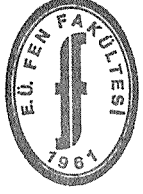




EGE ÜNİVERSİTESİ
FEN FAKÜLTESİ



ASTRONOMİ VE UZAY BİLİMLERİ BÖLÜMÜ

VI. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİ TEBLİĞLERİ

14-16 EYLÜL 1988

EDİTÖR

Prof. Dr. İlhami YAVUZ

İZMİR – 1989

VI. Ulusal Astronomi Kongresi Türkiye Bilimsel
ve Teknik Araştırma Kurumu (TÜBİTAK),
Batı Anadolu Çimento Sanayii A. Ş. ve EVAC
Bilgisayar Merkezi tarafından desteklenmiştir.

**E. Ü. Fen Fakültesi Matbaası,
Bornova - İzmir
1989**

İÇİNDEKİLER

VI. Ulusal Astronomi Kongresine Katılanların Listesi	v
E.Ü.Rektörü Prof.Dr.SERMET AKGÜN'ÜN Konuşması	VII
E.Ü.Fen Fakültesi Dekanı Prof.Dr.ISHET ERTAŞ'ın Konuşması	IX
D. ERYURT / Nükleo Sentez (CB)	1
C. AYDIN / A Türü Üst Devler ve Sorunları (CB) ..	3
Z. ASLAN / Galaktik Dönme Eğrisi ve Güneşin Uzay Hızı (CB)	31
C. KART / Lineer Olmayan Diferensiyel Denklemler ve Kararlılık (CB)	47
K. AVCIOĞLU / Kopernik'e Kadar Astronomi Tarihine Genel Bir Bakış (CB)	61
İ. YAVUZ / Relativistik Evren Modelleri (CB) ..	89
S. ENGİN ve N. YILMAZ / VV Cephei'nin Morötesi Tayfının İncelenmesi	99
D. KOÇER, Ç. BOLCAL ve M. SAĞLAMSAATÇI/ Omicron Pegasi Özel Yıldızının Atmosfer Analizi ..	111
S. KARAALI / Geliştirilmiş RGU Fotometri	121
H. MENTEŞE / Kappa Cas (B1 Ia) Yıldızı Doğrultusunda Yıldızlararası Maddenin Kolon Yoğunlukları	133
A. ÖZBÜÇ ve T. ATAÇ / 20. ve 21. Güneş Çevrileri Süresince Flare Index'in Periyodik Davranışları	147
A. ÖKTEN / Güneş Leke Çevrimi Süresince Aktivitenin Yer Değiştirmesi	161
O. GÖLBAŞI / Danjon Astrolabı ile Yıldız ve Güneş Gözlemleri	185
O. GÜRKAN / Jeodezi ve Konum Astronomisi	201
İ. KÜÇÜK ve D. ERYURT-EZER / Küçük Kütleli Yıldızlarla İlgili Kuramsal ve Gözlemsel Veriler	203
H. KIRBIYIK / 5M _☉ Kütleli H-He Yıldızında Radyal Titreşimler	211
F. EKMEKÇİ ve C. AYDIN / RS CVn Türü UX Arietis Çift Yıldız Sisteminin IUE Gözlemleri	219
T. SAYGAÇ / VW Hydri ve CN Orionis Kataklişik Değişen Yıldızlarının Spektroskopik Gözlemleri	233
T. ÖZKAN / Kataklişik Çift Yıldızlarda Beyaz Cücelerin Kütleleri Üzerine	261

F. TOKDEMİR / Monte-Carlo Yöntemi ile Periyodik X-ışın Kaynaklarının A-Kubbesi Verilerinde Araştırılması	277
A. AKALIN ve O. DEMİRCAN / ϵ Aur Örtün Çiftinin Fotometrik Analizi	287
C. SEZER, Ö. GÜLMEN ve N. GÜDÜR / 60 Cygni Örtün Çift Yıldızının Fotometrik Analizi..	301
S. SELAM ve O. DEMİRCAN / V456 Oph Örtün Çift Yıldızının Fotometrik Analizi	309
Z. MÜYESSERÖĞLU, V. KESKİN ve O. DEMİRCAN / RS Vul (HD 180939) Örtün Çift Yıldızının Fotometrik Analizi	323
O. DEMİRCAN / Çift Yıldızlarda Yığılım Disklerinin Fotometrik Tutulma Etkisi	333
Z. EKER / HR 7275 Yıldızının H Alfa Spektroskopisi	351
E. DERMAN, Z. ASLAN ve C. AYDIN / UV Psc Çift Yıldızının Fotometrik Gözlemleri	361
M. C. AKAN / UV Psc'de Dalga Göçü	371
S. EVREN / II Peg'in Işık Eğrilerinde Genlik Değişimi	383
C. İBANOĞLU / Beyaz Cüce Bileşenli V471 Tauri'nin Işıkölçümü	393
F. F. ÖZEREN, E. DERMAN ve O. DEMİRCAN / HR 1362 nin Fotometrik Dönemi	405
B. UYANIKER / Delta Delphini Yıldızının Fotometrik Gözlemi	417
C. BATTAL / Genel Relativite Teorisinin Deneysel Yeni Testleri	423
O. DEMİRCAN / Türkiye'de 1975 Sonrası Astronomi Çalışmaları I : Bilimsel Araştırma	431

VI. ULUSAL ASTRONOMİ KONGRESİNE KATILANLAR

AKALIN Ayvur	A.Ü. Fen Fakültesi
AKAN Can	E.Ü. Fen Fakültesi
ASLAN Zeki	İnönü Üniversitesi
AVCIOĞLU Kamuran	İ.Ü. Fen Fakültesi
AYDIN Cemal	A.Ü. Fen Fakültesi
BATTAL Can	E.Ü. Fen Fakültesi
BAYSAL Hüsnü	E.Ü. Fen Fakültesi
BOLCAL Çetin	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
CANBAZ Hülya	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
CAKMAK Hikmet	ODTÜ Fizik Bölümü
ÇALIŞKAN Hülya	İ.Ü. Fen Fakültesi
ÇİÇEK Caner	E.Ü. Fen Fakültesi
ÇONGAR Selim	E.Ü. Fen Fakültesi
DEMİRCAN Osman	A.Ü. Fen Fakültesi
DERMAN İ. Ethem	A.Ü. Fen Fakültesi
DÜZGELEN Ayten	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
EKER Zeki	E.Ü. Fen Fakültesi
EKMEKÇİ Fehmi	A.Ü. Fen Fakültesi
EKMEKÇİ Servet	İnönü Üniversitesi
ERYURT Dilhan	ODTÜ Fizik Bölümü
ESENOĞLU H. Hasan	İ.Ü. Fen Fakültesi
EVREN Serdar	E.Ü. Fen Fakültesi
GÖLBAŞI Orhan	İnönü Üniversitesi
GÜDÜR Necdet	E.Ü. Fen Fakültesi
GÜLMEN Ömür	E.Ü. Fen Fakültesi
GÜLSEÇEN Hulusi	İ.Ü. Fen Fakültesi
GÜNDEMİR İbrahim	E.Ü. Fen Fakültesi
GÜNGÖR Serap	İ.Ü. Fen Fakültesi
GÜRKAN Onur	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
İBANOĞLU Cafer	E.Ü. Fen Fakültesi
KARAALI Salih	İ.Ü. Fen Fakültesi
KARAHALILOĞLU Seval	E.Ü. Fen Fakültesi
KART Cevat	A.Ü. Fen Fakültesi
KESKİN Varol	E.Ü. Fen Fakültesi
KILINÇ Bekir	E.Ü. Fen Fakültesi
KIRBIYIK Halil	ODTÜ Fizik Bölümü
KOÇER Dursun	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
KÜÇÜK İbrahim	ODTÜ Fizik Bölümü
MENTEŞE Hüseyin	İ.Ü. Fen Fakültesi
MÜYESSEROĞLU Zekeriya	A.Ü. Fen Fakültesi
ORAL Canan	İSTANBUL

ÖKTEN Adnan	I.Ü. Fen Fakültesi
ÖZEREN Ferhat F.	A.Ü. Fen Fakültesi
ÖZGÜÇ Atila	B.Ü. Kandilli Rasathanesi
ÖZKAN M. Türker	I.Ü. Fen Fakültesi
SARMAN Bedia	ANKARA
SAYGAC A. Talat	I.Ü. Fen Fakültesi
SELAM Selim	A.Ü. Fen Fakültesi
SEZER Cengiz	E.Ü. Fen Fakültesi
TARHAN İsmail	E.Ü. Fen Fakültesi
TOKDEMİR Faruk	ODTÜ Bilgisayar Mühendisliği
TUNCA Zeynel	E.Ü. Fen Fakültesi
UYANIKER Bülent	ODTÜ Fizik Bölümü
YAVUZ İlhami	E.Ü. Fen Fakültesi
YERLİ S. Kaan	ANKARA
YILDIZ Mutlu	ODTÜ Fizik Bölümü

E.Ü.REKTÖRÜ Prof.Dr. SERMET AKGÜN'ÜN KONGREYİ
AÇIŞ KONUŞMASI

Gökyüzü ve gökyüzündeki olaylar çok eski zamanlardan beri insanlığın ilgisini çekmiş ve yapılan çalışmalar, gözlemler bugünkü Modern Astro-nomi ve Uzay Bilimleri'nin temelini teşkil etmiştir.

Antik çağdan itibaren toplanan bilgiler teleskobun keşfedilmesine kadar daha ziyade felsefi ve teorik anlam taşıırken, teleskobun icad edilmesi deneysel çalışmalar devrini başlatmış, Newton'un Genel Çekim Yasasıyla da gezegenlerin kütleleri ve hareketleri bilimsel olarak izah edilebilir duruma gelmiştir. Bundan sonraki çalışmalar büyük çaplı teleskopların yapımı doğrultusunda olmuşsa da, yapımında karşılaşılan Teknik güçlükler ve maliyetin yüksekliği radyoteleskopların, daha sonra da atmosfer dışına uydula teleskop gönderme projelerinin uygulanmaya konmasına neden olmuştur.

Bu gelişmelere paralel olarak, günümüzde sürdürülen bilimsel çalışmalar; evrenin yapısı, galaksilerin evrimi, evrendeki aktif olaylar, yıldızlar ve gezegenlerin oluşumu ve evrimi, güneş ve yıldız aktivitelerinin nedenleri, güneş sistemi dışındaki gezegenlerin varlığı ve canlı organizmaları, Nötron Yıldızları, kara delikler konularında yoğunlaşmıştır.

Özellikle son çeyrek yüzyılda Astronomi ve Uzay Bilimlerinin eskiye ve diğer bilim dallarına göre gelişimi daha hızlı olmuştur. 1963'te Kuasarlar, 1965'te büyük patlamanın kanıtı olan mikrodalga ışınımı, 1967'de Pulsarlar, 1970'de Nötron Yıldızları, 1973'te güneş koranasındaki delikler, 1979'da çekimsel mercekleme keşfi tüm evrenin bir bütün olarak döndüğünü gösteren kanıtların bulunmuş olması bu gelişimi kanıtlayan güzel örneklerdir. Bunların yanısıra, astronomik gözlemler için gerekli hassas aletlerin yapımı, Mühendisliğe, optik endüstrisine, haberleşmeye, savunmaya, kısacası teknolojiye çeşitli yenilikler getirmiş, uluslararası haberleşme, yeraltı ve yerüstü doğal kaynakların saptanması, haritacılık ve meteorolojide yapay uydulardan yararlanılarak bu konularda önemli bilgiler edinme imkanı sağlanmıştır.

Diğer taraftan, Astronomi ve Uzay Bilimleri araştırmalarının ileri bir teknoloji ve büyük mali kaynaklar gerektirmesi, yapılacak araştırmaların tek bir kurum halinde yürütülmesini zorlaştırmış, bu çeşit çalışmaların daha ziyade ulusal veya uluslararası işbirliği yoluyla yapılması gerektiğini ortaya koymuştur.

Ülkemizde ise, İstanbul, Ankara ve Ege Üniversitelerinde Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümleriyle Orta Doğu Teknik ve Boğaziçi Üniversitelerinde mevcut olan Astrofizik Anabilim Dalında astronomi eğitimi ve öğretilimi yapılmakla beraber, bu bilimsel kurumlarımızın araştırmalarını birbirinden kopuk ve kendi imkanlarıyla sürdürme çabaları, araç-gereçlerin miktar ve kalite bakımından yetersizliği ülkemiz araştırıcı gücünün ihtiyaçlarını karşılamaya yetmemektedir. Bu bakımdan, bilim adamlarımızı biraraya getirerek sorunların tartişılmasına, ileriki çalışma ve işbirliği imkanlarının araştırılmasına, yapılmış olan çalışmaların sonuçlarının sunulmasına imkan sağlayacak olan bu bilimsel toplantının düzenlenmesinde emeği geçenlere ve katılan Değerli ve Seçkin Bilim Adamlarımıza teşekkür eder, elde edilecek sonuçların bu çok önemli bilim alanındaki gelişmelerimize katkıda bulunmasını dilerim.

E. Ü. Fen Fakültesi Dekanı
Prof. Dr. İsmet Ertas'ın konuşması

Sayın Rektörtim,
Sayın Rektör Yardımcısı,
Sayın Astronomlar,
Sayın Konuklar,
Basın ve TRT'nin seçkin temsilcileri!

Fakültemiz Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümünce Organize edilen VI.Ulusal Astronomi Kongresi'ne gösterdiğiniz ilgi, teşriflerinizle verdiğiniz onur için fakültem adına şükranlarımı arz eder, saygılarımı sunarım.

Bilim; insanların görünen çevrelerindeki tabiatı ve tabiat olaylarını anlamak üzere yaptıkları incelemelerle doğmuş, elde edilen bilgilerin zamanla tek bir kişi tarafından kavranamayacak derecede çoğalması ise sayıları giderek artan bilim dalları'nın tanımlanmasına neden olmuştur. İlk insanlar herhalde gündüzleri yakın çevrelerindeki canlı ve cansız tabiatı incelerken geceleri de gökkubbeyi donatan parıltılı nesnelere sırrını anlama çabalarından kendilerini alıkoyamamış olmalıdırlar. Bu bakımdan içinde bulunduğumuz **uzay çağı**'nın en önemli bilim dallarından biri olan astronominin tarihi, insanlık tarihi kadar eski ve köklüdür. Nitekim 5 bin yıl önce Mezopotamya'lıların bazı yıldız kümelerini ve burçları belirlediklerini

ortaya koyan tarihsel kanıtlar vardır.

Efendim! Protokol icabı huzurunuzda çıkıp konuşmaya böyle başlayınca, kongremizi onurlandıran değerli astronomlarımız kendilerine **astronomi tarihi** anlatmaya başladığım endişesine kapılmış olabilirler. Hemen belirteyim. Tereciye tere satmak gibi bir niyetim yok. Esasen Astronomi tarihi konusunda konuşmak hiddim değil! Ben, sayın astronomlarımızın müsaadeleriyle, açılış törenimizi onurlandıran konuklarımızın dikkatini bir noktaya çekmek ve önemli gördüğüm bu noktayı bu vesile ile de vurgulamak istiyorum.

Sayın Konuklar!

Gök cisimlerinin çıplak gözle izlenmesi günümüzden 3 asır öncesine kadar devam etmiş Copernic ve Kepler'in yeni görüşlerini izleyen 17. yüzyılda Galile'nin ilk teleskobu yapması ve Newton'un gravitasyon kanununu ortaya koyması ile astronomi büyük gelişimler dönemi eşliğinden atlamıştır. Objektif çapı giderek büyütülen dev teleskoplar astronomların hizmetine girmiştir. Astronomların ve astrofizikçilerin son derece pahalı olan teleskoplarla yaptıkları iş, sadece yıldızların yerlerini ve birbirine göre konumlarını saptamak değildir. **Bir yıldızdan dünyamıza erişen ışık**; o yıldızın hareketi, maddesi, sıcaklığı, kütlesi, yoğunluğu, atmosferi, yıldızda olagelen fiziksel olaylar gibi birçok konuda bize değerli bilgiler taşıyan **şifreli bir mesaj**'dir. İşte astrofizikçiler bu karmaşık şifreleri çözerek ilgili yıldızın yukarıda andığımız özelliklerini de ortaya koyarlar. Birçok yıldızdan alınan bilgileri yorumlayarak evrenin yapısı, geçmişi ve geleceği hakkında yorumlar yaparlar. Kullanılan teleskobun objektif çapı astronomi

gözlemlerinde iki nedenle büyük önem taşımaktadır:

1- Bir yıldızın farkına varabilmemiz için ondan birim zamanda gözüme giren ışık enerjisinin belirli bir değerin üzerinde olması gerekir. Birim zamanda göze giren ışık enerjisi, bakılan yıldızın ışına şiddetinden başka gözbebeğinin çapına da bağlıdır. Gözbebeğinin çapı karanlıkta 5-8 mm dir. İşte bu noktada teleskob objektifinin önemi ortaya çıkmaktadır. Teleskobun birim zamanda toplayıp göze gönderdiği ışık enerjisi objektif çapının karesi ile orantılıdır. Örneğin 1845 yılında İngiltere'nin sahib olduğu en büyük aynalı teleskobun objektif çapı 180 cm idi. Bu teleskop yöneltildiği bir yıldızdan, o yıldıza bakan çıplak göze kıyasla $(180/0,5)^2 = 130$ bin kat daha fazla ışık enerjisi toplayacaktır. Yani bu teleskopla, çıplak gözle ancak fark edilebilen bir yıldızdan 130 bin defa daha zayıf ışık aldığımız yıldızlar görülebilir.

2- Önemli olan ikinci özellik, aynı doğrultuda dar bir açı içinde yer alan çok yakın yıldızların birbirinden ayırt edilebilmesidir. Buna ayırma gücü diyoruz. Bir teleskobun ayırma gücü de objektif çapı ile artmaktadır. Örneğin yukarıki teleskobun ayırma gücü çıplak gözünkünden yaklaşık 360 kat daha iyidir.

