kat daha büyük olduğu kabul edildiğine göre bunun X-ışını özelliklerinin Galaksimize çok benzer olduğu sonucu ortaya çıkmaktadır. Diğer taraftan, Centaurus A adlı bir başka galaksi ise bizden 4 Mpc ötede olup, M31 galaksisinden yaklaşık 6 kez daha ötede yer almaktadır. Şayet, Centaurus A' inde M31'e benzer bir X-ışın ışınumuna sahip olduğu kabul edilirse, M31'den 6 kez daha uzak bir mesafede olduğuna göre ondan tam 36 defa daha sönük bir ışınumu olacaktı ki gözlenen M31'den 100 kez daha fazla ışınum değeri ile uyuşmamaktadır. Buradan, bazı Galaksimiz-dışı X-ışını kaynaklarının Galaksimizin sahip olduğu toplam X-radyasyonundan çok daha fazla ışınumlu oldukları sonucu ortaya çıkmaktadır. Bundan şu sonuca da varılabilir : Galaksimiz-dışı X-ışını kaynakları olarak tanımlanan bu tür yüksek ışınumlu kaynaklar, anormal aktivite gösteren galaksiler olabilecekleri gibi bu galaksileri oluşturan pek çok sayıdaki galaksi kümelerinin merkezlerini de oluşturabilirler. Centaurus A'daki muhtemel aktivite, bu galaksinin her iki kenarından gözlemlenen kuvvetli radyo yayını ile pozitif bir delil kazanmıştır. Diğer bir örnek olarak NGC 4151 verilebilir. Bu galakside bir X-ışını kaynağı bulunmuş ve bu kaynak aynı zamanda çekirdek bölgesinden görünür dalga boylarında genişlemiş-Doppler salma çizgileri yayınlamaktadır. Bu tür geniş salma çizgileri Seyfert galaksilerine özgü bir özelliktir ve galaksi çekirdeğinde şiddetli patlamaların varlığına işaret eder. Bir başka örnek olarak 3C 273 verilebilir. Bu da bir X-ışın kaynağı olup, bir kuasardır. Bu kaynak aynı zamanda görünür bölgede, kızıl-ötesi ve radyo bölgesinde de yayını yapmaktadır. Görünür spektrumunda büyük ölçekli kızıla kayma göstermesinden ötürü, yaklaşık 1000 Mpc'lik bir uzaklıkta olduğu bilinmektedir. Diğer galaksimiz-dışı X-ışın kaynakları bol miktarda galaksi kümelerinin merkezlerinde gözlemlenmiştir. Coma Berenices kümesinin merkezinde genişlemiş bir X-ışın kaynağı mevcut olup, 0.5° genişliktedir. Aynı şekilde Virgo ve Perseus kümelerinde de genişlemiş X-ışın kaynakları gözlemlenmiştir. Bu iki galaksiden hem bir bütün olarak kuvvetli X-emisyonu gözlemlenmiş, hem de bu galaksilerin merkezlerinden X-ışın yayını olduğu bulunmuştur.

1.3. İzotropik X-ışın zemini :

X-ışını dalga boylarında tüm gökyüzü parlak bir görünümündedir. Bu ise görünür ışık ile tamamen ters bir durum oluşturur. Yaklaşık 2 KeV X-ışın enerjisinin ötesindeki değerlerde bu zemin radyasyonu bütün yönlerde aynı değerdedir. Zemin radyasyonu, aynı zamanda X-ışın bölgesinin ötesindeki gamma ışını bölgesine dahil olan bir spektruma da sahiptir. Galaksimiz-dışı orjinli olan bu zemin radyasyonu izotrop olmaktan uzaktır. Hangi astrofiziksel mekanizma kesin olarak bu zemin radyasyonunu oluşturmaktadır bu da günümüzde kesinlik kazanmamıştır. Milyonlarca sayıdaki uzak galaksilerden yayınlanabilmiş olacağı gibi, galaksiler arası uzayda termal veya kozmik ışın işlemleriyle de oluşmuş olabilir.

Galaktik ve Galaksimiz—dışı X—ışın kaynaklarına ve izotropik X—ışın zemin radyasyonuna biraz daha ayrıntılı olarak değinmeden önce X—ışın astronomisinde kullanılan gözlemsel metotlara değinelim.

2. X—IŞIN ASTRONOMİSİNDE GÖZLEMSEL METOTLAR

X—ışın astronomisinde yapılan tüm gözlemler Dünya atmosferinin üstündeki platformlardan yapılmaktadır. Örneğin, 0.2–25 KeV enerji aralığında yapılması istenen gözlemler, yerden yükseklikleri yaklaşık 120 km olan yerlerden yapılmak zorunludur. Bunun nedeni ise atmosferi oluşturan gazların bu yüksekliğin altındaki mesafelerde kuvvetli bir emici özelliğe sahip olmalarıdır. Bu tür bir gözlem, 120 km yükseklikte 4 veya 5 dakika kalabilen roketlerle yapılabileceği gibi peykler vasıtasıyla da yapılabilmektedir. Bu tür bir X—ışın gözlem peyki yerden 500 km yükseklikte birkaç yıl süreyle yerin etrafında yörünge- de kalabilecek şekilde yapılmıştır. Daha büyük yükseklikler, X—ışın astronomisi için ideal olmaktan uzaktır çünkü yaklaşık bu 500 km'nin ötesindeki mesafelerde Dünya'nın radyasyon kuşağı adı verilen takabalar devreye girip, bu kuşak içindeki elektrik yüklü atomik parçacıklar peykin üzerindeki X—ışını detektörlerinde zemin radyasyonunda bir artış gözlenmesine, dolayısıyla ölçülen X—ışın miktarında yalancı bir artış elde edilmesine neden olmaktadır.

En fazla kullanılan X—ışın detektörleri gaz ile doldurulmuş aletler olup, iyonizasyon odalarında olduğu gibi ya foton huzmesini doğrudan doğruya elektrik akımına ya da Geiger sayıcısında olduğu gibi sabit genlikli elektrik yükü pulslarına veya orantılı sayıcılarda olduğu gibi elektrik yükü pulslarının her bir foton huzmesinin enerjisi ile orantılı olarak çevrildiği aletlerdir. Tüm bu detektörler, X—ışın fotonlarını elektrik yüküne çevirmek suretiyle çalışırlar. İyonizasyon odaları ve Geiger sayıcıları Güneş'in eksi X—ışın çalışmalarında kullanıldığı halde bugün X—ışınlarının incelenmesinde çoğunlukla orantılı sayıcılardan yararlanılmaktadır.

2.1. Orantılı sayıcılar :

0.2 – 25 KeV enerji aralığındaki X—ışınlarına duyarlı detektörlerden en çok kullanılan orantılı sayıcılardır. Bu tür bir detektör, iletken bir kap ve bunun üst kısmını örten yani pencere ödevini gören ince ve hafif bir metalden ya da plastik bir tabakadan yapılmış bir pencereden oluşmuştur. Bu kabın içinde %90 oranında Xe, Ar veya Ne gibi asal gazlardan biri ile %10 oranında poliatomik metan veya karbon dioksit gibi söndürücü gaz, yaklaşık 1 atmosfer basınç altında bulunur. Yaklaşık 100 – 200 μ m çapında bir anot teli kabın her iki yan duvarından isolatörlerle kaba tutturulmuştur. Bu anot ödevini gören tel, sürekli olarak + 2000 volt'luk bir potansiyelde tutulur. Bu anota bir de düşük gürültülü elektronik amplifikatör bağlanmıştır. Bu türden birkaç orantılı sayıcı toplam 1000 cm² ye varabilen duyarlı pencere alanı elde edilecek şekilde bir araya getirilebilir. Detektörü oluşturan bu kap, tamamen işlemler bitirilince sıkıca kapatılmalı ve içersindeki gaz karışımı uzayda uzun bir süre tutulabilecek biçimde kuvvetli ve sağlam bir şekilde mühürlenmelidir.

Orantılı sayıcılar, detektör üzerine düşen X-ışın fotonlarını ince bir metalik ya da plastik maddeden yapılmış pencereden detektör kabının içine geçirip bunları gaz içinde fotoelektrik olay yoluyla emerek ve açığa çıkan fotoelektronları da detekte edilebilir elektrik sinyallerine çevirerek çalışırlar. Tipik bir X-ışın astronomisi orantılı sayıcısı Şekil 2. de gösterilmiştir. Bir X-ışın demetinin ışımasını I_0 ise, kalınlığı x olan bir materyele çarptıktan sonraki ışımasını şöyle ifade edilir :

$$I = I_0 \exp(-\mu x) \quad (2)$$

burada μ materyelin lineer emme katsayısı olup, x gr/cm² ile verilirse kütle emme katsayısı $\mu_m = \mu / \rho$ olur ve ρ ise burada materyelin yoğunluğunu gösterir. Formül 2 den hareket ile N_0 detektör yüzeyine gelen E enerjili bir X-ışın akısının birim cm² de ve birim saniye-deki foton sayısı olmak üzere, detektörde kayıt edilmiş X-ışın olaylarının sayısı olan N ise aşağıdaki formülle verilir :

$$N = N_0 (\exp(-\mu_w x_w)) (1 - \exp(-\mu_g x_g)) \quad (3)$$

burada μ_w ve μ_g , sırasıyla pencere materyelinin ve gazın emme katsayıları olup, x_w ve x_g de sırasıyla yine pencerenin ve gazın kalınlıklarıdır. N/N_0 miktarı ise, E enerjili X-ışın fotonlarının kuvantum etkinliği diye bilinen bir büyüklüğü tanımlar ve %80 veya daha büyük değerlere varabilir.

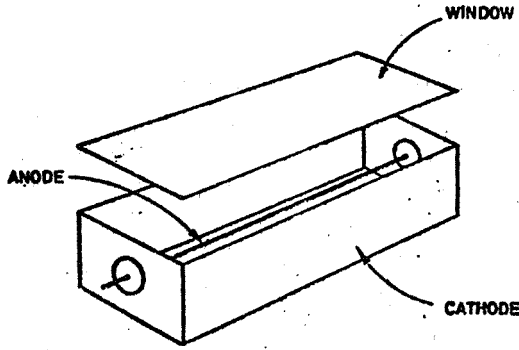
Bir X-ışın detektörü aynı zamanda kozmik ışın parçacıklarına ve gamma ışınlarına da duyarlıdır. Yüklü parçacıklardan dolayı zemin radyasyonu için sayım hızı tipik olarak 0.01 sayım /cm² . s . KeV dir ve bir detektörün toplam çevresinin alanına bağlıdır. Örneğin, 1500 cm² lik bir pencere alanına sahip bir sayıcının 1 ile 10 KeV enerji aralığındaki yüklü parçacıklardan dolayı sayım hızı yaklaşık saniyede 300 sayımdır.

İstenmeyen zemin sayımlarını şu tekniklerle minimuma indirmek mümkündür:

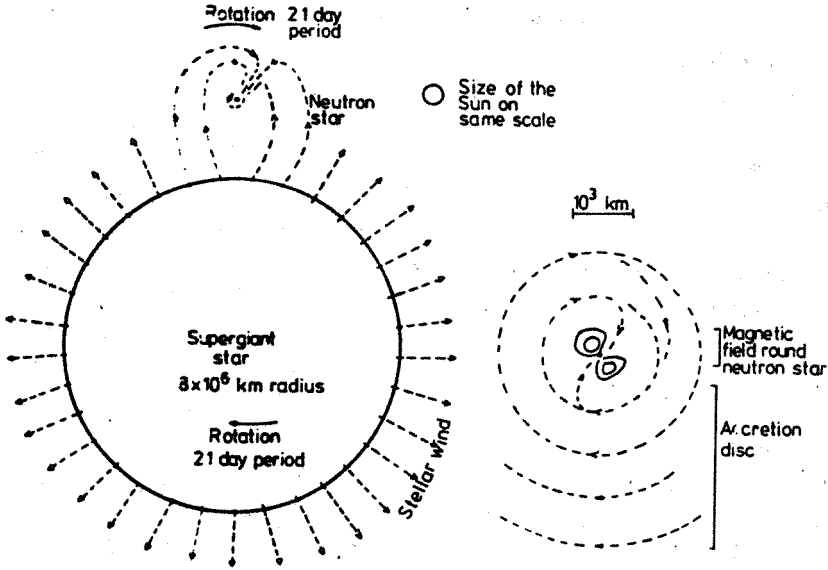
(i) Her bir detektörün işlerlik gösterdiği belli bir enerji aralığı vardır. Bu enerji aralığının altında ve üstündeki X-ışın enerjilerine karşılık gelen puls yükseklikleri, yer istasyonuna gönderilmeden önce elektronik olarak reddedilir.

(ii) Bekçi detektörler kullanılır. Bunlar bir orantılı sayıcının etrafına yerleştirilmiş ilave detektörlerdir. Detektöre nüfuz eden yüklü bir parçacık hem X-ışın detektöründe, hem de bir ya da daha fazla sayıdaki bekçi detektöründe kayıt edilir. Diğer taraftan, hiç bir X-ışın olayı bekçi detektörlerinde kayıt edilemez. Ayrıca, detektörlerdeki zıt-çakışık devreler, X-ışın detektörünce kayıt edilen bir sayımın aynı anda bir bekçi detektörünce kayıt edilmemesini sağlar.

(iii) Puls yükseliş süresi seçicisi kullanılır. Bir elektronik devre yardımı ile X-ışın orantılı sayıcısında kayıt edilen olayların yükseliş süreleri bilinmektedir. Gamma ışınlarından ya da kozmik ışınlardan gelen zemin sayımları X-ışınlarınınkine oranla daha uzun yükseliş süreli oldukları ve devrenin yardımı ile uzun yükseliş süreli pulsalar iptal edilir.



Şekil 2 : Bir orantılı sayıcının şematik şekli.



Şekil 3 : (solda) Cen X—3 ikili sistemi, (sağda) nötron yıldızı civarının büyütülmüş görüntüsü.

2.2. Bir X-ışın kaynağının tayfının hesaplanması :

Bir X-ışın kaynağı, bir orantılı sayıcı ile gözlemlendiğinde gelen her fotonun enerjisi detektör tarafından bir elektriksel puls yüksekliğine dönüştürülür. Böylece, bir X-ışın kaynağının tayfını ölçebilmek için bu puls yüksekliklerinin dağılımını incelemek gerekir. Bazı sistemlerde, bu pulsar uzay aracının üzerinde yükseklik kanallarına ayrılmak suretiyle analiz edilir ve elde edilen tayf, her bir kanalda biriken sayım olarak yer istasyonuna gönderilir. Diğer sistemlerde, her bir X-ışın pulsu tek tek yer istasyonuna gönderilir ve puls yüksekliği analizi yer istasyonunda yapılır.

Kaynaktan puls yüksekliği tayfı elde edildiğinde bunun zemin radyasyonundan arındırılması gerekir. Bu ise detektörün gökyüzünün belli bir bölgesinden detekte ettiği puls yüksekliği tayfının, gökyüzünün kaynak olmayan bir bölgesinden detekte edilen tayftan çıkartılmasıyla yapılır. Diğer taraftan, hasıl olan puls yüksekliği tayfının kaynağın X-ışın tayfına dönüştürülmesi gerekir. Bu ise kısaca şöyle yapılır : gözlemlenen bir kaynak için muhtemel bir X-ışın tayfı ele alınır. Sonra o gözlemlerde kullanılan detektör için puls yüksekliği tayfı hesaplanır ve hesaplanan bu tayf, gözlemlenen tayf ile karşılaştırılır. Bu işlem bilinen, birbirinden farklı pek çok X-ışın tayfları için hesaplanan ve gözlemlenen sonuçlar arasında en iyi bir uyum elde edilinceye kadar tekrarlanır. Bu karşılaştırma işleminde kullanılan kuramsal tayflar genellikle bremsstrahlung + salma çizgisi, kara cisim radyasyonu ve power-law gibi çok kullanılan devamlı tayflardır. Bir X-ışın kaynağının tayfındaki kesinlik, sinyal-gürültü faktörü olan $S/\sqrt{S+B}$ değerine kuvvetle bağlıdır. Tayfın hesaplanmasındaki hata kendini X-ışın tayfındaki sıcaklık faktöründe veya tayfsal indiste ya da düşük enerjilerdeki tayfsal kıvrılmalarda gösterir. Kısa süreli gözlemlerde bir kaynağın tek bir fiziksel modele uydurulması işlemi güçleşmektedir.

Burada, X-ışın astronomisinde en çok kullanılan normal X-ışınlarını detekte edebilen orantılı sayıcılara değindik. Sintilasyon sayıcıları 30 KeV nin üzerindeki enerjilerdeki X-ışınlarını detekte etmekte kullanılan detektörlerde orantılı sayıcılarda olduğu gibi gaz karışımları kullanılmayıp, bu yüksek enerjili X-ışınları fotonlarını detektör kabı içersinde yeteri kadar durdurabilecek güce sahip sodyum ya da sezyum iyodat kristalleri kullanılır. Kristallerde bir X-ışın fotonunun emilmesi ile açığa çıkan fotoelektronların enerjisi görünür ve mor-ötesi radyasyona dönüşür ve bu radyasyonun hasıl ettiği pulsaların herbiri fotomultiplerle detekte edilip, orantılı sayıcılardakine benzer bir şekilde voltaj pulslarına çevrilir. Bu tür bir sayıcı ile enerjisi 1 Mev'a varabilen fotonları detekte etmek mümkün olduğu halde elde edilen enerji rezolüsyonu bir orantılı sayıcınınkinden yaklaşık üç kez daha kötüdür. Diğer bir yüksek enerjili X-ışınları için kullanılan detektör, katı hal detektörüdür, bunlarda da oldukça sınırlı enerji rezolüsyonu vardır.

3. X-IŞINLARININ YAYINIM MEKANİZMASI VE KAYNAK TAYFI

Çeşitli astronomik cisimlerden yayınlanan X-ışınları için çeşitli mekanizmalar ortaya atılmış olup, başlıca üç grupta toplanabilir. Sıcaklıkları birkaç milyon derece

Kelvin'e varan cisimlerden yayımlanan termal radyasyon, bir manyetik alan içinde hareket eden yüksek enerjili kozmik ışın elektronlarının oluşturduğu sinkrotron radyasyonu ve mikro dalga fotonlarıyla çarpışan kozmik ışın fotonlarının oluşturduğu ters Compton saçılması belli başlı mekanizmalardır. Termal radyasyon, ya optiksel olarak ince bir gazdan yayımlanan bremsstrahlung radyasyonu ya da optiksel kalın bir cisimden yayımlanan kara cisim radyasyonu olabilir. Gözlemlenen tayflar genelde şu özellikleri gösterirler:

- (i) Düşük enerji aralıklarına doğru keskin bir kıvrılma,
- (ii) Ya power-law modeline uygun olarak ya da ekspanansiyel olarak, artan enerji ile azalan bir devamlı tayf.

Bunlardan, düşük enerjilerdeki keskin kıvrılma, görüş doğrultusunda mevcut olan soğuk materyelce bir emilmeye işaret eder. Artan X-ışın enerjisi ile power-law modeline göre sürekli tayfındaki düşme, genellikle bir power-law tayfına sahip elektronlarca hasıl edilmiş sinkrotron veya ters Compton mekanizmasının varlığını gösterir. Artan X-ışın enerjisi ile ekspanansiyel olarak düşme gösteren bir sürekli tayf ise X-ışınlarının bir termal işlemle üretildiğine işaret eder. Tayf, düşük enerjilerde bir yataylık gösterirse bremsstrahlung radyasyonunun varlığını temsil eder. Yalnız, tayflar hakkında böylesine kesin sonuçlar beklemek sakıncalıdır, çünkü :

- (i) Bir dizi farklı sıcaklıklar söz konusu olduğunda görünürde power-law modeli uygunluk gösterse bile bir bremsstrahlung modeli inşa etmek de mümkündür.
- (ii) Power-law modeli kullanmadan da ekspanansiyel bir X-ışın tayfı ile sinkrotron veya ters Compton modeli inşa edilebilir.
- (iii) Ayrıca bir bremsstrahlung modeli ile kara cisim modelini birbirinden ayırmak çoğu kez oldukça güçtür. Bu durumda bremsstrahlung mekanizması olup, olmadığı ancak tayfta ayırd edilebilen salma çizgilerinin varlığı ile anlaşılabilir.

Şimdi yukarda kısaca değindiğimiz mekanizmalara daha ayrıntılı olarak eğilelim.

3.1. Termal Bremsstrahlung Radyasyonu :

10^7 °K nin üzerindeki sıcaklıktaki gazlar, optiksel ince gazlar iseler bremsstrahlung radyasyonu yayımlarlar. Optik incelikle gazın kendi radyasyonunu emebilmesi için yetersiz derecede kalın ve yoğun olduğu kastedilmektedir. Yani gözlemlenen X-ışın tayfı, X-ışınlarının olduğu anti tayf ile aynı şeydir. Sıcak bir gaz başlıca üç işlemle yayımlanabilir: bremsstrahlung, bağlı-bağlı yayınım ve serbest-bağlı yayınım. Son iki işlemde, elektronlarının bir kısmı bir çekirdek etrafındaki yörüngede bağlı kalan atomlar söz konusudur. 10^7 K derecesinin üzerindeki sıcaklıklarda normal astrofiziksel elementler bolluğundaki gazlı plazmalar hemen hemen tamamen iyonize olmuş plazmalardır. Bundan dolayı da düşünülmesi gereken başlıca yayınım bremsstrahlung radyasyonu olmaktadır. Bremsstrahlung radyasyonu serbest-serbest bir radyasyon olup, bir plazmadaki pozitif çekici Coulomb alanından geçen elektronlarca yayımlanır. Birim hacimdeki bir gazdan yayımlanan tayf ve ışıının şöyle verilir :

$$B_\nu = 6.2 \cdot 10^{-39} \text{ g exp } (-h\nu / kT) (1/\sqrt{T}) n_e^2 \quad (4)$$

burada B_ν , $\text{erg} \cdot \text{cm}^{-3} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Hz}^{-1} \cdot \text{sr}^{-1}$ cinsinden ışınm, g Gaunt faktörü olarak bilinen ve frekansın yavaşça değişen bir fonksiyonu olup, birim değere yakın bir sayı, h CGS sisteminde Planck sabiti, k yine aynı sistemde Boltzmann sabiti, T gaz sıcaklığının Kelvin cinsinden değeri ve n_e de cm^{-3} cinsinden gazın elektron yoğunluğudur. Şayet radyasyon V hacimli bir bölgeden geliyorsa, yayınlanan toplam enerji şöyle olur :

$$L_\nu = 4 \pi \cdot 6.2 \cdot 10^{-39} g \exp(-h\nu/kT) (1/\sqrt{T}) \int n_e^2 dV \quad (5)$$

burada L_ν nin birimi $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1} \cdot \text{Hz}^{-1}$ dir. $\int n_e^2 dV$ ise yayının ölçüsü olarak bilinen bir büyüklüktür. Yayınlanan tayf üzerinden integrale edilerek toplam ışınm için şu değer elde edilir:

$$L = 1.64 \cdot 10^{-27} g \sqrt{T} \int n_e^2 dV \quad (6)$$

burada L nin birimi $\text{erg} \cdot \text{s}^{-1}$ dir. Termal bremsstrahlung, foton enerjileri $h\nu$ nün kT den daha büyük olduğu değerler için eksponensiyel olarak azalan bir tayf, fakat $h\nu$ nün kT den çok daha küçük olduğu değerler için hemen, hemen sabit kalan bir tayf hasil eder. Bir kara cisim tayfı da yüksek enerjilerde benzer biçimde davranır fakat kT den küçük enerjilerde ν^2 kanununa göre kıvrım gösterir.

3.2. Kara cisim Radyasyonu :

Optiksel olarak kalın olan sıcak bir cisim bir kara cisim radyasyonu yayınlar. Çünkü optik kalın bir cisim için tayf, salmadan olduğu gibi emilmeden de etkilenir. Burada şunu söylemek mümkün : kendi radyasyonunu emecek kadar optik kalın olan bir bremsstrahlung kaynağından kara cisim tayfı gözlemlemek söz konusu olmaktadır. Sıcak bir nötron yıldızı böylece bir kara cisim tayfına da sahip olabilecektir. Kara cisim radyasyonunun tayfsal formu, yayınlayıcının T sıcaklığına bağlıdır sadece. Planck kanuna göre tayf,

$$\pi B_\nu = 2\pi h \nu^3 / c^2 (\exp(h\nu / kT) - 1) \quad (7)$$

burada πB_ν birim frekans genişliğinde, birim zamanda ve birim alandaki enerji, ν yayınlanan fotonun frekansı ve c de ışık hızıdır. Birim zamanda, birim alan başına yayınlanan toplam enerji ise,

$$\pi B = \sigma T^4 \quad (8)$$

olup, σ ile Stefan sabiti gösterilmiştir. Maksimum yayının olduğu noktadaki foton frekansı ise şu formülle verilir :

$$\nu \cong 10^{11} T \quad (9)$$

3.3. Sinkrotron Radyasyonu :

Bu tür bir radyasyon, relativistik elektronların bir manyetik alan içinde ivmelenmeleri sonucunda oluşur. Sinkrotron radyasyonu normal olarak başlıca iki gözlemsel özelliklerle tanımlanır :

- (i) Radyasyon lineer olarak polarize olmuştur.
- (ii) Radyasyon tayfı $I(\nu) = K \nu^{-\alpha}$ biçimindeki power-law ile belirlenir.

Radyasyon polarize olmuştur çünkü elektronlar sadece manyetik alanla doğru açı yaptıklarında ivmelenirler ve dolayısıyla da polarize olmuş radyasyonun elektrik vektörü elektronun ivmelenme yönündedir. Tayfın power-law biçiminde oluşu ise kozmik ışınların enerji tayfının yine power-law tabiatlı olmasından dolayıdır. Bunu şöyle açıklamak mümkündür : Enerjileri E ile $E+dE$ arasında olan elektron sayısı $N(E)dE$ olsun. Bunun power-law'a bağlılığı

$$N(E) = N_0 E^{-m} \quad (10)$$

biçimindedir. Burada m bir sabiti göstermektedir. E enerjisindeki elektronlar γ ile tanımlanan bir Lorentz faktörüne sahiptirler ve bu ise E enerjilerine şu ifade ile bağlıdır :

$$E \cong \gamma m_0 c^2 \quad (11)$$

Yine E enerjili bir elektronun sinkrotron radyasyonununun dolaylı kaybedeceği enerji, zamana bağlı olarak,

$$-dE / dt = b E^2 \cdot B^2_{\perp} \quad (12)$$

burada b bir sabittir.

ν ile $\nu + d\nu$ aralığında frekansa sahip olan fotonlar, enerjileri E ile $E + dE$ olan elektronlarca hasil olacak ve ışıınmaları da şöyle olacaktır :

$$I(\nu) d\nu = (-dE/dt) \cdot N(E) dE \quad (13)$$

burada

$$\nu = a B_{\perp} E^2 \quad (14)$$

hasil olan fotonların frekansıdır.

(10) ve (12) yi (13) de yerine koyarsak,

$$I(\nu) d\nu = K_1 E^2 B^2_{\perp} E^{-m} dE \text{ olur.} \quad (15)$$

$$(14)\text{den, } d\nu = 2a B_{\perp} E dE \quad (16)$$

$$I(\nu) d\nu = K_2 E B_{\perp} E^{-m} d\nu \quad (17)$$

ve yine (14) den E 'yi ν cinsinden ifade ederek,

$$I(\nu) d\nu = K_3 B (\nu / B_{\perp})^{(1-m)/2} d\nu \quad (18)$$

veya,

$$I(\nu) d\nu = K_3 B_{\perp}^{(m+1)/2} \nu^{(1-m)/2} d\nu \quad (19)$$

Buradan,

$$I(\nu) \propto \nu^{-\alpha} \quad (20)$$

olduğu görülmektedir. Burada

$$\alpha = (m-1) / 2 \text{ ile verilen tayfsal indistir.}$$

3.4. X-ışınlarının Ters Compton İşlemi ile Üretimi :

Ters Compton radyasyonu, bir relativistik elektronun bir düşük enerji fotonu ile çarpışması sonucunda oluşur. Düşük enerji fotonunun frekansı $\nu_{\perp}$ ve hasil olan fotonun frekansı ν_2 ise bu iki büyüklük birbirine şöyle bağlıdır :

$$\nu_2 \cong \gamma^2 \nu_{\perp} \quad (21)$$

Burada γ , yüksek mertebeden relativistik bir elektron için

$$\gamma = (1 - v^2 / c^2)^{-1/2} \quad (22)$$

(21) denklemi farklı açılarda çarpışma olduğu düşünülerek elde edilmiş ortalama bir sonuçtur.

Elektron enerjisinin yüksek enerjili foton enerjisine dönüşme hızı ise düşük enerji fotonlarının enerji yoğunluğu olan ω 'ya bağlı olup, şöyle ifade edilir :

$$-dE / dt \propto \gamma^2 \cdot \omega \quad (23)$$

X-ışınlarının üretimi söz konusu olduğunda başlıca iki düşük enerji foton kaynağı düşünülebilir. Frekansı $\nu = 6 \times 10^{14}$ Hz olan starlight fotonlarının $\gamma = 35(1.5 \times 10^7 \text{ ev})$ luk elektronlarla etkileşmesi sonucunda 4 keV 'lik ya da başka bir deyişle 10^{18} Hz'lik X-ışınları üretilir. Frekansı 5×10^{10} Hz olan mikrodalga zemin fotonlarının $\gamma = 5000$ ($E = 2.5 \times 10^9 \text{ ev}$) luk elektronlarla etkileşmesi de aynı değerde (yani 4 keV'lik) x-ışınları üretir.

Ters Compton işleminden beklenen X-ışın tayfı power-law olup, tayfsal indisi elektron enerji tayfının tayfsal indisine bağlıdır.

3.5. Tayfsal Düşük Enerji Kıvrımı :

Pek çok X-ışın kaynağının tayfında düşük enerjilerde bir kıvrılma gözlenmiştir. Bunun nedeni ise kaynağı bakılan doğrultuda mevcut olan materyel tarafından X-ışınlarının fotoelektrik olayla emilmesidir. Bu materyel, hem X-ışın kaynağını çevreleyen bir

materyel olabileceği gibi hem de galakside difüz olarak dağılmış olan yıldızlararası gaz da olabilir.

İyonize olmamış materyelce emilen X-ışınlarının fotoelektrik emilme değeri düşük enerjilerde hızla artar. Hidrojen gazı için bu artış, enerji ile orantılı olarak basit bir şekilde değişir. Ne var ki, yıldızlararası ortam sadece hidrojenden ibaret olmayıp, pek çok sayıda atomdan oluşmuştur. Kabaca, %89 hidrojen, %11 helyum ve % 0.1 oranında da karbon, azot ve oksijen gibi ağır atomlardan meydana gelmiştir. Ağır elementler, X-ışınlarını daha çabuk emdikleri için yıldızlararası ortamın emme özelliklerinin incelenmesinde dikkate alınmak zorundadır. Emilme tesir kesiti olarak bilinen σ şöyle tanımlanır :

$$I = I_0 \exp(-\sigma N_H) \quad (24)$$

Burada, I_0 gelen radyasyonun şiddeti, N_H emici materyelin kolon yoğunluğu ve I ise bu kolon yoğunluğu içindeki radyasyon şiddetidir.

Bir X-ışın kaynağının tayfindan gözlenen bir düşük enerji kırırımı, galaksimiz içinde olmak koşulu ile o kaynağa olan uzaklığın belirlenmesinde bir üst limit olarak kullanılabilir. Galaksi'deki ortalama hidrojen yoğunluğu 0.5 atom/cm^3 tür. Yüksek galaktik enlemlerdeki galaksimiz-dışı X-ışın kaynakları, galaksimizdeki emici materyelden belirgin bir ölçüde etkilenmezler ve bunların tayflarında gözlemlenen herhangi bir düşük enerji kırırımı gözlemlenen galaksimiz-dışı kaynağın kendisine aittir.

4. YILDIZIMSİ X-IŞIN KAYNAKLARI

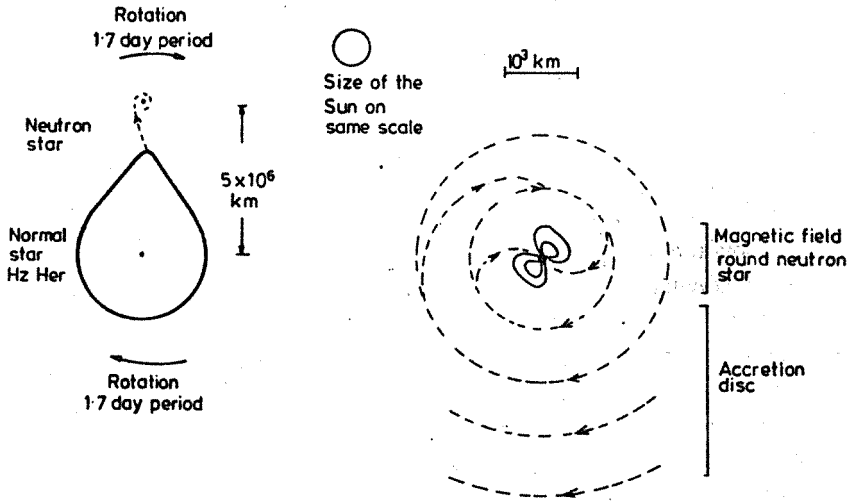
Galaksimizde bulunan parlak X-ışın kaynaklarının büyük çoğunluğu yıldızimsidir. X-ışık eğrilerinde gösterdikleri değişimlerden bu tür kaynakların yarıçaplarının yıldız ölçeklerinde oldukları saptanmış ve bir kısmından da periyodik X-ışın sinyalleri gözlenmiştir. Bu periyodik değişimler, X-ışın kaynaklarının büyük çoğunluğunun bileşenlerden birinin tıkız-yıldız olduğu yakın ikili sistemlerde olduklarını göstermektedir. X-ışın kaynakları için, bir normal yıldız ve bir tıkız yıldızdan oluşmuş yakın ikili sistem konfigürasyonu, gözlemlenen büyük X-ışınım miktarını açıklamaktadır. Gerçekten de bu ışınım, tipik olarak Güneş'in X-ışınımından bin kez ile yüzbin kez daha fazla değerdedir. Bu yüksek değerlikli X-ışınımı, normal bileşenden tıkız yıldızın kuvvetli genel çekim alanına düşen materyelin açığa çıkardığı enerji olarak açıklanabilmektedir. 4.1. ve 4.2. de kuvvetli iki özelliği gösteren, iyi bilinen X-ışın kaynaklarını, 4.3. ve 4.4. de sırasıyla X-ışın transientlerini ve galaktik göbek X-ışın kaynaklarını tanımlayacağım. 4.5. de ise ikili sistem olmaları gerekli olmayan düşük X-ışınımli kaynaklara değineceğim.

4.1. Tutulmalı ikili X-ışın yıldızları :

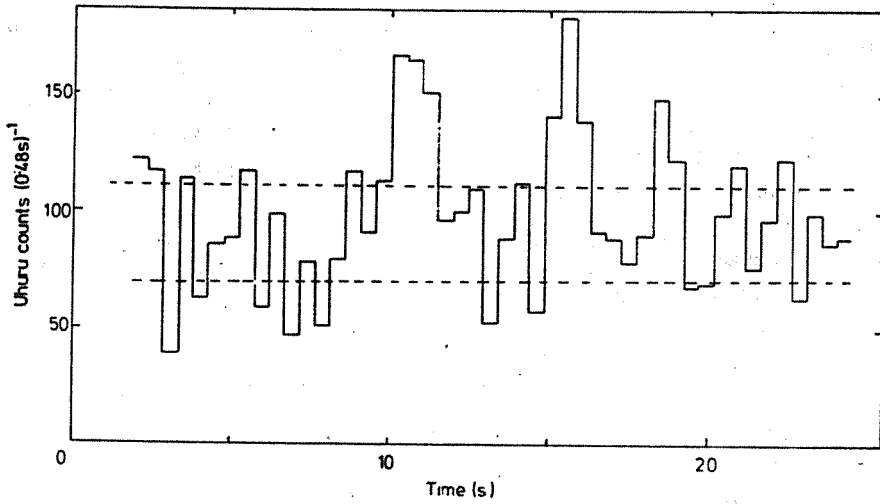
4.1.1. Centaurus X-3 :

Bu X-ışın kaynağının puls gösterme davranışı, peyksenel X-ışın astronomisi çağının

en dikkate değer buluşlarından birisidir. Uhuru peykinden elde edilen sonuçlar ile Cen X-3'ün 4.8 saniyelik periyodik yeğînlîk değışimleri gösterdiği bulundu. Daha sonraki çalışmalar, bir ikili sistemde X-ışınları yayımlayan bir pulsarın varlığını doğruladı. Radyo pulsarları iki önemli özellik sergiler : bunların puls frekansları sabittir fakat gözlemlenecek küçük bir değışim pulsarın yavaşladıklarına işaret eder. Bu nedenle, Cen X-3'ün frekansının sabitliğini ve normal bir radyo yayınından bu X-ışınlarının nasıl bir farklılık göstereceğini incelemek gerekliydi. Sonuçta, Cen X-3'ün puls gösterme davranışının normal bir pulsarinkinden bir hayli farklı olduğu görüldü. Frekans, bir gün ya da daha fazla sürede 10 000 de birkaç kez değışim gösterdi. Bu kaynağın X-ışın yeğînlîği ise normal seviyeden yaklaşık %10 oranında düşme gösterdi. Uhuru gözlemcilerinin yaptıkları ana buluş, X-ışın yeğînlîğinin rastgele düşmeler göstermesiydi ki, bunun ikili bir sistemden ibaret olduğuna karar verildi. 2.087 günlük periyodik modülasyonda kaynağın 1.5 gün için yüksek durumda (high state) olduğu ve arasıra gözlemlenen genişlemiş düşük (extended low) davranışı ile kaynak birkaç hafta süre ile yüksek durumunda gözlemlenemedi. Periyodik davranıştaki bu özellik, X-ışın yayımlayan kaynağın başka bir kaynağa gravitasyonel olarak bağlı olduğu ve bu bileşenin arkasına düştükçe bakış doğrultusunda periyodik bir tutulma gözlemlendiği biçiminde yorumlandı. Genişlemiş düşük davranış ise sistemin etrafında X-ışınlarını emici yoğun bir gaz bulutunun arasıra var olduğu gibi bir açıklama gerektirir. Cen X-3'ün X-ışın tayfı, kaynağın ikili bir sistemde olduğu bulgusundan önce ölçülmüş ve 3 ile 6 keV arasında tayfın düzgün bir maksimumu olduğu görülmüştü. Bu maksimum yüksek ve 3 keV den daha alçak enerjilere gidildikçe hızla düşme göstermekteydi. Bu tür bir tayf, sıcaklığı 15×10^6 K olan bir kara cisim modeline uyduğu kadar düşük enerji kıvrımı 3 veya 4 keV'ye denk olan bir termal bremsstrahlung modeline de uygunluk göstermektedir. Böylesine yüksek değerli düşük enerji kıvrımı, sadece yıldızlararası ortamın emici özelliğinden olmayıp, kaynaktaki veya kaynak civarındaki emici bir ortamın varlığına işaret eder. Ariel-5 gözlemleri, Cen X-3 X-ışın yeğînlîğinde 2.087 günlük periyodik davranışının tutulma görülmeyen bölümünün tam ortasında, düşmeler olduğunu gösterdi. Bu, tam kaynağın bir genişlemiş düşük durumdan çıktığı anda gözlemlendi ve bu yeğînlîk düşmelerinin gözlemcinin bakış doğrultusunda hareket eden yoğun bir gaz bulutundan kaynaklandığı biçiminde açıklandı. Bu gaz, muhtemelen normal bileşenden kopan materyel olabilir. Burada ayrıca belirtmek gerekir ki, Cen X-3'ün düzenli puls davranışı ve tutulma göstermesine karşı diğer hemen, hemen tüm X-ışın kaynakları gibi X-ışın yeğînlîğinde rastgele değışimler de sergilemektedir. Kaynak tutulma göstermediği durumlarda X-ışın yeğînlîğinin birkaç saat içinde iki misli artış gösterdiği pek çok kez gözlemlenmiştir. 4.8 saniyelik pulsarın gözlenmiş olması X-ışın yayımlayan bölgenin 4.8 ışık saniyesi ya da 1.5×10^6 km. den daha küçük olması gerektiğine işaret eder. Gözlenen pulsarın sabit bir biçimde oluşu da dönen bir cismin bu mekanizmayı doğurduğunu gösterir. Şekil 4. de Cen X-3 ikili sisteminin bir şeması gösterilmiştir. Doppler kayması gözlemleri ile sistem parametreleri şöyle bulunmuştur :



Şekil 4 : (solda) Her X—1 ikili sistemi, (sağda) nötron yıldızı civarının büyütülmüş şekli.



Şekil 5 : Cyg X—1 in X—ışık eğrisindeki hızlı değişimler.

X-ışın kaynağının yörüngesel hızı v :

$$415 \text{ km/s} < v < 588 \text{ km/s}$$

X-ışın kaynağının yörüngesel yarıçapı r :

$$1.19 \times 10^7 \text{ km} < r < 1.69 \times 10^7 \text{ km.}$$

Kütle fonksiyonu :

$$3.07 \times 10^{34} \text{ gr.} < M^3 / (M+m)^2 < 8.81 \times 10^{34} \text{ gr.}$$

Burada m tıkcı yıldızın, M ise X-ışın kaynağı olmayan bileşenin kütleleridir.

Cen X-3'ün optik bileşeninin tanımlanması 1974'de yapılmış ve BOIb tayf tipinde 13 görsel kadirde olduğu bulunmuştur. Sisteme olan uzaklık 10 kpc civarında olarak elde edilmiş ve görünür bölgede herhangi bir puls davranışı gözlemlenememiştir. Mavi süper devin kütlesi 16-22 Güneş kütlesi olarak bulunmuş, buna karşılık tıkcı X-ışın kaynağının kütlesinin de 0.6 ile 1.1 Güneş kütlesi civarında olduğu sonucu elde edilmiştir. Bu da tıkcı bileşenin bir nötron yıldızı olduğunu göstermektedir.

Böylece, Cen X-3 gözlemlerinden sistemin kendi ekseni etrafında 4.8 saniyede bir kez dönen bir nötron yıldızı ile bir mavi süper devden ibaret olduğu ve mavi devin transfer ettiği kütlelerin nötron yıldızına bir ilave disk ile aktarıldığı bulunmuştur. Bu ilave diskin iç kısımları X-emisyonuna katkıda bulunabilecek şekilde oldukça sıcaktır. Bu diskin dış kısımlarından da görünür dalga boyunda radyasyon yayımlanacak fakat bu, mavi devin şiddetli ışığı karşısında oldukça sönük kalacaktır.

4.1.2. Hercules X-1 :

Her X-1, Cen X-3 den sonra ikinci bir puls gösteren X-ışın kaynağı olarak keşfedilmiştir. Uhuru gözlemleri, 1.24 saniyelik puls periyodu ve 1.7 günlük yörünge periyodu ile sistemin bir tutulmalı ikili sistem olduğunu göstermiştir. Her X-1, yüksek galaktik enlemde yer alan bir kaynak olduğundan optik dalga boyundaki gözlemler için de elverişli bir yerde bulunmaktadır. Her X-1, görünür bölgede de hafifçe puls özelliği göstermektedir. Toplam görünür radyasyonunun yaklaşık %0.2 kadarı puls vermektedir. Ne var ki bu pulsar devamlı gözlenmemektedir. Bu kaynağın tutulma gösteren ikili sistem davranışı Cen X-3 ile pek çok benzerlikler göstermektedir, yalnız normal bileşeninin kütlesi Cen X-3 sistemininkinden çok daha küçüktür, Şekil 5. Her X-1 ikili sisteminin şematik bir gösterilişini vermektedir. Her X-1 için sistem parametreleri şöyledir :

X-ışın kaynağının yörüngesel izdüşürülmüş hızı v :

$$v \sin i = 169.2 \text{ km/s}$$

X-ışın kaynağının yörüngesel izdüşürülmüş yarıçapı r :

$$r \sin i = 3.9 \times 10^6 \text{ km}$$

Kütle fonksiyonu : $M^3 \sin^3 i / (M+m)^2 = 1.69 \times 10^{33} \text{ gr.}$

Her X-1'in X-ışın tayfı oldukça sert bir tayftır yani, yüksek enerji değerlerine gidildikçe daha yavaş bir düşüş gösterir. Uhuru gözlemlerinden en iyi uyan tayfsal modelin 0.0 değerlikli tayf indisli power-law modeli ya da $150 \times 10^6 \text{ K}$ den daha büyük sıcaklık ile termal bremsstrahlung olduğu bulunmuştur. Her X-1, yeglinliğinde tutulma öncesi düşmeler de

dev barındırır. Vela X-1, puls gösteren özelliği ile gerek Cen X-3 den, gerekse Her X-1 den çok daha büyük değerlerde bir peryoda sahiptir (282 saniye) ve "yavaş dönücü" olarak bilinir.

4.2. Diğer Bilinen X-ışın İkili Sistemleri :

4.2.1. Scorpio X-1 :

Bu kaynağın X-ışın tayfı uzun yıllardan beri incelenmiştir. 2-10 keV enerji aralığındaki tayfa en iyi uyan model, termal bremsstrahlung olup şu formdadır : $I(E) = \text{sabit} \times E^{-0.3} \exp(-E/kT)$, burada karakteristik sıcaklık olan T , 4×10^7 ile 1×10^8 K arasında değişim göstermektedir. Tayfsal değişimler gerçektir, yani, belli bir gözlem aralığında bir sıcaklık değeri ile, başka bir gözlem aralığında ise bir başka sıcaklık değeri ile temsil edilir. 2 keV den daha küçük enerji değerlerinde ise tayfta oldukça farkedilir değişimler gözlemlenmiştir. Bu değişken düşük enerji absorpsiyonu, X-ışın kaynağına olan bakış doğrultusunda değişen miktarlarda emici materyelin varlığına işaret etmektedir. 15 keV'nin üzerindeki enerjilerde, ışınmada değişimler de gözlemlenmiştir. Ayrıca, enerji tayfında 6.5-7 keV civarında zayıf bir emisyon çizgisi de gözlemlenmiştir. Sco X-1 in bu ikili sistem durumunu olumlu yönde etkileyen verilerden biri de görünür bölgede yapılan fotometrik ve spektroskopik çalışmalar olmuştur. Optik bileşenin tayfında iyonize kalsiyumun H ve K emilme çizgileri gözlenmiştir. Sistem için, 0.787 günlük bir peryodisite elde edilmiş olup, bu X-ışın dalga boylarında doğrulanmamıştır. Bunun dışında, sistemden gözlenen optik dalga boylarındaki değişimlerle X-ışın dalga boylarındaki değişimler arasında bir korelasyon olduğu bulunmuştur. Bunun sonucunda da sistemin birbirinden farklı iki durumu olduğu bulunmuştur. Bu durumlardan birinde, optik ve X-ışın dalga boylarındaki ışınmayı kararlı durumda olup, bir günlük bir zaman sürecinde en çok %20 kadar bir değişim gösterir. İkinci durumda ise, hem optik hem de X-ışın dalga boyu yeghınlikleri oldukça farkedilir değişim gösterir, öyle ki bu değişim bir saatlik bir sürede yaklaşık iki faktörü oranında bile olabilmektedir. Her iki dalga boyunda da yeghınlık birinci duruma oranla çok daha fazla olurken, X-ışın tayfı da daha yüksek değerlerde bir sıcaklık ile karakterize edilmektedir. Gözlemler, görünür radyasyonun X-ışın kaynağına yakın bir bölgeden geldiğini fakat onunla çakışık olmadığını göstermektedir. Sco X-1 için bugüne kadar yapılmış kuramsal modeller, ikili sistemde düşük ışınmalı bir normal bileşen ile nötron yıldızının varlığını ele alarak yapılmış ve nötron yıldızının etrafındaki ilave diskin de gözlemlenen X ve optik dalga boylarındaki radyasyondan sorumlu olduğunu kabul etmiştir. X-ışın dalga boylarında tutulma gözlemlenmemiş ve bunun da sistemin eğiminden kaynaklandığı görüşünde birleşmiştir.

4.2.2. Cyg X-1 :

Gözlemlenen ilk kaynaklardan biri olarak Cyg X-1, 1-10 keV enerji aralığında en parlak kaynaklardan birisi ve 100 keV de de en parlak olan bir kaynaktır. X-ışın eğrisinde sürekli değişim gözlemlenmiş ilk kaynaktır. Cyg X-1'in X-ışın tayfında başlıca şu dört nokta açıklanmaya değer : ilk olarak, tayfın 2-10 keV'lik kısmı eğimde dikkati çeken

sergiler. Öyle ki X-ışın yeğînliği X-ışın dalga boylarında tutulma olmadan hemen önce düşer ve tekrar yükselir. Böyle durumlarda tayfında normal değerde beklenen düşük enerji kırımından daha büyük değerlerde absorpsiyon gözlenir. Bunun da ikili sistemde mevcut olan bir emici gaz akımından dolayı olması çok muhtemeldir. Her X-1 in uzun süreli X-radyasyonu için yapılan çalışmalar, kaynağın 35 günün, 11 günü görüldüğü, genişlemiş düşük davranış gösterdiğini vurgulamaktadır. Zayıf bir X-emisyonu bazen kaynağın görünmediği (off) zamanlarda da detekte edilmiştir. Her X-1 in görünmediği süre düzenli olarak her 35 günde vuku bulmaktadır. 35 günlük bu tür bir peryodun nedeni açık değildir ancak mümkün bir açıklama olarak ikili sistemin tıkHz bileşeni olan nötron yıldızının dönme eksenini 35 günlük bir peryotla prezisyon hareketi yapmakta olduğu ileri sürülmektedir. Böyle ise X-radyasyonu konisi Dünya'nın görüş doğrultusundan kaçır. Diğer bir açıklama da normal yıldızdan transfer edilen materyelin tıkHz bileşene aktarılması, 35 günlük fışkırmalar (burst) sonucunda olmaktadır biçimindedir. Ayrıca, nötron yıldızının etrafındaki ilave diskin de peryodu 35 gün olan bir prezisyon hareketi yaptığı da ileri sürülen açıklamalar arasındadır. Her X-1 in enerji tayfında iki salma çizgisi gözlemlenmiştir. 6.5 keV civarında bir zayıf Fe çizgisi ile 58 keV de dar bir salma çizgisidir. Bunlardan birincisi Her X-1 nı çevreleyen gazlarda normal bollukta demir olduğuna işaret eder. İkincisi ise, relativistik olmayan elektronların kuvvetli bir manyetik alanda hareket etmeleri sonucunda oluşan siklotron radyasyonunun varlığını gösterir. 58 keV de böyle bir radyasyonun salma çizgisi göstermesi için gerekli olan manyetik alan şiddeti yaklaşık 5×10^{12} Gauss'tur. HZ Her (Her X-1 in optik bileşeni)in optik fotometri ölçümleri, X-ışın tutulması ile aynı fazda derin bir minimum gösteren bir ışık eğrisi oluşturmuştur. HZ Her in spektroskopik gözlemleri de bunun minimum ışıktaki F5 tayf tipinde, maksimumda ise çok daha sıcak B-tipi bir yıldız olduğunu göstermektedir. Bu ise şöyle açıklanmaktadır : normal bileşen F5 tayf tipinde ve buna uygun kütleli bir yıldız olup, B-tipi tayf, X-ışınlarının atmosferi ısıtması sonunda elde edilmektedir. Tayfsal Doppler kayma eğrisi, bir F-tipi yıldızdan beklendiğini göstermektedir. Işınımınla değişen salma çizgileri de gözlemlenmiştir. Normal bileşenin kütlesi, 2.5 Güneş kütlesi olarak bulunmuştur. Buradan tıkHz bileşenin kütlesinin 1.3 Güneş kütlesi olduğu sonucu çıkmaktadır. Bu ikili sistemin normal bileşeninin kütlesi Cen X-3 durumundakinden çok daha az kütleli ve çok daha az ışımlıdır. Ayrıca iki bileşen arasındaki uzaklık Cen X-3 sisteminden çok daha azdır. Buradan, normal bileşenin yıldız rüzgarlarına sahip olmadığı sonucu çıkmaktadır. Normal bileşenden tıkHz bileşene kütle, Roche-lobe akışı ile akmaktadır, aktarılmaktadır. Bu, diğer ikili X-ışın sistemleri için de doğrudur ve bu kütle aktarımının bir sonucu olarak tıkHz bileşenin etrafında hem X-ışınları hem de optik dalga boyundaki ışığın yaymlandığı bir ilave disk oluşur.

Bu iki iyi bilinen sistemin dışında yine böyle tutulma gösteren ikili sistemler bilinmektedir. Çoğu, Galaksimiz'in spiral kollarında bulunur. Bunlardan biri, SMC X-1 istisna olup, Küçük Magellanic Bulutu'nda yer almaktadır. Bunların bir bölümü puls davranışı gösterirken, diğer bir bölümü de Cen X-3 sisteminde olduğu gibi, bileşenlerinde birer süper

değişimler göstermektedir. İkinci olarak, 1 keV kadar küçük enerjilerde tayfa ihmal edilebilecek kadar az düşük enerji kıvrımı mevcuttur. Üçüncü olarak, 30 keV'nin üstündeki enerjilerde kaynak gökyüzünde son derece parlak görünmekte ve bu aralıklarda Crab Nebula'dan bile daha dik bir tayfa sahip olmaktadır. Dördüncü olarak, 1–100 keV arasındaki tayfın tek bir termal bremsstrahlung ya da tek bir power-law eğrisine yakınsaması mümkün değildir. Uhuru gözlemleri sonucunda, kaynağın 2–10 keV enerji tayfı, eğimleri sırasıyla 4.1 ve 0.45 olan iki power-law eğrisine ancak yakınsayabilmiş ve tatmin edici bir uyum sağlanabilmiştir. Tayf, 2–6 keV aralığında daha dik bir eğime sahip iken X-ışınını tam 4 kez artmış, eğim daha düzleştikçe 10–20 keV aralığındaki ışımanın 2–10 keV aralığındaki ışıma miktarından tam 2 kez daha fazla olduğu gözlemlenmiştir. Bir durumdan, diğer bir duruma geçiş birkaç hafta sürmüştür. Cyg X-1'in yüksek enerji radyasyonu üzerine yapılan araştırmalar ile 100 keV'ye kadar kaynağın X-ışın tayfı elde edilmiş ve bu tayfların çoğunluğunun 0.9 veya 1 değerindeki tayfsal indisli olduğu görülmüştür. Bu çalışmalarda Cyg X-1 in 30–100 keV aralığındaki yeğinliğinde, tayf eğimi oldukça sabit bir değerde kalırken, değişimler olduğu gözlemlenmiştir. Cyg X-1 in optik bileşeninin özellikleri ilk kez 1971 de araştırılmış ve bunun bizden 2 kpc uzaklıkta normal bir B Oİb tipi süper dev olduğu bulunmuştur. Sistem parametreleri aşağıdaki gibi verilmiştir :

Görünür bileşenin yörüngesel hızının iz düşümü :

$$v \sin i = 64 \text{ km/s}$$

Görünür bileşenin yörüngesel yarıçapının iz düşümü :

$$R \sin i = 4.6 \times 10^6 \text{ km.}$$

Kütle fonksiyonu :

$$m^3 \sin^3 i / (m+M)^2 = 0.12 \text{ Güneş kütlesi}$$

Burada m, tıkız–bileşenin, M ise optik bileşenin kütleleridir. Şayet süperdev yıldızın optik gözlemlerle elde edilen tayf sınıfına göre kütlesi 23 Güneş kütlesi değerinde ise X-ışınlarının etrafında olduğu tıkız–bileşenin kütlesi, 2 Güneş kütlesinden oldukça büyük bir değerde olacaktır ki bu da bir nötron yıldızı ya da bir beyaz cüceden oldukça farklı bileşene yani bir karadeliğe karşılık gelen kütledir, Şekil 5. Cyg X-1'in X-ışık eğrisindeki hızlı değişimleri göstermektedir. Yatay çizgiler, kararlı bir kaynaktan beklenen maksimum sapmaları göstermektedir.

4.2.3. Cygnus X-3 :

Bu kaynak ilk kez 1966 da fırlatılan bir roket tarafından gözlemlenmiştir. Bu ilk verilerden kaynağın tayfında oldukça belirgin miktarda bir düşük enerji kıvrımı gözlemlenmiş ve bu da uzak bir galaktik kaynağa yıldızlararası ortamdaki emici özellik biçiminde yorumlanmıştı. Daha sonraki verilerle bu özellik doğrulanmıştır. 1972 yılındaki çalışmalardan kaynağın yeğinliğinde 4.8 saatlik bir modülasyon olduğu gözlenmiş ve bunun Cen X-3 ve Her X-1 de gözlemlenenden farklı olduğu bulunmuştur. Cyg X-3 de, minimum X-ışın yeğinliği maksimumdakinden hemen hemen %50 oranında farklıdır. 17.75 günlük bir periyodik davranış da keza bu kaynaktan gözlemlenmiştir. Bunlardan hangisinin

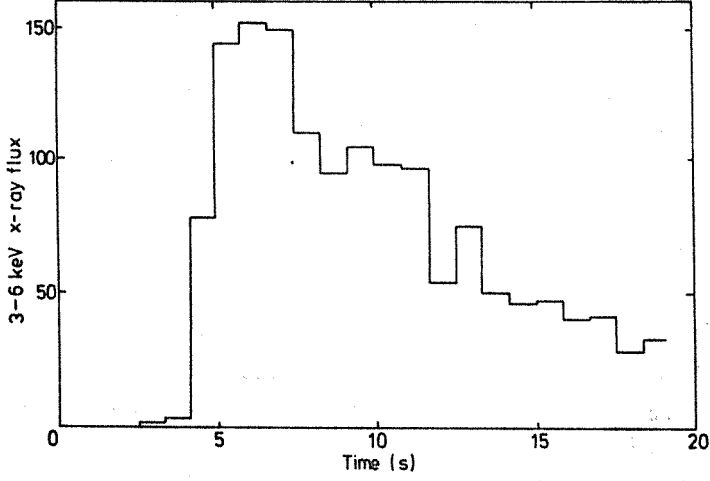
ikili sistemin periyodu olduğu açık değildir. Enerjileri 35 MeV den daha büyük olan gamma ışınları da Cyg X-3'den gözlemlenmiştir. Her ne kadar gamma ışınları ölçümlerinde pozisyonu kesinlikle tayin etmek oldukça güç olsa da 4.8 saatlik bir modülasyon, bu gözlemlerle de elde edilmiştir. Cyg X-3, görünür bölgede gözlemlenmemiş fakat 1.6 ve 2.2 μm dalga boylarında sönük bir kırmızı-ötesi kaynak olarak gözlemlenmiştir. Yıldızın yeğinliği, bu dalga boylarında 11 veya 12 kadirdeki bir görünür kaynağın yeğinliğine denktir. Bu değer de bir yeğinlik, bizden 10 kpc uzaklıkta olan bir mavi süperdevden beklenen yeğinliktir. Bu uzaklık değeri de 21 cm hidrojen çizgisi çalışmalarından hesaplanan radyo verileri ile uyum içindedir.

4.2.4. X-ışın Transientleri :

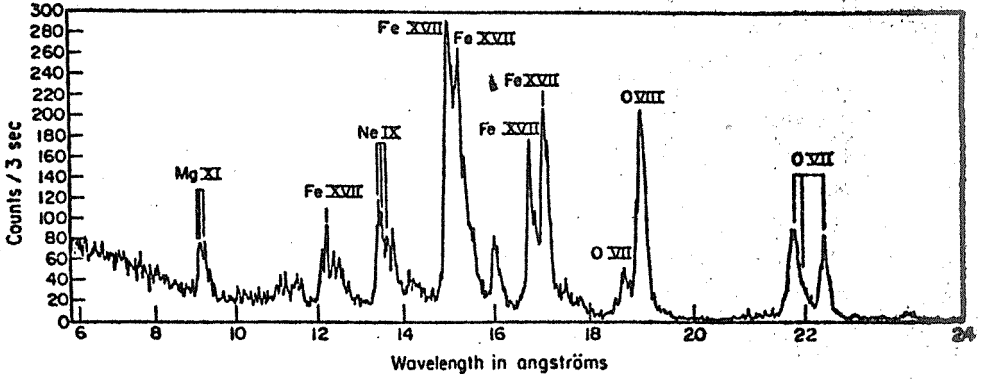
X-ışın transientleri, diğer bir deyişle X-ışın novaları, yeğinliklerinde bir önceki düşük bir değerden birdenbire yüksek bir değere tırmanma gösteren yıldızlardır. Bu yükselme genellikle birkaç gün veya daha az bir zaman sürecinde olurken, düşme haftalar hatta aylar almaktadır. Bu tür bir davranış görünür bölgede gözlemlenen normal nova davranışı ile oldukça benzerdir, ne var ki, görünür bölgede gözlemlenen novaların tümü X-ışın dalga boylarında gözlemlenmeyebilir. Bu tür transientler içinde en iyi bilinen kaynaklar, Cen X-2, A0620-00 ve A0535+26 dır. Bunlardan başka A1524-61, A1724-28 ve A118-61 de bu gruptan kaynaklar arasında yer almaktadırlar.

4.2.5. Galaktik Merkeze Yakın X-ışın Kaynakları :

Galaktik merkez ile 25° lik açı içersinde kalan X-ışın kaynakları bu guruba girmektedir ve üç grupta toplanabilirler. Bunlar, parlak Galaktik göbek kaynakları, küresel küme kaynakları ve X-ışın burster'leridir. Bunların, Galaktik sistemdeki son derece sınırlı bir bölgede dağılmış bulunmaları nedeniyle yapılan gözlemlerden Galaktik merkezin 4 veya 5 kpc yarıçaplı bir bölgesi içinde bulundukları bilinmektedir. Şimdi sırasıyla bu üç gurubu oluşturan kaynaklara değinelim : Parlak Galaktik göbek kaynakları X-ışın yeğinliklerinde düzensiz değişimler gösterirken, tutulma göstermezler. Tayflarında gözlemlenen düşük enerji kıvrımından bunların bizden 10 kpc uzaklıkta oldukları saptanmıştır. X-ışınlarını oldukça yüksek olup, 10^{38} erg/s değerinden bazı hallerde büyük bile olmaktadır. Küresel küme kaynakları ise bugün 9 adet olarak tanımlanmış olup, bunlarda da ne tutulma ne de periyodik bir davranış gözlemlenmiştir. X-ışın burster'leri ise birbirlerini saat veya gün mertebesinde takip eden burstler gösterirler. Bunlarda da herhangi bir periyodik davranış gözlemlenmemiştir. Bursterlerin pek çoğu aynı zamanda kararlı birer X-ışın kaynağıdır. Bunların maksimum burst ışınları parlak Galaktik göbek kaynakları kadar yani 10^{38} erg/s değerine ulaşmaktadır. Bu üç grupta toplanan kaynakların sayısı yaklaşık 50 civarındadır. Şekil 6., X-ışın bursterlerinden birisi olan X1728-34'ün burst profilini göstermektedir.



Şekil 6 : X1728-34 X-ışın bursterinin tiplik bir burst profili.



Şekil 7 : OSO-5 uydusundan Güneş'in aktif olmayan periyodu için kollimatörsüz bir spektrometreyle elde edilmiş X-ışın tayfı.

4.2.6. Düşük Işınımlı X—ışın Kaynakları :

Birkaç X—ışın kaynağının bugün bizim olduğca yakınımızda oldukları bilinmektedir. AM Her, tutulma gösteren bir ikili sistemde olup, 3.1 saatlik periyodu olduğu bilinmekte ve değişken bir yıldızla birlikte tanımlanmıştır. Sistemde tıkız—yıldız olarak bir beyaz cüce bulunmaktadır. SS Cyg ve UGem de cüce novalar olup, X—ışın dalga boylarında gözlemlenmişlerdir. Bunlar da bileşenlerinin birisi beyaz cüce olan düşük ışınlı sistemlerdir. Bunların dışında, Capella, Sirius ve Algol gibi bizim olduğca yakınımızda olan yıldızlardan da son derece düşük değerde olan X—ışınımı gözlenmiştir. Bu yıldızlar muhtemelen Güneş'ten daha şiddetli X—ışınları yayımlayan birer koronaya sahiptirler.

4.3. X—ışın Süpernova Kalıntıları :

4.3.1. Cassiopeia A :

Cas A, ilk kez 1967'de bir X—ışın kaynağı olarak gözlemlenmiş, ancak o zamanın gözlemleriyle X—ışın kaynağının yeri kesinlikle saptanamamış ve ancak 1972'de kesin ölçümler yapılabilmektedir. 1—10 keV enerji aralığındaki X—ışını yegînlîği Crab Nebula'nın %10 u değerindedir. Son çalışmalar, Cas A için termal bir X—ışın üretim mekanizmasının varlığına işaret etmektedir. Ariel—5 gözlemleri, kaynak tayfının iki bileşenli termal bremsstrahlung eğrisi ile en iyi biçimde ifade edilebildiğini ve bu bileşenlere de 12×10^6 K ve 60×10^6 K değerlikli sıcaklıkların eşdeğer olduğu bölgelerden kaynaklandığını göstermektedir. Copernicus peyki ile yapılmış çalışmalardan, X—ışın yayımlayan bölgenin radyo dalgalarının yayımlandığı bölge ile aynı boyutta olduğunu öğreniyoruz. Cas A'nin yaklaşık 300 yıl önce patlayan bir süpernovanın kalıntısı olduğu bilindiğine göre merkezinde bir pulsar olma ihtimali olduğca yüksek olmasına rağmen bugüne kadar radyo, optik ve X—ışın dalga boylarında yapılan tüm araştırmalar hiç bir sonuç vermemiştir.

4.3.2. Puppis A, Vela X ve Cygnus Loop :

Bu üç süpernova kalıntısı, Cas A, Tycho ve Crab'dan daha büyük olup, onlardan çok daha yaşlı olduklarına inanılmaktadır. Bunlardan Puppis A ve Vela X, gökyüzünde birbirine yakın bulunmaktadırlar. Bu nedenle ilk gözlemler bu iki kaynağı Vela X—2 adlı bir tek kaynakta toplamıştı. Puppis A bir düşük enerjili X—ışın kaynağıdır. 0.2—18 keV enerji aralığında elde edilen tayfsal verilerden X—ışın astronomisinde en çok kullanılan her üç kuramsal modelin bu verilere uymadığını görmekteyiz. Ne varki, sıcaklığı 10^7 K nin altında olan termal plazmalar tayfta kuvvetli salma çizgileri göstermek suretiyle eksponensiyel biçimden bir sapma gösterirler. Gerçekten de bu veriler, 0.65 keV de bir maksimum göstermek suretiyle 4×10^6 K lik bir termal modele uygunluk göstermiştir. Bu sonuçlar daha sonraki çalışmalarda 0.66 keV de oksijen salma çizgisinin gözlemlenmesiyle X—ışınlarının termal orjinli oldukları bulgusunu kuvvetlendirmiştir. Puppis A gibi Vela X de kuvvetli bir düşük enerjili X—ışın kaynağıdır. 1 keV de Vela X, Güneş'ten sonra gökyüzünde en kuvvetli bir X—ışın kaynağıdır. Bu kaynağın tayfı da 4×10^6 K sıcaklığındaki bir sıcak gazın tayfı ile uyum içindedir. Son çalışmalar, kalıntının kuzey—batı köşesinin diğer

bölgelerine oranla çok daha parlak olduğunu ve tabaka biçimli bir yapı gösterdiğini vurgulamaktadır. Vela X, Crab Nebula'dan sonra bir merkezi pulsarın gözlemlendiği tek süpernova kalıntısıdır. PSR 0833-45 pulsarı radyo dalga boylarında gözlemlenmiş olup, 87 ms lik periyoda sahiptir. Ayrıca optik ve gamma ışını dalga boylarında da oldukça zayıf olarak gözlemlenmiştir. Buna karşılık, X-ışın dalga boylarında bu pulsardan puls gözlemlenmemiştir.

Cygnus Loop ise düşük enerjili X-ışınları gönderen, oldukça genişlemiş bir başka süpernova kalıntısıdır. Optik astronomlarca Veil Nebula adıyla bilinir.

4.3.3. Crab Nebula :

Bugün, bu nebula şu isimlerle bilinir : M1 (Messier numarası), NGC 1952 (Yeni Genel Katolog), Taurus A (Radyo astronomide), 3C144 (radyo kaynaklarının üçüncü Cambridge katologu), Tau X-1 (X-ışın astronomisinde) ve SN 1054. Crab'in X-ışın tayfı, 1-20 keV enerji aralığında roket ve peyklerle ve 20-500 keV aralığında da genellikle balonlarla oldukça geniş ve ayrıntılı bir biçimde çalışılmıştır. Tayf, bir bütün olarak tek bir power-law modeline uygunluk göstermektedir. 2-60 keV aralığında ki tayf, $I(E) = 9.5 E^{-1.08 \pm 0.05} \text{ keV/cm}^2 \text{ s keV}$ biçimindeki bir power-law modeline uymaktadır. Crab'in tayfı öylesine iyi hesaplanabilmiştir ki X-ışın astronomları bunu kalibrasyon kaynağı olarak sık sık kullanmaktadırlar. Crab, aynı zamanda rastgele değişim göstermeyen kuvvetli bir X-ışın kaynağıdır. Power-law modeline gösterdiği mükemmel uygunluktan dolayı X-ışınlarının, daha önce sözünü ettiğimiz sinkrotron mekanizması ile oluştuğu ve X-ışın tayfının da realistlik elektron tayfının power-law tabiatını yansıttığı düşüncesi hakim olmaktadır. Crab'in X-ışın ışımasını 0.5-10 keV enerji bandında yaklaşık birkaç kez 10^{37} erg/s mertebesinde dir. Sönük bir X-ışın radyasyonu, Crab'daki asıl sinkrotron kaynağının dışındaki bir bölgeden gözlemlenmiştir.

5. X-IŞIN KAYNAĞI OLARAK GÜNEŞ

İlk bakışta, G2 tipinden, 5700°K yüzey sıcaklıklı bir yıldızın X-ışınları göndermesi şaşırtıcı gelebilir. 1938 yılında Hulbert, Güneş'in X-ışınlarının Dünya atmosferindeki E-bölgesinin oluşmasından sorumlu tutulacağını ileri sürmüştü. 1942'de, Edlen'in Güneş'in koronasından yayınlandığını öne sürdüğü koronal emisyon çizgi tayfının yüksek mertebeden iyonize olmuş ağır atomların yasak geçiş çizgileri olduğunun saptanmasıyla koronal yapı fikri ilk kez ortaya atılmış oldu. Güneş'in X-ışınlarının ilk kez gözlemi 1949 yılında Burnight tarafından rapor edilmiştir. Bu gözlem, yerden 110 km yükseklikte kısa bir süre için uçurulmuş bir V-2 türü roketten elde edilmiştir. Bu ilk roket gözleminde sonra 1960 yılına dek Naval Research Laboratory (NRL) tarafından sürekli bir program çerçevesinde bir dizi roket gözlemleri ile Güneş'in X-ışınları gözlemlenmeye devam edilmiş ve 1-60 Å aralığında duyarlı iyon odaları ve Geiger sayıcıları kullanmak suretiyle NRL gurubu Güneş'in X-ışın emisyonu için birçok özelliklerin bulunmasını sağlamıştır. Yalnız,

bu gözlemler, 1958 yılına kadar tüm güneş diskten gelen radyasyona duyarlı detektörlerce yapılmıştı. 1958 de ise NRL gurubu, X-ışın emisyonunun dağılımı hakkında ilk bilgiyi elde etti. Bu ilk bilgiler, bir Güneş tutulması esnasında Güney Pasifikteki bir gemiden bir dizi roketin fırlatılması sonucunda bu roketlerden alınan bilgilerdir. Bu çalışmalardan iki önemli sonuç elde edildi. X-ışın emisyonunun, Güneş'in aktif bölgelerinin dışında yoğunlaşmış olduğu fakat 44–60 Å aralığında toplam akının %12 sinin hala mevcut olmasından da bu tür bir radyasyon için koronal bir orijine işaret edildi. Bu gözlemler, Blake ve arkadaşları tarafından 1963 de basit bir pinhole fotoğraf makinası ile alınan güneş imajı ile de doğrulandı. 1950 li ve 1960 lı yıllarda Güneş'in X-ışın gözlemleri devam ederken Elwert, 0.5×10^6 K ve 100×10^6 K bandındaki çizgi emisyonunun ve sürekli emisyonun özelliklerini inceledi. O zamana kadar kullanılan zayıf dalga boyu rezolüsyonlu detektörlerce yapılan gözlemlerle çizgi emisyonunun önemi bu çalışma ile belli olduktan sonra kuramsal sonuçların karşılaştırılması işlemi ancak zorlukla yapılabilirdi. 1964 yılında daha ileri teknik olanaklarla Bragg kristal spektrometresi kullanılarak yapılan koronal çizgi emisyonu gözlemleri ile 25 Å un altındaki dalga boylarında birkaç kuvvetli emisyon çizgisi keşfedildi. Bu çizgiler, 0 VII, 0 VIII, FE XVII ve Ne IX iyonları arasındaki geçişlerden ileri gelmekteydi. Bu gözlem, Elwert'in kuramsal hesaplarını doğrulayarak güneş X-ışın çalışmalarında kristal spektrometrelerin kullanımının artmasına neden oldu. 1968 de Evans ve Pounds, 0 VII deki $1 s^2 - 1 s2p$ geçişinin gözlemlenmesi ile koronal sıcaklığın 1.5×10^6 K olduğunu ve emisyon integrali değerinin de (yani, $\int N_e^2 dV$, burada N_e plazmadaki elektron yoğunluğudur) $1.5 \times 10^{49} \text{ cm}^{-3}$ olduğunu buldular. Acton ve arkadaşları 1972 de 0 VII ve Ne IX emisyon çizgilerini bir kolümatörlü Bragg spektrometresi kullanarak koronal sıcaklık için $1.3 - 1.7 \times 10^6$ K değerlerini elde ettiler. Korona çalışmalarında karşılaşılan ana güçlük, o yıllara kadarki geliştirilen detektörlerle en iyi spektrel ve pozisyon rezolüsyonunun aynı anda bir tek alet ile mükemmel bir biçimde elde edilememesiydi. Blake ile 1963 yılında başlayan Bragg spektrometresi kullanımı, roket ve daha sonraları da uydularda aynı spektrometrelerin kullanımı ile güneş fllerinin yokluğunda tüm koronanın X-ışın tayfının elde edilmesini sağlamıştır, Şekil 7. Böyle bir tayfı göstermektedir. Veri, OSO-5 uydusuna yerleştirilen kolimatörsüz bir Bragg spektrometresinden alınmıştır. Tablo 1. de ise güneş koronasında gözlemlenen önemli emisyon çizgileri verilmiştir. Tüm korona tayfı elde edildikten sonra bu tayf, her bir aktif bölgenin ayrı ayrı incelenmesi için de kullanılabilir. Bir koronal çizgi tayfının ilk kuantitatif analizi Evans ve Pounds tarafından yapılmıştır. Gözlenen emisyon, bu kişilerce aktif bölge ve genel koronal bileşenlerine ayrılabilmiş buradan da ölçülen çizgi şiddetlerinin kuramsal sonuçlarla karşılaştırılması sonucunda aktif bölge materyeli için sıcaklık değerinin $2.5 - 4 \times 10^6$ K değerleri arasında olduğu bulunmuştur. Ne var ki, bu gözlemsel verilerin karşılaştırıldığı modelde izotermal bölgelerde bulunan farklı iyonların yaklaşık bir sıcaklık değerinde bulunduğu kabul edilmişti oysa bu pratikte hiç de doğru bir sonuç vermeyebilir. Daha sonra fırlatılan bir roketten alınan veriler ile, Batstone ve arkadaşları birbirinden farklı aktif üç bölge için sıcaklığın bir fonksiyonu olan diferensiyel emisyon ölçümünün elde edilmesini,

ÇİZELGE I
Seçilmiş güneş emisyon çizgileri.

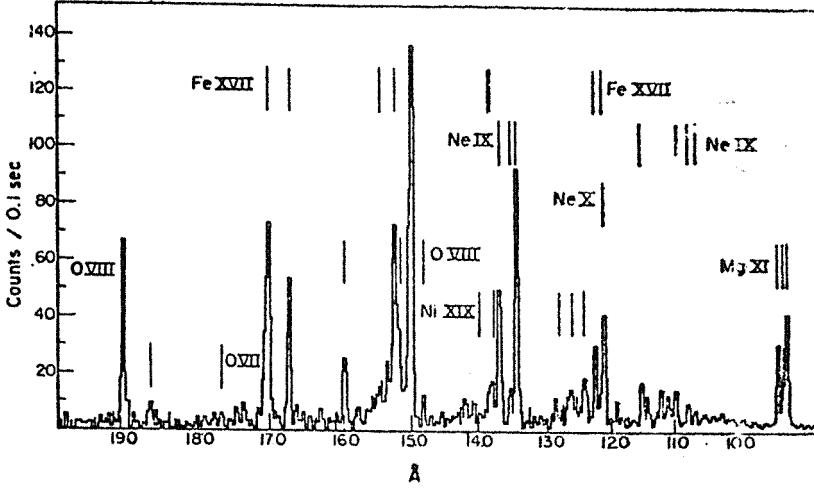
İyon	Geçiş	Dalgaboyu
OVII	$1s^2\ ^1S_0 - 1s2p\ ^1P_1$	21.60
	$-1s2p\ ^3P$	12.80
	$-1s2p\ ^3S_1$	22.10
OVIII	$1s^2S_{1/2} - 2p^2P_{1/2,3/2}$	18.62
	$-3p^2P_{1/2,3/2}$	18.97
FeXVII	$1s^22s^22p^6\ ^1S_0$	16.01
	$-1s^22s^22p^53s^3P_1$	17.05
	$-1s^22s^22p^53s^1P_1$	16.77
	$-1s^22s^22p^53d^3P_1$	15.45
	$-1s^22s^22p^53d^3D_1$	15.26
	$-1s^22s^22p^53d^1P_1$	15.01
FeXVIII	$1s^22s^22p^5P^0$	
	$-1s^42s^22p^43d^2P$	15.88
	$-1s^22s^22p^43s^2D$	15.62
	$-1s^22s^22p^43d^2P$	14.68
	$-1s^22s^22p^43d^2P$	14.54
NiXIX	$1s^22s^22p^6\ ^1S_0$	
	$-1s^22s^22p^53d^4P_1$	12.85
	$-1s^22s^22p^53d^3D_1$	12.64
	$-1s^22s^22p^53d^1P_1$	12.42
NeIX	$1s^2\ ^1S_0 - 1s2p\ ^1P_1$	13.45
	$-1s2p\ ^3P$	13.55
	$-1s2p\ ^3S_1$	13.70
	$-1s3p\ ^1P_1$	11.56
NeX	$1s^2S_{1/2} - 2p^4P_{1/2,3/2}$	12.13
MgXI	$1s^2\ ^1S_0 - 1s2p\ ^1P_1$	9.17
	$-1s2p\ ^3P$	9.23
	$-1s2s^3S_1$	9.31
MgXII	$1s^2S_{1/2} - 2p^2P_{1/2,3/2}$	8.42
SiXIII	$1s^2\ ^1S_0 - 1s2p\ ^1P_1$	6.65
	$-1s2p\ ^3P$	6.69
	$-1s2p\ ^3S_1$	6.74
SiXIV	$1s^2S_{1/2} - 2p^2P_{1/2,3/2}$	6.18
SXV	$1s^2\ ^1S - 1s2p\ ^1P_1$	5.04
	$-1s2p\ ^3P$	5.07
	$-1s2s^3S_1$	5.1
CaXIX	$1s^2\ ^1S - 1s2p\ ^1P_1$	3.17
	$-1s2p\ ^3P$	3.19
	$-1s2s^3S_1$	3.21
FeXXV	$1s^2 - 1s2p\ ^1P_1$	1.850
	$-1s2p\ ^3P$	1.856
	$-1s2s^3S_1$	1.862

gözlemlenen çizgi şiddetlerini kullanmak suretiyle başardılar. Bu üç bölgeden birinde, $7.5-9.5 \times 10^6$ K sıcaklıkları aralığındaki bir materyelin varlığına işaret eden bir delil bulunmuş oldular. Güneş fllerleri, enerjinin serbest bırakılmasına işaret eden olayla ilgili olduklarına göre, bunlara ait X-ışın emisyon süreleri 1 saniye ile birkaç dakika arasında değişen zaman süreçleri içinde X-ışın yeğinciklerinde hızlı değişimler gösterir. Şekil 8 de bir aktif bölgeden gözlemlenmiş bir tayf verilmiştir. Şekil 9 da ise bir güneş fleri esnasında farklı enerji aralıklarında yeğincik zamanla değişimi gösterilmiştir. Kısa zaman aralıklarında değişerek etkisini gösteren bu X-ışın emisyonunun, başlangıçta yüksek sıcaklıklı bir plazmada olduğu fikri yaygınken bugün bunun termal olmayan elektronların, iyon yoğunluğu $N_{ion} \sim 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ olan alt Güneş atmosferi ile etkileşmesi sonucunda olduğu fikri hakimdir.

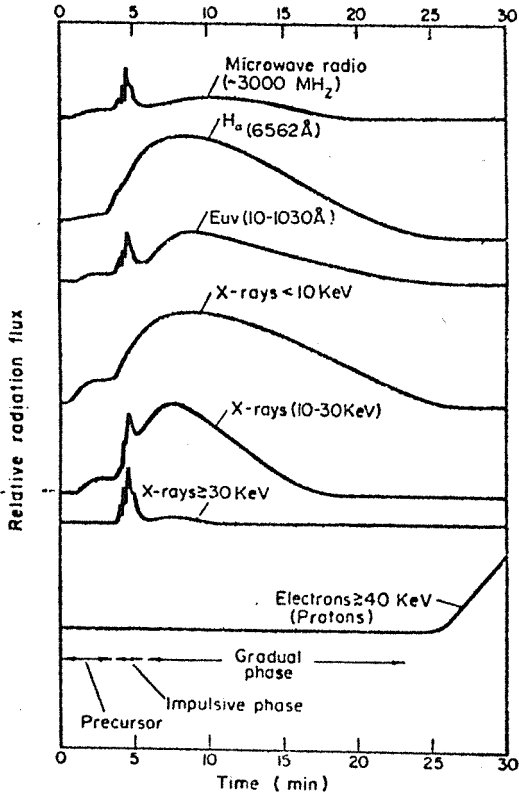
Aktif bölge çalışmalarında olduğu gibi, bir fler plazmanın tayfsal rezolüsyonu da pozisyon rezolüsyonu en iyi bir şekilde başarılmadan elde edilmektedir. Büyük yeğincikli bir fler sinyali, emisyon çizgisinin ve sürekli tayfın, koronanın geri kalan kısmından yayılan emisyon tarafından özelliği ve şekli değiştirilmeksizin ölçülebilmesine izin vermektedir. Bu tür bir tayf, emisyon çizgileri açısından oldukça zengin bir tayftır. Yine aktif bölgelerde olduğu gibi, emisyon çizgilerinin gözlemlenmesi ile emisyon gönderen plazmanın tabiatı ve durumu hakkında en ayrıntılı bilgiyi elde etmek mümkün olmaktadır. İlk fler çizgi emisyonu gözlemleri, 1967 de Neupert ve arkadaşları tarafından OSO-3 uydusunda Bragg kristal spektrometresi kullanılarak yapılmıştır. Bunu, NRL gurubunun diğer OSO uyduları izlemiş ve daha sonraları da O VI-10 ve O VI-17 uyduları ile Intercosmos 4 uyduları ile gözlemler yapılmıştır. Günümüzde ise Güneş X-ışınları SMM uydusu ile gözlemlenmektedir. Fler plazmaların sıcaklığı, yoğunluğu ve emisyon ölçüsü gibi bilgileri prensip olarak elde etmek mümkündür. Ne var ki, X-ışın akısındaki hızlı değişimler bunu iki açıdan güçleştirmektedir : İlk olarak; X-ışın spektrumu, gözlemin yapıldığı süre içerisinde tayfın alındığı süre içinde dikkati çekecek ölçüde değişim gösterebilir. İkinci olarak da fler plazma, özellikle ışık eğrisinin yükselme gösteren kısmında iyonizasyon dengesinden hayli uzakta bulunabilir. Fler plazma sıcaklıkları, iyonizasyon denge şartı olduğu varsayılarak tahmin edilmiş olduğu halde iyonizasyon dengesinin zamana bağımlı olduğu şartlar gözönüne alınmalıdır. Bu tür çalışmalar, Kafatos ve Tucker ve de Doschek ve Meekins tarafından yapılmış ve sonuçta da 10^{10} cm^{-3} den büyük yoğunluklu plazmalar için durağan-durum varsayımının yeterli olduğu bulunmuştur. Güneş fllerlerinden gözlemlenen şiddetli X-ışın emisyonu ($E > 20 \text{ keV}$), yüksek enerji elektronlarından bremsstrahlung mekanizması ile oluşmaktadır. Bu tür şiddetli bir tayfın,

$$dN / dE = K E^{-n} \quad \text{foton / cm}^2 \cdot \text{s} \cdot \text{keV} \quad (25)$$

biçiminde olduğu bulunmuştur. $20 < E < 100 \text{ keV}$ için buradaki n , $2.4 < n < 5.5$ olarak elde edilmiştir. Daha yüksek enerjilerde tayf, daha dik olmaktadır.



Şekil 8 : Güneş'in aktif bir bölgesinin tayfı.



Şekil 9 : Bir güneş patlaması sırasında farklı spektrel aralıklarda yoğunluğun zamanlı değişimi.

6. GALAKSİMİZ-DIŞI X-IŞIN KAYNAKLARI VE İZOTROPİK ZEMİN RADYASYONU

Yüksek Galaktik enlemde bulunan 100 ya da daha fazla kaynağın büyük bir bölümü Galaksimiz-dışı X-ışın kaynakları olarak tanımlanmıştır. Bu cisimler başlıca üç ana kategoride toplanabilir :

- (i) Kendi Galaksimizin yayınladığı X-radyasyonundan daha fazla X-ışını yayımlayan "Aktif Galaksiler",
- (ii) Galaksimize yakın miktarda X-ışın kaynakları barındıran "Yakın Galaksiler",
- (iii) Galaksi Kümeleri.

Galaksimiz-dışı X-ışın kaynaklarının incelenmesi Galaktik kaynaklara oranla daha az gelişmiş bir düzeyde kalmıştır. Bunun nedeni de Galaksimiz dışı bu kaynakların günümüz aletleri için oldukça sönük kalmış olmalarıdır. En kuvvetli bir Galaksimiz-dışı X-ışın kaynağı, Crab'den tam 25 kez daha sönüktür. Diğer pek çoğu da uydulara yerleştirilen aletler ile gözlemlenebilmeleri için çok uzun süreli gözlemler gerektirmektedir.

6.1. Normal Galaksiler :

Magellanic Bulutlar, Dünya'nın güney yarı-küresinde çıplak gözle görülebilen iki cüce galaksidir. Bizden yaklaşık 55 kpc uzaktadırlar. Küçük Magellanic Bulut'unda şimdiye kadar üç kaynak gözlemlenmiştir. Bunlardan SMC X-1, 3.89 günlük bir periyot ile tutulma gösteren bir ikili sistemdir. Sistemin optik bileşeni B O tipinden bir süper devdir. Her iki bulutta da (Büyük ve Küçük) gözlenen kaynaklar, Galaksimizdeki kuvvetli ışıyım veren kaynaklara benzer ışıyımlara sahiptir (yani 10^{38} erg/s). Her iki bulutta aynı zamanda zayıf ışıyımlı kaynakların bulunduğu bilinmektedir. M 31, spiral galaksiler içinde bize en yakın olanıdır ve kuzey yarı-küreden çıplak gözle görülebilir. Toplam X-ışıyımı yaklaşık 2×10^{39} erg/s olup, oldukça sönük bir X-ışın kaynağıdır.

6.2. Aktif Galaksiler :

Optik bir teleskopla gözlenebilen galaksilerin küçük bir miktarı, çekirdeklerinde bir aktivite sürüp gitmekte olduğunu göstermektedir. Radyo galaksiler, aktif galaksi sınıfının en iyi bilinen elemanları olup, 10^{40} erg/s den daha büyük radyo ışıyımlarına sahiptirler. Radyo dalga boylarındaki tayfsal verilerden, emisyon mekanizmasının bir manyetik alan içinde hareket eden relativistik elektronların oluşturduğu sinkrotron radyasyonu olduğu bilinmektedir. Centaurus A (NGC 5128), X-ışın dalga boylarında ayrıntılı olarak çalışılmış bir radyo galaksidir. Bu sınıf içerisinde 4 Mpc bir uzaklık ile bize en yakın olanıdır. Bu kaynaktan gelen X-ışınları, ilk kez 1970 yılında roket gözlemleri ile detekte edilmiştir. Elde edilen iki delil ile X-ışın kaynağının galaksinin çekirdeği ile ilgili olduğu saptanmıştır. Birincisi, tıkHz-radyo kaynağı gibi X-ışın yegınlığı değışkendir. Öyle ki, üç ya da dört yıllık gözlemlerde X-ışın parlaklığı 3 ile 5 misli bir değışme göstermiştir. Ayrıca, X-ışın şiddetinde 6 günlük bir sürede %40 oranında artış da gözlenmiştir. İkincisi,

X-ışın tayfı $N_H = 1.35 \times 10^{23}$ atom/cm² değerine karşılık gelen bir düşük-enerji kırımı göstermektedir. Bu değerde bir kolon yoğunluğu, NGC 5128 galaksisinin çekirdeğini çevreleyen materyel tarafından oluşmuş olabilir, başka türlü açıklanamaz. X-ışın tayfı 0.8 değerinde bir tayfsal indisli power-law'dur.

Cygnus A'da radyo galaksiler içinde en kuvvetli olanlarından biridir. Zayıf bir X-ışın kaynağı olarak bilinir. M87 (Virgo A, NGC 4486) ise Virgo kümesinin merkezinde bulunan oldukça ilginç bir radyo galaksidir. Görünür ışıktaki alınmış kısa pozlu fotoğrafından dev bir eliptik galaksinin çekirdeğinden fırlatılmış gibi görünen bir jete sahiptir. Crab Nebula gibi bu jet, görünür bölgede sinkrotron radyasyonu yayınlar.

Seyfert galaksiler ise parlak bir çekirdeği olan spiral galaksilerdir. Çekirdekleri, görünür dalga boylarında kuvvetli ve genişlemiş salma çizgileri gösterir. Böyle kuvvetli salma çizgileri galaksiler arasında yaygın değildir. Seyfertlerde gözlenen genişlemiş bu çizgilerin galaksi çekirdeğinden yüksek hızlarda atılan gaz vasıtası ile oluştuğu düşüncesi hakimdir. Seyfert tayfında hem yüksek yoğunluklu gazdan üretilen müsadeli çizgiler, hem de düşük yoğunluklu gazdan üretilen yasaklanmış çizgiler mevcuttur. Tip 2 Seyfertlerde her iki türden de çizgiler benzer genişliktedir. Tip 1 Seyfertlerde ise, müsadeli çizgiler yasaklanmış çizgilerden daha geniş olup, yoğun merkezi bölgelerde gazın daha enerjetik olarak atıldığını ileri sürmektedir. Her iki tipte de Seyfert galaksilerinin çekirdekleri kuvvetli bir kızıl-ötesi kaynağıdır. Zaman zaman gözlenen değişkenlik son derece tıkHz boyutlar gerektirir. Seyfertlere örnek olarak NGC 4151 (tip 1), NGC 1275 (tip 1 veya 2, belli değil) ve NGC 1068 verilebilir.

Yarı-yıldızsal cisimler (quasarlar), optik bir gözlemciye normal olarak yıldız benzer bir cisim olarak görünen fakat normal yıldızlardan hayli farklı bir tayf gösteren cisimlerdir. Gözlenen büyük değerlikli kıızı kaymalar, ışık hızına yakın hızlarda uzaklaştıklarını gösterir. 3C 273 bize en yakın ve en parlak bir yarı-yıldızsal cisimdir. 0.9 değerinde tayfsal indisli bir power-law tayfa sahip olan bu cisim, 7×10^{45} erg/s değerinde bir maksimum X-ışına ile Galaksimizden bir milyondan daha büyük değerde bir ışıma sahiptir. X-ışınlarında değişkenlik gözlemlenmiş olup, bu Cen A'daki ve tip 1 Seyfertlerdeki tıkHz X-ışın kaynaklarını andırmaktadır.

Aktif galaksilerden gözlenen X-ışın yayınımını açıklayan farklı iki kuram mevcuttur. Birincisi, aktif bir galaksinin merkezinde bulunan 10^7 Güneş kütesinden büyük bir kütleye sahip bir kara deliğin üzerine eklenmekte olan materyelden dolayı oluşan X-ışınlarını, ikincisi ise Compton-sinkrotron kuramı adı altında, galaksinin tıkHz göbeğinde radyo, kızıl-ötesi ve optik dalga boylarında üretilen radyasyonu açıklayan kuramlardır. İkincisinde relativistik elektronlarla fotonlar arasındaki ters Compton etkileşmesi sonucunda X-ışın emisyonu oluşur. Birincisinde 10^9 K veya daha büyük sıcaklıklara kadar salınan gravitasyonel enerji ile ısıtılan gaz, istenen yüksek değerdeki ışıma ve sert tayfı göstermektedir. Değişimler ise eklenen materyelin eklenme hızındaki değişimlere karşılık gelmektedir.

6.3. Difüz X-ışın Zemin Radyasyonu :

Şimdiye kadar bahsettiğimiz türden kaynakları ihtiva eden gökyüzü, X-ışın dalga boylarında bir zemin yüzey parlaklığı sergiler. 2 keV den daha büyük enerjilerde bu zemin izotropiktir ve bu ise orijininde galaktik olmaktan çok galaksi-dışı bir özellik göstermektedir. Bunu şöyle açıklamak mümkündür : Galaksimiz, enerjileri 2 keV den daha büyük olan X-ışınlarına geçirgendir. Böylece bir difüz emisyon mekanizması galaksinin disk biçimli kısmındaki kaynaklarla aynı biçimde dağılım gösteriyorsa, difüz akı Samanyolunun düzleminde galaktik kutuplara oranla daha parlak görülecektir. Samanyolunda çok az bir ekstra difüz emisyon gözlemlenmiş olup, bu zemin radyasyonu için galaktik bir orijin olma olasılığını kesinlikle yok eder. 2 keV'nin altındaki enerjilerde gökyüzü hala X-ışınlarında parlak olup akı, galaktik kutuplarda Samanyolu düzlemine oranla daha kuvvetlidir. Difüz X-ışın zemini için sadece iki tip ölçüm yapılmıştır : Tayfının hesaplanması ve izotropluk derecesinin bulunması. Difüz zeminin tayfı, artan X-ışın enerjisi ile monotonik olarak bir düşme gösterir ve X-ışın ile gamma ışın bölgelerinde gözlemlenebilir. Tayfın 10 keV nin altında kalan bölümü, bu değerin üstündeki bölüme oranla daha düzdür. 6.7 keV çizgisi tayfta kuvvetli bir biçimde gözlemlenmeyip, zemin radyasyonunu üreten mekanizma için hiçbir tayfsal ipucu bulunmamaktadır. İzotropi ölçümleri ise diskret kaynakların bulunmadığı bölgelerde yapılan ölçümlerde kayıtlı edilen akıların sistematik farklılığını araştırmak suretiyle yapılır. En duyarlı bu tür bir ölçüm, Uhuru uydusunun $5 \times 5^\circ$ görüş alanlı kolimatörünü kullanarak yapılmıştır. Elde edilen sonuçlara göre, gökyüzünün boş alanlarından gelen X-ışın akısı bir $5 \times 5^\circ$ alanından diğerine %3 oranında değişim göstermektedir.

X-ışın zemininin orijini için başlıca iki çeşit düşünce tarzı mevcuttur :

- (i) zemin, uzayda aşağı yukarı bir biçim olarak üretildiğinden gerçekten difüzdür,
- (ii) zemin, büyük sayıdaki diskret kaynaklardan üretilmiştir. Bu sayı o kadar fazladır ki nasıl bir çıplak göze Samanyolu bir çok ayrı, ayrı yıldızlardan oluştuğu halde difüz gibi görünüyorsa, zemin de bu tür görünmektedir. İzotropi ölçümleri bu her iki düşünce tarzına da uyum göstermektedir.

1 keV'nin altındaki çok yumuşak X-ışın enerjilerinde gökyüzü parlak fakat artık izotropik değildir. Galaktik diskteki gazın bu tür ultra-yumuşak X-ışınlarını emmesi beklenir. Başlangıçta gözlemler, bu ultra-yumuşak X-ışın zemininin galaksi-dışı orijinli olduğu biçiminde yorumlanmış fakat daha sonra iki ana nedenle bu düşünceye ilgi azalmıştır. Birincisi, Galaksi düzlemindeki radyasyonun absorbe olmuş galaksi-dışı akıdan daha parlak olması ikincisi de, galaksi-dışı orijinli ultra-yumuşak X-radyasyonu Magellanic Bulutlar ve M31 tarafından absorbe edilecek ve geride de parlak bir X-ışın gökyüzünde koyu gölgeler bırakacaktır. Bu tür gölgeler SMC, LMC ve M31 de aranmış ama gözlenememiştir. Ultra-yumuşak zemin radyasyonunun büyük bir bölümünün yerel galaktik bir üretim olduğu düşüncesi genelde hakimdir. Galaktik kutuplara doğru gidildikçe bu radyasyon parlaklığının artması, galaktik diskteki kaynak bölgesinin galaktik enlemlerde absorbe edici gaz dağılımından daha büyük olması şartı ile açıklanabilir.

MORÖTESİ ASTRONOMİSİ VE ULUSLARARASI MORÖTESİ KEŞİF (IUE) UYDUSU

İ. Ethem Derman

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, ANKARA

ÖZET : Uzay teknolojisi ile birlikte başlayan uydu astronomisinin morötesi ile ilgili bölümü bu çalışmada derlenmiştir. Birinci ayırmada sondaj roketleri, balon ve uydularla yapılan gözlemlere değinilmiş, ikinci ayırmada ise IUE uydusu teleskobu, tayfçekeri ve yörünge özellikleri bir bütün olarak anlatılmış ve yer istasyonlarında gözlemin nasıl yapıldığı belirtilmiştir. Üçüncü ayırmada morötesi bölgede yapılan belli başlı bulgular maddeler halinde verilmiş, dördüncü ayırmada ise gelecekte yörüngeye oturtulması planlanan morötesi bölgede çalışacak projelere değinilmiştir. Son ayırmada ise astronomik uydulardan elde edilen verilerle bolluğu karşısında astronom sayısının yetersiz kaldığı ve, bizim gibi geri kalmış ülkelerin astronomlarının bu tür verilerden olası ölçüde yararlanmaları gerektiği vurgulanmıştır.

1. MORÖTESİ BÖLGEDE YAPILAN İLK ÇALIŞMALAR

Elektromanyetik tayfın yaklaşık olarak 900–3500 Å aralığında kalan bölgede gerçekleştirilen gözlemleri kullanarak yapılan gökbilimsel araştırmalara morötesi astronomisi denilmektedir. Dalgaboyu yumuşak X–ışınları ile 900 Å arasında kalan bölge ise uç (extreme) morötesi olarak bilinir. Dünya atmosferinde bulunan ozon, oksijen ve azot tüm morötesi bölgedeki ışınmı soğurduğundan dolayı bu tür gözlemlerin atmosferin belirli bir yüksekliğinde ya da boş uzayda yapılması gerekmektedir. Bu nedenle balonlar, roketler, yapay uydular ve uzay sondaları astronomik amaçlı kullanılabilirler.

20. yüzyılın ilk yarısının sonuna dek sadece atmosferin geçişine izin verdiği ve fotoğraf plaklarının duyarlı olduğu 3200 Å dalgaboyuna kadar olan bölge incelenilebiliyordu. İlk kez 1946 yılının Ekim ayında ABD Naval Araştırma Laboratuvarında çalışan bilim adamları bir V–2 sondaj roketini 80 km yüksekliğe fırlatarak 2200 Å'a kadar Güneş tayfını elde etmeyi başardılar. Sondaj roketleri ile yapılan bu tür gözlemler bugün dahi değişik amaçlarla gerçekleştirilmektedir. Roketin baş bölgesine yerleştirilen teleskop ve tayfçeker, roket belirli bir yüksekliğe ulaştığında tayfı alınacak kaynağa yönelmekte ve alınan tayf, ya iletişim yoluyla ya da geri yere düşen roketin başlığının ele geçirilmesiyle işlenmektedir. Roket gözlemlerinin en kötü yanı toplam gözlem süresinin birkaç dakikayı geçmemesidir. Dolayısıyla tayfı alınacak kaynağın çok parlak olması gerekmektedir.

Balonla yapılan morötesi gözlemleri, gönderilen astronomik aygıtların geri ele geçirilebilmesinden dolayı çok ekonomiktir. Fakat balonun çıkacağı yükseklik sınırlı olduğundan gözleyebileceği morötesi bölge de sınırlı kalmaktadır. İlk fırlatılan balonlar

30 km yüksekliğe dek çıkabilmekteydi ve 2500 Å'a kadar olan bölgede tayf alabiliyordu. Teknolojinin ilerlemesiyle 40 km'nin üstüne çıkabilen balonlara yerleştirilen tayfçekerler 2000 Å'a dek tayf çekebilmektedir.

Morötesi bölgede uydu ile yapılan ilk çalışmalar NASA'nın OSO (Yörüngedeki Güneş Gözlemevi) serisi ile başladı. Çizelge 1'de bu seriden gönderilen uyduların fırlatılış tarihleri ve taşıdıkları aygıt sayısı görülmektedir. Bu seriden uyduların yaşam süreleri 1–2 yıldır. Her OSO uydusu toplam 21.5 kg gözlem aygıtı taşıdı. Güneşten gelen X–ışını, γ –ışını ve morötesi ışınımına duyarlı olan bu aygıtların bazıları bir yay dakikası mertebesinde yönlendirilebiliyordu. OSO'lar sadece Güneşi değil, gezegenlerarası tozu ve atmosferimizin üst katmanlarını da gözledi. Bir Güneş çevrimi boyunca OSO serisi uydularla gözlem yapıldığından etkinlik çeşitli dalgaboylarında araştırılmış oldu.

Uzay teknolojisinde ve duyaç (detektör) yapımındaki ilerlemeler morötesi bölgede sadece Güneş'i değil yıldızları da gözleme olanağını yaratmıştır. Yıldızların bu bölgede ilk düzenli çalışmaları yine NASA'nın uzaya yerleştirdiği OAO (yörüngedeki astronomi gözlemevi) serisi uydularla yapılmıştır. Çizelge 2 de bu seriden gönderilen uyduların fırlatılış tarihini ve taşıdıkları teleskopların en büyüklerinin çapı verilmiştir. Bu uydulardan birincisi fırlatıldıktan iki gün sonra elektrik devrelerinde meydana gelen arızadan dolayı sustu. OAO–B uydusu ise yörüngeye oturtulamadı. OAO–2, 16 ay gözlem yaptı. 32 cm'lik dört teleskoptan oluşan ve Ceeskop gurubu diye bilinen aygıtlarla sıcak anakol yıldızlarının morötesi gözlemleri yapıldı. 41 cm'lik teleskopla bulutsular dört tane 20 cm'lik teleskoptan oluşan aygıtlarla da yıldızların morötesi fotometrik gözlemleri gerçekleştirildi. 1972 de fırlatılan OAO–3 uydusu çok uzun bir süre (yaklaşık 10 yıl) gökbilimcilere çok önemli bilgiler gönderdi. Bu uyduya atıldıktan çok sonra COPERNICUS adı verilmiştir. Copernicus, 81 cm çaplı bir morötesi teleskop ve yüksek ayırmalı bir tayfçeker taşıyordu. Bu tayfçeker ile 7. kadirde daha parlak yıldızların 1 Å ayırmalı tayflarını alabiliyordu. İlk kez 900 Å dek yıldızların tayfını başaran Copernicus uydusunda ayrıca 3-tane de X–ışın duyağı bulunuyordu.

NASA da bu çalışmalar sürerken Avrupalı gökbilimciler de boş durmamıştır. Avrupa Uzay Araştırma Organizasyonu (şimdiki ESA) 1972 yılının Mart ayında TD–1 adlı uyduyu uzaya yerleştirdi. Bu uydu binlerce yıldızın 1350–2550 Å aralığında tayfını aldı. 9. kadirde daha parlak olan tüm O–B türü yıldızlar gözlemlendi. TD–1 ile gözlenen 30 000 den fazla morötesi kaynağın bir kataloğu yayınlandı. Hollanda ile ABD nin ortak yapımı olan ANS (Hollanda Astronomi Uydusu) ise 1974 yılının Ağustos ayında yörüngeye yerleştirildi. Asıl amacı taşıdığı iki X–ışın duyağı ile X–ışın kaynaklarını araştırmak olan bu uydu bir de 20 cm'lik morötesi teleskop taşıyordu.

Tüm bu çalışmalardan anlaşılacağı üzere sönük gökcisimlerinin tayfı çekilemediğinden galaksimiz dışındaki cisimlerin morötesi bölgedeki özellikleri henüz keşfedilmemişti. Ayrıca parlak gökcisimlerinin de yüksek ayırmalı tayfları alınamadığından duyarlı bolluk analizleri gerçekleştirilememişti. En yüksek ayırmalı morötesi tayfı Copernicus uydusu alıyordu ki onun da ardışık iki verisinin arasındaki uzaklık 1 Å du. Bu nedenlerden dolayı

ÇİZELGE I

OSO (Yörüngedeki Güneş Gözlemevi) serisi uyduların fırlatılış tarihi ve taşıdıkları gözlem aygıtlarının sayısı görülmektedir.

OSO-1	7 Mart 1962	13 aygıt
OSO-2	3 Şubat 1965	8 aygıt
OSO-C	25 Ağustos 1965	Başarısız
OSO-3	8 Mart 1967	9 aygıt
OSO-4	18 Ekim 1967	9 aygıt
OSO-5	22 Ocak 1969	8 aygıt
OSO-6	9 Ağustos 1969	7 aygıt
OSO-7	29 Eylül 1971	6 aygıt
OSO-8	21 Haziran 1975	8 aygıt

ÇİZELGE II

OAÖ (Yörüngedeki Astronomi Gözlemevi) serisi uyduların fırlatılış tarihi ve taşıdıkları teleskopların en büyüğünün çapı görülmektedir.

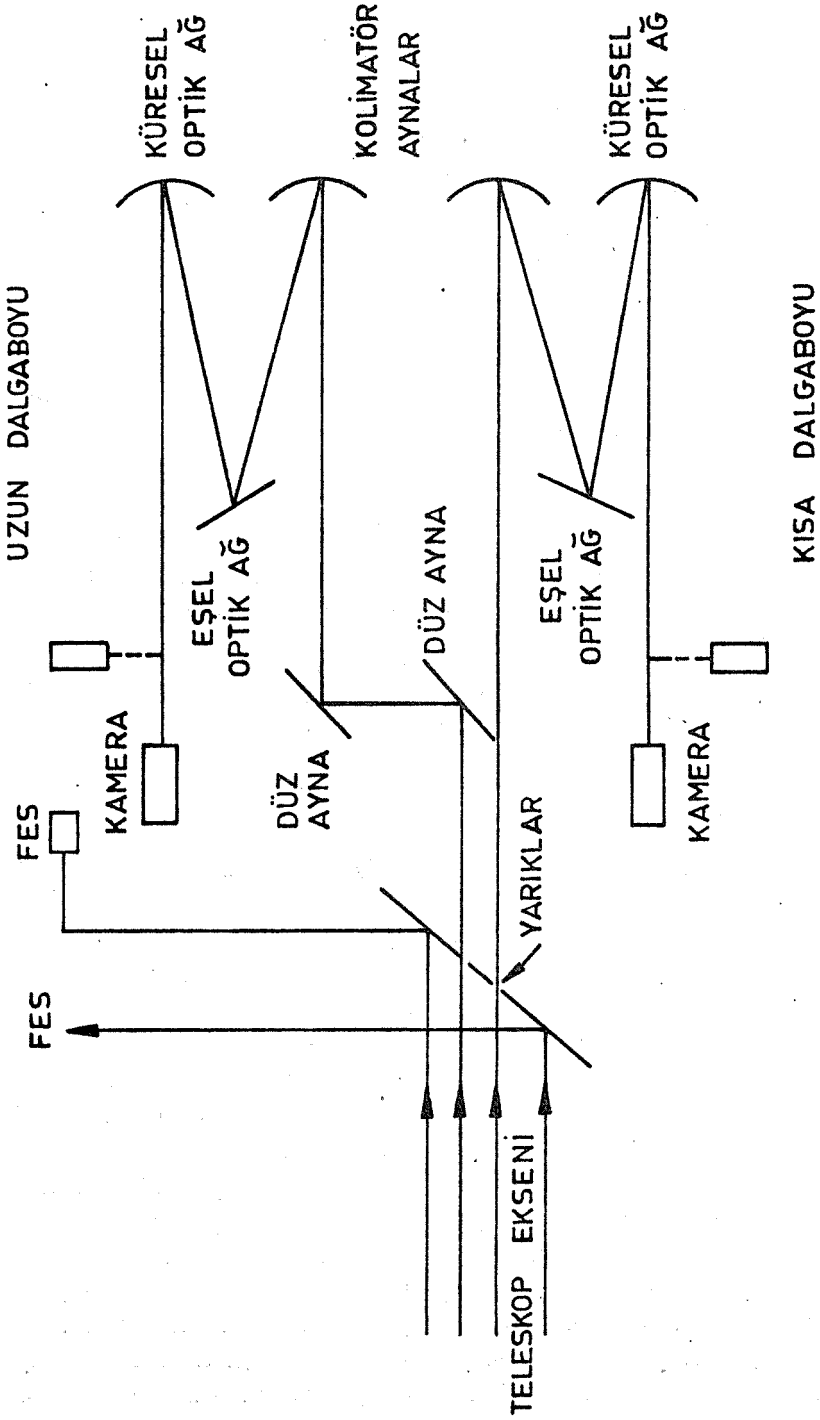
OAÖ-1	8 Nisan 1966	41 cm
OAÖ-2	7 Aralık 1968	41 cm
OAÖ-B	30 Kasım 1970	91 cm
OAÖ-3	21 Ağustos 1972	81 cm

yüksek ayırmalı tayf alabilecek ve sönük cisimleri de gözliyeabilecek daha gelişmiş bir uydunun fırlatılması gerekiyordu.

2. IUE, ULUSLARARASI MORÖTESİ KEŞİF UYDUSU

İngiliz bilim adamları tarafından hazırlanan Morötesi Astronomi Uydu (UVAS) projesi 1968 yılında Avrupa Uzay Birliğine sunulmuş fakat reddedilmişti. Bunun üzerine aynı proje OAÖ uyduları ile Uzay Teleskobu arasındaki boşluğu doldurmak amacıyla NASA'ya sunuldu ve kabul edildi. Daha sonra 1972 de yapılan bir antlaşma ile ESA da yapıma ortak oldu ve projenin adı IUE (Uluslararası Morötesi Keşifi) olarak değiştirildi. NASA, ESA ve SRC (İngiltere Bilimsel Araştırma Konseyi) nin ortak girişimi olan IUE, 26 Ocak 1978 günü ABD John F. Kennedy Uzay Merkezinden fırlatılarak yörüngeye oturtuldu.

Yukarıda sözü geçen üç kurumun projeye katkıları şöyle oldu : SRC, duyaç olarak kullanılan televizyon kameralarının yapımını ve gerekli yazılım paketlerinin hazırlanmasını üstlendi. ESA, uydunun enerji gereksinmesini sağlayan güneş panellerinin ve Avrupa Yer İstasyonunun yapımını gerçekleştirdi. NASA ise uydunun geri kalan kısmının, bilimsel



Şekil 1. IUE uydusundaki morötesi eşel tayfçekenin temel elemanları şematik olarak görülmektedir.

aletlerin ve ABD Yer İstasyonunun yapımı ile uydunun fırlatılışını üstlendi. Başta 3 yıllık bir yaşam süresi ile yörüngeye oturtulan IUE nin gerçekleştirmesi istenen bilimsel amaçlar şöyle sıralanmıştı :

1. Yıldızların yüksek ayırmalı morötesi tayflarını elde ederek bunların fiziksel özelliklerini daha duyarlı saptamak.
2. Bazı çift yıldızların etrafındaki ve bileşenler arasındaki gaz akımları hakkında bilgi edinmek.
3. Sönük yıldızların, galaksilerin ve kuazarların ilk kez morötesi tayflarını gözlemek.
4. Gezegenlerin ve kuyrukluyıldızların morötesi özelliklerini incelemek.
5. Değişken tayf gösteren gökcisimlerini sürekli gözlemek.
6. Yıldızlardan gelen morötesi ışınının yıldızlararası gaz ve tozdan nasıl etkilendiğini duyarlı olarak saptamak.

IUE nin yukarıdaki amaçları yerine getirebilmesi için uydu ve bilimsel aletlerin yapımında üç önemli kriterin gerçekleşmesi gerekiyordu. Birincisi yüksek ayırmalı tayf elde edilmeliydi. Üçüncüsü ise gözlemci reel-time da gözlem yapabilmeliydi. İlk kriterin gerçekleşmesi için gözlenmesi gereken tayf iki bölgeye ayrıldı. İkinci ve yine birinci kriterin gerçekleşmesi için eşel (echelle) optik ve görüntüleme sistemi seçildi. Eşel optik geniş bir tayfı çok küçük bir alana sığdırdığından elverişliydi. Görüntüleme ise televizyon kameraları sayesinde sağlandı. Üçüncü kriter için ise uydu eşdönemli (geosynchronous) bir yörüngeye oturtuldu.

IUE uydusunun taşıdığı 45 cm'lik teleskoba ilişkin veriler Çizelge 3'te verilmiştir. Teleskop materyalinin seçiminde hafiflik, ucuzluk, ısısal ve optik özellikler gözönünde tutuldu. Birincil ayna berilyumdan, ikincil ayna ise eritilmiş SiO_2 ten yapıldı. Teleskobun tüpü ise, ısı izolasyonu için içine Mylar kaplanmış aliminyumdan yapılmıştır. Teleskobun

ÇİZELGE III
IUE Teleskobunun Özellikleri

Türü	Cassegrain
Optiği	Ritchey—Chretien
Açıklığı	0.45 m.
Kullanılmayan alanın çapı	0.22 m.
Birincil aynanın odak uzaklığı	1.25 m.
Etkin odak uzaklığı	6.75 m.
Odak oranı	f/15
Aynalar arası uzaklık	1.027 m.
Plak eşeli	30.6 yay saniyesi/mm
Görüntü kalitesi	3 yay saniyesi
Görüş alanı	16 yay dakikası

önündeki gölgelik onu güneş ışınlarından korumaktadır. Direkt güneş ışınlarından etkilenmemesi için teleskop güneşten en az 43 derece uzaklıkta olan kaynaklara yöneltilmektedir. Ayrıca tayfı alınan kaynak Dünya ve Ay'ın kenarından 25 derece uzakta olması gerekmektedir.

Teleskoba bağlanan eşel tayfçekerinin şematik dizaynı Şekil 1'de özellikleri ise Çizelge 4 'de verilmiştir. Teleskobun odak düzlemine yerleştirilmiş 45 derece eğimli açıklık plakasının ön yüzeyi parlak olduğundan gelen ışınlar buradan yansiyarak FES (Fine Error Sensor) adı verilen duyaçlara gider. İki adet olan bu duyaçların yine ikişer görevi vardır. Birincisi odak düzlemindeki 16 yay dakikalık görüş alanını birbirlerine dik doğrultuda ve 8 yay saniyelik adımlarla tarayarak yer istasyonunda bulunan gözlemcinin önündeki ekranda görüntüyü oluştururlar ve gözlemci gözliyeceği yıldızı seçer. Bu FES'ler ayrıca offset teleskop sürücüsü olarak görev yaparlar. FES'lerin limit parlaklığı 14. kadirdir, daha sönük yıldızları göremezler.

Ön yüzü parlak olan açıklık plakasında aynı zamanda iki giriş yarığı vardır. Küçük olanı yarıçapı 3 yay saniyesi olan daire şeklinde, büyüğü ise oval şeklinde olup boyutları 10 x 20 yay saniyesidir. Şekil 1'den de görüldüğü gibi açıklık plakası arkasında bir kısa diğeri uzun dalgaboyunda tayf alabilen iki ayrı tayfçeker bulunmaktadır. Heriki tayfçekerde hem küçük hem büyük giriş yarığını kullanacak şekilde dizayn edilmiştir. Kısa dalgaboyunda tayf alındığında yarıktan geçen yıldız ışığı doğru kolimatör aynasına gider. Eğer uzun dalgaboyunda tayf alınacaksa giriş yarıklarının arkasına yerleştirilen 45 derece eğimli iki düzlem ayna devreye girer. Eşel optik ağda ayrışan ışınlar küresel optik ağla odaklanarak SEC Vidicon türü televizyon kameralarına düşürülür. Kameraların algıladığı tayf üst üste ve dalgaboyu sırasında birbirini takip eden şeritlerden oluşmuştur. Eğer düşük ayırma gücünde çalışılacak ise yer istasyonunda verilen komutla eşel optik ağın önüne bir düzlem ayna geçer ve yıldız ışığı sadece küresel optik ağda ayrışır. Bu durumda tayf tek bir şeritten oluşur.

ÇİZELGE IV
IUE Tayfçekerinin Özellikleri

Optik Element	Kısa dalgaboyu	Uzun dalgaboyu
Dalgaboyu aralığı	1150—1950 Å	1900—3200 Å
Offset aynalar	Yok	iki tane 45°
Kolimatör yarıçapı	1.89 m.	1.89 m.
Eşel optik ağın frekansı	101.9 mm ⁻¹	63.2 mm ⁻¹
Küresel optik ağın frekansı	313 mm ⁻¹	200 mm ⁻¹
Küresel optik ağın yarıçapı	1.37 m.	1.37 m.
Yüksek dispersiyonda ayırma gücü	1.2*10 ⁴	1.3*10 ⁴
Düşük dispersiyon ayırması	6 Å	8 Å

Atlantik Okyanusu üstünde eşdönemli bir yörüngeye oturtulan IUE uydusuna ve yörüngesine ilişkin özellikler Çizelge 5'de verilmiştir. Eşdönemli yörünge'nin küçük dönemli yörüngelere göre iki büyük yararı vardır. Birincisi yer istasyonu ile uydu heran birbirleriyle haberleşebilir. İkincisi ise Dünya tarafından örtülmesi sık olmadığından enerji sorunu olmaz. Atlantik Okyanusu üzerinde olması hem ABD hem de Avrupa yer istasyonlarının ortak yararlanması içindir. Uydunun bu konumu her iki yer istasyonunda bulunan astronomlara reel-time gözlem olanağı sağlamaktadır. Eliptik yörüngesinin bir sonucu olarak Madrid yakınlarındaki Avrupa yer istasyonu uyduyu günde ekonomik katkılara göre gözlem zamanı şu şekilde paylaşmıştır : NASA günde 16, ESA + SCR ise günde 8 saat gözlem yapmaktadır.

Yer istasyonlarında sürekli kalan astronomlar, misafir astronomlar, uydunun güvenliğini ve yönetimini gerçekleştiren teknik elemanlar ve veri işlemciler bulunmaktadır. Misafir gözlemciler bilgisayar kullanarak uyduyu gözleyecekleri yıldızla yöneltilmekte ve o yıldızın bulunduğu alan FES ler yardımıyla gözlemcinin önündeki ekranda hemen belirlenmektedir. O alanda bulunan gözlenecek yıldız yine astronom tarafından bilgisayara gösterilmekte ve seçeneğe göre yıldız tayfçekerin büyük veya küçük yarısına yerleştirilmekte ve diğer seçeneklerde (düşük veya yüksek ayırma, uzun veya kısa dalgaboyu aralığı) belirtildikten sonra gözlem başlamaktadır. Tayfa ilişkin veriler uydudan hemen gelmekte ve istasyonda bulunan veri-işlemciler tarafından hazır yazılım paketleri kullanılarak ilk indirgemeler yapılmakta ve gözlemci yer istasyonunu terkederken aldığı tüm tayfların birer kopyelerini yanında götürmektedir. Bu veriler 6 aylığına tayfı alan gözlemciye aittir. 6 ay sonra tüm astronomi dünyası bu verileri kullanabilmektedir.

ÇİZELGE V
IUE uydusuna ve yörüngesine ilişkin özellikleri

Uydunun ağırlığı	312 kg
Bilimsel aletlerin kütlesi	122 kg
Planlanan yaşam süresi	3—5 yıl
Güç gereksinimi	210 W ortalama
Fırlatma aracı	Delta 2914
Yörünge	Eş dönemli eliptik
Yörünge yarı—büyük eksen	42152 km.
Enberi uzaklığı	32 050 km.
Enöte uzaklığı	52 254 km.
Yörünge dışmerkezliği	0.240
Yörünge eğimi	28° .6
Yörünge dönemi	23 ^{sa} 55 ^{dk} 33 ^{sn}

3. MORÖTESİ ASTRONOMİSİ

Çağdaş astrofizik bilgi, tüm elektromanyetik tayftan elde edilen bilgilerin bir araya getirilmesinden kaynaklanmıştır. Yeryüzündeki optik ve radyo teleskoplar yakın morötesi, görsel, yakın kırmızıötesi ve tüm radyo bölgesinde ölçümler yapmamızı sağlar. Uzaydan yapılan kırmızıötesi, morötesi, X-ışın ve γ -ışın gözlemleri ise bize yerden göremediğimiz tayf bölgelerinde veri sağlamaktadır. Her tayf bölgesinde elde edilen veriler evrende oluşan kendine özgü fiziksel süreçleri daha iyi anlamamıza yardım eder.

Morötesi gözlemler Güneş, gezegenler, yıldızlar, yıldızlararası ortam, galaksiler ve kuazarlar hakkında ilginç veriler sağlamıştır. Genellikle genç olan sıcak yıldızlar, ışımlarının çoğunu bu bölgede salarlar, dolayısıyla bu tür yıldızların sıcaklıkları ve kimyasal bileşimleri hakkında geniş bilgi ediniriz. Hafif ve bolluğu fazla olan atomlara ilişkin kuvvetli çizgi tayfı morötesindedir. Bu kuvvetli çizgilerin analizleri evrendeki gaz ve tozun dinamiği, kütle kaybı gibi birçok fiziksel süreç hakkında astronoma geniş bilgi verir. Morötesi bölgede yapılan bazı buluşları şöyle özetleyebiliriz.

1. OSO serisi uydular morötesi ve X-ışın bölgesinde uzun süre Güneş'i gözlemleri sonucu atmosferinde sıcaklığın yükseklikle nasıl değiştiği konusunu açıklığa kavuşturdu. Bu, bize güneş atmosferi içinde ısıtım aktarımının kuramsal çok daha ayrıntılı bir modelini elde etmemizi sağladı.
2. Copernicus ve IUE gözlemleri yıldızlararası ortamın kimyasal bileşimini ve onun yoğunluk haritasını çıkarmamızı sağlamıştır. Bu yoğunluk haritasında çok büyük değişimlerin olduğu ve Güneş'e 20-30 pc uzaklıklarda düşük yoğunluklu boşlukların olduğu bulunmuştur.
3. Büyük kütleli yıldızların morötesi tayfindan ölçülen kütle kaybı oranları sadece ısıtım basıncı ile açıklanamayacak denli büyük çıkmıştır. Bu ise kütleli büyük yıldızların kuramsal evrim modellerinin yeniden gözönüne alınması gereğini ortaya koymuştur.
4. Birçok X-ışın çift yıldızının morötesi tayfında başyıldız ve tıkız (compact) bileşeni arasında çeşitli etkileşim belirtileri gözlemlendi. Örneğin düşük kütleli sistemlerde tıkız bileşen etrafında accretion diskler bulundu.
5. Değişik tayf türüne ve ısıtım sınıfına sahip yıldızlarda renk katmanının (kromosfer) varlığı onların morötesi tayfindan bulunmuştur.
6. Samanyolu galaksisi etrafında sıcak ve yaygın bir gazın varlığı bulundu. Diğer galaksilerde de böyle koronaların olduğu yine morötesi tayflardan anlaşıldı.
7. Büyük kütleli yıldızların beklenenden daha sıcak oldukları bulundu.
8. Seyfert türü galaksilerin alman ilk morötesi tayflarının belirgin şekilde değişim gösterdiği saptandı.

Yukarıda önemli bulduklarımızı sıraladık. Bunların yanında daha birçok ilginç buluşlar morötesi gözlemlerinden çıkarılmıştır. Bu uluslararası astronomi dergilerinde son zamanlarda yayınlanan morötesi ile ilgili çalışmaların çokluğundan da anlaşılabilir.

4. GELECEKTE UZAYA YERLEŐTİRİLECEK MORÖTE AYGITLAR

Moröte bölgede çalışmanın yararlarını gören astronomlar gelecekte de benzer gözlem yapacak uydu ve aygıtlar planlamaktalar. Bunların içinde en önemli 15 yıldır planlanması ve yapımı süren Uzay Teleskobudur. 2.4 metre çaplı bu teleskopla gök cisimlerinin 1000 Å'dan başlayarak kırmızıöte bölgeye dek yüksek ayırmalı tayflarını alabilecek 1986 sonlarında uzay mekiğı ile yörüngeye oturtulacak Uzay Teleskobu yaklaşık her 10 yılda bir yine uzay mekiğı ile yere indirilecek, bakımı yapılacak ve sonra yine uzaya yerleőtirilerek görevine devam edecek. Astronomlar bu nedenle morötesi bölgenin 1000 Å'dan aşığıda kalan bölgesini incelemek istemektedirler.

90 cm. çaplı Hopkins Morötesi Teleskop 900–1200 Å aralığında 3Å ayırmalı tayf alabilecek WUPPE (Wisconsin Morötesi Foto–Polarimetre Deneyi) ile birlikte Hopkins Morötesi Teleskobu uzay laboratuvarının terasına monte edilerek, laboratuvarın 1986–87 yıllarında yapacağı uçuşlarda gözlem yapacak. Bu iki deneyin dışında yine NASA tarafından planlanan EUVE (Uç Morötesi Kaşifi) ve FUSE (Uzak Morötesi Tayfsal Kaşifi) adlı iki morötesi uydu 1990'lardan sonra yörüngeye yerleőtirilmesi umulmaktadır. 1 metre çaplı Australia–Kanada–ABD ortak yapımı olan STARLAB uydusu ise 1000–8000 Å aralığında tayf alacak ve 1990 yılında uzaya yerleőtirilmesi planlanmaktadır. ESA ise 500–1400 Å aralığında yüksek ayırma gücüne sahip tayflar alabilecek MAGELLAN adlı projeyi geliştirme evresindedir.

Göröldüğü gibi planlaması yapılan tüm bu türden projeler, bolluğı fazla olan elementlerin rezonans çizgilerinin bulunduğı morötesi uç bölgesinde gözlem yapacaklar. 1000 Å'dan yukarıdaki bölgeler ise sürekli uzayda kalacak Uzay Teleskobu ve STARLAB tarafından gözlenecek.

5. SONUÇ

Astronomi bilimi uzay teknolojisinin ilerlemesi ile büyük bir ivme kazanmıştır ve bu ivme her yıl biraz daha artmaktadır. Uzaya yerleştirilen gözlemevleri, yerdekilere göre, en başta 24 saat görev yapması gibi çok büyük üstünlüklere sahiptirler. Bu uzun süre gözlem yapma yeteneğı, Copernicus uydusu ile başlayan, verilerin başka milletlere sahip astronomlar tarafından da kullanılması sonucunu yaratmıştır.

Bugün yerdeki ve uzaydaki gözlemevlerinden elde edilen verilerin tamamını işleyecek astronom sayısı dünyada yeterli değildir. Özellikle 1986 sonlarında yörüngeye yerleőtirilecek olan Uzay Teleskobunun göndereceğı veriler o denli çok olacak ki tamamı ayrıntılı bir şekilde incelenemeyecek. Bu durum bizim gibi geri kalmış ölkelerin astronomlarının yüzünü güldürmüştür. Ölkemizin en büyük gözlemevinin olanakları, ABD ve Avrupa ölkelerindeki yüzlerce amatör astronomun özel gözlemevlerinin olanaklarından daha geride kaldığını gözönüne alırsak, çağdaş astrofizik bilim dalında bir yer kapabilmek için uydu verilerinin ne denli önemli olduğunu kavrayabiliriz.

ODTÜ ve A.Ü. Fen Fakültesi astronomlarınca ortak yürütülen RS CVn, W UMa ve Çoşkun (Cataclysmic) türü çift yıldızların morötesi özellikleri projesi çerçevesinde ESA'dan bu güne dek 200'e yakın tayf getirtmiş bulunuyoruz. Manyetik bantlar üzerinde gelen bu tayflar, 2 yıldır hazırlanan çeşitli yazılımların, ODTÜ Fizik bölümündeki DEC bilgisayarında kullanılmasıyla indirgenmektedir. ESA gönderdiği bu veriler karşılığında herhangi bir ücret istememekte aksine bu verilerle çalışan astronomları sürekli desteklemektedir.

Ülkemizde sadece belirli bir grup değil tüm Türk astronomlarının IUE ve gelecekte EXOSAT, Uzay Teleskobu gibi uyduların verilerinden yararlanabilmesi için bugünden bazı önlemlerin alınması gerekmektedir. Bu önlemlerin başında da TÜBİTAK'a bağlı kendi bilgisayarına sahip bir veri-işlem merkezi ve yine ona bağlı bir astronomik veri-bankası kurulması gerekmektedir. Bir an önce böyle bir merkezin kurulması ve gerekli personelin yetiştirilmesi Türk astronomisinin geleceği bakımından çok önemlidir.

GX9+9 VE X1820-303 KAYNAKLARININ (0.1-1.4 keV) DEKİ DÜŞÜK ENERJİLİ X-IŞINLARI SPEKTRUMU

E. Nihal Ercan

Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi, İSTANBUL

ÖZET : GX9+9 ve X1820-303 V -ışını kaynakları Ariel-6 peyki üzerindeki MSSL/Birmingham University düşük (soft) enerji aleti ile aralı olarak Nisan-Temmuz 1980 tarihleri arasında gözlenmiştir. Her iki kaynağın da 0.1-1.4 keV enerji aralığındaki hidrojen kolon yoğunlukları yaklaşık 10^{21} ile 10^{20} Hcm^{-2} olarak sırasıyla GX9+9 ve X1820-303 için bulunmuştur. Diğer taraftan power-law modelinin eğimini belirleyen spektral indisler, GX9+9 için 1.2 ile 2.5 arasında ve X1820-303 için ise 1.8-4.4 arasında değişmektedir. Bu iki kaynaktan birisi (yani GX9+9), en iyi hidrojen kolon yoğunlukları ile gözlemlenen düşük enerjili X-ışını yeğinlikleri arasında bir anti-correlation göstermektedir.

1. GİRİŞ

Parlak bir Galaktik göbek kaynağı olan GX9+9=X1728-16 ile NGC 6624 küresel kümesinde bulunan bir X-ışın bursteri olan X1820-303, Ariel-6 uydusuna yerleştirilen MSSL/Birmingham Üniversitesi yapımı X-ışın detektörünce 1980 yılında Nisan ve Temmuz ayları arasında gözlemlenmiştir. Ariel-6 uydusu 3 Haziran 1979 tarihinde fırlatılmıştır. Bize bu gözlemleri sağlayan MSSL/Birmingham Üniversitesi detektörleri uydunun dönme eksenini boyunca yerleştirilmiş bir çift X-ışın teleskobundan oluşmuştur. Her bir teleskop, kalınlığı 1 μm olan polypropylene pencere ile kaplı bir adet propan gazı ile doldurulmuş orantılı sayıcıdan ibarettir. Teleskop aksamı olarak bir adet altınla kaplı paraboloid ayna ve bir filtre tekerleği mevcuttur. Bu detektör, enerjileri 0.1-2.0 keV aralığındaki X-ışınlarına duyarlı olup, toplam geometrik alanı 15.5 cm^2 dir. Aletin görüş alanı, 0.2° den 3.6° ye kadar 7 dairesel görüş alanına ayarlanabilen seçimli bir aperture ile idare edilir. Aletin enerji rezolüsyonu, 5.9 keV de %15 değerinde bir FWHM (full width at half maximum) değerindedir. Alet spektrel modunda iken, 32 kanallık spektrel bilgi her bir detektörde (toplam 4 adet) her 64 saniyede bir filtre tekerleğinin boş ya da aperture konumlarında oluşuna göre senkronize olarak birikir.

Bu çalışmada GX9+9=X1728-16 ve X1820-303 kaynaklarının düşük enerjili X-ışınları spektrumlarını ve zamana bağlı olarak X-ışın yeğinliklerindeki değişimleri inceleyeceğiz.

Bu gözlemler, Ariel-6 uydusundan bu kategorideki kaynakların tümü için alınmış verileri kapsamaktadır.

ÇİZELGE I
Önceki gözlemlerin bir özeti

Kaynak adı	Koordinatları		Optik tanımlaması	Notlar
X1728-16= GX9+9	8.5	9.0	uv fazlalıklı yıldız, $V=16.6$, $B-V \approx 0.0$ $A_V \approx 1.0$	Sco X-1 tipi.
X1820-303	2.8	-7.9	Yıldız B:H emisyonu Yıldız A: $(B-V)_0 = 1.3 \pm 0.1$ Yıldız B': $(B-V)_0 = 0.93 \pm 0.1$ $A_V \approx 0.8$	Burster. Değişim ~ 3 dakika burstler kuasiperyodik (2.2-4.3 hr.) Burstler kaynak $> 125 \mu\text{Jy}$ den daha parlak olduğunda kayboldu. NGC6624 ile tanımlandı. Küme para- metreleri $R_{\text{core}} = 8''$ $D = 8.3$ (uzaklık)

2. GÖZLEMLER

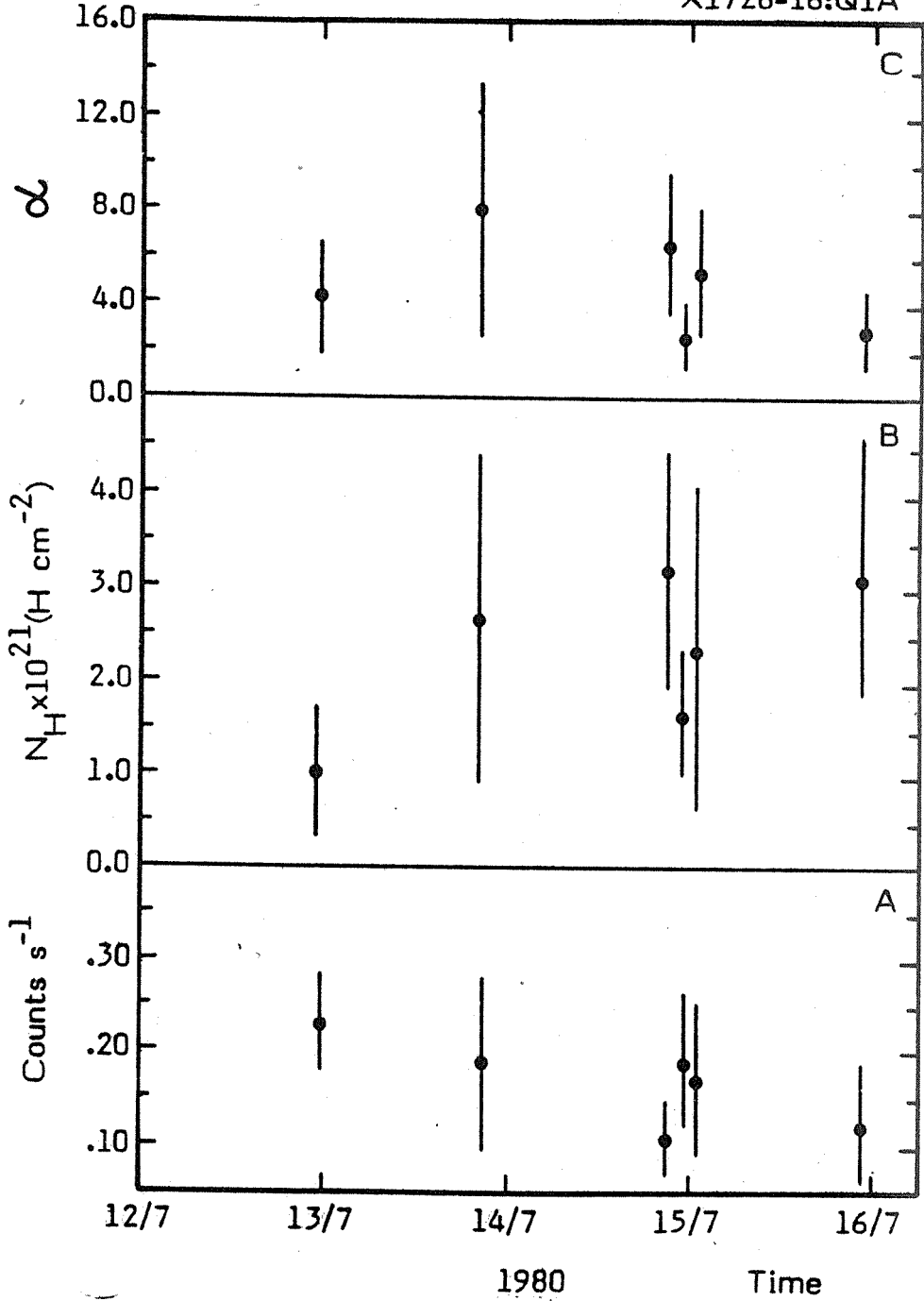
GX9+9, 1980 yılının Temmuz ayında 54 dakika için gözlemlenirken, X1820-303, aynı yılın Nisan ve Mayıs aylarında toplam 187 dakika için gözlemlenmiştir. Birinci kaynak için spektrel veriler, 1 ve 2 no. lu detektörlerde her 64 saniyede bir elde edilmiş ve 32 puls yüksekliği kanalında biriktirilmiştir. İkinci kaynak için ise spektrel veriler, 25 Nisan ve 1 Mayıs tarihlerinde 3 ve 4 no. lu detektörlerde biriktirilirken, 27 Nisan tarihinde ise 1 ve 2 no. lu detektörlerden elde edilmiştir. Çizelge 2 de gözlemlerin yapıldığı tarihleri, detektörlerin işleyiş tarihlerini ve Ariel-6 uydusunun yörünge numaralarını görmekteyiz.

3. SPEKTREL ANALİZ VE ZAMANA BAĞLI DEĞİŞİMLER

3.1. GX9+9=X1728-16 :

Ne termal bremsstrahlung, ne de black-body modellerle spektrum için yeterli bir sonuç elde edilememiştir. 1 ve 2 no. lu detektörlerden elde edilen verilerden toplam gözlem süresi için elde edilen en iyi spektrel modelin power-law olduğu sonucuna varılmıştır. Detektör 1'in verileri için en iyi uyumdan elde edilen spektrel parametrelerin : $\alpha = 2.66 \pm 1.01$ ve $N_H = (1.09 \pm 0.48) \cdot 10^{21} \text{ H/cm}^2$ olduğu bulunmuş ve elde edilen indirgenmiş minimum χ^2 , 0.98 dir. Veriler, her bir uydusal yörünge için ayrı ayrı hesaplanmış ve her bir detektör için elde edilen en iyi uygunluk gösteren parametreler Çizelge 3 de gösterilmiştir. Şekillerde ve çizelgelerde verilen hata miktarları 1.6σ (% 90 emin olma limitine eşdeğer) olarak her bir parametre için verilmiştir. Şekil 1 de kaynağın 0.1-1.4 keV enerji aralığındaki yegînlığının, power-law modeline en iyi uyum gösteren

X1728-16:Q1A



Şekil 1 : GX9+9=X1728-16 kaynağının 0.1-1.4 keV enerji aralığındaki (A) yeşinliğinin, (B) power-law modeline en iyi uyum gösteren hidrojen kolon yoğunluğunun ve (C) spektral indisin zamana göre değişimleri.

ÇİZELGE II
Gözlemler

Kaynak adı	Tarih	Operasyon Günü	Yörünge no.su	Yörünge Başlangıç	Son
X1728-16=	12/7/1980	412	2	65971	71783
GX9+9	13/7/1980	413	1	60950	66762
"	14/7/1980	414	2	61741	67554
"	"	"	5	79183	84996
"	"	"	6	84996	4408
"	15/7/1980	415	5	79970	85783
X1820-303	25/4/1980	333	1	66537	72353
"	"	"	2	72353	78169
"	"	"	3	78169	83965
"	27/4/1980	335	1	68215	74031
"	"	"	2	74031	79847
"	1/5/1980	339	5	83193	2608
"	"	"	6	2608	8424

ÇİZELGE III

GX9+9 için en iyi uyan power-law modelinden elde edilen tayfsal parametreler

Tarih	Operasyon Günü	Yörünge no.su	Detektör no.su	α	$N_H \times 10^{21}$ ($H \text{ cm}^{-2}$)	χ^2_{red}
12/7/1980	412	2	1	4.2 ± 2.37	1.0 ± 0.69	0.51
"	"	"	2	4.81 ± 2.56	2.32 ± 2.1	1.09
13/7/1980	413	1	1	8.02 ± 5.5	2.65 ± 1.76	0.69
"	"	"	2	3.26 ± 1.89	2.15 ± 1.5	0.71
14/7/1980	414	2	1	6.47 ± 3.06	3.17 ± 1.26	0.91
"	"	"	2	5.31 ± 2.48	1.89 ± 0.82	0.89
"	"	5	1	2.6 ± 1.36	1.6 ± 0.61	1.36
"	"	"	2	2.15 ± 1.93	1.04 ± 0.2	1.4
"	"	6	1	5.35 ± 2.65	2.33 ± 1.73	0.86
"	"	"	2	3.83 ± 1.96	2.21 ± 1.5	0.9
15/7/1980	415	5	2	5.31 ± 2.3	4.38 ± 0.83	0.91

absorpsiyon hidrojen kolon yoğunluğu ve spektrel indis α 'nın zamana göre değişimleri görülmektedir. Şekilden de görüleceği gibi, kaynağın bu aralıktaki yeğinliği düştükçe hidrojen kolon yoğunluğu artmaktadır. Lineer korelasyon katsayısı için -0.90 değeri bulunmuş olup, 5×10^{-3} emin olma seviyesinde dikkate değer bir korelasyon olduğu saptanmıştır. Gözlem süresince kaynağın $0.1-1.4$ keV enerji aralığında power-law modelinden elde edilen ortalama yeğinliği 5.05 ± 1.86 keV/cm² .sn dir. Bu değer ise, yaklaşık 9.6×10^{35} x d² erg/s.kpc² değerinde ışımaya denktir. Burada d kpc cinsinden kaynağa olan uzaklıktır.

3.2. X1820-303 :

Spektrel moddaki veriler, power-law modeli ile en iyi uyumu göstermiş ve bu en iyi uyumdan elde edilen spektrel parametreler Çizelge 4 de verilmiştir. Bu karşılaştırıl-mada en iyi uyumu gösteren spektrel parametreler : $\alpha = 2.89 \pm 0.4$ ve $N_H = (5.03 \pm 1.16) \times 10^{20}$ H/cm² dir. İndirgenmiş minimum $\chi^2 = 1.36$ dır. $0.12-1.34$ keV enerji aralığındaki kaynak yeğinliği 7.13 ± 1.61 keV/cm² .sn olarak 1 no.lu detektör verilerinin power-law modelle verdiği sonuçtan ve 3 no.lu detektör verisi için de 8.12 ± 1.47 keV/cm² .sn olarak yine aynı model için bulunmuştur. Bu değerlerin ortalamasından kaynağın $0.12-1.34$ keV deki ışıması için 1.3×10^{36} x d² erg/s.kpc² bulunmuştur. Gözlemlerimiz süresince kaynağın yeğinliğinde ya da spektrel indisinde herhangi bir dikkati çekecek değişme göz-lemlememiştir.

4. TARTIŞMALAR

Çizelge 3. ve 4. den görülebileceği gibi, GX9+9 ve X1820-303 kaynakları için hidrojen kolon yoğunlukları sırasıyla 10^{21} ve 10^{20} H/cm² dir. Ariel-5, Exp.C gözlem-lerinden GX9+9 için elde edilmiş hidrojen kolon yoğunluk değerlerinin Ariel-6 sonuç-larıyla bir karşılaştırılması yapıldığında Ariel-5 sonuçlarının Ariel-6 sonuçlarından yaklaşık 10 faktörü kadar büyük bir değerde olduğu görülmektedir. Optik körlenme ile buna karşılık gelen hidrojen kolon yoğunluğu arasında şöyle bir bağıntı Görenstein tara-fından verilmiştir :

$$N_H = A_v \times (2.2 \times 10^{21}) \quad \text{H/cm}^2$$

$0.1-1.4$ keV aralığında power-law modelden GX9+9 için elde edilen değerle ($A_v \sim 1.0$ olduğu bilindiğine göre) çok iyi bir uyum göstermektedir. Yalnız, şunu da eklemek gerekir ki Ariel-6 gözlemleri GX9+9 için yaklaşık 1 gün içinde 3 faktörü kadar bir değişim oldu-ğunu göstermektedir. Diğer taraftan, X1820-303 kaynağı için Ariel-6 gözlemleri sonu-cundan hidrojen kolon yoğunluğu değeri için Görenstein bağıntısını kullanarak ($A_v \sim 0.8$ olduğu bilindiğine göre) yaklaşık 3 faktöründe büyük bir değer bulmaktayız.

Kısa bir süre önce parlak Galaktik göbek X-ışın kaynaklarından birisi olan

ÇİZELGE IV

X1820—303 için en iyi uyan power—law modelden elde edilen tayfsal parametreler

Tarih	operasyon günü	yörünge no.su	detektör no.su	α	$N_H \times 10^{21}$ ($H\text{ cm}^{-2}$)	χ^2_{red}
25/4/1980	333	1	3	2.4 ± 0.5	2.92 ± 1.1	1.80
"	"	"	4	1.98 ± 0.28	3.93 ± 0.25	1.52
"	"	2	3	1.86 ± 0.09	2.91 ± 0.2	1.63
"	"	"	4	3.36 ± 1.12	4.09 ± 0.17	1.31
"	"	3	3	2.1 ± 0.5	2.6 ± 1.15	2.84
"	"	"	4	1.6 ± 0.21	2.82 ± 0.15	1.85
27/4/1980	335	1	1	1.48 ± 0.12	4.91 ± 2.6	0.54
"	"	"	2	4.5 ± 0.65	2.05 ± 0.45	1.24
"	"	2	1	1.11 ± 0.53	2.46 ± 1.63	1.11
"	"	"	2	2.94 ± 1.22	8.91 ± 4.52	1.00
1/5/1980	339	5	3	2.75 ± 0.95	5.91 ± 1.5	1.09
"	"	"	4	1.42 ± 0.36	3.85 ± 0.51	0.92
"	"	6	3	1.58 ± 0.43	4.76 ± 0.59	0.91
"	"	"	4	1.25 ± 0.2	3.92 ± 0.34	1.08

GX17+2 için de, bizim X1820—303 gözlemlerinden elde edilen sonuçlara çok benzer olarak bir davranış gözlemlendiği rapor edilmişti. GX17+2 durumunu açıklayabilecek iki olasılık ileri sürülmüştü. Birincisi, düşük enerji absorpsiyonunun büyük ölçüde X—ışın kaynağına ait olduğu ve yıldızlararası hidrojen kolon yoğunluğu değerinin çok daha küçük olduğu; ikincisi de, GX17+2 için elde edilen verilere en iyi uyum gösteren modelin gerçekten de bir termal bremsstrahlung olmayıp, bu gözlemlerden elde edilen büyük χ^2 değeri nedeniyle bulunan hidrojen kolon yoğunluğunun bundan dolayı kesin bir sonuç olamayacağı fikri idi. Hidrojen kolon yoğunluğunda değişim olduğu gözlemlendiği için, sonuçta GX17+2 için elde edilen hidrojen kolon yoğunluğunun en az bir kısmının kaynağa ait olduğu bulundu. Bu gözlemlerimizle GX17+2 için varılan sonuçların GX9+9 için de doğru olduğunu görmekteyiz. Ayrıca, kaynağın X—ışın yeglinliği ile gözlemlenen en iyi uyumu gösteren hidrojen kolon yoğunluğu arasında bir anti—korelasyon olduğu da bulunmuştur. GX9+9'un Copernicus uydusu ile yapılan gözlemleri de kaynağın dikkati çekecek kadar farklı yeginliklere ve farklı hidrojen kolon yoğunluklarına sahip olduğunu göstermiştir.

1.8—18.0 keV enerji aralığındaki Ariel—5, Exp.C gözlemleri GX9+9 kaynağının spektrumunda, 10.9 keV enerji değerinde bir yüksek enerji kesikliği (cut—off) olduğunu göstermiştir. Bu ise sistemdeki tıkrız—bileşenin etrafında Compton—kalın bir buluttaki tabakalar halindeki gazın varlığına işaret etmektedir.

Parlak X-ışın kaynakları (ve aynı zamanda parlak galaktik göbek kaynakları) arasında buharlaşmış ilave-disk koronasının varlığına bundan iki yıl önce işaret edilmiş ve bu, gözlemlerle de doğrulanmıştı. Ariel-5 ve Ariel-6 uydularıyla farklı sürelerde yapılan GX9+9 gözlemleri için elde edilen sonuçlar, yaklaşık 10 faktöründe bir farklılık göstermektedir. Bu ise gözlemlenen düşük enerji absorpsiyonunun kaynağın kendisine ait olduğunu ileri sürmektedir. Fabian, Guilbert ve Ross'un modelinde ele alınan saçılma bulutu, bu modelde bir biçimli değilse, bu taktirde hidrojen kolon yoğunluğunda değişimler beklemek doğal olacaktır.

5. SONUÇ

GX9+9 kaynağı için elde edilen en iyi uyum gösteren hidrojen kolon yoğunlukları ile bunlara karşılık gelen kaynak yeğnlikleri arasında dikkati çekecek ölçüde bir anti-korelasyon gözlemlenmiş ve yine aynı kaynak için yaklaşık bir günlük bir süre içerisinde 3 faktörü kadar bir değişme hidrojen kolon yoğunluğunda gözlemlenmiştir. Düşük X-ışın enerji aralıklarında ileride yapılacak gözlemlere, Galaktik göbekteki düşük kütleli X-ışın çift yıldız sistemlerinin tıkız-bileşenlerini çevreleyen daha soğukça bir gaz tabakasının varlığını doğrulamak açısından hâlâ ihtiyaç vardır.

DH LEO (HD 86590) YILDIZININ MORÖTESİ TAYFI

Zeki Aslan, Ümit Kızıloğlu *, Ethem Derman

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, ANKARA

* Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET : Bu çalışmada RS CVn—türü çift yıldızların bir üyesi olan DH Leo'nun IUE uydusu ile alınan dokuz düşük dispersiyonlu morötesi tayfını inceledik. Tayfsal yörünge analizi sonucu beklenen yoldaş beyaz cüceye ilişkin herhangi bir ize bu tayflarda raslanamamıştır. Sistemin fotoelektrik gözlemlerinde bir örtülme gözükmemesine karşın sıfır evresine yakın alınan iki tayfta örtülme olayını destekleyen bulgular vardır. Daha önceki çalışmaları da gözönüne alarak sistemin geometrisi tartışılmıştır.