Bir astronomi gözlem teleskobunda objektif çapının önemini böylece belirttikten sonra bizim imkânlarımıza bakalım.

Sayın konuklar, fakültemizin 1965 den beri Kurudağ'da hizmet veren rasathanesi Türkiyenin en büyük teleskobuna

sahiptir ve biz bununla övünmekteyiz. Bu teleskobumuzun objektif çapı tam tamına 48 cm dir! Yani Avrupa ve Amerika' da amatör astronomların kullandığı türden bir teleskobumuz var. Açıkcası İngiliz Astronomlarının 143 yıl önceki gözlem araçlarına bile sahip değiliz! Ancak astronomlarımız ve astrofizikçilerimiz, 1,5 asır önceki İngiliz astronomlarından bin kat daha bilgili ve beceriklidirler. Çağdaşlarından hiç de geri olmayıp bu kıt imkânlarla rağmen uluslararası düzeyde araştırmalar ve yayınlar yapabilmektedirler.

Bir de bazı komşu ülkelerin sahip oldukları en büyük optik teleskoplara bakalım.

Ülke	En Büyük Optik Teleskop Objektif Çapı
Pakistan	400 cm
Irak	350 cm
S.Arabistan	200 cm
Libya	200 cm
Bulgaristan	200 cm
Mısır	190 cm
Yunanistan	120 cm
İsrail	100 cm
İran	51 cm
Türkiye	48 cm

Görüldüğü gibi arkamızda kimse yok!

A.B.D. ve Sovyetler Birliği gibi ülkelerin sahip oldukları süper teleskopları da zikrederek havayı daha da

karartmak istemiyorum. Ancak şu görünüm, ülkemizde temel bilimlere verilen önemin diğer bir ölçüsüdür. Bugün optik teleskoplar yanında radyoteleskoplar da uzun zamandan beri ileri ülkelerde hizmete girmiştir. 1960 dan beri giderek artan bir hızla devam eden, roketler ve yapma uydularla yapılan uzay araştırmaları yalnız astronominin değil diğer bilimlerin ve teknolojinin gelişimine de yardımcı olmuştur. Uydular aracılığı ile haberleşme ve meteoroloji gözlemleri günlük hayatımıza yansıyan en basit örneklerdir.

Sayın Astronomlar, Sayın Astrofizikçiler,

VI.Ulusal kongre için fakültemizi seçmiş olmanızdan büyük şeref duyuyoruz. Huzurlu bir kongre yapmanız için bütün imkânlarımızı zorlayarak her türlü ihtiyacınızı karşılamaya çalışacağımızdan emin olmanızı rica ediyorum.

Bu arada kongreyi organize eden Astronomi ve Uzay Bilimleri bölümümüz öğretim üyelerine ve özellikle Bölüm Başkanımız Prof.Dr.İlhami YAVUZ'a huzurunuzda teşekkür ederim.

Kongrenin başarılı ve verimli geçmesini, tartışmaların yeni araştırmalara ilham kaynağı olmasını gönülden diler saygılarımı sunarım.

Sayın konuklar !

Kongremizin açılış törenini onurlandırdığınız için sizlere de fakültem adına özellikle teşekkür eder, sağlık ve mutluluklar içinde daha nice bilimsel toplantılarda beraber olma dileği ile saygılarımı sunarım.



Nükleo Sentez
(Çağrılı bildiri)

Prof.Dr. Dilhan Eryurt

Orta Doğu Teknik Üniversitesi, Fizik Bölümü

Ankara - Turkey

Özet:

Evrende elementlerin oluşumu için ileri sürülen teoriler özetlendi. Elementlerin oluşumuna neden olan nükleer - süreçler açıklanarak, bu süreçlerin cereyan ettiği astrofiziksel ortamlar irdelendi.

Güneş sistemimizde gözlenen bollukların yıldızların içlerindeki ve süpernova patlamaları sırasında oluşan ortamlarda nükleo - sentez yoluyla oluştuğu görüşü vurgulandı.



A TÜRÜ ÜST DEVLER VE SORUNLARI

Cemal Aydın

A.Ü., Fen Fakültesi,

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Beşevler, Ankara

Özet

Bu yazıda aynı spektral türden olan anakol yıldızlarına göre çok daha düşük yoğunluk ve büyük yarıçaplara sahip olan A üstdevlerinin görsel ve UV bölgesindeki gözlemsel özellikleri, fotosfer ve kütle kaybı ile ilgili olan genişleyen zarfta gözlenen spektral değişimler ve bunlar arasındaki bağıntılar tartışılacaktır.

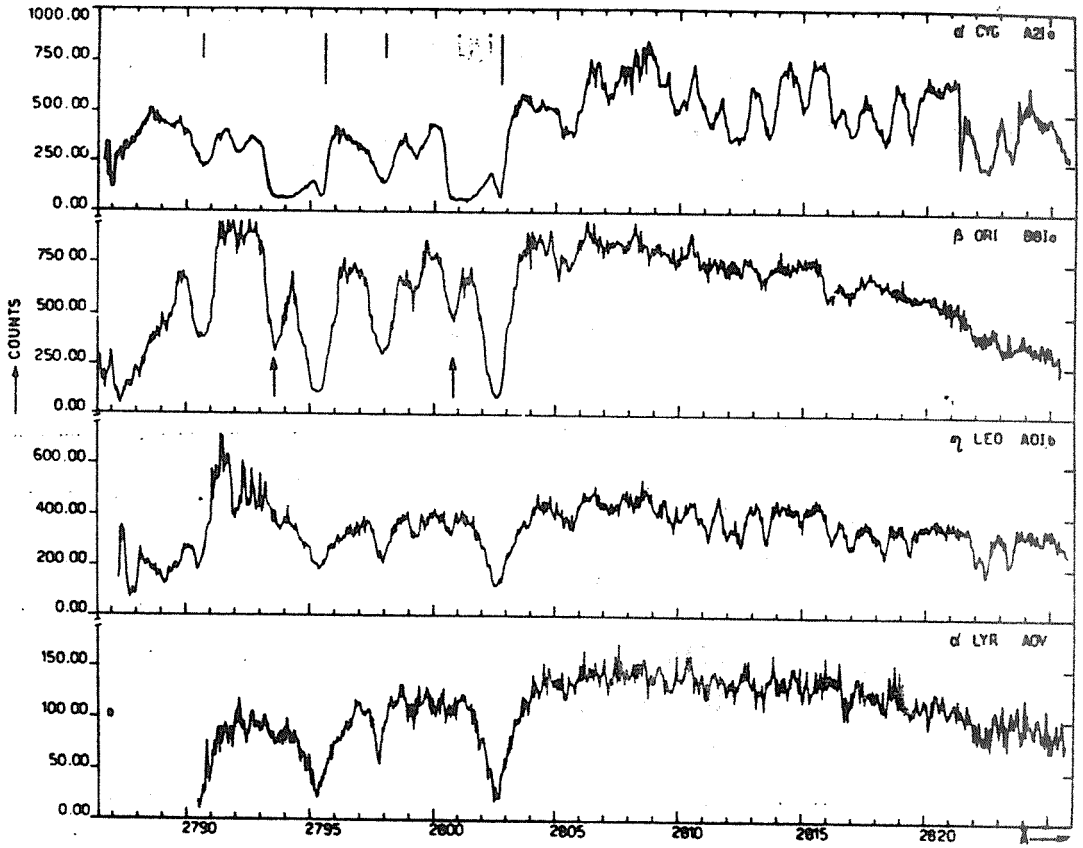
Genel özellikleri

HR (Hertzsprung-Russell) diyagramının sağ üst bölgesinde yer alırlar. İleri spektral tiplere doğru gittikçe anakol ve üstdevler arasındaki farklar daha da belirginleşir. Aynı spektral tipten oldukları halde ışınım güçleri arasındaki fark örneğin M0 spektral tipinde yaklaşık 10^4 kadardır. Bu ise, ışınım gücü, yarıçap ve hacimler arasında $L_1 = 10^4 L_2$, $R_1 = 10^2 R_2$ ve $V_1 = 10^6 V_2$ bağıntılarına karşılık gelir. Üstdevler Güneş yarıçapının birkaç yüz katı yarıçaplara sahip olmalarına karşın ortalama yoğunlukları aşırı düşüktür.

Bu yıldızlar üzerinde özellikle UV (mor ötesi) bölgede çok az sayıda çalışma yapılmıştır. Bunun iki nedeni vardır. Birincisi HR diyagramında evrimin hızlı olduğu bir bölgede bulunmaları (Wolff, 1963), ikincisi Güneş komşuluğunda bu yıldızların yokluğudur. Bu yıldızlarda yıldız rüzgârlarının yapısı, kütle kaybı, ... gibi özelliklerin zamanla değişimine ilişkin sistematik çalışmalar (α Cyg hariç) çok azdır. Yalnız dört A üstdev yıldızı UV bölgesinde daha ayrıntılı çalışılmıştır. Bunlar HD 21369 (A0 Iab), HD 59612 (A5 Ib), η Leo (A0 Ib) ve α Cyg (A2 Ia, HD 197345) yıldızlarıdır. Bu yıldızlar üzerinde International Ultraviolet Explorer (IUE) ile ilk gözlemsel çalışmayı başlatan Praderie ve arkadaşları (1980) olmuştur. Bunlardan η Leo dışında kalan diğer üçünde kütle kaybı delilleri buldular: Mg I, Fe II, C II ve Si II rezonans çizgilerinin maviye kaymış geniş boğurmsa bileşenlerine sahip olduklarını tespit ettiler. Bu yıldızlar arasında en parıltılı olan α Cyg'de bu çizgiler şekilinde görüldüğü gibi peküliyer asimetrik bir görünüme sahiptirler. Bu özellikte profiller C II ve Si II çizgilerinde de görüldü.

Son yıllarda bu tip yıldızlar üzerindeki çalışmaların yeniden önem kazanmasına başlıca iki nedeni vardır. Bunlardan biri, spektrumun X-ışını, uzak morötesi ışını, kırmızı ötesi ışını ve radyo dalgaları bölgesinde gelişen yeni gözlem teknikleridir. Bu tekniklerle yıldızın fotosfer gözlemleri yanında, genişlemiş zari ve kütle kaybı gözlemleri de yapılabilmektedir. Diğer neden ise artık dinamik ve enerji transfer denklemlerinin birleştirilmiş çözümlerinin elde edilebilmesidir.

Üstdevlere ilişkin yeni modeller de, bu yıldızların termodinamik dengede olan sistemler olarak...



Şekil. 1. α Cyg, β Ori, η Leo ve α Lyr'in UV, BUSS spektrumları. Uzun düşey çizgiler Mg II ($\lambda\lambda$ 2795, 2802 Å) rezonans çizgilerinin laboratuvar dalga boylarını gösteriyor. α Cyg'de durgun dalga boyuna karşılık gelen yerde sivri yıldızlararası soğurma bileşeni ve solunda geniş soğurma bileşeni olduğu görülmektedir. Geniş absorpsiyon bileşeni -267 km/sn kadar uzanır. Düz geniş tabanı doymuşluğunu ifade eder. β Ori'de Mg II, bileşenleri durgun dalga boyuna göre -190 km/sn kaymıştır. η Leo ve α Lyr'de Mg II çizgileri simetriktir. Bu yıldızlarda kütle kaybı delili yoktur.

alınamayacağını yeniden ortaya koymuştur. Erken tip üstdev yıldızların kuvvetli rüzgârları, bu yıldızları çevreleyen yıldızlararası maddeyi etkileyebilir. Yoğun bulutlarda yıldız oluşumunu başlatmada veya sınırlamada etkin bir rol oynayabilir. Böylece büyük kütleli yıldızların, galaksilerin kimyasal bakımından zenginleştirilmesinde önemli bir rol oynadığına inanılmaktadır. Bu yıldızların merkezlerinde çekirdek birleşmesi ile meydana gelen ağır elementler ya yıldız rüzgârları ile tedricen ya da supernova şeklindeki patlamalarla şiddetli bir biçimde yıldızlararası ortama yayılırlar ve yeni oluşmakta olan yıldızların yapısına girerler. A üstdevlerinin spektrumları, kütle kaybından dolayı O, B ve M üstdevlerine göre daha az değişim gösterirler. Kromosfer ve koronalarına ilişkin küçük kütle kaybı delilleri vardır. Düşük olan UV ve X-ışın akıları uydu gözlemlerini sınırlar. A üstdevleri, kütle kaybı hâlâ devam eden oldukça evrimleşmiş yıldızlardır. Bunların yapılarının, geçmiş evrimlerinin kütle kaybı hızlarının bilinmesi, galaksilerin kimyasal evrimlerinin şekillenmesinde, supernova öncesi kütle kaybının önemine ilişkin kritik bilgiler verebilir. UV çizgi profilleri, A üstdevlerinde kütle kaybı göstergesi olarak alınabilir. Bu profiller O ve B üstdevlerinkilerden biçimsel olarak çok farklıdır ve bu yıldızların UV bölgesindeki çizgilerde P Cyg profili görülmez.

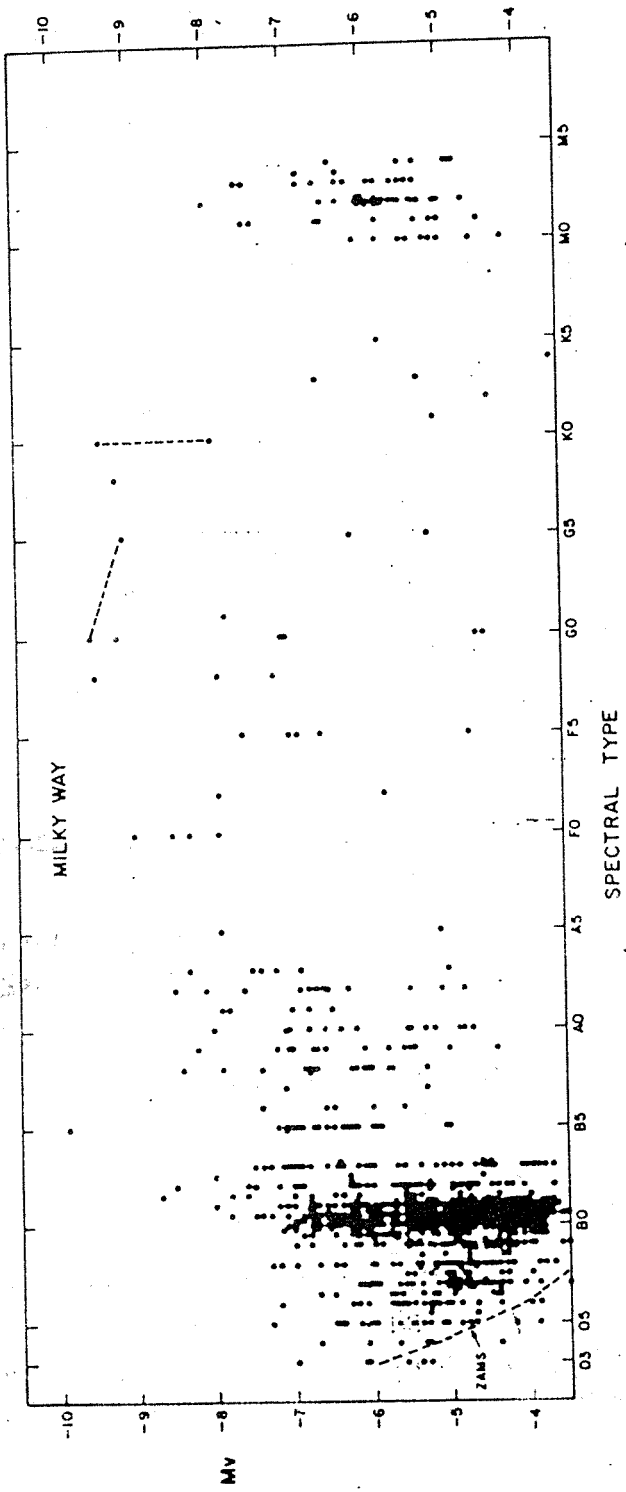
Etkin Sıcaklık ve Işınım gücü

Etkin sıcaklık, mutlak akı ve yarıçapı bilinen yıldızlar için doğrudan belirlenebilir. Yarıçapı doğrudan ölçülmüş üstdev yıldız olarak yalnız α Cyg vardır. Bonneau ve arkadaşları

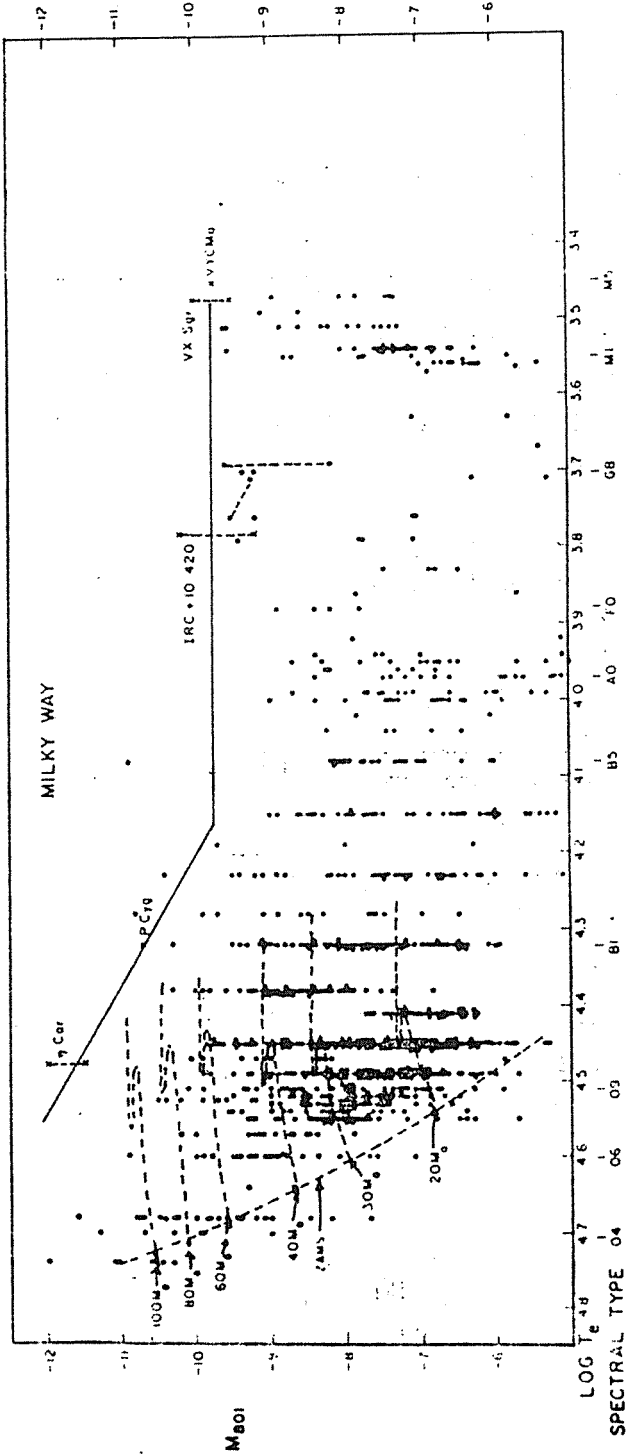
(1981) tarafından ölçülen yarıçap değeri $R=145\pm 45R_{\odot}$ dir. Yarıçaptaki belirsizliğin büyük bir kısmı yıldızın uzaklığındaki belirsizlikten ileri gelmektedir. Buradan yıldızın etkin sıcaklığı seçilen bolometrik düzeltmeye göre 8150 ile 8250 °K arasında bulundu. Bu yıldızlarda etkin sıcaklıkları belirlemek için Johnson (1966) yaklaştırması yanında Flower (1977)'in UV ve IR gözlemsel değerlerini de hesaba katarak bulduğu sıcaklık eseli kullanılır.