1. GİRİŞ

DH Leo, gözlenen tayfındaki özelliklerden dolayı RS CVn—türü çift yıldızların bir üyesidir. CaII, H, K ve H—alfa çizgileri salma şeklindedir, (1, 2, 3). Işık eğrisinde bozulma dalgası (1) ve minimum göçü vardır (4). Sinüsoidal dalgaının genliği V süzgecinde $0^m.14$, B süzgecinde ise $0^m.16$ dir ve fotometrik gözlemler tayfsal dönemin fotometrik dönemden farklı olduğunu göstermektedir (5). DH Leo ile ilgili veriler Çizelge I'de verilmiştir.

İlk tayfsal yörünge analizi Aslan tarafından (6) az sayıda Kottomia plakları kullanılarak yapılmış daha sonra Bolton ve arkadaşları David Dunlop Gözlemevinde elde edilen ve başka araştırmacıların elde ettiği dikine hız verilerini Kottomia verilerine ekleyerek daha duyarlı bir yörünge analizi gerçekleştirmişlerdir (4). $12 \text{ Å} / \text{mm}$ dispersiyonlu David Dunlop tayflarında dikkatli aramalar karşın yoldaş yıldızın izine rastlanmamıştır. Bu durumda yoldaşın MOV den daha geç tayf türünden bir anakol yıldızı olması gerekir. Fakat yörünge analizinden bulunan kütle fonksiyonu böyle küçük kütleli bir yoldaşı reddetmektedir. İşte bu noktada Bolton ve arkadaşları yoldaşın bir beyaz cüce olabileceğini ileri sürmüşlerdir.

Kitt Peak Gözlemevinin olanaklarını kullanarak DH Leo'nun H—alfa salmasındaki değişim ile yörünge evresi arasında bağıntı arayan S. Barden kullandığı CCD türü elektrik dedektöründeki arıza nedeniyle FeI ve CaI çizgilerinin bol olduğu H—alfa'nın mavi tarafındaki bölgenin tayfını çekiyor. Bir tesadüf eseri alınan $14.4 \text{ Å} / \text{mm}$ dispersiyonlu bu tayfta sadece yoldaşın değil bir üçüncü bileşenin de izini görüyor, (7). Toplam 17 tayftan yörünge analizi de yapan Barden kütle fonksiyonunu kullanarak yoldaşın tayf türünün K5 ile M0 arasında olması gerektiğini vurguluyor. Fakat söz konusu bulgu ancak $i=78^\circ$ halinde geçerli, bu ise az da olsa bir örtülme gerektiriyor. Eğer tutulma yok ise yoldaşın kütlesi büyümekte, bu ise gözlemle çelişki yaratmaktadır.

Fotometrik ve tayfsal gözlemleri RS CVn özellikleri göstermesine karşın DH Leo'dan X—ışın ve radyo salması gözlenememiştir, (8, 9). RS CVn—türü yıldızların en

ÇİZELGE I
DH Leo ile İlgili Veriler

DH Leo = HD 86590 = BD + 25° 2191	
$\alpha_{1900} = 09^{\text{sa}} 54^{\text{dk}} . 4$	$\delta_{1900} = + 25^{\circ} 02'$
$l_{1950} = 206^{\circ} . 86$	$b_{1950} = + 51^{\circ} . 54$
$V = 7.75$	
$B-V = +0.88$	
$U-B = +0.43$	
Tayf Türü = K0V	
$d = 35 \text{ pc}$	
$P = 1^{\text{d}} . 07354$	
$v \sin i = 40 \pm 10 \text{ km/sec}$	

yakınlarından birisi olmasına karşın DH Leo'nun elektromanyetik tayfın bu bölgelerinde ışınım yapmaması çok ilginçtir. Ayrıca, yoldaşın beyaz cüce olma olasılığı, RS CVn—türü yıldızların morötesi özelliklerini araştıran astronomları DH Leo'yu da IUE uydusu ile gözlemeye itmiştir. Vilhu ve Rucinski (10) onun morötesi tayfında beyaz cücenin sürekli ışınımına rastlanmadığını belirtmişlerdir. 1975'den bu yana A.Ü. gözlemevinin gözlem izlencesinde yer alan bu yıldızın yukarıda değindiğimiz özelliklerini de göz önünde tutarak bu çalışmada morötesi tayfında göze çarpan özelliklerine baktık.

2. GÖZLEMLER

IUE ile gözlem yapan üç araştırmacı DH Leo'yu izlencelerine aldılar. Bunlardan O. Vilhu, RS CVn'lerde dönme—etkinlik ilişkisini ve W. Beavers ise beyaz cüce bileşenli sistemleri araştırıyordu. S. Shaw ise araştırmasında sadece DH Leo'ya yer vermişti ve başta beyaz cüce bileşeni olmak üzere sistemin tüm morötesi özelliklerini araştırıyordu.

Üç araştırmacı kısa dalga boyunda beş ve uzun dalga boyunda dört olmak üzere DH Leo'nun toplam dokuz düşük dispersiyonlu tayfını çektiler. Ayrıca bir tane de yüksek dispersiyonlu kısa dalga boyunda tayfını aldılar. Bu çalışmada biz sadece düşük dispersiyonlu tayfları inceledik ve bunlara ilişkin veriler Çizelge II'de görülmektedir. Poz süresinin ortasına karşılık gelen evre, Bolton ve arkadaşlarının verdiği ışık elemanları ($2442849.896 + 1^{\text{d}}.070354$) kullanılarak hesaplanmıştır. Tüm tayflar İspanya Madrid yakınlarındaki ESA IUE indirgeme merkezinde bulunan arşivden sağlanmıştır. Manyetik bantlarla gelen veriler, ODTÜ Fizik Bölümünde hazırlanan bir dizi yazılım kullanarak yine aynı yerde bulunan DEC bilgisayarı ile indirgenmiştir.

ÇİZELGE II

DH Leo'nun IUE Gözlemleri. Tüm Tayflar Düşük Dispersiyonlu Olup
10"x20" lik Geniş Yarıkla Alınmıştır.

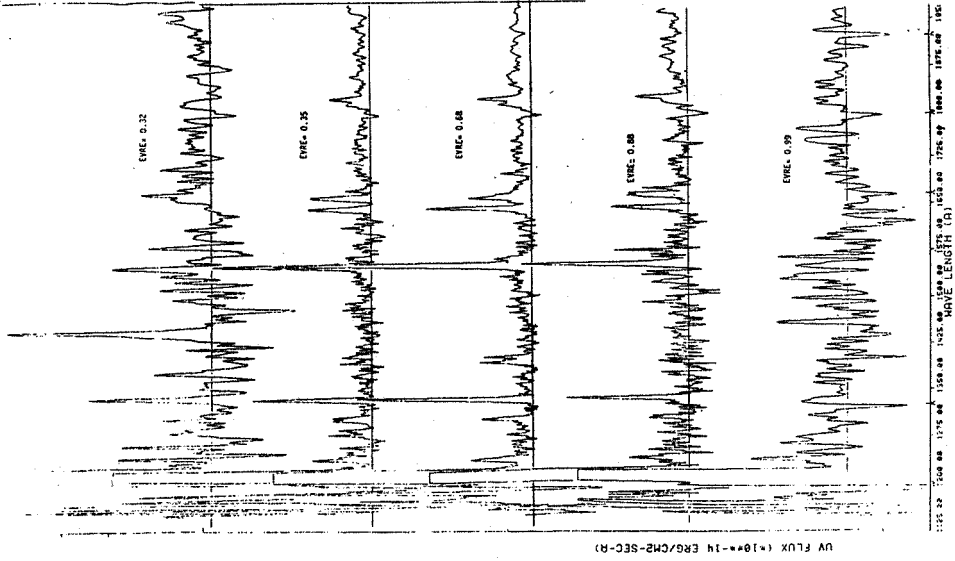
TAYF NO.	TARİH	BAŞLANGIÇ(GZ) POZ(da)	EVRE	GÖZLEMCI
LWR12191	22 ARA 81	13 ^{sa} 23 ^{dk} 27 ^{sn}	5 ^{da}	0.40 O.VILHU/ESA
SWP15832	22 ARA 81	10 40 14	150	0.35 O.VULHU/ESA
SWP15897	28 ARA 81	21 20 00	10	0.32 W'BEAVERS/NASA
SWP19901	04 MAY 83	20 51 00	60	0.99 J.SHAW/NASA
LWR15875	04 MAY 83	10 21 00	8	0.56 J.SHAW/NASA
SWP19899	04 MAY 83	10 36 00	360	0.68 J.SHAW/NASA
LWR15876	04 MAY 83	16 58 00	30	0.82 J.SHAW/NASA
LWR15877	04 MAY 83	20 08 00	30	0.95 J.SHAW/NASA
SWP19900	04 MAY 83	17 33 00	150	0.88 J.SHAW/NASA

3. TAYFLARIN İNCELENMESİ

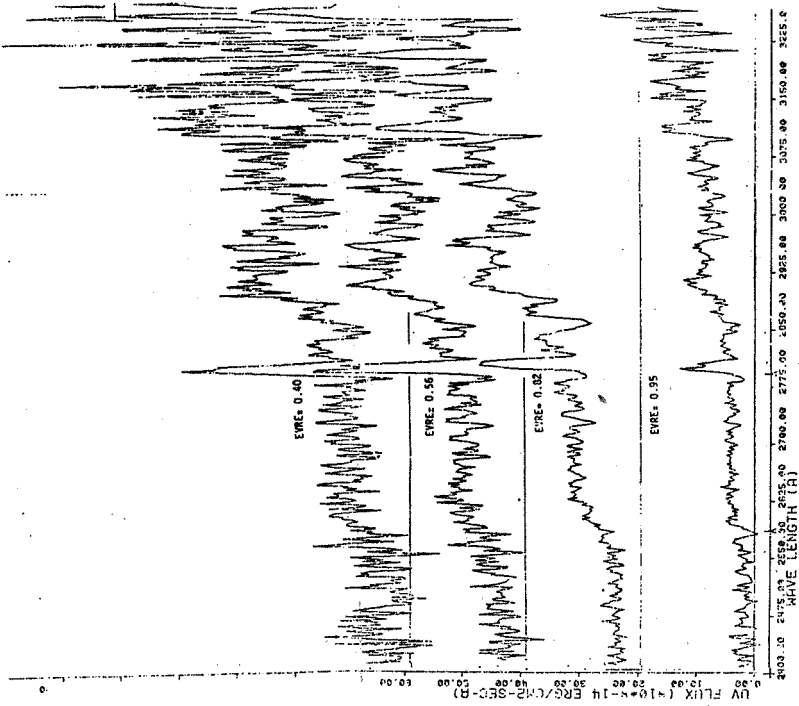
Şekil 1'de uzun dalga boyunda alınan dört düşük dispersiyonlu tayfın sadece 2400–3300 Å aralığında kalan bölgesi görülmektedir. Yaklaşık 2400 Å, K0 türü yıldızın enerji dağılımının morötesindeki bitim noktası olup sistemden 2000–2400 Å aralığında hiç foton gelmemektedir. Şekilde göze çarpan yegane tayfsal olgu, 2795 ve 2802 Å dalga boyundaki kromosferik kökenli MgII h ve k salmasıdır. Ayrıca daha uzun dalga boylarında metalik soğurma çizgileri görülmektedir.

Dört tayfı birbiri ile karşılaştırdığımızda 0.95 evresinde alınan tayfın diğer üçünden farklı olduğu görülmektedir. Gerçekten bu tayfın sürekli ışınlamada diğerlerine göre büyük düşme görülmektedir. 0.95 evresinde oluşan ışınlamadaki bu azalma şu üç nedenden kaynaklanabilir. Birincisi aletsel bir hata olabilir. Fakat 0.56 ve 0.82 evresindeki diğer iki tayfın aynı gün ve daha önce alındığını gözönüne alırsak böyle bir olasılığı dışlamak gerekir. İkinci neden tam bu evrede yıldızın lekeli yüzünü görmek olabiliriz ve dolayısıyla daha soğuk bir yüzeyden gelen enerji de daha az olacaktır. Bozulma dalgasının minimumun 0.0 evresi yöresinde bulunduğunu gözönüne alırsak (4, 5) öneri doğru gibi gözükmektedir. Fakat hem ışınlamadaki azalma çok fazla olup kadar olarak değeri 0.15 den büyük görülmektedir, hem de MgII h ve k salmasında bir artışı değil azalma görülmesi bu olasılığı dışlamamıza neden olmaktadır. Üçüncü olasılık ise baş yıldızın örtülmesidir. Bu durumun olurluğunu tartışmadan önce kısa dalga boyunda alınmış dispersiyonlu tayflara bakalım.

Şekil 2 'de 1200 – 1900 Å aralıklarında alınmış tayflar evre sırasına göre verilmektedir. 0.35, 0.68 ve 0.88 evrelerinde alınan tayflar normal bir RS CVn–türü yıldızın örneğinin AR Lac'in tayfına (11) benzemektedir. 0.32 evresinde alınan birinci tayf poz süresini saptamak için deneme amacıyla çekilmiştir. 10 dakika gibi kısa poz süresinde tayf kendini göstermemekte ve sinyal gürültü (S/N) oranının çok kötü olduğu görülmektedir. En iyi



Şekil 2 : Kısa dalgaboyunda ve farklı evrelerde alınan DH Leo'nun IUE tayflarını karşılaştırılmaktadır. 0.32 ve 0.99 evrelerinde alınan tayflarda görüldü fazla olduğundan veriler kayan ortalama bir filtre ile filtre edilmiştir. 0.99 evresindeki tayfta salma çizgilerinin oluşmadığı hemen görülmektedir.



Şekil 1 : Uzun dalgaboyunda ve farklı evrelerde alınan DH Leo'nun IUE tayflarının karşılaştırılması görülmektedir. Hemen farkedileceği gibi 0.95 evresinde alınan en alttaki tayfta sürekli ışımada büyük düşme vardır.

S/N oranını 0.68 evresinde alınan tayfta görüyoruz. Çünkü poz süresi altı saattir. Diğer iki tayfın poz süreleri ise 2.5 saattir. Şekildeki en son 0.99 evresinde alınmış tayfın üzerinde çok duracağız, çünkü diğer üç tayftan çok farklı gözükmemektedir. Bu son tayfta da belirgin salma çizgilerinden hiçbirisi (Ly—alfa hariç) hatta en kuvvetli CIV çizgisi dahi görülmemektedir. Birinci ve en kuvvetli olasılık söz konusu poz süresi 1 saattir ve bu zaman, görüntünün oluşması için yeterli olmamıştır. 10 dakikalık ve 1 saatlik poz süreli tayfların S/N oranının çok kötü olmasından dolayı

$$x_n = (x_{n-2} + 2x_{n-1} + 3x_n + 2x_{n+1} + x_{n+2}) / 9$$

şeklinde kayan bir filtre uygulayarak filtreden geçirdik. Çok ilginçtir ki 10 dakikalık tayfta dahi CI (1658 Å) ve CII (1335 Å) salma çizgilerinin oluşmuş olmasına karşın bir saatlik tayfta bu çizgiler gözükmemektedir. Eğer bu farklılık poz süresinin kısalığından kaynaklanmıyorsa aktif yıldız bütünüyle başka bir cisim tarafından örtülmüş olmalıdır.

4. TARTIŞMA VE SONUÇ

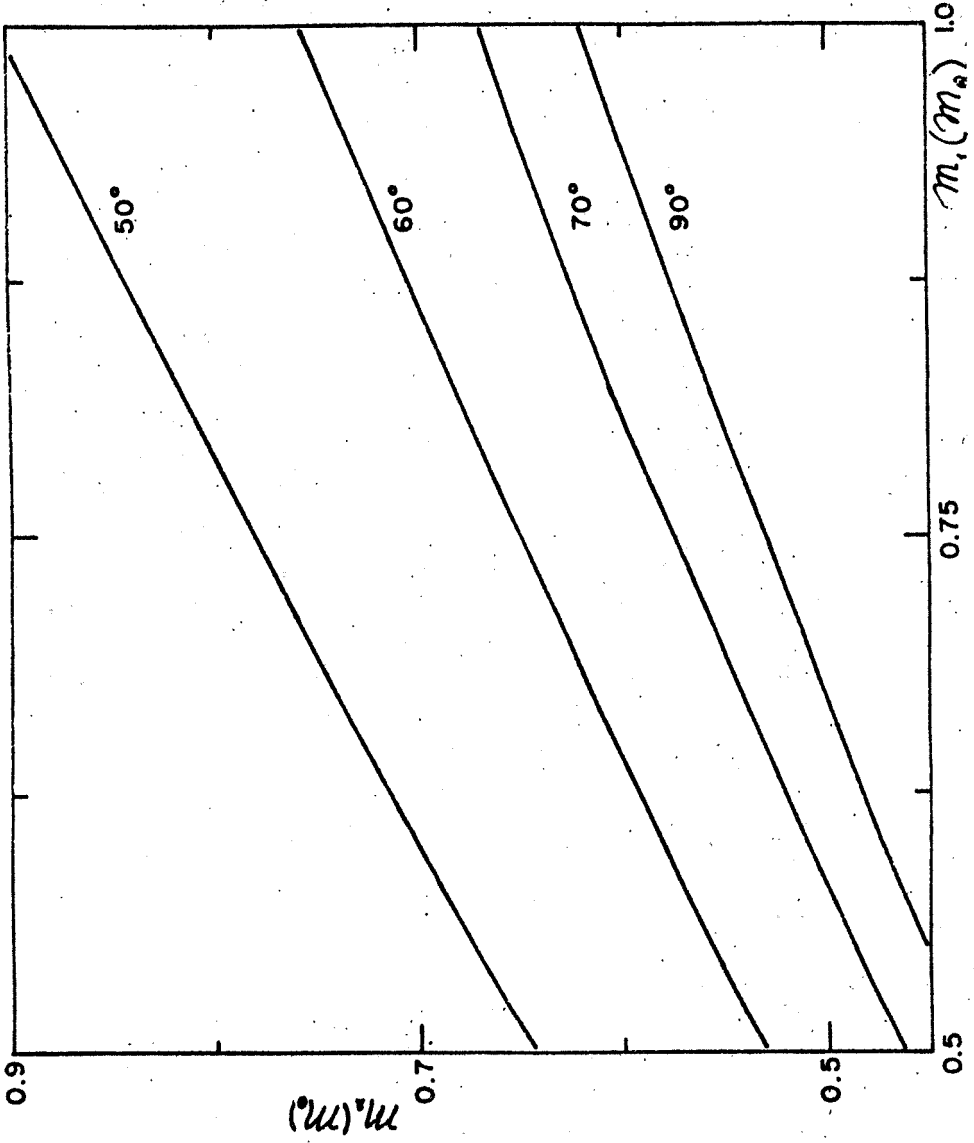
İlk kez 1967 yılında Aslan tayfsal yörünge analizini yapıp kütle fonksiyonunun grafiğini çizdiğinde, DH Leo'nun ya küçük kütleli sönük bir anakol yoldaşı olmalı, ki o zaman sistem örtülmeden dolayı ışık değiştirmelidir, ya da gözlenemeyen ağır kütleli bir yoldaşı (beyaz cüce) olmalıdır sonucuna varmıştı. Şekil 3'te, (4)'den alınan $f(M)$ ($M_\odot$) = 0.093 kütle fonksiyonuna göre çizilmiş $M_1 - M_2$ grafiği görülmektedir. Gerçekten baş yıldızın K0V'e karşıt 0.8 $M_\odot$ kütleli bir yıldız olduğunu bildiğimize göre eğer tutulma yok ise yoldaşın da K3 - K5 tayf türünden bir yıldız olması ve gözlenen tayfta kendini göstermesi gerekir.

(1), (4) ve (5) de yapılan sürekli fotometrik gözlemler bir tutulma olmadığını göstermektedir. Barden (7) kendi yörünge analizinden elde ettiği $f(M)$ = 1.21 gibi büyük bir kütle fonksiyonundan yoldaşın K7 tayf türünden bir yıldız olduğu sonucuna varıyor. Aynı araştırmacının, yoldaşın ve üçüncü bileşenin kütlelerini bulmak için tayfta gördüğü parlaklık farkını kullanmaması yaptığı hesapların kuşkuyla karşılanmasına neden olmuştur. Eğer yoldaş K7 den daha geç türden bir anakol yıldızı ise yörünge eğiminde 78° den büyük olması dolayısıyla örtülme gözlenmesi gerekmektedir. Fakat yazar sadece H—alfa salmasının oluştuğu bölgenin birincil kavuşumda örtüldüğünü gözlemlerle kanıtlayabiliyor.

DH Leo'nun bu güne dek yapılan çalışmalarını ve morötesi tayflarını gözönüne alırsak sistemde örtülme olayını destekleyen bulgular görülmektedir. Bunları şöyle sıralayabiliriz.

1) Yıldızın eşleksen çevresini, leke dönemi ile eşleksen hızın çarpımına eşitleyen

$$\sin i = (v \sin i \times p) / 2 \pi R$$



Şekil 3 : (4) nolu kaynaktan alınan kütle fonksiyonu grafiği görülmektedir. Eğer yoldaş bir anakol yıldızı ise bu grafiğe göre M0 tayf türünden daha geç olamaz.

- bağıntıyı, $v \sin i = 40$ km/sec ve $R = 0.85 R_{\odot}$ değerlerini yerine koyarak kullanabiliriz. Yörünge eğimine karşı dönemi noktaladığımızda $p = 1.07$ gün için $i > 80^{\circ}$ elde edemeyiz
- 2) Sistemin V bandındaki parlaklığı ortalama 7.8 kadir iken, Argue (12) 8.45 kadir olarak gözlemiştir. Bolton ve arkadaşlarının Argue'nin yanlış yıldız gözlediği sonucuna varmasına karşın SKYMAP kataloğu da (13) sistemin parlaklığını 8.49 kadir vermektedir.
- 3) 3. bölümde ortaya koyduğumuz gibi 4 Mayıs 1983 günü alınan morötesi tayflar da bir tutulmanın varlığını desteklemektedir.

Başyıldızı arasına örten cisim ne olabilir sorusuna vereceğimiz yanıtların hayal ürünü olacağı kesindir. Birinci olasılık Barden'in bulduğu üçüncü bileşenin 167 günlük bir dönemle başyıldızı örtmesidir. Bu ise eğer üç cisminde aynı düzlemde olduğunu ve yoldaşın başyıldızı örtmediğini varsayarsak biraz zor bir olasılık olarak gözükmektedir. Aslında örten cismin bir yıldız değil de halka veya zarf şeklinde olmasını destekleyen bazı gözlemler bulunmaktadır. Şöyle ki yıldızın tayf türünün KOV olduğu herkes tarafından kabul edilmesine karşılık sadece bir tayfı Bingham (6) KOIII ve sönük olarak sınıflandırmıştır. İlginçtir ki Argue'nin gözlediği renklerde sistemin tayf türünün KOIII olduğunu göstermektedir. Yine SKYMAP kataloğu sistemin KOIII olarak sınıflandırmıştır. Büyük bir olasılıkla sistem tayf türünü değiştirmemekte fakat onu örten halka veya zarf şeklindeki olgunun gözlenen tayfa katkısı sonucu, sistem KOIII olarak sınıflandırılmaktadır. Bu durumda sistemin geometrisi şöyle olabilir: yoldaş bir beyaz cücedir ve onun etrafında eğik-bükük (twisted) yoğun bir halka başyıldızı örtmektedir. Bu halka beyaz cüce ışımasını soğurmakta ve gözlenen tayfa katkıda bulunuyor olabilir. Bu halka zamanla yoğunluğu değişecek şekilde başyıldızın etrafında da olabilir.

KAYNAKLAR

- (1) Hall, D.S., Vaucher, C. A., ve Louth, H.: 1979, Inf. Bull. Var. Stars. No. 1690.
- (2) Joy, A. H., ve Wilson, R.E. : 1949, Astrophys. J. 109, 231.
- (3) Bopp, B. W., ve Talcott, J.C.: 1978, Astron. J. 83, 1517.
- (4) Bolton, C.T., Aslan, Z., Kamper, K.W., ve Lyons, R.W. : 1981, Astron. J. 86, 1267.
- (5) Aslan, Z. : 1981, Inf. Bull. Var. Stars. No. 1941.
- (6) Aslan, Z. : 1967, Master Tezi, Sussex Üniversitesi.
- (7) Barden, S.C. : 1984, Astron. J. 89, 683.
- (8) Walter, F. M., Cash, W., Charles, P. A., ve Bowyer, C. S. : 1980, Astrophys. J. 236, 212.
- (9) Feldman, P. A. : 1980, Bak : Kaynaklar (4).
- (10) Vilhu, O., ve Rucinski, S. M. : 1983, Astron. Astrophys. 127, 5.
- (11) Kızıloğlu, Ü., Derman, E., Ögelman, H., ve Tokdemir, F. : 1983, Astron. Astrophys. 123, 17.
- (12) Argue, A. N. : 1966, Mon. Not. R. Astron. Soc. 133, 475.
- (13) Gottlieb, D. M. : 1978, Astrophys. J. Suppl. 38, 287.

AR LACERTAE ÇİFT YILDIZININ UV ETKİNLİĞİ

Faruk Tokdemir, Ümit Kızıloğlu, Ethem Derman*

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

* Ankara Üniversitesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, ANKARA

ÖZET : AR Lac RS CVn türü bir çift yıldızdır. 1150–3200 Å dalga boyları arasında IUE uydusu tarafından alınan verilerde K0 IV ve G2 IV–V bileşenlerinin atmosferleri morötesi (UV) etkinliği açısından incelenmiş ve "Kromosfer", "Geçiş Bölgesi (TR)" gibi yıldız atmosferi katmanlarına ilişkin fiziksel sonuçlar çıkarılmıştır. Bu incelemenin sonucunda sistemin UV etkinliğini içeren bir model yapılmıştır.

1. GİRİŞ

Kron (1947), AR Lac'tan tutulmalar dışında kuvvetli Ca II H ve K ($\lambda\lambda$ 3933, 3968) çizgilerini gözlemiş ve bu salmaların geç tür K bileşeninden veya erken tür G bileşeninden gelebileceğini söylemişti. Bu özellik tek yıldızlardan beklenenden daha kuvvetliydi. Neden olarakta yıldız parlaklığının yüzeye düzgün dağılmadığını ve bu düzgün dağılmayan parlaklığın dönerken zaman zaman görülmesi olarak ileri sürülüyordu. Sonraları bu tip özellik başka yıldızlarda da gözlemlendi. Popper (1970), 22 çift yıldız araştırmasında Ca II H ve K çizgilerinin genellikle K0 IV bileşeninden geldiğini söylemiş ve Hall (1975) aşağıda ortak özellikleri verilen 24 çift yıldız RS CVn türü olarak derlemiştir.

Bu özellikler şunlardır :

1. Sıcak bileşen F–G5 ve soğuk bileşen K0 IV tayf türündendir.
2. Ayırık çift yıldızlardır.
3. Dönemleri 1–14 gündür. Daha uzun dönemlileride vardır.
4. Kütle oranları 1 dir.
5. Tutulma dışında kuvvetli Ca II H ve K çizgileri (Naftilan ve Drake 1977) vardır.
6. Işık eğrisi üzerinde bozulma dalgası vardır ve bu dalga göç etmektedir.
7. Birinci minumumun derinliği değişkendir, (Eaton ve Hall 1979; Hall 1981; Rodono 1981).
8. Radyo (Owen ve ark. 1978), IR (Berriman ve ark. 1980, 1983) X–ışınları (Walter ve ark. 1980, 1983), H (Huenemoer ve Ramsey 1984) dalgaboylarında ışıma yaparlar.
9. Kuvvetli UV ışımaları vardır (Kızıloğlu ve ark. 1983, 1984)

RS CVn türü çift yıldızların ışık eğrilerinde tutulma dışında gözlenen düzensizlikler Hall modeli (leke modeli) açıklanmaktadır (Hall 1981). Buna göre yıldızda Güneşte görülen ve yıldız lekeleri diye adlandırılan lekeler vardır. Bu lekelerin $0^\circ - 40^\circ$ enlemlerindeki tercihli dağılımı ışık değişimlerine neden olmaktadır. Yıldız lekelerinin en az olduğu

evrelerdeki parlaklık fotometrik ışık eğrisinde maximum, lekelerin çok olduğu evrelerdeki parlaklık ise minimum olarak gözlenmektedir. Güneşte lekelerin olduğu yerlerdeki atmosfer uzantılarının (Kromosferden Koronaya kadar) daha aktif olduğu ve buna karşıt olarak lekelerin az olduğu yerlerdeki atmosfer uzantılarının ise daha sakin olduğu gözlenmiştir. Şekil 1 de Güneşin atmosfer profili görülmektedir. Güneşin bize en yakın yıldız olması nedeniyle böylesine ayrıntılı bir profil ancak Güneş için çıkarılabilmektedir. Günümüzdeki teknoloji ile böyle ayrıntılı bir profilin diğer yıldızlar için çıkarılması olanak içinde değildir. Bu nedenle yıldız atmosfer modelleri Güneşe göre yapılmaktadır.

Şekil 1 de görüldüğü gibi Güneş atmosferi üç temel bölgeden oluşur : Kromosfer, Geçiş Bölgesi (TR) ve Korona. Atmosferde dışa doğru sıcaklık artarken, hidrojen yoğunluğu azalmaktadır. RS CVn türü çift yıldızların bileşenleri Güneş tipi olduğundan atmosferlerinde benzer yapı beklenmektedir.

1978 yılında uzaya fırlatılan ve halen veri almayı sürdüren IUE uydusu yıldız atmosfer katmanlarını incelemek için iyi bir olanaktır. IUE uydusunun özellikleri Boggess ve ark. (1978) ve Derman (bu dergide) tarafından anlatılmıştır.

Bu çalışmada IUE uydusu verileri kullanılarak RS CVn türü AR Lac çift yıldızının atmosfer etkinliği araştırılmıştır. AR Lac'ın yörünge elemanları ve diğer özellikleri Kurutaç ve ark. (1981), Evren ve ark. (1983) ve Kızıloğlu ve ark. (1983) de verilmiştir.

2. GÖZLEMLER

AR Lac'ın birçok gözlemci tarafından alınan ve IUE'nin altı ay kuralına göre getirilen veriler 3 bölümden oluşmaktadır :

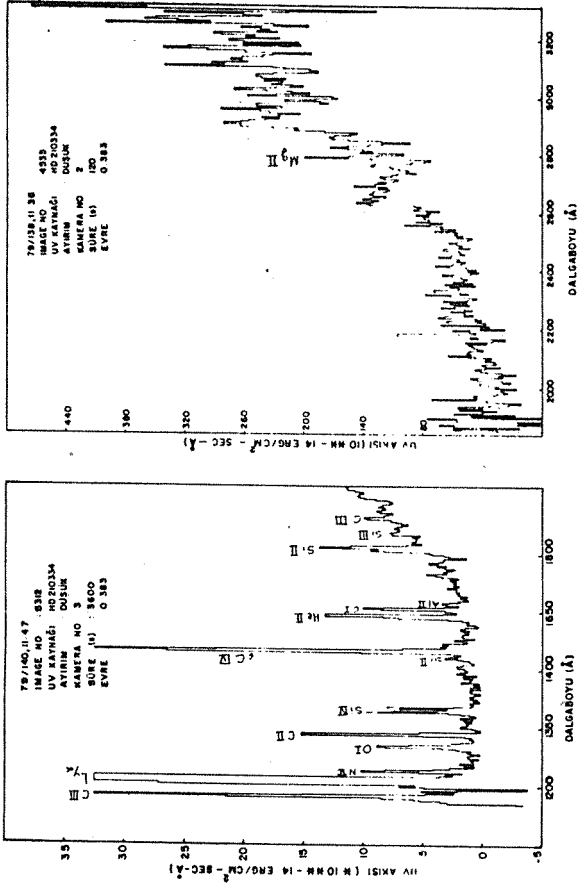
1. Kısa dalgaboyu (1150–1950 Å), düşük ayırım, değişik evrelerde 28 tayf, Çizelge I.
2. Uzun dalgaboyu (2000–3200 Å), düşük ayırım, değişik evrelerde 21 tayf; Çizelge II.
3. Uzun dalgaboyu (2000–3200 Å), yüksek ayırım (0.1 Å), değişik evrelerde 11 veridir, Çizelge III.

Verileri indirgeme yöntemleri Tokdemir (1984) de anlatılmıştır.

3. KISA DALGABOYU TAYFLARI

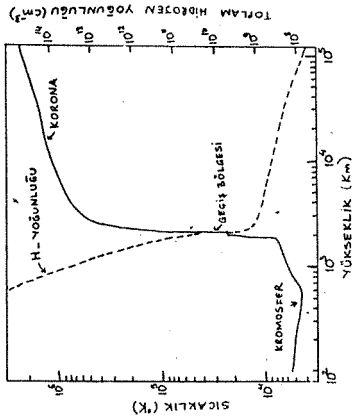
Çizelge I kısa dalgaboyu tayflarının bir listesini göstermektedir. Bu çizelgede, 1. kolon tayfın imaj numarasını, 2. kolon alındığı tarihi, 3. kolon alındığı saati, 4. kolon tayfın ne kadar süreyle alındığını, 5. kolon JD cinsinden tarihi, 6. kolon evre'yi ve 7. kolon tayfın kimin tarafından alındığını göstermektedir. Evre hesabında Kurutaç ve arkadaşlarının (1981) ışık elemanları kullanılmıştır.

Şekil 2 0.389 evresindeki 5312 nolu imajın tayfını göstermektedir. Bu tayfın üzerinde, fon (zemin) üzerinde belirgin çizgilerin tanımlanmasında gösterilmiştir. Şekildeki akı



Şekil 2 : Kısa dalgaboyu düşük ayırım
tayfı.

Şekil 3 : Uzun dalgaboyu düşük ayırım
tayfı.



Şekil 1 : Güneşin atmosfer profili
(Withbroe ve Noyes 1977).

ÇİZELGE I
Düşük ayırım kısa dalgaboyu tayfları

İmaj no	Tarih (yıl/gün)	Zaman (hh:mm:ss)	Süre (s)	JD (2440000+)	evre	Gözlemci
SWP5286	79/138	08:53:35	1200	4011.5	.334	Brown
SWP5287	"	09:53:12	3600	"	.361	Brown
SWP5288	"	11:33:45	3600	"	.397	Brown
SWP5289	"	13:13:13	3600	"	.431	Brown
SWP5290	"	14:55:11	3600	"	.467	Brown
SWP5291	"	16:36:37	3600	"	.503	Brown
SWP5292	"	18:06:44	3600	"	.534	Brown
SWP5293	"	19:50:34	3600	"	.571	Brown
SWP5294	"	21:34:26	3600	"	.607	Brown
SWP5295	"	23:10:26	2400	"	.637	Brown
SWP5311	79/140	09:05:22	3600	4013.5	.353	Brown
SWP5312	"	10:46:58	3600	"	.389	Brown
SWP5313	"	12:23:05	3600	"	.422	Brown
SWP5314	"	14:02:13	3600	"	.457	Brown
SWP5315	"	15:39:17	3600	"	.491	Brown
SWP5316	"	17:17:56	3600	"	.526	Brown
SWP5317	"	18:56:30	3600	"	.560	Brown
SWP5318	"	20:38:08	3600	"	.594	Brown
SWP5319	"	22:10:34	4200	"	.630	Brown
SWP5777	79/193	22:50:45	6000	4066.5	.374	Catalano
SWP5810	79/196	22:16:27	6000	4069.5	.875	Catalano
SWP7650	80/014	10:06:05	4500	4252.5	.892	Stickland
SWP9273	80/165	08:02:38	5400	4403.5	.990	Basri
SWP9275	80/165	12:29:48	3300	4403.5	.078	Basri
SWP10329	80/285	14:59:05	6900	4523.5	.649	Rodono
SWP10352	80/286	19:15:25	5820	4524.5	.240	Catalano
SWP15155	81/275	15:10:18	6000	4879.5	.160	Andrews
SWP15159	81/275	23:57:47	6000	4879.5	.344	Simon
SWP15168	81/276	23:53:03	4800	4880.5	.844	Linsky

ÇİZELGE II
Düşük ayırım uzun dalgaboyu tayfları

İmaj no	Tarih (yıl/gün)	Zaman (hh:mm:ss)	Süre (s)	JD (2440000+) evre	Gözlemci
LWR4534	79/138	09 :20: 42	360	4011.5	.341 Brown
LWR4535	"	11 :24: 39	120	"	.383 Brown
LWR4536	"	13 :06: 07	100	"	.419 Brown
LWR4537	"	14 :47: 54	100	"	.454 Brown
LWR4538	"	16 :24: 31	100	"	.488 Brown
LWR4539	"	18 :06: 44	100	"	.524 Brown
LWR4540	"	19 :43: 54	100	"	.558 Brown
LWR4541	"	21 :26: 45	100	"	.594 Brown
LWR4542	"	23 :03: 28	100	"	.628 Brown
LWR4549	79/140	08 :56: 39	100	4013.5	.340 Brown
LWR4550	"	10 :38: 29	100	"	.376 Brown
LWR4551	"	12 :16: 19	99	"	.410 Brown
LWR4552	"	13 :54: 48	100	"	.444 Brown
LWR4553	"	15 :32: 15	100	"	.478 Brown
LWR4554	"	17 :09: 46	100	"	.513 Brown
LWR4555	"	18 :49: 40	100	"	.548 Brown
LWR4556	"	20 :26: 30	100	"	.582 Brown
LWR4557	"	22 :03: 31	100	"	.615 Brown
LWR4558	"	23 :41: 01	100	"	.650 Brown
LWR8016	80/165	09 :39: 55	150	4403.5	.009 Basri
LWR8018	80/165	13 :30: 27	150	4403.5	.090 Basri

değerleri uyduda gözlenen akı değerleridir. "Reseau" diye işaretlenen nokta, salma veya soğurma biçiminde bile olsa, yıldıza ait olmayan başka nedenlerle oluşan noktalar dır. Bu nedenle, tayflardaki bu tür noktalar değerlendirme dışı bırakılmıştır. Ayrıca tüm tayflar 10" x 20" lik geniş açıklıkta alınmıştır.

Çizelge 4 deki akı değerleri fon üzerindeki belirgin çizgilerin entegre akı değerleridir. Bu çizelgede sıfır akıları görülmektedir. Ancak tayflardaki bu değerler gerçekte sıfır olmayıp fon'dan ayrıştırılamadığı için sıfır olarak gösterilmiştir.

Bu tür tayflarda fon eğrisinin yeri akı hesapları açısından çok önemlidir. Diğer taraftan fon eğrisinin geçirilmesi için belirlenmiş genel bir yöntem yoktur. Çoğu zaman gözle bir eğri geçirilmektedir. Bu yöntem kişiye bağlı ve tayftan tayfa sistematik olmayan

ÇİZELGE III
Yüksek ayırım uzun dalgaboyu tayfları

İmaj no	Tarih (yıl/gün)	Zaman (hh: mm: ss)	Süre (s)	JD (2440000+) evre	Gözlemci
LWR5023	79/194	00 : 35: 45	1800	4067.5	.398 Catalano
LWR5059	79/197	00 : 02: 21	3000	4070.5	.903 Catalano
LWR6661	80/014	10 : 02: 25	2700	4252.5	.884 Stickland
LWR8017	80/165	11 : 45: 15	2400	4403.5	.059 Basri
LWR8029	80/165	21 : 35: 49	1020	4403.5	.262 Basri
LWR9003	80/285	16 : 58: 42	3000	4523.5	.680 Catalano
LWR9010	80/286	20 : 59: 12	3000	4524.5	.268 Catalano
LWR11662	81/275	14 : 36: 35	1800	4879.5	.136 Andrews
LWR11666	81/275	23 : 14: 12	2400	4879.5	.312 Simon
LWR11672	81/276	15 : 13: 04	3600	4880.5	.658 Andrews
LWR11676	81/277	01 : 02: 20	3600	4881.5	.864 Simon, Linsky

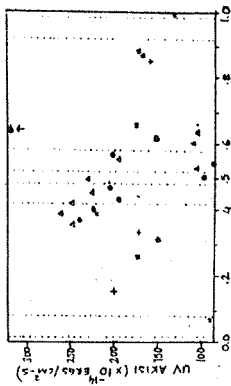
hatalar getirebilmektedir. Biz bu çalışmada, "yürüyen ortalama" yöntemini kullandık ve tüm kısa dalgaboyu tayfların fon eğrilerini bu yöntemle sistematik biçimde geçirdik. Çizelge 4 deki akı değerleri bu şekilde belirlenmiş fon üzerindeki değerlerdir.

Uygulanan "yürüyen ortalama" yöntemi şöyledir : Eğer bir tayfta N tane akı değeri varsa, k noktalı yürüyen ortalama

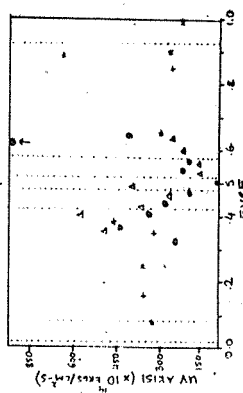
$$f'_{i+}[k/2] = \left(\sum_{j=i}^{i+k-1} f_j \right) / k \quad i = 1, 2, \dots, N-[k/2] \text{ ve } k \text{ tek tamsayıdır.}$$

ile tanımlanabilir. Burada f_i , i noktasından $i+k-1$ noktasına kadar olan akı değerleridir. $f'_{i+}[k/2]$, k sayıdaki akı değerinin ortalamasıdır. Köşeli parantezler tam bölmeyi göstermektedir. Bu yöntemin geçerli olabilmesi için ilk ve son noktaların sıfır olmayan akı değerine sahip olması gereklidir. Örnek : $k=5$ noktalı yürüyen ortalamaı düşünelim : $i=1$ için f_1, f_2, f_3, f_4, f_5 akılarının ortalaması f'_3 olacak; $i=2$ için f_2, f_3, f_4, f_5, f_6 akılarının ortalaması f'_4 olacaktır. Ortalama alma işlemi bu şekilde $N-[k/2]$ noktasına kadar yürüyecektir. Sonunda elde edilen f' akıları, aynı tayfın bir sonraki yürüyen ortalaması için girdi olacak ve bu işlem düz bir tayf elde edinceye kadar sürdürülecektir. Bu yöntemle tayfa özgü tüm salma ve soğurma şekilleri yokedilmiş ve böylece düz bir fon tayfı elde edilmiş olacaktır.

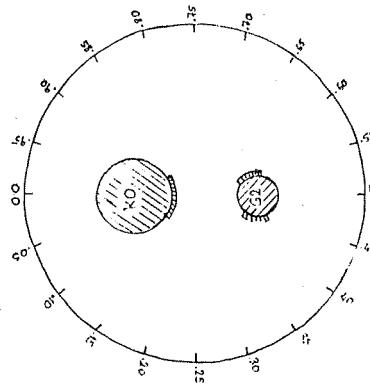
Bir salma çizgisine ait akı, yukarıda elde edilen fon eğrisini kestiği noktalar arasını



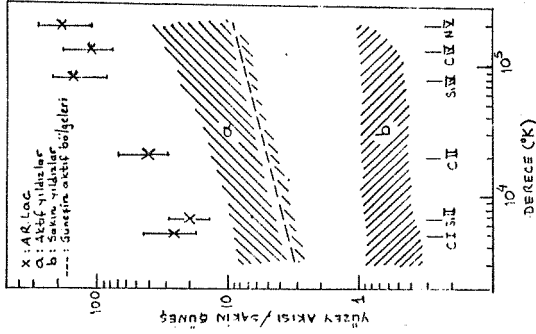
Şekil 4 : Kromosfer çizgilerinin evreye göre değişimi.



Şekil 5 : TR çizgilerinin evreye göre değişimi.



Şekil 6 : AR Lac'in leke modeli.



Şekil 7 : AR Lac etkinliğinin diğer yıldızlara göre durumu.

entegre ederek bulunur. Bu yolla elde edilmiş kısa dalgaboyundaki belirgin çizgilerin akıları Çizelge IV de verilmiştir.

Kızıloğlu ve ark. (1983), Mg II h ve k ($\lambda\lambda$ 2795.5, 2802.7) çizgilerini kullanarak G2 IV–V başyıldızının ve K0 IV yoldaşın eşit oranda etkin olduğunu göstermiştir. Ögle ise uyduda elde edilen akı değerleri

$$f_* = (d^2 / R_G^2 + R_K^2) f_{\oplus}$$

eşitliğini kullanarak yıldızdan birim alandan saniyede ne kadar enerji geldiği hesaplanabilir. Bu yolla elde edilen yıldızdaki akı değerleri, f_* , Çizelge V de verilmiştir. Bu eşitlikte $d=40$ pc, $R_G=1.8 R_{\odot}$, ve $R_K=2.81 R_{\odot}$ olarak alınmıştır (Kızıloğlu ve ark. 1984). Bu çizelgede verilen değerler 10^4 ergs/cm² s cinsindendir.

4. UZUN DALGABOYU TAYFLARI

2000–3200 Å arası uzundalgaboyu IUE verileri düşük ayırım (6Å) ve yüksek ayırım (0.1 Å) olmak üzere iki bölümden oluşur. Yüksek ayırım tayfında belirgin çizgi Mg II h ve k rezonans çizgileridir. Kızıloğlu ve ark. (1983, 1984) bu çizgileri ayrıntılı çalışmış ve AR Lac bileşenlerinin birim alanda eşit etkinliğe sahip olduğunu bulmuştur. Buna ek olarak Mg II akı değerlerinin evreye göre değiştiğini göstermiştir.

Şekil 3, uzun dalgaboyu düşük ayırım tayfını göstermektedir. Bu tayfın imaj numarası 4535 olup 0.387 evresinde 120 saniye süreyle alınmıştır. Bu tayftaki akı değerleri uyduda ölçülen akı değerleridir ve 10^{-14} ergs/cm² s Å cinsindendir. Bu bölgedeki düşük ayırım tayflarında en belirgin çizgi Mg II çizgisidir. Düşük ayırım nedeniyle h ve k bileşenleri ayrılmamıştır. Diğer görüntüler blend ve gürültü olduğundan tek tek çizgileri ayırmak ve tanımlamak oldukça güçtür.

5. TARTIŞMA VE SONUÇ

C I (λ 1657), Si II ($\lambda\lambda$ 1528, 1810), O I ($\lambda\lambda$ 1305, 1356) kromosfer sıcaklığında oluşan çizgiler olarak bilinmektedir. Bu çizgileri için hesaplanan akı değerleri Çizelge 4–5 de verilmiştir. Bu çizgilerin evreye göre değişimi AR Lac bileşenlerine ait Kromosfer etkinliğinin iyi bir göstergesidir. Bu nedenle C I, Si II, O I akılarının toplamı Şekil 4 de evreye göre çizilmiştir. Şekil üzerinde 1. tutulma (0.0 evresinde K0 IV bileşeni önde) ve 2. tutulma (0.5 evresinde G2 bileşeni önde) durumlarında bileşenlerin birbirlerine değme evreleri dikey nokta–nokta çizgilerle belirtilmiştir. Şekilde görüldüğü gibi kromosfer çizgi akıları evreye göre değişim gösteriyorlar. 0.35–0.45 evreleri arası akı değerleri yüksekken 0.5 evresinde en az değerine ulaşmaktadır. 2. tutulmadan sonra 0.6 evresine doğru akı değerleri en yüksek değerine ulaşmaktadır. Diğer evrelerde veri azdır. Ancak görünen eğilime göre akı değerleri bu evrelerde ortalama değerde seyrediyor ve 0.0 evresinde yine

Cizelge 4 : UV Akıları ($\times 10^{-14}$ Erg/cm²-s)

İNİGE	EVRE	CHII(4) $\lambda 1175$	NE(2) $\lambda 1240$	OI(2) $\lambda 1302$	CHII(4) $\lambda 1335$	OI(1) $\lambda 1356$	SI-IV(1) $\lambda 1400$	SI-II(2) $\lambda 1528$	CIV(1) $\lambda 1549$	HEII(12) $\lambda 1640$	CI(2) $\lambda 1657$	ALII(2) $\lambda 1669$	SI-II(1) $\lambda 1810$	SI-III(1) $\lambda 1892$	CHII(1) $\lambda 1989$
SUP 5286	0.334	29.7	0.0	40.8	93.3	0.0	55.2	0.0	184.4	46.9	48.8	0.0	61.6	25.2	0.0
SUP 5287	0.361	143.3	31.5	58.2	89.7	6.1	70.1	11.1	212.7	56.1	59.3	13.8	102.2	20.8	0.0
SUP 5288	0.397	97.0	57.9	56.6	83.5	0.0	53.9	5.4	178.9	62.3	74.4	4.6	85.6	29.5	0.0
SUP 5289	0.431	79.4	44.3	47.7	70.4	0.0	58.7	5.9	180.4	61.5	69.5	7.2	73.6	14.0	0.0
SUP 5290	0.467	53.7	0.0	49.3	78.6	4.5	57.9	15.4	168.7	58.2	52.5	9.8	85.9	0.0	0.0
SUP 5291	0.503	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	33.0	26.3	110.8	27.5	42.1	12.2	30.3	10.3	0.0
SUP 5292	0.534	160.4	27.0	25.3	26.8	0.0	28.5	0.0	119.1	28.5	12.5	0.0	49.2	17.1	0.0
SUP 5293	0.571	52.2	25.6	41.9	73.4	0.0	13.7	8.4	156.8	43.1	22.3	23.6	130.8	17.9	0.0
SUP 5294	0.607	421.4	96.7	42.9	82.4	0.0	159.9	0.0	496.6	103.9	90.0	50.8	24.5	0.0	0.0
SUP 5295	0.637	85.4	55.0	62.9	105.0	8.7	76.2	51.5	267.5	69.0	85.1	16.1	131.1	56.7	0.0
SUP 5311	0.353	174.9	40.0	65.2	99.7	0.0	66.4	17.0	240.0	76.6	68.7	9.2	95.5	33.1	0.0
SUP 5312	0.399	172.1	75.4	75.5	100.0	0.0	82.3	22.2	258.7	110.6	67.0	15.2	101.0	26.8	0.0
SUP 5313	0.422	132.6	46.8	55.4	82.3	10.8	56.2	11.4	191.0	84.8	65.5	13.6	103.7	26.7	0.0
SUP 5314	0.457	111.1	32.7	33.7	66.7	5.1	60.0	16.4	144.0	67.1	67.9	6.2	104.6	13.2	0.0
SUP 5315	0.491	126.1	31.1	58.6	72.1	0.0	73.0	8.4	213.7	87.2	75.1	0.0	89.9	15.9	0.0
SUP 5316	0.526	21.4	42.5	15.7	56.6	10.2	17.3	24.6	125.8	41.0	22.9	0.0	40.0	12.1	0.0
SUP 5317	0.558	0.0	23.7	25.1	57.7	4.1	37.2	58.0	140.1	49.1	44.2	24.8	65.9	11.4	0.0
SUP 5318	0.596	59.4	10.1	25.9	55.5	0.0	40.0	27.7	146.7	40.2	23.6	11.3	41.8	11.1	0.0
SUP 5319	0.630	85.9	18.0	48.5	60.7	4.2	25.9	0.0	155.8	41.9	18.0	9.0	42.0	17.5	0.0
SUP 5777	0.374	155.5	31.2	62.2	75.2	11.0	58.2	22.4	227.5	76.7	61.0	10.3	63.9	9.8	0.0
SUP 5810	0.875	275.4	53.5	31.3	83.9	14.0	75.2	12.6	285.8	80.0	61.9	12.4	54.7	18.3	0.0
SUP 7650	0.892	93.8	39.2	68.9	7.0	7.0	48.6	39.0	155.5	65.9	47.6	10.3	50.1	9.2	0.0
SUP 9273	0.989	119.7	31.8	35.2	43.0	10.2	31.6	10.8	112.5	38.5	34.9	0.0	44.6	13.3	0.0
SUP 9275	0.877	140.0	40.9	40.1	55.8	0.0	51.2	49.7	140.5	43.2	61.0	19.0	46.0	32.0	0.0
SUP 10329	0.649	78.0	35.7	43.7	89.7	5.9	52.8	14.0	194.8	46.3	49.1	6.9	65.0	14.0	0.0
SUP 10352	0.240	171.1	39.7	42.8	75.2	9.5	38.8	13.2	154.4	50.3	55.7	25.0	55.3	9.2	0.0
SUP 15155	0.158	134.4	30.0	49.4	89.9	0.0	57.0	21.0	172.8	62.0	53.7	0.0	73.7	12.5	0.0
SUP 15159	0.344	100.7	23.1	45.0	61.3	7.0	46.2	0.0	150.3	56.3	47.6	12.9	71.6	11.3	0.0
SUP 15168	0.842	70.5	33.4	41.3	67.0	0.0	41.2	8.1	141.4	45.2	46.0	9.6	69.0	16.4	0.0
SUP 15168	0.842	133.3	45.7	48.9	65.7	3.2	48.9	23.0	190.8	55.9	47.8	10.4	62.3	17.6	0.0

Cizelge 5 : UV Yüzey akıları ($\times 10^4$ Erg/cm²-s)

INAGE	EWRE	CHII(40) $\lambda 1175$	NU(40) $\lambda 1240$	CHII(40) $\lambda 1302$	CHII(40) $\lambda 1335$	SI-IV(40) $\lambda 1356$	SI-IV(40) $\lambda 1400$	SI-IV(40) $\lambda 1528$	CIV(40) $\lambda 1549$	HEII(42) $\lambda 1640$	CI(2) $\lambda 1657$	SI-II(10) $\lambda 1810$	SI-II(10) $\lambda 1892$	CHII(10) $\lambda 1909$
SUP 5286	0.334	9.0	0.0	12.3	28.1	0.0	16.7	0.0	55.6	14.1	14.7	0.0	18.6	0.0
SUP 5287	0.361	43.2	9.5	17.6	27.1	1.0	21.1	3.3	64.2	16.9	17.9	4.2	30.8	0.0
SUP 5288	0.397	29.3	17.5	17.1	25.2	0.0	16.3	1.6	54.0	18.8	22.4	1.4	25.8	0.0
SUP 5289	0.431	24.0	13.4	14.4	21.2	0.0	17.7	1.8	54.4	18.6	21.0	2.2	22.2	0.0
SUP 5290	0.467	16.2	0.0	14.9	23.7	1.4	17.5	4.6	50.9	15.1	15.8	2.7	25.9	0.0
SUP 5291	0.503	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	10.0	7.9	33.4	8.3	12.7	3.7	9.1	0.0
SUP 5292	0.534	48.4	8.1	7.6	8.1	0.0	8.6	0.0	35.9	8.6	3.0	0.0	14.8	0.0
SUP 5293	0.571	15.7	7.7	12.6	22.1	0.0	4.1	2.5	47.3	13.0	6.7	7.1	39.5	0.0
SUP 5294	0.607	127.1	29.2	12.9	24.9	0.0	48.2	0.0	149.8	31.3	27.1	15.3	7.4	0.0
SUP 5295	0.637	25.8	16.6	19.0	31.7	2.6	23.0	15.5	80.7	20.8	25.7	4.9	39.5	0.0
SUP 5311	0.353	52.8	12.1	19.7	30.1	0.0	20.0	5.1	72.4	23.1	20.7	2.8	28.8	0.0
SUP 5312	0.389	51.9	22.7	22.8	30.2	0.0	24.8	6.7	78.0	33.4	20.2	4.6	30.5	0.0
SUP 5313	0.422	40.0	14.1	16.7	24.8	3.3	17.0	3.4	57.6	25.6	19.8	4.1	31.3	0.0
SUP 5314	0.457	33.5	9.9	10.2	23.1	1.5	18.1	4.9	43.4	20.2	20.5	1.9	31.6	0.0
SUP 5315	0.491	38.0	9.4	17.7	21.7	0.0	22.0	2.5	64.5	26.3	22.7	0.0	27.1	0.0
SUP 5316	0.526	6.5	12.8	4.7	17.1	3.1	5.2	7.4	37.9	12.4	6.9	0.0	12.1	0.0
SUP 5317	0.560	0.0	7.1	7.6	17.4	1.2	11.2	17.5	42.3	14.8	13.3	7.5	19.9	0.0
SUP 5318	0.596	17.9	3.0	7.8	16.7	0.0	12.1	8.4	44.3	12.1	7.1	3.4	12.6	0.0
SUP 5319	0.630	25.9	5.4	14.6	18.3	1.3	7.8	0.0	47.0	12.6	5.4	2.7	12.7	0.0
SUP 5777	0.374	49.9	9.4	18.9	22.7	3.3	17.6	6.8	68.6	23.1	18.4	3.1	19.3	0.0
SUP 5810	0.875	83.1	16.1	9.4	25.3	4.2	22.7	3.8	86.2	24.1	18.7	3.7	16.5	0.0
SUP 7650	0.892	28.3	11.8	9.9	20.8	2.1	14.7	11.8	46.9	19.9	14.4	3.1	15.1	0.0
SUP 9273	0.989	36.1	9.6	10.6	13.0	3.1	9.5	3.3	33.9	11.6	10.5	2.4	13.5	0.0
SUP 9275	0.877	42.2	12.3	12.1	16.6	0.0	15.4	15.0	42.4	13.0	18.4	5.7	13.9	0.0
SUP 10329	0.649	23.5	10.8	13.2	27.1	1.8	15.9	4.2	58.8	14.0	14.8	2.1	19.6	0.0
SUP 10352	0.240	51.6	12.0	12.9	22.7	2.9	17.2	4.0	46.6	15.2	16.8	7.5	16.7	0.0
SUP 15155	0.158	40.5	9.0	14.9	27.1	0.0	13.9	6.7	52.1	18.7	16.2	0.0	22.2	0.0
SUP 15159	0.344	50.4	7.0	13.7	21.9	2.1	13.9	0.0	45.0	17.0	14.4	3.9	21.6	0.0
SUP 15168	0.842	21.3	10.1	12.6	23.3	0.3	13.3	2.4	42.7	15.8	13.9	2.9	20.8	0.0
SUPAVERA		40.2	13.8	14.8	19.8	1.0	14.8	6.9	57.6	16.9	14.4	3.1	19.0	0.0

Çizelge 6 : Bellirgin yüzey çizgi akılarının sakın Güneşe oranı.

IMAGE	EVRE	CHIK(0)	HW(0)	OT(2)	CHIK(0)	OT(1)	SI	IV(1)	SI	II(2)	CIV(1)	HEII(12)	CI(2)	ALI(12)	SI	II(1)	SI	III(1)	CHIK(1)
		1175	1240	1302	1335	1355	1400	1528	1549	1640	1657	1669	16810	1692	171810	171810	171810	171810	1989
SUP 5286	0.334	56.0	0.0	30.8	51.2	0.0	160.4	0.0	95.9	108.8	27.8	0.0	21.7	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5287	0.361	270.2	105.6	43.9	58.8	61.3	157.7	167.4	110.6	130.2	33.8	27.8	35.8	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5288	0.397	182.5	194.1	42.7	54.8	0.0	139.6	81.4	93.0	144.6	42.3	9.3	29.3	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5289	0.431	149.7	148.5	36.0	46.2	0.0	147.1	89.0	93.8	142.7	39.6	14.5	26.3	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5290	0.467	181.2	0.0	37.2	51.5	45.2	152.4	232.3	87.7	116.5	29.9	18.1	32.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5291	0.503	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	80.5	396.7	57.6	63.8	24.0	24.5	9.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5292	0.534	382.4	90.5	19.1	17.6	0.0	50.6	0.0	61.9	66.1	7.1	0.0	16.8	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5293	0.571	98.4	85.8	31.6	48.1	0.0	24.3	126.7	81.5	100.0	12.7	47.5	57.7	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5294	0.607	794.5	324.1	32.4	54.0	0.0	420.1	0.0	258.3	241.1	51.2	102.2	7.4	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5295	0.637	161.0	184.3	47.4	68.9	87.5	185.9	776.7	139.1	160.1	48.4	32.4	47.3	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5311	0.353	329.7	134.1	49.2	65.4	0.0	177.3	256.4	124.8	177.7	39.1	18.5	34.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5312	0.389	324.5	252.7	56.9	65.6	0.0	192.9	334.8	134.5	256.6	38.1	30.6	37.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5313	0.422	250.0	156.9	41.8	54.0	108.6	132.1	171.9	99.3	196.8	37.3	27.3	37.9	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5314	0.457	209.5	109.6	25.4	43.7	51.3	154.2	247.4	74.9	155.7	38.6	12.5	39.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5315	0.491	237.7	104.2	44.2	47.3	0.0	227.3	126.7	111.1	202.3	42.7	0.0	33.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5316	0.526	40.3	142.4	11.8	37.1	102.6	30.7	371.0	65.4	95.1	13.0	0.0	12.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5317	0.560	0.0	79.4	18.9	37.8	41.2	96.4	874.8	72.9	113.9	25.2	49.9	22.7	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5318	0.596	112.0	33.9	19.5	36.4	0.0	99.3	417.8	76.3	93.3	13.4	22.7	15.1	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5319	0.630	161.9	60.3	36.6	39.8	42.2	68.5	0.0	81.0	97.2	10.2	18.1	14.8	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5777	0.374	312.0	104.6	46.9	49.3	110.6	155.8	337.8	118.3	178.0	34.7	20.7	22.3	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 5810	0.875	519.2	179.3	23.6	55.0	140.8	202.5	190.0	148.6	185.6	35.2	24.9	19.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 7650	0.892	176.8	131.4	24.7	45.2	70.4	150.1	588.2	80.9	152.9	27.1	20.7	17.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 9273	0.989	225.7	106.6	26.5	28.2	102.6	91.4	162.9	58.5	89.3	19.9	16.1	16.2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 9275	0.877	263.9	137.1	30.2	36.1	0.0	127.8	749.6	73.1	100.2	34.7	38.2	22.7	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 10329	0.649	147.1	119.7	33.0	58.8	59.3	136.2	211.2	101.3	107.4	27.9	13.9	22.2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 10352	0.240	322.6	133.1	32.3	49.3	95.5	103.6	199.1	80.3	116.7	31.7	50.3	19.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15155	0.158	253.4	100.6	37.3	59.0	0.0	147.9	316.7	89.9	143.9	30.6	0.0	26.9	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15159	0.344	189.9	77.4	33.0	53.3	70.4	125.5	0.0	78.2	130.6	27.1	25.9	25.2	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3	24.6	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0	0.0
SUP 15168	0.842	132.9	111.9	31.1	44.5	0.0	104.8	122.2	73.5	104.9	26.2	19.3</							

en az değerine ulaşmaktadır.

Diğer taraftan, akı değerleri alındığı zamana göre incelenirse çevrimden çevrime değişiklik gösterdiği görülür. Bu amaçla 1979 yılının 138. gününde alınan noktalar aynı çevrime ait olup $\oplus$ işaretiyle, 1979 yılının 140. gününe ait veriler Δ , 1981 yılının 275–276 günlerine ait veriler $+$ ve diğerleri $*$ işaretleriyle gösterilmiştir. 1979 yılının 138. gününde ki çevrimde kromosfer etkinliğinin iki gün sonraki çevrime göre daha az olduğu açık olarak izlenmektedir. O halde AR Lac çift yıldız sisteminde bileşenlerin kromosfer etkinliğinin çevrimden çevrime değişiklik gösterdiği söylenebilir.

Geçiş Bölgesi (TR), kromosfer ve korona arasında sıcak ve ince bir tabakadır (Şekil 1). Bu katman F–K tür yıldızlarda gözlenmektedir. Bu katmana ilişkin bilgileri bu katman sıcaklığında oluşan C III (λ 1175), Si IV (λ 1400), C IV (λ 1549), ve N V (λ 1240) çizgilerinden elde etmek mümkündür. Bu çizgilerin akı değerleri Çizelge IV–V de verilmiş ve evreye göre değişimleri Şekil 5 de çizilmiştir.

Bu grafikte TR çizgi akılarının evreye göre değiştiği açık biçimde görülmektedir. Yukarıda kromosfer çizgileri için yapılan tartışma bu şekilde gösterilen TR çizgi akıları için de geçerlidir. Ancak kromosfer çizgilerine göre TR çizgilerinin etkinliği 3–4 kez daha fazladır.

Bu eğilim kısa dalga bölgesindeki toplam UV akısında da görülmüştür.

AR Lac çift yıldızında UV etkinliğin 0.35–0.40 ve 0.60–0.65 evreleri arası ençok olduğu, buna karşın tutulmalarda en az olduğu görülmektedir. Bu durum etkinliğin belirtilen evrelerde yoğunlaştığı sonucunu vermektedir. Hall (1981) atmosfer etkinliğinin kaynağının yıldız yüzeyinde oluşan lekelerin olduğunu söylemektedir. O halde, AR Lac ta görülen etkinliği bu modelle açıklamak gerekirse, yıldız lekelerini ölçekli olarak çizilmiş Şekil 7 deki gibi yerleştirmek ve etkinliğin bileşenlerin birbirlerine baktığı yüzlerde yoğunlaştığını söylemek olanak içindedir.

AR Lac'ın yüzey çizgi akılarının sakin Güneş'teki aynı çizgi akılarına oranı Çizelge VI da verilmiştir. Listenin sonunda Kızıloğlu ve ark. (1983) de anlatılan yöntemle elde edilmiş ortalama değerlerin oranında verilmiştir. AR Lac için bu oranlar C I, Si II ($T \cong 10^4$ K) C II ($T \cong 10^4$ K); N V ($T \cong 10^5$ K) ve C IV ($T \cong 10^5$) çizgileri için Şekil 7 çizilmiştir. Ortalama değerler (X) işaretiyle gösterilmiştir. Ayrıca bu şekilde, sakin yıldızların (Linsky ve ark. 1982), Güneşin aktif bölgelerinin (Dupree ve ark. 1982) durumlarında gösterilmektedir.

Çizgilerin oluşma sıcaklıkları arttıkça yüzey akıları daha çok kuvvetlenmektedir. AR Lac sakin yıldızlardan 30–200 kez daha etkin, etkin yıldızlar ve Güneşin etkin bölgelerinden 10–20 kez daha etkin olduğu, diğer bir deyişle birim alandan saniyede daha çok enerji çıktığı gözlenmektedir.

AR Lac ın UV de diğer yıldızlara göre daha etkin olmasının nedeni; Yüzeylerinin hemen altında oluşan, magnetik buoyancy (Parker 1977) ile yüzeye çıkan ve koronaya kadar uzanan magnetik alanların kuvvetli olmasından ileri gelmektedir. AR Lac ı etkin yapan diğer önemli nedende, bileşenlerinin eşzamanlı dönüşleri ve birbirlerine oldukça yakın olan bileşenlerinin birbirleriyle olan etkileşimleridir.

KAYNAKLAR

- Berriman, W. M. ve ark. : 1983, MNRAS, 205, 859.
- Boggess, A. ve ark. : 1978, Nature, 275, 372.
- Dupree, A. K. ve ark. : 1973, Astrophys. J. 183, 321.
- Eaton, J. A. ve Hall, D. S. : 1979, Astrophys. J., 227, 907.
- Evren, S. ve ark. : 1983, Astrophys. Space Sci. 95, 401.
- Hall, D. S. : 1981, Solar Phenomena in Stars and Stellar Systems, s. 431, D. Reidel pub.co.
- : 1975, I.A.U. Colloquium no. 29, p. 287
- Hartman, L. ve ark. : 1982, Astrophys. J. 252, 314.
- Huenemoerder, D. P. ve Ramsey, L. W. : 1984, Astron. J. 89, 549.
- Kızıloğlu, Ü. ve ark. : 1983, Astron. Astrophys. 123, 17.
- : 1984, Astron. Astrophys. ya sunuldu.
- Kron, G. E. : 1947, Pub. Astron. Soc. Pas. 59, 261.
- Kurutaç, M. ve ark. : 1981, Astrophys. Space Sci. 77, 325.
- Linsky, J. L. ve ark. : 1980, Astrophys. J. Let. 236, L137.
- Naftilan, S. A. ve Drake, S. A. : 1977, Astrophys. J. 216, 508.
- Parker, E. N. : 1977, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 15, 45.
- Rodono, M. : 1981, Photoelectric and Spectroscopic Binary Systems, s. 285, D. Reidel Pub. Co.
- Popper, D. M. : 1970, I.A.U. Colloquium no. 6, s. 13.
- Walter, F. M. ve ark. : 1980, Astrophys. J. Let. 236, L137.
- : 1983, Astrophys. J. 267, 665.
- Tokdemir, F. : 1984, Doktora tezi
- Withbroe, G. L. ve Noyes, R. W. : 1977, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 15, 363.

V471 (ÇİFT YILDIZ) İN MORÖTESİ BÖLGEDE GÖSTERDİĞİ DEĞİŞİMLER

Akif Esendemir, Ümit Kızıloğlu

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET : V471 çift yıldızının (BD +16° 516) IUE (International Ultraviolet Explorer) ile alınan tayflarının değerlendirilmesi sonucu, sistemi oluşturan K05 ve Beyaz Cüce bileşenlerinin evreye göre sıcaklık değişimleri incelendi. K05'in Beyaz Cüceye bakan yüzünde, Beyaz Cüce tarafından ısıtılan oldukça geniş bir alan tesbit edildi. Etkinliğini yaklaşık 0.97 evresinden 0.19 evresine kadar sürdüren yorumu güç bir yapı belirlendi.

1. GİRİŞ

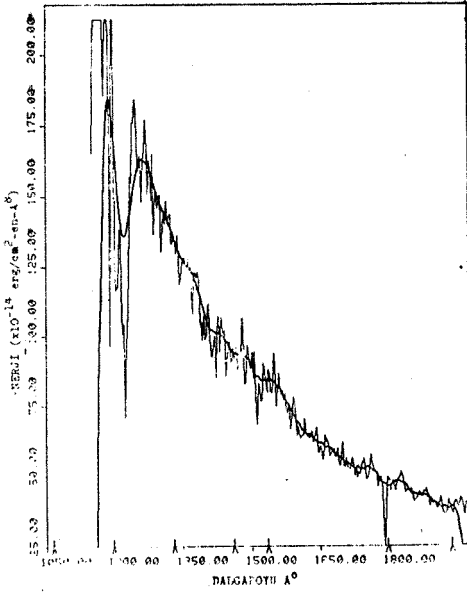
İlk gözlemleri Nelson ve Young (1970) tarafından yapılan V471 Tau, Hyades Kümesi'nde yer almaktadır (Young ve Capps 1971). Sisteme ait bazı parametreler aşağıda sıralanmıştır. (Max-Planck 1984)

Sistem	: V471 Tau
Sağ açıklık	: 3 47'
Dik açıklık	: 17° 05'
Görsel Parlaklık	: En fazla 9.2 en az 9.8 kadir
Dönem	: 0.521184 Gün
Tayf türü	: K 2/5 – Beyaz Cüce
Yörüngenin dış merkezliliği	: $e = 0.03$
Kütle oranı	: 1
Yörüngenin eğimi	: $79^\circ .5 \pm 2.0$

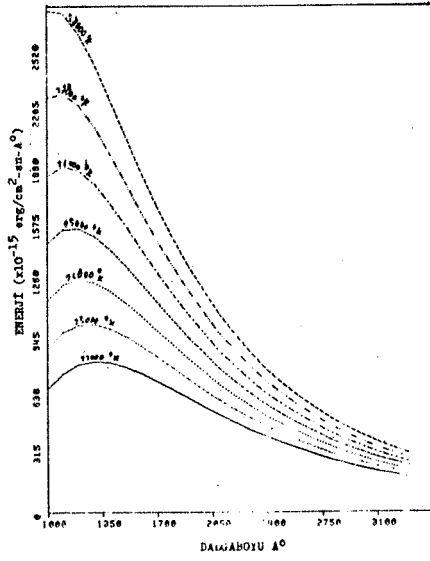
	Kütle (M_o)	Yarıçap (R_o)
Beyaz Cüce	0.79	0.012 ± 0.002
K 2/5	0.80	0.80 ± 0.05

2. VERİLERİN DEĞERLENDİRİLMESİ

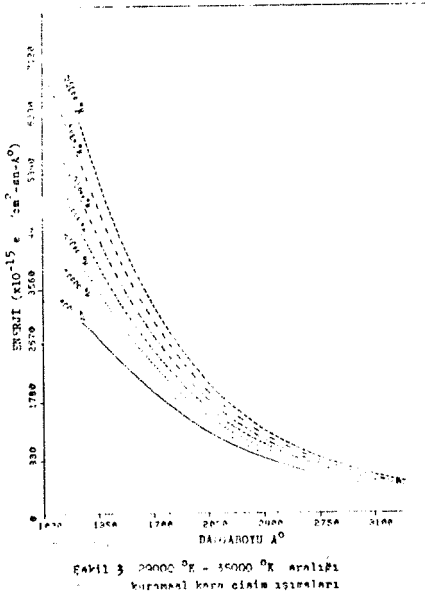
IUE yapay uydusu (Derman 1984) ile alınan veriler Çizelge I de görülmektedir. Evre hesabı, gözlem sürelerinin ortasında, JD Hel. 2440610.06478 – $0^d.52118371$ (Tümer ve ark. 1981) değerleri kullanılarak yapılmıştır. Görüntü no IUE uydusu gözlemlerine verilen seri numarasıdır. Tayf kolonu altında yer alan "Kısa" deyim, gözlemin 1000 Å ile 2000 Å arasında, "Uzun" deyim, 2000 Å ile 3000 Å arasında yer aldığını vurgulamaktadır.



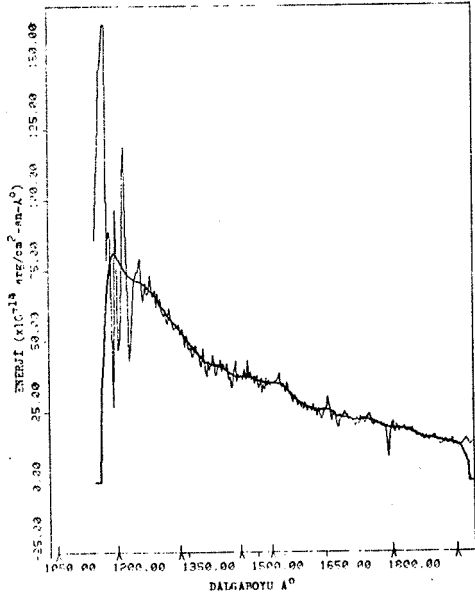
Şekil 1 : 9781 No.lu IUE gözlem tayfı. Kaynak: V471 Tau Süre : 600 sn.



Şekil 2 : 22000 ⁰K — 28000 ⁰K aralığı kuramsal kara cisim ışımaları.



Şekil 3 : 29000 ⁰K — 35000 ⁰K aralığı kuramsal kara cisim ışımaları.



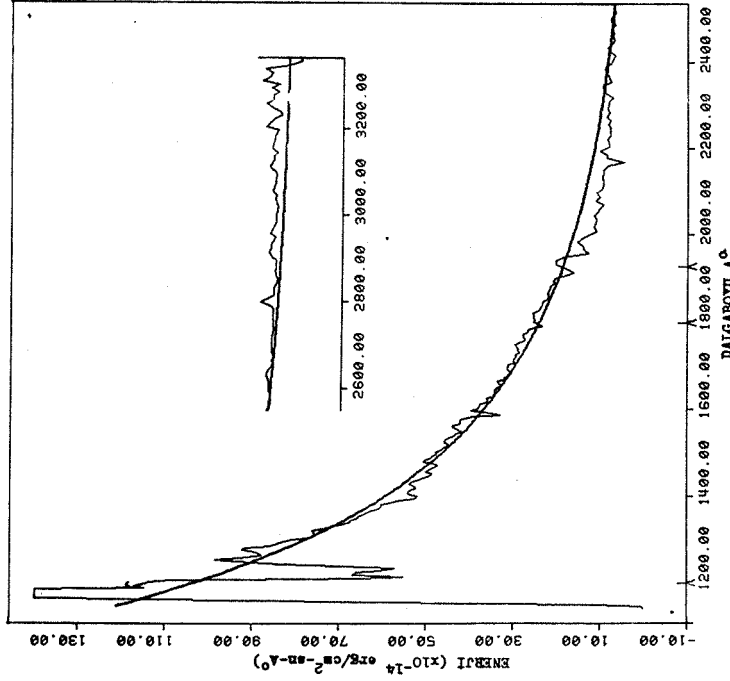
Şekil 4 : 9788 No.lu IUE gözlem tayfı. Kaynak: V471 Tau Süre : 2040 sn.

ÇİZELGE I
IUE Tayfları

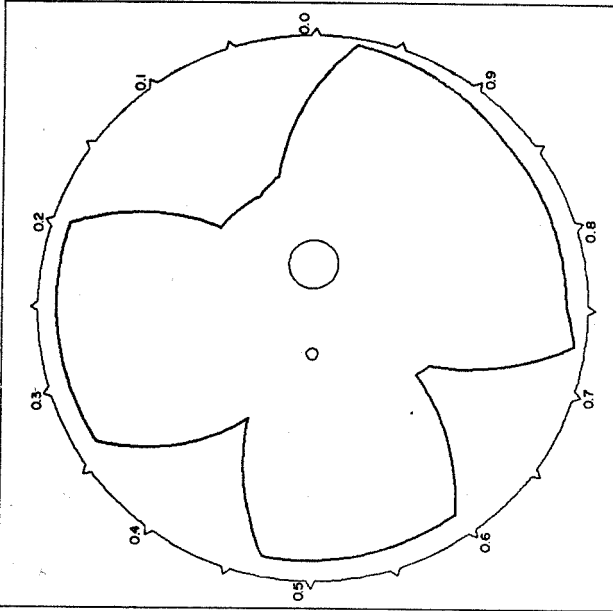
Görüntü no.	Tayf	Evre	Gün	Başlangıç Saati	Süre (sn)
6273	Kısa	0.04	79/236	07 55 56	180
5444	Uzun	0.12	79/236	08 48 01	720
6274	Kısa	0.14	79/236	09 04 25	480
5443	Uzun	0.02	79/236	07 24 99	1500
5683	Uzun	0.63	79/247	13 39 49	1800
6622	Kısa	0.66	79/247	14 16 41	600
9782	Kısa	0.76	80/227	03 19 41	1920
8499	Uzun	0.82	80/227	03 58 47	2100
8500	Uzun	0.92	80/227	05 21 24	1920
9784	Kısa	0.99	80/227	06 00 32	2220
8501	Uzun	0.02	80/227	06 52 08	600
9788	Kısa	0.48	80/227	12 14 53	2040
8505	Uzun	0.55	80/227	12 58 01	2460
9781	Kısa	0.68	80/227	02 36 31	600
8498	Uzun	0.70	80/227	02 53 03	720
9785	Kısa	0.08	80/227	07 19 27	1680
8502	Uzun	0.14	80/227	08 00 25	2400
9786	Kısa	0.21	80/227	08 50 17	2040
8503	Uzun	0.28	80/227	09 43 29	2460
9787	Kısa	0.35	80/227	10 37 21	2040
8504	Uzun	0.41	80/227	11 21 33	2460
9789	Kısa	0.61	80/227	13 48 28	2040
8506	Uzun	0.68	80/227	14 37 20	2460
9790	Kısa	0.74	80/227	15 28 01	2040
9783	Kısa	0.87	80/227	04 44 23	1790
15901	Kısa	0.43	81/363	09 28 19	720

Elde edilen tayfların en belirgin özelliği, kara cisim ışımasına benzerlikleridir. Örnek olarak, Şekil 1 de 0.68 fazında alınan tayf (Kısa dalga boyu) görülmektedir. Giriş bölümünde verilen bilgilerle ve bizden 40 pc. uzaklıkta, kara cisim ışıması yapan bir sistemden beklenen sürekli ışıma eğrileri 3000 °K – 60000 °K aralığında incelenmiştir. Yapılan bu çalışmaya ait kuramsal eğriler, 22000 °K – 35000 °K aralığı için Şekil 2 ve 3 de verilmiştir. Sisteme ait uzun dalgaboyu tayflarında dikkate değer bir değişim gözlenmemiştir. Kısa dalga boyundaki değişime örnek olması amacı ile 0.48 evresine ait gözlem tayfı Şekil 4 te görülmektedir.

Hem Şekil 1 de hem de Şekil 4 te kara cisim ışımasına ait en fazla ışıma dalgaboyunun 1200 Å dan küçük olduğu görülmektedir. Böyle bir yapının 28000 °K den daha fazla bir sıcaklığa sahip olması gerektiği ise Şekil 2 ve 3 den kolayca anlaşılmaktadır.



Şekil 6 Ortalama IUE gözlemleri. Süre 20400 sn. Gözlemlere en iyi uyum gösteren 80000 g'lık kara cisim ısıması kalın çizgi ile gösterilmiştir.



Şekil 5 1250 Å - 1900 Å aralığına ait toplam enerji grafiği. Yıldızların arasındaki mesafe ve K 2/5 yıldızının çapı, gerçek boyutlara oranlı olarak çizilmiştir. Aynı oran kullanıldığında, Beyaz Cüce bir nokta ile gösterilebilir. Ancak kolay anlaşılabilirliği sağlamak amacı ile nokta yerine küçük bir daire kullanılmıştır.

Evrelerin de yazılı olduğu en dış çember 3×10^{-10} enerji ($\text{erg/cm}^2\text{-sn}$) seviyesini göstermektedir. Dış çemberden çember merkezine doğru her — mesafe $6.8 \times 10^{-11} \text{ erg/cm}^2\text{-sn}$ lik bir enerji artışı gösterir.

IUE gözlemlerine ait tayfların 1250 Å – 1900 Å aralığına ait toplam enerjiler evreye göre grafiklendiğinde Şekil 5 ortaya çıkmaktadır.

3. SONUÇ

Sisteme ait kısa dalgaboyu tayflarına en iyi uyum gösteren kara cisim ışıması eğri-leri, sistem sıcaklığının evreye bağımlı olarak, 60 000 °K ile 180 000 °K arasında değişim gösterdiğini vurgulamaktadır. Elde edilen sıcaklık değerleri evreye göre grafiklendiğinde Şekil 5 e benzer bir grafik elde edilmektedir.

Sisteme ait tüm tayfların (Kısa dalgaboyu – Uzun dalgaboyu) ortalamasına en iyi uyum gösteren 80 000 °K lik kara cisim ışıması Şekil 6 da görülmektedir. Ne varki 60 000 °K lik kara cisim ışımasının bile 1000 Å dan daha kısa (X-ışın) dalga boylarında yapması gereken ışıınım gözlenememiştir (Young ve arkadaşları 1983).

Bu veriler, sistemden elde edilen ışıının yalın bir kara cisim ışıması olmadığı, farklı sıcaklıktaki bölgelerin ışıma eğrisini etkilediği biçiminde yorumlanabilir.

Tayflarda görülen 1350 Å – 1600 Å arasındaki, kara cisim ışımasına nazaran artık ışıında bunu vurgulayan bir yapı olarak ele alınabilir.

Farklı sıcaklıktaki bileşenin Beyaz Cüce etrafında bir disk olabileceği düşünülebilir. Bu diskin simetrik olmayan bir yapı gösterebileceği ve bu şekliyle 0.98 evresi ile 0.17 evresi arasında (Şekil 5) gözlenen ışıınım artığına neden olabileceği yönündeki çalışmalar, henüz devam etmektedir.

KAYNAKLAR

- Derman, E. : 1984, B.Ü. Kandilli Rasathanesi, Dergisi (Bu sayı).
 Max-Planck : 1984, Catalogue of Cataclysmic Binaries, 43, 106.
 Nelson, B., ve Young, A. : 1970, Pub.Astron. Soc. Pas. 82, 699.
 Tümer, O., İbanoğlu, C., Kurutaç, M., Tunca, Z. : 1981, Astrophys. Space Sci. 83, 269.
 Young, A., Klimke, A., Africano, J. L., Quigley, R., Buren, D. V. : 1983, Astrophys. J. 267, 655.
 Young, A., ve Capps, P. W. : 1971, Astrophys. J. Let. 166, L81.

32 AQUARIİ METAL-ÇİZGİLİ YILDIZIN ATMOSFER ANALİZİ

Saul J. Adelman

NASA, Goddard Space Flight Center

Çetin Bolcal, Dursun Koçer

Boğaziçi Üniversitesi, İSTANBUL

ÖZET : Metal-çizgili yıldız 32 Aqr nin $4.3 \text{ \AA} / \text{mm}$ dispersiyonlu spektrumlarıyla atmosfer analizine başlandı. Çizgi tanısı yanında $T_{\text{et}} = 7600 \text{ K}$ ve $\log g = 3.10$ atmosfer parametreleri elde edildi.

Özellikle son 15 yıldan bu yana gerek optik gerekse morötesi ve kırmızı ötesi bölgelerde "Kimyasal bakımdan anormallik gösteren özel yıldızlar (CP)" üzerinde çok yoğun biçimde araştırmalar sürmüştür ve sürmektedir.

Preston (1974) tarafından ayrıntılı biçimde sınıflandırılan bu yıldızlar temel olarak, manyetik ve manyetik olmayan, şeklinde iki grupta incelenebilmektedir.

Birinci gruptakilerin değişken spektrumlu olmaları analizlerinde büyük güçlükler doğurmakta, buna karşın manyetik olmayanlar daha rahat incelenebilmektedir.

Bu özel yıldızların yeniden ele alınıp gözden geçirilmesi için Cowley ve Adelman (1983) bir program teklif etmişlerdir. Buna göre yeni araştırmalar :

1) Daha kaliteli spektrumlarla yapılmalıdır; yüksek ayırma güçlü ve en az düzeyde gürültülü spektroskopik veriler,

2) Kırmızı ötesinden morötesine değin uzanan doğru fotometrik veriler kullanılmalıdır,

3) En doğru ve homojeniteye sahip osilatör şiddetleri alınmalıdır,

4) Yıldızların gerçek kimliklerine uyan modeller alınarak hesaplamalar yapılmalıdır.

Böylece şimdiye değin yayınlanan bu yöndeki çalışmalarda ortaya çıkan yanlışlar ve dağınıklıklar giderilmiş olacak, gerçeğe daha yakın sonuçlar elde edilecektir.

Programla ilgili ilk birkaç çalışma Adelman (1983, 1984); Adelman, Young ve Baldwin (1984); Wiese ve Fuhr (1984) olarak verilebilir.

Bu çalışmaların bir parçası olarak $4.3 \text{ \AA} / \text{mm}$ dispersiyonlu Mt. Wilson spektrumları ile 32 Aqr yıldızının $\lambda\lambda 3800-4400$ aralığında nicel ve nitel atmosfer analizine başlandı.

a) Gözlemsel ve Kuramsal (Kurucz, 1969) H_γ profillerinin,

b) Gözlemsel Mutlak Spektrel Enerji Dağılımı (Lane ve Lester, 1980) ile Kuramsal Enerji Dağılımı (Kurucz, 1969),

c) UVBY H_β gözlemsel fotometrik değerleri (Smith, 1971 ve Schmidt, 1979) ile Kuramsal fotometrik veriler (Kurucz, 1969) kıyaslanması sonucu, $T_{\text{et}} = 7600 \text{ K}$ ve $\log g = 3.10$ atmosfer parametreleri elde edildi.

İkinci aşama olarak Moore (1945); Cowley (1984); Wiese, Martin ve Glennon (1966), Wiese, Smith ve Miles (1969) kataloglarından yararlanarak ayrıntılı bir çizgi tanısı yapıldı ve

H; Mg I, II; Al I; Si I, II; Ca I, II; Sc II; Ti I, II; V I, II; Cr I, II; Mn I, II; Fe I, II;
Co I; Ni I; Ni II; Sr I, II; Y II; Zr II; Ba II; La II, Ce II; Pr II; Nd II; Sm II; Eu II;
Gd II; Pr II; Dy II

elementlerine ait yaklaşık 1500 çizgi belirlendi.

Bundan sonraki aşama blent olmayan ve en yeni gf değerlerine sahip olan çizgileri seçerek eşdeğer genişlikleri hesaplamak ve bunlar yardımıyla, model atmosfer yöntemi kullanılarak bolluk hesabı yapmaktır.

KAYNAKLAR

- Adelman, S. J. : 1983, Publ. Astron. Soc. Pasific, 95, 879.
Adelman, S. J. : 1984, Mon. Not. R. Astron. Soc., 206, 637.
Adelman, S. J. , Young, M. J. and H. E. Baldwin : 1984, Mon. Not. R. Astron. Soc., 206, 649.
Cowley, C. R. : 1984, (yayına hazırlanıyor).
Cowley, C. R. and S. J. Adelman : 1983, Q. J. R. Astr. Soc., 24, 393.
Kurucz, R. L. : 1969, Astrophys. J. Supp. Ser. 40, 1.
Lane, M.C. and J. B. Lester : 1980, Astrophys. J. 238, 210.
Moore, E. C. : 1945, A Multiplet Table of Astrophysical Interest. Princeton University Observatory.
Preston : 1974, Ann. Rev. Astron. Astrophys., 12, 257.
Schmidt, E. G. : 1979, Astron. J. 84, 1739.
Smith, M. A. : 1971, Astron. Astrophys., 11, 325.
Wiese, W. L. and J. R. Fuhr : 1984, New NBS Table : Ti II, (yayına hazırlanıyor).
Wiese, W. L., Smith, M. W. and B. M. Glennon : 1966, NSRDS—NBS, 4.
Wiese, W. L., Smith, M. W. and B. M. Miles : 1969, NSRDS—NBS, 22.

ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR *

Osman Demircan

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET : Çift yıldızların çevremizdeki bolluğunun farklı otoritelerce %50 ile %100 arasında olduğu tahmin edilmektedir. Çift yıldızlar çekimsel olarak birbirine bağlı iki yıldızdan oluşur. Dizgeyi oluşturan yıldızlar kütle merkezi etrafında dolanma hareketi yaparlar. Dolanma dönemi dizge ögelerine bağlı olarak saniye mertebesinde ~ 100 milyon yıla kadar farklı değerler alabilir. Dolanma hareketiyle oluşturulan yörünge düzlemi Güneş dizgesi yakınlarından geçiyorsa (başka bir deyişle, yörünge düzlemi bakış doğrultumuzla küçük bir açı yapıyorsa) yörünge hareketi sırasında dizgeyi oluşturan yıldızlardan birinin diğerinin önünden geçmesiyle örtme (ve / veya örtülme) olayı gözlenir. Örtme (ve/veya örtülme) olayının gözlenebildiği çift yıldızlara örten çift yıldızlar denir.

Bir çift yıldızda örtme (veya örtülme) olayının oluşum olasılığı yörünge düzleminin uzaydaki konumuna ve dizgeyi oluşturan yıldızların aralarındaki uzaklık cinsinden yarıçaplarına bağlıdır. Örten çift yıldızların astrofizikteki önemi öz olarak, çift yıldız ögelerinin —dolayısıyla kütle, yarıçap, aydınlatma gücü gibi temel yıldız ögelerinin— doğrudan bulunmasına olanak sağladıkları, ayrıca bileşen yıldızlar arasında çekimsel, ışımsal ve evrimsel etkileşimler üzerine çalışma olanağı sağladıkları içindir. Örten çift yıldızlar yakın galaksilerde bile gözlenebilirler. Bu onların önemini bir kat daha artırır.

Bu konuşmada çift yıldız istatistiği özetlenecek, örtme ve örtülme olayları üzerinde durulacak, örten çift yıldızların astrofizikteki önemi de vurgulandıktan sonra Roche modeli ve bileşen yıldızlar arasındaki farklı etkileşimler özetlenecek, son olarakda bu dizgelerin sınıflamaları tartışılacaktır.

1. TANIMLAR VE ÇİFT YILDIZ İSTATİSTİĞİ

Yıldızlar, yıldızlar arası gaz ve toz bulutlarından gruplar halinde oluşurlar. Doğal olarak grup yıldızların birçoğu ikili ve çoklu yıldız sistemleri oluşturur. İkili ve diğer çoklu yıldız sistemlerinin istatistiği, özellikle kütle oranlarının ve yörünge dönemlerinin dağılımı yıldız oluşumu kuramlarının denetlenmesi için en önemli verilerdir.

Gözlemsel olarak galaksimizin diskinde ikili ve çoklu yıldız sistemi bolluğunun en az %50 olduğunu biliyoruz. Bu değer Heintz (1) Abt ve Levy (2) ve Abt (3, 4) a göre %50 ile %70 arasında farklı değerler alırken Kraitcheva ve ark. (5) ve Giesecking (6) e göre %100 e yakın bir değerdir.

Poveda ve ark. (7) 70 000 yıldız tarayarak 50 000 yıldızlık IDS Kataloğunu (Index Catalogue of Visual Double Stars) oluşturup böylece alan yıldızları arasında çift ve çoklu yıldız sistemi bolluğunun %90 a ulaştığını göstermişlerdir. Poveda ve arkadaşları 10. kadir-

* Çağrılı konuşma.

den daha parlak ve birleşenlerinin parlaklık farkı 1 kadirten az olan görsel çift yıldızları dikkate almışlardır. Diğer taraftan Batten (8) a göre tüm yıldızların 1/2 si çift ya da çoklu yıldız sistemi bileşeni, tüm çift yıldızların 1/3 ü üçlü yıldız sistemi bileşeni; tüm üçlü yıldız sistemlerinin 1/4 ü dördü yıldız sistemi bileşenidir ve bu oranlama böyle devam eder. Daha önceki çalışmalardan anlaşılmaktadır ki Batten'ın verdiği oranlar oldukça düşüktür. Güneş yakınındaki yıldızlar dikkate alındığında (9) çift yıldız bolluğunun gerçekten düşük olduğu görülmüştür. Örneğin van de Kamp (9) güneş etrafında 5.2 pc yarıçaplı küre içerisinde görülebilen (güneş dahil) 60 yıldızdan sadece 22 sinin çift yıldız bileşeni 6 tanesinin de üçlü yıldız sistemi bileşeni olduğunu saptamıştır. Burada hemen belirtelim ki gözlemlerin duyarlılığı artırıldığında tek bilinen bir çok yıldızın da aslında çift yıldız bileşeni olduğu görülmektedir.

Barnard yıldızı buna en iyi bir örnektir. Yakın geçmişte Mc Carthy (10) kırmızı ötesinde speckle interferometre tekniğiyle 15 yakın yıldızın görünmeyen yoldaşı olduğunu saptamıştır. Bir yıldızın çift yıldız bileşeni olup olmadığı astrometrik ve tayfsal gözlemlerle saptanır. Astrometrik teknik yıldız konumunun saptanmasına dayanır; yıldız konumunda başka bir yıldıza çekimsel bağlılığı açıklayan bir değişim varsa yıldız-yoldaşı görünmese bile—bir çift yıldız bileşeni olarak saptanmış olur. Bu teknik ancak aralarındaki uzaklık büyük olan ve güneş'e yakın olan yıldızlar için uygulanabilir. Bugün iyi ölçümler için uzaklık sınırı 100 pc iken 1986 da atılacak olan HIPPARCOS uzay teleskobuyla bu sınır ~ 500 pc e çıkartılacak ve çift yıldız bolluğu daha duyarlı olarak saptanabilecektir.

Kuramsal olarak maksimum çift yıldız ayrıklığının $0.5 \text{ pc} \approx 1.5 \times 10^{13} \text{ km}$ olduğu bilinmektedir. Bu ayrıklığa karşı gelen en büyük dolanma dönemi de $P \approx 100$ milyon yıl kadardır. Minimum çift yıldız ayrıklığı da 10 bin km olarak bilinmektedir. Buna karşı gelen dolanma dönemi dakika mertebesinde. Ayrıklığı ve dolanma dönemi bilinen minimum değerlerin altında olan çift yıldızların da var olduğu sanılmaktadır.

Gözlemsel olarak bilinen en ayrık çift yıldızlar 36 UMa = BD 57° 1266 ve α PsA = HD 216803 için dolanma dönemi $P \approx 10$ milyon yıl kadardır.

Bize en yakın yıldız Proxima'nında α Centauri ikili yıldız sisteminin etrafında yarım milyon yılda bir dolanma hareketi yaparak çok ayrık bir üçüncü bileşen oluşturduğu bilinmektedir. Yine gözlemsel olarak, kütlesi 0.1 güneş kütlesinin altında bilinen yıldızlar vardır, (11, 12, 13, 14). Bunlardan en muhtemel 3 tanesi Wolf 424 ün iki bileşeni ve Ross 614 ün bileşenlerinden bir tanesidir. Kuramsal olarak ışınım yapabilen minimum yıldız kütlesi $\sim 0.09 m_{\odot}$ olarak bilinmektedir (15, 16). Daha küçük kütleli yıldızlar çekimsel çökme enerjisinin dışında enerji yayamayarak ana—koldan geçip dejenere gök cisimleri olurlar. Bunlara siyah—cücüler denir.

Siyah—cücülerin kütleleri $0.002 m_{\odot}$ ne kadar düşer. Bu onların en az birkaç Jüpiter kütlesine sahip olduğunu gösterir.

Siyah—cücülerin dev gezegenler olarak birçok yıldızın çevresinde bulunabileceği düşünülür ve bu tür yıldız sistemlerinin çift yıldız olduğu kabul edilirse çift yıldız bolluğunun çok yüksek olacağı görülür.

Bugün sadece dört yıldızın siyah cüce bileşeni olduğu bilinmektedir. (17), Bunlar ϵ Eri, BD 68° 946, BD 43° 4305 ve Stein 2051 yıldızlarıdır. Stein 2051 sistemi beyaz—cüce siyah—cüce ve anakol yıldızı olan üç ayrı yıldızdan oluşur. Siyah cücelerin uzay yoğunluğu 0.07 pc^{-3} tahmin edilmektedir (18).

Bir çift yıldızda bileşenler arası uzaklığın küçük ve sistemin 100 pc ten daha uzak olması halinde yıldızların çift yıldız bileşeni olup olmadığı, çift yıldız bileşeni ise bileşen öğelerinin (kütle, yarıçap, parlaklık, yörüngenin özellikleri v.s.) astrometrik yöntemle bulunması mümkün değildir. Bu durumda aynı amaçlar için tayfsal yöntem uygulanır. Tayfsal olarak saptanan çift yıldız bileşenleri teleskopta ayrı ayrı görülmez. Bu yıldızların tayf çizgileri bileşenlerin yörünge hareketi nedeniyle dönemli yer değiştirme gösterir. Tayfsal çift yıldızlardan çoğunda bileşenlerden birine ilişkin tayf çizgileri görünmez.

Bu sistemlerin gözlemlerinden sadece kütle fonksiyonu

$$f = M_B^3 \sin^3 i / (M_A + M_B)^2$$

belirlenebilir; sisteme ilişkin diğer salt öğelerin belirlenmesi için bileşenlerden birinin kütlesi ve yörünge eğikliğinin başka bir yoldan bilinmesi gerekir.

Bir çift yıldızın tayfında her iki bileşenin de tayf çizgileri görülüyorsa bileşenlerin kütle oranı gözlemlerden doğrudan doğruya bulunabilir. 1000 yıldızdan oluşan tayfsal çift yıldızlar kataloğu (19) ndaki yıldız tayflarının ancak üçte biri iki bileşenlidir ve katalogta tek tayf bileşenli yıldızların %15–20 si örten çift yıldızlardan oluşur. Yıldız kütleleri hakkındaki tüm bilgimizi ve kütle—ışınım bağıntısının kalibrasyonunu çift yıldızların bu son grubundan elde edilebilen verilere borçluyuz (20, 21, 22, 23).

Bir çift yıldızda bileşenlerin yarıçapları toplamı bileşenler arası uzaklığın onda birinden daha büyükse bileşenler arasında çekimsel, ışımsal ve evrimsel etkileşme söz konusudur. Söz konusu koşulun sağlandığı çift yıldızlara yakın çift yıldızlar denir. Tekrar hatırlatalımki bunlar güneşe değil bileşenleri birbirine yakın olan yıldızlardır. Bu yıldızların evrimleri sırasında bileşenler arası madde alışverişi olur. Karşılıklı etkileşmeler nedeniyle bu çift yıldızlara etkileşen çift yıldızlar da denir. Tüm yıldızların ~ 50 si yakın (etkileşen) çift yıldız bileşenidir (24).

Tüm çift yıldızlar için kütle oranı q nun dağılım fonksiyonu Kuiper (25) tarafından $f(q) \approx 2(1+q)^{-2}$ olarak, Heintz (26) tarafından $f(q) \approx q^{1/2}(1+q)^{-3}$ olarak ve aynı dağılım fonksiyonu tayfsal çiftler için Popov (27) tarafından $f(q) \approx q^2$ olarak ifade edilmiştir. Sonradan bu dağılımın bir değil iki maksimum gösterdiği saptanmıştır (28, 29, 30). Tek tayf bileşenli çift yıldızlar için maksimum $q \approx 0.2-0.3$ te ve çift tayf bileşenli çift yıldızlar için ise $q \approx 1$ de bulunmuştur. Bu kütle oranı dağılımında iki maksimumun oluşması gözlemsel bir etkiye bağlanmaktadır : Kütle oranı birim olan tayfsal çiftler (hepsi çift tayf bileşenlidir) için dikine hız genliği büyük ve iki bileşen açıkça görülebildiğinden bu çiftlerin gözlenebilme olasılığı büyüktür. Bu olasılık, $q=0$ değerine yaklaştıkça önce küçülür sonra tekrar artmaya başlayarak ikinci bileşene ilişkin çizgiler kaybolunca ikinci

maksimumu oluşturur ve $q=0$ olduğunda dikine hız genliği sıfıra gittiğinden gözlenebilme olasılığı tekrar küçülüp sıfıra gider. Sonuçta gerçel q -dağılımını bilmiyoruz. Bunda gözlenebilme olasılığının etkisi yanında q nun bir çift yıldızın evrimi boyunca kütle alışverişi ve kütle kaybı sonucu—sürekli değişiminin etkisi büyüktür. Lucy ve Ricco (31) ile Kraicheva ve ark. (5) q dağılımının $q=1$ de maksimum yapmasını gerçel olarak nitelemektedirler. Buna göre çift yıldızlar eş kütlede iki yıldızdan oluşurlar ve sonradan bu eşitlik kütle kaybı ve alışverişi ile bozulur.

İncelenmesi daha kolay görünen dolanma dönemi dağılımı birçok otorite tarafından çalışılmış (örneğin 25, 32, 33, 34 ve 35) ve tüm çift yıldızlar için tek maksimumlu bir dağılım bulunmuştur (Şekil 1). Burada da evrimle dönemde değişim ve bunun dönem dağılımına etkisi düşünülmelidir. Fakat bu etkinin tek maksimum oluşumunu bozacağı sanılmamaktadır. Yine bazı gözlemsel etkiler dikkate alınmazsa dönem dağılımının da iki maksimumlu olacağı bilinmektedir. van Albada ve Blaauw (36) örneğinde bu durum açıkça görülmektedir. Diğer taraftan şekilden de görüleceği gibi tayfsal çiftlerin dönem dağılımı $p=1$ yıl için bir maksimum göstermektedir. Halbuki tayfsal çift yıldızları kataloğu (19)ndaki yıldızların dönem dağılımının maksimumun $p=2-5$ günde oluşmaktadır. Çelişkinin nedeni yine gözlemsel bir etkidir : Dönem dağılımı, artan dönemler için önce artmakta; diğer taraftan gözlenebilme olasılığı—dikine hız genliği küçüldüğünden—artan dönemler için hızla azalmaktadır. Yani çok sayıda uzun dönemli tayfsal çift yıldız gözlemsel kısıtlamalar nedeniyle keşfedilememiştir.

Çift yıldızların dolanma dönemine göre sınıflaması aşağıdaki çizelgede gösterildiği gibidir.

ÇİZELGE I

Çift yıldızların dolanma dönemine göre sınıflaması

Dolanma dönemi (yıl)	Sınıf
$p \leq 10^{-3}$	Çok yakın (değen) çift yıldızlar
$10^{-3} \leq p \leq 10$	Yakın çift yıldızlar
$10 \leq p \leq 10^2$	Görsel çift yıldızlar
$10^2 \leq p$	Çok ayrıntı görsel çift yıldızlar

Dolanma döneminin bu kadar geniş bir aralığa yayılmış olması çift yıldızların birden fazla mekanizmayla oluşmuş olabileceği şeklinde yorumlanmaktadır (38).

2. ÖRTME VE ÖRTÜLME OLAYLARI ÜZERİNE

Gök cisimlerinin başka gök cisimlerini örtmesi (ya da onlar tarafından örtülmesi) olayı onların fiziksel ve geometrik özelliklerinin anlaşılmasında tarih boyunca kullanılmış ve elde edilen bilgi astrofizikte önemli bir yer oluşturmuştur. Güneş ve Ay tutulmaları kayıtlarına Babilliler' de başladığını biliyoruz. O zamanlar bu tutulmaların dönemi olduğu farkedilmiş ve gelecek Ay ve Güneş tutulmalarının zamanı tahmin edilmişti. M.Ö. 4. yüzyılda Ay tutulması sırasında Dünya'nın Ay üzerindeki gölge sınırının düzgün bir yay olmasından giderek Aristo Dünya'nın küre biçimli olduğunu ilk kez bilimsel olarak kanıtlamıştır. Daha sonra yine eski Yunan da Aristarchos ve Hipporchos Ay ve Güneş tutulması verilerini kullanarak bu gök cisimlerinin Dünya'dan uzaklıklarını tahmin etmişlerdir. M.S. 1676 da Roemer Jüpiter uydularının Jüpiter tarafından örtülmesi özelliğini kullanarak ilk kez deneysel olarak ışık hızının sonlu olduğunu gösterdi. Güneş tutulmaları verilerinden hemen hemen tüm bilim dalları yararlanmaktadır. Örneğin tarihçiler uzun geçmişteki olayların doğru tarihlenmesi için, Jeologlar Dünya'nın dönüşüyle ilgili değişimleri saptamak için, fizikçiler güneş çekim alanında yıldız ışığının sapmasını ölçmek için, astrofizikçiler ise güneş'in dış katmanlarında ki etkin fizik olaylarını anlayabilmek ve güneş yarıçapındaki küçük salınımları inceleyebilmek için güneş tutulmalarından yararlanırlar. Astrofizikçiler amaçlarına daha kısa zamanda ulaşabilmek için istenildiği zaman oluşturulan yapay tutulmalardan da yararlanırlar. İç gezegenlerin güneş önünden geçiş gözlemleri de gezegen, yörüngeleri, boyutları ve güneş yarıçapı hakkında daha duyarlı değerlerin bulunması için kullanılır.

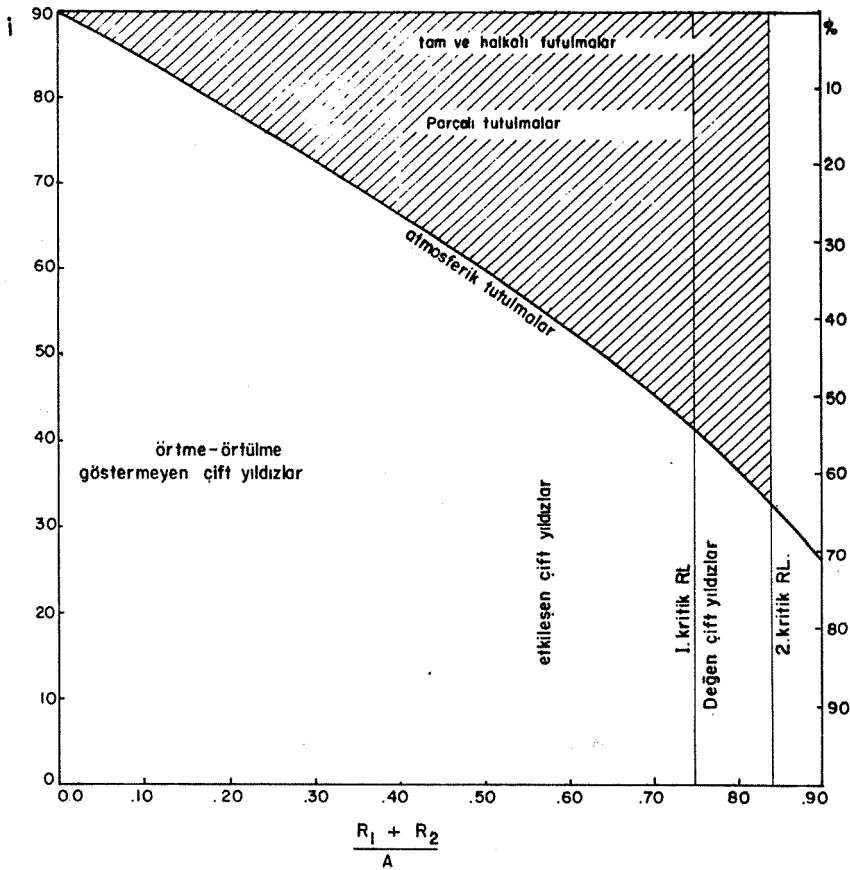
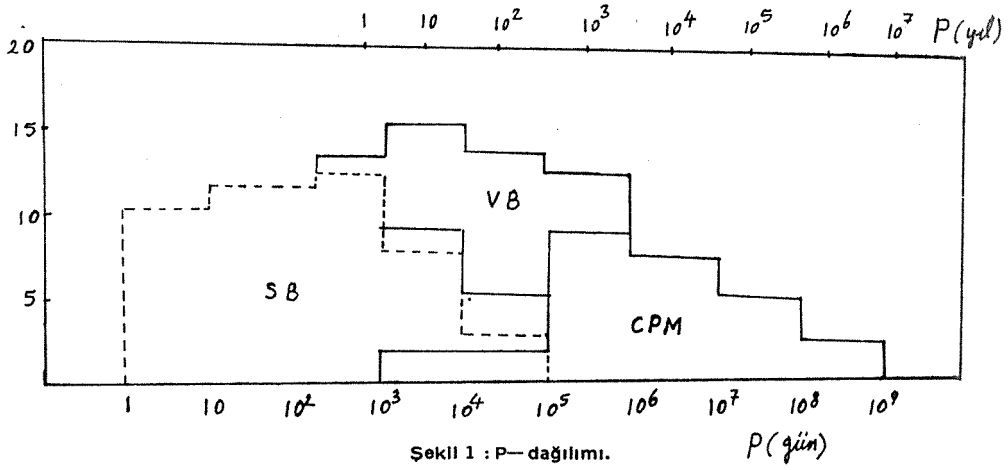
Ay tutulmaları kayıtları ise Ay yörüngesi evriminin anlaşılması bakımından önemlidir. Ay'ın yıldızları örtmesi gözlemleri ise yıldızların çift olup olmadıklarının anlaşılması ve hatta yıldız yarıçaplarının bulunması yönünden oldukça önemlidir (39, 40, 41, 42). Bugüne kadar 100 den fazla ikili ve çoklu yıldız sistemi bu yolla incelenmiştir (43, 44, 45). Bu yolla Ay'ın konumu da çok duyarlı biçimde saptanabilir. Yıldız çaplarının bulunmasında çok duyarlı bir yöntem olan Ay örtmesi Ay'ın yörüngesi belli olduğundan sadece belli yıldızlar için uygulama olanağı verir. Diğer taraftan başka güneş sistemi üyelerinin de yıldızları örtme gözlemleri o yıldızların çaplarının bulunmasında etkin olarak kullanılmaktadır. Bu konuda "Astronomical Journal" ın 1984 sayılarının her birinde birkaç makale yayınlanmaktadır. Örtme olayıyla yıldız çapı bulma yöntemi daha da geniş ölçekli uygulanabilir. Bunun için örten cisim yerine yapay uyduları seçmek en akılcı bir iş olur. Yapay uydunun yörüngesi değiştirilerek istenen gök dilimindeki yıldızların örtülmesi sağlanır. Aslında bu işlem oldukça zor olmalı. Uydu gözlemciye çok yakınsa örtme olayı çok hızlı olacak, uzaksa görsel büyüklüğü oldukça küçük olduğundan gözlemci uydu ve yıldız aynı doğrultuya getirmek oldukça zor olacaktır. Teknolojinin gelişmesiyle örten cismi teleskoba monte etmek dahi mümkün olabilir.

Dünyanın ötesinde uzay hareketleri sonucu birbirini örten başkaca gök cisimleri de vardır. Anlatmaya çalıştığımız gibi örtme/örtülme olayı gözlemleriyle olaya katılan

gök cisimlerinin fiziksel ve geometrik ögeleri kolayca bulunabilir. Gezegenlerle uyduları arasındaki bu tür olaylar onların büyüklükleri ve atmosfer yapıları hakkında kesin bilgi verir. Örneğin az bilinen Pluto gezegeni ve uydusu Charon arasında 1983.6–1987.15 arasında oluşması beklenen örtme ve örtülmeler serisi bu cisim ögelerinin daha duyarlı bulunması için kullanılacaktır (46). Biliyorsunuz Uranüs gezegeninin halkası olduğu 1977 yılında gezegenin bir yıldızı örtme gözlemlerinden elde edilmiştir. Son yıllarda bazı küçük gezegenlerin de ikili sistem oluşturup örtme ve örtülmeler oluşturduğu üzerine kanıtlar elde edilmiştir (47, 48, 49). Bu gözlemlere göre 433 Eros β Lyr türü; 44 Nysa, 164 Eva W UMa türü; 171 Ophelia, 49 Pales ve Hestia nında Algol türü ışık eğrileri gösterdiği ortaya konmuştur. Küçük gezegenlerin çapları ve yoldaşları olup olmadığı onların yıldızları örtme gözlemlerinden bulunabilir. 532 Herculina, 18 Melpomene, 2 Pallas, 65 Cybele ve 164 Eva küçük gezegenlerinin yoldaşları olduğu bu yolla bulunmuştur (49).

Güneş sistemi üyelerinin katıldığı örtme/örtülme olayları yanında örten çift yıldızların da olduğunu biliyoruz. Çift yıldız sistemlerinde bileşen yıldızların kütle merkezi etrafında oluşturdukları yörünge düzlemi ile bakış doğrultumuz arasındaki açı yeteri kadar küçükse bileşen yıldızlar yörünge hareketleri sırasında birbirlerini örterler. Örtme/örtülmeyle oluşan karakteristik ışık değişimi sayesinde örten çift yıldızlar teleskopların gücüne bağlı olarak tüm görünür evren içinde gözlenebilirler. Halbuki hatırlayalım ki çift yıldızlar örtme/örtülme göstermiyorlarsa tayfsal yöntemle ancak birkaç bin parsek uzaklığa kadar gözlenebilmektedir. Örten çift yıldızları uzak galaksilerde bile gözleyebilmekteyiz. Örten çift yıldızların bu gözlemsel ayrıcalıkları onların astrofizikteki önemini arttırmaktadır. Bu sistemlerin astrofizikteki asıl önemi çift yıldız ögelerinin – dolayısıyla kütle, yarıçap, aydınlatma gücü gibi temel yıldız ögelerinin doğrudan bulunmasına olanak sağladıkları, ayrıca bileşen yıldızlar arasında çekimsel, ışınsal ve evrimsel etkileşimler üzerine çalışma olanağı sağlamış olmalarındandır. Bildiğimiz gibi tek yıldız gözlemlerinden – güneş sistemi üyeleri tarafından da örtülme yoksa – yıldızla ilişkin kütle, boyut, yoğunluk, biçim ve iç yapı hakkında hiçbir bilgi elde edilemez. Bir yıldız kütlelerinin bulunabilmesi için öncelikle yıldızın bir çift yıldız bileşeni olması sonra da döneminin gözlenebilirlik sınırları içinde olması gerekir. Çift yıldızın yörünge hareketi konum gözlemleri ile değilde tayfsal olarak izlenebiliyorsa bileşen yıldız kütleleri için ancak birer alt sınır konabilir, gerçek değerler yine bulunamaz. Üstelik ne görsel ne de tayfsal çift yıldızlar için yıldız çapları dolayısıyla yoğunlukları biçimleri ve iç yapıları hakkında gözlemsel hiç bir bilgi elde edilemez. Bu bilgilerin tamamı örten çift yıldız gözlemlerinden bulunabilir. Ancak iç yapı bilgisi örten çift yıldız yörüngesi yeterince eliptikse elde edilebilir.

Bir çift yıldızda örtme/örtülmelerin oluşması gözlemcinin uzaydaki konumuna bağlıdır. Çift yıldızın yörünge eğikliği belli iki değer arasındaysa örtme ve örtülme oluşabilir. Yörünge eğikliği için belli iki değer bileşen yıldızların yörünge düzlemi üzerindeki bakış doğrultumuza dik çaplarının bir fonksiyonu olarak belirlenir. Hemen belirtelim ki çift yıldız bileşenleri hızlı dönme ile kutuplardan basıklaşıp elipsoit biçimi alırlarken çekimsel etkileşme sonucunda armutlaşmış elipsoitler oluştururlar. Bu biçimdeki çift



yıldız bileşenlerinin geometrisi bölüm 4 te anlatılacak olan Roche modeli ile belirlenir. Roche modeline göre çift yıldızlarda örtme/örtülme oluşabilmesi için gerekli yörünge eğikliği aralığı bileşen yıldızların eşdeğer yarıçapları cinsinden hesaplanmış ve durum Şekil 2 de gösterilmiştir. Şekilde x—ekseni bileşen yıldızların aralarındaki uzaklık A cinsinden eşdeğer yarıçapları toplamı ($r_1 + r_2$) yi, y—ekseni de yörünge eğikliğini gösterir. Görüldüğü gibi

1— Yarıçaplar toplamı arttıkça örten çift yıldız olma için gerekli i aralığı da artmaktadır; yani yakın çift yıldızların örten çift yıldız olma şansı daha büyüktür. Örneğin yarıçapları toplamı $r_1 + r_2 = 0.1$ olan bir çift yıldızın örten çift yıldız oluşturması için $84^\circ.5 \leq i \leq 90^\circ$ olması gerekirken $r_1 + r_2 = 0.7$ olan çift yıldız için bu koşul (i aralığı) $45^\circ.6 \leq i \leq 90^\circ$ olarak verilir.

2— Örten çift yıldız olma için i nin alt sınırı ($i_{\min}$) u belirleyen eğri tüm çift yıldızları ikiye ayırmaktadır: Eğrinin üstünde kalanlar örten çift yıldızlar, altında kalanlar da örtme/örtülme göstermeyen çift yıldızlardır.

3— Bir çift yıldızın yörünge eğikliği 90° ye yakınsa tutulmalar tam ve halkalı ($i_{\min}$) dan büyük fakat ona yakınsa tutulmalar parçalıdır ve ($i_{\min}$) dan çok az küçükse tutulmalar atmosferik olur.

4— ($r_1 + r_2$) $\cong 0.1$ düşey çizgisi çift yıldızları etkileşen çift yıldızlar ve etkileşme göstermeyenler olarak ikiye ayırır. Bu ayrım o kadar kesin değildir. Etkileşen çift yıldızlar bileşenlerin evrimleri sırasında kütle alış verişiyle birbirlerini etkileyen çift yıldızlardır. Yakın çift yıldızlar olarakta bilinirler. Ayırık ya da yarı ayırık çift yıldızlardır.

5— ($r_1 + r_2$) $\cong 0.75$ düşey çizgisinin sağında kalan çift yıldızların bileşenleri değen çift yıldızlardır. Görüldüğü gibi değen çift yıldızların çoğu örten çift yıldızdır. ($r_1 + r_2$) $\cong 0.75$ değme sınırı gözlemsel olarakta kanıtlanmıştır (50).

6— ($r_1 + r_2$) $\cong 0.84$ düşey çizgisi Roche modeline göre en büyük kapalı eş potansiyelli yüzeyi belirler ve bu yüzey 2. kritik Roche lobu olarak bilinir. Kuramsal olarak bu çizginin sağında değen çift yıldız olamayacağına inanılır. $0.75 \leq (r_1 + r_2) \leq 0.84$ koşulunu sağlayan çift yıldızlar kısa dönemli fazla değen çift yıldızlardır. ($r_1 + r_2$) ≤ 0.84 olması halinde modele göre fazla hacmi kaplayan madde sistem etrafına yayılarak değen çift yıldız sistemini saran bir gaz bulutu oluşturur. Bu, morötesi gözlemleriyle de kanıtlanmıştır (51).

7— Çift yıldızlarda yörünge eğikliklerinin uzayda rastgele dağıldıklarını kabul edersek diyagram aynı zamanda tutulma oluşması olasılığını verir. Bu olasılık diyagramın sağ tarafındaki düşey ekseninde gösterilmiştir. Buna göre örneğin değen çift yıldızlarda tutulma oluşum olasılığı %60 a yakındır. Başka bir deyişle değen çift yıldızların %60 mda tutulma gözlenir. Diğer taraftan, aynı şekilde değen çift yıldızlarda tam ve halkalı tutulma oluşması olasılığı %10 un altında bulunur. Öyleyse değen çift yıldızların %50 ye yakını parçalı tutulma gösterir. %40 kadarı da hiç tutulma göstermez yani elipsoid değişen yıldızlardır.

8— Bir çift yıldızda tam ve halkalı tutulmaların oluşup oluşmaması yarıçaplar farkına bağlıdır. Şekildeki X eksen ($r_1 - r_2$) alınırsa aynı eğri tam ve halkalı tutulmaların

oluşması için gerekli yörünge eğikliği aralığını gösterir. Bu kez değen çift yıldızlar diyagramının sol tarafında yer alır : Çünkü bu çiftlerde bileşenlerin yarıçapları çok büyük farklılık göstermezler. Eğriye göre tam tutulma gösteren değen çift yıldızların sayısı az olmalıdır.

Burada hemen belirtelim ki bir çift yıldızda tutulmaların oluşum olasılığı ile bu tutulmaların gözlenebilme olasılığı çok farklı şeylerdir. Örtten çift yıldızlarda var olan bir tutulma gözlenemeyebilir. Örneğin belli bir dalgaboyunda hiç ışınmı yapmayan bir çift yıldız bileşeni aynı dalgaboyunda ışınmını aldığı ikinci bileşen tarafından tamamen örtülse de fotometrik olarak alınan toplam ışınmında hiçbir değişim olmayacağından bu tutulmayı o dalga boyunda gözleme olasılığı sıfırdır.

Bu bölümü bitirmeden ayrıca not edelim ki çevremizdeki tüm yıldızların en az %0.1 i örtten çift yıldız olarak gözlenmektedir. Büyük kütleli yıldızlardan oluşan çift yıldızlar içindeki örtten çift yıldız oranı daha fazladır. Bu örtten çift yıldız oranının tüm galaksi içinde aynı kalacağı kabul edilirse galaksimizde ki toplam örtten çift yıldız sayısının 10^9 mertebesinde olacağı beklenmelidir. Bugüne kadar bunlardan sadece birkaç bin tanesi keşfedilebilmiştir.

3. ROCHE MODELİ VE ÇİFT YILDIZLARIN ROCHE MODELİNE DAYALI SINIFLAMASI

Yakın çift yıldızlarda toplam potansiyel (ψ), yoğunluk (ρ) ve gaz basıncı (P) arasındaki genel ilişki

$$\rho \vec{D}\vec{U} / Dt = \rho \text{ grad } \psi + \text{grad } P + \text{div } \vec{I} \quad (3.1)$$

hidrodinamik hareket denklemiyle verilir (52). Burada $\vec{U}$ yıldızın dikkate alınan noktasındaki madde hareketini belirleyen hız vektörü, $\vec{I}$ viskozite, ışınmı gibi kuvvetlerin oluşturduğu stress tensörüdür. D/Dt ise lagrange türevini gösterir. Yakın çift yıldız bileşenlerinin dönmeye dolayısı basıncılaşmış, karşılıklı çekim nedeniyle de armutlaşmış biçimlerini belirlemek için yukardaki temel denklemde $\vec{U}$ ve $\vec{I} = 0$ alınarak,

$$\text{grad } P = \rho \text{ grad } \psi \quad (3.2)$$

şeklinde verilen Poisson denkleminde ulaşılır. Bu denkleme göre toplam potansiyelin sabit olduğu yüzeylerde basınç ve yoğunlukta sabittir. Bu yüzeylere eşpotansiyelli yüzeyler denir. Bu yüzeylerin Poisson denkleminde elde edilen daha açık ifadesi

$$r = a \left[1 + \sum_j Y_j(a, \theta, \varphi) \right] \quad (3.3)$$

dir (52). Burada yörünge hareketiyle beraber dönen (r, θ, φ) kutupsal koordinat sisteminde

Y_j harmonik fonksiyonları

$$Y_j = f_j(a) P_j(\theta, \varphi) \quad (3.4)$$

çarpımı biçiminde yazılabilir, $P_i(\theta, \varphi)$ iki bilinmeyenli polinomları yakın çift yıldız bileşenlerinde karşılıklı çekimden dolayı biçim bozulmasının başlanabilmesi halinde Legendre polinomlarına dönüşür. a ortalama yarıçapının fonksiyonu olan f_j katsayıları ise yıldızdaki yoğunluk dağılımına bağlı olarak,

$$a (dn_j/da) + b.(\rho/\bar{\rho}) (n_j+1) + n_j(n_j-1) = j(j+1); \quad n_j = a/f_j \cdot (df_j/da) \quad (3.5)$$

şeklinde verilen Radeau diferansiyel denkleminde bulunur. Yıldızda yoğunluğun homojen dağılımı halinde, yani $\rho(a) = \text{sabit}$, $a < 1$ için $\rho/\bar{\rho} = 1$ ise $n_j(a) = j-2$ bulunur. Merkezi yoğunlaşmanın çok fazla olması halinde ise yani

$$\begin{aligned} \rho/\bar{\rho} &= \infty, a=0 \text{ için} \\ \rho/\bar{\rho} &= 0, a>0 \text{ için} \end{aligned} \quad (3.6)$$

ise $n_j(a) = j+1$ bulunur. Bu son özel durum Poisson differansiyel denkleminin çözümünde ilk kez Roche (53, 54) tarafından kullanılmıştır ve bu nedenle yukardaki özel çözümle elde edilen yakın çift yıldız modeline Roche modeli denir. Bu modelde öz olarak : (1) yıldızlarda merkezi yoğunlaşmanın çok fazla olduğu, (2) viskozite ve ısıtımın yoğunluk ve basınç dağılımında etkin olmadığı, (3) yıldız oluşturan maddenin dönme ve dolanma hareketleri dışında sabit olduğu yani yıldızda büyük kütleli konvektif hareketlerin ve radyal osilasyonların olmadığı, (4) çift yıldız yörüngesinin dairesel olduğu (5) çekim gecikmesinin olmadığı ve (6) yıldızların dönme eksenlerinin yörünge düzlemine dik olduğu kabulleri yapılır.

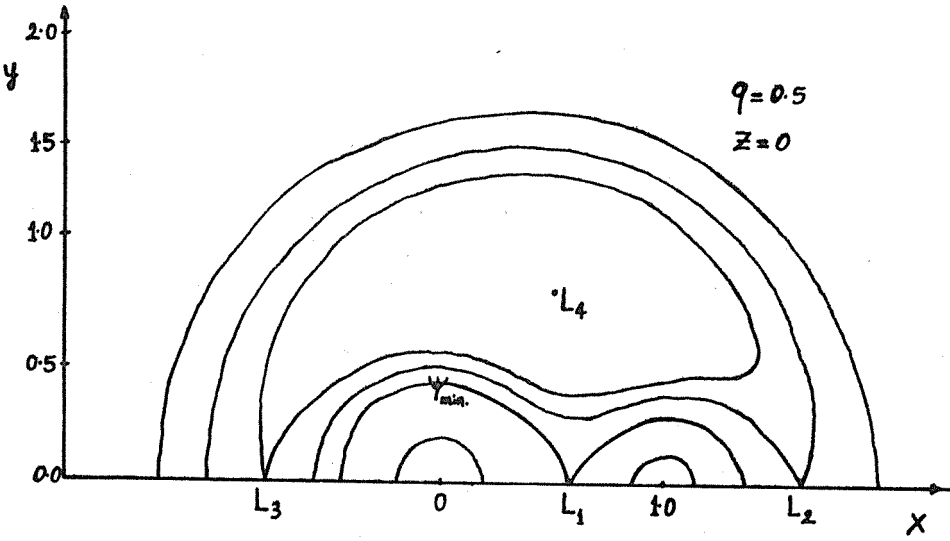
Daha çok Emden ve Eddington'un çalışmalarından anakol ve devler bölgesindeki yıldızlarda merkezi yoğunlaşmanın fazla oluşu öğrenildikten sonra 1920 lerde Roche modeli önem kazanmış ve özellikle Chandrasekhar (55) ın çalışmasından sonra çift yıldız astronomisinde yoğun olarak kullanılmaktadır.

Yukardaki kabuller altında Poisson denklemiyle belirlenen yıldız üzerinde herhangi bir noktada toplam potansiyel cebirsel olarak yazılabilir :

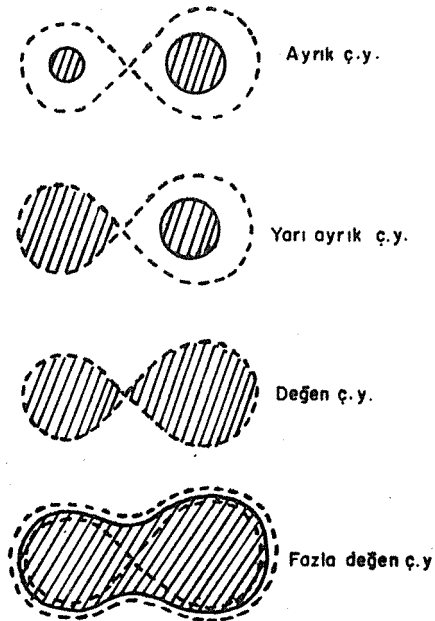
$$\psi = Gm_1/r + Gm_2/r + \omega^2/2 [(x + m_2 R/(m_1+m_2))^2 + y^2] \quad (3.7)$$

Burada $m_{1,2}$ bileşen yıldızların kütleleri; R , kütle merkezleri arasındaki uzaklık, ω , açılal dönme hızı ki bu yakın çiftlerde ω_K açılal dolanma hızına eşittir. Yani kepler yasalarına göre

$$\omega^2 = \omega_K^2 = G(m_1 + m_2) / R^3 \quad (3.8)$$



Şekil 3 : Roche modeli. Eşpotansiyelli yüzeyler.



Şekil 4 : Çift yıldızların Roche modeline göre sınıflaması.

Ayrıca

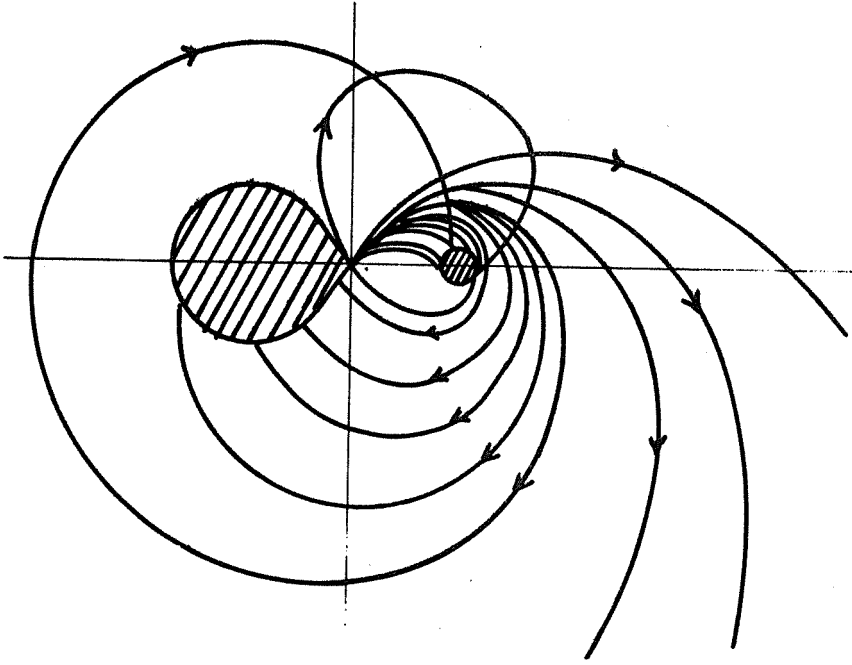
$$r^2 = x^2 + y^2 + z^2$$

ve

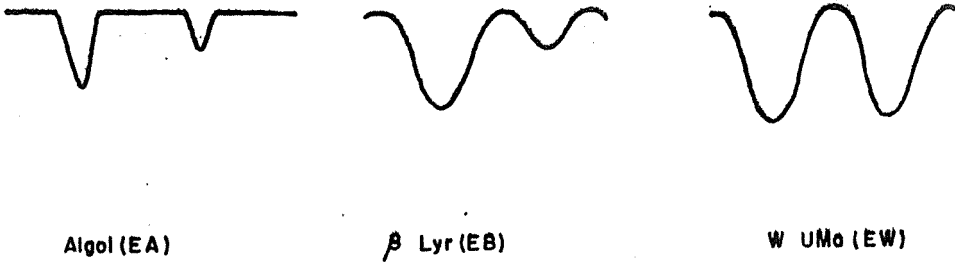
$$r'^2 = (R-x)^2 + y^2 + z^2 \quad (3.9)$$

(3.7) denkleminde ψ nin sabit değerleri için çift yıldız bileşenlerinin eşpotansiyelli yüzeyleri elde edilir. (3.7) denkleminde görülürki r ya da r' küçüldükçe ψ toplam potansiyeli artar. Ayrıca ψ nin büyük değerleri için eşpotansiyelli yüzeyler birer küre iken ψ küçüldükçe eşpotansiyelli yüzeyin biçiminde bozularak dönel elipsoid ve sonra da armut biçimine dönüşür (Şekil 3). ψ nin belli bir ψ_1 , değeri için bileşen yıldız şekilleri X ekseninde bir noktada birleşerek "yatık 8" biçimini oluşturur. ψ nin bu ψ_1 , değeri için belirlenen hacımların büyüklüğü ve şekli yıldızların kütleleri oranına bağlıdır. Bunlara yıldızların Roche lob'ları denir. İki yıldızın Roche lobları bir noktada birbirine değeri: Bu noktaya birinci Lagrange noktası (L_1) denir. L_1 noktasında etkin çekim kuvveti sıfırdır. L_1 dışında bir noktaya konan parçacık hangi yıldızın kütle merkezine daha yakınsa o yıldıza doğru çekilir. Çift yıldız bileşenlerinin fotosferleri yoğunluk ve basıncın sıfır olduğu eşpotansiyelli yüzeyler olarak dikkate alınabilir. Kopal (56) bu kavramları kullanarak Roche modeline göre yakın çift yıldızları üç gruba ayırmıştır (Şekil 4) : (1) Ayrık çiftler; Her iki bileşen fotosferinin ilgili Roche loblarının içinde kaldığı çift yıldızlardır. Bu çiftlerde etkileşme fazla olmadığından bu tür yıldız gözlemlerinden yıldız kütle ve yarıçapları daha sağlıklı olarak bulunabilir. (2) Yarı ayrık çiftler: Bileşenlerden birinin fotosferi aynı bileşenin Roche lobu'yla çakışan çift yıldızlardır. Diğer bileşenin fotosferi Roche lobu'nun içindedir. Roche lobu'nu dolduran bileşene değen diğer bileşene de ayrık bileşen denir. Böylece sistem yarı ayrık çiftyıldızdır. (3) Değen çiftler: Her iki bileşen fotosferlerinde Roche Lob'larını doldurmuş olduğu çift yıldızlardır. Fotometrik gözlemlerin analizinden bazı çift yıldızların fotosferlerinin Roche lob'larının dışına taşıdığı daha doğrusu her iki yıldızında ortak bir zarfla kaplandığı görülmüştür (57). Bu çift yıldızların dinamiği ve ortak evrimi son yıllarda oldukça önem kazanmıştır. Ayrıca her iki bileşeni Roche lob'larını doldurduğu halde en az bir bileşen için dönme döneminin dolanma dönemine eşit olmaması nedeniyle gerçel bir değmenin olmadığı yeni bir sınıfın varlığı ileri sürülmektedir (58). Wilson'a göre β Lyr, V356 Sgr ve belki U Cep gibi sistemler bu yeni sınıfta yer almaktadır.

Yarı ayrık çiftlerde Roche lobu'nu dolduran bileşenden madde atıldığı ilk kez Kopal ve Kuiper'in parçacık dinamiği hesaplarından ortaya çıkmıştır (59, 60, 61). Gerçekten de ayrık bir çift yıldız evrim sonucu yoldaşa göre daha hızlı genişleyip Roche lobu'nu doldurarak yarı ayrık bir sistem haline gelecek ve lob dolduran bileşenin L_1 noktasında hidrostatik denge kolayca bozulacağından madde bu noktadan yoldaş yıldıza doğru boşluğa akacaktır (Şekil 5). Sistemin tüm olarak dönmesi sonucu akan madde yoldaş yıldızın üzerine doğrudan düşemeyip genellikle yoldaş etrafında bir disk oluşturur. Yıldızda devam eden genişleme madde akımının da devamını sağlar. Bileşen yıldızların bundan sonraki evrimi tek yıldız evriminden oldukça farklı olur (62, 63, 64, 65).



Şekil 5 : Yarı ayırık çift yıldızlarda Roche lobu madde atımı.



Şekil 6 : Örtün çift yıldızların ışık eğrilerine göre sınıflaması.

Çift yıldızlarda bileşenin varlığıyla genişleyen yıldız etrafında görünmeyen bir bariyer biçiminde oluşturulan Roche lobu yıldız kütlelerini içine alabilen en büyük eşpotansiyelli yüzeydir. Roche lobuna eşdeğer hacimli kürenin yarıçapı yaklaşıklıkla

$$R_{cr.} = \begin{cases} R(0.38 + 0.2 \log(m_1/m_2)) ; 0.3 \lesssim m_1/m_2 \lesssim 20 m_{\odot} \text{ için} \\ 0.46222 R(m_1 + m_2)^{1/3} ; 0 \lesssim m_1/m_2 \lesssim 0.8 m_{\odot} \text{ için} \end{cases} \quad (3.10)$$

olarak verilir (63). Kopal (59, 60) ve Kuiper (61) in kuramsal çalışmalarına göre bir çift yıldız bileşeninin Roche lobundan daha fazla genişlemesi görünmeyen bariyerle yasaklanmıştır. Genişleyerek Roche lobunu dolduran yıldız yüzeyinde madde akarak büyük olasılıkla L_1 noktasından atılır. Herhangi bir Δt zaman aralığında yıldızın genişlemesiyle oluşan $\Delta R = R - R_{cr.}$ yarıçap farkıyla belirlenir. Roche lobu madde atımının varlığı gözlemsel olarak Crawford (66) ve Kopal (67, 68) tarafından gösterilmiştir.

Çok ayırık çiftlerde (örneğin VV Cep, ζ Aur) ağır kütleli bileşen evrim sonucu kırmızı üst dev olsa bile Roche lobunu dolduramayabilir (69). Popper bu tür çiftlerin bir listesini vermiştir (70). Bize çok yakın olan Sirius ve Procyon yıldızlarının çok uzağında birer beyaz cüce bileşeni vardır. Tek yıldız evriminden biliyoruz ki bir yıldızın beyaz cüce olabilmesi için HR diyagramında anakoldan evrim sonucu genişleyerek devler bölgesine geçmiş olması ve beyaz cüce olmadan önce kütlelerinin büyük bir kısmını uzaya atması gerekmektedir. Sirius ve Procyon'un beyaz cüce bileşenleri de bu evrelerden geçmiş olacağına göre, çift bileşenleri arasındaki uzaklık değişmediyse, Roche loblarını doldurmadan kütlelerinin büyük kısmını uzaya atmışlardır. Bu durumda çift yıldızlarda kütle atımı için Roche lobunun doldurulması gereği şüpheye düşmektedir. Yani yıldızlar Roche loblarını doldurmadan da kütlelerinin büyük bir kısmını uzaya atabilmektedirler (71). Paczynski (63) ye göre yıldız (a) merkezde hidrojen yakarken (b) kabukta hidrojen yakarken veya (c) kabukta helyum yakarken Roche lobunu doldurabilir ve madde atımı bu evrelerde olabilir, sırasıyla bu üç evredeki madde atımına A, B ve C durumları denir.

Çift yıldız sistemlerinde bileşenlerden birinin çok parlak olması ($L > 10^4 L_{\odot}$) halinde bu bileşenin hiç bir zaman Roche lobunu dolduramayacağı —(3.1) denklemindeki ışınım basıncı etkisi dikkate alınarak— ileri sürülmüştür (72). Aynı çalışmada parlak bileşenden evrimsel genişleme sonucu L_2 noktasından kaybedilen maddenin bileşen yıldızlar etrafında birer halka oluşturabileceği savunulmuştur. Schuerman'ın bu kuramsal çalışmasında ışınım basıncı etkisi yaklaşık olarak dikkate alınmış, daha doğrusu (3.7) denkleminde sadece M_1 yerine $M_1 (1 - \delta)$ alınarak küçük bir değişiklik yapılmıştır. Burada δ ışınım basıncı kuvvetinin çekimsel kuvvete oranıdır. Diğer taraftan Vanbeveren (73) parlak (büyük kütleli) çift yıldız bileşenlerinin Roche loblarını dolduramayacağı yargısının yanlış olabileceğini, kesin yargı için ışınım basıncı etkisinin daha doğru olarak dikkate alınması gerektiğini vurgulamış ve ayrıca ışınım basıncı etkisiyle madde kaybının eşpotansiyelli yüzeyin Roche lobunu doldurmadan açılır görüldüğü L_2 ye yakın bir noktadan değil fakat tüm yıldız yüzeyinden olduğunu göstermiştir. Bu son yargının doğru olduğu

Uluslararası Morötesi Keşif Uydusu (IUE) gözlemlerinden anlaşılmaktadır (74). Ayrıca Eaton (75) ve Wilson (76) sıcak ve parlak yıldızların biçimleri için önemli görülen ışıının basıncı etkisinin her durumda boşlanabilecek kadar küçük olduğunu, Roche lobu boyut ve biçimini değiştirmeyeceğini savunmaktadırlar.

Şimdi Roche lobu madde atımıyla ilgili gözlemsel bir sonucu belirtelim: Tüm çift yıldızlarda Roche lobunu dolduran bileşen küçük kütleli bileşendir. Yıldız evrimlerinden bilindiği kadarıyla büyük kütleli bileşenin evrimde önde olması ve Roche lobunu önce doldurması beklenir. Algol paradoksu olarak bilinen bu açmazın çözümü Hoyle (77) ye göre kütleli büyük kısmının halihazırda Roche lobu madde atımıyla öbür bileşene aktarılmış olmasıdır. Bugüne kadar Roche lobunu dolduran bileşenin büyük kütleli olduğu yakın çift yıldız gözlenememiştir. Bu durumda madde atım evresinin gözleme şansı olmayacak kadar çok hızlı olması gerekir (63, 64, 78, 79). Bu durumda atılan maddenin büyük kısmı karşı bileşen tarafından tutulamayıp sistemi terketmelidir. Hızlı madde atımını sağlayan enerjinin nereden kaynaklandığı bilinmemektedir. Büyük kütleli yıldız genişlerken dış yüzeye etkiyen kuvvetler sabit kalır fakat bunun gradyanı çekimsel ivme g sabit kalmaz. Roche lobu üzerinde yüzey potansiyeli minimum değerini alır ve g 'de yüzey üzerinde bileşen yönünde gidildikçe küçülür ve L_1 noktasında sıfır olur. Bunun anlamı madde buradan transfer edilir demek değildir. Küçük bir tedirginlikle madde buradan —diğer noktalara göre daha kolay— atılabilir. Küçük tedirginliği yaratan enerji karşı bileşenin ısıtma etkisi olabilir veya bu enerji magnetik alan ve iç katmanların hareketinden kaynaklanmış olabilir. Bütün bu olasılıklardan atılan madde yavaş hareket etmeli ve sonuçta madde atım evresi gözlenebilecek kadar uzun sürmeli (71). Bu açmazın da çözümü henüz bilinmemekle beraber çözümün, yıldızın ani olarak hızlı genişlemesinde yattığı düşünülmektedir. Süpernova patlamasının yavaşlatılmış biçiminde oluşacak büyük miktarlardaki hızlı madde atımı gözlemleri sağlamaktadır. Bu durumda Kopal (71) in savunduğu gibi Roche lobuyla madde atımı arasında pek fazla ilişki yoktur. Kütleli belli bir limitin üstünde olan tek ve çift yıldız bileşeni olan tüm yıldızlar evrelerinin bir ya da birkaç yerinde kütlelerinin büyük kısmını izotropik olarak büyük bir hızla uzaya atarlar. Büyük olasılıkla Sirius ve Procyon'un çok uzak beyaz cüce bileşenleri de Roche loblarını doldurmadan bu şekilde olmuşlardır.

4. ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN IŞIK DEĞİŞİMLERİ VE SINIFLAMALARI

Klasik düşünüşe göre bir çift yıldızın toplam görünür ışıını zamanla iki temel etkiye bağlı olarak değişir : Bu etkiler kısaca a) Çekimsel etkileşme b) Işıımsal etkileşme olarak adlandırılır. Birinci etki nedeniyle hızlı dönmeye zaten dönel elipsoid olan bileşen yıldız biçimleri Roche modeliyle ifade edilebilecek şekilde armutlaşır. Bunun nedeni karşılıklı çekim kuvvetidir. Armutlaşan yıldız yüzeylerinde sıcaklık ve çekim ivmesi değişim gösterir. Armutlaşan bileşenin karşı bileşene doğru olan kısmı daha soğuk olup kararmış görünür. Bu olaya çekim kararması denir. Çekim kararması etkisi sıfır ve 0.5 evrelerinde en büyüktür. Bu etki eski yöntemlerde basıklık etkisi olarak bilinir. İkinci etki bileşen

yıldızların karşılıklı olarak birbirlerini ısıtıp —yansıma etkisi olarakta bilinen— bir ek ısımaya yol açmalarıdır. Çift yıldız bileşenleri arasında söz konusu bu iki etki yoksa — ya da fotometrik olarak boşlanabilecek kadar küçükse bileşen yıldızlar üzerindeki parlaklık dağılımı düzgündür. Aslında bu da dönmeden dolayı yıldızların basıklaşmış olması nedeniyle doğru değildir. Fakat genelde bileşenler arası uzaklık cinsinden bileşen yarıçapları toplam 0.1 den küçükse iki temel etki fotometrik olarak boşlanabilir. Bu durumda zamanla sistemden yayılan toplam ışınmında değişme olmaz. Ancak bileşenlerin yörünge hareketi sırasında yıldızlar birbirini örtüyorlarsa sıfır ve 0.5 evreleri yörüngesinde toplam ışınmında örtülen alanla orantılı bir sönümlenme gözlenir. Bu sönümlenme miktarı ayrıca örtülen yıldızın yüzey parlaklığına bağlıdır ve kenar kararmasından da küçümsemeyecek oranda etkilenir. Bu tür örten çift yıldızlar için $r_1 + r_2 \lesssim 0.1$ olduğundan örtme/örtülme süreleri yörünge dönemine göre oldukça kısadır. Bu nedenle bu tür çiftlerin keşfedilmesi de zor olur.

Bir örten çift yıldızda iki temel etki fotometrik olarak boşlanamayacak kadar büyüğe yani sistem etkileşen çift yıldız sistemiye o zaman tutulmalar dışındaki gözlenen toplam ışınmı sabit kalmaz, etkiler büyüdükçe ışık eğrisi sürekli bir eğrissellik kazanır.

Böylece açıklanmış olan ışık değişimleriyle bir tam dolanma dönemini kapsayan ışık eğrileri üç temel gruba ayrılır : 1— Algol (EA) 2— β Lyr (EB), 3—W UMa (EW) türü ışık eğrileri (bkz. Şekil 6). Burada hatırlatmak gerekir ki bir çift yıldızın ışık eğrisinin biçimi yukarda sözünü ettiğimiz fotometrik etkilerin büyüklüğüne bağlıdır. Bu etkiler de şu parametrelerin fonksiyonudur.

1. Bileşen yıldızların kesirsel yarıçapları (r_1, r_2).
2. Bileşen yıldızların kesirsel aydınlatma güçleri (L_1, L_2 ; $L_1 + L_2 = 1$)
3. Kenar ve çekim kararması sabitleri ($U_{1,2}$ ve $\beta_{1,2}$)
4. Yörünge eğikliği (i)
5. Bileşen yıldız yüzeyleri için albedo ($\alpha_{1,2}$)
6. Bileşen yıldızlar için kütle oranı ($q = m_1/m_2$)

Öz olarak teta evresinde sistemden alınan toplam ışınmı $I = I(r_1, r_2, i, L_1, L_2, U_1, U_2, \beta_1, \beta_2, \alpha_1, \alpha_2, q)$ olarak verilebilir. Kapalı olarak verilen bu bağıntıda $L_1, L_2, U_1, U_2, \beta_1, \beta_2, \alpha_1, \alpha_2$ parametreleri gözlemin yapıldığı dalgaboyuna bağlı olduğunda I , dolayısıyla ışık eğrisinin biçimi gözlenen dalgaboyuna bağlıdır.

Aynı çift yıldızın ışık eğrisi dalgaboyu değiştirildiğinde sınıf değiştirilebilir. Özellikle soğuk bileşenli ayrık örten çift yıldızlar için kısa dalgaboyunda ikinci minimumu görünmeyen ışık eğrisinin uzun dalgaboyunda eş derinlikte iki minimumlu bir ışık eğrisine dönüştüğünü her dikkatli gözlemci bilir.

Genel olarak ayrık çift yıldızların ışık eğrileri EA türünden ve değen çift yıldızların ışık eğrileri de EW türünden olur fakat yarı ayrık çift yıldızların ışık eğrileri EA türünden olabildiği gibi EB türünden de olabilir. Hatta birçok değen çift yıldızla ilişkin ışık eğrilerinin EB türünden olduğu bilinmektedir. Burada vurgulamak gerekir ki örten çift yıldızın geometrik yapısıyla ışık eğrisi arasında birebir bir ilişki yoktur.

Buraya kadar anlattıklarımız karmaşık olmayan örten çift yıldızlar için geçerlidir.

Aslında örten çift yıldızların ışık eğrileri yukarıda belirtilen etkilerin yanında daha birçok etkileri de kapsadıklarından daha karmaşık bir görünüm alırlar. Diğer etkiler şöyle sıralanabilir :

- 1— Sisteme dahil 3. bir cismin varlığı
- 2— Yörünge'nin çember olmaması
- 3— Bileşen yıldızlardan birinin (veya ikisinde) fiziksel değişen olması
- 4— Bileşenlerin birinde (veya ikisinde de) genişlemiş bir atmosfer katmanı varlığı
- 5— Kütle transferi ve kütle kaybı
- 6— Bileşenler etrafında disk, halka ve sistem etrafında gaz bulutu varlığı
- 7— Bileşen yüzeylerinde parlaklığın düzensiz dağılımı.

Örten çift yıldız sistemine çekimsel olarak bağlı 3. bir cismin varlığı tayfsal olarak saptanmışsa, tayf türünün bilinmesi ve ısınımının sabit olması kabulü altında ışık eğrisi birinci etkiden kolayca arındırılabilir (80). Bu şekilde 3. cismin varlığının kesinleştiği çok sayıda örten çift yıldız vardır (81). Örneğin BV Dra ve BW Dra değen çift yıldızlarının görsel çift oluşturan 3. birer bileşeni daha vardır.