Güneş komşuluğunda A üstdev yıldızı olmadığı gibi, hiçbiri için güvenilir paralaks değeri yoktur. En iyi mutlak parlaklık tahminleri küme veya öymek yıldızları için yapılmaktadır. Bunların uzaklıkları 2-AM3 (süper yaş anakol) dan elde edilmektedir. Mutlak parlaklık taymininde OI'in $\lambda 7774 \text{ \AA}$ çizgisinin kriter olarak kullanılması gibi (Pansons, 1964; Osmer, 1972) bir çok ikinci derece kalibrasyon tekniği Bouw ve Pansons (1971) tarafından tartışıldı. E. Sindhaj (1974) Si II'nin $\lambda 5347$ ve 5371 \AA çizgilerinin sıddet ölçümlerinden ± 0.5 kadar duyarlılıkta B9-A2 üstdevlerinin mutlak parlaklıklarının elde edilebileceğini gösterdi.

Şekil.2 de Galaksimizdeki üstdev ve O tipi yıldızların HR diyagramları görülmektedir. Birkaç istisna dışında **spektrumun** görsel bölgesinde en parlak yıldızlar geç B ve erken A üstdevleridir. (Underhill ve Doazan, 1982). Limit parlaklık yaklaşık olarak $M_v = -8^m.5$ 'dir. Aynı genel karakteristikler Büyük Macellan Bulutu (LMC)nda görüldü. Ancak burada A üstdevlerinin sayısı bizim Galaksimizdekilerden daha çoktur (Humphreys, 1979). **Şekil.3** aynı yıldızları mutlak görsel parlaklık yerine bolometrik ordinatta gösteriyor. Bu diyagramda O tipi yıldızlar (çok büyük bolometrik düzeltmeler gerektirdiklerinden) önceki şekle göre A üstdevlerinden daha



Şekil 2. Galaksimizdeki üstdev yıldızların gözetimsel H-R diyagramı.



Şekil 3. Galaksimizdeki üstdev yıldızlar ve teorik H-R diyagramı. ZAMS'ın ve kütle kaybı hesaba katılarak çizilen evrim çizgilerinin konumu isaretlenmiştir. Sürekli çizgi üstdevlerin parlaklıklarının yaklaşık üst sınırını göstermektedir.

pariaaktirlar. Ktle kaybı hesababa katlararak çizilen evrim çizgileri aynı Şekli üzerinde yer almstur. (Chiosi ve arkadaşları, 1978) A üstdev yıldızlarının alrdekte hidrojen yakma bölgesinden daha ileri evrelerde bulunacakları görülmektedir. Çekirdekte helyum yakma evresinde olabilirler. Ancak evrimin bu geç evresinin fiziği iyi bilinmemektedir. Yapılan modeller baŐarısız olmuştur. Modellerin baŐarısızlıĐına iyi bir örnek erken B tipi yıldızlar HR diyagramında iyi bir yglma gösterirken, teoninin bu yıldızların çok az sayıda olması gerektiğini vermesidir. Modellere göre bu yıldızlar, kabukta hidrojen yakma ve sağa doğru hızla evrimleŐme evresinde olmalıdır. O tipi yıldızların bolometrik parlĞına yakın parlklıkl A tipi üstdevlerin yokluğu genelde muhtemelen daha önceki evrim evrelerinde katastrofik (felaket getiren) ktle kaybına bağlanır (Humphreys ve Davidson, 1979).

En parlak A tipi stdevleri

Bizim Galaksimizde olduğu gibi, diğer diğ galaksilerde de genel olarak en parlak yıldızlar B ve A spektrel tipindedir. Bu yıldızlara büyük önem verilmesinin iki nedeni vardır. Birincisi diğer tekniklerin yetersiz kalŐı; yakın diğe galaksilerin parlak tayininde bu "Super parlak" A tipi yıldızlar uzaklık birliği olarak kullanılabilir. ikincisi, böyle olan parlak yıldızların spektrel çalışmaları, diğer galaksilerdeki ktleli yıldızların evrimini ve atmosferindeki fiziksel süreçlerin, bizim Galaksimizdekiiler gibi olup olmadığını belirlemede kullanılabilir.

Bizim Galaksimizde super parlak A tipi yıldızlar için iyi bir örnek HD 160529 (A2 Ia⁺)'dır. Bu yıldız Wolff ve arkadaşları (1974) tarafından oldukça ayrıntılı olarak çözüldü. Böylece çok parlak yıldızların kararsızlık yakınlığında olmaları beklendi. Gerçekten bu yıldızın radyal hız, renk ve parlaklığında büyük değişimler gözlemlendi. Fotometrik genlik y'de 0.17 ve (U-V)'de 0.18 olarak bulundu. Büyük değişimler gün mertebesinde olan zaman ölçeğinde görülmektedir. Henüz daha kısa zaman aralıklı değişimleri araştırmak için uygun gözlemler yapılamadı. Radyal hızın değişim genliği 40 km/sn'dir. Ayrıca Fe II, Ti II ve Cr II çizgilerinde 42 km/sn kadar yüksek hız farkı olan yarımalar bulundu. Balmer serisinin ilk çizgilerinin radyal hızlarının daha negatif olduğu görüldü. Bu durum, yıldız atmosferindeki bir hız gradiyenti nedeniyle olabileceği gibi, Balmer serisinin ilk çizgilerinde emisyon nedeniyle görece olarak daha büyük bir bozulmanın bu çizgilerde yansımaları sonucu da olabilir. H α ve H β 'da kuvvetli emisyon vardır. Metalik çizgilerden elde edilen hızlar eksitasyon potansiyeline ve dolayısıyla atmosferin derinliğine bağlıdır. Atmosferin daha derinliklerinde olduğu düşünülen daha yüksek eksitasyon potansiyeli çizgilerin, daha düşük hız genliğine sahip oldukları görülmüştür.

Bu yıldız olarak HD 160529 gibi bir yıldızda yerel termodinamik denge (LTE) ve büyüme eğrisi analizinin geçerliliği sınırlıdır. Böyle olmakla birlikte bu yöntem uygulanarak eksitasyon sıcaklığı 7500 °K ve mikrotürbülans hız değişimi 7-14 km/sn araştırılmıştır. $\tau=0.1$ optik derinliğine bu sıcaklık uygulanarak T_e=6600 °K ve $\log g=1$ bulunmuştur (Wolff ve arkadaşları, 1974). Wolff ve arkadaşları bu yıldızın köknar karakterinde olduğunu ve bir köknar ile

açıklanabileceğini gösterdiler. Böyle bir hız alanı mekanik denge denklemini ve dolayısıyla atmosferin gaz basıncını değiştirecektir. Elektron basıncı, gaz basıncı ve sıcaklığa bağlı olduğundan iyonlaşma durumu da bu hız alanı tarafından değiştirilecektir. Benzer olaylar Balmer süreksizliğindeki değişimlerden de sorumlu olabilir (Groth, 1972). Fotosferik hız alanları, ısınmasal olmayan ısıtma kaynağı ile beslenebilir. Wolff ve arkadaşları, fotosferik Ti II, Fe II ve Cr II soğurma çizgilerinde görülen çizgi yarılması ile Fe II salma çizgilerinin (445991, 6432 ve 6516 Å) şiddetleri arasında bir bağıntıya dikkat çektiler. Bu bağıntı, çizgi bölünmesi ile kendini gösteren hız alanının artmasından dolayı, artan enerji fazlalığını yansıtabilir. Bu salmanın genişlemiş zarfı değil fotosfer yoresinde ortaya çıktığını gösterir. Ancak burada kinetik enerjiyi eksitasyon enerjisine çeviren mekanizma, bu mekanizmanın yeterliliği, bu nedenle elde edilen sıcaklık artımı gibi ışın fiziğinde hâlâ bilinmeyenler vardır.

Feast ve arkadaşları (1960), Macellan bulutlarındaki super parlak yıldızların ilk incelemesini yapular. LMC'da bir düzine kadar $M_V < -8^m.0$ parlaklığında A üstdevi vardır. (Humphreys ve Davidson, 1979). Galaksimiz dışında, bilinen en büyük mutlak görsel parlaklıklı yıldız LMC'da HD 33579 (A3 Ia⁺)'dir. Parlaklığı $M_V = -9^m.8$ 'dir. (Humphreys, 1979). SMC'nın en parlak yıldızı $M_V = -9^m.3$ olan HD 7583'tür. Spektroskopik yöntemlerle elde edilen T_e ve Log g değerleri bu yıldızlardan herbiri için 25 M_\odot vermektedir.

Kütle Kaybı

Çok parlak O, B ve A yıldızlarında kütle kaybı daima vardır. İlk kez Morton (1967) tarafından gözlemsel olarak onaylandı. Morton çok parlak yıldızların UV spektrumlarındaki rezonans çizgilerinin durgun konumlarına göre 1000 km/sn veya daha çok yer değiştirmiş olduklarını buldu. Bu değer yıldızın fotosferik kaçma hızını çok aşığından madde yıldızdan kaçar. Daha sonraki uydu verileri bu sonucu desteklemektedir (Snow ve Morton, 1976).

Kütle kaybının bulunmasında kullanılan çeşitli gözlemsel teknikler vardır. Doğrudan ölçümlerle kütle kaybı bulunabildiği gibi, fotosfer ve fotosfer yakınındaki katmanların büyüme veya genişleme ölçümlerinden de dolaylı olarak bulunabilir. Kütle kaybı M , yıldızın ışınım gücü, yarıçapı, kütle ve metal bolluğunun fonksiyonu olarak ifade edilebilir. Temel bağıntı

$$\dot{M} = \alpha L^{\beta} M^{\gamma} R^{\delta}$$

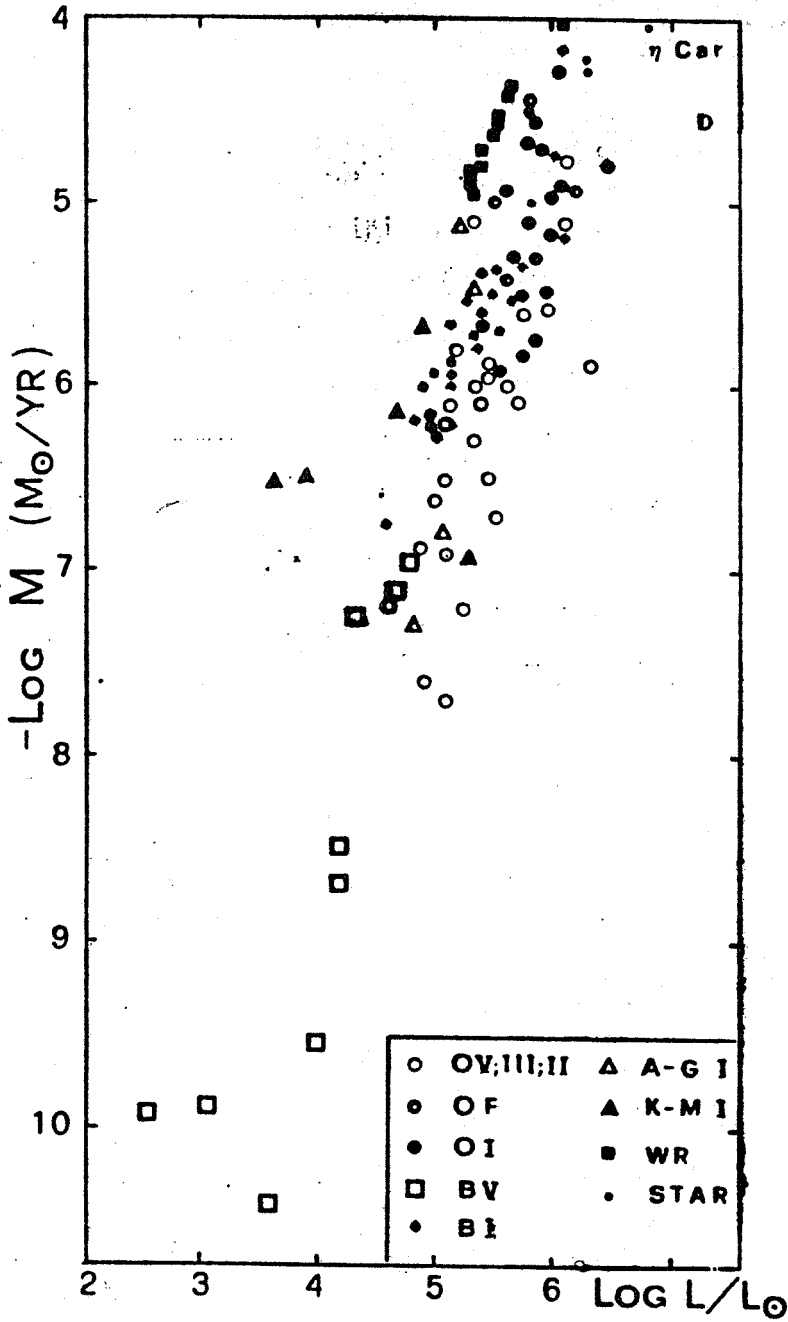
şekindedir. Şekil 4'de görüldüğü gibi L 'ye bağımlık daha fazladır. Kütle kaybeden yıldızların evrimi ve bu konudaki literatür için Chiosi (1986)'ye başvurulabilir.

Kütle kaybının görsel bölgede iki önemli belirtisi vardır. (Hutchings, 1970)

1. $H\alpha$, $H\beta$ ve He I'in $\lambda 5676$ çizgisinin emisyonunda olması.

Geniş emisyon genel olarak genişleyen atmosferi temsil edebilir. Bu donan ve (veya) genişleyen atmosfere delil olarak alınabilir. Çizgi profilleri, yıldız zarfına büyüklüğü yoğunluğu ve hız alanı gibi faktörlere bağlıdır.

2. Radyal hızın eksitasyon potansiyeline bağlılığı veya Balmer seri çizgileri boyunca düzenli artış.

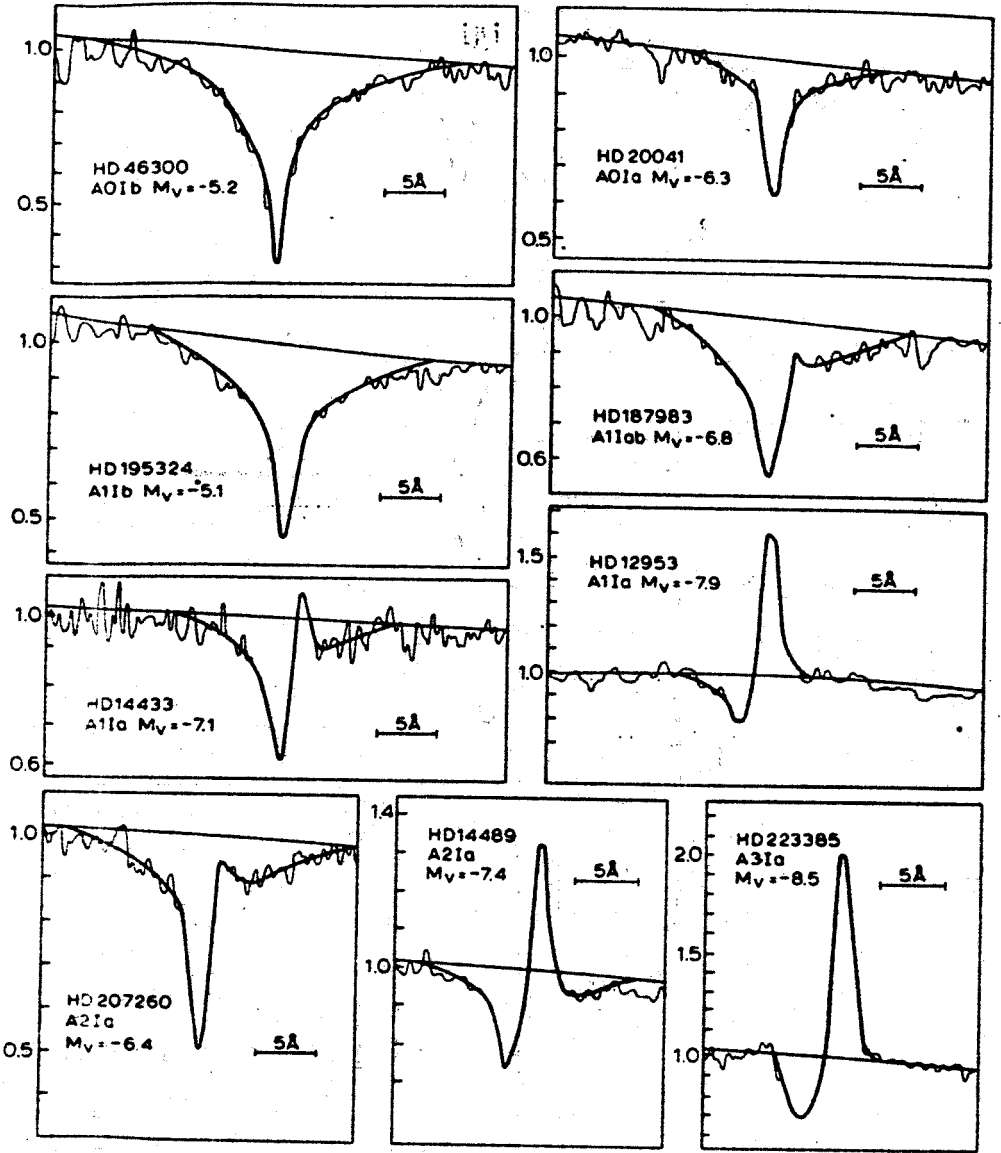


Şekil. 4. Kütle kaybı, ışınım gücü ve etkin sıcaklığı bilinen yıldızlar için kütle kaybı ile ışınım gücü arasındaki bağıntı.

Yıldız yüzeyi yakınında LTE en azından yaklaşık olarak sağlanıyorsa, fotosferin üstüne doğru yüksekliğin artması ile sıcaklığın ve dolayısıyla eksitasyonun azalacağı beklenir. Bu durumda bir hız gradiyenti ortaya çıkabilir. Böylece radyal hız ile eksitasyon potansiyeli arasında sistematik bir bağıntı bulunabilir. Balmer serisi durumunda, daha kuvvetli çizgi daha düşük yoğunluklu ortamda doyar ve böylece Balmer serisinin ilk çizgileri atmosferin en dış bölgelerindeki hız alanlarını temsil eder. Ancak bu belirtiler cinsinden kütle kaybı ifade edilirken çok dikkat edilmelidir. Bu yıldızlarda H_{α} çok kuvvetli fakat M, B üstdev yıldızlarından daha azdır. Kütle kaybı olmayan yıldızlarda da hız gradiyenti olabilir. Kütle kaybının en iyi belirtici UV bölgesindeki rezonans çizgilerinin çok kuvvetli yer değiştirmesidir. Bu bölgede gözlemler uydularla (Copernicus ve IUE) yapılabildiği için ancak önemli çalışmalar son yıllarda yapılabildi.

Parlak yıldızların H_{α} salması, O9-A5 spektrel aralığında, Rosendhal tarafından incelendi. Şekil.5'de A üstdev yıldızlara ilişkin H_{α} profilleri yer almaktadır. Görüldüğü gibi ışınım gücünün artması ile H_{α} soğurması önce zayıflamakta sonra kırmızı kanatta meydana gelen bir kıvrım ile daha da incelemektedir. Daha yüksek ışınım gücünde yıldızlarda kırmızı kanatta sürekli spektrum seviyesinin üstünde salma bileşeninin olduğu görülüyor. En parlak üstdevlerde salma soğurmadan daha etkindir. B6-A3 spektrel aralığında $M_V = -6^m.8$ ile $-7^m.0$ veya $M_B = -7^m.0$ ile $-7^m.6$ 'dan daha sönük olan yıldızlarda H_{α} salması kaybolur.

Rosendhal (1973-b) A üstdevlerinde hız gradiyentini de araştırdı. Metalik iyon ve özellikle H_{α} ile kırmızı bölgedeki diğer çizgilerin radyal hızları arasında büyük farklar olacağını



Şekil 5. A Üstdevlerinin $H\alpha$ profilleri (Rosendhal, 1973 b).

buldu: H_{α} 'nın radyal hızları $M_{bol} = -7^m.0$ için 10 km/sn, $M_{bol} = -8^m.5$ için 50 km/sn kadar daha negatiftir. Rosendhal bu hız farklarını yıldızın atmosferindeki akımlara bağladı. Erken tip yıldızların çoğunda, spektrumun kırmızı ötesi ve radyo bölgesinde aşırı salmalar görüldü. Bunlar yıldızın yüzeyinden oldukça uzaktaki plazmada serbest-serbest geçişlerle açıklandı. Bu salmalar da bu yıldızların çevresinde geniş bir gaz kütesinin varlığını gösterir.

IUE gözlemleri yapılmış tüm A tipi üstdevleri üzerinde yapılan bir çalışmada bu yıldızlar, rüzgâr ve kütle kaybı gösteren çok parlak ve bu belirtileri göstermeyen daha az parlak yıldızlar olmak üzere iki gruba ayrılmıştır (Talavera ve Gomez de Castro, 1987). Birinci grupta olanlar, Mg II, Fe II, Si II ve C II rezonans çizgileri, kısa dalga boyuna doğru değişen bileşenli asimetric çizgilerdir. Bunlar için bulunan terminal hızı yaklaşık olarak -250 km/sn'dir. İkinci gruptaki yıldızlarda bu çizgiler simetriktir. Fe II çizgilerine ilişkin bileşenlerin hızı ve terminal hızı değişmeden kalır. Bu çalışmada kaçma hızının artmasına karşılık terminal hızının azaldığı bulundu. Aynı araştırmacılar daha sonra (1987), listelerinde bulunan IUE gözlemleri yapılmış bir grup yıldızın yeni IUE gözlemlerini yaparak eski ve yeni spektrumları karşılaştırdılar. Bu karşılaştırmada az parlak bir yıldız olan HD 21389 (A0 Iab)'nın 1986 ve 1978 spektrumlarındaki Mg II rezonans çizgilerinde değişimler buldular. Bunlar çok parlak yıldızlara göre çok yavaş değişimlerdir.

Wright ve Barlow (1975) (Panagia ve Felli, 1975'e bakınız) v hızı ile genişleyen hidrojen gazından oluşmuş homojen bir küreden kütle kaybının

$$\dot{M}=0.095 \mu Z^{-1}(\gamma g_{\nu})^{-1/2} v S_{\nu}^{3/4} D^{3/2} v^{-1/2} M_{\odot}/\text{yıl}$$

bağıntısı ile verilebileceğini gösterdiler. Burada v km/sn, S_{ν} serbest-serbest salmadan dolayı ν frekansındaki akı, D kpc cinsinden yıldızın uzaklığı, μ gazın ortalama atom ağırlığı, Z her bir iyonun ortalama yükü, γ iyon başına ortalama elektron sayısı, g_{ν} ν frekansındaki Gaunt faktörünün değeridir.

Gözlem sonuçları özellikle O ve B yıldızları için modellerle oldukça iyi temsil edilebilmektedir. Bu modellerde madde akımı, yıldızın fotosferi yakınında düşük hızlarla başlar ve bir maksimum hıza, v_{∞} (terminal hızı), ulaşmaya kadar dışa doğru ivmelenir. v_{∞} 'un değeri kısa dalga boyuna doğru kaymış UV çizgilerinin mavi kanatlarından belirlenir.

Radyo (serbest-serbest) salması, yıldız zarfının oldukça uzağında madde akış hızının terminal hıza ulaştığı yerde meydana gelir. Abbott ve arkadaşları (1980) α Cyg için $\lambda=6$ cm'de 0.4 mJy akı değerini buldular. Bu ise $2.5 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ 'dan daha küçük bir kütle kaybına karşılık gelir. Daha yeni gözlemlerin kullanılması ile bu sınır $1.5 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ olarak bulundu. Bu sonuç, eğer yıldızın yarıçapı doğru tayin edilmiş ise, en dış katmanlara doğru rüzgârın hızı azalıyorsa ve hidrojen çoğunlukla iyonlaşmış ise doğrudur.

Prencip olarak aynı yöntem, serbest-serbest salmanın kırmızı ötesi ölçümlerinden kütle kaybı oranını bulmak için kullanılabilir. Kırmızı öte ölçümlerinden tayin edilen kütle kaybı değerinin doğruluğu sınırlıdır. α Cyg için Barlow ve Cohen (1977)

$\dot{M}=6.9 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ değerini buldular. Bu değer radyo gözlemlerinden bulunan üst sınır değerinden daha büyüktür.

M değerleri H_{α} salması ve UV soğurma çizgi modellerinden de bulunabilir. α Cyg için böyle modeller Kunarsz ve Praderie (1981) ile Kunarsz ve Morrison (1982) tarafından yapıldı. Bu yöntemle α Cyg için bulunan kütle kaybı $1.5 \times 10^{-9} M_{\odot}/\text{yıl}$ ile $4 \times 10^{-7} M_{\odot}/\text{yıl}$ aralığındadır.

Cetvel. 1: A tipi üstdev yıldız için bulunan kütle kaybı değerleri.

Yıldız	Sp Tip	Gözlemsel Veriler	\dot{M} ($10^{-6} M_{\odot}/\text{yıl}$)	Kaynak
HR 1040	A0 Ia	IR artışı	0.42	Barlow ve Cohen (1977)
		UV Çizgileri	0.01	Praderie ve arks. (1980)
η Leo	A0 Ib	IR artışı	0.047	Barlow ve Cohen (1977)
		UV Çizgileri	<0.001	Praderie ve arks. (1980)
			0.0003	Kondo ve arks. (1976)
HR 12953	A1 Ia	IR artışı	0.80	Barlow ve Cohen (1977)
θ Per	A2 Ia	IR artışı	0.52	Barlow ve Cohen (1977)
α Cyg	A2 Ia	IR artışı	0.69	Barlow ve Cohen (1977)
		UV Çizgileri	0.11	Lamers ve arks. (1978)
		Radio Sal.	0.01-0.07	Praderie ve arks. (1980)
		UV Çizgileri	0.003-0.15	Kunarsz, Praderie (1981)
		UV Çizgileri	0.001-0.005	Hensberg ve arks. (1982)
		H α	0.17-0.40	Kunarsz, Morrison (1981)
HR 2874	A5 Ib		0.003	Praderie ve arks. (1980)

Cetvel.1'de bir kaç A tipi üstdev yıldız için bulunan kütle kaybı değerleri verilmektedir. Aynı bir yıldız için farklı yöntemler kullanılarak elde edilen değerlerin çok farklı oluşu yıldız rüzgörlerini anlamadaki eksikliğimizi göstermektedir.

A üstdevlerinde kütle kaybı değerleri, erken B tipi üstdevlerinden bir on kat daha azdır. A üstdevlerinde dışa doğru madde akışını sağlayan mekanizmanın ne olduğu kesin olarak bilinmiyor. Işınım basıncı, madde akışının hızlanmasında bir rol oynar fakat radyal olmayan pulsasyonlar ve yıldız içindeki diğer kütle hareketleri rüzgârın başlamasında önemli rol oynayabilir (Lucy, 1975).

Fotosferik Değişimler

A üstdevlerinde değişimler aşırı karmaşıktır. Değişim zamanları saatten yıllara kadar uzanır. Bu değişimler ya fotosferde ya da kütle kaybı ile ilişkili olan genişlemiş zarfta ortaya çıkabilir. Değişen kemiyetler : ışınım gücü, radyal hız, çizgi şiddeti ve şeklidir. Değişimler yarı-periyodik olduğundan değişim karakterinin belirlenmesi çok uzun zaman aralığında yapılmış çok miktarda gözlemleri gerektirir. Eğer değişen herbir kemiyetin bir diğeri ile aralarında bir bağıntı olup olmadığı araştırılmak istenirse, eşzamanlı gözlemlere gerek vardır. Bu alanda yapılmış iyi çalışmalar orta zaman ölçeğindedir. Radyal hız değişimine ilişkin Abt (1957)'in ilk çalışması özel önem taşır. A ve F spektrel aralığında dokuz üstdev yıldızın birbirini izleyen gecelerde 30 gece gözlemlerini yaptı. Bu yıldızların herbirinin 4 ile 30 gün aralığında periyodu ve 4 ile 10 km/sn aralığında genlik değişimi gösterdiklerini buldu.

Üstdevlerde genel olarak fotometrik değişimler de görülmektedir. Periyot ve genliğin yıldız özellikleri ile ilişkileri Burki ve arkadaşları (1978) ve Maeder (1980) tarafından

özetlendi. A üstdevlerinde parlaklık değişiminin genliği 0.03-0.05 kadir aralığında olup ışınım gücünün artması ile artmaktadır. Yarı-periyodik değişimler için tipik periyotlar bulunabilir. A üstdevleri için periyotlar 10 ile 100 gün aralığındadır. Değişimin bir türü ile diğerleri arasında çok az şey biliniyor. Genellikle eşzamanlı spektroskopik ve fotometrik gözlemler yoktur. Çeşitli spektrel özellikler arasında bazı bağıntılar bulundu. Örneğin Rosendhal ve Wegner (1970) iki A üstdevinde büyüme eğrilerinden çıkarılan mikrotürbülans ile radyal hız değişimleri arasında kuvvetli bir bağıntı buldular. Böylece büyük ve küçük ölçekli kütle hareketlerinin birlikte olduğunu gösterdiler. α Cyg'nin farklı metalik çizgilerinin ve hidrojenin Balmer serisi çizgilerinin radyal hız değişimleri kendi aralarında karşılaştırıldı (Inoue, 1979). Radyal hızların elementten elemente farklı olduğu bulundu ve bunun çizgi oluşum derinliğine bağlı olabileceği ileri sürüldü. Bu ölçümler atmosferin farklı katmanlarındaki pulsasyon karakteristiklerinin ortaya çıkarılması için kullanılabilir.

Gün veya haftadan çok daha uzun veya kısa zaman ölçekli değişimlere ait çok sınırlı da olsa veriler vardır. Bazı çok parlak A üstdev yıldızın (HD 160529, HD 37836 ve S Doradur) saat mertebesinde değiştiği bilinmektedir (Appenzeller, 1974; Sterken, 1976). δ Cas (A3 Ia) yıldızının 25 yüksek dispersiyonlu spektrumu Aydın (1979) tarafından çalışıldı. Kısa zaman aralıklı spektrel değişimlere ve aralarındaki bağıntılara bakıldı. Eşdeğer genişlik, mikrotürbülans ve radyal hız değişimleri arasında bir bağıntı olduğu bulundu. Radyal hız ve türbülans hızlarında bir saat gibi kısa zaman aralığında bile zamanla hızlı bir değişim görüldü. Hidrojenin Balmer serisi çizgileri hafif fakat en kuvvetli Fe II çizgileri aşırı bir şekilde

asimetriktir. En kuvvetli Fe II çizgilerinin asimetriklik miktarları ile Log gf değerleri, çizgi laboratuvar şiddetleri ile eşdeğer genişlikler arasında bir bağlantı bulundu. Nötr ve iyonize Fe çizgilerinin radyal hızları arasında farklar vardır. H α ve H β diğer hidrojen çizgilerine ve metalik çizgilere göre daha negatif radyal hıza sahiptir. Mikrotürbülans hızları farklı elementler için farklıdır ve aralarında

$\sqrt{V(\text{Fe II})} > \sqrt{V(\text{Ti II, Cr II})} > \sqrt{V(\text{Fe I})}$ şeklinde bir eşitsizlik vardır.

Dönme ve Diğer Çizgi Genişletme Kaynakları

Üstdev yıldızların atmosferlerindeki hız alanları oldukça karmaşıktır. Çizgi genişlemesine katkıda bulunan olaylardan biri de dönme olabilir. Kütle kaybı genişleyen atmosferin bir devamı olarak alınabilir. Buna göre bir derinlik-genişleme hızı biçimlisi ve bunun çizgi genişlemesini etkilemesi beklenir. Bunun sonucunda hem asimetrik profil hem de kaymış profil meydana gelebilir. Ayrıca atmosferdeki türbülans da çizgi şeklini değiştirebilir. Yıldız atmosferlerinde iki tür türbülansdan söz edilir: Eğer türbülans elementinin büyüklüğü, fotonun ortalama serbest yolundan daha küçük ise mikrotürbülans, daha büyük ise makrotürbülans hız alanı olarak isimlendirilir. Mikrotürbülans, büyüme eğrisinin Doppler parametresinde bir artış sağlayarak kendini gösterebilir. Makrotürbülans ise çizgi genişliğini değiştirir ancak eşdeğer genişliği değiştirmez.

Rosendhal (1970 a) A üstdev yıldızlarında dönme ve makrotürbülans nedeniyle çizgi genişlemesini araştırdı. Doppler genişlemesinin kaynağı yalnız dönme olsaydı o zaman bazı yıldızlar hemen hemen dönme eksenini boyunca görülür ve ince

çizgili olurdu. Atmosferdeki kütle hareketleri anlamli genişletme etkene değildir. Rosendhal bu çalışmasında en ince çizgili bir yıldızın kutuplar doğrusu boyunca görüldüğünü ve böyle çizgi genişliğinin tamamıyla makrotürbülans nedeniyle olduğunu ve diğer tüm A üstdevlerini de karakterize ettiğini varsaydı. Böylece bulduğu tıpak dönme hızı ~ 13 km/sn'dir. Buradan Rosendhal türbülansın çizgi genişlemesinde etkin bir kaynak olduğunu fakat dönmesinde kesinlikle etkin olduğu sonucuna vardı.