İkinci etki fotometrik gözlemlerde kendini iki şekilde gösterir. Birincisi bileşenler arasındaki uzaklık sürekli bir değişik göstereceğinden basıklık ve yansıma etkilerinin sürekli değişiminden ortaya çıkan salınımlar. İkincisi de eliptik yörünge'nin asal eksenini gözlemciden geçmiyorsa tutulmalar arasındaki sürelerin farklı olması. Yine ışık eğrileri bu iki etki için de doğrulukla arındırılabilir (82).

Bir örten çift yıldız sisteminde bileşenlerden biri fiziksel değişen ise bu yıldızın önde olduğu tutulma sırasında ışık eğrisinde gözlenen salınımlar öbür tutulmadaki salınımlara göre daha etkin görülür. Aslında fiziksel değişen yıldızın arkada olduğu tutulma tam tutulma ise tam tutulma evrelerinde fiziksel değişene ilişkin ışık değişimi gözlenemez. Örten çift yıldızların ışık eğrilerinden bu yolla hangi bileşenin hangi tür fiziksel değişen olduğu saptanabilir.

Tutulmalar parçalı ise saptama işlemi daha zordur. Örneğin YZ Car, AW Per, MM Cas, AU Peg ve BH Vir gibi değişik türden birçok örten çift yıldızın bileşenlerinden biri fiziksel değişen yıldız olarak bilinmektedir (83, 84, 85, 86).

Diğer taraftan birçok örten çift yıldızın bileşenlerinden bir tanesi beyaz cüce ya da nötron yıldızı olabilmektedir. Bu sistemlerdeki optik bileşenler genellikle Roche loblarını doldurmuş ve madde atımı evresindedirler. Kompakt bileşen üzerine düşen madde düşme bölgesini ısıtarak orada sıcak leke oluşturur. Genelde sıcak lekenin kompakt yıldız üzerinde olduğuna inanılır. X ve morötesi hatta optik bölgede ısınmı yapan bu bölgenin optik bileşen tarafından örtülmesi ve sıcak lekeli disk ve kompakt bileşenin beraberce optik bileşeni örtmesi sonucu düzensiz değişen asimetrik bir ışık eğrisi oluşur. Bu tür ışık eğrilerinin bugün için tam bir analizi hemen hemen mümkün değildir. Diskin var olduğu kompakt bileşenli çift yıldızlar —ki bunlar etkileşen çift yıldızlardır— oluştuğu DQ Her, U Gem, GK Per, SS Cyg, EX Hya gibi çiftlerin ışık eğrilerinin ve bu eğrilerde zamanla değişimin incelenmesiyle CV yıldızları hakkındaki bilgimiz oldukça artmıştır (87, 88). Bu yıldızlar

hakkında Warner (89) tarafından derlenen gözlemsel verilerle nova patlaması olayı ve çift yıldızlarda madde atımı daha iyi anlaşılır olmuştur (90). Kurulan modellerle (87, 88) bugün gözlemlerin daha doğru yorumlanması mümkün olmaktadır (91), Ayrıca bilinmektedir ki madde atımına dayalı X-ışınımı yayan çift yıldızların hepsinde disk vardır (92). RS CVn ve W UMa örten çift yıldızlarından x-ışınımı yayını kromosferik orijinlidir (74).

Çift yıldız bileşenleri içerisinde genişlemiş bir atmosfere sahip bileşen yıldızlarda vardır. Genişlemiş atmosfer varlığının belirtici tayfta (CIII, IV ve N III, V gibi) genişlemiş salma çizgilerinin varlığıdır. W tayf türünden olan bu yıldızların yarısından çoğunun belkide tamamının yakın çift yıldız bileşeni olduğu bilinmektedir (93). Büyük kütleli olan Wolf-Rayet (WR) yıldızları olarak bilinen bu yıldızların atmosferlerindeki maddenin genişleme hızı 1000–2000 km/sn ve bu yolla yıldızdan kütle kaybı yılda $\sim 10^{-6} m_{\odot}$ kadardır (94). Bu yıldızların bileşenleri OB-tayf türündedir. WR bileşenli bu sistemlerin tayflarında karmaşık salma çizgileri sistemde büyük ölçekli gaz akımlarının, disk ve sistemi saran bir gaz bulutunun varlığını göstermektedir. Farklı çizgiler için dikine hız eğrileri farklı bulunmaktadır. Örneğin HD 211863 için salma çizgileri çember yörünge gösterirken soğurma çizgileri $e = 0.4$ olan eliptik bir yörünge göstermektedir. Aynı şekilde CQ Cep için 4058 N IV den çember yörünge, 4686 He II den ise $e = 0.35$ olan eliptik bir yörünge bulunmaktadır (95). Aynı durum HD 186943, HD 228766 gibi diğer WR çiftlerinde de görülmüştür (95). Bu uyumsuzlukların nedeni W-yıldızının atmosferinde büyük ölçekli madde hareketinin olmasıdır. Dikine hız eğrilerinin bu etkiden doğru olarak arındırabilmesi halinde gerçek yörünge ve sistem öğeleri bulunabilecektir. Genişleyen atmosferin ışık eğrilerindeki fotometrik etkisi a) WR yıldızının OB yıldızını örtmesi halinde tutulma eğrisi ikiye ayrılmış olarak görünmesi : Yarı geçirgen WR atmosferinin OB yıldızını örtmesi ve WR yıldızının OB yıldızını örtmesi; b) OB yıldızının WR yıldızını örtmesi halinde optik bölgede ışıınım yapmayan genişlemiş atmosferin etkisinin görünmemesi; Bu nedenle iki tutulmanın sürelerinin birbirinden çok farklı olması ve c) tutulma minimumlarının asimetrik yapıda olmasıdır. WR bileşenli ışık eğrilerinin genişlemiş atmosfer etkisinin de dikkate alınarak analizi için yöntemler geliştirilmiştir (96).

WR bileşenli örten çiftlerden üzerinde en çok çalışılan V444 Cygni nin BO+WN6 tayf türündeki $25+10 m_{\odot}$ deki iki bileşenden oluştuğu; γ^2 Velorum'un ise O7+WC8 tayf türündeki $50+15 m_{\odot}$ deki iki bileşenden oluştuğu bilinmektedir. Kron ve Gordon (97) tarafından kurulan modele göre WR bileşen etrafında ve Roche lobunun içinde salma çizgilerinin oluşumundan sorumlu bir diskin varlığı da öngörülmüştür.

Örneğin V444 Cygni de WR bileşenin, etrafındaki diskin ve serbest elektronlardan oluşan genişleyen atmosferin yarıçapları sırasıyla 2.1,7 ve $16 R_{\odot}$ olarak verilmektedir. Aynı yarıçaplar γ^2 Velorum için çok daha büyüktür ; genişleyen atmosfer $76 R_{\odot}$ a kadar uzanmaktadır.

Yakın geçmişte, IUE uydusunun morötesi ve HEAO–1 ile HEAO–2 uydularının x-ışın gözlemleriyle WR özelliğinin tüm ağır kütleli OB yıldızlarında yaygın olduğu ve bu özelliğin bileşen yıldızın varlığından pek etkilenmediği görülmüştür.

Yakın çift yıldızlarda bileşenlerin birinden atılan maddenin bir kısmı karşı bileşene düştüğünde düştüğü yeri ısıtarak sıcak bir bölge oluştururken, karşı bileşen küçük boyutlu ise onun etrafında disk oluşturur. Medde atımıyla bileşen yıldızlar arasında ve yıldız yüzeyleri üzerinde gaz akımları oluşur. Atılan maddenin büyükçe bir kısmında karşı bileşeni ve hatta tüm sistemi sarar. Sistemi saran bu gaz da zamanla dağılarak yıldızlar üzerine iner veya sistemi terkeder. Tüm bu olayların gözlemlerdeki belirtileri şöyle sıralanabilir :

- 1— Dikine hız eğrilerindeki bozulmalar.
- 2— Dikine hız eğrileri yörüngeyi takib etmeyen tayf çizgilerin varlığı.
- 3— Yeğinlikleri ve profilleri düzensiz değişen tayf çizgilerinin varlığı.
- 4— Tutulmalardan etkilenmeyen tayf çizgilerinin varlığı.
- 5— Alınan ışımının polarlanmış olması.
- 6— Sistem boyutlarına göre çok daha geniş bir alandan radyo ışınımı alınması.
- 7— Kompakt bileşenli çift yıldızlardan x—ışınımı alınması.
- 8— Işık eğrilerinde özellikle tutulma başlangıç ve sonlarında gözlenen düzensizlikler. Tutulma minimumlarının asimetrik olması.
- 9— Tayfsal ve fotometrik gözlemlerden ayrı ayrı bulunan yörünge dış merkezliğinin uyuşmaması.
- 10— Gözlenen dolanma döneminde değişimler olması.
- 11— Uzun dalga boyunda tam olan tutulmaların kısa dalga boyunda parçalı olması.

Bu gözlemsel belirtilerden bir veya daha fazlasının varlığı halinde sisteme ilişkin ışık eğrilerinin sistem öğeleri için analizi sağlıklı sonuç vermez. Söz konusu etkilerin ışık eğrilerinden kesin olarak arındırılmaları mümkün değildir.

Ancak tutulma derinlikleri ve süreleri değerlendirilerek bileşen yıldızların bazı öğeleri hakkında kaba değerler verilebilir. Bu alt bölümün içeriği Batten (8), Larson — Leander (98) Sahade (99) ve Sahade ve Wood (100) tarafından en iyi şekilde tartışılmıştır.

Yakın çift yıldızlarda bileşenlerin yüzey parlaklık dağılımı sadece basıklık ve yansıma etkileriyle düzgünlüğünü kaybetmiş değildir. Düzgün parlaklık dağılımını bozan başkaca etkilerde vardır. Bu etkilerden en önemlisi olan manyetik alan etkisi kendini konvektif katmana sahip hızlı dönen geri tayf türü yıldızlarda gösterir. Güneş aktivitesine benzer olaylar bu yıldızların yüzey parlaklık dağılımını etkilerler. RS CVn, BY Dra ve bazı W UMa türü yakın çift yıldız bileşenlerinden en az birer tanesinin manyetik etkinlik gösterdiği bilinmektedir. Yakın çift yıldızlardaki bu manyetik etkinliğin a) karşılıklı çekim b) dönme hızının arttırılmış olması ($P_{dön} \cong P_{dol}$), c) hareketlerdeki rezonans etkileri ve d) iki bileşene ilişkin manyetik alanların girişimi sonucu arttırılmış ve daha karmaşık hale getirilmiştir. RS CVn ve ilgili yakın çift yıldızların temel özellikleri HaII (101) ve, Eaton ve Hall (102) tarafından özetlenmiştir. Bilinen sayılan 100 e yaklaşan RS CVn yıldızları tipik olarak daha fazla kromosferik aktiviteye sahip bir KO IV yıldızıyla, aydınlatma sınıfı V veya IV olan daha az aktif fakat daha parlak bir F—G yıldızından oluşur. Uzun

dönemli RS CVn yakın çiftlerinin dönemleri 20–100 gün (ve hatta daha uzun: Örneğin Capella için 104 gün) ve aydınlatma sınıfları III tür. BY Dra çift yıldızları ise iki Me türü "flare" yıldızından oluşur. Bu çiftlerin yörünge dönemleri 1–10 gün arasındadır (103, 104). W UMA çift yıldızları FO dan daha geri tayf türlerinde birbirine değen ve ortak bir gaz katmanına sahip iki yıldızdan oluşurlar. Bu yıldızların temel özellikleri Binnendijk (105, 106), Rucinski (107) ve Mochnacki (108) tarafından özetlenmiştir. Bu yıldızların gözlemsel özelliklerinin bir kritiği (109) kaynağında yapılmıştır. W UMA yıldızları ışık eğrilerine göre iki alt gruba ayrılırlar (105, 106) : a) A–türü ve b) W–türü değen çift yıldızlar. A–türü değen çift yıldızlarını ışık eğrilerinde daha derin minimum büyük yarıçaplı bileşenin örtülmesiyle ilgilidir. Yani birinci minimum transit tutulmadır ve normal olarak bu tür çift yıldızlarda büyük çaplı bileşen büyük kütleli ve daha parlak olan bileşendir. W–türü değen çift yıldızların ışık eğrilerinde ise derin minimum küçük çaplı, küçük kütleli fakat daha parlak görünen bileşenin büyük fakat daha az parlak görünen bileşen tarafından örtülmesiyle ilgilidir. Bu çiftlere ilişkin kuramlar (110) A türlerinin gözlemsel özelliklerini açıklayabildikleri halde, W–türleri için bu mümkün olmamaktadır : W–türlerinde, büyük bileşen yüzeyindemanyetik etkinlik sonucu –fotosfere göre $\sim 1500^\circ\text{K}$ –daha soğuk bölgelerin oluştuğu inancı yaygınlaşmaktadır (111, 112, 113, 114).

Bu kabul altında W–türü değen çift yıldızların gözlemleri tamamen açıklanabilmektedir. RS CVn, BY Dra ve W–türü değen çift yıldız bileşenlerinin en az bininde a) konvektif katman varlığı b) hızlı dönme ve c) manyetik alan varlığı sonucu manyetik etkinliğin oluşup yüzey parlaklık dağılımının bozulduğunu gösterir kanıtlar uydu gözlemleriyle daha da artmıştır (115, 116, 117).

Manyetik etkinlik gösteren yıldızların yüzeylerinde oluşan yıldız lekeleri yüzeyde düzgün dağılmadıklarından RS CV, BY Dra ve W–türü değen çift yıldızların ışık eğrilerinde dalgalanmalar görülür. Son gruptaki yıldızların ışık eğrileri zaten sinüs eğrisi gibi olduklarından bu dalgalanma farkedilmez; Ancak bir tutulma öncesi ve sonrasındaki maksimum ışığın farklı olması ve dalgalanma zamanla yer değiştirdiği için minimum derinliklerinin değişmesi biçiminde kendini gösterir. Tüm ışık eğrilerinin zamanla değişimi ve minimum çukurlarının asimetrik olması aynı etkidendir.

Manyetik etkinlik gösteren çift yıldız ışık eğrilerinin sistem öğeleri için analizi bu yan etki nedeniyle biraz karmaşıktır. Leke etkisi genelde birkaç farklı şekilde dikkate alınır. Önce çift yıldızın geniş zaman aralığında alınmış çok sayıda ışık eğrisinden görünür leke etkisi ve lekelerin yıldız üzerindeki yeri saptanır. Farklı dalga boylarındaki ışık eğrilerinden de lekeli bölgenin görelî boyutu ve fotosfere göre sıcaklık farkı bulunur. Dalga genliği ve minimumumu da saptandıktan sonra ışık eğrisi sentez yöntemlerinde toplam ışıının integrasyonları alınırken sıcaklık boyut ve yeriyle lekeler dikkate alınarak kuramsal eğriler elde edilir. Gözlemsel eğriyi sağlayan kuramsal eğrinin parametreleri sistemin öğeleri olarak kabul edilir (102, 112, 118). Burada çözüm takımının tek olduğu baştan kabul edilir.

Diğer taraftan yaklaşık bir yöntem olarak a) sistemin bilinen yaklaşık öğeleriyle

yakınlık etkileri hesaplanıp minimumlar arası evreler için toplam ışıının bulunur. b) Bulunan bu ışıının gözlemlerden çıkartılarak minimumlar arası için leke etkisi bulunur. c) Gözlemlerden leke etkisi çıkartılarak elde edilen ışık eğrisi bilinen yöntemlerden biriyle çözümlür ve tekrar (a) maddesinden başlanarak başlangıç ve son çözüm öğeleri hata sınırları içinde uyuşuncaya kadar iterasyona devam edilir (119, 120). Ayrık çift yıldızlar için uygulanabilen yöntem değen çift yıldızlarda henüz denenmemiştir. Başarıyla uygulanabileceği de beklenmemelidir; çünkü yöntem temelde fiziksel olarak doğru değildir.

Işık eğrilerindeki leke etkisi ayrıca modifiye edilmiş Russel–Merrill (121) yöntemi uygulanarakta bulunmaya çalışılmıştır (122). Bu denemede klasik (ve fiziksel olarak yanlış) arındırma işlemi leke etkisi olmadığı halde bile yanlış bir fiziksel temele oturtulan arındırma yönteminin (123) leke etkisini de arındıracağına inanmak büyük yanlış olur. Ayrıca hatırd tutulmalıdır ki leke etkisinin oluşturduğu dalga düzgün bir dalga biçiminde olmadığı gibi zamanla lekelerin yok olup yenilerinin doğması sonucu düzensiz olarak biçim değiştirir. Bu nedenle dalganın kayma yönü ve kayma hızı saptanırken uzun süreli kısa zaman aralıklarıyla alınmış gözlemlere gereksinme vardır.

KAYNAKLAR

- 1— Heintz, W. D. : 1969, J. R. A. Soc. Canada 63 (6), 275.
- 2— Abt, H. A. Velevy, S. G. : 1979, Astrophys. J. Suppl. 30, 273.
- 3— Abt, H. A. : 1979, Astron. J. 89, 1519.
- 4— Abt, H. A. : 1983, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 21, 343.
- 5— Kraitcheva, Z. T., Popova, E. I., Tutukov, A. V., Yungelson, L. R. : 1979, Soviet A. 22 670 ve 23, 290.
- 6— Giesecking, F. : 1983, Comptes Rendus Sur les Journees de Strasburg, 5 eme Reunion p. 4.
- 7— Poveda, A., Allen, C. ve Parrao, L. : 1982, Astrophys. J. 258, 589.
- 8— Batten, A. H. : 1973, Binary and Multiple Systems of Stars, s. 25, Pergamon press N. Y.
- 9— Van de Kamp, P. : 1971, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 9, 103.
- 10— McCarthy, D. W. : 1983, IAU Colog. 76.
- 11— Lippincott, S. L., Hershey, J. L. : 1972, Astron. J. 77, 679.
- 12— Probst, R. G. : 1977, Astron. J. 82, 656.
- 13— Heintz, W. D. : 1978, Double Stars s. 58, D. Reidel Publ. Co. Holland.
- 14— Hershey, J. L. : 1978, Astron. J. 83, 308.
- 15— Kumar, S. S. : 1963, Astrophys. J. 137, 1121.
- 16— Straka, W. C. : 1971, Astron. J. 165, 109.
- 17— Lippincott, S. L. : 1977, Astron. J. 82, 925.
- 18— Van de Kamp, P. : 1981, Stellar Paths, D. Reidel Publ. Co. Holland.
- 19— Batten A. H. Fletcher, J. M. ve Mann, P. J. : 1978, Publ. Dom. Ap. Obs. 15, 121.
- 20— Kopal, Z. : 1959, Close Binary Systems, John Wiley and Sons Publ. Co. London.
- 21— Popper, D. M. : 1967, Ann Rev. Astron. Astrophys. 5, 85.
- 22— Popper, D. M. : 1980, Ann Rev. Astron. Astrophys. 18, 115.
- 23— Bleauw, A. : 1981, Proc. ESO Conference Sci. Importance of High Angular Resolution at Infrared and Optical Wavelengths s. 391.

- 24— Tutukov, A. V. : 1981, *Fundamental Problems in the Theoroy of Stellar Evolotion*, eds. D. Sugimoto, D. Q . Lamb and D. N. Schramm. s. 137, D. Reidel Publ. Co. Holland.
- 25— Kuiper, G. P. : 1935, *Publ. Astron. Soc. Pasific* 47, 15 ve 121.
- 26— Heintz, W. D. : 1969, *J. Roy Astron. Soc. Canada* 63 (6), 275.
- 27— Popov, M. V. : 1970, *Peremennye Zvezdy* 17, 412.
- 28— Trimble, V. : 1974, *Astron. J.* 79, 967.
- 29— Trimble, V. : 1978, *Observatory* 98, 163.
- 30— Staniucha, M. : 1979, *Acta A.* 29, 587.
- 31— Lucy, L. B. ve Ricco, E. : 1979, *Astron. J.* 84, 401.
- 32— Kuiper, G. P. : 1955, *Publ. Astron. Soc. Pasific*, 67, 397.
- 33— Brosche, P. : 1964, *A. N.* 288, 33.
- 34— Abt, H. A. ve Levy, S. G. : 1976, *Astrophys. J. Suppl.* 30, 273.
- 35— Abt, H. A. : 1978, *Protostars and Planets*, Univ. of Arizona press s. 323.
- 36— Van Albada, T. S. ve Blaauw, A. : 1967, *On the evolution of Double Stars*, Obs. Royal de Belgique Comm. Ser B No 47 p. 44.
- 37— Abt, H. A. : 1977, *Revista Mexicana Astron. Astrophys.* 3, 47.
- 38— Zinnecker, H. : 1984, *Astrophys. Space Sci.* 99, 41.
- 39— Nather RE, ve McCantz M. M. : 1970, *Astron. J.* 75, 963.
- 40— Hanbury Broxn R. : 1971, *Contemp. Phys.* 12, 357.
- 41— Labeyrie A. : 1978, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 16, 77.
- 42— Knoeckel, G. ve Vonder Heide, K. : 1978, *Astron. Astrophys.* 67, 209.
- 43— Bohme, D. : 1978, *A. N.* 299, 243.
- 44— Africano, J. L., Evans, D. S. Fecel F. C., Smith B. W. ve Morgan C. A. : 1978, *Astron. J.* 83, 1100.
- 45— Either J. J. ve Beavers W. I. : 1977, *Astrophys. J. Supply.* 34, 493.
- 46— Mulholland J. D. ve Binzel R. P. : 1984, *Astron. J.* 89, 882.
- 47— von Flandern T.C., Tedesco E. F. ve Binzel R. P.: 1979, *Asteroids*, Univ. of Arizona press Tucson s. 443.
- 48— Bowell E., Chapman, C.R., Gradie J.C., Morrison D. ve Zellner B. : 1978 *Icarus* 35, 313.
- 49— Schober, H. J. : 1984, *Astrophys. Space Sci.* 99, 387.
- 50— Kopal, Z. : 1959, *Close Binary Systems*, John Wiley and Sons, N. Y.
- 51— Dupree A. K. : 1981, *Solar phenomena in Stars and Stellar Systems*, D. Reidel publ. Co. Hallend s. 407.
- 52— Kopal, Z. : 1978, *Dynamics of Close Binary Systems*, D. Reidel pub. Co. Holland, Bölüm 2.
- 53— Roche E. : 1849, *Men. de Acad. Sci. de Montpellier* 1, 243 ve 333.
- 54— Roche E. : 1873, *Men. de Acad. Sci. de Montpellier* 8, 235.
- 55— Chandrasekhar, S. : 1933, *M.N.R.A.S.* 93, 539.
- 56— Kopal, Z. : 1959, *Close Binary Systems*, John Wiley and Sons, N. Y. Bölüm 7.
- 57— Rucinski S. : 1976, *Pub. Astron. Soc. Pasific* 88, 244.
- 58— Wilson R. E. : 1979, *Astrophys. J.* 234, 1054.
- 59— Kopal, Z. : 1955, *Ann. d'Ap.* 18, 379.
- 60— Kopal, Z. : 1956, *Ann. d'Ap.* 19, 298.
- 61— Kuiper G. P. : 1966, *Adv. in Astron. Astrophys.* 4, 233.

- 62—Kopal, Z. : 1971, Pub. Astron. Soc. Pasific. 83, 521.
- 63—Paczynski B. : 1971, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 9, 103.
- 64—Plavec M. : 1968, Adv. in Astron. Astrophys. 6, 201.
- 65—van den Heuvel, E.P.J. : 1976, IAU Symp. No. 73, s. 35.
- 66—Cawford, J. A. : 1955, Astrophys. J. 121, 71.
- 67—Kopal, Z. : 1954, Men. Roy. Soc. Liege 15, 684.
- 68—Kopal, Z. : 1955, Ann. Ap. 18, 375.
- 69—Sahade J. ve Wood, F. B. : 1978, Interacting Binary Stars, pergamon press p. 120.
- 70—Popper D. M. : 1980, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 18, 115.
- 71—Kopal Z. : 1981, Photometric and Spectroscopic Binary Systems, D. Reidel Pub. Co., Holland, p. 535.
- 72—Schuerman D. W. : 1972, Astrophys. Space Sci. 19, 351.
- 73—Vanbeveren D. : 1978, Astrophys. Space Sci. 57, 41.
- 74—Linsky J. L. : 1980, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 18, 439.
- 75—Eaton J. A. : 1978, Astron. Astrophys. 28, 195.
- 76—Wilson R. E. : 1980, IAU Symp. 88, 515.
- 77—Hoyle F. : 1955, Frontiers of Astronomy s. 195, Heinemann, London.
- 78—Morton, D. C. : 1960, Astrophys. J. 132, 146.
- 79—Smak. J. : 1962, Astron. Astrophys. 12, 28.
- 80—Kopal Z. : 1959, bks. kaynak 50, s. 365.
- 81—Batten A. H. : 1973, bkz. kaynak 8, Bölüm 3.
- 82—Wilson R. E. : 1979, Astrophys. J. 234, 1054.
- 83—Evnas N. R. : 1983, Astrophys. J. 272, 214.
- 84—Coulson I. M. : 1983, M.N.R.A.S. 205, 1135.
- 85—Coulson I. M. : 1967, Astron. J. 72, 411.
- 86—Harris H. C., Olszenski E. W. ve Wallerstein G. : 1984, Astron. J. 89, 119.
- 87—Warner B. ve Nather R. E. : 1971, M.N.R.A.S. 152, 219.
- 88—Smak J. : 1971, Astron. Astrophys. 21, 15.
- 89—Warner B. : 1976, Structure and Evolution of Close Binaries, D. Reidel pub. Co. Holland.
- 90—Pringle J. E. : 1981, Ann. Rev. Astron. Astrophys. 19, 137.
- 91—Schwarzenberg—Czerny A. : 1984, M.N.R.A.S. 208, 57.
- 92—Tananbaum H. : 1972, IAU Symp. No. 55.
- 93—Heintz W. D. : 1978, bkz. kaynak 13, s. 144.
- 94—Underhill A. B. : 1966, The Earlytype stars, Bölüm 13, D. Reidel pub. Co. Holland.
- 95—Hiltner W. A. : 1951, Astrophys. J. 113, 317.
- 96—Kopal, Z. : 1959, bkz. kaynak 50, Bölüm IV, 7.
- 97—Kron G. E. ve Gordon K. C. : 1950, Astrophys. J. 111, 454.
- 98—Larson—Leander G. : 1971, Veröff. Stern. Banberg 100, 185.
- 99—Sahade G. : 1969, Mass loss from Stars, D. Reidel Publ. Co. Holland, s. 156.
- 100—Sahade G. ve Wood F. B. : 1978, Interacting Binary Stars, D. Reidel pub. Co. Holland.
- 101—Hall D.S. : 1976, Multiple periodic Variable Stars, s. 287, D. Reidel pub. Co. Holland.
- 102—Eaton J. A. ve Hall D. S. : 1979, Astrophys. J. 227, 907.

- 103— Kunkel W. E. : 1975, *Variable Stars and Stellar Evolution*, s. 15,
D. Reidel publ. Co. Holland.
- 104— Bopp B. W. : 1979, IAU Joint meeting on Close Binaries and Stellar Activity.
- 105— Binnendük L. : 1965, *Kleine Veröff. Bamberg* 40, 36.
- 106— Binnendük L. : 1970, *Vistas in Astronomy* 12, 217.
- 107— Rucinski S. M. : 1974, *Astron. Astrophys.* 24, 119.
- 108— Mochnecki S. W. : 1981, *Astrophys. J.* 245, 650.
- 109— Demircan O. : 1984 *Doğa Bilim Dergisi* 8, 137.
- 110— Shu F. H. : 1980, IAU Symp. 88, 477.
- 111— Binnendük L. : 1969, *Astron. J.* 74, 1031.
- 112— Yamasaki A. : 1982, *Astrophys. Space Sci.* 85, 43.
- 113— Mullan D. J. : 1975, *Astrophys. J.* 198, 563.
- 114— Hoffman M. : 1978, *A. Q. Ap. Suppl.* 33, 63.
- 115— Wilson O.C. : 1978, *Astrophys. J.* 226, 379.
- 116— Vaughan A. H., Baliunas S.L., Middelkoop F., Hartmann L. W. Mihalas, D.,
Noyes R. W. ve Preston G. W. : 1981, *Astrophys. J.* 250, 276.
- 117— Eaton J. A., Wu C.C. ve Rucinski S. M. : 1980, *Astrophys. J.* 239, 919.
- 118— Rucinski, S. M. : 1976, *Pub. Astron. Soc. Pasific* 88, 777.
- 119— Milone, E.F. ve Naftalin, S.A. : 1980, IAU Symp. 88, 419.
- 120— Milone, L., Russo G. ve Mancuso S. : 1981, *Astron. Astrophys.* 103, 57.
- 121— Russel H. N. ve Merrill J. E. : 1952, *Princeton Obs. Contr. No.* 26.
- 122— Hall, D. S. : 1972, *Pub. Astron. Soc. Pasific*, 84, 323.
- 123— Kopal. Z. : 1975, *Astrophys. Space Sci.* 34, 431.

V478 CYGNI ÖRTEN DEĞİŞEN YILDIZININ FOTOMETRİK ANALİZİ(*)

Ömür Gülmen, Necdet Güdür, Cengiz Sezer

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

ÖZET : Fotometrik olarak ihmal edilmiş V478 Cygni örtene değişen yıldızının mavi (B) ve sarı (V) renklerinde yaklaşık 1100 yeni fotoelektrik gözlemi elde edilmiştir. Yeni fotoelektrik minimumlardan ışık eğrileri hesaplanmıştır. Işık eğrileri, D. B. Wood'un programı kullanılarak çözümlenmiştir. Dizgenin ayrı bir çift olduğu bulunmuştur.

1. GİRİŞ

V478 Cygni = BD+ 37° 3890= HD 193611 yıldızının çift olduğu, 26 Eylül 1947'de elde edilen bir tayftan, J. A. Pearce tarafından keşfedilmiş ve dizgenin bir örtene çift yıldız olduğu da Mc Donald (1) tarafından önerilmiştir. Gaposchkin (2) tayfsal ve fotometrik öğelerden, dizgenin, fiziksel özellikleri özdeş iki küresel bileşenden oluştuğunu bulmuştur. Bileşenlerin tayf türleri de özdeştir (BOV+BOV). Popper ve Dumont (3), dizgeyi, Palomar ve Kitt Peak Gözlemelerinde fotoelektrik olarak gözlemişlerdir. Palomar gözlemlerinde kullanılan diyafram Kitt Peak'dekinden daha büyük olduğundan dizgeye çok yakın sönük bir yıldız Palomar gözlemlerini etkilemiştir. Bu nedenle, iki gözleminde elde edilen ışık eğrileri birbirinden farklı olmuştur. Koch ve arkadaşları (4), yayınladıkları fotometrik olarak ihmal edilmiş örtene çift yıldızlar listesine bu yıldızı da katmışlardır.

2. GÖZLEMLER VE İNDİRGEMELER

Dizge, Ege Üniversitesi Gözleminde 1981 yılının Temmuz-Ekim döneminde fotoelektrik olarak 31 gece gözlenmiştir. Gözlemlerde 48 cm (f/13) lik Cassegrain teleskop, ona bağlı EMI 9781 A fotokatlandırıcı tübü ve Johnson'ın standard sistemine çok yakın B, V renk süzgeçleri kullanılmıştır. B ve V renk bölgelerinin herbirinde sırasıyla 1093 ve 1084 gözlem noktası elde edilmiştir. Mukayese yıldızı olarak BD+37°3873, denet olarak da BD+37°3874 yıldızları kullanılmış, onlara ilişkin bilgiler, değişen yıldızla birlikte Çizelge I'de verilmiştir.

Gözlemler süresince mukayese yıldızının parlaklığında herhangi bir değişme saptanmamıştır. İndirgemeler, herbir gözlem gecesine ilişkin atmosfer sönükleştirme katsayıları

(*) Bu çalışmayı TÜBİTAK desteklemiştir (TBAG-623). İngilizce bir özeti Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 53, 363 (1983) te yayınlandı.

ÇİZELGE I
Değişen, mukayese ve denet yıldızına ilişkin veriler (x).

Yıldız	Parlaklık	Tayf Türü(xx)	α (1855)	δ (1855)
V478 Cyg (değişen)	9 ^m ,0	BOV+BOV	20 ^{sa} 14 ^{dk} 20 ^s ,6	37°52',9
BD+37°3873 (mukayese)	9,0	—	20 12 40,9	37 58,3
BD+37°3874 (denet)	9,1	—	20 12 45,7	37 50,5

(x) Veriler BD Katoloğundan alınmıştır.

(xx) Tayf türü Gaposchkin (2)'den alınmıştır.

kullanılarak, bilinen yöntemlerle yapılmış olup ilgilenenler, gözlemleri yazarlardan sağlayabilir. B ve V renklerindeki tek bir gözlem noktasının ortalama yanılışıyla, $\sigma(B) = \pm 0^m,005$ ve $\sigma(V) = \pm 0^m,006$ dir. Şekil 1, elde edilen ışık eğrilerini ve B–V renk eğrisini göstermektedir.

Dizgeye çok yakın gözüken sönük yıldızın etkisini ortadan kaldırmak için, tüm gözlemlerde, teleskobun en küçük diyaframsı kullanılmış ve sönük yıldız diyafram dışında tutulmuştur.

3. IŞIK ÖĞELERİ

Bu örten çifte ilişkin ilk elde edilen fotoelektrik minimumlar ve geliştirilmiş ışık öğeleri Sezer ve arkadaşları (5) tarafından yayınlanmıştır. Gözlemler süresince 7 tane baş minimum ve 3 tane de yan minimum elde edilmiş ve Çizelge II de verilmiştir.

ÇİZELGE II
Minimum zamanları

Hel.Min.JD.	Renk	Min	O – C
24 44 777,4777	B,V	I	–0,0002
800,5236	"	I	–0,0006
813,5094	"	II	0,0216
816,3893	"	II	0,0216
826,4533	"	I	0,0019
829,3318	"	I	–0,0004
849,4970	"	I	–0,0009
852,3781	"	I	–0,0005
862,481	V	II	0,020
878,3065	B,V	I	0,,0008

Ağırlıklı en küçük kareler yöntemiyle, yalnızca baş minimumlar kullanılarak hesaplanan ışık öğeleri şöyledir :

$$\text{He I Min I JD} = 24\,44\,777,4779 + 2^g,880795.E.$$

± 6
 ± 29

Şekil 1 deki evreler ve Çizelge II deki O-C değerleri bu yeni öğelerle hesaplanmıştır.

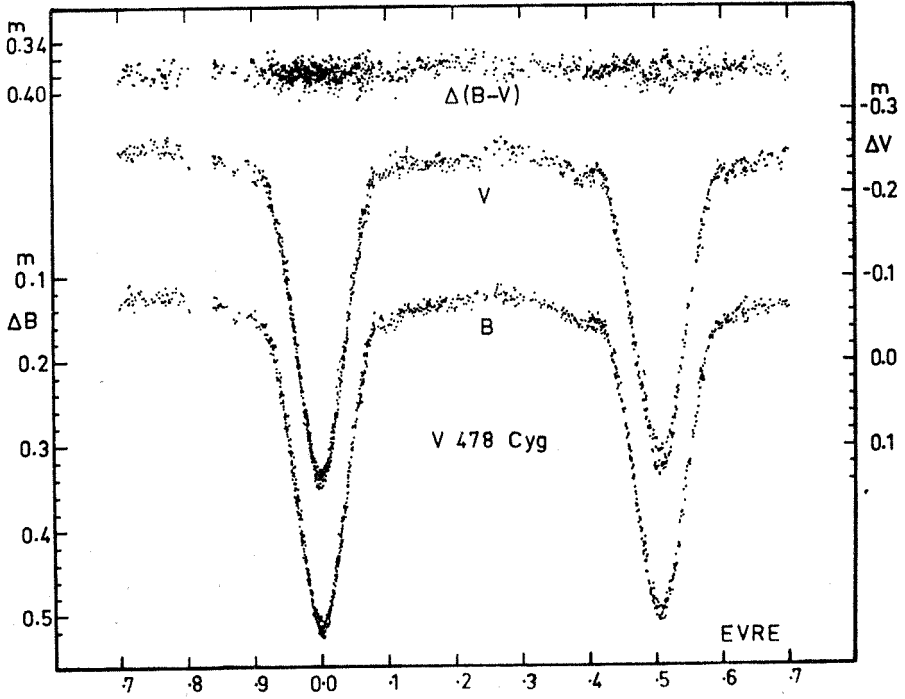
4. FOTOMETRİK ÇÖZÜM

Popper ve Dumont (3)'ün elde ettiği fotoelektrik ışık eğrileri Popper ve Etzel (6) tarafından Wood'un WINK (Status Report No.6) ve Nelson, Davis ve Etzel'in NDE programlarıyla çözümlenmiştir. Popper ve Etzel'e (6) göre, minimumların geniş ve yalnızca $0^m,35$ gibi az bir derinliğe sahip olması nedeniyle bileşenlerin yarıçapları oranı için anlamlı bir çözüm bulmak olanaksızdır. Kütle oranının bire yakın olması, bileşenlerin tayf çizgilerinin birbirinden ayırt edilememesi gibi tayfsal veriler ve ışık eğrisindeki baş ve yan minimum derinliklerinin yaklaşık olarak eşit olması nedeniyle Popper ve Etzel yarıçaplar oranını 1,00 kabul etmişlerdir.

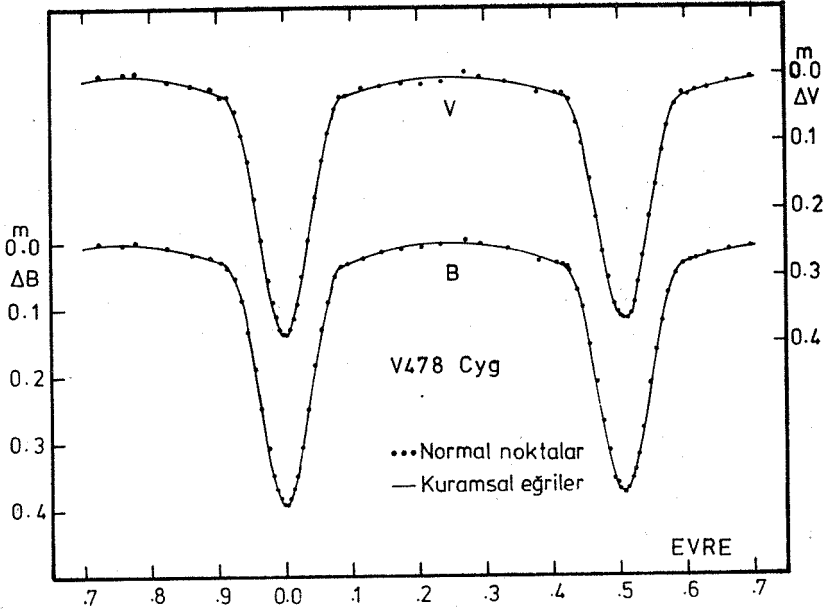
Dizgenin bu makalede sunulan B ve V renklerindeki fotoelektrik ışık eğrilerinin çözümünde Wood (7, 8, 9, 10) 'un en yeni WINK (Status Report No.10) programı kullanılmıştır. Çözüm için, herbir renkteki yaklaşık 1100 gözlem noktası 68 normal noktaya indirgenmiştir. A yıldızının (birinci minimumda örtülen yıldız) sıcaklığı Morton ve Adams'ın (11) sıcaklık çizelgesinden, BOV tayf türüne karşılık, 30900 K alınmıştır. Şekil 1 den de görüleceği gibi yan minimum ortası tam 0,5 evreye çakışmayıp 0,0072 evre kaymış durumdadır. Bu sonuç, dizgenin görelî yörüngesinin tam bir daire değil elips biçiminde olduğunu belirler. Böylesi durumlarda yöntem, $e \cos \omega$ ve $e \sin \omega$ değerlerini değişen parametreler olarak alıp hesaplayabilmektedir. Çözümde kullanılan temel değişkenler; i yörünge eğikliği, 0,25 evredeki parlaklık, r_A A yıldızının bozulmamış kesirsel yarıçapı, $k = r_B/r_A$ bozulmamış yarıçaplar oranı, T_B B yıldızının (ikinci minimumda örtülen yıldız) sıcaklığıdır. i , r_A , k için başlangıç değerleri Popper ve Etzel (6)'in çözümünden alınmıştır.

Yaklaşımlar sırasında sabit tutulan öğelerden u_A , u_B kenar kararına katsayıları Grygar ve arkadaşları (12)'nden, β_A , β_B çekim kararına katsayıları von Zeipel'den (13), bileşenlerin ışınum dengesinde olduğu varsayılarak, 0,25 olarak alınmıştır. W_A , W_B albedo katsayıları için kabul edilen 1,0 değeri, ışınum dengesindeki atmosfere karşılıktır. Yıldızların dış bölgelerindeki yoğunluk değişimlerini tanımlayan n_A , n_B politropik ölçekleri 5,0 alınmıştır. Bileşenlerin kütleler oranı olan $q = m_B/m_A$ değeri Mc Donald (1)'in tayfsal çalışmalarına dayanılarak 1,0 kabul edilmiştir.

Çözümün ilk adımında yalnızca $e \sin \omega$, $e \cos \omega$, T_B ve 0,25 evredeki parlaklık serbest değişken alınarak hesaplamalar yapılmış, buradan bulunan $e \sin \omega$, $e \cos \omega$ değerleri



Şekil 1 : V478 Cygni'nin diferansiyel (değişen-mukayese) B , V ışık ve B-V renk eğrileri.



Şekil 2 : V478 Cygni'nin normal gözlem noktaları ve Çizelge 3 deki çözüm sonuçlarına karşılık gelen kuramsal ışık eğrileri (parlaklıklar maksimumda sıfır olacak biçimde normalize edilmiştir).

diğer tüm hesaplamalarda sabit tutulmuştur. Işık eğrisindeki minimumların oldukça sığ ve geniş olmalarına karşın B renginde i , r_A , k , T_B ve 0,25 evre parlaklığı serbest değişkenleri için yakınsak çözüm elde edilebilmiştir. Buna karşılık V renginde, ard ardına yapılan yaklaşıtırmalarda k değeri sürekli olarak azalmış ve anlamlı bir çözüme ulaşılamamıştır. Bu yüzden B de bulunan değeri V çözümü için sabit tutularak öteki öğeler hesaplanmıştır. Sonuçlar, standard yanılılarıyla birlikte, Çizelge III de verilmektedir. Hesaplanan öğelerle oluşturulan kuramsal ışık eğrileri gözlemsel normal noktalarla birlikte Şekil 2 de gösterilmiştir. Bu şekilden de görüleceği gibi çok iyi bir uyuşma vardır. Çözümler boyunca 6x6 integrasyon duyarlılığı kullanılmıştır.

ÇİZELGE III

Wood yöntemiyle bulunan çözüm sonuçları

Öğeler	B	V
i	$78^{\circ},00 \pm 0^{\circ},05$	$78^{\circ},07 \pm 0^{\circ},07$
$\sin \omega$	$0,016 \pm 0,003$	$0,012 \pm 0,005$
$\cos \omega$	$0,0099 \pm 0,0003$	$0,0098 \pm 0,0004$
u_A	0,38	0,32
u_B	0,38	0,32
T_A (eşlek)	30900 K	30900 K
T_A (uçlak)	31510 K	31498 K
T_B (eşlek)	30536 ± 90 K	30308 ± 136 K
T_B (uçlak)	31060 K	30817 K
r_A	$0,277 \pm 0,001$	$0,275 \pm 0,001$
k	$0,952 \pm 0,008$	0,952 (kabul)
a_A	0,288	0,286
b_A	0,280	0,277
c_A	0,274	0,272
a_B	0,273	0,271
b_B	0,266	0,264
c_B	0,261	0,259
q	1,0	1,0
L_A	0,537	0,544
L_B	0,463	0,456
r.m.s yanılıgısı	$\pm 0,0022$	$\pm 0,0032$

5. TARTIŞMA

Çözümlerden, tutulmaların parçalı ve derin minimumun örtme (transit) olduğu bulunmuştur. Hesaplanan temel öğeler, Gaposchkin'in (2) de belirttiği gibi, bileşenlerin fiziksel yapılarının hemen hemen özdeş olduğunu kanıtlamaktadır. Dizgenin parlaklık değişim genliği, B ve V renklerinde sırasıyla, birinci minimum için $0^m,395$, $0^m,385$, ikinci minimum için $0^m,380$, $0^m,365$ dir. Renk eğrisinde herhangi bir değişme gözlenmemiştir. Her iki bileşenin görelî yarıçapları, Plavec ve Kratochvil'in (14) verdiği Roche yarıçapları ile karşılaştırılarak dizgenin ayrı bir çift olduğu sonucuna varılmıştır.

Kanımızca V478 örten çifti, yörüngesinin elips olması nedeniyle, eksen dönmesi gösteren dizgelere bir aday olabilir. Bu durumun belirlenebilmesi için uzun süreli gözlemlere gerek vardır.

Bilgisayar çözümlerindeki katkılarından dolayı Dr. Halil Şengonca'ya teşekkür ederiz.

KAYNAKLAR

- 1— McDonald, J. K. : 1948, Astron. J. 54, 43.
- 2— Gaposchkin, S. : 1949, Astron. J. 54, 128.
- 3— Popper, D. M. and Dumont, P.J. : 1967, Astron. J. 82, 216.
- 4— Koch, R. H., Wood, F. B., Florkowski, D. R. and Oliver, J. P. : 1979, Inf. Bull. Var. Stars, No. 1709.
- 5— Sezer, C., Gündür, N. ve Gülmen, Ö. : 1982, Inf. Bull. Var. Stars, No. 2100.
- 6— Popper, D. M. and Etzel, P. B. : 1981, Astron. J. 86, 102.
- 7— Wood, D. B. : 1971, Astron. J. 76, 701.
- 8— Wood, D. B. : 1972, A Computer Program for Modeling Non-spherical Eclipsing Binary Star Systems, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, Maryland, U.S.A.
- 9— Wood, D. B. : 1973—1978, WINK Status Reports, No. 1—9.
- 10— Etzel, P. B. and Wood, D. B. : 1982, WINK Status Report, No. 10.
- 11— Morton, D. C. and Adams, T. F. : 1968, Astrophys. J. 151, 611.
- 12— Grygar, J., Cooper, M. L. and Jurkevich, I. : 1972, Bull. Astron. Inst. Czecha. 23, 147.
- 13— Zeipel, H. von. : 1924, Mon. Not. R. Astron. Soc. 84, 665.
- 14— Plavec, M. and Kratochvil, P. : 1964, Bull. Astron. Inst. Czech. 15, 165.

NN CEPHEİ'NİN FOTOELEKTRİK IŞIK ÖLÇÜMÜ(*)

Necdet Güdür, mr Gülmen, Cengiz Sezer

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

ÖZET : Parlak sayılabilecek olan örten çiftin ilk kez fotoelektrik ışık eğrisi elde edilmiş, ışık öğeleri hesaplanmış, Russell—Merrill ve Wood yöntemleriyle çözümlenmiştir. Dizgenin Algol türünden ayrıık bir çift olduğu sonucuna varılmıştır.

1. GİRİş

NN Cep= BD+ 61° 2384 = HD 217796 nın bir örten değişen yıldız olduğu Figer ve Rolland (1977) tarafından bulunmuştur. Oldukça parlak ($m_{ptg} = 8^m.1$) olması ve baş minimumunda yaklaşık $0^m.4$ lik bir snme göstermesine rağmen değişen olarak bulunuuşunun gecikmesi ilgintır. Figer ve Rolland (1977), dürbünle yaptıkları görsel gözlemler sonucu, yıldızın değişen olması yanında yaklaşık olarak ışık öğelerini de bulmuşlardır. İlk fotoelektrik ışık eğrisi ve duyarlı ışık ğeleri Güdür ve Gülmen (1980) tarafından yayımlanmıştır. Figer ve Rolland'ın ışık öğeleri :

$$\text{MinI} = \text{JD HeI } 24\ 42\ 959.57 + 2^g.058.E. \\ \pm 7 \quad \pm 2$$

biçiminde olup ışık eğrisi de β Lyr olarak önerilmişti. Güdür ve Gülmen'in fotoelektrik gözlemleri sonucu ışık öğeleri :

$$\text{MinI} = \text{JD HeI } 24\ 44\ 507.4033 + 2^g.058305.E. \\ \pm 4 \quad \pm 5$$

olarak bulunmuş ve ışık eğrisinin biçimi de Algol türü olarak belirlenmiştir. Güdür ve Gülmen'in 1979 ve 1980 yıllarında yaptıkları 21 gecelik gözlemlerle tamamlanamıyan fotoelektrik ışık eğrisi 1981 yılında yapılan dokuz gecelik gözlemlerle tamamlanarak yeni minimum zamanlarıyla birlikte yayımlanmıştır (bkz. Gülmen, Güdür ve Sezer, 1982). Böylece daha önce bulunan ışık öğeleri de denetlenmiştir. Gözlemlerin tümü Ege Üniversitesi Rasathanesindeki 48 cm lik Cassegrain teleskobuyla yapılmış ve EMI 9781A fotokatlandırıcı tb ile standard B,V süzgeçleri kullanılmıştır. Mukayese ve denet yıldızına ilişkin bilgiler değişeninkilerle birlikte izelge I de verilmektedir.

(*) alışma TÜBİTAK Uzay Bilimleri Araştırma ünitesince desteklenmiştir.

ÇİZELGE I

Değişen, mukayese ve denet yıldızlarına ilişkin bilgiler

Yıldız	HD	m(ptm)	Sp.	α (1900)	δ (1900)
NN Cep (değişen)	217796	8 ^m .1	A5	22 ^{sa} 58 ^{dk} .1	61° 58'
BD+61° 2388(mukayese)	218229	8.0	A	23 01.3	61 50
BD+61° 2385 (denet)	217966	7.8	A0	22 59.3	62 06

Yapılan gözlemler, kullanılan mukayese yıldızının parlaklığının değişmediğini göstermiştir. Gözlemler çözümlenmeden önce, her gece için ayrı ayrı sömükleştirme katsayısı bulunarak, atmosfer sömükleştirme düzeltmeleri yapılmış ve güneş merkezine indirgenmiş olarak yayınlanmıştır (bkz. Güdür ve arkadaşları, 1983).

2. RUSSELL-MERRİLL YÖNTEMİYLE ÇÖZÜM

Fotoelektrik ışık eğrisi ilk kez elde edilmiş ve yıldızla ilişkin daha önce bir tayf incelemesi yapılmamış olduğundan ilk çözümlemenin Russell-Merrill (1952) yöntemiyle yapılması uygun görülmüştür. İndirgeme için, ışık eğrisinin tutulmalar dışındaki bölümünden elde edilen Fourier katsayıları Çizelge II de, bulunan çözüm sonuçları da Çizelge III de verilmektedir.

ÇİZELGE II

Arındırmanın Fourier katsayıları

Renk	A0	A1	A2	B1	B2
B	1.9226 ±13	-0.0059 ±10	-0.0383 ±11	-0.0016 ±8	0.0002 ±8
V	1.9269 ±8	-0.0050 ±6	-0.0335 ±7	-0.0006 ±5	-0.0004 ±5

Russell-Merrill'in (1952) χ fonksiyonlarına göre baş minimum örtülme, yan minimum ise örtme olarak belirlenmiştir.

ÇİZELGE III

Russell—Merrill yöntemiyle bulunan çözüm sonuçları

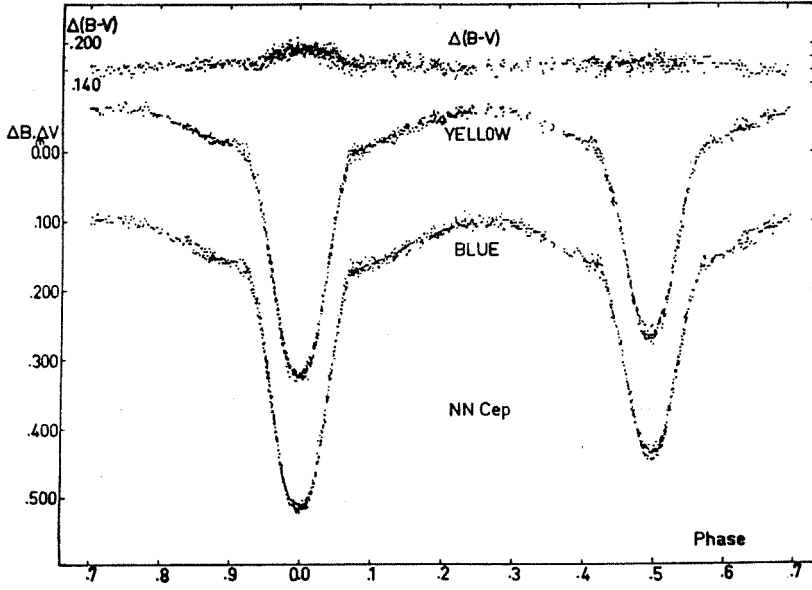
Renk	k	i	r_g	L_s	x_s (kabul)	x_g (kabul)
B	0.52	80.1	0.332	0.258	0.8	0.8
V	0.53	80.5	0.326	0.246	0.6	0.6

3. WOOD YÖNTEMİYLE ÇÖZÜM

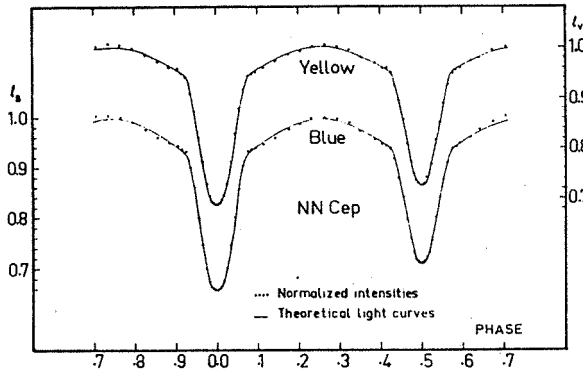
B ve V renklerinde elde edilen fotoelektrik ışık eğrileri daha sonra ayrı ayrı Wood (1971, 1972, 1973—1978) yöntemiyle çözümlenmiştir. Russell—Merrill yöntemiyle bulunan Çizelge III deki değerler giriş öğeleri olarak kullanılmışlardır. Çözümler WINK Status Report 9'a göre yapılmıştır. B rengindeki 1171, V rengindeki 1056 gözlem noktası 68 normal noktaya indirgenmiştir. Baş yıldızın sıcaklığı, HD katalogunda verilen A5V tayf türü gözönüne alınarak, Morton ve Adams'ın (1968) sıcaklık ölçeğine göre 8500 K seçilmiş, çözümler boyunca sabit tutulmuştur. i yörünge eğikliği, T_B yoldaş yıldızın sıcaklığı, r_A baş minimumda örtülen yıldızın bozulmamış yarıçapı ve $k = r_B/r_A$ yarıçaplar oranı serbest parametreler olarak alınmışlardır. u_A ve u_B kenar kararma katsayıları Grygar ve arkadaşlarının (1972) yayınından tayf türlerine bakılarak seçilmiş ve sabit tutulmuşlardır. β_A ve β_B çekim kararma katsayıları için Von Zeipel'in (1924) ışıyım dengesindeki atmosferlere ilişkin verdiği 0.25 değerleri, W_A ve W_B yansıtma katsayıları için ise yine ışıyım dengesindeki atmosferler için kullanılan 1.0 değerleri alınmış ve sabit tutulmuşlardır. n_A ve n_B politropik indis değerleri 5.0 alınmıştır. $q = m_B / m_A$ kütle oranı için herhangi bir değer elimizde olmadığından q ya 0.1 aralıklarla değerler verilerek çözümler yapılmış ve sonunda en küçük yanılğı değerini veren 1.4 değeri kullanılmıştır. Çözüm sonunda bulunan değerler sabit tutulup q değeri hesaplatılmış ve $q = 1.39 \pm 0.03$ değeri elde edilmiştir. Her iki renk bölgesinde bulunan çözümlerin sonuçları Çizelge IV de verilmektedir.

Wood yöntemiyle bulunan öğelerle elde edilen kuramsal eğrinin normal gözlem noktalarına uygunluğu Şekil 2 den görülebilir. Şekilden görüldüğü gibi uyuşma çok iyidir. Şekil 1 de ise NN Cep'in gözlenen fotoelektrik ışık ve renk eğrileri verilmektedir.

Çözüm sonucuna göre tutulmalar parçalıdır. Baş minimum yine örtülme, yan minimum örtme olarak belirlenmiştir. Biraz daha sıcak olan ve baş minimumda örtülen A yıldızının yarıçapı diğerine kıyasla daha küçüktür. Bileşenlerin görelî yarıçapları, Plavec ve Kratochvil'in (1964) verdiği Roche loblarına kıyasla küçük olduğundan NN Cep, "Ayrık" bir çift yıldız olarak sınıflandırılabilir. Dizgenin salt boyutlarının ve kütlelerinin bulunabilmesi için spektroskopik gözlemlere gerek vardır.



Şekil 1 : NN Cep'in fotoelektrik ışık ve renk eğrileri.



Şekil 2 : Wood yöntemiyle bulunan ve Çizelge 4 de verilen öğelerle elde edilen kuramsal eğrilerle normal gözlem noktalarının uyuşumu.

ÇİZELGE IV
Wood yöntemiyle elde edilen çözüm sonuçları

Öğeler	Mavi	Sarı
i	$80^{\circ}.4 \pm 0^{\circ}.3$	$80^{\circ}.3 \pm 0^{\circ}.3$
u_A	0.73	0.56
u_B	0.73	0.56
W_A	1.0	1.0
W_B	1.0	1.0
$T_A^{(eq)}$	8500 K	8500 K
$T_A^{(pol.)}$	8551 K	8553 K
$T_B^{(eq.)}$	8306 ± 13 K	8262 ± 16 K
$T_B^{(pol.)}$	8528 K	8489
r_A	0.172 ± 0.003	0.174 ± 0.003
k	1.87 ± 0.03	1.86 ± 0.03
a_A	0.174	0.176
b_A	0.172	0.175
c_A	0.171	0.173
a_B	0.337	0.341
b_B	0.326	0.329
c_B	0.317	0.320
q	1.39 ± 0.03	1.39 ± 0.03
L_A	0.234	0.240
L_B	0.766	0.760
r.m.s. error	± 0.0039	± 0.0034

KAYNAKLAR

- Figier, A. ve Rolland, R. : 1977, Inform. Bull. Var. Stars, Nr. 1231.
 Grygar, J., Cooper, M. L. ve Jurkevich, I. : 1972, Bull. Astron. Inst. Czech. 23, 147.
 Güdür, N. ve Fülmen, Ö. : 1980, Inform. Bull. Var. Stars, Nr. 1881.
 Gülmen, Ö., Güdür, N. ve Sezer, C. : 1982, Inform. Bull. Var. Stars, Nr. 2099.
 Güdür, N., Gülmen, Ö., Sezer, C. ve Şengonca, H. : 1983, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 51
 27.
 Morton, D. C. ve Adams, T. F. : 1968, Astrophys. J., 151, 611.
 Plavec, M. ve Kratochvil, P. : 1964, Bull. Astron. Inst. Czech. 15, 165.
 Russell, H. N. ve Merrill, J. E. : 1952, Contr. Princeton Univ. Obs. 26.
 Wood, D. B. : 1971, Astron. J., 76, 701.
 Wood, D. B. : 1972, A Computer Program For Modeling Non-Spherical Eclipsing Binary
 Star Systems, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, Maryland.
 Wood, D. B. : 1973-1978, WINK Status Reports 1-9 (özel haberleşme).
 Zeipel, H. von. : 1924, Mon. Not. R. Astron. Soc., 84, 665.

ÖRTEN ÇİFT YILDIZLARIN IŞIK DEĞİŞİMLERİNİN GÖZLENEBİLEN BİR KISMININ ANALİZİ İLE DİZGE ÖĞELERİNİN HESAPLANMASI

Osman Demircan

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET : Bugüne değin örten çift yıldızların ışık eğrilerinin analizi için geliştirilen tüm yöntemler ancak ve ancak incelenmek istenen örten çift yıldızın ışık değişimi en az bir dolanma dönemi boyunca gözlenmişse uygulanabilir. Tamamlanmamış yarım ışık eğrilerinin dizge öğelerinin bulunması amacıyla analizini temel alan tek yöntem (Demircan, 1983) ayrık örten çift yıldızlar için uygulanabilir duruma getirilmiş ve yakınlık etkileri boşlanabilen yeterince ayrık CD Tau ve V909 Cyg dizgeleri için ilk uygulamalar yapılmıştır. Bu yıldızlara ilişkin gözlemler Ege Üniversitesi Gözlemevinden alınmıştır. İlk uygulamalar sonunda çözümlerin kendi aralarında tutarlı olmadığı görülmüş ve tutulma başlangıç ve ortalarındaki gözlemlerin kullanılmaması halinde çözümlerin güvenilir olmayacağı anlaşılmıştır.

Genel olarak yakın çift yıldızların ışık eğrilerinin analizindeki önem bu yoldan elde edilen bilgilerin çağdaş astrofizik bilginin önemli bir bölümünü oluşturmamasındandır. Bilindiği gibi uzayda tek yıldızların gözlemlerinden dış katmanlara ilişkin sıcaklık (renk ve iyonlaşma), kimyasal bileşim, basınç (Stark olayı yardımıyla) ve manyetik alan (Zeeman olayı yardımıyla) hatta aydınlatma gücü ve dönme değerleri bulunabilir. Fakat bu gözlemler bize yıldızın kütlesi, mutlak boyutları, biçimi ve iç yapısı hakkında fazla birşey söylemezler. Gözlediğimiz tek değil fakat görsel bir çift yıldızsa gözlemlerden bu son büyüklüklere ilişkin bilgilerde elde edilebilir. Fakat biliyoruz ki 100 parsekten daha uzakta görsel çift yıldız gözlenemez. Bu bakımdan yukardaki büyüklükler hakkında bilgi edinmenin daha genel yolu tüm galakside hatta yakın galaksilerde dahi gözlenebilen ve bütün yıldızların yarısından fazlasını oluşturan yakın çift yıldızların gözlemlerinin analizidir. Diyebiliriz ki yakın çift yıldızların gözlemleri (fotometrik ve tayfsal) bütün yıldızların yakın çift yıldızlar aracılığıyla bize iletmek istedikleri bilginin, bir bakıma, Morse alfabesi gibi bir alfabeyle yazılmış şeklidir. İletilmek istenen bilgi öz olarak : Yakın çift dizgenin bileşenlerine, yakın çevresine ve görelî yörüngeye ilişkin hemen hemen tüm geometrik ve fiziksel bilgidir. Astrofiziğin önemli bir sorunu bu gözlemler şifresini çözüp söz konusu bilgiye dönüştürmektedir. Böyle bir dönüşüm öncelikle şifreyi oluşturan bilgiye göre dizgenin bir modelinin kurulmasını gerektirir. Bu fiziksel olduğu kadar matematiksel bir problemidir. Yıldızların gerçek fizik ve geometrisiyle, kurulan model arasındaki farkın, gözlemler esas alınarak, küçültülmesine yönelik çalışmalar yıldızlar astrofiziğini gittikçe daha gerçel bilgilerle yenilenmektedir. Yakın çift yıldızların ışık değişimlerinin gerçel modeller yardımıyla analizini temel alan genel yöntemlerin bir irdelemesi "Photometric and Spectroscopic Binary Systems (1981, Ed: B. Carling and Z. Kopal; D. Reidel Publ. Co. Holland)" kitabında verilmiştir.

Bu konuda 1880 yılından bu yana yayımlanan tüm yöntemler ancak ve ancak incelenmek istenen yakın çift yıldız dizgesinin ışık değişimi dizgenin en az bir dolanma dönemi boyunca gözlenmişse uygulanabilir. Dizgeden alınan maksimum ışının gözlemsel olarak bilinmesi ve ışık değişiminin bu değere göre normalize edilmesi gereklidir. Halbuki birçok yakın çift yıldızın (özellikle dolanma dönemi bir tam günün katlarına yakın olan çift yıldızların) fotometrik ve/veya tayfsal gözlemlerini bir dolanma dönemi boyunca aynı gözlemevinde tamamlamak oldukça zordur. Bu nedenle gözlemevlerinde birçok yakın çift yıldız dizgesine ait tamamlanamamış yarım kalmış ışık değişim eğrisi vardır. Bunların bir çoğu dizgelere ilişkin dönem değişimi, element bolluğu gibi incelemelerde kullanılsa da diğer önemli öğelerin bulunmasında kullanılamamaktadır.

Bu düşünceler ışığında örten çift yıldızların gözlenebilen yarım ışık eğrilerinin, dizge öğeleri için analizini amaçlayan bir yöntem geliştirilmiştir (Demircan 1983 *Astrophys. Space Sci.* 91, 407). Bu yöntem gözlemlerden en az bir kısmının tutulma evreleri içersinde olmasını gerektirmektedir. Geliştirilen yöntem bu çalışmada, pratikte vereceği sonuçları daha iyi görebilmek için önce yakınlık etkilerinin boşlanabileceği ayrık örten çift yıldızlar için uygulanabilir duruma getirildi ve ilk gerçel uygulamalar olarak Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan CD Tau ve V909 Cyg çiftlerinin B rengindeki birkaç gecelik gözlemleri ele alındı.

Henüz tamamlanmamış olan çalışmanın ilk sonuçlarına göre :

1— α —integralleri için seri açılımları kullanıldığında yöntem oldukça hızlı çalışmaktadır. Bir iterasyon sadece $\sim$ bir saniyelik bilgisayar zamanı almaktadır.

2— Farklı girdi öge setleri için aynı olması beklenen çıktı öğeleri arasında tutarsızlıklar vardır. Gözlemsel eğri ile çakışma çok iyi olduğu halde çıktı öğeleri güvenilir değildir

3— Tutulma eğrilerinin doğrusal kısmı kullanıldığında çözüm öğeleri oldukça tutarsızken tutulma başlangıcı ve tutulma ortalarına ilişkin gözlemler kullanıldığında daha tutarlı çözümler elde edilebilmektedir.

4— Kuramsal noktalarla gözlemsel noktaların iyi uyuşması çözümün güvenilirliği için iyi bir ölçek değildir.

5— Çözümler arasındaki tutarsızlıkların nedenleri a) Girdi ögesi olarak verilen iterasyon adımlarının uygun olmayabileceği, b) İterasyonda kullanılan türevlerin artımlar olarak yaklaşıklıkla hesaplanmasından doğan yanlışların büyük olabileceği ve c) α —integralleri için kullanılan bağıntılardan nümerik değerlerin en fazla onbinde beş doğrulukla elde edilmesinin iterasyonlar için yeterli olmayabileceği şeklinde düşünülmektedir.

Sürdürülecek olan çalışma sonunda bu belirsizlikler daha iyi anlaşılacak ve sonuçlar detaylı olarak ayrı bir yerde yayımlanacaktır.

DM PERSEI ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ FOTOMETRİK ANALİZİ

Cengiz Sezer

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

ÖZET : Ege Üniversitesi Rasathanesinde 18 gecelik gözlemler sonucu elde edilen DM Per örten değişen dizgesinin B, U ışık eğrileri D.B. Wood'un WINK yöntemiyle çözümlenmiş ve dizgenin fiziksel ve geometrik öğeleri belirlenmiştir.

1. GİRİŞ

DM Per = BD + 55° 616 = HD 14871 yıldızının Algol türü bir örten çift olduğu Hoffmeister (1943) tarafından bulunmuş ve ilk ışık öğeleri yine kendisi tarafından (1944) verilmiştir. Deutsch (1945), yıldızı tayfsal olarak incelemiş ve tayf türünü B5 olarak sınıflandırmıştır. Hidrojen çizgilerinden elde edilen dikine hız eğrisi $e = 0.09$, helyum çizgilerinden elde edileni ise $e = 0.11$ değerini vermiştir. Deutsch'e göre helyum çizgilerinden elde edilen değerler daha uygundur.

Dizgenin ilk ayrıntılı fotoelektrik incelemesi Colacevich (1950) tarafından yapılmış ve baş minimumun çıkış omuzunda dizgenin toplam ışığının hemen hemen sabit kalıp daha sonra maksimuma ulaştığı bulunmuştur. Colacevich, ikinci bileşenin tayf türünü A6 varsayarak geometrik öğeleri $k=1, i=80^\circ$ olarak belirlemiştir. Scaltriti (1976), sarı renkte ($\lambda_{\max} = 5150 \text{ \AA}$) elde ettiği fotoelektrik ışık eğrisini Russell-Merrill yöntemiyle çözmüş ve baş minimumun örtülme olduğunu varsayarak $k = 0.99, i = 75^\circ.9$ değerlerini bulmuştur. Dizgenin ışık öğelerini ise şöyle vermiştir :

$$\text{Min I HeI} = 24\ 41\ 920.4543 + 2^{\text{d}.7277427} \text{ E.} \\ \pm 6 \qquad \qquad \pm 8$$

Giuricin ve arkadaşları (1981), Colacevich ve Scaltriti'nin ışık eğrilerini WINK programı (Wood, 1972, 1973-78) ile çözmüşler, Scaltriti'nin ve Colacevich'in sarı renkteki ışık eğrilerinin çözümünden baş minimumu örtülme, Colacevich'in mavi renkteki ışık eğrisinden örtme olarak bulmuşlardır.

2. GÖZLEMLER VE ÇÖZÜM

Dizge Ege Üniversitesi Rasathanesinin 48 cm lik Cassegrain teleskobu ile 1980 ve 1981 gözlem dönemlerinde 18 gece gözlenerek B rengine 741, V rengine 738 gözlem noktası elde edilmiştir. BD + 55° 590 mukayese, BD + 55° 587 ise denet yıldızı olarak

ULUSAL ASTRONOMİ TOPLANTISI TEBLİĞLERİ, 1984, (175 - 179)
Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi yayını, 1985.

kullanılmıştır. Gözlemler (değişen—mukayese) her gece için bulunan atmosfer sönmükleştirme katsayıları kullanılarak atmosfer dışına indirgenmiştir. Gözlemler süresince üç baş, üç yan minimum elde edilmiş ve elde edilen minimum zamanları Çizelge I de, dizgenin B,V ışık eğrileriyle renk eğrisi Şekil 1 de verilmiştir.

ÇİZELGE I
DM Persei'nin minimum zamanları

HeI.Min.JD.	Filtre	Min.	O—C
24 44 491.3405	B,V	II	-0.0113
499.5237	"	II	-0.0113
506.3519	"	I	-0.0025
510.4348	"	II	-0.0112
517.2671	"	I	0.0018
566.3676	"	I	0.0029

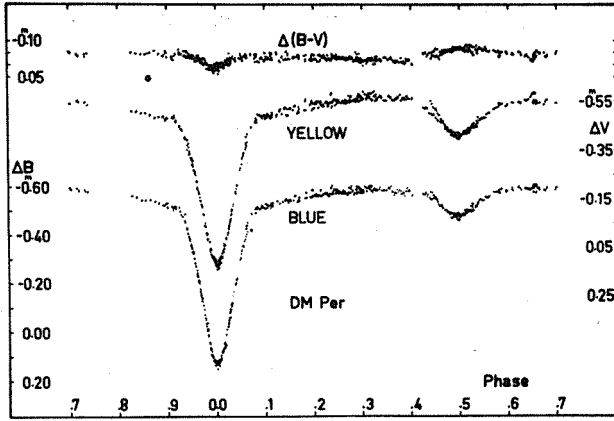
O—C değerlerinin ve evrelerin hesabında Scaltriti'nin öğeleri kullanılmıştır. Çizelge I deki yan minimuma ilişkin O—C değerleri yan minimum ortasının 0.5 evrede olmadığını göstermektedir.

B ve V renklerinde elde edilen ışık eğrileri Wood yöntemiyle çözümlendi. Kullandığımız WINK programı 1 den 10 a kadar olan raporları içermekte olup 10. rapor Etzel ve Wood (1982) tarafından hazırlanmıştır. Çözüm için herbir renkte 62 normal nokta oluşturuldu. Yörünge eğikliği i , baş minimumda örtülen yıldızın bozulmamış kesirsel yarıçapı r_A , bozulmamış yarıçaplar oranı $k = r_B / r_A$, yan minimumda örtülen yıldızın sıcaklığı T_B , 0.25 evredeki parlaklık, $e \sin \omega$, $e \cos \omega$ değişken parametreler seçildi. $e \cos \omega$ için başlangıç değeri,

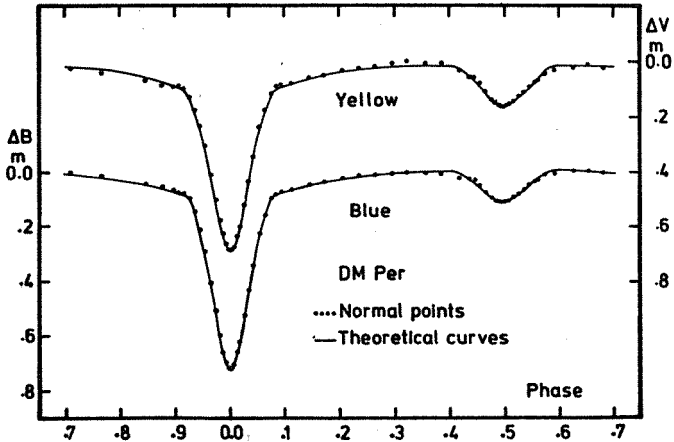
$$e \cos \omega = \pi \delta / (1 + \operatorname{cosec}^2 i)$$

bağıntısından hesaplandı. Burada δ yan minimumun kayma miktarını göstermektedir. Bulunan bu değeri Deutsch'ün verileriyle birleştirerek $e \sin \omega$ için başlangıç değeri saptandı. Diğer başlangıç öğeleri Giuricin ve arkadaşlarından alındı.

Değişken olmayan parametrelerden kenar kararım katsayıları u_A ve u_B Grygar ve arkadaşları 'dan (1972) çekim kararımı katsayıları β_A ve β_B von Zeipel'den (1924) 0.25 olarak, baş yıldızın sıcaklığı B5 tayf türüne karşılık Morton ve Adams'dan (1968) 15600 K olarak alındı. Yansıtma katsayıları W_A ve W_B ışımlı atmosfere karşılık gelmek üzere 1.0, politropik indisler n_A ve n_B 5.0 alındı. Kütle oranı $q = M_B / M_A$ Giuricin ve arkadaşlarının çözümünden 0.24 alındı. Bu değişken parametrelerle B ve V renklerinde çözümler



Şekil 1 : DM Persel'nin B ve V ışık ve B—V renk eğrileri.



Şekil 2 : DM Persel'nin normal noktaları ve Çizelge II de verilen çözümlere karşılık gelen kuramsal eğriler (Parlaklıklar maksimumda sıfır olacak şekilde normalize edilmiştir.).

elde edildi. Elde edilen çözümler Çizelge II de, bu çözümlere karşılık gelen kuramsal eğriler ve normal noktalar Şekil 2 de görülmektedir. Kesin çözümlere ulaşıldıktan sonra kütle oranı değişken bırakılarak hesaplandı. Bulunan kütle oranları yanılgılarıyla birlikte Çizelge II de verilmektedir.