Genel olarak mikrotürbülans metalik iyonlar için gözlenen ve teorik büyüme eğrisinin karşılaştırılmasından bulunur. Bir çok A üstdevinin spektrali analizi Rosendhal (1970 b) ve Aydın (1972) tarafından yapıldı. Her iki araştırmacı yıldızdan yıldıza, elementten elemente ve aynı bir yıldızın farklı zamanlardaki değişimleri ile mikrotürbülans için 5 ile 15 km/sn arasında değerler buldular. Rosendhal incelediği yıldızdan ikisinde mikrotürbülans ve radyal hızlar arasında bağını buldu. Aydın ise çalıştığı altı yıldızdan yalnız birinde benzer bir bağıntı buldu. Görüldüğü gibi değişik ölçekli farklı hareketler birbiri ile yakından bağlıdır. Radyal hızlar büyük ölçekli hareketleri yansıtırken mikrotürbülans çok daha küçük ölçekli hareketleri yansıtabilir. Aydın mikrotürbülansın ortan kısmın gücü ile arttığını buldu.

Bu tartışmada mikro ve makro türbülans hızlarının yalnız çizgi genişlik ve siddetlerin karakterize eden parametreler oldukları görülmüyor. Bunların gerçek fotosferik hız alanının tanınmasını sağlayıp sağlamayacağı kuşkuludur. Çizgi biçimlerini sağlıklı ölçebilen elektronik dedektörlerin kullanılması ne elde edilen profillerin Fourier analizi ile hız

alanlarını belirleme çalışmaları yapıldı. Çizgilerin profilleri eşdeğer genişliklerinden daha çok bilgi verir.

Genişleyen bir atmosferde minimum şiddetli soğurmanın konumu, artan çizgi şiddeti monoton olarak daha da kısa dalga boyuna doğru kayar. Daha uzaklarda doymuş olan daha kuvvetli çizgiler, daha büyük akış hızları gösterir. Hız gradiyenti çizgi biçimini bozar. Özellikle daha zayıf çizgiler daha yüksek frekanslara doğru çarpılır. Tersine olarak kuvvetli çizgiler etkin biçimde geniş bir hız aralığının üstünde soğurur ve simetrik olma eğilimindedir.

Özet olarak A üstdevlerinin atmosferlerinde ısısal olmayan hareketler için kanıt vardır. Büyüme eğrisinin biçimi, çizgi genişliği gibi, bazı hareketleri karakterize eden parametreler dönme, makro ve mikrotürbülans gibi terimlerle ifade edilirler.

Üstdevlerin Çözülmemiş Problemleri

Bu yıldızlarda, en azından en parlak olanlarında kütle kaybı kesin olduğundan, şimdiye kadar kaydedilen ilerlemelere rağmen evrimlerine ve atmosferlerine ilişkin bir kaç önemli soru cevapsız kalır. Burada bu yıldızların evrimlerine ilişkin çok az şey söylendi, HR diyagramındaki yerleri teorik modellerle karşılaştırılmadı. Bunun nedeni bu konuda çok az şey bilinmesidir. Kütle kaybeden kütleli yıldızların evrim çizgileri, bu yıldızlarda hidrojen yanmasının $\log T_e = 4.4$ veya daha yukarda sona erdiğini göstermektedir. Bu sıcaklık A üstdevlerini oldukça aşar, böylece bu yıldızların evrimlerinde anakol evresini geçtikleri ve helyum yakma evresinde oldukları kabul edilir (Brunish ve Truran, 1961).

Genç galaktik kümelerin üstdev gözlemleri ile teorik evrim çizgilerinin karşılaştırılmasından üstdevlerin %40'ının anakol bandı dışına düştüğünü buldular. Modele göre hesaplanan yaşam sürelerinden beklenen sayı %8'dir. Buradan anakol evresinin A spektral tipine kadar uzanabileceği ileri sürülmektedir (Meylan ve Maeder, 1982).

Bu sonuç pek çok araştırmacının ileri sürdüğü teorik anakol bandının çok dar olduğu görüşünü destekler. Tek başına kütle kaybının hesaba katılması, teorik anakol bandını yeteri kadar genişletemez. Kararsız akımlar yüzünden ek karıştırmalar, konvektif fışkırmalar veya meridional akımlar da anakol bandını genişletebilir. Kuvvetli rüzgârlar yıldız yarıçapını da artırabilir. Bunun sonucu olarak T_e azalabilir ve anakol bandını genişletebilir. Buradan da anlaşılacağı gibi A üstdevlerine ilişkin cevapsız kalan ilk soru bu yıldızların evrimin hangi evresinde olduklarıdır.

Muhtemelen bütün üstdevlerin ışınım gücü ve radyal hızları değişmektedir. Değişim genliği, ışınım gücünün artması ile artmaktadır ve hata sınırları içinde bütün üstdevler için böyledir. Değişimler, en iyi halde bile yarı-düzenli olduğundan, değişim nedenleri bilinmemektedir. Uzun zaman devam ettirilmesi gereken sürekli gözlemlerle cevaplandırılacak soruların sayısı az değildir:

Bu değişimler, atmosferik hız alanlarının değişimine ilişkin neler söyleyebilir?

Radyal olmayan pulsasyonlarla ilgili olabilen kararlı değişim frekansları için belirti var mı? Eğer böyle ise pulsasyondan atmosfer yapısına ilişkin hangi sonucu çıkarabiliriz?

Gözlemlerle elde edilen çizgi genişlemesinin, ne kadar radyal olmayan pulsasyondan ileri gelir?

Fotosferik hız alanları ile, H_{α} salınması, UV soğurma özellikleri ve kırmızı ötesi artık ölçümlerinden elde edilen kütle kaybı arasında bir bağıntı var mı?

Bugün için böyle bir programı gerçekleştirmek bu sorulara cevap vermeye yetecek kadar eşzamanlı gözlemler yapmak üzere teleskoplarda zaman bulmak imkansız gibi görünüyor.

Yine de bir çok astrofizik problemi uzun zaman aralığına yayılan gözlemlerle çözülebilir. A üstdevlerinde madde akımı ve kütle kaybını belirten bir çok delil vardır. Fakat maalesef yalnız en parlak A üstdevi olan α Cyg için H_{α} ve UV çizgi profillerini, radyo ve kırmızı ötesi artık değerlerini biliyoruz. Ancak ölçümler eşzamanlı değil ve kırmızı ötesi artışı tartışmalıdır. Uzay teleskoplarının kullanıma girisi ile yıldız rüzgarlarının ölümlerinin, daha çok sayıda diğer A üstdevleri için yapılacağı, stabilite ve ışınım gücüne olan bağıntısının belirleneceği ve madde akımında görülen zamanla değişimin araştırılacağı bekleniyor. Matematik tekniklere dayalı modeller A üstdevlerinde yıldız rüzgarlarının daha erken spektral bölgeden daha yavaş olduğunu göstermektedir. α Cyg için farklı spektral özelliklere göre yapılan modellerin verdiği kütle kaybı gözlem sonuçları ile uyusmamaktadır. Model yapımında kütle kaybına katkısı olan tüm mekanizmalar dikkate alınmalıdır.

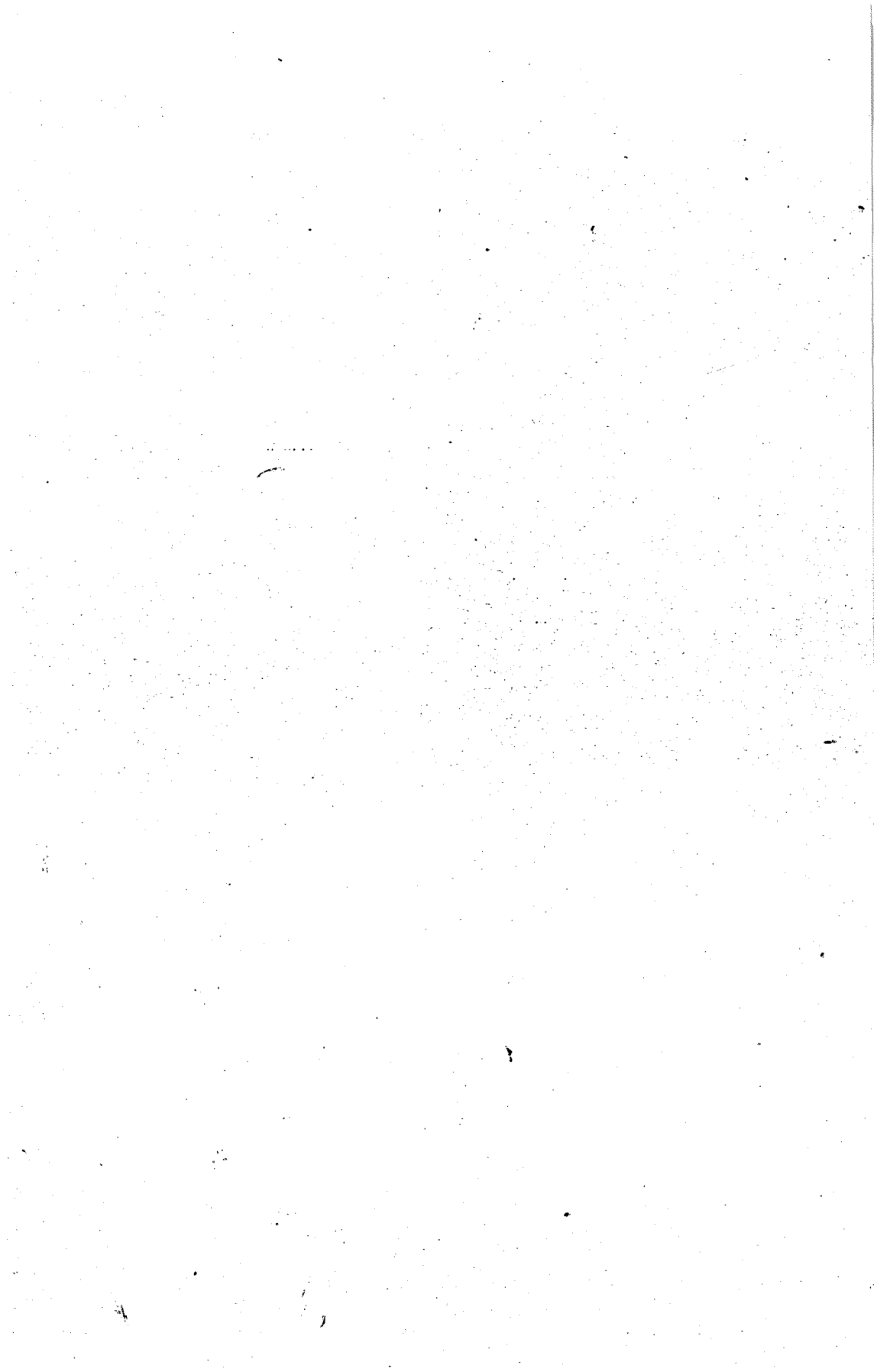
Bu yıldızların problemlerinin çözümünde uzun zaman aralığına yayılmış çok yoğun ve eşzamanlı gözlemlere gerek vardır.

Kaynaklar

- Abott, D.C., Biegging, J. H., Churchwell, E., and Casinelli, J.P., 1980, *Astrophys. J.*, 238, 196.
- Abt, H. A., 1957, *Astrophys. J.*, 126, 138.
- Appenzeller, I., 1974, *Astron. Astrophys.*, 32, 469.
- Aydin, C., 1972, *Astron. Astrophys.*, 19, 369.
- Aydin, C., 1979, *Astrophys. and Space Sci.*, 64, 481.
- Barlow, M.J., and Cohen, M., 1977, *Astrophys. J.*, 213, 737.
- Boer, B., de Jager, C., Nieuwenhuijzen, H., 1988, *Astron. Astrophys.*, 195, 218.
- Bonneau, D., Kocchlin, L., Oneto, J. L., and Vakili, F., 1981, *Astron. Astrophys.*, 103, 28.
- Bouw, G. D., and Pansons, S. D., 1971, in *Colloquium on Supergiant- Stars*, ed. M. Hack (Trieste Osservatorio Astronomico Trieste), pp 22.
- Brunish, W. M., and Truran, J. W., 1982, *Astrophys. J.*, 256, 247.
- Burki, G., Maeder, A., and Rufener, F., 1978, *Astron. Astrophys.*, 65, 363.
- Chiosi, C., Nasi, E., and Sreenivasan, S. R., 1978, *Astron. Astrophys.*, 63, 103.
- Chiosi, C., 1986, *Astron. Astrophys.*, 24, 329.
- Ebbet, D., 1978, *Astrophys. J.*, 224, 185.
- Feast, M. W., Thackeray, A. D., and, Wesselink, A. J., 1960, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 121, 337.
- Flower, P. J., 1977, *Astron. Astrophys.*, 54, 31.
- Groth, H. G., 1972, *Astron. Astrophys.*, 21, 337.
- Hersberge, H., Lamers, H. J. G., de Loore, C., and Bruhweiler, F. C., 1982, *Astron. Astrophys.*, 106, 137.

- Humphreys, R. M., 1979, *Astrophys. J. Suppl.*, 39, 389.
- Humphreys, R. M., and Davidson, K., 1979, *Astrophys. J.*, 232, 409.
- Hutchings, J. B., 1970, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 147, 161.
- Inoue, M., 1979, *Pub. Astron. Soc. Japan*, 31, 11.
- Johnson, H. L., 1966, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 4, 193.
- Kondo, Y., Morgan, T. H., and Modisette, J. L., 1975, *Astrophys. J. (Letters)*, 198, L 37.
- Kunarsz, P. B., and Praderie, F., 1981, *Astrophys. J.*, 247, 949.
- Kunarsz, P. B., and Morrison, N. D., 1982, *Astrophys. J.*, 263, 226.
- Lamers, H. J. G. L. M., Stalio, R., and Kondo, Y., 1976, *Astrophys. J.*, 223, 207.
- Lucy, L. B., 1976, *Astrophys. J.*, 206, 499.
- Meylan, G., and Maeder, A., 1982, *Astron. Astrophys.*, 108, 148.
- Maeder, A., 1980, *Astron. Astrophys.*, 90, 311.
- Morton, D. C., 1967, *Astrophys. J.*, 147, 1017.
- Osmer, P. S., 1972, *Astrophys. J.*, 171, 393.
- Panagia, A. E., and Felli, M., 1975, *Astron. Astrophys.*, 39, 1.
- Pansons, S. B., 1964, *Astrophys. J.*, 140, 853.
- Praderie, F., Talavera, A., and Lamens, H. J., 1980, *Astron. Astrophys.*, 86, 271.
- Rosendhal, J. D., 1970 a, *Astrophys. J.*, 159, 107.
- Rosendhal, J. D., 1970 b, *Astrophys. J.*, 162, 547.
- Rosendhal, J. D., and Wagner, G., 1970, *Astrophys. J.*, 162, 547.
- Rosendhal, J. D., 1972, *Astrophys. J.*, 178, 707.
- Rosendhal, J. D., 1973 b, *Astrophys. J.*, 186, 909.
- Rosendhal, J. D., 1974, *Astrophys. J.*, 187, 261.
- Snow, T. P., and Morton, D. C., 1976, *Astrophys. J. Suppl.*, 32, 429.

- Sterken, C., 1976, *Astron. Astrophys.*, 47, 453.
- Talavera, A., Gomez de Castro, A. I., 1987, *Astron. Astrophys.*, 181, 300.
- Talavera, A., Gomez de Castro, A. I., 1987, *Publ. of the Astr. Inst. of the Czechoslovak Academy of Sciences*, Publ. No. 70, 207.
- Underhill, A. B., and Doazan, V., 1982, *B Stars with and without Emission Lines*, NASA SP-456 (Washington:NASA, and Paris: CNRS).
- Wolff, S. C., 1983, *The A-Stars: Problems and Perspectives*, Ed. NASA SP-463.
- Wolff, S. C., and Wolff, R.J., 1974, *Astrophys. J.*, 194, 65.
- Wright, A. E., and Barlow, M. J., 1975, *Mon. Not. Roy. Astron. Soc.*, 170, 41.



GALAKTİK DÖNME EĞRİSİ ve GÜNEŞİN UZAY HIZI

Zeki ASLAN

İnönü Üniversitesi, Malatya

1. Giriş

Evrende her cisim hareketli olduğundan bir mutlak başvuru çerçevesinin tanımlanması astronominin temel sorunlarından birisidir. Güneşin uzay hareketinden söz ederken başvuru çerçevesinin ne olduğu da belirtilmelidir. Bu konuda yeni ve beklenmedik sorunlar çıkmazsa, son sözü belki de Hipparcos ve Hubble Uzay Teleskobu uyduları söyleyecektir. Bu tarama makalesinde önce, Güneşin hareketini ilgilendirdiği ölçüde, Samanyolu sisteminin dönme eğrisinden söz edilecek sonra Güneşin Samanyolu içindeki hareketi tartışılacaktır. Daha sonra Güneşin dış galaksilere ve mikrodalga arkaalan ışınımına göre hareketi anlatılacaktır.

2. Galaktik Dönme Eğrisi

Görünen yıldızların çoğu yassı, kabaca eksensel simetrik galaktik disk denen bir yapı içinde bulunurlar. Disk yıldızları Samanyolu (galaktik) merkezi çevresinde yaklaşık dairesel yörüngelerde dolanırlar. Dairesel hız $\theta(R)$, galaktik merkez çevresinde ve galaktik düzlem içinde R yarıçaplı dairesel yörünge çizen bir cismin hızı olarak tanımlanır; merkezkaç kuvvetini Galaksinin kütleçekimi dengeler. Bu tanım eksensel simetriyi haiz galaksi için geçerlidir, yani

$$\theta^2(R) = R \frac{d\phi}{dR} = \frac{GM(R)}{R} \quad (1)$$

bura da $\phi(R)$ Galaksinin potansiyeli, $M(R)$ ise R içindeki kütlesidir. θ nın R ye karşı çizilen grafiğine galaktik dönme eğrisi ya da kısaca 'dönme eğrisi' denir. Güneşin galaktik merkeze uzaklığı

R_0 ile gösterilir. Güneş komşuluğundaki dairesel hız $\theta(R_0)=\theta_0$ bazan V_c ile de gösterilir.

Dönme eğrisinin yerel eğimini Oort sabitleri verir:

$$A = \frac{1}{2} \left(\frac{\theta}{R} - \frac{d\theta}{dR} \right) = -\frac{1}{2} R \frac{d\omega}{dR}$$

$$B = -\frac{1}{2} \left(\frac{\theta}{R} + \frac{d\theta}{dR} \right) = -\frac{1}{2} R \frac{d\omega}{dR} - \omega \quad (2)$$

Burada ω galaktik merkez çevresinde açısai dönme hızıdır, yani

$$\omega(R) = \frac{\theta(R)}{R} = A(R) - B(R)$$

Öz hareketler ve radyal hızlardan A ve B nin yerel yani Güneş komşuluğundaki değerleri bulunabilir (bkz Mihalas ve Binney 1981) ve bunlar yardımıyla da açısai dönme hızı ile $d\theta/dR$ nin yerel değerleri hesaplanabilir:

$$\omega_0 = \omega(R_0) = A - B, \quad \left(\frac{d\theta}{dR} \right)_{R_0} = -(A + B)$$

IAU (Uluslararası Astronomi Birliği) 1985 de Yeni Delhi'de yaptığı toplantıda Oort sabitleri için $A=14,4 \pm 1,2 \text{ kms}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$, $B = -12,0 \pm 2,8 \text{ kms}^{-1} \text{ kpc}^{-1}$ kabul etmiştir (Kerr ve Lynden-Bell, 1986).

Galaktik diskte gazın tam dairesel hareket yaptığını varsayarak hidrojenin 21 cm gözlemlerinden $R < R_0$ bölgesinde dönme eğrisi bulunabilir. Şekil 1 den kolayca gösterilebilir ki gazın Güneşten gözlenen radyal hızı

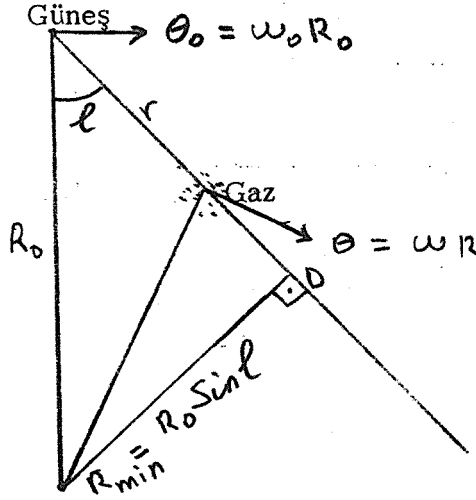
$$V_{R=R_0} = [\omega(R) - \omega_0] \sin l \quad (3)$$

ile verilir. Burada R_0 ve $\omega_0 = \theta_0/R_0$ güneş komşuluğundaki değerlerdir. Bunların bilindiğini varsayıyoruz. IAU, $\theta_0=220 \pm 20 \text{ kms}^{-1}$, $R_0=8,5 \pm 1,1 \text{ kpc}$ kabul etmiştir (Kerr ve Lynden-Bell, 1986).

Verilen bir doğrultuda V_R gözlenir; R_0 , ω_0 ve l bilindiğinden eşitlik (3) den $\omega(R)$ hesaplanır. Ancak $\omega(R)$ nin hangi R ye ait olduğu belli değildir. Eğer $\omega(R)$, R nin azalan

fonksiyonu ise eşitlik (3) e göre $R=R_{\min}=R_0 \sin l$ olan D noktasında radyal hız en büyük olacaktır. Bir başka deyişle D noktasında gaz varsa gözlenen maksimum radyal hız bu gaza ait olacaktır; bu gazın galaktik merkeze uzaklığı da biliniyor demektir. O halde $R < R_0$ de yani $0^\circ \leq l \leq 90^\circ$ ve $270^\circ \leq l \leq 360^\circ$ bölgelerinde çeşitli boylamlarda maksimum radyal hız gözlenirse $\omega(R)$ nin dolayısıyla $\theta(R)$ nin R ile değişimi bulunmuş olur.

Bulutlardaki (çoğunlukla HI ve CO) iç çalkantı ve akım hızları, galaktik merkez doğrultusunda ($-20^\circ < l < 20^\circ$) dairesel olmayan hızlar, $75^\circ \leq l \leq 90^\circ$, $270^\circ \leq l < 295^\circ$ yöresinde geometri nedeniyle (Şekil.1) hataların artması uygulamada güçlükler doğurur ve bunlar bir yolla hesaba katılmalıdır.(Ayrıntılar için örneğin bkz.Mayor 1970, Mihalas ve Binney 1981, Kerr ve Lyden-Bell 1986).



Galaktik Merkez
Şekil.1

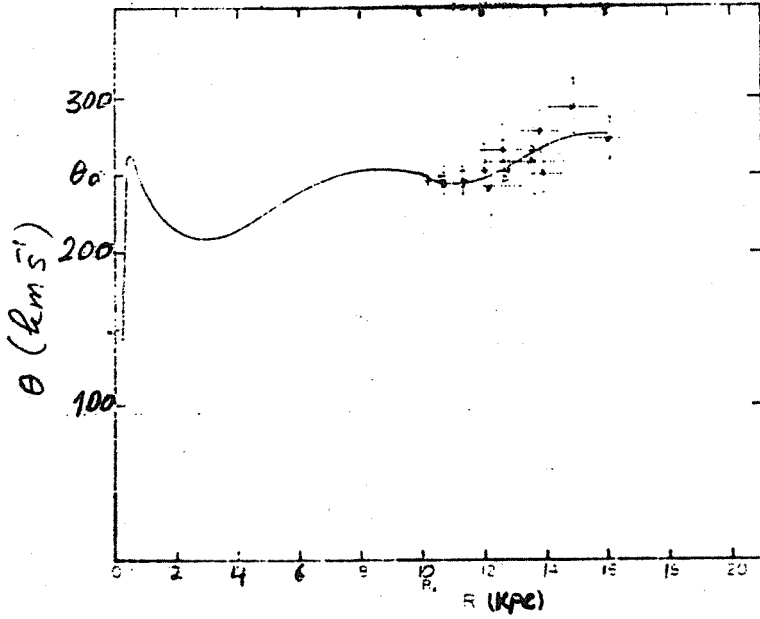
$R > R_0$ için bu yöntem kullanılamaz çünkü $\omega(R)$, R nin azalan fonksiyonu olduğundan eşitlik (3)'e göre V_R cebirsel olarak ya sürekli artar ya da sürekli azalır, dolayısıyla hesapla-

nan $\omega(R)$ nin hangi R ye ait olduğu bulunamaz. Bu nedenle bu bölgede çeşitli cisimler için uzaklık ve radyal hız bağımsız olarak ölçülmelidir. Güneşe olan uzaklık r ölçülürse geometriden R kolayca hesaplanır. Gözlenen V_R den de $\omega(R)$ bulunur. OB oymakları ve HII bölgeleri ile ilişkili molekül bulutları (CO), Sefidler bu amaç için uygun cisimlerdir. Bu yolla son yıllarda dönme eğrisi $R = 18-20$ kpc'e kadar gözlenebilmiştir (Blitz 1979(molekül bulutları-CO), Chini ve Wink 1984 (HII bölgeleri), Iron 1987 (genç galaktik kümeler)). $R = 4-20$ kpc aralığında dönme eğrisinin hemen hemen düz olduğu gözlenmektedir ve belkide galaksinin dış kısımlarında yükselmektedir (Şek.2). Düz ya da yükselen dönme eğrisi, son yıllarda dış sarmal galaksilerin optik ve radyo gözlemlerinden elde edilen dönme eğrileri ile uyusmaktadır (Şek.3).

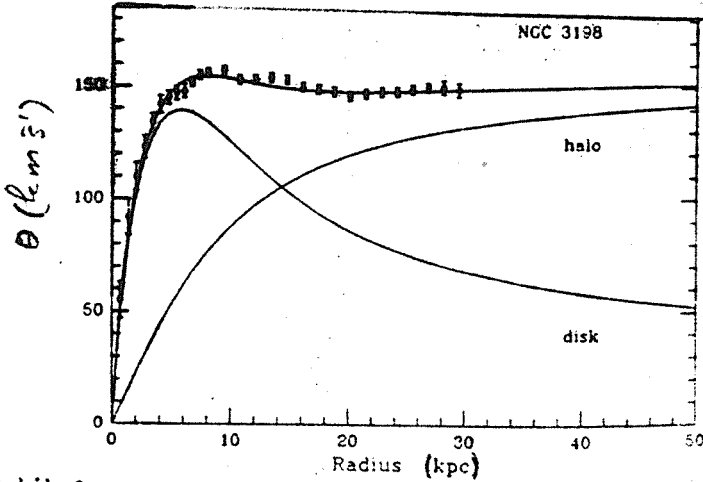
Düz dönme eğrisi için $A = -B$ olmalıdır (bkz eşitlik 3). IAU'nun kabul ettiği değerler $A = 14,4 \pm 1,2 \text{ kms}^{-1}\text{kpc}^{-1}$, $B = -12,0 \pm 2,8 \text{ kms}^{-1}\text{kpc}^{-1}$ (Kerr ve Lynden-Bell 1986) ve FK5 sisteminde küçük hatalı öz hareketlerden yeni elde edilen Oort sabitleri $P = +0.26 \pm 0.08/\text{yüzyıl}$, $Q = -0.25 \pm 0.07/\text{yüzyıl}$ (Schwan 1988) yanlıgılar içinde düz dönme eğrisine uygundur. Ancak A ve B (P ve Q) nin yerel cisimlerden elde edildiği, halbuki dönme eğrisinin sapmalardan, sarmal kolların etkileri gibi etkilerden arındırılmış ortalama eğri olduğu unutulmamalıdır (bkz.Burton 1976, Burton ve Gordon 1978, Mihalas ve Binney 1981).

3. Güneşin Öz Hızı

Genellikle yıldızlar tam dairesel yörüngelerde değillerdir. Galaktik dinamiği açısından genel olarak bir yıldızın, özel olarak Güneşin hızı fiziksel olarak en iyi galaktik koordinatlarda açıklanabilir (Şek.4). Galaktik merkez koordinat sisteminin merkezidir. U, Güneşten bakılınca merkez doğrultusunda, V galaksinin dönme



Şekil 2. $R_0 = 10$ kpc ve $\theta_0 = 250$ kms^{-1} için Galaksinin dönme eğrisi. $R < R_0$ bölümü Burton ve Gordon (1978) tarafından III ve CO gözlemlerinden, gözlem hataları ile işaretlenen noktalar HII bölgeleri ile ilişkili CO bulutlarından bulunmuştur (Blitz 1979).



Şekil 3. Sc galaksisi NGC 3198'in gözlenen dönme eğrisi ve iki model eğri (van Albada et al 1985).

doğrultusunda, W galaktik düzleme dik ve galaktik kuzey kutup doğrultusundadır. U ve V galaktik düzlem içindedirler. Bu sistemde $(U,V,W) = (\theta, \theta, 0)$ hızı ile hareket eden bir yıldız dairesel yörünge çizecektir. Güneş komşuluğunda tam θ hızı ile hareket eden noktaya (local standard of rest) Yerel Başvuru Noktası (YBN) diyelim. Güneşin bu YBN'a göre hızına öz hız denir. Yani Güneşin öz hızı, onun dairesel hızdan sapmasına denir.

Bir yıldızın galaktik başvuru çerçevesine göre öz hızı

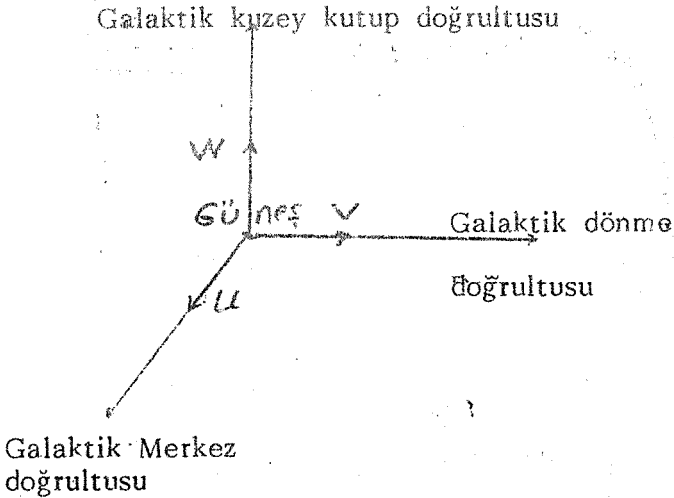
$$(u,v,w) = (U,V,W) - (0,\theta,0) = (U,V-\theta,W) \quad (4)$$

olacaktır, burada θ , yıldızın kendi YBN'nın dairesel hızıdır. Yıldızın Güneşe olan uzaklığını yeteri kadar küçük varsayarsak θ yerine θ_0 alabiliriz. Bu durumda Güneş komşuluğunda bir yıldızın öz hızı (4) için

$$(u,v,w) = (U,V - \theta_0,W) \quad (5)$$

yazabiliriz. Aynı şekilde Güneşin öz hızı için

$$(u_{\odot},v_{\odot},w_{\odot}) = (U_{\odot},V_{\odot} - \theta_{\odot},W_{\odot}) \quad (6)$$



Şekil.4 Galaktik koordinat sistemi.

Güneşin öz hızını ya da galaktik merkeze göre hızını ölçmek kolay iş değildir çünkü gözlenen tüm hızlar (öz hareket ve radyal hız) Güneşe göredir, yani yıldızın hız vektörü ile Güneşin hız vektörünün ancak farkı gözlenebilmektedir. Bir yıldızın Güneşe göre hız bileşenleri u_x, v_x, w_x ise

$$\begin{aligned} (u_x, v_x, w_x) &= (u, v, w) - (u_\odot, v_\odot, w_\odot) \\ &= (U - U_\odot, V - V_\odot, W - W_\odot) \end{aligned} \quad (7)$$

yazılabilir.

Eğer galakside eksensel simetri varsa ve galaksi kararlı ise yani zamanla değişmiyorsa, ortalama olarak, galaksinin merkezi doğrultusunda içe doğru giden yıldızların sayısı dışa doğru gidenlerin sayısına, galaktik düzlemden her iki yönde yukarı doğru gidenlerin sayısı aşağı doğru gidenlerin sayısına eşit olmalıdır. O halde yeterli sayıda yıldız varsa bunların Güneşe göre hız bileşenlerinin ortalamaları şu koşulları sağlamalıdır:

$$\bar{u} = \bar{U} = 0, \bar{w} = \bar{W} = 0, \bar{V} \neq 0 \quad (8)$$

$\bar{V}=0$ olmayacaktır çünkü net dönme vardır. (7) eşitliğinin her iki tarafının çok sayıda yıldız için ortalaması alınır ve (8) kullanılırsa

$$\begin{aligned} (\bar{u}_x, \bar{v}_x, \bar{w}_x) &= (-U_\odot, \bar{V} - V_\odot, -W_\odot) \\ &= (-u_\odot, \bar{v} - v_\odot, -w_\odot) \end{aligned} \quad (9)$$

İlke olarak öz hareket ve radyal hızlardan her yıldız için u_x, v_x, w_x bileşenleri hesaplanıp istatistik ortalamalar alınabilir. Böylece $v'_\odot \equiv -\bar{v}_x$ dersek Güneşe ait $u_\odot, v'_\odot, w_\odot$ bileşenleri hesaplanmış olur:

$$(u_\odot, v'_\odot, w_\odot) = (-\bar{u}_x, -\bar{v}_x, -\bar{w}_x) \quad (10)$$

Görüleceği gibi bu yolla v_{\odot} bileşeni hesaplanamamakta yalnız

$$v'_{\odot} = v_{\odot} - \bar{v} \quad (11)$$

bulunabilmektedir.

Diğer taraftan Oort - Lindblad kuramına göre bir grup yıldızın galaktik merkez çevresindeki ortalama \bar{v} hızı ile dairesel hız arasındaki fark şöyledir (Oort 1965):

$$\bar{v} = \bar{v} - \theta_0 = \frac{\sigma_u^2}{2R_0(A-B)} \left[\frac{\partial \ln \rho}{\partial \ln R} + \frac{\partial \ln \sigma_u^2}{\partial \ln R} + \left(1 - \frac{\sigma_v^2}{\sigma_u^2}\right) + \left(1 - \frac{\sigma_w^2}{\sigma_u^2}\right) \right] \quad (12)$$

Burada $\sigma_u, \sigma_v, \sigma_w$ hız elipsoidinin eksenleri yani U, V, W doğrultularındaki hız dağılımları, ρ ise bu yıldızların birim hacimdeki sayılarıdır. $\frac{\sigma_v^2}{\sigma_u^2} \cong 0.4-0.7, \frac{\sigma_w^2}{\sigma_u^2} \cong 0.5$ yöresinde, $\frac{\partial \ln \rho}{\partial \ln R} \leq -3$ olduğundan (Oort. 1965, Schmidt 1965, Woolley ve diğ.1977, Aslan 1981) köşeli parantez içi eksidir.

$\bar{v} = -c \sigma_u^2$ ($c > 0$) yazar ve bunu (II) de yerine koyarsak

$$v'_{\odot} = v_{\odot} + c \sigma_u^2 \quad (13)$$

olur. Buna Strömberg kayması denir. (Strömberg tarafından gözlemlerden 1924 de bulunmuştu). (v'_{\odot}, σ_u^2) bir doğru denklemidir. $\sigma_u^2 = 0$ için $v'_{\odot} = v_{\odot}$ olacağı açıktır ve gözlemlerden bulunabilir (Şek.5).