ÇİZELGE II
Wood yöntemiyle bulunan sonuçlar

Elementler	Mavi	Sarı
i	$78^{\circ}.1 \pm 0^{\circ}.3$	$77^{\circ}.3 \pm 0^{\circ}.3$
e sin ω	0.136 ± 0.014	0.109 ± 0.014
e cos ω	-0.0045 ± 0.0018	-0.00002 ± 0.00159
u_A	0.46	0.37
u_B	0.75	0.58
W_A	1.0	1.0
W_B	1.0	1.0
T_A (eq.)	15600 K	15600 K
T_A (pol.)	15885 K	15855 K
T_B (eq.)	7045 ± 97 K	7951 ± 131 K
T_B (pol.)	7280 K	8244 K
r_A	0.318 ± 0.007	0.305 ± 0.009
k	0.763 ± 0.027	0.821 ± 0.035
a_A	0.326	0.312
b_A	0.323	0.309
c_A	0.317	0.304
a_B	0.265	0.277
b_B	0.245	0.253
c_B	0.236	0.243
q	0.178 ± 0.002	0.163 ± 0.006
L_A	0.978	0.959
L_B	0.022	0.041
r.m.s. hata(şiddet)	0.0066	0.0068

3. SONUÇLAR

Çözümlerimiz, tutulmaların parçalı, baş minimumun transit (örtme) olduğunu vermektedir. İkinci bileşen Roche lobunu doldurmuş olup dizge yarı ayrık bir örten çifttir.

Işık eğrilerinde göze çarpan özellikler şunlardır :

- a— Baş minimumun derinliği geceden geceye değişmektedir ($0^m.03$ civarında);
- b— Yan minimumun derinliği ve şekli de geceden geceye değişmektedir;
- c— V rengindeki yan minimum derinliği B dekinden oldukça derindir;
- d— Her iki renkteki yan minimum bakışıksızdır;
- e— Tutulmalar dışında da geceden geceye değişimler görülmektedir;
- f— Dizgenin toplam ışığı baş minimum omuzlarında hemen hemen sabit kalıp daha sonra yavaş yavaş artmakta ve 0.3 evre civarında maksimuma ulaşmaktadır (bu durum muhtemelen soğuk bileşenden sıcak bileşene doğru akan bir gaz akımındandır).

V rengindeki büyük saçılmadan dolayı $e \cos \omega$ değeri yanılıgıyla karşılaştırıldığında çok küçük gözükmesine karşın, gözlemlerimiz ve çözümlerimiz DM Per örten çift dizgesinin basık bir elips yörüngeye sahip olduğunu göstermektedir.

KAYNAKLAR

- Colacevich, A. : 1950, Mem. Soc. Astron. Ital. 21, 275.
 Deutsch, A. J. : 1945, Astrophys. J. 102, 496.
 Etzel, P. B. and Wood, D. B. : 1982, WINK Status Report 10.
 Giuricin, G., Mardirossian, F. and Predolin, F. : 1981, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 43, 251.
 Grygar, J., Cooper, M. L. and Jurkevich, I. : 1972, Bull. Astron. Inst. Czech. 23, 147.
 Hoffmeister, C. : 1943, Astron. Nachr. 274, 36.
 Hoffmeister, C. : 1944, Mitt. veränderl. Sterne. No. 85.
 Morton, D. C. and Adams, T. F. : 1968, Astrophys. J. 151, 611.
 Scaltriti, F. : 1976, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 25, 291.
 Wood, D. B. : 1971, Astron. J. 76, 701.
 Wood, D. B. : 1972, A Computer Program For Modeling Non—Spherical Eclipsing Binary Systems, Goddard Space Flight Center, Greenbelt, Maryland.
 Wood, D. B. : 1973—78, WINK Status Reports—9.
 Zeipel, H. von : 1924, Mon. Not. R. Astron. Soc. 84, 665.

MINİMUM DEĞİŞTİREN W UMa TİPİ ÖRTEN ÇİFT YILDIZLAR

Zeki Aslan

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, ANKARA

1. GİRİŞ

W UMa yıldızları, bileşenleri bitişik örtene çiftlerdir. Tayf türleri erken A ile erken K arasındadır. Binendijk (1970), bu dizgeleri iki sınıfa ayırdı : A türü, W türü. Birinci minimumda A türünde baş yıldız, W türünde yoldaş tutulmaktadır. Her iki durumda baş yıldız, yani daha kütleli ve parlak bileşen aynı zamanda daha büyüktür. Dairesel yörünge için bu, küçük yıldızın daha sıcak olduğu anlamına gelmektedir. Halbuki fotometrik gözlemler, birinci ve ikinci minimum arasında sıcaklık farkı olarak açıklanabilecek renk farkı vermemektedir (Ör. Linnell 1980, Stepien 1980). Morötesi uydu gözlemleri sıcaklık farkına dayalı ışık eğrisi modeli ile uyuşmamaktadır (Eaton, Wu ve Rucinski 1980).

Değene çift yıldızları açıklamaya çalışan iki kuram vardır. Ne TRQ kuramı (ısısal uyum salınımları, Lucy 1976, Flannery 1976, Robertson ve Eggleton 1977) ne de DSC kuramı (süreksizlik, Shu, Lubow ve Anderson 1976, 1979, Lubow ve Shu 1977) bu yıldızları açıklayabilmektedir. (Lucy ve Wilson 1979, Machnacki 1981, Eaton 1983) Lucy'nin (1968) ortak konvektif zarf modeli ile A-türü ışık eğrisi açıklanabildiği halde W türü açıklanamamaktadır (ör. Lucy 1973).

2. MINİMUM DEĞİŞTİREN DİZGELERİN ÖZELLİKLERİ

W türü ile A türünü birbirinden ayırmak her zaman kolay değildir. Bu ayırımı güçleştiren hatta anlamsız kılan gözlemler son yıllarda artmaktadır : Kimi W dizgelerinde minimumlar yer değiştirmektedir. Kaynaklardan topladığımız böyle yıldızlar Cizelge I de verilmiştir. Bunlar tayf türü, ışık eğrisinin diğer özellikleri bakımından W alt türü olarak sınıflanabilen, çoğunluğu önceleri böyle sınıflanan dizgelerdir.

Burada kimi dizgelerin ışık eğrilerinin özelliklerini vermek yararlı olacaktır. Cizelge II de CK Boo (Derman ve Aslan, yayınlanmamış) ve RV Gru (Duerbeck ve Walter, 1983) dizgelerinin renkleri minimum derinlikleri ve iki minimum derinliği arasındaki fark verilmektedir. Görüleceği üzere minimum derinliği yer değiştirmektedir. CK Boo da bu yer değiştirme dönemsel olabilir (3.8 ya da 7.5 yıl). Minimumlar arasında renk farkı, dolayısıyla bileşenler arasında sıcaklık farkı yoktur. Her iki minimum derinliği de değişmektedir. Parlaklık değişimi ile birlikte renk de değişmektedir, parlaklık artınca renkte de mavileşme sezilmektedir.

ÇİZELGE I
Minimum değıştiren W UMA dizgeleri

	Dönem	Sp. T	q	B-V	δ (U-B)	b
RV Gru	0 ^d .259			0 ^m .93		-59°
XY Leo	0.284	K0	0.79*	0.98	0 ^m .10	+50 3. cisim
TZ Boo	0.297	65-K0	0.22	0.63	0.18	+59 3. cisim
AC Boo	0.352	F8	0.300	0.62	0.13	+79
CK Boo	0.355	G0		6		+63
AM Leo	0.366	F8	0.415	0.53	0.07	+59
XY Boo	0.371	F5	0.185	0.49	0.09	+75

* tayf kütle oranı

İyi gözlenmiş TZ Boo'da minimumlar arasındaki kadir farkı + 0^m.15 ile -0^m.12 arasında 3.5 yıllık dönemle değışmektedir (Hoffmann 1978, 1980). Değışmenin çoğu Min I dedir. Minimumlar arasındaki renk farkı, kadir farkına bağılı olarak, -0^m.03 ile + 0^m.02 arasında değışmektedir. Hoffmann, TZ Boo da RS CVn'lere benzer dalga göçü olmadığını belirtmektedir. Renk değışimini yerel sıcaklık değışimine yani lekelerle bağlamaktadır. (Poe ve Eaton (1983) a göre ise B-V renk değışiminin çoğunun kaynağı lekeler değı kenar kararmasıdır ve B-V den leke sıcaklığı ölçülemez). TZ Boo, aynı zamanda X-ışınımı kaynağıdır ve X-ışınımı gücü A türü ile W türü arasına düşmektedir (Geyer ve Hoffmann 1983).

XY Leo da minimum derinlikleri arasındaki farkı Kaluzny ve Pojmanski (1983) lekelerle değı bileşenler arasındaki sıcaklık farkına bağlamaktadırlar. Bu yazarlara göre dizgenin parlaklık değışimi "başvuru sıcaklığının" değışimi ile açıklanabilir.

Gözlemler arttıkça minimum değıştiren W UMA ların sayısının da artacağı kesindir. Örneğin VW Cep'de Çizelge I dekilere benzemektedir. Her iki minimum değışmektedir. Bugüne kadar yapılan gözlemler minimumların zaman zaman eşitlendiğini göstermektedir (ör. Kotarska ve Glowina 1983).

3. A VE W TÜRLERİ İLE KARŞILAŞTIRMA

WA ile gösterdiğimiz minimum değıştiren dizgeleri A ve W türleri ile karşılaştırmak için, gözlenen ve hesaplanan çeşitli parametrelerin ortalamaları Çizelge III de verilmiştir. Çoğunluğu Eggen'in (1967) gözlemlerine dayanan B-V, δ (U-B), E(B-V) değerleri ve diğer parametreler Mochnacki (1981) ile Rucinski ve Kaluzny (1981) den alınmıştır.

CIZELGE II
a) CK Boo

(B-V) deg — (B-V) muh					M deg — M muh				
0.00	0.50	0.75	0.25		Mini B	Mini B	Mini V	Maxi B	Maxi B
1976	+0 ^m .012 ± 2.7 ±	+0 ^m .011 4.9 ±	+0 ^m .006 ± 1.6 ±	+0 ^m .003 3.0	1 ^m .384	+0 ^m .034	+0 ^m .032	1 ^m .135	1 ^m .12
1977	+0.004 1.3	+0.001 1.6	-0.004 1.5	-0.003 1.9	1.356	+0.028	+0.025	1.07	1.085
1978	+0.001 2.1	+0.001 3.1	-0.013 1.9	-0.002 5.5	1.317	-0.016	-0.002		1.07
1981	-0.001 1.6	+0.004 2.0	+0.004 4.9	-0.007 2.6	1.328	-0.004	+0.005		1.085
1982	-0.002 3.8	-0.001 3.5	-0.013 4.0	-0.011 4.2	1.325	-0.010	+0.07	1.075	1.07
	+0.003	+0.002	-0.005	-0.005					
b) RV Gru									
1975	0 ^m .258	0 ^m .249			0 ^m .512	+0 ^m .017			
1976	0.263	0.263			0.520	-0.030			
1978	0.242	0.250			0.440	-0.060			
	0.254	0.254							

b) RV Gru

0^m.512 +0^m.017
0.520 -0.030
0.440 -0.060

ÇİZELGE III
W UMa dizgelerinin ortalama özellikleri

	W	W A	A
P	$0^d.35 \pm 0.06 / \sqrt{21}$	$0.32 \pm 9.04 / \sqrt{6}$	$0.48 \pm 0.09 / \sqrt{10}$
(b-y) ₀	$0^m.44 \pm 0.11 / \sqrt{12}$	$0^m.40 \pm 0.08 / \sqrt{5}$	$0^m.27 \pm 0.07 / \sqrt{9}$
(B-V) ₀	$0^m.70 \pm 0.17 / \sqrt{19}$	$0.68 \pm 0.19 / \sqrt{6}$	$0.40 \pm 0.10 / \sqrt{10}$
$\delta(U-B)$	$0^m.05 \pm 0.04 / \sqrt{11}$	$0.11 \pm 0.04 / \sqrt{5}$	$0.07 \pm 0.04 / \sqrt{7}$
$\delta(u-b)$	$0^m.02 \pm 0.10 / \sqrt{12}$	$0.12 \pm 0.05 / \sqrt{5}$	$0.04 \pm 0.06 / \sqrt{7}$
δM_1	$0^m.01 \pm 0.06 / \sqrt{12}$	$0.06 \pm 0.03 / \sqrt{5}$	$0.03 \pm 0.03 / \sqrt{7}$
q	$0.57 \pm 0.17 / \sqrt{20}$	$0.38 \pm 0.21 / \sqrt{5}$	$0.22 \pm 0.09 / \sqrt{10}$
F	1.13	1.22	1.47
b	40°	60	20
(U,V,W)	(-6, -22, -9)km/s		(-6, -27, -19)
($\sigma_u, \sigma_v, \sigma_w$)	(32, 26, 12)km/s		(21, 27, 12)
n	9		6
P0	.275	.163	.136

Çizelge III ü olduğu gibi alırsak WA ile A ve W türleri arasında önemli ayrılıklar ve benzerlikler vardır. Bunlar şöyle özetlenebilir.

1. Çizelge II de W ve A türlerine ait ortalama değerler, bu türler arasındaki bilinen farklılıkları sergilemektedir. Galaktik enlemdeki beklenmeyen fark ve WA dizgelerinin yüksek enlemi, yıldız azlığı ve olası gözlemsel seçicilik nedenleriyle belki de önemli değildir.

2. WA lar ortalama olarak daha kısa dönemlidir. WA ile A arasında tayf sınıfı açısından önemli bir fark yoktur.

3. WA dizgelerinin kütle oranı q ve Roche şişimini doldurma parametresi F, W ile A türleri arasındadır. TRO kuramına göre, evrimleşmiş W UMa dizgelerinde q daha küçük olmalıdır (Lucy ve Wilson 1979). Eğer A—dizgeleri daha ileri evrim evresinde iseler (Wilson 1978, Mochnacki 1981) Çizelge II ye göre WA dizgeleri ara evrim evresindedirler. Başlangıçta oluşumdaki kütle ve kütle oranı dağılımına bağlı olarak bu yaş sıralaması anlamına da gelebilir. Kinematik veriler bu noktaya ışık tutmaktan uzaktır.

4. WA dizgelerinde belirgin morötesi artığı vardır. Çizelge I de verilen dizgeler Mochnacki (1981) nin (P, B-V) Rucinski ve Kaluzny (1981) nin (p, b-y) diyagramının mavi sınırında toplanmaktadırlar. Eggen (1967) değen yıldızlardaki morötesi artığı yaş etkisi olarak yorumlamıştır. Hoffmann (1978) morötesi artığı en yüksek olan TZ Boo da yaş etkisi ya da ek UV ışımasının olabileceğini öne sürmüştür. Rucinski ve Kaluzny (1981)

uvby fotometresinden, verilen bir renkte, kısa dönemlerde ek Balmer salması olduğu sonucuna varmışlar ve bu morötesi artışı artmış kromosfer etkinliği olarak yorumlamışlardır.

WA dizgeleri daha kısa dönemli olduklarına göre bu beklenebilir. Çünkü geç tip yıldızlarda kromosfer, geçiş bölgesi ve korona salmaları, tayf sınıfından bağımsız olarak, dönme dönemi uzadıkça azalmaktadır (ör. Marilli ve Catalano 1984). Ancak Rucinski ve Vilhu (1983) IUE gözlemlerinde kromosfer ve geçiş bölgesi çizgi akılarının yörünge dönemine çok duyarlı olmadığını bulmuşlardır. Diğer taraftan TZ Boo nun (Çizelge I) X-ışınını salması W dizgeleri ile A dizgeleri arasındadır (Dupree 1981, Geyer ve Hoffmann 1983).

Rucinski ve Kaluzny (1981) ye göre artmış kromosfer etkinliği gösteren dizgeler, TRO çevriminde, değme durumuna yeni gelmiş dizgeler olabilir. Eğer WA dizgeleri kromosfer etkinliği gerçekten artmış dizgelerse Çizelge II deki q ve F değerleri bunların değme durumuna yeni gelmediğini göstermektedir.

4. TARTIŞMA

Yukarıda değinildiği gibi, W UMa çift yıldızlarında iki çeşit ışık eğrisinin varlığı kuramsal olarak açıklanamamaktadır. Kuramcılar çoğu zaman A ve W ayırımını ışımsal zarf ve konvektif zarf ayırımı olarak görmüşlerdir (ör. Rahunen 1981). A-türü ışık eğrilerinin kararlı olduğu kanısı da buna delil olarak gösterilmiştir. Eaton (1983), 14 W UMa dizgesinin IUE gözlemlerinden kromosfer ve geçiş bölgesi salmasının en azından A tayf sınıfına kadar uzandığını bulmuştur. Bu salmanın görelî yeğînlîği her iki alt tür için yaklaşık olarak aynıdır. Diğer taraftan bu yıldızlar için düşük kenar kararması, düşük çekim kararması bulunmaktadır. O halde A alt türünde de ışımsal olmayan enerji aktarımı söz konusudur. Bu durumda her iki tür de konvektif olabilir. (Eaton 1983).

Öte yandan A-türünün ışık eğrilerinin kararlı olduğuna ilişkin yaygın kanının da doğru olmadığı ortaya çıkmaktadır. Hrivnak (1982), A türü ışık eğrisine sahip AW UMa da dönem değışimini, ışık eğrisinde, özellikle birinci minimumda, kısa ve uzun dönemli değışimler görmüştür. Benzer değışimler A türü çift AK Her de de vardır (bkz. Hrivnak 1982). Gözlemler arttıkça kararlı olmayan A-türü çift sayısının da artacağı kesindir.

O halde iki ışık eğrisi arasındaki fark neden ileri gelmektedir ? Bu konuda görüş birliğı olmamasına karşın W türü ışık eğrilerinin baş yıldızda oluşan lekelerle açıklanabileceğı düşüncesi yaygınlık kazanmaktadır (bkz. Demircan 1984). Eğer lekeler kromosfer ve geçiş bölgesi etkinliğı ile ilişkili ise daha çok morötesi gözlemleri bu konuya açıklık getirebilir (Rucinski ve Vilhu 1983). Eaton'a (1983) göre W UMa dizgelerinin morötesi etkinliğı geniş bir sıcaklık aralığında, DSC kuramının tersine, W dan A türüne süreklilik göstermektedir. Çizelge I de verilen ara dizgelerin varliğı (ve gün geçtikçe sayılarının artması) ve Çizelge III kanımızca bu süreklilik yargısını kuvvetle desteklemektedir. Kromosfer, geçiş bölgesi etkinliğı ile leke etkinliğı birbirleriyle ve hızlı dönme ile ilgili ise lekelerin yalnız baş yıldızda oluşması bu sürekliliğı ve Çizelge III ü açıklamaya yetmez. Eğer dönme, konveksiyon etkileşimi önemli ise bunun yalnız W türü dizgenin baş yıldızında olması için bir neden yoktur. Kanımızca W UMa dizgelerinde, etkinliğı baskın olan

bileşen ışık eğrisi biçimini de belirlemektedir. Şu senaryo akla daha yatkındır (soğuk leke etkinliği için) :

A türü ya da küçük kütle oranı : baskın etkinlik yoldaş da

WA türü ya da orta kütle oranı : baskın etkinlik iki bileşende

W türü ya da büyük kütle oranı : baskın etkinlik baş yıldızda

Bu sıralama, ortalama olarak sıcaklık ve dolayısıyla konveksiyon yeğinliği sıralamasıdır. Bunun P, i, q ve M, ile bileşimi yıldızlar arasındaki ışık eğrileri ve etkinlik farkını doğurmaktadır. CK Boo ve RV Gru gibi dizgelerde gözlenen toplam renk ve parlaklık değişimi

a) Uyumlu etkinlikle, b) Ortak konvektif zarfın uzun dönemli zonklamaları ile, ya da c) Bileşenlerde yarıçap değişimi ile açıklanabilir. Nitekim Hrivnak (1982) AW UMa'nın ışık eğrilerindeki değişimlerin a) İkinci yıldızda sıcaklık değişimi ve her iki yıldızda yarıçap değişimi ya da b) Değişken sıcak leke ile açıklanabileceğini hesaplamıştır. Ancak (b) maddesi yukarıda Çizelge III için önerilen senaryoya ters düşmektedir.

Eğer soğuk leke açıklaması doğru ise ve herhangi bir yöntemle bu etkinliklerin (yüzey parlaklığındaki değişimlerin) ışık eğrisindeki etkileri matematiksel olarak temsil edilebilir ve ışık eğrisinden çıkarılabilirse, diğer bir deyişle baskın yıldızın yüzey parlaklığının en büyük olduğu ışık eğrisi evresi bulunursa, W—A ayırımı da ortadan kalkmalıdır. Bu düşüncüyü CK Boo'ya uygulamaya çalıştık. Tutulmalar dışı, sonlu Fourier serisi ile temsil edildi. Etkinliğin 0.0 ve 0.5 evrelerine uzantılarının doğru temsil edildiği varsayımı ile ışık eğrileri kabaca düzeltildi. Yalnız tutulmadan ileri gelen derinlikler Çizelge IV de verilmiştir.

ÇİZELGE IV

CK Boo

Kabaca 'düzeltilmiş' minimum derinlikleri

$\Delta m = \Delta m$ (ışık eğrisi) — Δm (Fourier) = tutulmadaki "kadir kaybı"

		ΔM_I	$\Delta M_I - \Delta M_{II}$
1976	V	+0 ^m .039 + .008	—0 ^m .017
	B	+0.027	—0.030
1977	V	+0.038	—0.008
	B	+0.034	—0.011
1978	V	+0.021	—0.025
	B	+0.019	—0.037
1981	V	+0.026	—0.042
	B	+0.023	—0.032
1982	V	+0.024	—0.025
	B	+0.040	—0.008

Min derinliğinde yer değiştirme yok. Min II daha derin.

Görüleceği üzere a) Tutulma derinliği az, b) Min II daha derin, c) Minimumlarda yer değiştirme yoktur. Bu durumda CK Boo'da bizim Min II dediğimiz evre Min I olmalıdır. A ya da W ayırımı için radyal hız gözlemlerine gereksinme vardır.

Hoffmann'ın (1978) verdiği ikinci ve dördüncü merteye Fourier katsayılarını kullanarak aynı yöntemi TZ Boo'ya da uygulamak istedik. Ancak Fourier katsayılar, minimumları iyi temsil etmiyor, "Fourier derinlikleri" çoğu kez gözlenen (toplam) derinliği bile aşıyor. Benzer işlemler RV Gru gibi birkaç ışık eğrisi olan dizgelere de uygulanacaktır.

KAYNAKLAR

- Binnendijk, L. : 1970, *Vistas in Astronomy* 12, 217.
 Demircan, O. : 1984, *Doğa*, Seri A1, 8, 137.
 Duerbeck, H. W. ve Walter, K. : 1983, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 54, 545.
 Dupree, A. K. : 1981, "Solar Phenomena in Stars and Stellar Systems" Ed. R. M. Bonnett ve A.K. Dupree. s. 407.
 Eaton, J. A. : 1983, *Astrophys. J.* 268, 800.
 Eaton, J. A., Wu, C.C., ve Rucinski, S.M.: *Astrophys. J.*, 239, 919.
 Eggen, O.J.: 1967, *Mem. R.A.S.* 70, 111.
 Flannery, B.P.: 1976, *Astrophys. J.* 205, 217.
 Geyer, E. H., ve Hoffmann, M.: 1983, *Astron. Space Sci.* 97, 225.
 Hoffmann, M.: 1978, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 33, 63.
 Hoffmann, M. : 1980, *Astron. Astrophys. Suppl. Ser.* 40, 263.
 Hrivnak, B.J. : 1982, *Astrophys. J.* 260, 744.
 Kaluzny, J., ve Pojmanski, G. : 1983, *Acta Astronomica* 33, 277.
 Kotarska, I., ve Glowina, Z.: 1983, *Astron. Nachr.* 304, 181.
 Linnell, A. P.: 1980, *IAU Symp. No. 88*, "Close Binary Stars : Observations and Interpretation" Ed. M. J. Plavec, D. M. Popper ve R.K. Ulrich. s. 505.
 Lubow, S. H. ve Shu, F. H.: 1977, *Astrophys. J.* 211, 853.
 Lucy, L. B. : 1968, *Astrophys. J.* 151, 1123.
 Lucy, L. B. : 1973, *Astron. Space Sci.* 22, 381.
 Lucy, L. B. : 1976, *Astrophys. J.* 205, 208.
 Lucy, L. B., ve Wilson, R. E. : 1979, *Astrophys. J.* 231, 502.
 Marilli, E., ve Catalano, S.: 1984, *Astron. Astrophys.* 133, 57.
 Mochnacki, S. W. : 1981, *Astrophys. J.* 245, 650.
 Poe, C. H., ve Eaton, J. A. : *Wisconsin Astrophysics* No. 184.
 Rahunen, T. : 1981, *Astron. Astrophys.* 102, 81.
 Robertson, J. A., Eggleton, P.P. : 1977, *Mon. Not. R. Astr. Soc.* 179, 359.
 Rucinski, S. M., ve Kaluzny, J. : 1981, *Acta Astronomica* 31, 409.
 Rucinski, S. M. ve Vilhu, O.: 1983, *Mon. Not. R. Astr. Soc.* 202, 1221.
 Shu, F. H., Lubow, S. H. ve Anderson, L.: 1976, *Astrophys. J.* 209, 536.
 Shu, F. H., Lubow, S. H. ve Anderson, L.: 1979, *Astrophys. J.* 229, 223.
 Stepień, K. : 1980, *Acta Astronomica* 30, 315.
 Wilson, R. E. : 1978, *Astrophys. J.* 224, 885.

RT Lac ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ IŞIK EĞRİSİNDEKİ DEĞİŞMELER

Cafer İbanoğlu, M. Okan Tümer, Serdar Evren

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

ÖZET: RT Lac örten çift yıldızının çeşitli yıllarda elde edilmiş ışık eğrileri birbirleriyle karşılaştırılarak sistemin ışık eğrisindeki değişimleri incelenmiş bu değişimlerin nedenleri tartışılmıştır.

1. GİRİŞ

RT Lacertae örten çift yıldızının parlaklığındaki değişmeler 1908 yılında Ceraski tarafından bulundu (Wachmann, 1935). Fotoğrafik ışık eğrisini 1935 yılında ilk kez elde eden Wachmann minimum derinliklerinin eşit olduğunu belirtirken Himpel'in (1936) bir yıl sonra elde ettiği gözlemler minimum derinlikleri arasında 0.1 kadirlik fark olduğunu ortaya koymuştur. Çiftin daha duyarlı fotoelektrik gözlemleri ancak tamamen bakışsız olup tutulmalar dışındaki parlaklık farkı 0.14 kadiri bulmaktadır. Öte yandan 1947 yılında Hiltner, 1976 yılında da Popper ve Ulrich'in yaptığı tayfsal gözlemler, her iki bileşene ilişkin Ca II çizgilerinin salma çizgileri olarak görüldüğünü ortaya koymuştur. Salma çizgilerinin varlığının ve tutulmalar dışında dalga biçimi bozulmanın görülmesinden sonra RT Lac'ın Hall (1976) tarafından RS CVn türü lekeli yıldızlar grubu içersine alındığını görüyoruz. RT Lac, RS CVn türü yıldızların kimi özelliklerini taşımasına karşın bileşenlerin kütleleri birbirinden çok farklıdır. RS CVn yıldızlarında bileşenlerin kütleleri oranı bire yakinken RT Lac'da bu oran 2.5 dolayındadır.

Hall ve Haslag (1976) çiftin 1890 ile 1970 yılları arasında elde edilen 50 ye yakın ışık eğrisini bir araya getirerek incelemişlerdir. Bu incelemeye göre dalga genliği $0^m.17$ ile $0^m.01$ arasında 30 yıllık bir dönemle değişmektedir. Dalga minimumunun da 9.5 yıllık bir dönemle azalan evrelere doğru kaydığı ileri sürülmüştür. Dalga genliğindeki 30 yıllık değişimin güneşteki 11 yıllık leke çevrimine benzediği belirtilmektedir.

RT Lac optik bölgede olduğu kadar kızılöte ve radyo bölgelerinde de ilginç değişimler göstermektedir. Milone'un (1976) kızılöte parlaklığının beklenenden daha fazla olduğunu göstermiştir. Kızılötedeki bu fazlalığın evreye göre de değişim göstermesine dayanılarak bileşenler arasında ya da onların çevresinde bir madde olduğu öne sürülmüştür. Öte yandan 1975 Mayıs ayında Gibson ve arkadaşlarının yaptığı radyo gözlemleri RT Lac'ın RS CVn yıldızları içersinde en kuvvetli radyo salıcısı olduğunu göstermiştir. 3.7 cm deki radyo salmaları 20 Mayıs 1975 de bir saat içersinde 30 kat birden artmıştır.

Işık eğrisi zamanla değişen RT Lac'ın geometrik ve fiziksel parametrelerinin bulunması için ilk girişim Milone (1977) tarafından yapılmıştır. 1965 ve 1969 yıllarında elde edilen ışık eğrilerinin birbirinden farklı olması nedeniyle ayrı ayrı değerlendirilmiştir.

Tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi Fourier serisiyle temsil edilerek ışık eğrileri arındırıldığında iki ışık eğrisinin birbirinden yine farklı olduğu görülmüştür. Bunun üzerine,

$$I'' = I' - (1-f_p) (I' - 1)$$

şeklinde bir bağıntıyla ışık eğrilerinin özellikle Min I bölgeleri çakıştırılmaya çalışılmıştır. Burada f_p baş yıldızın kesirsel ışık kaybıdır. Aynı ışık eğrileri başka bir yaklaşımla Eaton ve Hall (1979) tarafından çözülmeye çalışılmıştır. Bu çözümde yıldızlardan birinin yüzeyinin lekelerle kaplandığı varsayılmış ve lekelerin kapladığı alan,

$$A = B + C [(1 + \cos(\lambda - \lambda_0)) / 2] + D f(\lambda_1, \Delta\lambda),$$

şeklinde bir bağıntıyla temsil edilmiştir. Burada λ yörünge hareketi yönünde boylamı göstermektedir. B, C ve D sabitleri gözlenen ışık eğrisine göre değişebilen sabitlerdir. Bu iki çözümün sonuçlarını Çizelge I de karşılaştıralım.

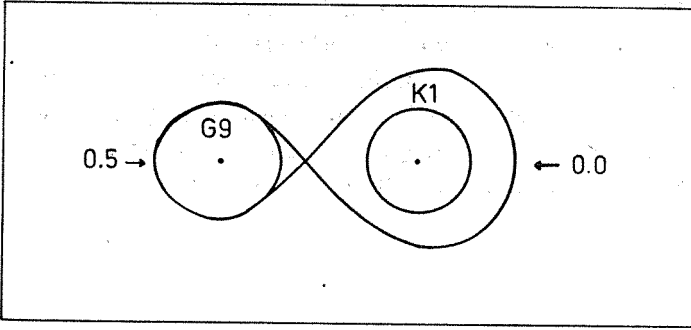
ÇİZELGE I

Element	Milone (1977)		Eaton ve Hall (1979)	
i	88°9		89°	
r_g	0.282		0.295	
r_s	0.259		0.270	
L_g	0.588	T_g	5715 °K	
L_s	0.412	T_s	5300 °K	

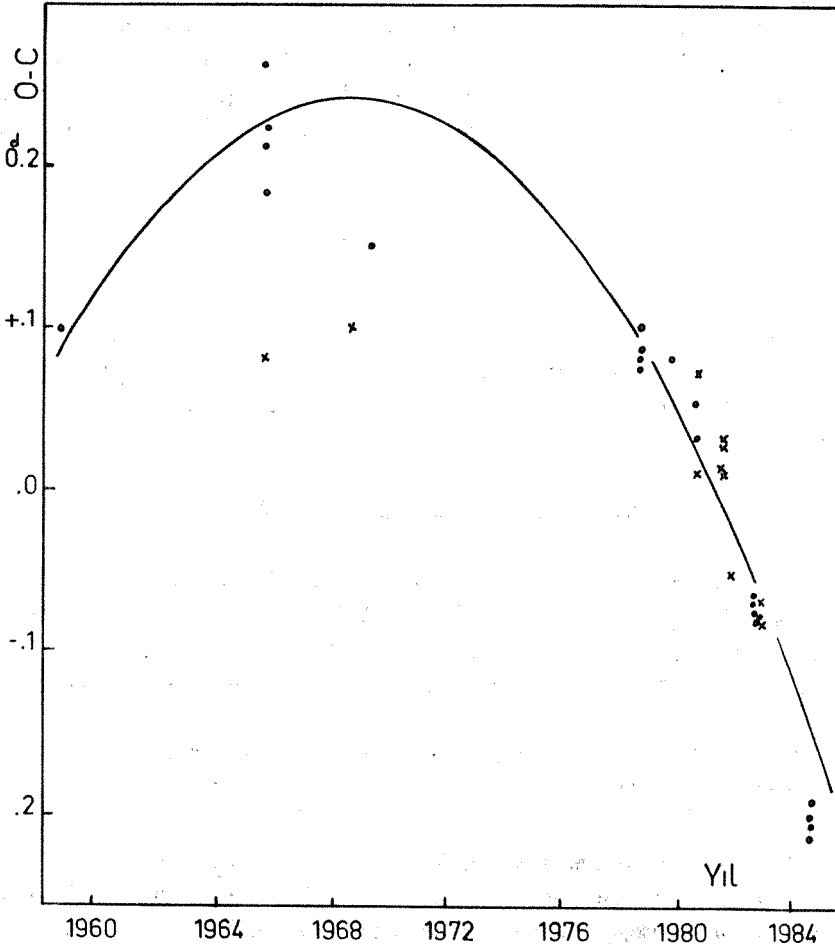
Bu iki çözüme göre ön tayf türündeki G9 bileşeni baş minimumda örtülmektedir (Şekil 1). Öyleyse baş minimumda renk kızıllaşmalıdır. Halbuki gözlemlerden elde edilen renk değişimi rengin baş minimumda mavileştiğini göstermektedir. Geri tayf türündeki bileşen öndeyken rengin mavileşmesi bu yıldızın görünürdeki diskinin büyük bir kısmının kararmış olmasıyla belki açıklanabilir. Ancak, bu durumda da tutulma süresi ve biçiminin değişmesi gerekir.

RT Lac'ın bugüne değin açıklanamayan özelliklerini şöyle sıralayabiliriz :

- a— Tutulmalar dışında maksimumlar arasındaki büyük parlaklık farkı,
- b— Rengin baş minimumda mavileşip yan minimumda kızıllaşması,
- c— Bileşenler arasında madde taşınımı veya bileşenlerden birisini çevreleyen gaz zarfın varlığı,
- d— Dönemdeki değişmeler,
- e— Evre bağımlı ve bağımsız kızılöte artışı,



Şekil 1 : Bileşenlerin büyüklükleri ve Roche yüzeyleri.



Şekil 2 : RT Lac'ın dönem değişimi. (x) ile gösterilenler Min II ve karşılık gelen O-C ler olup hesaplamada kullanılmamıştır.

- f— Öteki RS CVn yıldızlarına göre çok kuvvetli radyo salmaları,
g— Sistemin duyarlı parametrelerinin elde edilememesi.

Burada sözünü ettiğimiz olayların açıklanabilmesi için sistemin art ardına uzun yıllar gözlenmesi gerekiyordu. Bu amaçla 1978 Temmuz ayında çiftin gözlemlerine başladık ve bugüne değin sürdürdük. Sistemin yörünge döneminin 5.074 gün olması ışık eğrisinin tamamının elde edilmesini güçleştirmiştir. Bu bakımdan bazı yıllarda ışık eğrisinde boşluklar vardır.

2. DÖNEM DEĞİŞİMİ

1890 ile 1974 yılları arasında elde edilen minimum zamanları Hall ve Kreiner (1980) tarafından derlenerek incelenmiştir. Dönemin zamanla büyüdüğü bunun da küçük kütleli bileşenden büyük kütleli bileşene madde taşınımından meydana gelebileceği ileri sürülmüştür. 1958 ile 1982 yılları arasında elde edilen fotoelektrik minimum zamanlarına karşı gelen O—C değerlerini dönem sayısı (E) ya da yıllara göre işaretlediğimizde Şekil 2 deki gibi bir değişim görürüz. Bu değişimin parabolik ifadesi yazılarak en küçük kareler yöntemiyle ışık eğrileri,

$$\text{Min I} = \text{JD He I } 2444\,873.3648 + 5^{\text{d}}.0739496 \text{ E} - 2^{\text{d}}.7 \times 10^{-8} \text{ E}^2$$

±8 ±43 ±3

şeklinde bulunmuştur. Görüldüğü gibi çiftin yörünge dönemi zamanla azalmaktadır. Azalma miktarı yüzyılda 34 saniye yöresindedir. 1984 yılında elde edilen minimum zamanlarına karşılık gelen O—C sapmaları parabolün daha da altında kalmakta, dönemdeki kısalmanın biraz daha büyük olduğunu göstermektedir.

3. IŞIK EĞRİSİNDEKİ DEĞİŞMELER

Işık eğrisi zamanla değiştiği için her yılın ışık eğrisinin biçimi ötekilerden farklıdır. Işık eğrilerini birbiriyle karşılaştırmak, aradaki farkı görebilmek için ortalama bir ışık eğrisiyle karşılaştırmak istiyoruz. Bu ortalama ışık eğrisi, 1980 yılına ilişkin ışık eğrisinin hiç bir düzeltme ya da indirgeme yapılmadan Wood yöntemiyle çözümünden bulunan

$$i=84^{\circ}4 \quad r_A=0.304 \quad r_B=0.312 \quad T_A=4518^{\circ}\text{K} \quad T_B=4732^{\circ}\text{K}$$

$$L_A=0.447 \quad L_B=0.553$$

elementlerine karşılık gelen kuramsal ışık eğrisidir. Şimdi bu kuramsal eğriyle 1978 den bu yana art arda elde ettiğimiz sekiz yılın geniş band B ışık eğrilerini karşılaştıralım.

1978 IŞIK EĞRİSİ : İki eğri yan minimum dolayında birbiriyle uyusurken baş minimum ve tutulmalar dışında birbirinden ayrılmaktadır. Maksimum I deki fark 0^m.065

iken baş minimum ortasında $0^m.19$ dir. Sistem ortalama ışık eğrisine göre daha sönüktür (Şekil 3).

1979 IŞIK EĞRİSİ : Bu kez sistemin tutulmalar dışında $0^m.07$ parladığını görüyoruz. Fakat baş minimumda $0^m.09$ daha sönüktür (Şekil 4). Baş minimum kollarındaki bakışsızlık açık bir şekilde görülmektedir. Üstelik Temmuz–Ağustos aylarında elde edilen gözlemler Ekim–Kasım aylarında elde edilen gözlemlerden ayrılmaktadır. Minimum derinlikleri hemen hemen eşittir.

1980 IŞIK EĞRİSİ : Sistem maksimum I de sönük, maksimum II de ise daha parlaktır (Şekil 5). Min II derinliği Min I derinliğini geçmiştir.

1981 IŞIK EĞRİSİ : Maksimum I de sistem $0^m.075$ daha parlaktır. Min I derinliği $0^m.2$ artmıştır (Şekil 6). Min II derinliğindeki artma ise $0^m.04$ dolayındadır.

1982 IŞIK EĞRİSİ : Sistem yine maksimum I de parlak, maksimum II de ise daha sönüktür (Şekil 7). Tutulmalar dışındaki parlaklık değişimi bir önceki yılın ışık eğrisine tamamen benzemesine karşın minimum derinliklerinin birazcık azaldığı görülmektedir.

1983 IŞIK EĞRİSİ : Tutulmalar dışındaki parlaklık sabit kalırken, Min I deki parlaklık $0^m.09$ artmış, dolayısıyla minimum derinliği azalmıştır (Şekil 8).

1984 IŞIK EĞRİSİ : Maksimum I önceki yılın ışık eğrisiyle uyuyurken Maksimum II de $0^m.1$ i geçen bir parlama vardır. Her iki minimumun çıkış kolları iniş kollarından daha diktir (Şekil 9).

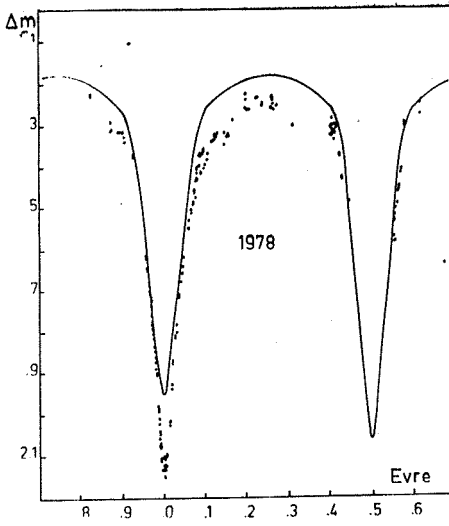
4. SONUÇLAR VE TARTIŞMA

Işık eğrisinin dört farklı bölgesi Min I, Max I, Min II ve Max II de gözlemlerle bulunan parlaklığı kuramsal ışık eğrisindeki parlaklıklarla Çizelge II de karşılaştıralım. Bu

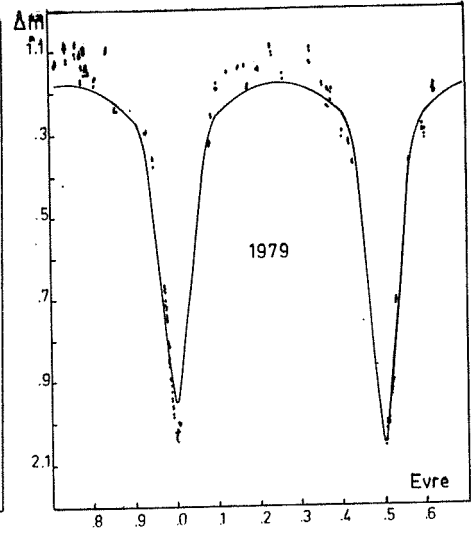
ÇİZELGE II

Kuramsal ışık eğrisiyle gözlenen ışık eğrisi arasındaki parlaklık farkları.
Farklar, kuramsal değerlerden gözlem değerleri çıkartılarak bulunmuştur.

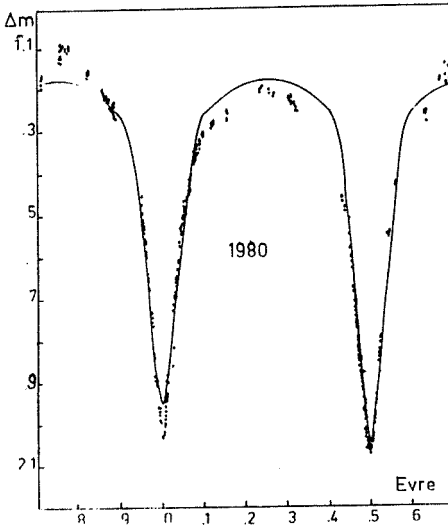
Yıl	Min I	Fark	Min II	Fark	Max I	Fark	Max II	Fark
1978	$2^m.130$	$-0^m.185$	—	—	$1^m.240$	-0.065	$1^m.225$	-0.050
1979	2.030	-0.085	2.060	-0.015	1.110	$+0.065$	1.110	$+0.065$
1980	2.030	-0.085	2.060	-0.015	1.210	-0.035	1.130	$+0.045$
1981	2.170	-0.225	2.090	-0.045	1.100	$+0.075$	1.200	-0.025
1982	2.115	-0.170	2.050	-0.005	1.110	$+0.065$	1.230	-0.055
1983	1.860	$+0.085$	2.070	-0.025	1.140	$+0.035$	1.210	-0.035
1984	1.825	$+0.120$	2.120	-0.075	1.125	$+0.050$	1.075	$+0.100$
1965	2.215	-0.270	—	—	1.310	-0.135	1.180	-0.005
Kuramsal	1.945		2.045		1.175		1.175	



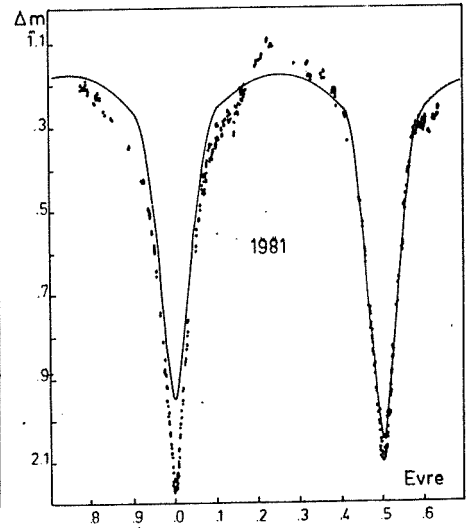
Şekil 3 : RT Lac'ın B süzgecinde 1978 yılında elde edilen ışık eğrisi ve kuramsal ışık eğrisiyle karşılaştırılması.



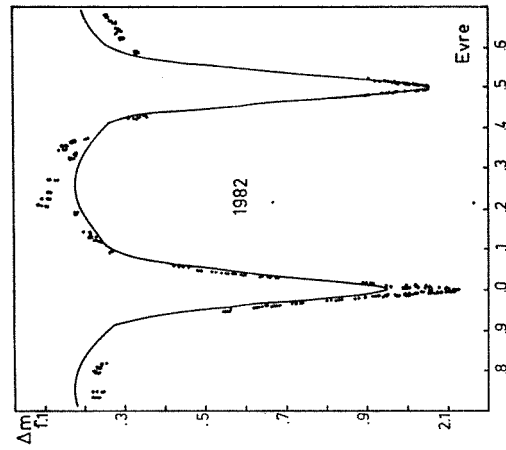
Şekil 4 : 1979 yılı ışık eğrisi.



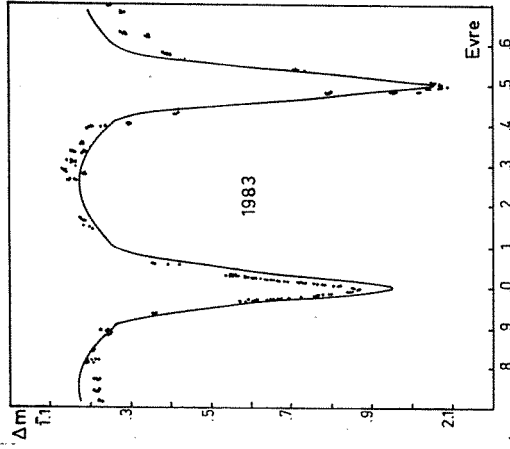
Şekil 5 : 1980 yılı ışık eğrisi.



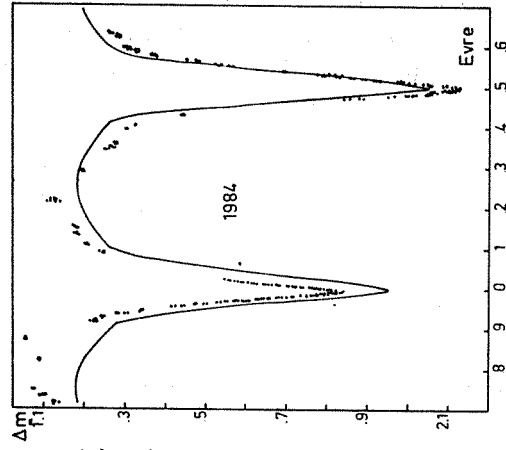
Şekil 6 : 1981 yılı ışık eğrisi.



Şekil 7 : 1982 yılı ışık eğrisi.



Şekil 8 : 1983 yılı ışık eğrisi.



Şekil 9 : 1984 yılı ışık eğrisi.

çizelgede görüldüğü gibi kuramsal ışık eğrisinden en büyük sapma baş minimumda ortaya çıkmaktadır. İki eğri arasındaki en iyi uyuma ise yan minimum ortasına raslamaktadır. Öte yandan Min I deki parlaklık değişimi Max II nin de benzer olarak yinelediğini görürüz. Min I de parlaklık artarken Max II de de artmaktadır. Bu değişim oldukça düzenlidir ve 4—5 yıllık bir dönem içermektedir (Şekil 10).

Bir de yıldızın rengindeki değişimleri inceleyelim. Mukayese olarak kullanılan BD+43° 4108 yıldızının belirlenen parlaklık ve rengi şöyledir :

$$m(v) = 7^m.410 \quad B-V = 1^m.355 \quad U-B = 1^m.527$$

RT Lac'm yine dört farklı evresindeki B—V değerleri Çizelge III de verilmektedir. Bu değerler yıllara göre işaretlenerek Şekil 11 de gösterilmektedir. Bunlar içerisinde yalnızca Min I deki renk değişimi düzenlilik göstermektedir. Baş minimumdaki renk değişimi ve bunlara karşılık gelen tayf türü ile etkin sıcaklıklar şöyledir :

$$\begin{array}{llll} \text{Mavi} & B-V = 1^m.040 & Te = 4720 \text{ } ^\circ K & \text{tayf türü} = K0 \\ \text{Kırmızı} & 1.100 & 4580 & K1 \end{array}$$

Halbuki Min II de ortalama renk ve buna karşılık gelen tayf türü ve etkin sıcaklıklar:

$$B-V = 1^m.185 \quad Te = 4460 \text{ } ^\circ K \quad \text{Tayf türü} = K2$$

şeklinde. Baş minimumda $0^m.4$ e varan parlaklık değişimini $140 \text{ } ^\circ K$ lik sıcaklık değişimi oluşturmaktadır. Burada verilen tayf türü ve etkin sıcaklıklar Johnson'dan (1966) alınmıştır

ÇİZELGE III

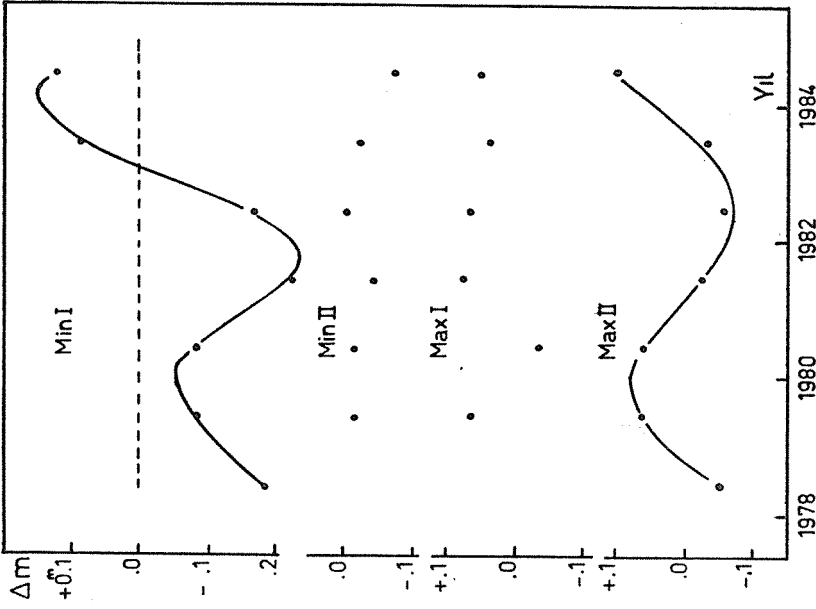
Işık eğrisinin dört farklı bölgesinde ortalama renkler

Yıl	Min I	Min II	Max I	Max II
1978	$1^m.095$	—	$1^m.125$	$1^m.105$
1979	.050	—	.125	.175
1980	.080	1.195	.145	.135
1981	.085	.195	.115	.125
1982	.087	.180	.095	.135
1983	.055	.185	.115	.115
1984	.040	.185	.080	.095
1965*	.080	.160	.140	.090

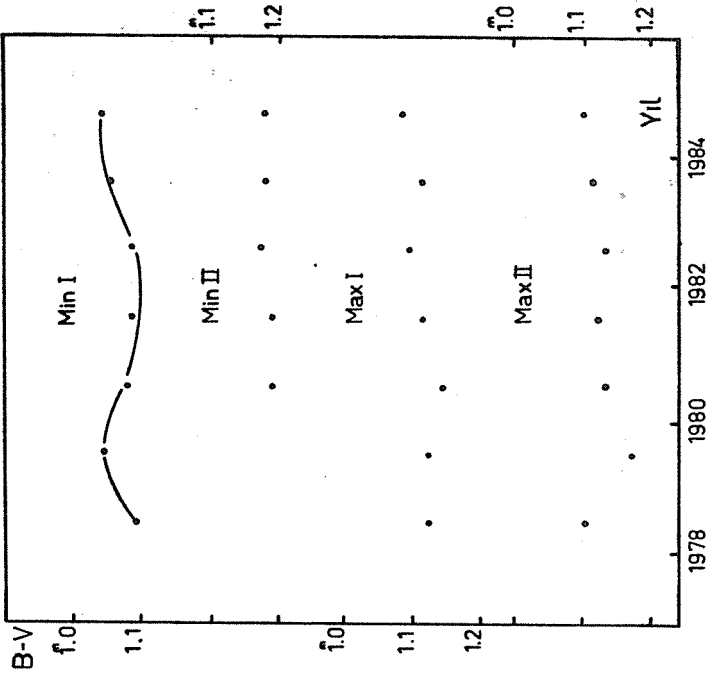
* : Milone (1968)'un ışık eğrisinden bulunan değerler

Renk ölçeklerinden bulunan tayf türleri daha önce tayfsal yöntemlerle bulunan değerlerle uyusmaktadır.

RT Lac'm ışık eğrilerindeki değişimleri nasıl açıklayabiliriz? RS CVn yıldızlarının



Şekil 10 : Min I, Max I, Min II ve Max II deki parlaklıkların ku-ramsal ışık eğrilerinden sapmalarının yıllara göre değişimi.



Şekil 11 : Min I, Max I, Min II ve Max II deki B-V renklerinin yıllara göre değişimi.

ışık eğrilerinde görülen dalga biçimi bozulmalar yıldızların birisi veya her ikisinin yüzeyindeki lekelerle açıklanmaya çalışılmaktadır. Bu yıldızlardan dalga genliği en büyük olanı $0^m.2$ ile RS CVn'nin kendisidir. RT Lac'm ışık eğrisinde özellikle Min I ortasındaki değişme $0^m.4$ i bulmaktadır. Üstelik, Min I ortasındaki parlaklık değişimi, Şekil 10 dan da görüldüğü gibi, 1978 ile 1982 yılları arasında $0^m.2$ genlikli düzenli bir değişme gösterirken 1983 yılında birdenbire $0^m.2$ i geçen bir parlama olmuştur. Bu değişim Min I ortasında görünen bileşenin bir fiziksel değişen olabileceğini akla getirebilir. Bileşenlerden birisi fiziksel değişen olsaydı tutulmalar dışında daha fazla bir değişimin ortaya çıkması gerekirdi. Yalnızca lekelerden ileri gelen bir değişim düşünüldüğünde yıldızın yüzeyinin hemen hemen tümünü lekelerle kaplamak gerekmektedir. Bu yıldızda tutulma dışındaki parlaklık değişimlerini tek bir etkiye bağlı olarak açıklamak oldukça güçtür. Çok kısa dalgaboylarından radyo dalgalarına kadar yapılan gözlemleri birlikte değerlendirdiğimizde RT Lac'da kütle kaybını gözönünde bulundurmak zorundayız. Tutulmalar dışındaki parlaklık değişimlerinin birbirine benzememesi bileşenler arasında madde taşınımının bir belirticisi olarak alınabilir. RT Lac'm uzun süreli gözlemleri göstermiştir ki RS CVn türü içersine alınan yıldızların tümündeki parlaklık değişimleri yalnızca leke etkisine bağlı olarak açıklanamaz.

KAYNAKLAR

- Eaton, J. A. ve Hall, D.S. : 1979, *Astrophys. J.* 227, 907.
 Gibson, D. M., Owen, F. N. ve Hjellming, R. M. : 1978, *Publ. Astron. Soc. Pacific* 90, 751.
 Hall, D. S. : 1976, in "Multiple Periodic Variable Stars", IAU Coll. No. 29, Budapest.
 Hall, D. S. ve Haslag, K. P. : 1976, in "Multiple Periodic Variable Stars", IAU Coll. No. 29, Budapest.
 Hall, D. S., ve Kreiner, J. M. : 1980, *Acta Astron.* 30, 387.
 Hiltner, W. A. : 1947, *Astrophys. J.* 106, 481.
 Himpel, K. : 1936, *Astron. Nachr.* 261, 254.
 Johnson, H. L. : 1963, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 4, 193.
 Milone, E. F. : 1968, *Astron. J.* 73, 708.
 Milone, E. F. : 1976, *Astrophys. J. Suppl.* 31, 93.
 Milone, E. F. : 1977, *Astron. J.* 82, 998.
 Popper, D. M. ve Ulrich, R. K. : 1976, *UCLA Astron. Astrophys. Reprint No. 5.*
 Wachmann, A. A. : 1935, *Astron. Nachr.* 255, 367.

Z Her VE RT CrB'NİN IŞIK EĞRİLERİNİN ÇÖZÜMÜ

Serdar Evren, Cafer İbanoğlu, Okan Tümer, Zeynel Tunca

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

ÖZET : Birer RS CVn çift yıldızı olan Z Her ve RT CrB çiftlerin Ege Üniversitesi gözlem-evinde sırasıyla dört ve üç yıllık gözlemler sonucu ışık eğrileri elde edilmiştir. Sistemlerin Wood ve NDE yöntemleriyle ışık eğrileri çözümlenmiştir. Farklı iki yaklaşımın sonuçları iyi uyumaktadır.

Z Her

1. GİRİŞ

Algol türü örten çift Z Her'in ışık değişimleri çeşitli araştırmalara konu olmuştur. İki renk fotoelektrik ışık eğrisi ilk defa Baglow (1952) tarafından yayınlanmış daha sonra fotoelektrik ve tayfsal gözlemlerini eşzamanlı olarak Popper (1956) yapmıştır. Tayfında iyonlaşmış kalsiyumun H ve K salmalarının varlığı Hiltner (1947) ve Popper tarafından ortaya atılmıştır. Kuvvetli H ve K salma çizgileri ve tutulmalar dışında ışık değişimleri gösterdiğinden Hall (1976) tarafından RS CVn türü yıldızlar grubuna dahil edilmiştir. Daha sonra Weiler (1978) ise H ve K salmalarına ek olarak H α salmasının olduğunu belirtmiştir.

2. GÖZLEMLER

Sistemin yörünge dönemi ($P = 3.9928012$ gün) dört güne çok yakın olduğundan bir gözlem mevsimi içinde tek bir gözlemevinden ışık eğrisinin yalnız dört bölümü gözlenebilmektedir. Bu nedenle sistem 1978 den 1981 e kadar arka arkaya dört yıl gözlenmiş ve bütün bir ışık eğrisi Evren ve arkadaşları (1982) tarafından yayınlanmıştır. Şekil 1 de Z Her'in B, V renklerindeki ışık eğrileri görülmektedir.

Ege Üniversitesi Rasathanesinde dört yıl arka arkaya yapılan gözlemler sonucunda ışık eğrisinde bazı boşluklar kalmasına rağmen, ışık eğrisinin temel şekli belirlenebilmiştir. Sistemin ışık eğrisi 0^m.03 genlikli dalga benzeri bozulmaya sahiptir. Bu ise RS CVn türü örten çift yıldızların temel özelliklerinden biridir. Dalga minimumu azalan evrelere doğru 1.4 yıl yörresinde bir dönem ile kaymaktadır. Dalganın genliği ise zamanla değişmektedir.

3. IŞIK EĞRİSİNİN ÇÖZÜMÜ

RS CVn türü örten çiftlerin ışık eğrilerinin çözümü ele alındığında bazı zorluklarla karşılaşılır. Işık eğrisi üzerine dalga yerleştirildiği zaman ışık eğrisinin maksimumlarını da

minimumlarını da bozar. Bu gibi örten çiftlerin gerçek parametrelerini bulmak için bütün bozucu etkiler gözlenen ışık eğrilerinden çıkarılmalıdır. 1978, 1980 ve 1981 yıllarına ilişkin tutulmalar dışı ışık değişimleri Fourier Serisi ile temsil edilmiştir. V rengindeki tutulmalar dışı gözlemler Şekil 2 de gösterilmektedir.

Sonuçta 2 nci dereceden yaklaşımın üçüncü dereceden yaklaşıma göre gözlemleri daha iyi temsil ettiği görülmüştür. Bununla beraber 1979 da elde edilen ışık eğrisinin iki bölümü tutulmalar içine düşer. Bundan dolayı 1979 da elde edilen gözlemler herhangi bir eğri ile temsil edilememektedir. Bozulmanın maksimum etkisi kendisini, baş minimumu izleyen ilk çeyrek evrede gösterir. Bu nedenle tutulmalar dalgadan çok fazla etkilenmemiştir. Bununla beraber, baş minimum derinliğindeki parlaklık bir ayda yaklaşık $0^m.03$ değişir ve bu, dalganın toplam genliği ile hemen hemen aynıdır. Diğer taraftan bu gibi değişimler sığ olan yan minimumda görülmez. Baş minimumda görülen bu değişimler açıkça şunu gösteriyor ki : Z Her'in ışık eğrisinde oluşan değişimler esas olarak baş minimumda görülen daha soğuk bileşenden kaynaklanmaktadır.

Z Her'in ışık eğrisinden sistemin yakınlık etkilerinin çok küçük olduğu görülmektedir. Tutulmalar dışında ve hatta baş minimumda gözlenen değişimler yakınlık etkilerinden daha ziyade dalga benzeri bozulmadan dolayı olmalıdır. Gözlemler üzerindeki dalga benzeri bozulmaların etkileri onun matematiksel ifadelerinin elde edilmesi ile ortadan kaldırılmaktadır. Ne yazık ki 1979 da elde edilen ışık eğrisinin dört bölümünden ikisi sistemin tutulmalarına karşılık geldiğinden, tutulmalar dışındaki gözlemlere uygunluk sağlayan matematiksel ifadeyi almak olanaksız görünmektedir.

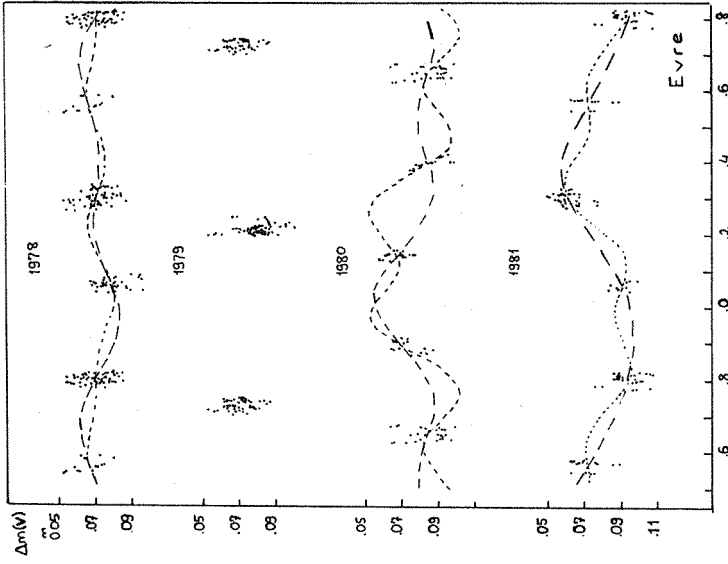
Işık eğrisinin şeklini bozan $0^m.03$ genlikli ışık değişimlerinin çözümü etkiliyebileceği beklenmemelidir. Baş minimumdaki ışık değişimleri kısa zaman aralığında olmuştur. Bu olay gözlenen ışık eğrisinden bozucu etkilerin tümünü çıkarmanın hemen hemen olanaksız olduğunu açıkça göstermektedir. Bundan dolayı tutulmalar dışındaki ve hatta baş minimumdaki ışık değişimleri gözönünde tutulmamıştır.

Her bir renk için 876 gözlem noktasından toplam 144 normal nokta oluşturulmuştur. Ondan sonra ışık eğrileri Wood'un (1971, 1972, 1973–1978) Wink ve Etzel'in (1981) Ebop bilgisayar programları yardımı ile özel işleme tabi tutulmuştur. Wink'in biraz değiştirilmiş son şekli Etzel ve Wood (Etzel, 1982) tarafından yapılmıştır. Bu program şimdi, bir öncekine göre daha hızlı çalışmaktadır.

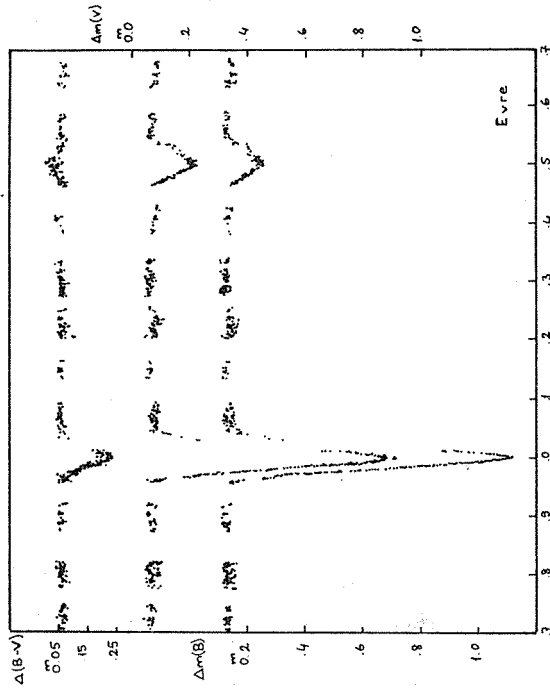
3.1. WOOD YÖNTEMİ İLE ÇÖZÜMLER

Wood yönteminin değişken olan ana parametreleri yörünge eğikliği, örtülen yıldızın yarıçapı, yarıçaplar oranı ve soğuk bileşenin yüzey sıcaklığıdır. Hesaplamalar için gerekli olan bazı parametreler çeşitli literatürlerden alınmış veya sistemin bilinen fiziksel parametrelerinden hesaplanmıştır. Bileşenlerin fiziksel özellikleri Popper tarafından bulunmuştur. Bu özellikler Çizelge I de verilmektedir.

Yöntem için gerekli sabit parametrelerden yüzey çekimi için $\log g(h) = 4.12$ ve $\log g(c) = 3.65$ değerlerini çizelgelerden hesapladık. Kenar kararına katsayıları, Grygar



Şekil 2 : V renginde tutulmalar dışı gözlemler. Kesikli çizgi : $n = 2$ için hesaplanan eğri ; noktalı çizgi : $n = 3$ için hesaplanan eğri.



Şekil 1 : Z Her'in V, B ve renk eğrileri.

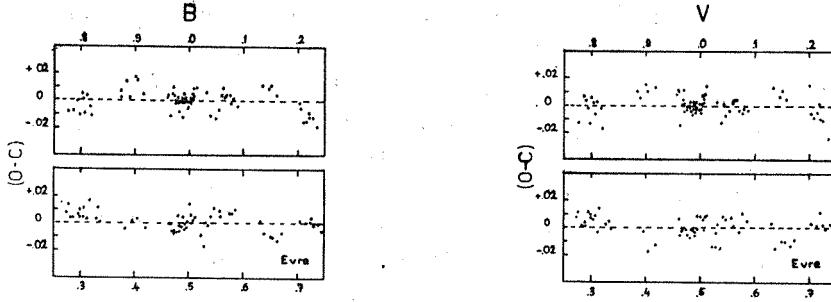
ÇİZELGE I
Z Her'in bileşenlerinin fiziksel özellikleri

	SICAK	SOĞUK
B—V	0.47	0.91
Tayf türü	F 4 IV—V	K 0 V
Kütle	1.22	1.10
Işınım gücü	4.7	2.8
Yarıçap	1.6	2.6

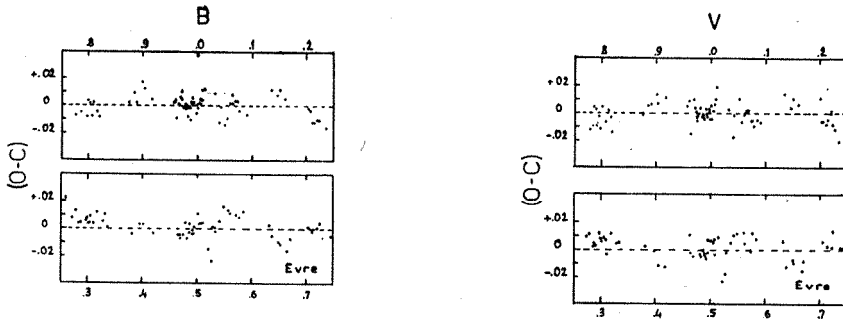
ve arkadaşlarının (1972) çizelgelerinden seçilmiştir. Çekim kararmasını temsil eden değerler sıcak bileşen için 0.25 ve soğuk bileşen için 0.08 olarak Lucy'den (1967) alınmıştır. Bunlara ek olarak yansıma katsayıları sıcak bileşen için 1.0 soğuk bileşen için 0.5 olarak alınmıştır. Çözümün en önemli parametresi sıcak bileşenin etkin sıcaklığıdır. Popper tarafından bulunan sıcak bileşenin rengi kullanılarak, Morton ve Adams'ın (1968) çizelgelerinden 6580 °K olarak bulunur. Halbuki Johnson (1966) aynı renk için 6240 °K değerini verir. Bizim çalışmamızda gözlemlerle en iyi uyumu 6580 °K sağlamıştır. Yani gözlenen ve hesaplanan yeğirlikler arasındaki standart sapmaların toplamı çok daha küçüktür. Mavi renkte ve sarı renkte gözlenen ve hesaplanan ışık arasındaki O—C farkları Şekil 3 de gösterilmektedir. İki üç yaklaştırma sonunda değerler birbirine yakın elde edilmiştir. Çözüm sonuçları Çizelge II de verilmektedir.

ÇİZELGE II

Parametre	Mavi	Sarı	Parametre	Mavi	Sarı
i	82°98±0.09	83°29±0.07	U _h	0.79	0.61
r _h	0.1196±0.0032	0.1199±0.0043	U _c	0.91	0.72
k	1.558±0.054	1.514±0.076	β _h	0.25	0.25
a _h	0.1200	0.1203	β _c	0.08	0.08
b _h	0.1197	0.1200	W _h	1.0	1.0
c _h	0.1195	0.1198	W _c	0.5	0.5
a _c	0.1890	0.1837	log g _h	4.12	4.12
b _c	0.1869	0.1819	log g _c	3.65	3.65
c _c	0.1857	0.1808	q	0.9	0.9
T _h (eq)	6580	6580	l _h	0.720	0.650
T _c (eq)	5091±12	5043±13	l _c	0.280	0.350
			σ	0.0071	0.0075



Şekil 3 : Gözlenen ve hesaplanan ışık arasındaki O—C farkları (WOOD yöntemi ile).



Şekil 4 : Gözlenen ve hesaplanan ışık arasındaki O—C farkları (NDE yöntemi ile).

3.2. NDE YÖNTEMİ İLE ÇÖZÜMLER

Nelson ve Davis (1972) tarafından geliştirilen yöntem genellikle bileşenleri küresel ya da hemen hemen küresel olan ayırık sistemler için kullanılır. Etzel (1975) öğelerin eş zamanlı ayarlanmasını sağlamak ve tutulmalar dışındaki değişimler için daha güvenilir bir model yaratmak amacıyla bu modeli geliştirdi. Ebop (Eclipsing Binary Orbit Program) programı onun tarafından yazılmıştır. Nelson ve Davis'in yeniden gözden geçirip düzelttiği yöntem şimdi Nelson–Davis–Etzel (NDE) yöntemi olarak bilinmektedir.

NDE programı önce küresel yıldız için verilen parametreler ile tutulma fonksiyonlarını hesaplar ve ondan sonra basıklık, çekim ve kenar kararmasını programa uygular. Ne yazık ki bu işlemler oldukça basık yıldızlar için yetersiz kalmaktadır.

Kenar kararırma katsayıları için Wood yönteminin hesaplarında kullanılan değerler alınmıştır. NDE yöntemiyle elde edilen fotometrik çözüm sonuçları Çizelge III de verilmektedir.

ÇİZELGE III

Parametre	Mavi	Sarı
i	$83^{\circ}02 \pm 0.12$	$83^{\circ}.21 \pm 0.09$
r_h	0.1209 ± 0.0041	0.1184 ± 0.0050
k	1.543 ± 0.075	1.554 ± 0.091
L_h	0.724	0.641
L_c	0.276	0.359
J_c/J_h	0.169 ± 0.004	0.242 ± 0.004
U_h	0.79	0.61
U_c	0.91	0.72
σ	0.0071	0.0075

Gözlenen ve hesaplanan yeğinlikler arasındaki farklar Şekil 4 de gösterilmektedir. Açık olarak görülüyorki ışık eğrilerinin çözümü için farklı iki yaklaşım sonuçları iyi uyusmaktadır.

4. SALT BOYUTLAR

Farklı iki yöntemle ışık eğrisinin çözümünden elde edilen sistemin ortalama geometrik parametreleri

$$i = 83^{\circ}.13 \quad r_h = 0.120 \quad r_c = 0.185$$

şeklindeir. Diğer taraftan Z Her çift çizgili tayfsal çifttir. Dikine hızları Adams ve Joy (1919) ve Popper (1956) tarafından elde edilmiştir. Popper tarafından elde edilen kütleler

ve görelî yörünge yarıçapı,

$$a \sin i = 14.0 \text{ güneş biriminde}$$

$$m_1 \sin^3 i = 1.20, \quad m_2 \sin^3 i = 1.08$$

dır. Birleştirilen bu sonuçlarla bileşenlerin kütleleri ve salt boyutlarını şu şekilde elde ettik.

$$a = 14.10 R_{\odot}, \quad m_1 = 1.23 m_{\odot}, \quad m_2 = 1.10 m_{\odot}$$

$$R_h = 1.69 R_{\odot}, \quad R_c = 2.60 R_{\odot}$$

Bu çalışmada elde edilen salt boyutlar sıcak yıldızın yarıçapı hariç Popper'ın değerleri ile çok iyi uyuşmaktadır. Sıcak yıldızın yarıçapı onda bir daha büyük çıkmaktadır. Kullanılan yarıçaplar, etkin sıcaklıklar ve hesaba katılan bolometrik düzeltmelerle sıcak ve soğuk yıldız için salt visüel parlaklıkları elde ettik. (sıcak bileşen = $3^m.1$ ve soğuk bileşen = $3^m.6$). Bu sonuçlar sıcak bileşenin aynı renkteki anakol yıldızlarından 1^m ve soğuk bileşenin ise $2^m.8$ daha parlak olduğunu gösterir. Bu sonuçlar Z Her'in soğuk bileşenin anakoldan ayrıldığını ya da diğer RS CVn türü yıldızlarda olduğu gibi henüz ayrılmakta olduğunu göstermektedir.