Bu yolla gözlemlerden Güneşin öz hızı için

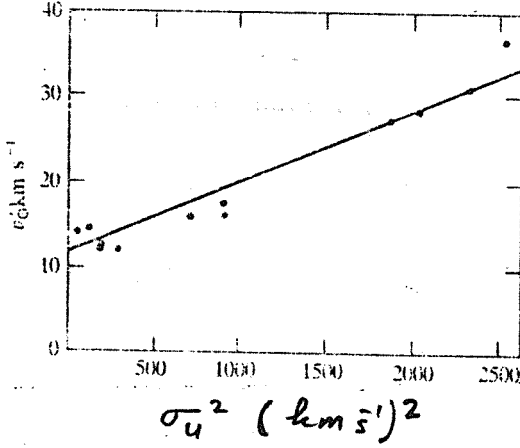
$$(u_{\odot}, v_{\odot}, w_{\odot}) = (9, 11, 7) \text{ kms}^{-1}$$

ya da

$$S = 16,5 \text{ kms}^{-1}, l = 53^{\circ}, b = 25^{\circ}$$

bulunmuştur. O halde Güneş dairesel hareketten önde, Galaktik düzlemde içe ve düzlemden yukarıya doğru gitmektedir.

Galaktik merkeze göre hız bileşenleri bu durumda şöyle



Şekil.5. Güneşin bir grup yıldız göre v_c hız bileşenin σ_u^2 ye bağılılığı. σ_u galaktik merkez doğrultusundaki hız dağılımıdır (bkz Mihalas ve Binney 1981).

olur:

$$(U_{\odot}, V_{\odot}, W_{\odot}) = (u_{\odot}, \theta_{\odot} + v_{\odot}, w_{\odot}) = (9, 232, 7) \text{ kms}^{-1}$$

ya da

$$S = 232 \text{ kms}^{-1}, l = 88^{\circ}, b = 2^{\circ}$$

4. YBN'nın Galaktik Merkeze Göre Hızı

θ_{\odot} in çeşitli yöntemlerle son yıllarda hesaplanan değerleri Knap (1983), de Vaucouleurs (1983) ve Kerr ve Lynden Bell (1986) tarafından derlenmiştir. Kullanılan yöntemlerin çoğu az çok dolaylı yöntemlerdir. Ortak bir yaklaşım YBN'nın hareketini ortalama hareketi yaklaşık sıfır alınabilen ya da bilinen cisimlere göre hesaplamaktır, örneğin küresel kümeler, RR Lyrae yıldızları ya da genel öbek II cisimleri.

Son yıllarda θ_{\odot} in belirlenen değerleri, çoğunluğu 220-230 kms^{-1} yöresinde olmak üzere, 184 kms^{-1} ile 275 kms^{-1} arasındadır. Ortalama değer olarak 2.bölümde değinildiği gibi, IAU, $\theta_{\odot} = 220 \pm 20 \text{ kms}^{-1}$ kabul etmiştir (Kerr ve Lynden-Bell, 1986). (Sistemik hatalar ve eksensel simetriden sapma olasılığı v.b. için örneğin bkz. Mihalas ve Binney 1981, Shuter 1981, Kerr ve Lynden-Bell 1986).

5. Güneşin Mutlak Uzay Hızı

Güneşin evrene göre mutlak uzay hızının ölçümü son yıllarda mümkün olmuştur. 2.7K mikrodalga arkaalan ışınımı eğer eşyönlü ise, mutlak eylemsiz başvuru çerçevesi oluşturmaktadır. Bu ışınım da zıt iki doğrultuda yönlülük gözlenmiştir. İki kutuplu bu yönlülük, Güneşin bu eylemsiz çerçeveye göre hareketi olarak yorumlanmaktadır. Bununla ilgili de Vaucouleurs ve Peters (1981) in derlemesi çizelge 1 de verilmiştir.* Bunların ağırlıklı ortalaması son satırdadır.

Çizelge.1. Güneşin arkaalan ışınımına göre hareketi

V(kms ⁻¹)	l	b	
390 ± 60	248 ⁰	+56 ⁰	Smoot et al 1977
336 ± 81	288	+43	Corey 1978
401 ± 60	229	+67	Gorenstein 1979
332 ± 36	287	+61	Cheng et al 1979
401 ± 19	268	+51	" " " 1980
365 ± 20	265	+55	Ağırlıklı ortalama

Güneşin galaktik merkez çevresindeki hareketi $S = 232$ kms⁻¹, $l = 90^0$, $b = 0^0$ çizelge 1 deki ortalama hızdan çıkarılırsa Samanyolu sisteminin (galaksimizin) mikrodalga arkaalan ışınımına göre hızı bulunmuş olur:

$$V_{Gal} \approx 530 \text{ kms}^{-1}, l \approx 270^0, b \approx 30^0$$

Görüleceği gibi galaksi, Güneşin Galaksi içindeki hareketi ile (yani Güneşteki galaktik dönme ile) hemen hemen zıt yönde gitmektedir.

* Berkeley ve Princeton da yapılan gözlemlerin D.T.Wilkinson tarafından IAU Symp.No.104,1983 ve "First ESO-CERN Sym 1984 de tartışıldığı literatürden anlaşılmaktadır ancak bunlar A.Ü ve ODTÜ kütüphanelerinde yoktur.

6. Güneşin Dış Galaksilere Göre Hızı

Mikrodalga arkaalan ışınımı tam eşyönlü ise bu özellik yukarıda değinildiği gibi evrensel başvuru çerçevesi olarak kullanılabilir. Güneşin bu ışınımına göre hızı şu bileşenlerin vektörel toplamı olarak düşünülebilir:

(i) Güneşin Yerel Gruba göre hızı

(ii) Yerel Grubun Süperkümeye göre hızı

(iii) Yerel Süperkümenin dış kümelere ve süperkümelere (3.mertebe kümelere) göre hızı

(iv) 3. mertebe kümenin arkaalan ışınımına göre hızı

(i) ve (ii) gözlenebilir ancak (iii) ve (iv) şimdilik ayrılamamaktadır, fakat arkaalana göre hızdan (i) + (ii) toplamı çıkarılarak (iii) + (iv) toplamı bulunabilir.

(i) Güneşin Yerel Gruba göre hızı

Yerel Grup (YG) galaksilerinin kütle merkezi ile hız merkezinin çakıştığı varsayılırsa, bu galaksilerin radyal hız ölçümlerinden Güneşin YG hız merkezine göre V_g hızı hesaplanabilir. Yani

$$V_g = \theta_o \hat{e} + \vec{V}_\odot + \vec{V}_G$$

Burada θ_o YBN'nin galaktik merkez çevresindeki (dairesel) hızı, \hat{e} galaktik dönme doğrultusunda birim vektör, \vec{V}_\odot Güneşin öz hızı ve \vec{V}_G galaksinin kütle merkezinin YG kütle merkezine göre hızıdır. \vec{V}_\odot ($16,5 \text{ kms}^{-1}$, $l=53^\circ$, $b=25^\circ$) bilindiğine göre \vec{V}_g nin ölçülen değeri \vec{V}_\odot dan kolayca arındırılabilir ve YBN'nin YG merkezine göre \vec{V}_{YBN} hızı kolayca bulunmuş olur:

$$\vec{V}_{YBN} = \theta_o \hat{e} + \vec{V}_G \quad (14)$$

V_{YBN} nin çeşitli gözlemsel ölçümleri Çizelge 2 de verilmiştir. Görüleceği gibi çeşitli sonuçlar uyum içindedir. Yanılgıların büyük olması nedeniyle Güneş merkezli galaksi

hızlarını YG dan arındırmada kullanılacak hız için IAU nun ilgili komisyonu $V_{YBN} = 300 \text{ kms}^{-1}$, $l = 90^\circ$, $b = 0^\circ$ kabul etmiştir.

Çizelge.2. Güneşin Yerel Gruba göre hareketi

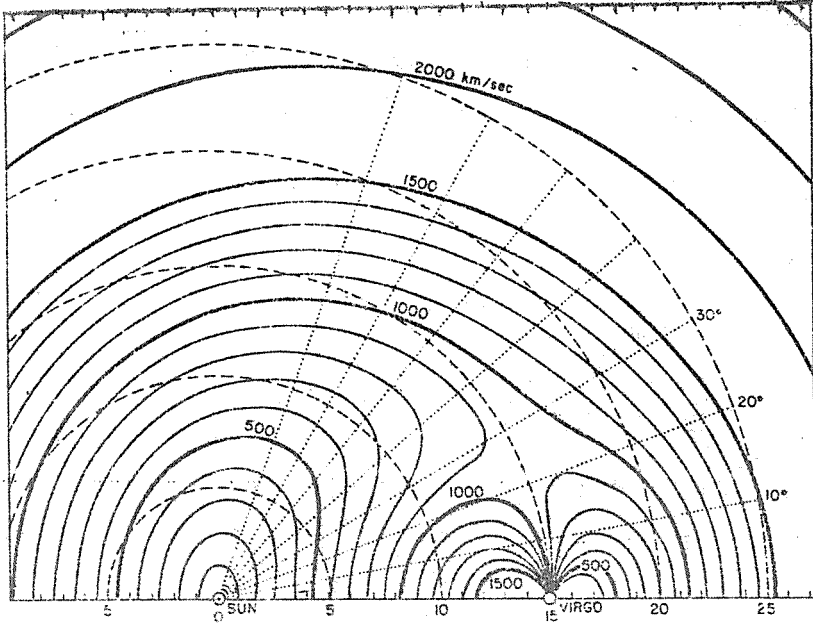
Cisimler	$V_{YBN}(\text{kms}^{-1})$	l	b	Kaynak
46 yüksek hızlı bu- tutlar(galaksiler arası)	301 ± 18	122 ± 6	-15 ± 3	1
12 sınırlı YG	342 ± 37	98 ± 6	-24 ± 7	2
21 genişletilmiş YG	336 ± 17	107 ± 6	-16 ± 4	2
11 Sınırlı YG	308 ± 23	$105 \pm$	-7 ± 4	3
Samanyolu+M31	304 ± 50	84	0	4
Ortalama	317 ± 17	103 ± 5	-15 ± 4	

1. de Vaucouleurs 1976, 2. de Vaucoulaurs ve Carwing 1977, 3. Yahil Tamman ve Sandage 1977, 4. Lynden-Bell ve Lin 1977

θ_0 , yani Güneşin Samanyolu merkezi çevresindeki dairesel hızı, bağımsız yöntemlerle belirlenirse Samanyolunun YG'a göre hızı \vec{V}_G , eşitlik (14) den hesaplanabilir. Gözlemlerden $\theta_0 \sim 220 \text{ kms}^{-1}$ alınır $l \sim 90^\circ$ doğrultusunda $V_G \sim 80 \text{ kms}^{-1}$ olmalıdır. Galaksinin YG içindeki hızını Lynden-Bell $V_G \sim 90 \text{ kms}^{-1}$ bulmuştur (bkz Tammann ve Sandage 1985).

(ii) Yerel Grubun Yerel Süperkümeğe göre hareketi

Galaksi kümeleri galaksi gruplarından daha çok galaksi içerirler. Kümelerin oluşturduğu bir üst kümeleşme ise süperkümedir. Yerel süperkümenin merkezi yaklaşık olarak Virgo kümesi ile çalışmaktadır. Güneşe göre radyal hızlar ölçülerek, Hubble genişlemesi (Şek.6) çıkarıldıktan sonra artakalan varsa sistematik hızlardan Güneşin ve dolayısıyla Yerel Grubun bu süperkümeğe göre hareketi bulunabilir. Uzaklıkları yaklaşık 50 Mpc den küçük olan galaksiler kullanılarak çeşitli araştırmacılar tarafından bulunan



Şekil 6. Virgo süperkümesinin bir modelinde galaksiler için eş hız eğrileri (sürekli çizgiler). Çizgili eğriler tedirgin edilmemiş Hubble akışını temsil eder. Güneş ve Virgo kümesinin merkezi yatay eksen üzerindedir. Uzaklık ölçeği 100 kms^{-1} tedirgin edilmemiş Hubble akışı cinsindedir (Tonry ve Davis 1981).

Çizelge 3. Yerel Grubun Yerel Süperkümeğe göre hareketi.

$V_{YG} (\text{kms}^{-1})$	l	b	Kaynak
255	Virgonun	25° kuzeyi	1
220 ∓ 50	284	$+74^{\circ}$ (9 ayrı tayinin ortalaması)	2
300	Virgo doğrultusu		3
387 ∓ 81	206	72°	4
229 ∓ 80	Virgo doğrultusu		5

1. de Vaucouleurs ve Peters 1981a,b; 2. Tammann ve Sandage 1985, 3. Aaronson ve diğ. 1986, 4. Lilje ve diğ. 1986, 5. Dressler 1984.

sonuçlar Çizelge 3 de verilmiştir. Görüleceği gibi Yerel Grubun Yerel Süperkümeye göre ortalama hareketi $l \sim 284^\circ$, $b \sim +74^\circ$ (Virgo) doğrultusunda $V_{YG} \sim 250 \text{ kms}^{-1}$ kadardır.

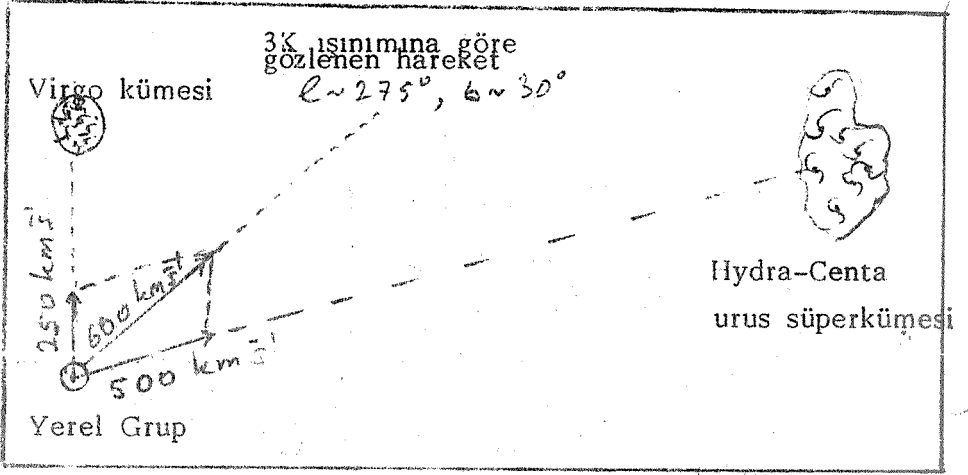
(iii). Yerel Süperkümenin arkaalan ışınımına göre hareketi

Yerel Grubun Süperkümeye göre önceki paragrafta bulunan hareketi, yani $v_{YG} \approx 250 \text{ kms}^{-1}$ lik hız, Güneşin mikrodalga arkaalan ışınımına göre hareketini açıklamaktadır; hem yönü hem büyüklüğü uyuşmamaktadır. Güneşin Yerel Gruba göre hızı $V_{YBN} \sim 300 \text{ kms}^{-1}$, $l \sim 90^\circ$, $b \sim 0^\circ$ idi. Bu iki hızın yani V_{YG} ile V_{YBN} 'nin vektörel bileşimi Yerel Grubun arkaalan ışınımına göre hareketini verecektir:

$$V \sim 600 \mp 30 \text{ kms}^{-1}, l \sim 275^\circ, b \sim 30^\circ \quad (15)$$

Bunun doğrultusu Virgo'nun $\sim 45^\circ$ kuzeyine düşmektedir. Gözlenen bu hareketin oluşması için Yerel Süperkümenin arkaalan ışınımına göre $l \sim 280^\circ$, $b \sim 20^\circ$ doğrultusunda $V \sim 500 \text{ kms}^{-1}$ hızla hareket etmesi gerekmektedir (de Vauvouleurs ve Peters 1981ab, Tammann ve Sandage 1985, Lilje ve diğ. 1986). Bu harekete Yerel Süperkümeden daha uzak ve daha kütleli madde birikintilerinin kütleçekimi neden olabilir. Gerçekten 500 kms^{-1} lik bileşenin doğrultusu en yakın komşu süperküme Hydra-Centaurus ile çakışmaktadır. (Tammann ve Sandage 1985, Aaronson ve diğ. 1986). İlgili geometri şekil 7 de gösterilmiştir.

Aaronson ve diğ. (1986) Yerel Grubun, Virgo Süperkümesinden daha uzak kümelere göre hareketini araştırdılar. Kırmızıya kaymaları $4000 \text{ kms}^{-1} - 11000 \text{ kms}^{-1}$ arasında olan yani uzaklıkları $\geq 75 \text{ Mpc}$ olan kümelere göre Yerel Grubun hızı olarak $l=255^\circ \mp 17^\circ$, $b=18^\circ \mp 13^\circ$ doğrultusunda $V = 780 \mp 180 \text{ kms}^{-1}$ buldular. Bu sonuç arkaalan ışınımı gözlemlerinden bağımsızdır ve yanılığlar içinde doğrultu ve büyüklük olarak (15) ile iyi uyuşmaktadır. Bu, arkaalan ışınımında gözlenen iki kutupluluğun hareket olarak yorumunu desteklemektedir.



Şekil 7. Yerel Gurubun arkaalan ışınımına göre gözlenen 600 kms^{-1} lik hızının bileşenleri.

Özetlersek Güneş, Galaksinin merkezi çevresinde $\approx 230 \text{ kms}^{-1}$ lik bir hızla dolanmaktadır. Galaksinin Yerel Grup içindeki hızı ise $\sim 90 \text{ kms}^{-1}$ kadardır. Yerel Grup da Virgo kümesine doğru $\sim 250 \text{ kms}^{-1}$ lik hızla düşmektedir. Virgo kümesini de içine alan Yerel Süperküme mikrodalga arkaalan ışınımına göre $\sim 500 \text{ kms}^{-1}$ lik hızla hareket etmektedir. Bir üst mertebeden kümeleşmenin arkaalan ışınımına göre herhangi bir hareketi şimdiki ölçü duyarlılığına göre sezilmemektedir, belki de hız alanındaki eş yönlülüğe ulaşılmış demektir.

Kaynaklar

- Aaronson, M., Bothun, G., Mould, J., Huchra, J., Schommer, R.A. ve Cornell, M.E. 1986. *Astrophys. J.* 302, 536.
- Aslan, Z. 1981. *Mon. Not. R. astr. Soc* 195, 31
- Blitz, L. 1979. *Astrophys. J.* 231, L115.
- Burton, W.B. 1976. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.* 14, 275

- Burton, W.B., ve Gordon, M.A. 1978, *Astron. Astrophys.* 63, 7.
- Chini, R., ve Wink, J.E. 1984. *Astron. Astrophys.* 139, L5.
- Davis, M. ve Peebles, P.J.E. 1983. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 21, 104
- de Vaucouleurs, G. 1976 *Astrophys. J.* 205, **13**
- de Vaucouleurs, G. ve Peters, W.L. 1981. *Astron. Astrophys.* 248, 395
- de Vaucouleurs, G. ve Peters, W.L. 1981 *Astron. Astrophys.* 248, 405
- Dersler, A. 1984 *Astrophys. J.* 281, 512
- Hron, J. 1987. *Astron. Astrophys.* 176, 34
- Kerr, F. J ve Lynden-Bell, D. 1986. *Mon. Not. R. astr. Soc.* 221, 1023
- Knapp, G.R. "Kinematics, Dynamics and Structure of Milky Way"
S. 233, Reidel, Dordrecht, Holland, ~~1983~~
- Lilje, P.B., Yahil, A. ve Jones, B.J. 1986. *Astr. Astrophys.* 307, 91
- Lynden-Bell, D. ve Lin, D.N.C. 1977. *Mon. Not. R. astr. Soc.* 181, 37
- Mayor, M. 1970. *Astro. Astrophys.* 6, 60
- Mihalas, D. ve Binney, J. 1981. "Galactic Astronomy" Freeman and Co. U.S.A.
- Oort, J.H. 1965 "Galactic Structure" Ed. A. Blaauw ve M. Schmidt.
Univ. Chicago Press. 21 Bölüm."
- Pierce M. ve Tully, R.B. 1988. *Astron. Astrophys.* 330, 579
- Schmidt, M. 1965 "Galactic Structure" Ed. A. Blaauw ve M. Schmidt.
Univ. Chicago Press. 22. Bölüm.
- Schwan, H. 1988. *Astron. Astrophys.* 198, 166
- Schuter, W.L.H. 1981. *Mon. Not. R. astr. Soc.* 194, 851
- Tammann, G.A. ve Sandage, A. 1985. *Astron. Astrophys.* 294, 81
- Tonry, J.L. ve Davis, M. 1981. *Astron. Astrophys.* 246, 680
- van Albada, T.S., Bahcall, J.N., Begeman, K., ve Sancisi, R. 1985.
Astrophys J. 295, 305
- Woolley, R.v.d.R., Martin, W.L., Penston, M.J., Sinclair, J.E. ve
Aslan, S 1977. *Mon. Not. R. astr. Soc.* 179, 81.

Cevat Kart

Ankara Üniversitesi, Fen Fakültesi
Matematik Bölümü

Diferensiyel denklemler hakkında ilk işlem filozof ve matematikçi olan G.W.Leibniz tarafından 11 Kasım 1675 tarihinde kağıt üzerinde

$$\int y dy = -\frac{1}{2} y^2$$

eşitliğini yazması ile başlar. Leibniz bu eşitliği yazmakla hem etkili bir araç olan integral işaretini kullanmış hem de basit bir diferensiyel denklemi çözmüştür.

Lineer diferensiyel denklemler hakkında ilk inceleme de L.Euler(1707-1783) tarafından, sabit katsayılı lineer homogen diferensiyel denkleme ilişkin olarak 15 Eylül 1739 tarihinde John Bernoulli(1667-1748) ye yazdığı mektup ile başlar.

Diferensiyel denklemlerin tarihsel gelişiminde iki temel yol izlenmiştir. Bunlardan ilki ve en eskisi, ya çok nadiren kapalı formda ya da kuvvet serileri cinsinden açık çözümleri bulmak için gösterilen çabalaradır. İkincisi de denklemlerin tümünü çözmeye ümidi terkedilerek, bunun yerine çözümlerin genel davranışına ilişkin kalitatif yaklaşım (topolojik yaklaşım ya da geometrik yaklaşım) hakkında inceleme ve araştırmayı yoğunlaştırmak olmuştur. Bu görüş açısı bakımından Lineer denklemler de incelenebilir, ancak Lineer olmayan denklemlerin kalitatif teorisi ise tamamen farklıdır. Bu inceleme yöntemi, gök mekaniği alanındaki çalışmaları ile ilgili olarak 1880 yılları civarında ilk defa H.Poincaré (1854-1912) tarafından kullanılmış ve o zamandan beri hem soyut hem de uygulamalı matematikçiler bakımından artan bir ilgi konusu olmuştur.

Lineer diferensiyel denklemler teorisi geçen 200 yıldan bu yana geniş ve yoğun bir şekilde incelenmiş bulunduğu

dan oldukça tam ve kapsamlı olarak bilinen bir teori niteliğindedir. Oysa çok daha geniş ve karmaşık olduğu halde, henüz 100 yıldır inceleme durumunda bulunan lineer olmayan diferensiyel denklemler hakkında genel teoremin çok azı bilinmektedir.

Lineer olmayan diferensiyel denklemlerin üzerinde önemle durulmasının temel nedeni, fiziksel sistem ve onları tanımlayan denklemlerin çoğunun lineer olmayan türden karşımıza çıkıyor olmasıdır. Doğal olarak yapılan lineerleştirmeler, yaklaşıklık ifade eden türetmelerdir ve bu türetmeler kısmen orijinal lineer olmayan problemlerdeki zorluğun bir itirafı ve kısmen de bir somunun yarısının hiç olmamasından daha iyi olmasının gereği olarak pratik bakışın ifadeleridir. Belirtelim ki çok sayıda durum için lineerleştirme geçerli değildir.

A. Einstein, fiziğin temel denklemlerinin lineer olmamasından dolayı, matematik fiziğin tümünün yeniden ele alınması gerektiğini vurgulamıştır. [1].

Önemli bir kaç lineer olmayan diferensiyel denklem aşağıda verilmektedir [2].

1. $\ddot{x} + f(x)\dot{x} + g(x) = 0$ Liénard denklemi
2. $\ddot{x} + \mu(x^2 - 1)\dot{x} + x = 0$ van der Pol denklemi (1924)
3. $\ddot{x} + f(x)\dot{x} + g(x) = h(t)$ Solomon Lefschetz denklemi ya da kuvvet terimli Liénard denklemi.
4. $\ddot{x} + \mu f(x)\dot{x} + g(x) = \mu h(t)$ Mary Cartwright-J.E. Littlewood denklemi.
5. $\ddot{x} + g(x) = p(t)$, $p(t)$ çift. G.R. Morris denklemi.
6. $\ddot{x} + g(x) = e(t)$ G. Seifert ve Z. Opial denklemi ya da S. Lefschetz denkleminin özel durumu.

$$7. \ddot{x} + f(\dot{x}) + g(x) = e(t)$$

Rayleigh denklemi.

$$8. \ddot{x} + f(\dot{x}) + x = 0$$

Malgarini denklemi

$$9. \ddot{x} + f(x, \dot{x}) \dot{x} + g(x) = h(t)$$

Levinson denklemi ya da

Antosiewicz denklemi (1955)

$$10. \ddot{x} + f(x, \dot{x}) \dot{x} + g(x, \dot{x}) = 0$$

Z. Mikolajaska denklemi

$$11. \begin{cases} \frac{dx}{dt} = x(a - by) \\ \frac{dy}{dt} = -y(b - dx) \end{cases}$$

V. Volterra denklem sistemi

(a, b, c, d pozitif sabitler)

Belli bir olayın ifadesi olarak ortaya çıkan bu denklemlerin her biri ayrı bir inceleme konusudur. Tabiat olayları son derece kapsamlı ve karmaşık olduğundan karşımıza çıkabilecek ve henüz teorisinin çok azının bilindiği lineer olmayan denklemleri incelemek son derece büyük zorluk arz etmektedir. Aşağıdaki açıklama bu zorluğun kısmen bir ifadesidir: Örneğin yukarıda 2 ile belirtilen denklemde 1 ile belirtilen denkleme göre $f(x)$ ve $g(x)$ yerine özel fonksiyonlar geldiği halde, lineer denklemlerde olmayan ancak burada yeni bir durum karşımıza çıkmakta ve denklemler ayrı ayrı isim almaktadır.

Tabiat olaylarının daha iyi incelenebilmesi, büyük çapta lineer olmayan diferensiyel denklem teorisinin daha çok gelişmesine bağlı gözükmektedir. Nitekim 4 Kasım 1957 yılında Sovyetler Birliği tarafından Sputnik I dünya yörüngesine yerleşen ilk uydu olduğunda Amerika Birleşik Devletleri'nde panik olmuş ve yoğun bilimsel toplantıları birbirini izlemiştir. 1960 lı yıllarda Paris'te yapılan bir bilimsel toplantıda büyük matematikçilerden Solomon Lefschetz Sovyetler Birliği'nin daha önce uzaya gidebilmesini, daha önce lineer olmayan denklemleri çözmüş olmasına bağlamıştır.*

* Özel Kaynak. Değerli bilim adamı matematik fizikçi Prof. Dr. Ferit ÖKTEM, ODTÜ, Ankara

n yıncı basamaktan bir diferensiyel denklemi, n tane birinci basamaktan bir sisteme indirgemenin çeşitli avantajları vardır. Yüksek basamaktan diferensiyel denklemler, sistemlere eşdeğer ise de, her sistem yüksek basamaktan bir denkleme eşdeğer değildir. Örneğin,

$$\frac{dx_1}{dt} = f_1(t, x_1), \quad \frac{dx_2}{dt} = f_2(t, x_2), \quad \frac{dx_3}{dt} = f_3(t, x_3)$$

gibi.

$$\begin{cases} \frac{dx}{dt} = P(x, y) \\ \frac{dy}{dt} = Q(x, y) \end{cases} \quad (1)$$

şeklinde iki boyutlu sistemi gözönüne alalım. İkinci basamaktan

$$\frac{d^2x}{dt^2} = f\left(x, \frac{dx}{dt}\right) \quad (2)$$

şeklindeki bir diferensiyel denklem de daima

$$x = x, \quad y = \frac{dx}{dt} \quad (3)$$

konumu ile (1) sistemine benzer

$$\begin{cases} \frac{dx}{dt} = y \\ \frac{dy}{dt} = f(x, y) \end{cases} \quad (4)$$

şeklinde bir sisteme indirgenebilir.

(1) Sisteminin

$$\begin{cases} x = x(t) \\ y = y(t) \end{cases} \quad (5)$$

şeklinde çözümünü bulmak çoğunlukla zordur. Bunun yerine daha kolayı denklem sistemi arasından t yi yok ederek gitmektir. Böylece

$$\frac{dy}{dx} = \frac{Q(x, y)}{P(x, y)} \quad (6)$$

şeklinde skaler diferensiyel denkleme varılır. (6) denkleminin çözümleri (1) sisteminin yolları ya da yörüngelerini verir.

Örneğin,

$$\left\{ \begin{array}{l} \frac{dx}{dt} = x(a-by) \\ \frac{dy}{dt} = -y(c-dx) \end{array} \right. \quad (7)$$

şeklinde V. Volterra (1860-1940) sistemini göz önüne alalım. Bu sistem elemanter fonksiyonlar cinsinden $x=x(t)$, $y=y(t)$ şeklinde çözülemez. Ancak sistemin,

$$y^a e^{-by} = Kx^{-c} e^{-dx}$$

şeklinde yörüngeleri bulunabilir. Bu denklem de x ve y için çözülemez, ancak kapalı bir eğri olduğu gösterilebilir.

Bir yol ya da yörünge, $x=x(t)$, $y=y(t)$ şeklinde bir integral eğrisinin faz düzlemi $(x, y = \frac{dx}{dt})$ üzerindeki izdüşümüdür. Başka bir anlatım ile yörünge, birden fazla çözüm ile parametrik olarak gösterilebilen faz düzleminin bir D bölgesindeki bir eğridir. Yani $x(t)$, $y(t)$ ve $x(t+c)$, $y(t+c)$, $c \neq 0$ çiftleri farklı çözümler gösterdiği halde, bu çiftler parametrik olarak aynı eğriyi gösterirler. Bu durum, (1) sisteminde ikinci yanların açık olarak t ye bağlı olmadığı otonom sistemler için geçerlidir.

Örneğin, α , 0 ile 2π arasında değişirken

$$x(t) = \sin(t + \alpha), \quad y(t) = \cos(t + \alpha)$$

fonksiyonlar çifti,

$$\dot{x} = y, \quad \dot{y} = -x$$

sisteminin sonsuz sayıda farklı çözümünü gösterdiği halde, bu fonksiyonlar çifti aynı bir C: $x^2 + y^2 = 1$ yörüngesini gösterir. Yörünge sadece bir eğri değil, aynı zamanda t nin artış yönünü gösteren yönlü bir eğridir.

(6) denkleminin çözümü, her ne kadar (1) sisteminin yolları ise de (6) nın integral eğrilerine ilişkin bir yön söz konusu değildir. (6) denklemi, (1) sisteminin (x, y) noktasından geçen yoluna çizilen teğetin eğimini verir. (x, y) noktasında P ve Q fonksiyonlarının her ikisinin sıfır olmaması gerekir.

P ve Q yu aynı anda sıfır yapan bir (x_0, y_0) noktası sistemin kritik noktaları adını alır. $x = x_0, y = y_0$ aynı zamanda sistemin sabit çözümleridir. Bu sabit çözüm bir yol tanımlamaz ve bu yüzden hiç bir yol bir kritik noktadan geçmez. Bu yüzden yönlü eğriler gösteren (1) sisteminin yolları, (6) nın bir parametrelî integral eğrileri ile çakışır.

Kritik nokta yerine denge noktası ya da denge değeri terimleri de kullanılır. Kuşkusuz bir fiziksel sistemin denge durumları, onun en önemli özellikleri arasındadır ve onunla ilgilenilmesini gerektirmektedir.

Bir fiziksel sisteme karşılık gelen hareketin en belirgin özellikleri şu şekilde sıralanabilir:

(i) Kritik noktalar

(ii) Kritik noktalara yakın yolların düzeni

(iii) Kritik noktaların kararlılık ve kararsızlığı

(iv) Periyodik çözümlere karşılık gelen kapalı yollar

Bu özellikler, (1) sisteminin tüm yollarının şekli olan faz diyagramı ya da faz portresi esas kısmını oluşturur.

Lineer olmayan denklem ve sistemler genel olarak açık bir şekilde çözülemediğinden, kalitatif teoremin amacı, faz diyagramı hakkında doğrudan P ve Q fonksiyonlarından mümkün olduğu kadar çok bilgi ortaya çıkarmaktır. $x=x(t)$ diyelim, (2) denkleminin bir periyodik çözümü ise, bu durumda onun :

$y(t) = \frac{dx}{dt}$ türevi de periyodik ve bu yüzden (4) sisteminin buna karşılık gelen yolu kapalıdır.

Tersine olarak, (4) ün herhangi bir yolu kapalı ise, bu durumda (2) bir periyodik çözüme sahiptir. Bu düşüncenin uygulamasının somut bir örneği olarak, Van der Pol denkleminin çözülememesine rağmen, eşdeğer otonom sisteminin bir tek kapalı yola sahip olduğunu göstermekle onun periyodik çözüme sahip olduğu gösterilebilir [1], [3], [4], [5].

Şimdi çözümlerin kararlılık kavramına dönelim [1], [2], [3], [4], [6]. Kararlılık kavramı, başlangıç koşullarını tam olarak ölçme imkânı olmadıgından tüm fiziksel uygulamalarda çok büyük öneme sahiptir. Örneğin, 1 slug* kütleli bir parçacık sabit 1 lb/ft lık kuvvete sahip bir elastik yaya asılmakta ve sürtünmesiz bir ortamda hareket etmektedir. Ayrıca parçacığa $F(t) = \cos 2t$ lb.luk bir dış kuvvet etki etmektedir. $y(t)$ parçacığın yerini gösterebilir. Buna göre

$$\frac{d^2y}{dt^2} + y = \cos 2t \quad (8)$$

diferensiyel denkleminin varılır.

* Slug:F.P.S. sisteminde bir kütle birimi (32.174.lbs.=14.5 Kg.)

$x_1=y$, $x_2=\frac{dy}{dt}$ konumu ile

$$\begin{cases} \frac{dx_1}{dt} = x_2 \\ \frac{dx_2}{dt} = -x_1 + \cos 2t \end{cases} \quad (9)$$

sistemine varılır.

(8) skaler denkleminin ilişkin homogen denklemin bağımsız çözümleri $y_1(t)=\sin t$, $y_2(t)=\cos t$ ve homogen olmayan denklemin bir özel çözümü de $y=-1/3 \cos 2t$ olduğuna göre (9) sisteminin

$$X(t) = \begin{pmatrix} x_1(t) \\ x_2(t) \end{pmatrix}$$

biçimindeki her çözümü

$$X(t) = C_1 \begin{pmatrix} \sin t \\ \cos t \end{pmatrix} + C_2 \begin{pmatrix} \cos t \\ -\sin t \end{pmatrix} + \begin{pmatrix} -\frac{1}{3} \cos 2t \\ \frac{2}{3} \sin 2t \end{pmatrix} \quad (10)$$

şeklinde yazılabilir.

$t=0$ zamanında yer ve hızı ölçülerek $y(0)=1$, $y'(0)=0$ elde ediliyor. Buna göre $c_1=0$, $c_2=\frac{4}{3}$ elde edilir. Buradan zamana bağlı olarak parçacığın yer ve hızı

$$\begin{pmatrix} y(t) \\ y'(t) \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} x_1(t) \\ x_2(t) \end{pmatrix} = \begin{pmatrix} \frac{4}{3} \cos t - \frac{1}{3} \cos 2t \\