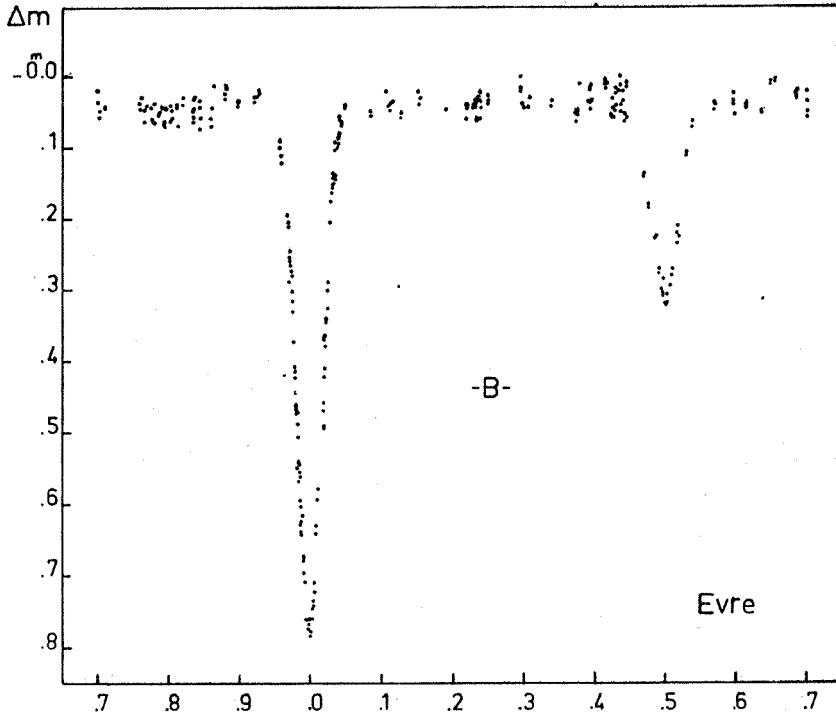
RT CrB

1. GİRİŞ

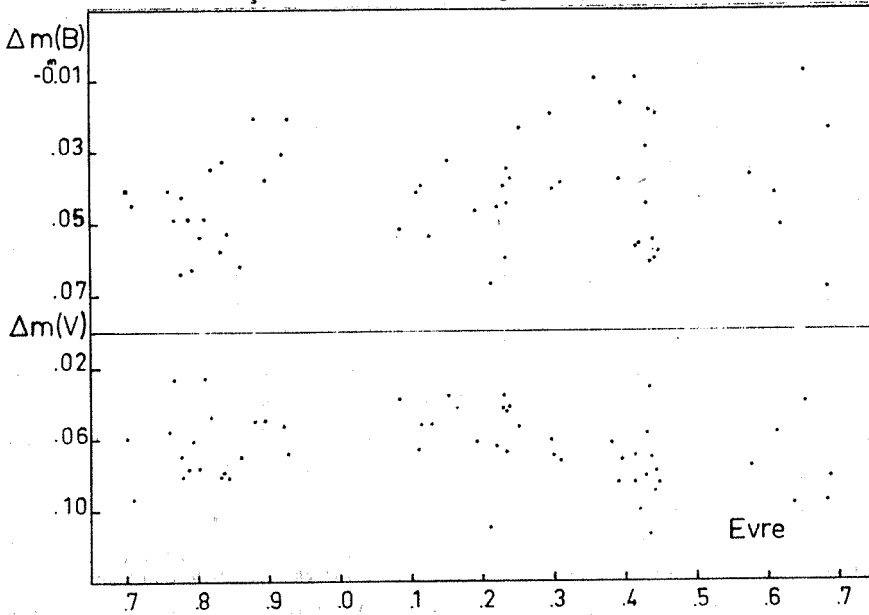
RT CrB'nin parlaklığındaki değişimler 1935 yılında Beyer tarafından gözlenmeye başlanmıştır. Çiftin yörünge dönemi ilk kez bu çalışmayla bulunmuştur. Daha sonra Laure (1936) çiftin ilk görsel ışık eğrisini yayımlamıştır. Çiftin tayfında Ca II'nin salma çizgilerinin görülmesi üzerine (Oliver, 1974) RT CrB de RS CVn çift yıldızları içersine alınmıştır (Hall, 1976 a). Popper ve Ulrich'm (1976) tayfsal gözlemleri sıcak bileşenin G0 tayf türünde, bileşenlerin kütlelerinde birbirine oldukça yakın olduğunu göstermiştir. RT CrB'nin şimdiye değin fotoelektrik ışıkölçümü yapılarak ışık eğrisinde bozulmaların varlığı araştırılmamış, bileşen yıldızların yarıçapları da belirlenememiştir.

2. GÖZLEMLER

1979–1980–1981 yıllarında toplam 62 gece gözlenmiştir. Oldukça sönüktür (11^m) ve ancak aysız gecelerde gözlenebilmektedir. Çiftin yörünge dönemi (5.11712 gün) beş gün yöresinde olduğu için ışık eğrisinin tamamını bir gözlem mevsimi içersinde elde etmek hemen hemen olanaksızdır. Bu nedenlerden ötürü üç yıllık gözlemler birleştirilerek ışık eğrisinin şekli belirlenebilmiştir. Sistemin ışık eğrisi Şekil 5 de verilmektedir. Minimumların derinlikleri ve maksimumların biçimi yaklaşık olarak belirlenmekle birlikte yıldız sönük olduğu için ışık eğrisinde büyük saçılmalar görülmektedir. Ayın ilk veya son dördün olduğu gecelerde yapılan gözlemlerde bile bu saçılmalar daha da büyüdüğünden özellikle aysız geceler seçilmiştir. Maksimumlarda yakınlık etkilerinden dolayı bir yükselme göze çarpmadığı gibi dalga biçimi bozulmanın varlığından da söz edilememektedir.



Şekil 5 : RT CrB'nin B rengindeki ışık eğrisi.



Şekil 6 : B, V renklerindeki tutulmalar dışı gözlemler.

Maksimumlardaki ışık değişimleri Şekil 6 da gösterilmiştir. Her bir renk için toplam 322 gözlem noktasından toplam 173 normal nokta oluşturulmuştur.

3. ÇÖZÜMLER

3.1. WOOD YÖNTEMİNDEN ELDE EDİLEN ÇÖZÜM SONUÇLARI

Parametre	Mavi	Sarı	Parametre	Mavi	Sarı
i	$85^{\circ}04 \pm 0.25$	$85^{\circ}34 \pm 0.50$	U_h	0.78	0.61
r_h	0.1459 ± 0.0098	0.1585 ± 0.0143	U_c	0.90	0.72
k	1.091 ± 0.121	0.953 ± 0.171	β_h	0.08	0.08
a_h	0.1476	0.1564	β_c	0.08	0.08
b_h	0.1469	0.1554	W_h	0	0
c_h	0.1464	0.1549	W_c	0	0
a_c	0.1598	0.1553	$\log g_h$	4.4	4.4
b_c	0.1589	0.1545	$\log g_c$	3.5	3.5
c_c	0.1583	0.1539	q	1.05	1.05
$T_h(eq)$	5979 ± 31	5979 ± 38	l_h	0.660	0.660
$T_c(eq)$	5283 ± 12	5294 ± 17	l_c	0.340	0.340
			σ	0.016	0.019

3.2. NDE YÖNTEMİNDEN ELDE EDİLEN ÇÖZÜM SONUÇLARI

Parametre	Mavi	Sarı
i	$85^{\circ}05 \pm 0.27$	$85^{\circ}.52 \pm 0^{\circ}.76$
r_h	0.1486 ± 0.0100	0.1626 ± 0.0135
k	1.0724 ± 0.1233	0.9159 ± 0.1514
L_h	0.663	0.694
L_c	0.337	0.306
J_c/J_h	0.467	0.551
U_h	0.78	0.61
U_c	0.90	0.72
σ	0.0012	0.0007

Açık olarak görülüyor ki ışık eğrilerinin çözümü için farklı iki yaklaşım sonuçları iyi uyuşmaktadır. Farklı iki yöntemle ışık eğrisinin çözümünden elde edilen sistemin ortalama geometrik parametreleri

$$i = 85^{\circ}.24, \quad r_h = 0.1539, \quad r_c = 0.1521$$

olarak bulunmuştur.

KAYNAKLAR

- Adams, W. S. ve Joy, A. H. : 1919, *Astrophys. J.* 49, 179.
 Baglow, R. L. : 1952, *Publ. David Dunlap Obs.* 2, 1.
 Beyer, M. : 1935, *Astron. Nachr.* 255, 49.
 Etzel, P. B. : 1975, Masters Thesis, San Diego State Univ. California.
 Etzel, P. B. : 1981, in E. B. Carling and Z. Kopal (eds.), *Photometric and Spectroscopic Binary Systems*, D. Reidel Publ. Co., Dordrecht, s. 111.
 Etzel, P. B. ve Wood, D. B. : 1982, WINK Status Report No. 10, özel haberleşme.
 Evren, S., Ertan, A. Y., Tunca, Z., İbanoğlu, C., Kurutaç, M. ve Tümer, O. : 1982, *Astrophys Space Sci.* 87, 51.
 Grygar, J., Cooper, M. L. ve Jurkevich, I. : 1972, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 23, 147.
 Hall, D. S. : 1976, in W. Fitch (ed.), "Multiple Periodic Variable Stars" IAU Collog 23, 126.
 Hiltner, W. A. : 1947, *Astrophys. J.* 106, 481.
 Laure, F. : 1936, *Astron. Nachr.* 259, 189.
 Johnson, H. L. : 1966, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 4, 193.
 Lucy, L. B. : 1967, *Z. Astrophys.* 65, 89.
 Morton, D. C. ve Adams, T. F. : 1968, *Astrophys. J.* 151, 611.
 Nelson, B. ve Davis, W. : 1972, *Astrophys. J.* 174, 617.
 Oliver, J. P. : 1974, Ph. D. Thesis, Univ. of California.
 Popper, D. M. : 1956, *Astrophys. J.* 124, 196.
 Popper, D.M. ve Etzel, P.B. : 1981, *Astron. J.* 86, 102.
 Popper, D.M. ve Ulrich, R.K. : 1976, *Ucla Astron. Astrophys. Preprint* 5.
 Weiler, E.J. : 1978, *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 182, 77.
 Wood, D. B. : 1971, *Astron. J.* 76, 701.
 Wood, D. B. : 1972, *Goddard Space Flight Center Report* X-110-72-473.
 Wood, D. B. : 1973-1978, WINK Status Report No. 1-9, özel haberleşme.

LX PERSEİ'NİN FOTOELEKTRİK IŞIKÖLÇÜMÜ VE YÖRÜNGE ANALİZİ

M. Okan Tümer, Cafer İbanoğlu, Serdar Evren

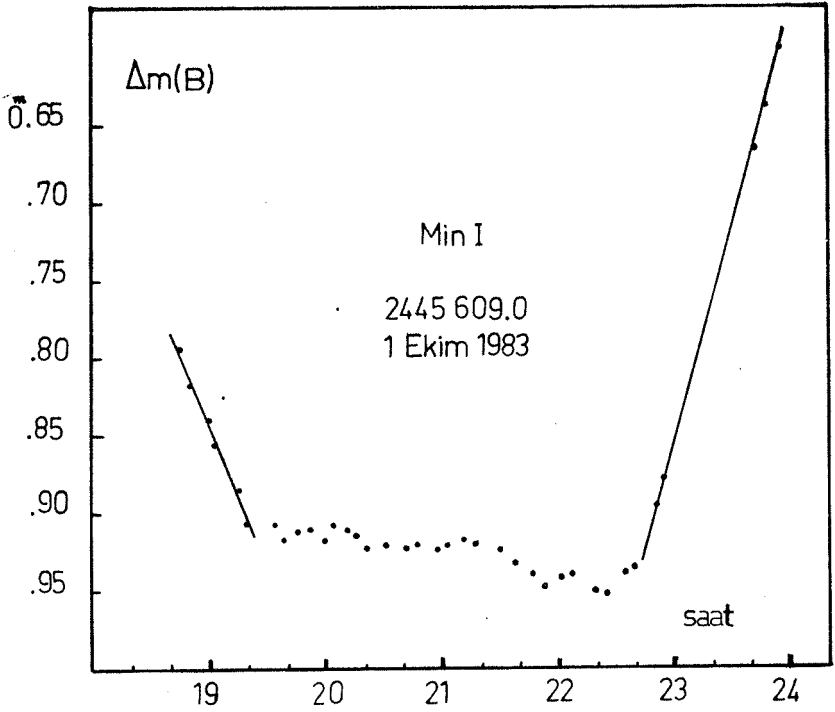
Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, İZMİR

ÖZET : LX Persei örten değişen çift yıldızının Ege Üniversitesi gözleminde çeşitli yıllarda yapılan gözlemlerinden çiftin ışık elementleri bulunmuş, Wood ve NDE yöntemleriyle elde edilen parametreleri ve yanılgıları karşılaştırılmıştır.

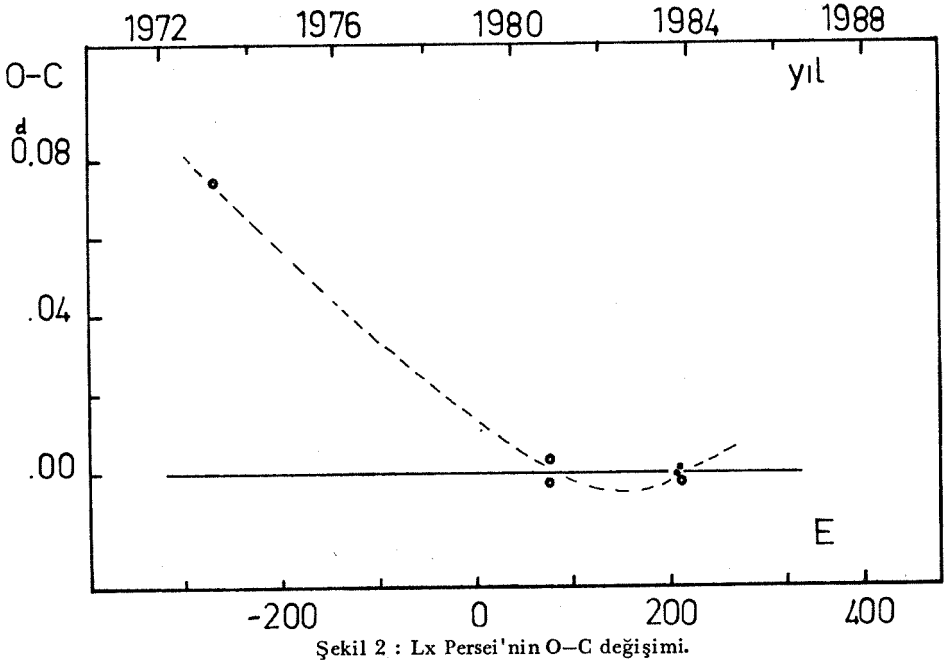
LX Persei'nin ışığında değişmelerin olduğu ilk kez Strohmeier ve Knigge (1960) tarafından ortaya konmuş ve çift örten değişen olarak sınıflandırılmıştır. Strohmeier ve arkadaşları (1962) çiftin ilk fotografik ışık eğrisini elde etmişlerdir. Yan minimumdaki parlaklık değişimini gözleyemedikleri çiftin, baş minimumdaki parlaklık azalmasını $1^m.0$ olarak bulmuşlardır. Tayfında Ca II nin kuvvetli H ve K salması gözlenen LX Persei'nin ilk tayfsal çalışması Popper (1970) tarafından yapılmıştır. Çift, Popper'in anakol ve birinci aydınlatma sınıfındaki alt devlerde bulunan, bir veya iki bileşeni H ve K salması yaptığı bilinen çift yıldızlar listesinde yer almaktadır. Fitzgerald (1964, 1974) tayfsal çalışmalarına dayanarak çiftin ikinci minimumdaki parlaklık değişiminin gözlenebileceğini ileri sürmüştür. Weiler (1974) sıcak ve soğuk bileşenlerin tayf türlerini G0 V ve K0 IV, kütlelerini $1.33 M_{\odot}$ ve $1.39 M_{\odot}$ olarak vermektedir. Bu nedenle, Weiler RS CVn türü örten değişen çift yıldızlar grubu içine LX Persei'nin alınmasını önermiştir. Çiftin ilk fotoelektrik gözlemleri Percy (1976) tarafından yapılmıştır. Percy, çiftin yan minimumdaki parlaklık azalmasını iki gece gözleyerek mavi ve sarı renkteki değişim miktarlarını $0^m.17$ olarak vermiştir.

Hall (1976 a) çifti, RS CVn türü örten değişen yıldızlar grubu içinde sınıflandırdı. LX Per, Weiler'in (1978) geniş tayfsal araştırmasını yaptığı RS CVn türü altı çift yıldız içinde, H ve K salma çizgilerindeki büyük değişmelerle ayrıcalık gösteren bir çift yıldızdır. H α salmalarında ise bir değişim yoktur. Popper, LX Persei'nin tutulmalar dışındaki ışık eğrisinde dalga biçimi bir bozulmanın olmadığını ileri sürmüştür. Halbuki Weiler, LX Persei'nin tayfında gözlenen büyük değişmelerin dışında H ve K salma çizgilerinin seviyelerinde küçük değişmelerin var olduğunu bulmuştur.

Çiftin fotoelektrik ilk ışık eğrisi Tümer ve arkadaşları (1983) tarafından elde edilmiştir. 1979 ve 1980 yılları arasında elde edilen gözlemlerle, tutulmalar dışında gözlenen dalga biçimi bozulmanın varlığı ve ışık eğrisinin biçimi ortaya çıkarılmıştır. Azalan evrelere doğru kayan dalga biçimi bozulmanın göç dönemini 460 gün olarak vermişlerdir. İbanoğlu ve arkadaşları (1983) 1981 ve 1982 yıllarında elde ettikleri tutulmalar dışındaki ışık değişimlerini inceleyerek dalga biçimi bozulmanın göç dönemini 475 ± 6 gün olarak hesaplamışlardır.



Şekil 1 : 1 Ekim 1983 tarihinde mavi renkte elde edilen baş minimumdaki parlaklık değişimi.



Şekil 2 : Lx Persei'nin O-C değişimi.

Bazı RS CVn türü örten değişen yıldızların geniş çaplı fotoelektrik ışıkölçümüne 1978 yılında başladık. Bu yıldızlardan biri olan LX Persei, 1979 yılından beri Ege Üniversitesi Gökbilimleri Araştırma ve Uygulama Merkezinde gözlenmektedir. Çiftin gözlemlerinde, Hall (1976 b) tarafından önerilen BD+47° 776 mukayese yıldızı, BD+47° 784 denet yıldızı olarak kullanılmıştır.

Çiftin döneminin ($P = 8^d.038044$) günün katları biriminde olması, baş minimumda yaklaşık $3^{sa} 20^{dk}$ lık bir tam tutulma göstermesi, duyarlı ışık elementlerinin hesaplanmasında kullanılan minimum zamanlarının elde edilmesini güçleştirmektedir (Şekil 1). Bu nedenle, 1979 yılında bir yan minimum, 1983 yılında bir baş, bir yan minimum elde edilebilmiştir. Popper'ın (1979) elde ettiği yan minimumu gözönüne alırsak, RS CVn türü örten değişen çiftlerin bazılarında gözlenen (RT Lac, V471 Tau, AR Lac) benzer bir dönem değişiminin LX Persei'de de olduğu ortaya çıkmaktadır (Şekil 2). Bu nedenle, çiftin yeni elde edilecek minimum gözlemlerine ihtiyaç vardır. Kendi elde ettiğimiz minimum zamanlarını kullanarak çiftin doğrusal ışık elementlerini,

$$\text{Min I} = \text{JD Hel. } 2443929.4300 + 8^d.038044. E$$

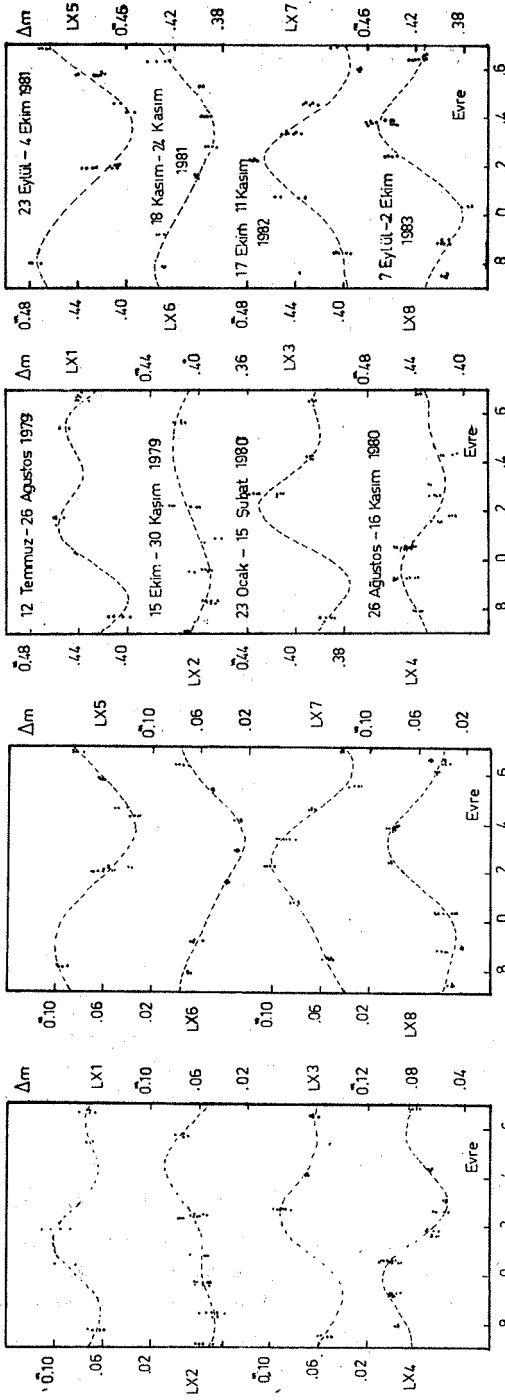
olarak bulduk. Evreler bu ışık elementleriyle hesaplanmıştır.

Örten çift yıldızların, duyarlı yörünge parametrelerinin elde edilebilmesi için, tutulmalar dışındaki ışık değişimine neden olan yakınlık etkilerinden arındırılması gerekmektedir. RS CVn türü örten değişen yıldızlarda normal yıldızlarda gözlenen yakınlık etkilerinden başka (yansıma, baskılık, tedirginlik, v.b.) leke etkisinin ortaya çıkardığı dalga biçimi bir bozulma da gözlenmektedir. Işık eğrisinde gözlenen bu etkilerin hepsine bozucu etkiler diyoruz. Tutulmalar dışındaki ışık değişimine neden olan bozucu etkileri bir Fourier serisi ile temsil edebiliriz :

$$I = A_0 + \sum_{m=1}^n A_m \cos m\theta + \sum_{m=1}^n B_m \sin m\theta$$

Burada, n gözlemleri en iyi temsil eden Fourier serisinin mertebesini göstermektedir. 1979 yılından beri sürekli olarak gözlediğimiz LX Persei'nin aynı gözlem mevsiminde art arda bir kaç dönem içersindeki gözlemlerden yararlanarak dalga biçimi değişim gösteren sekiz ışık eğrisi elde edilmiştir. Anlatımda kolaylık sağlamak amacıyla bu eğriler LX1, LX2,....., LX8 adlarıyla kodlanmıştır.

Tutulmalar dışındaki ışık değişimlerini Fourier serisi ile temsil ederken serinin mertebesini $n=2$ olarak aldık. Tutulmalar dışındaki gözlemlerin tüm evrelere dağılması halinde bu mertebeden daha büyük değerler için benzer ışık değişim eğrileri elde edilmektedir. Fourier serisi ile temsil edilen tutulmalar dışındaki gözlemler evreye göre işaretlendiğinde mavi renkte $0^m.07$, sarı renkte $0^m.10$ lik band şeklinde bir saçılma ortaya çıkmaktadır. Fourier katsayıları ile elde edilen kuramsal eğrilerin tutulmalar dışındaki gözlemlerle karşılaştırması mavi renkte Şekil 3 ve Şekil 4 de, sarı renkte Şekil 5 ve Şekil 6



Şekil 3 , 4 : Mavi renkte Fourier katsayıları ile elde edilen kuramsal eğrilerin tutulumlar dışındaki gözlemlerle karşılaştırması.

Şekil 5 , 6 : Sarı renkte Fourier katsayıları ile elde edilen kuramsal eğrilerin tutulumlar dışındaki gözlemlerle karşılaştırması.

da verilmektedir. Dalga eğrilerinin maksimumları, başka bir deyişle sistemin toplam parlaklığı ve dalga eğrilerinin genlikleri, zamana göre düzensiz bir değişim göstermektedir (Şekil 7).

LX Persei de tutulmalar dışındaki dalga biçimi bozulmanın, zamanla azalan evrelere doğru kaydığı ilk kez Tümer ve arkadaşları (1983) tarafından ortaya atılmıştır. Tutulmalar dışındaki parlaklık değişiminin Fourier gösterimleri olan LX1, LX2 ve LX4 eğrilerinden, LX Persei'nin göç dönemini 460 gün olarak bulmuşlardır. İbanoğlu ve arkadaşları (1983) LX5, LX6 ve LX7 eğrilerini de gözönüne alarak göç dönemini 475 ± 6 gün olarak hesaplamışlardır. Daha sonra değerlendirilen LX3 ve 1983 yılında elde edilen LX8 kuramsal eğrileri bu dönemi doğrulamaktadır (Şekil 8).

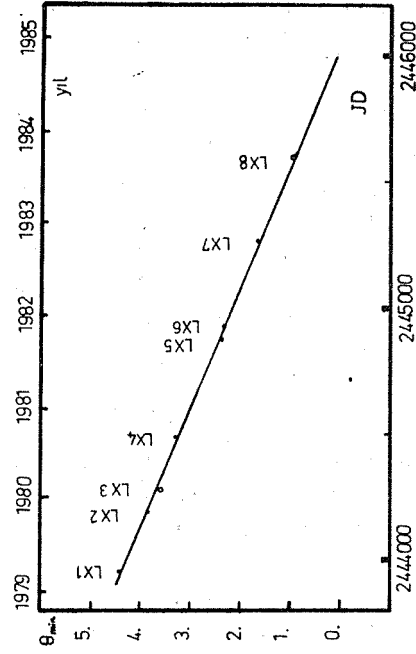
Çiftin yörünge analizi Wood ve NDE (Nelson–Davis–Etsel) yöntemleri ile yapılmıştır. Çözüm için gerekli olan yüzey çekim katsayıları ($\log A = 4.12$ ve $\log B = 3.66$) Popper ve Ulrich (1977), kütle oranları ($q = 0.96$) Weiler (1978), bileşenlerin sıcaklıkları ($G2$ tayf türü için $T_e = 5800$ °K) Morton ve Adams (1968), çekim kararım katsayıları ($\beta_A = 0.08$ ve $\beta_B = 0.08$) Lucy (1967), kenar kararım katsayıları (mavi renkte $X_A = 0.77$ ve $X_B = 0.91$, sarı renkte $X_A = 0.61$ ve $X_B = 0.72$) Grygar ve arkadaşlarından (1972) alınmıştır.

Kuramsal eğrilerin hesaplanmasında kullanılan aynı dönem içindeki gözlemler bozucu etkilerden arındırılarak çözüm için gerekli olan normal noktalar oluşturulmuştur. Çiftin tüm ışık eğrisi, 1983 yılında elde edilebildiğinden diğer yıllardan bağımsız ayrı bir çözüm yapmamıza olanak tanımıştır. Mavi ve sarı renkteki normal noktalar Şekil 9 ve Şekil 10 da verilmektedir. Çiftin renk eğrisinin baş minimumda kızılaşması, parlak olan bileşenin sönük olan bileşene göre daha ön tayf türünde olduğunu göstermektedir. Bu da Weiler'in (1978) tayfsal çalışmasını doğrulamaktadır (Şekil 10).

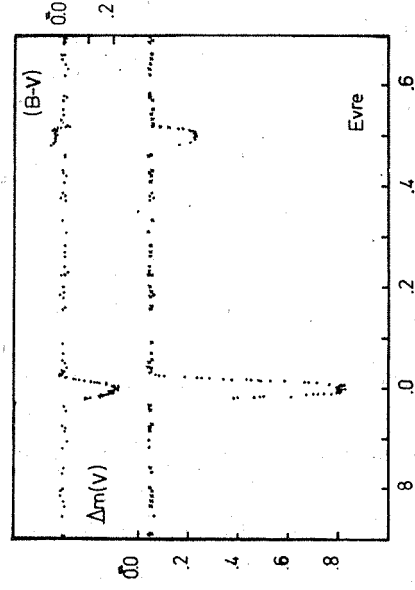
İlk çözüm takımı 1983 yılı gözlemlerinden, ikinci çözüm takımı LX1, LX2, , LX7 kuramsal eğrilerinin hesaplanmasında kullanılan gözlemlerin 1983 yılındaki gözlemlerle birleştirilmesinden elde edilmiştir. Her iki çözümdeki parametrelerin hata sınırları içinde birbiriyle uyduğu görülmektedir. Wood yöntemi ile bulunan parametreler ve yanılgıları Çizelge I de, bu parametreler ile hesaplanan kuramsal ışık eğrilerinin gözlemlerle karşılaştırması, mavi renkte Şekil 11, sarı renkte Şekil 12 de verilmektedir.

Wood yöntemindeki benzer uyuşum NDE yönteminde de ortaya çıkmaktadır. NDE yöntemi ile bulunan parametreler ve yanılgıları Çizelge II de, bu parametrelerle hesaplanan kuramsal ışık eğrilerinin gözlemlerle karşılaştırması, mavi renkte Şekil 13, sarı renkte Şekil 14 de verilmektedir.

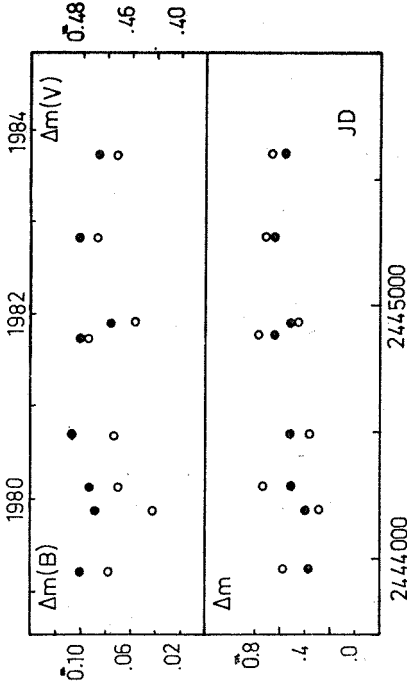
Her iki çözüm yönteminde elde edilen sonuçların her iki renkte uygunluk göstermesi, sadece RS CVn türü Algal benzeri yıldızların ışık eğrilerinin analizinde böylesi bir arındırmanın yapılmasının yerinde olacağını göstermektedir. Weiler'in (1974) tayfsal çalışması ile, elde ettiğimiz fotoelektrik parametreleri birleştirirsek sistemin salt boyutlarını bulabiliriz. Her iki yöntemin çözüm sonuçlarından ortalama parametreler aşağıdaki gibi,



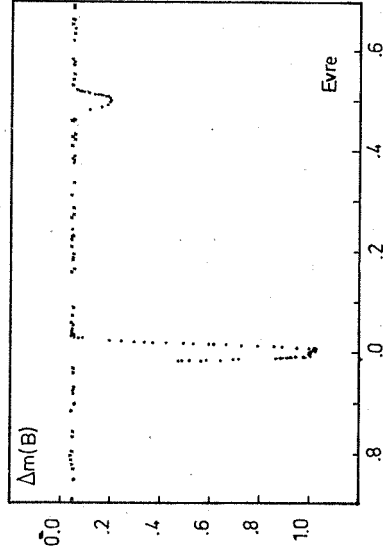
Şekil 8 : Tutulmalar dışındaki dalga biçimi bozulmanın zamana göre azalan evrelere doğru değişimi.



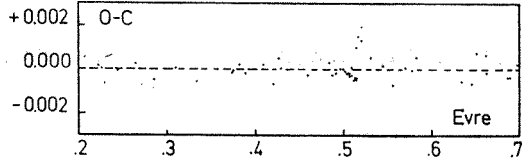
Şekil 10 : Sarı renkteki normal noktalar ve çiftin renk eğrisi. Çarpılar 1979-1980-1981-1982, noktalar 1983 yılı gözlemlerini göstermektedir.



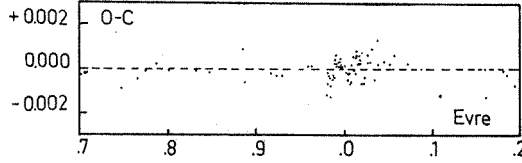
Şekil 7 : Üstde, dalga eğrilerinin maksimum parlaklığının altıda dalga eğrilerinin genliklerinin zamana göre değişimi verilmektedir. Doğru olan noktalar mavi renkteki, boş olan noktalar sarı renkteki değişimi göstermektedir.



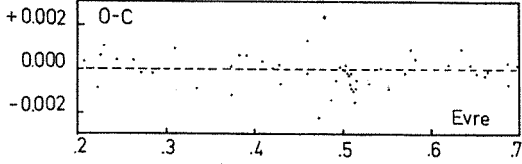
Şekil 9 : Mavi renkteki normal noktalar. Çarpılar 1979-1980-1981-1982, noktalar 1983 yılı gözlemlerini göstermektedir.



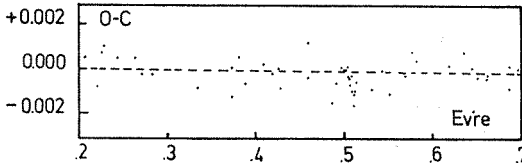
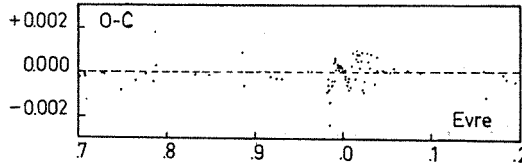
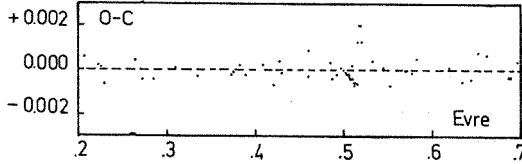
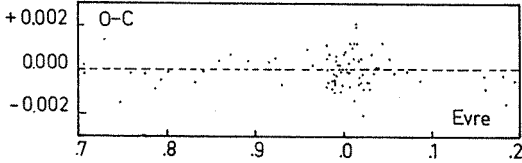
Şekil 11 : Mavi renkte WOOD Yöntemi çözümünden elde edilen kuramsal ışık eğrisinin gözlemlerle karşılaştırması.



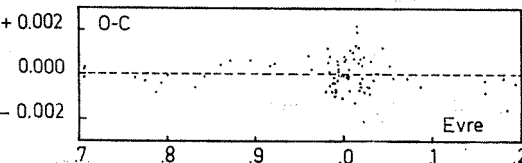
Şekil 12 : Sarı renkte WOOD Yöntemi çözümünden elde edilen kuramsal ışık eğrisinin gözlemlerle karşılaştırması.



Şekil 13 : Mavi renkte, NDE Yöntemi çözümünden elde edilen kuramsal ışık eğrisinin gözlemlerle karşılaştırması.



Şekil 14 : Sarı renkte, NDE Yöntemi çözümünden elde edilen kuramsal ışık eğrisinin gözlemlerle karşılaştırması.



ÇİZELGE I
Wood yöntemi ile bulunan parametreler ve yanılgıları

	1983(B)	TÜM(B)	1983 (V)	TÜM(V)
i	87.22 7	87.24 7	87.50 11	87.58 15
r_h	0.067 1	0.066 1	0.069 1	0.067 1
k	2.006 16	2.016 15	1.937 13	1.960 14
T_h	5800 16	5800 16	5800 22	5800 27
T_c	4770 6	4762 6	4795 6	4779 11
l_h	0.5830	0.5832	0.4993	0.5015
l_c	0.4170	0.4168	0.5007	0.4985
r.m.s.	0.0056	0.0054	0.0081	0.0096

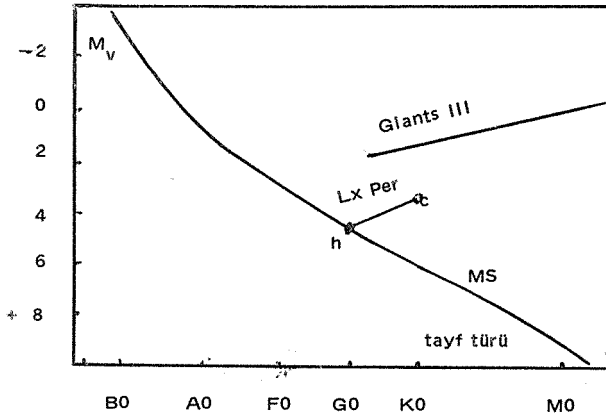
ÇİZELGE II
NDE yöntemi ile bulunan parametreler ve yanılgıları

	1983 (B)	TÜM(B)	1983 (V)	TÜM(V)
i	87.26 8	87.24 8	87.56 13	87.57 18
r_h	0.067 1	0.067 1	0.069 11	0.068 1
k	1.996 18	2.008 15	1.927 19	1.953 22
l_h	0.5842	0.5843	0.5017	0.5023
l_c	0.4158	0.4157	0.4983	0.4977
r.m.s.	0.0016	0.0006	0.0019	0.0026

$$P = 8^d.038044, \quad i = 87^\circ.4, \quad r_h = 0.068, \quad r_c = 0.134$$

seçilmiştir. Buradan,

$$a = 1.64 \times 10^7 \text{ km}, \quad r_h = 1.60 R_\odot, \quad r_c = 3.16 R_\odot, \quad M_h = 1.33 M_\odot, \quad M_c = 1.39 M_\odot$$



bulunmuştur. Weiler (1978) bileşenlerin yarıçaplarını $r_h = 1.6 R_\odot$ ve $r_c = 2.8 R_\odot$ olarak vermiş ve son basamaktaki değerlerin yanlışlığı olabileceğini vurgulamıştır.

LX Persei'nin sıcak bileşeni, HR diyagramında anakolun tam üstündedir. Soğuk bileşen ise anakoldan ayrılmış devler bölgesinde yer almıştır (Şekil 15). Kütle yarıçap gösteriminde de soğuk bileşenin anakoldan sıcak bileşene göre daha fazla ayrıldığı görülmektedir.

KAYNAKLAR

- Fitzgerald, M. P. : 1964, Publ. David Dunlap Obs. 2, 417.
 Fitzgerald, M. P. : 1974, J. Roy. Astron. Soc. Canada, 68, 23.
 Grygar, J., Cooper, M. L. ve Jurkevich, I. : 1972, Bull. Astron. Inst. Czech. 23, 147.
 Hall, D. S. : 1976 a in Multiple Periodic Variable Stars, IAU Coll. No. 29, Budapest.
 Hall, D. S. : 1976 b IAU Comm. 42, Circ. No.2.
 İbanoğlu, C., Evren, S., Tümer, O., Ertan, A.Y. ve Tunca, Z.: 1983, Astrophys. Space Sci. 95, 409.
 Lucy, L. B. : 1967, Z. Astrophys 65, 89.
 Morton, D. C. ve Adams, T. F. : 1968, Astrophys. J. 151, 611.
 Percy, J. R. : 1976, IBVS, Comn. 27, IAU, No. 1178.
 Popper, D. M. : 1970 in Mass Loss and Evolution in Close Binaries, IAU Coll. No. 6 Copenhagen.
 Popper, D. M. : 1979, özel haberleşme.
 Popper, D. M. ve Ulrich, R. K. : 1977, Astrophys. J. 212, L 131.
 Strohmeier, W. ve Knigge, R. : 1960, Veröff. Remeis Sternw. Bamberg 5, 5.
 Strohmeier, W., Knigge, R. ve Ott, H. : 1962 Veröff Remeis Sternw. Bamberg 5, 13.
 Tümer, O., Ertan, A. Y., Evren, S., Tunca, Z., Kurutaç, M. ve İbanoğlu, C.: 1983, Acta Astron. 32, No. 3/4, 425.
 Weiler, E. J. : 1974, Publ. Astron. Soc. Pacific 86, 56.
 Weiler, E. J. : 1978, Mon. Not. R. Astron. Soc. 182, 77.
 Wood, D. B. : 1973–1978, WINK Status Report No. 1–9, özel haberleşme.

DÜNYA-DIŞI YAŞAM ARAŞTIRMA PROJELERİ

Levent Altaş

Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi, İSTANBUL

ÖZET : İnsanlık kadar eski bir konu olan Dünya—dışı yaşam araştırmaları, günümüzde başka Amerika, Sovyet Rusya ve Kanada olmak üzere çeşitli ülkelerde tümüyle spekülatif düşüncelerden sistemli bilimsel araştırma alanlarına aktarılmıştır. Dünya—dışı uygarlıklarla iletişim kurma ümidi bugün bilimsel bir temel üzerindedir. Projeler, Dünya—dışı uygarlıkların bize benzer bir teknolojik gelişme düzeyinde olduğu öngörüsüyle başlamıştır.

Bu çalışmalar, ülkemiz koşulunda şimdilik gözlem ve araştırma alanlarımıza girmektedir. Bu yüzden konu, kısaca tanıtılarak genel bir bilgi edinmek amacıyla hazırlanmıştır.

1. GİRİŞ

İnsanlık var olduğundan beri, filozof ve bilim adamları başta gelmek üzere diğer dünyalarda yaşam olasılığını düşünölegelmıştır. İlk zamanlarda böyle varsayımları temel alabilecek gerçek anlamda astronomik ya da bilimsel herhangi bir belirti yoktu. Bu öncü fikirler, Evren'in büyüklüğü karşısında sezgisel inançlar düzeyindeydi. Onlar şöyle bir sorudan yola çıkıyorlardı. "Yaşam neden yalnız Dünya gezegenine özgü bir olay olsun?"

Güneş Sistemi'nin gerçek yapısını açıklayan Copernicus Devrimi'nden sonra, diğer dünyalarda zeki yaşamın varlığı üzerine spekülasyonlar artmaya başladı. Özellikle 19. yüzyıl'da Mars ve Ay'da zeki yaşam olasılığıyla ilgili oldukça coşkun söyleşiler vardı.

Bugün, biyolojik evrim anlayışı ve gözlem tekniklerinin gelişmesiyle, Yeryüzü'nde yaşamın kökenine öncülük eden kimyasal evrim sürecinin (karmaşık organik bileşimlerin oluşumu) Evren'de tümüyle ortak olduğu sonucu çıkmıştır. Böyle bileşimlerin varlığını bazı asteroitler (karbonlu kondiritler), kuyruklu yıldızlar, Satürn'ün büyük uydusu Titan gibi aylar, yıldızlararası bulutsularda ve bazı karbonlu meteoritlerde gözlemekteyiz. Ayrıca, bunlarda birkaç amino asit (proteinin yapı taşları) ve DNA ve RNA'nın anahtar bileşimlerini oluşturan beş nitrojenin tamamı bulunmuştur. Yaşam, tıpkı Dünya'da ortaya çıktığı gibi, Evren'de herhangi bir galaksinin herhangi bir yerinde, bir takım yıldızların yörüngelerinde dolanan bir bölüm gezegenlerde de oluşacağı benzerdir. Başka gezegenlerde de Dünya'dakine benzer olaylar dizisinin hüküm sürdüğünü düşündüğümüzde, Dünya—dışı zekanın varlığı üzerine şu açıklamaları yapabiliriz :

Şimdiki inanışa göre, normal olarak yıldızların doğumu, aynı Güneş Sistemi'nde olduğu gibi belirli yörüngelerdeki gezegenlerin doğumuyla birliktedir.

Galaksimizdeki milyarlarca yıldızdan yaklaşık onda biri Güneş benzeridir; böylece ortalama onbeş milyar yıldız gezegen sistemleri için uygun aday olabilir. Bu gezegenlerin aralarından biri yaşamın türemesi için elverişli yüzey ve atmosferik

koşullara doğal olarak sahip olabilir. Kabul edelim ki, bu "diğer dünyalar" bir milyon güneş sistemi içinde bir tek olacak kadar ender olsun. Basit bir matematikten sonra görülür ki, samanyolunda yaşamın başlamış olabileceği onbinlerce yer bulunacaktır. Bu işleme diğer galaksiler de katılırsa, olası yaşam yerlerinin sayısı çok büyük olur.

Ekzobiologların çoğu belirli bir uygun gezegende ve yüzlerce milyon yılda basit yaşam formlarının ortaya çıkacağına inanırlar.

Birkaç yüz milyon yıl daha sonra, biyolojik evrimin ilkeleri ve yazgısı gereği yaşam, çok daha karmaşık olmaya yöneliktir ve bazı durumlarda koşullara göre, zeka, kültürel evrim ve uygarlığın gelişmesini başlatır.

2. DÜNYA-DIŞI YAŞAM ARAŞTIRMA YÖNTEMLERİ

Dünya-dışı zekanın varlığını araştırmak üzere çeşitli yöntemler öne sürülmüştür. Bunların bir bölümü günümüzde de uygulanmaktadır.

2.1. DOĞRUDAN ARAŞTIRMALAR

Bu araştırmalar, yıldızlararası yolculuklar, uzay sondaları ve belirli formlarda sinyaller gönderme şeklindedir. Yıldızlararası temasın klasik yöntemi uzay gemisidir. Günümüz teknolojisiyle yakın yıldızların gezegenlerine yolculuk tasarılarında karşılaşılan problemleri yenmek oldukça güçtür. Ayrıca, gelişmiş uygarlıkların yıldızlara gönderebileceği olası uzay sondalarının araştırılması da önerilmiştir. Dünya-dışı uygarlıklarla doğrudan ilişki kurmak için bir yol da, çeşitli kodlanmış mesajlar göndermektir. 1972 ve 1973'de Pioneer 10 ve 11 ile, 1974'de Arecibo radyo teleskopuyla, 1976'da Lageos uzay aracıyla, 1977'de Voyager 1 ve 2 ile böyle mesajlar gönderilmiştir. Mesajlar içinde insanlığa ilişkin pek çok bilgi yer almaktadır.

2.2. DOLAYLI ARAŞTIRMALAR

Zeki yaşamın Dünya benzeri bir ortamda gelişeceği varsayılarak diğer gezegen sistemlerinin araştırılmasına gidilmiştir. Olası gezegen sistemine sahip bir yıldızın hareketindeki değişimler çeşitli tekniklerle (radyal hız, astrometrik teknikler gibi) incelenebilmektedir. Dünya-benzeri gezegenlerin oluşturacağı kadar küçük pertürbasyonları ise şimdilik belirleyecek bir aygıt yoktur.

Pittsburgh Üniversitesi, Allegheny Gözlemevi tarafından geliştirilen Çok-kanallı Astrometrik Fotometre, yeni bir elektronik teknikle, Jüpiter-kütleli gezegenler için en yakın 100-200 yıldızı yaklaşık bir yıl içinde tarayabilecektir. Bu teknik, gelecek yıllarda uzay teleskopları için hazırlandığında gezegen araştırmalarından büyük gelişmeler beklenmelidir. Bununla birlikte, Kırmızıötesi Astronomi Uydusu (IRAS) gezegen sistemlerine sahip olabilecek 50'e yakın yıldız belirleyerek, gezegen araştırmalarına yeni bir anlam kazandırmıştır.

Ayrıca, gezegenden yayımlanan termal emisyonu, yansıyan yıldız ışığını ya da gezegen atmosferinin karakteristik emisyon çizgilerini belirlemek de diğer yöntemler arasındadır.

2.3. RADYO ARAŞTIRMALARI

Dünya—dışı zeka ile iletişim (CETI) insan neslinin uzun süreden beri arzuladığı bir konudur. Gauss'un Dünya'yı gözleyenlere gezegenimizin Pisagor Teoremi'ni bilen zeki varlıklarla dolu olduğu şeklindeki ilk iletişim önerisinden sonra, gerçek anlamda Dünya—dışı zeka araştırmaları (SETI), büyük radyo teleskoplar ve radyoastronominin gelişmesi ve radyo dalgalarının yıldızlararası uzaklıklarda iletişim kurmak için en verimli yol olduğunun anlaşılmasıyla birlikte günümüzde başlamıştır.

Araştırmalarda ana problem, sonsuz seçimlik dizide özel bir frekansın bulunmasıdır. 1959'da G. Cocconi ve P. Morrison 21 cm'lik atomik hidrojenin radyo çizgisini önerdiler. O yıllarda, yıldızlararası moleküllerden yayımlanan düzinelerce mikrodalga emisyonu bilinmediğinden hidrojen çizgisi tek sanılırdı. Bu teklif üzerine ilk radyo araştırmasına (Ozma Projesi), 1960'da Amerika'da F. Drake tarafından Güneş—benzeri yakın yıldızlar olan epsilon—Eridani (11 ı.y.) ve tau—Ceti (12 ı.y.) yıldızlarından gelecek sinyallerin dinlenmesiyle başlandı. İki aylık bir dinleme sonucu bu iki komşu yıldızdan herhangi bir sinyal belirlenemedi. O zamandan bu yana 35'e yakın araştırma yapılmaktadır. Bu çalışmalar, 7 ülke tarafından, 12 farklı radyo teleskopla ve 10.000 saatten fazla gözlem süresiyle sürmektedir. Araştırmaların çoğu, hidrojen çizgisinde yapılmış ve diğer birkaç karakteristik frekans da kullanılmıştır.

Zeki sinyallerin, doğal zemin gürültüsüne karşı kolayca belirlenebilir ve diğer radyasyonlardan ayırtedilebilecek özelliklere sahip oldukları umulmaktadır. Bu amaçla, radyo teknikleriyle sinyal tespitinin kolay olduğu ve zemin radyasyonunun olmadığı bir bölge araştırılarak, radyo spektrumunun 1 GHz — 100 GHz aralığına yayılan sakin bir bölge belirlenmiştir. Bu bölge mikrodalga penceresi olarak bilinir. Dünya atmosferindeki oksijen ve su buharı 22 ve 60 GHz'de absorpsiyon çizgi gürültüleri yayımlarlar. Böylece, pencerenin 10 GHz'den sonrasında bir kesinlik vardır. 1— 10 GHz ya da 3—30 cm aralığına yayılan bu bölgeye "Su Deliği" ismi verilmiştir. Bölgenin en tanınmış çizgileri, nötr hidrojen (HI) ve hidroksil (OH) molekülleridir.

Dünya—dışı yaşam araştırma projelerinde yer alan bilim adamlarının çoğu su deliği bölgesinde en büyük başarı şansı olduğu düşüncesindedirler. Şu andaki çalışmalar olumsuz olarak sürmekle birlikte, özel frekansın seçimi, band genişliği, polarizasyon, hedef vb. gibi "Kozmik Yığın" olarak adlandırılan son derece karmaşık ve çok boyutlu problemin yalnız küçük bir bölümü incelenmiştir. Bununla birlikte, Dünya—dışı zeki yaşamın tüm yönlerini tartışan pek çok makale yayımlanmakta ve bilimsel toplantılar yapılmaktadır.

3. DÜNYA-DIŞI YAŞAM VE ULUSLARARASI ASTRONOMİ BİRLİĞİ

1979'da Uluslararası Astronomi Birliği'nin (IAU) Montreal'deki genel toplantısında, üç IAU komisyonu (16. Komisyon—Gezegenler Fiziği, 40. Raydoastronomi ve 44. Uzay Astronomisi), "Evren'de Yaşam Araştırmaları için Stratejiler" konulu ortak bir toplantı düzenlediler. Toplantı sonuçları organizasyon komitesi başkanı M.D. Papagiannis tarafından birkaç dergide yayınlandı. Bu toplantının astronomlar tarafından ilgi ile karşılanması sonucu 1982'deki genel toplantıda yeni bir komisyon kuruldu. Patras'ta (Yunanistan) yapılan bu toplantıda, Komisyon—51 "Dünya—dışı Yaşam Araştırması" adı altında yeni bir birim oluşturularak, Boston Üniversitesi'nden Prof. M. D. Papagiannis başkanlığında, Cornell Üniversitesi'nden Prof. F. Drake ve Sovyet Bilim Akademisi Uzay Araştırma Merkezi'nden Dr. N. Kardashev de yardımcılıklarına seçilmişlerdir.

Bu yeni alanda ilk yazışmalarda biyoastronomi terimi kullanıldı, çünkü çoğunlukla ekzobiyooloji olarak kullanılan terimin astronomik Dünya—dışı yaşam araştırmalarında konuyu gerektirdiği gibi temsil etmediği düşünüldü. Bunun dışında SETI ya da CETI terimleri de komisyonun hedeflerini tümüyle tanıtmadığından ve Dünya—dışı yaşam ve zeka araştırmalarını da kapsadığından ötürü kısaca BIOS terimi uygun görüldü. Böylece, astronomide çok çabuk gelişen ve "Biyoastronomi" adını alan genç bir alan oluştu.

51. Komisyon'un hedef ve tasarıları şunlardır :

Diğer güneş sistemlerindeki gezegenleri araştırmak.

Gezegenlerin evrimini ve bunların kozmik süreç boyunca yaşamı barındırma ve oluşturma yeteneğini araştırmak.

Dünya—dışı kökenli amaçlı ya da amaçsız tasarlanmış radyo sinyallerini araştırmak. Yıldızlararası moleküllerle ilgili biyolojik araştırmalar yapmak ve onların oluşumları üzerine çalışmak.

İlkel yaşam formlarında biyolojik aktivitenin spektroskopik olarak bulunmasına çalışmak.

Çeşitlik uygarlıkların olası gelişim yönlerini araştırmak.

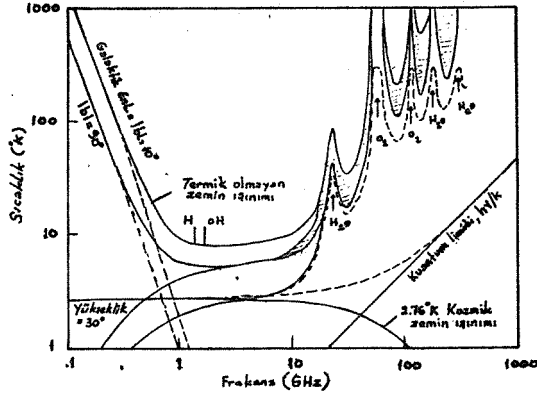
Bu aktivitelerin uluslararası düzeyde koordinasyonu ve ilerlemesini ve 51. Komisyon ile ortak ilgileri olan diğer uluslararası topluluklarla (biyolojik, astronomik vb.) işbirliğini sağlamak.

4. SONUÇ

İnsanlığa adanarak sürdürülen bu araştırmalar sonunda şimdilik hiç bir Dünya—dışı zeki sinyal bulunamamıştır. Bu bir sürpriz değildir. Çünkü SETI henüz çocukluk devresindedir. Dünya—dışı zeka bulunmasının üstesinden gelememek, boşa geçirilmiş bir zaman olarak değerlendirilmemelidir. Çalışmalara paralel teknolojiadaki gelişmelerin katkısıyla, fizik evrenle ilgili bilgimiz artacaktır. Ayrıca, yıldızlararası radyo mesajlarını araştırmak için Dünya çapında bir organizasyon, insanlık üzerinde birleştirici ve yapıcı bir nüfuz gücü

DÜNYA-DIŞI YAŞAM ARAŞTIRMALARI

Yıl	Gözlemci(ler)	Yer	Anten çapı(m)	Araştırılan Frekans (MHz)	Frekans ayırımı(Hz)	Cisimler	Toplam saat
1960	Drake ("OZMA")	NRAO	26	1420-1420,4	100	2 yıldız	400
1966	Kellerman	CSIRO	64	350 ve 5000 arasında	—	1 galaksi	—
1968	Troitskii,	Zimenkie,	13	926—928 ve	13	12 yıldız	11
1969	Gershtein, Starodubtsev, Rakhlin	SSCB		1421—1423			
1970	Troitskii, Bondar, Starodubtsev	Gorkii, dipol Kırım, Murmansk		1863 ve 927, 600	—	tüm-gökyüzü	700
1971	Verschuur	NRAO	91	1419,8—1421	490	9 yıldız	13
1972	"OZPA"		43	1410—1430			
1972	Palmev	NRAO	91	1413—1425,	64.000	674 yıldız	500
1976	Zuckermann ("OZMA II")			1420,1—1420,7	4.000		
1972	Kardashev, Gindilis	Eurasian dipol network		1337—1863	—	tüm-gökyüzü	—
1973	Dixon, Ehman, Raub, Kraus	OSURO	53	1420,4 galaktik merkez doğrultusunda	10 ve 1 kHz	tüm-gökyüzü	—
1974	Bridle, Feldman	ARO	46	22.235,8	30.000	500 yıldız	140
1974	Wishnia	Kopernik	1	UV lazer çizgileri		3 yıldız	—
1975	Drake, Sagan	NAIC	305	1420,1667, 2380	1.000	4 galaksi	100
1975	İsrael,	WRST	1500	1415	4×10^6	50 yıldız	400
1979	De Ruiter		(temel çizgi)			alanı	
1976	U.C.Berkeley ("SERENDIP")	HCRO	26	1410—1430 ve 1653—1673	2.500	tüm-gökyüzü	—
1976	Clark,Black, Cuzzi, Tarter	NRAO	43	8522—8523	5	4 yıldız	7
1977	Black,Clark Cuzzi, Tarter	NRAO	91	1665—1667	5	200 yıldız	100
1977	Drake,Stull	NAIC	305	1664—1668	0,5	6 yıldız	10
1977	Wielebinskii, Seiradakis	MPIFR	100	1420	2×10^7	3 yıldız	2
1978	Horowitz	NAIC	305	1420 ± 500 Hz	0,015	185 yıldız	80
1978	Cohen,	NAIC	305	1665—1667	9.500	25 küresel	40
	Malkan,	HRO	36	22.235,08	85.000	küme	20
	Dickey	CSIRO	63	1612,231	4.500		20
1978	Knowles, Sullivan	NAIC	305	130—500	1	2 yıldız	5
1979	Cole,Ekers	CSIRO	64	5000	1×10^5	F,G ve K komşu yıldızlar	50
1979	Freitas, Valdes	Leuschner gözlemevi	0,8	dünya-dışı sondaların fotoğrafik araştırısı			30
1979	JPL, U.C. Berkeley ("SERENDIP")	DSS 14	64	S ve X bandı	19.500	NASA uzaygemisi 400 izlenirken sinyali dinlemeler	400
1979	Tarter,Black	NAIC	305	$1420,4 \pm 2$	5	200 yıldız	35
1981	Clark,Cuzzi			1666 ± 2	600		
1981	Lord O'Dea	U. Mass.	14	115.000	20.000	galaktik güney dönme eksen	50
					125.000		
1981	İsrael, Tarter	WRST	3000	1420	4×10^6 4×10^7	85 yıldız alanı	600
1981	Biraud, Tarter	Nancay	40x240	1665—1667	97,5	300 yıldız	80
1981	Shostak, Tarter	Fransa WRST	3000	1420,4 galaktik merkez doğrultusunda	1.200	galaktik merkez	4



Şekil 1 : Atmosferik mikrodalga penceresi.

doğuracaktır. İnsanlık kendi kültürünün belki de ne kadar nadide olduğunu öğrenecek ve biyolojik mirasının nasıl eşsiz olduğunu, karmaşık evrim olayının üç ya da dört milyar yıldan fazla bir sürede nasıl onu özene bezene geliştirdiğini daha iyi anlayacaktır. Böylece, Dünya İnsalığı düşüncesi serpilmeye başlayacaktır.

Öte yandan, bir uygarlıkla iletişim kurulmasıyla birlikte, insan nesli yeni, zengin bilgiler kazanabilir; bu, evrenin geçmişi ve geleceğini anlatan, evrenin yapı taşı temel tane-cikleri ve yeni biyolojik anlayışları içeren bir bilgi dizisi olabilir. İnsanlık uzaktaki bilge düşünürlerle, onların toplumları ve şuurlu yapılarının en derin değerleri üzerine konuşabil-meyi başararak, ilerde zengin kültürlerle sahip görkemli galaktik şebeke ağının bir halkası olmaya layık olabilir.

Burada şunu da bildirmek yerinde olur; Ozma Projesi'nden sonra, 20 yıllık mücadele sonucu Dünya-dışı yaşam araştırmaları bilimsel alanda 1970'lerin sonlarında destek görmeyi başarmıştır. Bunun sonucu, Amerika Ulusal Bilim Akademisi tarafından bu on yılın, astronomi ve astrofizikte en kıdemli projelerinden biri olarak onore edilmiştir. Bununla birlikte NASA'nın tarihinde ilk kez olarak birçok denemelerden sonra aynı bir projeye tekrar bir fon ayrılmıştır. Ayrıca, IAU'nun konuyu destekler tutumu ve yeni komisyonunun etkinliği ile çalışmalar yeni bir boyut kazanmıştır.

KAYNAKLAR

- Cocconi, G., ve Morrison, P. : 1959, Nature, 184, 844.
 Drake, F. D. : 1961, Physics Today, 14, 40.
 Morrison, P., Billingham, J., ve Wolfe, J., (Eds.) SETI, 1977, NASA SP-419.
 Oliver, B. M., ve Billingham, J., (Eds.) Project Cyclops. 1973, NASA CR114445.
 Papagiannis, M. D., (Ed.): Strategies for the Search for Life in the Universe. 1980, D. Reidel Pub. Co., Dordrecht, Holland.
 Papagiannis, M. D. : 1983, J. British Interplanetary Soc. 36, 305.
 Tarter, J. : 1982, Astronomy, 10, 10.

KUYRUKLU YILDIZLAR, GÖKTAŞLARI VE YAŞAM OLAYININ KÖKLERİ

Tamer Ataç

Boğaziçi Üniversitesi, Kandilli Rasathanesi, İSTANBUL

ÖZET : Yaşadığımız yıllara kadar astronomi, jeoloji ve biyokimyanın topladığı ip uçları, yaşamı yeryüzünde başlatan koşulların, Dünya dışında da defalarca tekrarlandığını ve tekrarlanabileceği düşüncesini güçlendirmektedir.

Yaşamın başlaması için gerekli olan bazı organik moleküller yıldızlararası karanlık yoğun bulutlarda gözlenmiştir. Aynı molekül türlerine, Güneş sisteminin ilk evrelerinin ürünleri olarak bilinen kuyruklu yıldızlarda da rastlanmıştır. Bu benzeşme kuyruklu yıldızların, Güneş sistemini oluşturan ilkel maddeyi, gezegenlerarası ortamda her yöne dağıttıklarını düşündürmektedir.

Göktaşlarının bir türü olan karbonlu kondritlerde, ilkel yaşam biçimlerine ait yapıtaşlarının gözlenmesi, bizi Dünya dışı yaşam olasılığını düşünmeye iten ayrı bir nedendir.

Günümüze kadar konuyla ilgili toplanan bilgilere kuş bakışı göz atacağımız bu derlemede kuyruklu yıldızlar, göktaşları ve yeryüzündeki yaşam üzerine bildiklerimiz kısaca özetlenmiştir.

1. GİRİŞ

Dünya dışı kaynaklı gök cisimlerinde ilkel yaşam biçimlerine ait yapıtaşlarının gözlenmesi bizi dünya dışı yaşam olasılığını düşünmeye iten en önemli nedenlerdendir. Bu gözlemleri yorumlarken biyokimya, jeoloji ve astronominin topladığı bilgiler yaşamı yeryüzünde başlatan koşulların, dünya dışında da defalarca tekrarlandığını ve terarlanabileceği düşüncesini güçlendirmektedir.

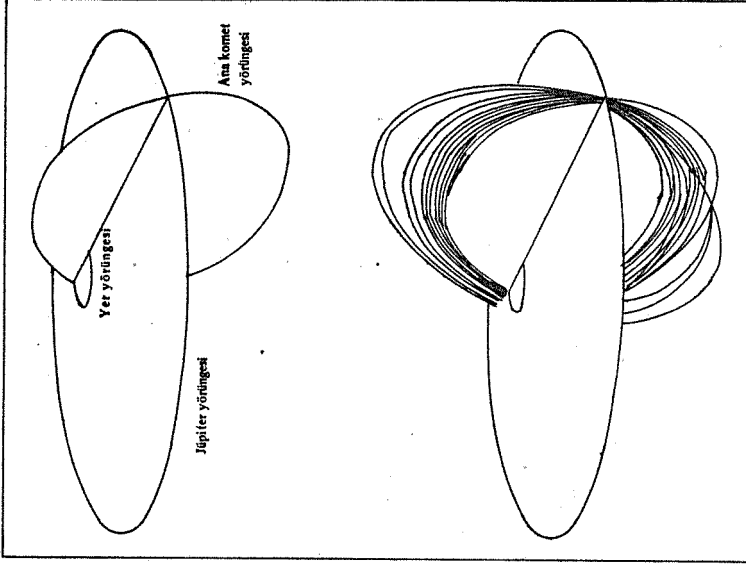
Bu yazıda, konuyla ilgili bilgilere önemli katkıları olan kuyruklu yıldız, göktaşı ve yıldızlararası molekül gözlemleri literatürden derlenerek aktarılmıştır.

2. KUYRUKLU YILDIZLAR

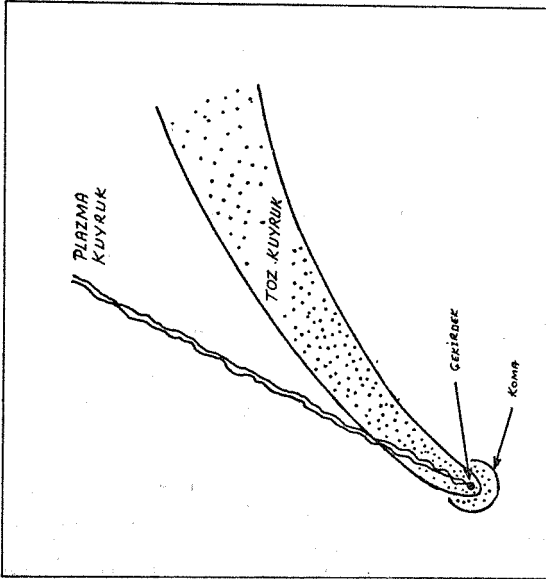
Çağlar boyunca yazgının habercileri olarak kabul edilen kuyruklu yıldızlar Güneş sisteminin en kararsız gök cisimlerindendir. Yapıları ile ilgili bilinmezlikler, buna bağlı görüşleri de günümüzde halen tartışma konusudur.

2.1. GÖRSEL GÖRÜMÜLERİ

Kuyruklu yıldızların tipik görünümü hemen hemen simetrik olan bir baş (koma) ve Güneşe yaklaştıkça uzunluğu artan bir kuyruk şeklindedir. Kuyruklar Şekil 1'de görüldüğü gibi biçim bakımından plazma ya da toz kuyruklardır, gözlenen bütün kuyruklu yıldızlarda bu iki olayın karışımı görülmüştür.



Şekil 2 : Güneşin çevresinde yörüngeye giren meteorun yörüngeyi, Güneş, Dünya ve Jüpiterin çekimsel etkileriyle birkaç yüzyıl sonra şekli gibi değişikliğe uğrar.



Şekil 1 : Güneş rüzgarı ve ışığı ile tam etkileşim halinde olan bir kuyruklu yıldızın dört parçası.

- Çekirdek
- Gazların nötr molekülleri küresel bir baş (koma) oluşturmaktadır, ses hızıyla uzaya yayılan bu baş sürekli yenilenmektedir.
- Güneşin radyasyon basıncı toz taneceklerini "toz kuyrukta" iterler.
- Çekirdeğin çevresinde iyonlaşan gaz güneş rüzgarının magnetik alanı ile 400 km/s ılık hıza erişinceye kadar iletir ve iletir : sonuçta iyon ve elektron karışımı olan 'plazma kuyruk' ortaya çıkmaktadır.

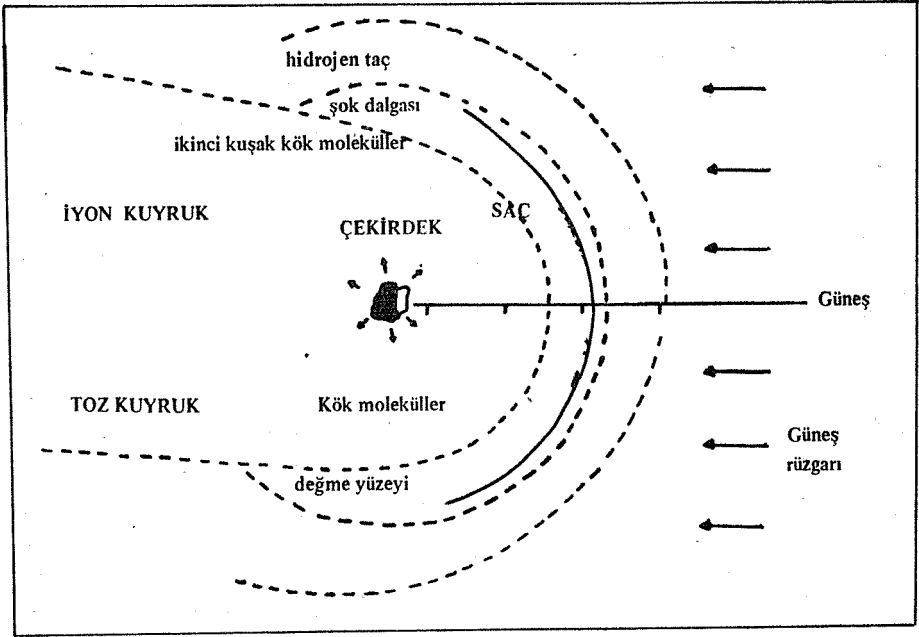
2.2. YÖRÜNGELERİ

Kuyruklu yıldızların yörüngeleri, bu cisimlerin Güneş sisteminin üyeleri olduklarını göstermektedir (yıldızlararası kuyruklu yıldızların da bulunabileceği göz önünde tutulmaktadır). Güneş çevresindeki dolanım dönemlerine göre sınıflandırılabilirler. Yörüngeleri belirlenen 630 kuyruklu yıldızın yaklaşık 100 tanesi "kısa dönemli" olarak verilmiştir (dönemleri 200 yıldan kısadır), geriye kalanlar da dönem bakımından "geçiş kuyruklu" yıldızlar ile "uzun dönemli" kuyruklu yıldızlardır. Uzun dönemli kuyruklu yıldızların dönemleri 200 yılda 10^6 yıla kadar sürmektedir. Son sayılanların 80'den fazlasını yeni kuyruklu yıldız oluşturmaktadır ki bunlar Güneş sisteminin içlerine ilk kez girmişlerdir. Ayrıntısına daha sonra değineceğimiz bir varsayıma göre Güneş, içerisinde 10^{11} ile 10^{12} kuyruklu yıldız bulunduran yaygın bir bulutla çevrilidir (Oort bulutu). Bu kuyruklu yıldızlar uzaklıkları bize en yakın yıldızların uzaklığı ile karşılaştırılabilecek yörüngelerdedir. Söz konusu yıldızların gravitasyonel pertürbasyonları yörüngelerde değişikliklere yol açarak kuyruklu yıldız Güneş sisteminin içlerine dalmaya zorlar (yeni kuyruklu yıldızlar); böyle kuyruklu yıldızlar büyük gezegenlerin özellikle Jüpiter'in çekimiyle yakalanıp daha elips yörüngelere oturur ve dönemli kuyruklu yıldızlar olurlar. Kuyruklu yıldız iç Güneş sistemine her girdiğinde ardında bir miktar gaz ve toz bırakır. Bu arada kuyruklu yıldızın Güneş, Dünya ve Jüpiterle gravitasyonel etkileşimleri sonucu yörüngesi Şekil 2'den görüleceği gibi bir kaç yüzyıl sonra yörünge yumağı haline gelmektedir. Dünyanın bu yörünge yumağındaki kalıntılarla karşılaşması göktaşı yağmurlarına yol açmaktadır. Bunun sonucu dönemli kuyruklu yıldızların belirli bir süre var olacakları anlaşılmıştır. Kuyruklu yıldızların her dönüşte kütlelerinin 10^{-3} ile 10^{-4} 'ünü kaybettikleri ileri sürülmektedir.

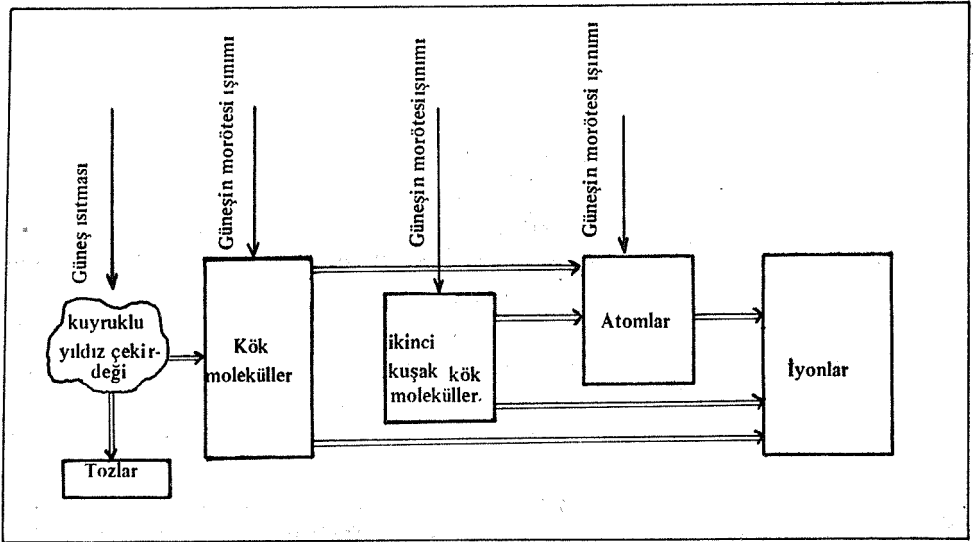
2.3. KUYRUKLU YILDIZ MODELİ

Amerikalı astronom Fred Whipple'in uluslararası kabul bulan varsayımında kuyruklu yıldız çekirdekleri buharlaşmaya hazır donmuş elemanlardan ve üstüne düşen ışınmı kıran hemen hemen homojen parçacıklardan meydana gelmiştir. Bütünü oluşturan moleküllerin çok sıkı yapışmasıyla da yer yüzündeki benzer yapılardan dev "kirli bir kartopunu" andırmaktadır. Kuyruklu yıldızların kütesinin büyük miktarının, bir kilometre çapında "çekirdek" olarak isimlendirilen iri buzdağında yoğunlaştığı varsayılmaktadır. Kuyruklu yıldız resimleri incelenirse çekirdeğin varlığı kesin gibi görünmekteyse de, buzdağından oluştuğu düşünülen çekirdeğin yansıtaacağı ışık yeterli olmadığından, resimde çekirdeği kesin hatları ile belirlemek çok zordur. Bu sorunun açık yanıtı, tasarlanmış bir modeli Şekil 3'de görülen Halley kuyruklu yıldızı ile ilgili doğrudan uzaydan yapılacak gözlemlerle alınacaktır.

1974 kışı boyunca yüzyılın kuyruklu yıldızı olarak gökyüzünü süsleyeceği düşünülen Kohoutek kuyruklu yıldızının beklenen parlaklığa ulaşmadığı görülünce, kuyruklu yıldızların parlaklık şiddetini sadece Güneşe ve Dünyaya olan uzaklıklarına bağlı olarak düşünmenin hatalı olduğu anlaşılmıştır. Bugün artık bu cisimlerin ışınmada bulunmasına etki eden olayların ne denli karmaşık ve değişik olduğu ortaya çıkmıştır. Şekil 4'den izleneceği



Şekil 3 : Güneşe 1.5. A.B uzaklığa eriştiğinde halley kuyruklu yıldızı için düşünölen model.



Şekil 4 : Çekirdekteki ana moleküllerin çözölmesi ve bunların ikinci kuşak ana moleküllerle, atomlara ve iyonlara dönüşmesi.

üzere güneş ışığı bu iri buzdağını ısıtınca buharlaşma meydana gelmekte ve buzların arasında sıkışmış olarak duran tozlar serbest kalmaktadır, daha sonra bu tozlar güneş ışığını hem yansıtmakta hem de yaymaktadır. Ayrıca Güneşin mor ötesi ışınımı buzdağını oluşturan molekülleri ayrıştırınca ortaya çıkan kök moleküller belirli bir oksitlenme düzeyine çıkarak ışınımında bulunmaktadır. Bu ışınım miktarı kuyruklu yıldızdan gelen ışığın önemli bir kısmını oluşturmaktadır. Söz konusu moleküller daha sonra tek atomlu gazlara ayrılarak kimyasal olarak tepkimeye girmekte ya da iyonlaşmaktadır.

Kuyruklu yıldızın ışınımının spektrumu başlangıçta görsel bölgede, yakın geçmişte de mor ve kırmızı ötesi bölgelerle radyo bölgesinde gözlenerek Çizelge I de görülen element listesi elde edilmiştir.

ÇİZELGE I

Kuyruklu yıldızlarda gözlenen moleküller

görsel bölgede :	C2, C3, OH, NH, CH, CO, CN, NH, NH ₂
mor ötesi bölgede :	OH, CO, C ₂ , CS
radyo bölgede :	OH
kanatlanmayı bekleyenler (tek kuyruklu yıldız da gözlemleniler) :	
	CH, CH ₃ CN, HCN, H ₂ O
kuyrukta gözlenen iyonlar (görsel bölge ve mor ötesi) :	
	CO ⁺ , CH ⁺ , N ₂ ⁺ , OH ⁺ , CO ₂ ⁺ , H ₂ O ⁺
(ana moleküllerin altı çizilmiştir.)	

2.4. KUYRUKLU YILDIZLARIN KÖKENİ

Kuyruklu yıldızların yaymadığı ışınım kendi maddesinin buharlaşmasından ürettiği için bu cisim, kendi kendini tüketmektedir. Kütle kayıplarının en önemli sonuçlarından biri çok kısa yaşam süresidir. Bu halde kısa dönemli kuyruklu yıldızların bir çoğunun bir kaç bin yıl içerisinde kaybolmalarının gerektiği ortaya çıkınca, aklımıza kuyruklu yıldızların kaynağının neresi olduğu sorusu gelmektedir.

Kuyruklu yıldız astronomisindeki temel kavramlardan biri olan kuyruklu yıldız deposu, böyle bir olasılığı ilk düşünen kişinin adıyla "Oort bulutu" olarak anılmaktadır. Yörüngeleri Güneşe uzak yüz milyonlarca kuyruklu yıldızdan meydana gelen bu bölge güneş sisteminin sınırlarındadır. Bütün yönlerde dağılmış olan bu cisimleri küçük boyutları nedeni ile doğrudan gözlemek olanaksızdır. Bu bulutla ilgili bilgiler uzun dönemli kuyruklu yıldızların yörünge elemanlarının istatistik analizi ile elde edilmiştir. 100 milyar kuyruklu yıldızdan oluştuğu düşünülen bu dev depo gözlenen bütün kuyruklu yıldızların çıkış merkezi olarak kabul edilirken, ne şekilde oluştuğu sorusuna da değişik kuramlarda yanıtlar aranmıştır.

Bu bulutun Güneşten 10⁴ AB uzaklıktaki bölgelerde Güneş bulutsusunun

yoğunlaşması sonucu oluştuğunu düşünmek zordur, çünkü bu bölgelerdeki yoğunluk çok düşük olduğu için söz edilen süreçlerin gelişmesi olanaksız gibidir. Bugün geçerli olan iki kuramda da kuyruklu yıldızların Güneşe yakın bölgelerde oluşup sonradan Oort bulutuna geçtikleri kabul edilmiştir.

Kuyruklu yıldızların da Güneş sistemini oluşturan ilkel bulutsudan meydana geldiklerini kabul etmek, yıldızlararası molekül gözlemlerinin önemini arttırmaktadır. Artan gözlem olanaklarıyla uzayın derinliklerinde yıldızlararası karanlık yoğun bulutların molekül türleri de giderek tanınmaktadır. Gözlenen türler Çizelge II'de verilmiştir. Çizelge I ve Çizelge II deki organik molekül türleri karşılaştırıldığında Çizelge III ten görüleceği gibi önemli benzerlikler olduğu ortaya çıkmaktadır.

ÇİZELGE II
Yıldızlararası Moleküller

n =	20	19	18	17	16	15	14	13
1 sm ² lik sütunda 10 ⁿ cinsinden bolluklar								
Anorganikler:	H ₂		H ₂ O		NH ₃ NO SO ₂	HNO H ₂ S	OH SO NS	SiO SiS N ₂ H
Hidrokarbonlar:	CH ₄			C ₂ H ₂	CH ₃ C ₂ H	C ₂ H C ₄ H	C ₂	CH
O ile :		CO				CH ₂ CO CH ₃ OH CH ₃ CH.O C ₂ H ₅ OH	H ₂ CO HCO.OH	HCO HCO.OCH ₃
N ile :						CN HCN CH ₂ NH CH ₃ CN CH ₃ NH ₂	HC ₃ N CH ₂ .CH.CN HC ₅ N C ₂ H ₅ CN	NH ₂ CN HC ₇ N HC ₉ N
O ve N ile :						HCNO NH ₂ .CH.O		
S ile :				H ₂ CS	CS OCS	HNCS CH ₃ SH		

Bu gözlemsel verilerden yola çıkarak, kuyruklu yıldızların gezegenimizin oluşumunun ilk evrelerinde bu yıldızlararası organik molekülleri gezegenin ilk atmosferine ve gezegene taşıyarak biyolojik süreçlerin başlamasını sağlayan kimyasal tepkimeleri başlattıkları varsayımı yapılmaktadır.

ÇİZELGE III

Kuyruklu yıldızlarda gözlenen moleküllerle yıldızlararası ortamda gözlenenler benzeşmektedir

1. Dokuz kuyruklu yıldız molekülü uzayda da gözlenmiştir :
CH C2 CN CO CS HCN CH3CN OH H2O
 2. Üç kuyruklu yıldız molekülü yıldızlararası moleküllerin parçalanmış halidir.
Kuyruklu yıldız molekülleri : C3 NH NH2
Yıldızlararası moleküller : C3N NH3
-

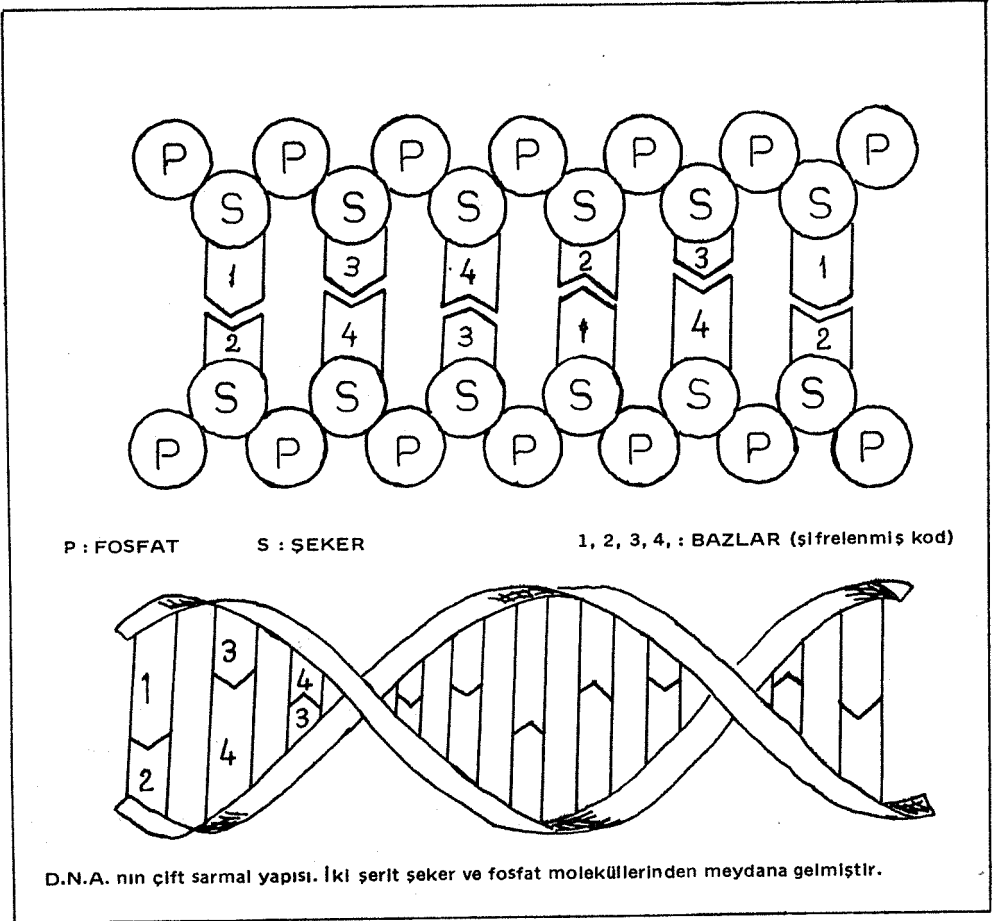
Şimdi de yaşam olayını biyoloji kitaplarında genel anlamda tanımlamaya çalışan bilgilere göz atalım.

3. YAŞAM OLAYI

Son yarım yüzyılda genetik bilgilerin kimyasal bir şifre yardımıyla yazdırıldığı açık-
lık kazanmıştır. Bilgiler ırkın uzun süreli belleğini temsil eden DNA'ya (Deoksiribonükleik
asit) kaydedilmiştir, ve çok sadık bir şekilde kuşaktan kuşağa kopya edilmektedir. DNA,
dev uzunlukta lineer bir molekül şeritidir, üzerine insanda 100 milyon kelimelik yani kalın
bir kaç yüz kitapta toplanabilecek bilgi işlenmiştir. Hücre çekirdeğinin tam kalbine yerleş-
tirilen bu bilgiler kendi negatif kopyasıyla da korunmaktadır. Hücre, çekirdeğinin kasasında
büyük bir özenle saklı bütün bilgileri sürekli olarak kullanmaz. Kopya edilen DNA bilgileri
proteinleri üretmek için bu moleküllere özdeş RNA (Ribonükleik asit) molekülleri tarafın-
dan taşınmaktadır. Biyolojinin artık iyi tanıdığı bu süreç oldukça karmaşıktır. DNA'ların
taşıdığı reçetelerle binlerce çeşit protein üretilebilir. Bu proteinlerin her birinin özel bir
işlevi vardır, sadece gövdenin yapısındaki gereçleri üretmekle kalmayıp (deri, kaslar, saç-
lar, vs) bu işlemlerin mimarları ve işçileri olan enzimleri de üretirler. DNA molekülü
çift sarmal halinde, birbiri üzerine bükülmüş iki iplikten oluşur. Her iplik nükleotitlerden
yani bu asitin temel birimlerinden meydana gelmiştir. Şekil 5 de deoksiribonükleik asitin
moleküler yapısı görülmektedir.

DNA alfabesinin harfleri adenin, sitozin, guanin ve timin nükleotitlerinden oluş-
maktadır. RNA alfabesinde ise timin yerine urasil nükleotiti yer almaktadır. Sonuç olarak
genetik şifrenin kopya edilmesi sırasında 5 baz, 2 şeker, 1 fosfat ve 20 amino asit toplam
yirmi sekiz ayrı molekülden yararlanır, her biri H, C, N ve O atomlarından oluşmuştur.

İncelenen bütün organizmalarda genetik şifre aynıdır, bütün canlıların birbirleri ile
olan ilgisi ve evrim sırasında atılan büyük adımların izlerinin bulunması, yaşamın ortak bir
kaynaktan geliştiğini düşündürmektedir. Burada ilkel yaşam biçimlerine ait yapıtaşlarının
gözlendiği karbonlu kondritler önem kazanmaktadır.



Şekil 5 : Deoksiribonükleik asit'in (DNA) moleküler yapısı.

4. KARBONLU KONDRİTLER

Yüz yıldan bu yana, göktaşlarının bileşiminde de organik bileşikler var mı sorusuna çözüm aranmıştır. Bu soruya yanıt bulmak için Berzelius tarafından Alais göktaşı, Wohler tarafından Kaba ve Berthelot tarafından Orgueil göktaşları analiz edilmiştir. Geçmişte elde edilen sonuçlar bu taşlarda gözlenen organik bileşiklerin Dünya dışı kökenli olup olmadıkları sorusunu bulanık bırakmıştır, bu bileşikler gerçekten Dünya dışı kökenli midir yoksa bulaşma sonucu mu göktaşındadırlar ?

Murchison göktaşının analizlerinden elde edilen sonuçlar göktaşlarındaki organik bileşiklerin dünya dışı kaynaklı olduklarını göstermiştir. Avusturalya'daki Victoria, Murchison'a 28 eylül 1969 da Tip-2 karbonlu kondriti düşmüştür. Bazı parçalar düştükten hemen sonra, bazıları da bir süre sonra 1970 şubat ve mart ayları boyunca toplanmıştır. Analiz için seçilen taşlar en az çatlaklı, dışı en az kirlenmiş ve çok kütleli görünenleridir.

Amino asit aramalarında, göktaşının iç parçaları toz edilmiş, kaynar suyla işleme tabi tutulduktan sonra kütle spektrometresi ve gaz kromatografla analiz edilmiştir. Bunlara ek olarak protein olmayan amino asitler de gözlenmiştir. Bu amino asitler arasında asimetrik merkezli olanların polarize ışığı sağa ve sola çeviren tipleri belirlenmiştir. Protein olmayan amino asitlerin bulunması ve ışığı sağa sola çevirenlerin eşit miktarda görülmesi bu amino asitlerin biyoloji öncesi süreçler sırasında oluştuklarının varsayılmasına neden olmuştur. Bunlar Dünya dışı kökenli amino asitlerin varlığının kesin belirtileridir.

Çok yakın geçmişte Antarktika göktaşlarının bulunması ve analizlerinin yapılması bu alana yeni kanıtlar getirmiştir. 1971 yılında bir Japon jeolog Kenzo Yanai Yamato adlı dağlık arazide, çadırının çevresinde sekiz göktaşı parçası bulmuştur. Birbirini takip eden yıllar süresince Antarktika'dan 4000 yeni göktaşı getirilmiştir. Bunlardan 40 tanesi "karbonul kondritler" sınıfına girmiştir. Aralarında Yamato ve Alan Hills adlı göktaşları laboratuvarında analiz edilmiş ve bunlar Murchison, Murray ve Mighei göktaşlarından elde edilen sonuçları destekleyici sonuçlar vermiştir. Antarktika'da bulunan göktaşlarının en önemli özelliği bunların kirlenmemiş olmasıdır. Ayrıca iç ve dış kısımlarında eşit miktarlarda amino asitler vardır.

Nükleik asitlerin temelini oluşturan pürin ve primidin bazlarının araştırılması göktaşlarında da yapılmıştır. Daha önceki çalışmalarda farklı iki pürin olan adenin ve guaninin varlığı Orgueil göktaşında belirlenmiştir.

Yani sadece proteinler değil nükleik asitler de karbonlu göktaşlarının bir parçasıdır.

5. SONUÇLAR

Kuyruklu yıldızları meydana getiren maddeleri geçmişinde olduğu gibi, Dünya'nın bugün de gezegenlerarası ortamdan önemli miktarlarda toplayabileceği yadsınmaz bir gerçektir.

Bununla beraber, kuyruklu yıldızların bugün gezegenimizde mevcut uçucu gazların

önemli miktarını yeryüzüne çarparak taşıdıkları ve çekirdeğinin bu çarpmalar sırasında karmaşık organik molekülleri ısıyla tepkileşime soktuğu varsayımı da halen tartışma konusudur. Dünya atmosferinin üst katmanlarında yapılan incelemeler sonucu çok küçük tanecikler bulunmuştur. Bu tozların NASA'nın olanakları ile bulan Brownlee, bunların kuyruklu yıldız tozları olduklarını ileri sürmüştür. Daha sonra bu taneciklerin Dünya dışı kaynaklı oldukları karbonlu kondritler gibi ilkel göktaşı kimyası göstermeleriyle kanıtlanmıştır. 20 kadar metalin bu cisimlerdeki bolluğu (göreceli olarak) Güneşteki oranları ile aynıdır. Bu durum Danyadaki hiç bir kayada gözlenmemiştir.

Gezegelimizde gelişen kimyasal evrim için yıldızlararası moleküller gereklidir sorusu da ayrı bir konudur. Yalnız bu soruna gezegenimiz bütününde, atmosferinde, yer kabuğunda ve okyanuslarında süren ilkel koşullar ve bu koşulların zamana bağlı değişimleri yapay olarak tekrar oluşturulamadığı sürece olur ya da olmaz şeklinde kesin yanıt verilemeyecektir.

Bugün konuyla ilgili en tutulan varsayımlarda biyolojik evrimin gelişmesi için gerekli olan kimyasal tepkileşimlerde mutlaka bulunması gereken maddelerden biri ya da katalizörlük görevini yapan bazı kritik moleküllerin Dünya ortamında oluşmayıp yıldızlararası ortamda ya da kuyruklu yıldızlardaki değişik koşulların yardımıyla hazırlanıp gezegenimize geldikleri inanılmaktadır.

KAYNAKLAR

- Crovisier, J. : 1981, *l'Astronomie*, Vol. 95, (Mai 1981) p.p 231—241.
- Delsemme, A. H. : 1981, *l'Astronomie*, Vol:95, (juin 1981) p.p 293—304, (septembre 1981) p.p 381—394.
- Froeschle, C. ve Rickman, H. : 1981, *l'Astronomie*, Vol:95, (Mai 1981) p.p 221—230.
- Irvine, W. M. ve Hjalmarson, A. : 1983, *Cosmochemistry and the origine of life*, ed. C. Ponnamparuma, D. Reidel Publ. Co. Dordrecht, s. 113—142.
- Ponnamparuma, C. : 1983, *Cosmochemistry and the origine of life*, D. Reidel Pub. Dordrecht, s. 1—34.
- Karol, S. and et al. : 1980, "Modern Biyoloji" Milli eğitim basımevi, p.p 215—265.
- Wagner, J. K. : 1984, *Astronomy* Vol: 12, No:2, p.p 6—24.

ULUSAL GÖZLEMEVİ
YERSEÇİM GÜDÜMLÜ PROJESİ İLE
İLGİLİ TEBLİĞLER

THE UNIVERSITY OF CHICAGO
THE UNIVERSITY OF CHICAGO
THE UNIVERSITY OF CHICAGO

ULUSAL GÖZLEMEVİ YER SEÇİMİ ÇALIŞMALARI

Zeki Aslan, Cemal Aydın, Osman Demircan, İ. Ethem Derman, Orhan Gölbaşı,
Zeynel Tunca

ÖZET : Bu çalışmada, Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi çalışmaları anlatılmaktadır. Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi çalışmaları ilk defa Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi (UBAÜ) bünyesinde başlamıştır. 1979 yılından, ünitenin kapandığı 1982 yılına kadar bu şekilde sürdürülen çalışmalar, 1 Nisan 1983 yılından itibaren, üç yıllık bir güdümlü projeye dönüştürülmüştür. Bugüne kadar, Ulusal gözlemevi için aday seçilen 3 tepede astronomik ve meteorolojik gözlemler yapılmıştır. Bunlar sırasıyla, Kurdu (Muğla 1612 m.); Bozdağ (Ödemiş 2160 m.); Bakırlıtepe (Antalya 2422 m.) istasyonlarıdır. Halen aday yerlerin ikisinde gözlemlere devam edilmektedir ve bunların değerlendirilmesi yapılmaktadır. Bunun yanında, Güneydoğu Anadolu Bölgesinde seçilecek 4. bir aday yer için ön çalışmalar sürdürülmektedir.

Ulusal Gözlemevi için yer seçimi çalışmaları 1979 da Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi (UBAÜ) içinde başladı. Ünite 1982 yılı sonunda kapanınca TÜBİTAK bu çalışmalarını güdümlü projeye dönüştürdü. 1 Nisan 1983 de yürürlüğe giren proje, çalışmalarına önceki çalışmaların kaldığı yerden başladı. Önceki çalışmalar Ünite Başkanlığına ve TÜBİTAK'a sunulan raporlarda anlatılmış, güdümlü proje önerisinde de özetlenmiştir. Yine de önemli aşamalara kısaca değinmekte yarar görüyoruz.

1. ÜNİTE ÇALIŞMALARI

Ünitenin Şubat 1980 İzmir toplantısında Doç. Dr. Cafer İbanoğlu başkanlığında Doç. Dr. Latif Topaktaş ve Erden Soytürk'den oluşturulan yarkurul ilk çalışmaları yaptı. Bir yandan var olan meteoroloji gözlemlerini değerlendirirken bir yandan da bugün kullanmakta olduğumuz teleskopların İngiltere'den gelmesi ile sonuçlanan yurtdışı yazışmaları sürdürdü. Güneşlilik, yağış gibi 40 yıllık meteoroloji bilgilerinden Güneybatı Anadolu bölgesinin (Muğla-Burdur-Denizli-Antalya) gözlemevi için en uygun bölge olduğuna karar verdi. E. Ü. Gök Bilimleri Enstitüsünün sağladığı araba ve sürücü yardımıyla bölgeye inceleme gezileri düzenleyip aday tepeler belirledi.

Bu çalışmalar UBAÜ'nün Şubat 1981 Adana toplantısında genel bilgiye sunulup tartışıldı. Bu toplantıda çalışmaların sürdürülmesine karar verildi. Prof. Dr. Cemal Aydın başkanlığında Doç. Dr. Cafer İbanoğlu, Doç. Dr. Latif Topaktaş, Doç. Dr. Abdüssamet Marşoğlu, Doç. Dr. Esat Hamzaoğlu ve Dr. Osman Demircan'dan oluşan yeni bir yarkurul oluşturuldu. Bu kurul, yurtdışı yazışmaları sürdürdü, Güneybatı Anadolu'ya geziler düzenledi, Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğü ile görüşmeler yaptı, yurtdışından film ısmarladı, çekilecek kutup yıldızı görüntülerinin ölçülmesi yollarını araştırdı. Uzun

yazışmalardan sonra Ekim 1981 de, yer seçimi konusunda uzman olan Bennet McInnes'i İskoçya'dan Türkiye'ye getirip önceden seçilen aday yerleri gezdirdi. Aday tepelerin iç kısımlarda olduğunu öğrenen McInnes, atmosfer temizliği açısından seçilen yerlerin denize yakın olması gereğini vurguladı. Yarkurul bu öneri doğrultusunda bölgede Haziran 1982 de yeniden araştırma yaptı.

Yol, su, elektrik, (ihtiyaçların karşılanması için) yerleşim merkezine yakınlık, ulaşım kolaylığı, gerektiğinde yardım istenecek yakın kuruluşlar, meteoroloji koşulları (az rüzgarlı, az kar yağışlı) gibi konuları gözönüne alarak seçilen tepeleri öncelik sırasına koyan yarkurul, birinci sıraya Antalya-Bakırlıtepeyi, ikinci sıraya Muğla-Kurdu tepesini aldı. Bu arada Ünite Başkanı Prof. Dr. Z. Tüfekçioglu'nun da katıldığı uzun yazışmalardan sonra Temmuz 1982 de iki teleskop Türkiye'ye geldi.

Kurdu'da Orman Bölge Müdürlüğüne ait bir bina, yol, su, elektrik olduğu, ulaşım Orman Müdürlüğünün arabası ile sağlanabileceği için teleskopların biri oraya kondu ve 27 Temmuz 1982 de astronomi ve meteoroloji gözlemleri başladı.

İkinci teleskobun bir an önce kullanıma sokulması yolları araştırıldı, bu amaçla Prof. Dr. C. Aydın ve Prof. Dr. H. Ögelman Antalya-Saklıkent-Bakırlıtepeye 1982 Eylül başında ikinci bir inceleme gezisi yaptılar. Saklıkentten Bakırlıtepeye (2460 m.) 1-2 km lik yol olmadan orada çalışmanın olanaksız olduğu sonucuna vardılar, Saklıkente yakın 1900 m. yükseklikte çalışılabileceğini belirttiler. Yer Seçimi Yarkurulu üyelerinin, Ünite Başkanı Prof. Dr. D. Eryurt ve Prof. Dr. H. Ögelman'ın da katılımıyla 1982 Ekim başında yaptığı toplantıda ikinci teleskobun Ödemiş-Bozdağ'a (2100 m.) kurulması önerilmiş bu amaçla Doç. Dr. C. İbanoğlu, Doç. Dr. E. Hamzaoğlu ve Dr. Z. Tunca'nın yapacağı bir ön incelemeden sonra gözlemlerin Kasım 1983 de başlatılması kararlaştırılmıştır. Bozdağ'da gözlem yapabilme koşulları uygun değilse Saklıkente 1900 m. lik bir tepede kış girmeden birkaç hafta gözlem yapılması kararlaştırılmıştı. Karşılaşılan güçlükler nedeniyle kış girmeden ikinci teleskop kullanıma sokulamamış, Kurdu ile eş zamanlı gözlem yapılamamıştır.

2. GÜDÜMLÜ PROJE ÇALIŞMALARI

1982 yılı sonunda Ünite kapanınca TÜBİTAK'ın girişimi ile, Ünite Başkanları Prof. Dr. Z. Tüfekçioglu, Prof. Dr. D. Eryurt, TÜBİTAK Bilim Kurulu üyesi Prof. Dr. H. Ögelman ve Yer Seçimi Yarkurulu üyeleri Prof. Dr. C. Aydın, Doç. Dr. C. İbanoğlu, Doç. Dr. Abdüssamet Marşoğlu, Doç. Dr. O. Demircan, Doç. Dr. E. Hamzaoğlu ve Dr. İ.E. Derman ile ayrıca görevlendirilen Doç. Dr. Z. Aslan tarafından bir güdümlü proje önerisi hazırlandı. Öneri TÜBİTAK tarafından kabul edildi ve 1 Nisan 1983 de yürürlüğe girdi. Üç yıllık bu güdümlü projenin bütçesi 21 milyon TL. dir. Projenin bir yürütme kurulu bir de Danışma Kurulu vardır. Danışma Kurulunda Prof. Dr. D. Eryurt, Prof. Dr. N. Doğan, Prof. Dr. M. Hotinli, Prof. Dr. S. Hazer, Prof. Dr. H. Ögelman, Prof. Dr. Z. Tüfekçioglu ve Prof. Dr. C. Aydın vardır. Aramızdan zamansız ayrılan, bize çok yardımcı

olan Prof. Dr. Sezai Hazer yerine E.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü Başkanı olacak arkadaşımız Danışma Kuruluna katılacaktır. Yürütme Kurulunda Doç. Dr. Z. Aslan (Başkan), Prof. Dr. C. Aydın, Doç. Dr. C. İbanoglu, Doç. Dr. Zeynel Tunca, Doç. Dr. O. Demircan, Yard. Doç. Dr. İ.E. Derman, Dr. O. Gölbaşı ve sonradan katılan Doç. Dr. A. Marşoğlu vardır.

6 Nisan 1983 günü Danışma ve Yürütme Kurulu üyeleri A.Ü. Fen Fakültesinde ilk toplantılarını yaptılar. Bu toplantıda yapılmış ve yapılacak çalışmalar tartışıldı, üniversitelerin özellikle gözlemci konusunda sağlayacağı yardımlar üzerinde duruldu. İkinci istasyonun Ödemiş-Bozdağ'da, üçüncü istasyonun Antalya-Saklıkent çevresinde kurulmasına, Güneydoğu Anadolu Bölgesine bir inceleme gezisi yapılmasına karar verildi. Yürütme Kurulu ve Danışma Kurulu ikinci ortak toplantısını 7 Şubat 1984 günü A.Ü. Fen Fakültesinde yaptı. Bu toplantılarda ve Yürütme Kurulunun zaman zaman bugüne kadar (Eylül 1984) yapılan çalışmalar aşağıda özetlenmiştir.

Muğla-Kurdu İstasyonu : Aralık 1982 de durdurulmuş olan gözlemler 15 Nisan 1983 de yeniden başlatıldı. Ödemiş-Bozdağ ile eş zamanlı sürdürülen gözlemlerde, üniversitelerden gözlemci sağlayamadığımız için önemli boşluklar oldu. 27 Kasım 1983 de istasyon kapatıldı, gözlem araçları Antalya-Bakırlitepeye kullanılmaktadır.

Ödemiş-Bozdağ İstasyonu : 1-2 Mayıs 1983 de Prof. Dr. S. Hazer, Doç. Dr. C. İbanoglu ve Doç. Dr. Z. Tunca bölgede ön inceleme yaptıktan sonra proje yürütücüleri tarafından 14-15 Mayıs da teleskop pilyesi yapıldı, 17-20 Haziran'da K.K. Komutanlığından alınan çadır kuruldu, Devlet Meteoroloji İşleri Genel Müdürlüğünden alınan aletler yerleştirildi. 26 Haziran 1983 de gözlemler fiilen başlatıldı. 3 m x 3 m x 2.5 m boyutlarının yaptırılan bir alüminyum kabin 24-27 Temmuz'da istasyona monte edildi.

Gözlemler, kar yağışı nedeniyle 11 Aralık 1983 de durdurulmuş, 21 Nisan 1984 de yeniden başlatılmıştır. Kışa kadar sürdürülecek sonra istasyon tamamen kapatılacaktır.

Antalya-Bakırlitepe İstasyonu : 25-27 Temmuz 1983 de proje yürütücüleri Antalya'ya yaklaşık 60 km. uzaklıktaki Saklıkent çevresini yeniden gezmişler ve istasyonu Bakırlitepe'nin doruğuna kurmaya karar vermişlerdir. Ancak TÜBİTAK'ın DMO' den proje için satın almakta olduğu arabanın işlemleri geciktiği için Kurdu istasyonunun Bakırlitepe'ye taşınması 1983 yazında gerçekleşmemiş 1984 ilkbaharına kalmıştır.

5-12 Haziran 1984 tarihleri arasında Bakırlitepeye teleskop pilyesi yapılmış, İzmir'de hazırlanan alüminyum baraka monte edilmiştir. 20 Haziran'da meteoroloji aletleri kurulmuş ve gözlemler fiilen başlatılmıştır. Böylece, 1900 m deki bir tepede zaman yitirmeden, yol olmadan gözlem yapılması olanaksız görülen, yüksekliği 2400 m nin üstündeki tepeye çıkılması başarılmıştır.

3. GÖZLEMLER

Her istasyonda iki sigortalı gözlemci—sürücü birer haftalık vardiyalar halinde çalışmaktadır. Üniversitelerden de her hafta bir kişi bulunmaktadır. Her istasyonda TÜBİTAK'ın Projeye tahsis ettiği bir arazi arabası vardır. Araba Bozdağ'da 1600 m yükseklikteki TRT vericisine kadar çıkmaktadır. Buradan 2430 m uzaklıkta ve 2100 m yükseklikteki istasyona yaya gidilmektedir. Eşya ve yiyecekler atla taşınmaktadır. Bakırlitepe istasyonunda ise araba Saklıkent'ten daha yukarıya, dağın yaklaşık 1900 m yükseklikteki tabanına kadar çıkabilmektedir. 2400 m den daha yüksek ve yaklaşık 1 km uzaklıktaki istasyona yaya çıkılmaktadır. Gözlemciler eşya ve yiyeceklerini kendileri çıkarmaktadır. Yalnız su, Saklıkent bekçilerinin biri tarafından götürülmektedir.

İstasyonlarda astronomi ve meteoroloji gözlemleri yapılmaktadır. Projenin bitiminde istasyonlar astronomik görüş, sıcaklık ve sıcaklık değişimi, bulutluluk, nem, baskın rüzgar yönü ve hızı, v.b. verilerle karşılaştırılacaktır. Gözlemlerin bir ön değerlendirilmesini bu toplantı için yaptık. C. İbanoğlu kutup yıldızı görüntülerinin ölçümünü, Z. Tunca meteoroloji gözlemlerini, O. Demircan DMİ arşivinden çıkarılan İzmir ve Isparta tersinir tabaka (inversion layer) gözlemlerini, Z. Aslan Antalya Meteoroloji Müdürlüğünden alınan tersinir tabaka gözlemlerini anlatacaktır.

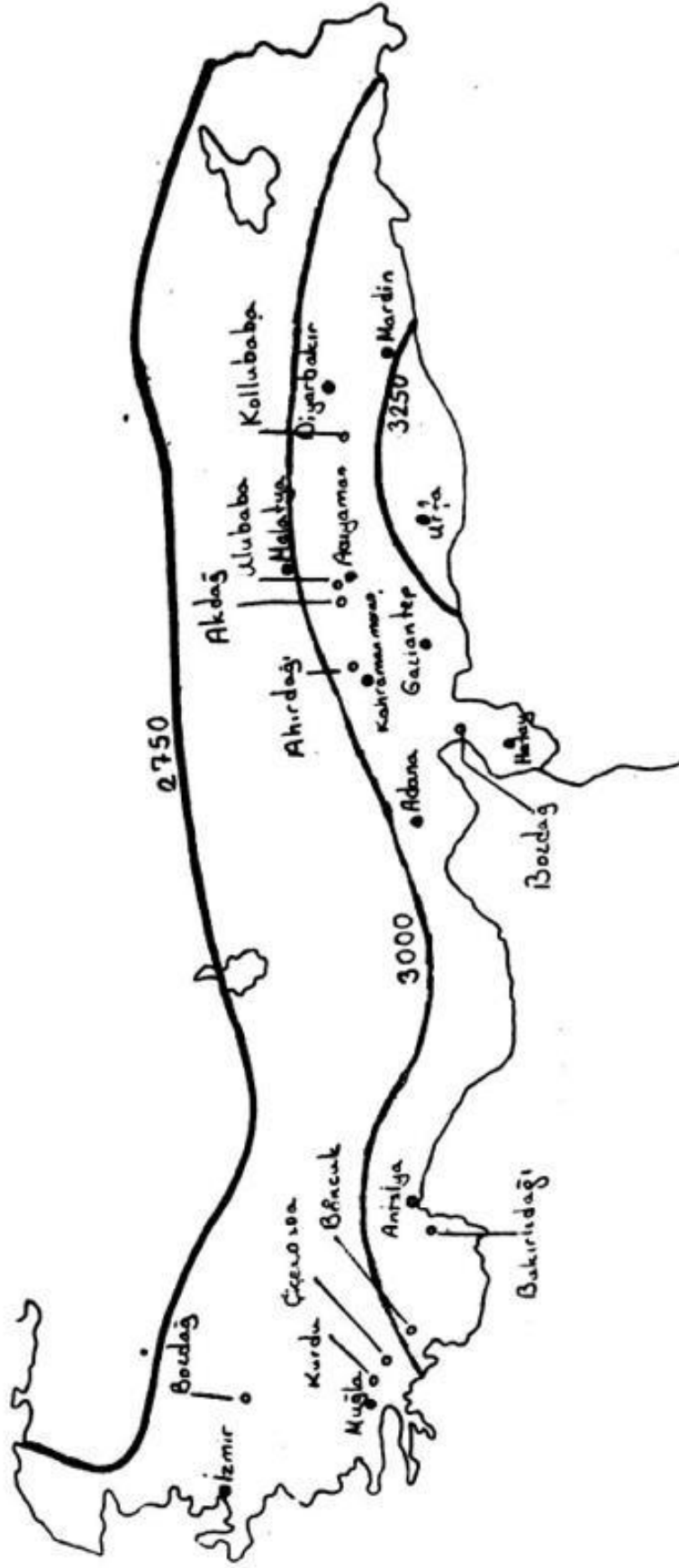
4. DÖRDÜNCÜ İSTASYON

Danışma Kurulu ile yaptığımız ortak toplantıda Güneydoğu Anadolu Bölgesinin de incelenmesi kararlaştırılmıştı. Çizelge I ve Şekil 1 de, Harita Genel Müdürlüğünün 1/500.000 ölçekli harita ve özet meteoroloji verilerinden çıkardığımız aday tepeler gösterilmiştir. Karşılaştırma amacıyla aynı kaynaklara dayalı veriler Kurdu, Bozdağ ve Bakırlitepe için de verilmiştir.

Kurdu, Çiçekbaba ve Boncukdağı'ndaki tepe aynı özelliklerde görülmektedir. Alt yapıyı düşünmezsek Çiçekbaba ya da Boncukdağı McInnes'in önerisine daha uygun bir seçim olurdu.

Güneydoğu Anadolu bölgesinde Diyarbakır—Ş. Urfa sınırında Kollubaba tepesi güneşlilik, nem, yağış açısından en uygun aday olarak görülmektedir.

Burada çok kısa olarak özetlenen çalışmalar kolay olmamıştır. Ünite zamanında ödenek azlığı, arabasızlık önemli sorunlardı. Gündümlü projede, önceden çizilen sınırlar içinde, ödenek zorluğumuz yoktur. Bu konuda ve uygulama süresince gösterdiği yakın ilgi ve destek için TÜBİTAK'a ne kadar teşekkür etsek azdır. Ancak uygulamada başka güçlüklerle karşılaştık. En önemlisi yol sorunu. Bozdağ'a çimento, su, kum, gözlem barakası, meteoroloji siperi hayvan sırtında, teleskop, meteoroloji aletleri ve karyolalar insan sırtında çıkarıldı. Bakırlitepenin dik çıkışı için, uçma tehlikesi yüzünden, katırdan bile yararlanamadık. Çimento, su, kum, gözlem barakası, hep insan sırtında çıkmıştır. Kaba bir hesaba bu 130 kişinin bir defa çıkışına denktir. Bunun yaklaşık 40 kişisi proje



Şekil 1 : Harita Genel Mâddirliğin 1/500 000 ölçekli haritası ve özet meteoroloji verilerinden çıkartılan aday tepeler.

ÇİZELGE I

	Enlem	Boylam	Yüks.(m)	Güneşlilik (saat/yıl)	Yağış (kg/m ²)		Kış	Nem	Sisli Gün	Yol
					Ortalama	Yaz				
BOZDAĞ (Nur Dağları)	+36° 49'	-36° 21'	2240	3000-3250	> 1500	> 40	> 500	34	< 5	Yok
AHIRDAĞI (K. Maraş)	37 39	37 06	2301	"	1000-1250	> 20	400-500	25	> 30	Var
AKDAĞ (Adıyaman)	37 54	37 55	2510	"	600-800	10-20	400-500	33	10-15	Yok
ULUBABA (Adıyaman)	37 57	38 09	2533	"	600-800	10-20	> 500	30	10-15	(yakın)
KOLLUBABA (Karacadağ)	37 43	39 50	1957	≤ 3250	500-600	10-20	300-400	18	10-15	Var
BAKIRLITEPE (Saklıkent)	36 50	30 21	2422	3000-3250	600-800	20-40	400-500	28	10-15	Var
BOZDAĞ (Ödemiş)	38 19	28 06	2159	2700-3000	600-800	20-40	250-300	18	5-10	Yok
KURDU (Muğla)	37 12	28 26	1612	"	1000-1250	20-40	600-800	> 35	10-15	Var
ÇİÇEKBABA	37 06	28 51	2295	"	"	"	"	"	"	Yok(yakın)
BONCUK D.	36 52	29 07	2184	3000-3250	"	"	"	"	"	Yok

yürütücülerinin kendi çıkışlarıdır. Her iki istasyonda teleskop ayağı yapımı, taş toplama, temel kazma, beton atma işlerini kendimiz yaptık. Bozdağ'da Kemer köyünden iki duvarcı ve iki işçi çalıştırdık. Bakırlitepe'de o da yoktu. Gözlemcilerin gerektiğinde merkezlerle ilişki kurabilmelerini sağlayacak telsiz bile henüz alamadık. Aramızda sis ve tipide kaybolup can tehlikesi atlatanlar, hastalananlar oldu.

Kurdu için gözlemci konusunda 1983 yazında önemli aksaklıklar oldu. Her zaman çok istekli gözlemci bulduğumuzu söyleyemeyiz. Bunun yanında kıvançla belirteceğim yardımlar gördük. Önce Üniversitelerimizin Astronomi Bölüm ve Anadal Başkanları elde gelen yardımı ve desteği esigemediler, ders zamanında izin verdiler, gözlemci konusunda çok anlayışlı davrandılar. Sonra DMİ Genel Müdürlüğü teşkilatı ve İzmir, Antalya şubeleri meteoroloji aletlerin sağlanmasında, kurulmasında ve bakımında çok yardımcı oldular. Başta Genel Müdür Sayın Cemil Özgül olmak üzere, Tesis ve Aletler Daire Başkanı Hamdi T. Toraman, yardımcısı Sıddık Selçuk, Analiz ve İstidlaller Md. Mustafa Çöleli, Hava Tahminleri Daire Bşk. Yrd. Şengün Sipahioğlu'na, İzmir bölgesinden Günay Şentürk ve Salih İncekara'ya, Antalya Meteoroloji Md. Çoşkun Balbay ve İsmet Bey'e teşekkür ederiz.

Bozdağ istasyonuna karyola, yatak ve battaniyeleri Ödemiş Endüstri Meslek Lisesinden, Bakırlitepe istasyonuna battaniyeleri Antalya Endüstri Meslek Lisesinden aldık. Ödemiş E.M.L. Müdürü Sayın Ali Tekindur ve Md. Yrd. Sayın İlhami Çakmak'a, Antalya E.M.L. Müdürü Orhan Özbek'e teşekkür ederiz. Bozdağ'da kısa bir süre kullandığımız çadırı, şu anda kullanmakta olduğumuz dört uyku tulumunu Kara Kuvvetleri Komutanlığından aldık.

Ünite zamanında ve bu proje süresinde Orman Genel Müdürlüğü bölge işletmelerinden özellikle araba konusunda çok yardım gördük. Muğla Orman Bölge Müdürü Yılmaz Yılmaz, Antalya Orman Bölge Başmüdürü Suphi Koparal, Baş. Md. Yrd. Mehmet Gültürk'e, İşletme Md. Salih Bey'e teşekkür ederiz.

İZMİR VE ISPARTA'DA YAPILAN 1982 RADYOSONİK GÖZLEMLERİNİN BİR DEĞERLENDİRMESİ

Osman Demircan

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü, ANKARA

ÖZET : Ulusal gözlemevinin yerinin belirlenmesinde yararlı olacak bazı bilgileri edinebilmek için İzmir ve Isparta'da sürdürülen radyosonik gözlemler değerlendirildi ve bu bölgelerdeki 1982 yılı gözlemlerinden elde edilen bulutluluğun yükseklikle değişimi ve tersinir katmanın oluşumunun yükseklikle değişimi üzerine ilk sonuçlar verildi.

Ulusal gözlemevi yerinin seçimi amacıyla yapılan radyosonik gözlerin değerlendirilmesinde öğrenilmek istenen şey meteorolojik koşulların yükseklikle değişimidir. Optik gözlemleri atmosfer etkisini azaltmak amacıyla yüksek dağ tepelerine kurulur. Bunu daha iyi açıklayabilmek için duyarlı alanı A olan bir optik teleskop düşünelim. Bu teleskobun bir yıldızdan Δt zaman aralığında toplayabileceği foton sayısı

$$S = f A L \Delta t \quad (1)$$

bağıntısıyla verilir. Burada L teleskobun atmosfer dışında aynı yıldızdan toplayacağı foton sayısı, f ise atmosfer etkisi ve teleskop duyarlılığına ilişkin bir katsayıdır. Diğer taraftan yıldızlar atmosfer hareketleri nedeniyle nokta kaynak olarak değil fakat θ açısı altında görünürler. Ayrıca yıldızsız gökyüzünün de bir ışınımı vardır. Birim zamanda J foton olan bu ışınım a) şehir ışıkları, b) yer koronası ve c) sönük uzak galaksilerden kaynaklanır ve

$$B = f A J (\pi \theta^2 \Delta t)/2 \quad (2)$$

bağıntısıyla verilir. Bir yıldızın gözlenebilmesi demek $S+B$ den S nin ayırdedilebilmesi demektir. Bunun için A ve f nin büyük, J ve θ nın da mümkün olduğunca küçük olması gerekir.

büyük A : büyük teleskop

büyük f : kaliteli teleskop ve temiz atmosfer

küçük J : karanlık gökyüzü

küçük θ : iyi görüş

demektir. Son üç koşul ancak ve ancak yüksek dağ tepelerinde sağlandığı için optik gözlemleri yüksek yerlere kurulur.

Optik gözlemlerinin hangi yüksekliklere kurulacağını o bölgelerdeki tersinir katmanın (inversion layer) yeri belirler. Tersinir katman atmosferin alt katmanlarında sıcaklığın artım gösterdiği dar bir bölgedir. Bu katman yer yüzeyinden kırmızı ötede salınan

güneş enerjisini soğurma özelliğine sahiptir. Havada kirliliği oluşturan su damlacıkları, aerosollar, toz ve duman bu katmanın üzerine çıkamaz. Tersinir katmanının üzerinde hava daha temizdir. Bu nedenle optik gözlemleri ilk tersinir katmanlarının üzerindeki yüksek tepelere kurulur. Birçok parametreye bağlı olan katmanın yeri bölgeden bölgeye değişir. Ayrıca bu yer mevsim değişikliklerinden hatta gece-gündüz sıcaklık farklarından etkilenir.

Ülkemizde Ulusal Gözlemevi yerinin belirlenmesinde yararlı olacak bu tür bilgilerin elde edilebilmesi için ilk adımda İzmir ve Isparta'da Meteoroloji Genel Müdürlüğünce sürdürülen radyosonik gözlemler değerlendirildi. Burada sadece 1982 gözlemlerine göre İzmir ve Isparta'da bulutluluğun yükseklikle değişimi ve tersinir katman oluşumunun yükseklikle değişimi üzerine ilk sonuçlar verilecektir. Meteoroloji Genel Müdürlüğünde saklanan 1982 İzmir ve Isparta radyosonik gözlemlerine ilişkin nem, sıcaklık, basınç, rüzgar (hız ve yön) değerlerinin yükseklikle değişimi gözlemlerinden hergün (gece ve gündüz) için bulutluluk, tersinir katman varlığı, rüzgar (hız ve yön) değerleri grafiklere geçirildi. Sonra normalize edilmiş aylık ortalamalar alınarak yıllık dağılım histogramları çizildi. Aşağıda bu histogramlardan çıkartılan sonuçlar verilmektedir. Çoğu meteorologlarca bilinen bu sonuçlardan bazıları sadece bir yıllık gözlemlerden elde edildikleri için genel olmayabilirler.

1— Isparta'da 1000 m. nin altında yıllık açık gündüz sayısı, açık gece sayısından daha fazladır : Isparta bölgesinde genelde geceler bulutluluk yönünden gündüzlere göre daha kötü olabilir. 1982 gözlemlerine göre bu sonuç yükseklikle değişmemektedir. Yani Isparta'da 2500 m. de de yıllık açık gündüz sayısı açık gece sayısından daha fazladır.

2— İzmir'de 1000 m. nin altında yıllık açık gece sayısı daha fazladır.

3— Açık gece ve gündüz sayısının yıllık dağılımı Isparta'da daha kararsız ve mevsime daha az bağlıdır.

4— İzmir'de kıştan yaza havanın bulutluluk yönünden iyileşmesi yavaş yavaş oluyor ve hava 9. — 10. aylarda birdenbire kötüleşiyor.

5— Her iki bölgede de bulutluluk yönünden yükseklik arttıkça gece—gündüz farkı ve mevsim etkisi azalıyor.

6— Tersinir katmanın oluşum yüksekliği İzmir'de düzgün bir yıllık dağılım gösterirken Isparta'da bu dağılım oldukça kararsız oluyor.

7— İzmir'de tersinir katmanın oluştuğu günlerin sayısı kış aylarında daha fazla, yaz aylarında 2500 m. nin üstünde hiç tersinir katman oluşmuyor.

8— Isparta'da tersinir katmanın oluştuğu günlerin sayısı aylara göre düzgün bir değişim göstermiyor, mevsim etkisi yok ve bu dağılım gündüz gözlemleri için daha kararsız.

9— Tersinir katmanı oluştuğu günlerin sayısı İzmir'de yükseklikle hızla azalırken Isparta'da 2500 m. ye kadar hiçbir azalma görülüyor.

10— Isparta'da yüzeyde yıllık açık gece sayısı 236, açık gündüz sayısı 285 iken yükseklikle açık gündüz sayısı 2000 m. ye kadar fazla değişmiyor fakat açık gece sayısı yükseklikle hızla artıyor. 2500 m. de yıllık açık gece sayısı 281 iken yıllık açık gündüz sayısı 305 oluyor. Açık gündüz sayısı 2000 m. den sonra hızlı bir artış gösteriyor. Çok yükseklerle kadar ($\leq$ 5000 m.) hiçbir yerde yıllık açık gece sayısı yıllık açık gündüz

sayısına eşit olmuyor.

11— İzmir'de yüzeyde yıllık açık gece sayısı 255, açık gündüz sayısı 240 tır. 1500 m yüksekliğe kadar yıllık açık gece sayısı daha fazlayken 1500 m. de açık gece sayısı açık gündüz sayısına eşit oluyor ve 1500 m. den daha yüksekte açık gündüz sayısı daha fazla oluyor ve 1500 m. den daha yüksekte açık gündüz sayısı daha fazla oluyor. 2500 m. de yıllık açık gece sayısı 290 iken açık gündüz sayısı 302 dir.

12— İzmir'de (belki de genel olarak tüm akdeniz ikliminde) gündüz var olan bulutlar akşam yaygınlaşıp dağılarak hava açılmış görünüyor. Dağılmış bulutların etkisi yükseklerle kadar kendini gösteriyor. Bu nedenle 2000 m. ye kadar açık gece sayısı daha yavaş artıyor.

13— Her iki gözlem noktasında da rüzgar yön ve hızıyla bulutluluk ve tersinir katman oluşumu arasında bir ilişki bulunamamıştır.

Bu çalışmanın ilk verileri Meteoroloji Genel Müdürlüğünden Şengün Sipahioğlu'nun müsaadesiyle Zeki Aslan, Osman Demircan ve Ethem Derman tarafından Selim Selam, Ömer Dağlı, Gürsel Tanrıöver, Yücel Ulukan ve İbrahim Küçük'ün yardımıyla elde edilmiştir. Değerlendirme yöntemi ve İzmir gözlemleri için ilk diyagramlar Zeki Aslan, Ethem Derman ve Osman Demircan tarafından hazırlanmıştır. Diğer bölge ve yıllarıda kapsıyan detaylı çalışma ayrı bir yerde yayınlanacaktır.

ISPARTA SICAKLIK DÖNÜŞ TABAKASI YÜKSEKLİKLERİ

Zeki Aslan

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü, ANKARA

ÖZET : Astronomik Gözlemevi Yer Seçiminde gözönüne alınan en önemli etkenlerden biri de, yöredeki "sıcaklık dönüş tabakasının" değişimi olmaktadır. Bu çalışmada, Ulusal Gözlemevi için aday istasyonlardan, Bakırlıtepe'ye en yakın Isparta—Radiosonde gözlemleri incelenmiştir. 1980—1984 yıllarına ait değişimler çizelge halinde verilmiştir.

Normal olarak, yerden yükseldikçe yaklaşık 10 km ye kadar sıcaklık düşer. 0—4 km arasında ortalama sıcaklık eğimi -0.7°C/hm kadardır. Kimi durumlarda sıcaklık yükseklikle artabilir. Bu "sıcaklık dönüş tabakası" alttaki havadaki gaz, toz, su buharı v.b. nin yükselmesini önler. Üstteki hava önemli ölçüde daha temiz ve nemi daha düşüktür. Dolayısıyla bu tabakanın varlığı, yüksekliği ve kararlılığı gözlemevi yerinin seçilmesinde önemli bir etkindir.

Antalya Meteoroloji Müdürlüğünden aldığımız Isparta "radio—sonde" gözlemlerinden 1980—84 yıllarına ait ortalama yükseklikleri çıkardık. Gece dönüş tabakası yükseklikleri Çizelge I de, gündüz yükseklikleri ise Çizelge II de verilmiştir. Her ay için, birinci satır, birinci dönüş tabakasının o ay içinde görüldüğü gece (ya da gündüz) sayısını ve ortalama yüksekliğini vermektedir. İkinci satır ikinci dönüş tabakası içindir. Gece yüksekliklerinin, ay ve yılları karşılaştırmak amacıyla, yan (satır ve sütun) ortalamaları da verilmiştir.

Çizelge I den görüleceği gibi birinci dönüş tabakasının varlığı olağan bir durumdur, kimi aylarda hergün görülmektedir. Yüksekliğin günlük değişimi de aylık değişimle aynı mertebededir. Gece ve gündüz dönüş tabakalarına ait, normalize edilmemiş ve ağırlıksız ortalama değerler aşağıda verilmiştir. Burada h yükseklik, Dh tabakanın kalınlığı, DT ise tabakadaki sıcaklık farkıdır.

	GECE		GÜNDÜZ	
	1.	2.	1.	2.
n (gün/ay)	25	10	15	3
h (m)	1510	3175	3075	3995
Dh (m)	330	270		
DT ($^{\circ}\text{C}$)	3,5			

Gündüz için Dh ve DT değerleri hesaplanmamıştır. Bu değerlerden Isparta bölgesi için şu sonuçları çıkarabiliriz.

i) Yaklaşık her 6 gecede 5 gece, her 2 gündüzde 1 gündüz sıcaklık dönüşü oluşmaktadır.

ÇİZELGE I
ISPARTA DÖNÜŞ TABAKASI YÜKSEKLİKLERİ (m)
GECE (00^h UT)

	1981	1982	1983	1984
Ocak		21 1513 7 3389	28 1373 18 2622	25 1707 1531 14 2289 2767
Şubat		24 1764 6 3002	19 1136 11 2762	21 1662 1520 9 2698 2820
Mart		19 1943 6 3545	25 1546 10 3307	23 1768 1752 7 2846 3232
Nisan		22 1751 9 3638	23 1302 6 2913	19 2012 1688 2 2960 3170
Mayıs		29 1365 11 3443	24 1365 10 3804	1365 3624
Haziran		25 997 10 3519	29 1048 10 3398	27 1182 1075 16 3174 3364
Temmuz	24 2773 11 4133	29 1074 17 3279	31 1185 14 3728	1677 3713
Ağustos	22 2237 9 3444	28 1521 15 4296	30 1359 12 3462	1706 3734
Eylül	28 1410 11 3647	30 1258 11 3637	30 997 16 3243	1222 3509
Ekim	30 1189 9 2838	29 1261 17 3506	27 1274 16 2727	1241 3024
Kasım	19 1765 8 2561	30 1463 13 2303	25 1682 10 2732	1637 2532
Aralık	17 2032 6 2633	27 1650 10 3098	24 1299 13 2543	1660 2758
	1901 3209	1463 3388	1297 3103	1666 1510 2793 3175

ÇİZELGE II
ISPARTA DÖNÜŞ TABAKASI YÜKSEKLİKLERİ (m)
GÜNDÜZ (12^h UT)

	1980	1981	1982	1983	1984
Ocak	22 2394 2 3620	16 2344 3 3040	19 2422 4 3745	25 2227 10 2764	22 2693 5 3704
Şubat	18 2624 1 3880	21 2309 9 3917	14 2461 3 3690	15 2669 3 3683	9 2849 1 3710
Mart	15 2675 4 4025	16 2702 2 2695	19 2918 3 3618	17 2411 3 3820	15 2782 1 5310
Nisan	11 3651 1 4200	15 3360 0	14 3280 3 4783	15 3019 1 2850	12 2951 1 3660
Mayıs	12 3042 1 6070	12 3534 1 4700	15 3420 0	13 3430 1 5030	11 3670 0
Haziran	15 3747 0	17 3819 1 4700	11 3397 2 4135	11 3709 1 3770	13 3538 0
Temmuz	17 3997 3 4537	19 3447 5 6140	21 3458 2 4750	15 4083 3 6950	
Ağustos	13 3322 0	17 3547 4 5372	19 3873 1 5130	12 3422 3 5096	
Eylül		10 3333 0	13 3564 1 3420	14 3846 1 5100	
Ekim		10 3362 2 7120	21 3093 3 4147	14 2887 1 6000	
Kasım	22 2646 6 4923	17 2767 1 2245	18 2681 5 3149	15 2828 2 2750	
Aralık	22 2330 5 4095	15 2560 3 3347	19 2442 2 4410	21 2397 5 4142	

ii) Dönüş tabakasının yüksekliği gece daha azdır.
 iii) İkinci dönüş tabakası gece 3 günde 1, gündüz ayda ancak birkaç kez görülmektedir.

iv) Gece 2. dönüş tabakası, gündüz her ikisi de yaz aylarında daha yüksekte oluşmaktadır. Gece 1. dönüş tabakasında kış-yaz ayırımı pek sezilmemektedir.

v) Dönüş tabakalarının kararlılığı ve süresi hakkında bilgimiz yoktur.

vi) Rüzgar yönü ve hızı ile dönüş tabakasının varlığı arasında doğrudan bir ilişki görülmemiştir.

Madde (i) ve (ii) astronomi açısından aradığımız özelliklerdir. Bu demektir ki gaz, toz ve su buharı gece çoğunlukla 1500 m nin altında kalacaktır. İkinci dönüş tabakası çok yüksektir ve üzerinde durulmamalıdır. Seçilecek gözlemevi yerinin 1500 m den birkaç yüz m daha yüksek olması gerekmektedir. Bu sonuçların Bakırlitepe için geçerli olacağı kanısındayız. Bu durumda Bakırlitepe iyi bir adaydır. Eğer Batı Akdeniz de bu özellikte ise Kurdu (Muğla) tepesinin iyi bir aday olduğunu söyleyemeyiz.

Isparta dönüş tabakası gözlemlerini bize sağlayan Antalya Meteoroloji Bölge Müdürü Sayın Çoşkun Balbay'a teşekkür ederim.

KURDU-MUĞLA GÖZLEM İSTASYONU METEOROLOJİK VERİLERİNİN ÖN DEĞERLENDİRMESİ

Zeynel Tunca

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

ÖZET : Ulusal gözlemevi yer seçimi amacıyla yürütülen çalışmalar sonucu Muğla ili Yılanlı bölgesi Kurdu tepedeki gözlem istasyonundan elde edilen meteorolojik bilgilerin ön değerlendirilmesi yapılmıştır.

1. KURDU GÖZLEM İSTASYONU

Uzay Bilimleri Araştırma Ünitesi içerisinde de yer almış ve Ulusal Gözlemevi Yer Seçimi Güdümlü Projesi ile sürdürülmekte olan Yer Seçimine ilişkin gözlemsel çalışmalar ilk olarak Kurdu gözlem istasyonunda başlatılmıştır. İstasyon Muğla ili Yılanlı Bölgesi Kurdu Tepe'de orman gözetleme istasyonunda kurulmuştur. 1620 m yükseklikteki istasyonun coğrafi enlemi $37^{\circ} 17'$ kuzey, boylamı $28^{\circ} 30'$ doğudur. İstasyon için yerel zaman ile Türkiye Bölge Zamanı (TBZ) arasındaki fark 66 dakikadır.

Kurdu'da çalışmalara Temmuz 1982 de başlanmış, Kasım 1983 e kadar zorunlu ara vermeler dışında yaklaşık 13 ay sürdürülmüştür.

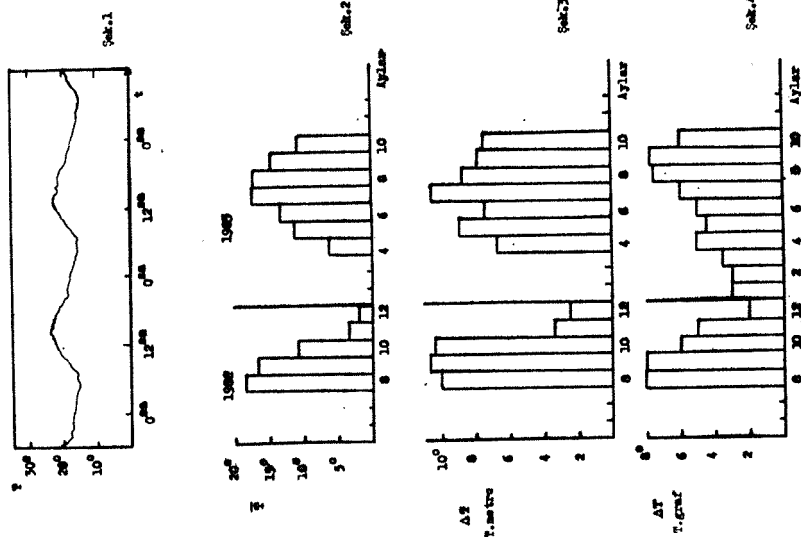
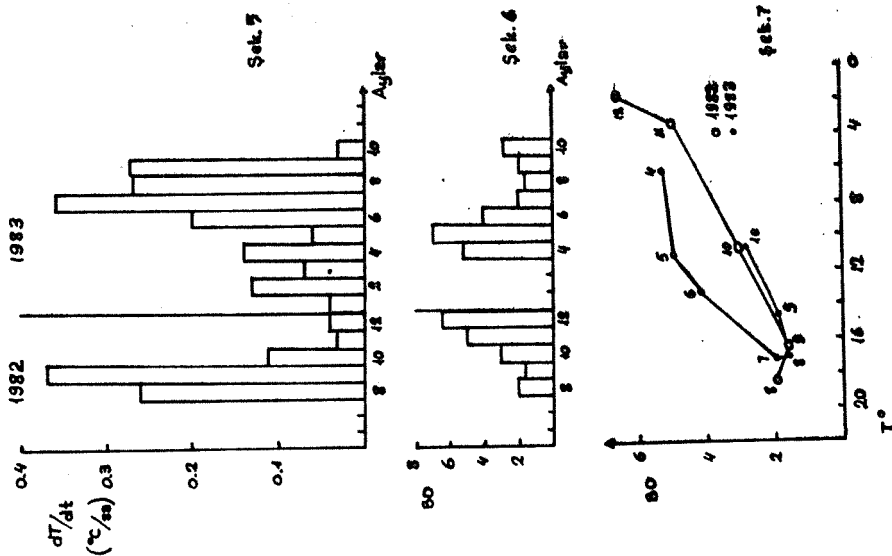
Yer seçimi çalışmaları hem astronomik hem de meteorolojik gözlemleri kapsamaktadır. Bu nedenle astronomik gözlemlerin yanısıra ufak bir meteoroloji istasyonu gibi meteorolojik gözlemler de yapılmıştır. Meteoroloji Genel Müdürlüğü elemanlarının denetiminde gözlem aletleri kurulmuş ve çalışmalar başlatılmıştır.

Kurdu gözlem istasyonunda gözlemcinin bulunduğu süreler içerisinde tüm meteorolojik gözlem aletlerinden veri alınmıştır. Ancak ulaşım, konaklama ve gözlem zorluklarının olduğu kış aylarında bu gözlemlere ara verilmiş, yalnızca sıcaklık değişimini sürekli çizen termograf aleti orman gözetleme istasyonu görevlilerince bu süre içinde çalıştırılmıştır.

2. METEOROLOJİK GÖZLEMLER

Kurdu Gözlem İstasyonunda meteorolojik gözlemler yerel saat (YS) ile 07 00, 14 00 ve 21 00 de olmak üzere günde üç kez yapılmıştır. Bu zamanlar TBZ ile 08 06, 15 06 ve 22 06 ya karşı gelmektedir. Belirli bir düzen içerisinde yapılan ölçümlere çeşitli indirgeme ve düzeltmeler uygulanarak standard değerler haline getirilmiştir.

A- SICAKLIK ÖLÇÜMLERİ : Sıcaklık değerleri günde üç kez termometrelerden okunan değerler ile bir hafta boyunca sürekli çizdirilen sıcaklık değişiminden elde edilmiştir. Çeşitli ortalamalar alınarak aylık ortalama sıcaklık değerleri elde edilmiştir.



Termografin çizdiği haftalık sıcaklık değişiminden günün her saatindeki sıcaklık değeri, maksimum ve minimum sıcaklık değerleri okunabilmektedir.

Kurdu gözlem istasyonunda ölçülen en yüksek sıcaklık 1982 yılı Ağustos 13 günü $29^{\circ}.2$, en düşük ise 1983 Şubat 24 günü $-13^{\circ}.0$ olarak ölçülmüştür. Termograftan elde edilen, gözlem yerine ilişkin normal koşullardaki karakteristik sıcaklık değişimi Şekil 1 de verilmektedir. Şekilden de görüldüğü gibi sıcaklık maksimum değerinden sonra yaklaşık 16 saat süre ile yavaşça azalarak minimum değere düşmekte daha sonra yaklaşık 9 saatte hızlı bir artış ile maksimum değerine ulaşmaktadır. Genellikle maksimum sıcaklık YS ile 15 te, minimum sıcaklık ise YS ile 06 da olmaktadır.

Kuru termometreden günde üç kez okunarak elde edilen sıcaklık değerleri kullanılarak o gün için ortalama sıcaklık tanımı şöyle yapılmaktadır.

$$\bar{T}_{\text{günlük}} = [T(07\ 00) + T(14\ 00) + 2 \times T(21\ 00)] / 4$$

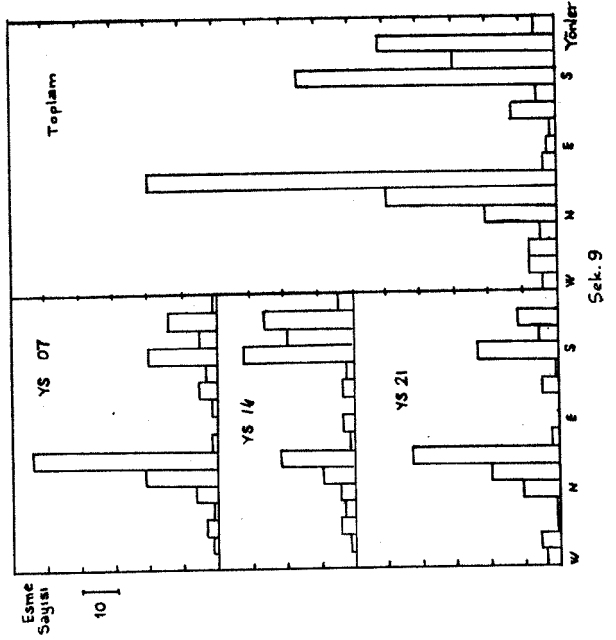
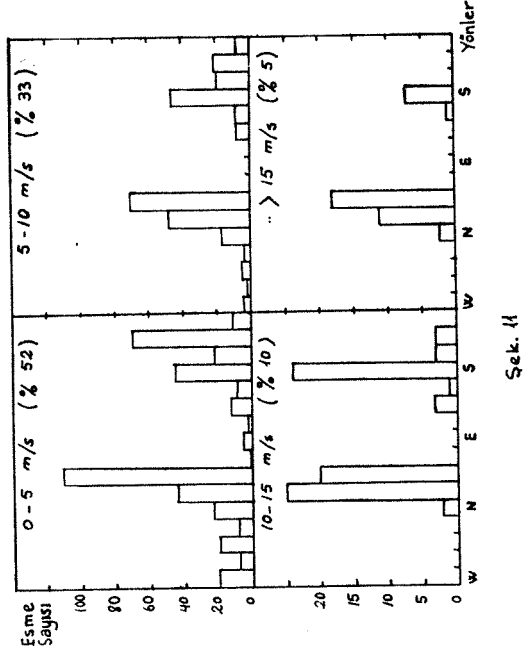
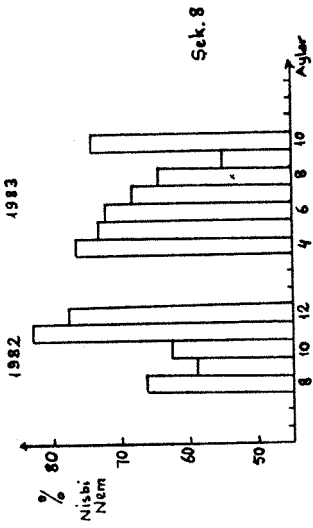
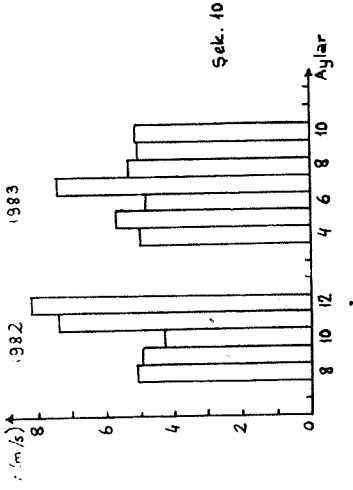
Bu ortalama günlük sıcaklık değerleri kullanılarak ortalama aylık sıcaklık değerleri bulunmuştur ve aylara göre değişimi Şekil 2 de verilmektedir.

Sıcaklığın maksimum ve minimum olduğu değerler arasındaki farklar ele alınarak aylık ($T_{\text{maks.}} - T_{\text{min.}}$) ort. değerleri elde edilmiştir. Her termometrelerden hem de termograf kayıtlarından okunarak ayrı ayrı elde edilen bu farkların aylara göre değişimleri Şekil 3 ve Şekil 4 te verilmektedir. Şekillerden de görüldüğü gibi termograf ile termometreler arasındaki kalibrasyon duyarlı değildir.

Yer seçim çalışmalarında astronomik gözlem yapılacak saatlerde sıcaklık değişiminin olmaması ya da çok az değişmesi gerekmektedir. Kurdu'da sıcaklıktaki azalma astronomik gözlemlerin bitimine kadar sürmektedir. Astronomik gözlem süresi için YS olarak yaklaşık 21 ile 04 arası alınarak bu saatler arasındaki değişim termograf kayıtlarından alınarak incelenmiştir. Derece / saat biriminde sıcaklıktaki azalma değerleri aylara göre Şekil 5 te verilmektedir. Şekilden de görüldüğü gibi yaz aylarında, bir başka deyişle günlük sıcaklık değişim genliğinin büyük olduğu aylarda sözkonusu saatler arasındaki sıcaklık değişimi daha hızlı olmaktadır. Yine de ortalama olarak 0.5 derece / saat değerinden büyük olmamaktadır.

B— BULUTLULUK : Gözlem istasyonunun çevresi üzerinde kalan gökyüzünün (yarkürenin) onda kaçının bulutlarla kapalı olduğunu belirten değere Bulutluluk Oranı (BO) diyoruz. Gökyüzünün tamamen kapalı olması halinde $BO = 10$, yarısı kapalı ise $BO = 5$ olmaktadır. Günde en az üç kez belirlenen bu değerler kullanılarak aylık ortalamlar alınmıştır. Aylara göre ortalama BO değişimi Şekil 6 da verilmektedir. Öte yandan aylık ortalama sıcaklıklar ile ortalama BO değerleri birlikte işaretlenerek 1982 ve 1983 yılları için Şekil 7 de verilmektedir. Buna göre bulutluluk sıcaklıkla ters orantılıdır ve Temmuz, Ağustos ve Eylül ayları tamamen açık günlere sahiptir denilebilir.

C— BASINÇ VE NEM : Hassas cıvalı barometre ile yapılan basınç ölçümleri ve gerekli indirgemelerden sonra aylık ortalama atmosfer basıncı değerleri elde edilmiştir.



Kurdu gözlem istasyonunda atmosfer basıncı, aylara göre 839 mb yöresinde, diğer meteorolojik verilere uygun bir değişim göstermektedir. Öte yandan serbest atmosferdeki nem değerleri iki ayrı yolla ölçülmüştür. Birincisi, iki değişik termometreden oluşan psikrometre ile yapılan ölçümler, diğeri ise saçlı higrografın sürekli çizdiği değişimlerden okunan değerlerdir. Psikrometrik ölçümlerden elde edilen nem değerleri kullanılarak aylık ortalama nem değerleri elde edilmiş ve aylara göre değişimleri Şekil 8 de verilmektedir. Kış aylarında ortalama nem değerleri oldukça yüksektir. Yaz aylarında bile bu değerler %65 – %70 civarındadır. Kurdu için oldukça nemli bir atmosfere sahip denilebilir.

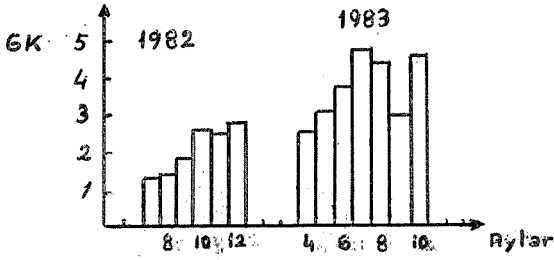
D— RÜZGAR : Gözlem yapılan yerdeki rüzgarın yönü ve hızı anemometre adı verilen alet yardımı ile her meteorolojik gözlem sırasında ve ayrıca astronomik gözlemler sırasında saptanmıştır. Rüzgarın YS ile 07, 14 ve 21 deki ve ayrıca toplam olarak çeşitli yönlerden esme sayıları Şekil 9 da verilmektedir. Şekilden de görüldüğü gibi astronomik gözlem saatlerinde rüzgar kuzey—doğu (NE) esmektedir. Aylık ortalama rüzgar hızlarının aylara göre değişimleri de Şekil 10 da verilmektedir. Kurdu için ortalama rüzgar hızı bu şekilden yaklaşık 6 – 7 m/s olarak çıkartılabilir.

Ölçümler sırasında en yüksek hız değeri 21 Nisan 1983 tarihinde YS 07 de saptanmıştır. Bu hızın 4 m deki değeri 37.1 m/s (134 km/sa) ve 10 m deki değeri ise yaklaşık 160 km/sa olarak belirlenmiştir. Yönü yine NE doğrultusudur. Rüzgarın belirli hız aralıklarındaki esme sayıları yönlerle göre Şekil 11 de verilmektedir. Şekilden de görüldüğü gibi astronomik gözlemleri etkileyebilecek (yer seçiminde kriter olarak alınan rüzgar hızının 15 m/s den büyük olduğu) esmelerin yönü NE ve civarıdır. Buna göre olumsuz etkisi olan rüzgarlar genellikle gece saatlerinde ve kuzey—doğudan esiyor demektir.

3. FOTOĞRAFİK ÖLÇÜMLER

Yer seçimi çalışmalarındaki astronomik gözlemler genellikle atmosferin fotoğraf filmi üzerindeki etkileri ile çevren ve başucu doğrultularındaki sönükleştirme miktarlarının belirlenmesini esas alır. Kurdu da ise astronomik gözlem olarak nitelediğimiz olay, olanaksızlıklar nedeniyle, yalnızca kutup yıldızının belirli bir düzende fotoğrafının çekilmesidir. Film üzerindeki her görüntüye, standard kabul edilen görüntüler ile karşılaştırarak Görüntü Kalitesi (GK) dediğimiz değerler verilmektedir. GK nin küçük olması aranan ideal durumdur. Görüntü kalitelerinin aylık ortalama değerleri elde edilmiş, bu değerlerin aylara göre değişimi ise Şekil 12 de verilmiştir. 1982 ile 1983 yıllarındaki aynı dönemlere ait değerler arasında düzensiz fakat belirgin farklar görülmektedir. Meteorolojik koşulların bu farklı dönemlerde hemen hemen aynı kaldığı, her iki yıl için özdeş olduğu düşünülürse GK lerindeki bu artış için başka nedenler aranmalı ve etkilerinin giderilmesi gerekmektedir. (Sistemin aynı kalmasına karşın film marka ve kalitesinin değiştirilmiş olmasının buna neden olabileceği belirtilmiştir.)

Kurdu gözlem istasyonunda 1982 yılında 154, 1983 yılında ise 195 gün faaliyet gösterilmiştir. Bu süreler içersinde gözlem yapılan, gözlem yapılamayan ya da yarısında



Şekil 12

gözlem yapılabilen gece sayıları ve bunların yüzdeleri Çizelge I de verilmektedir.

ÇİZELGE I
Kurdu'da faaliyet gösterilen gecelerin değerlendirilmesi

	1982	1983	Toplam
Full Gözlem Yapılan	69	60	129
Gece Sayısı ve Yüzdesi	% 45	% 31	% 37
Yarisında Gözlem Yapılan	23	41	64
Gece Sayısı ve Yüzdesi	% 15	% 21	% 18
Gözlem Yapılamayan	62	94	156
Gece Sayısı ve Yüzdesi	% 40	% 48	% 45
Toplam	154	195	349

Çizelge I den de anlaşılacağı gibi astronomik gözlemler açısından 1983 yılı sonuçları olumsuz yönde değişmiştir.

Kurdu gözlem istasyonu meteorolojik verilerinin ön değerlendirmesi ile daha sonra yapılacak meteorolojik ölçümlerde daha duyarlı davranılması gerektiği ortaya çıkmıştır. Özellikle aynı fiziksel değeri ölçen iki ayrı aletin kalibrasyonu iyi olmalıdır. Günde üç kez yapılan meteorolojik gözlemlerin yanısıra günün değişik saatlerinde rüzgar, bulutluluk, meteorolojik olayların oluş ve değişimlerinin de kaydedilmesi değerlendirmeleri olumlu yönde etkileyecektir. Bu olgular diğer gözlem yerlerinde dikkate alınmıştır.

Ön değerlendirmeler sonucu Kurdu gözlem istasyonunun meteorolojik verilerinin, bölgesel iklim belirlemeleri sırasında elde edilen bulgulardan az ya da çok farklı olduğu ortaya çıkmıştır.

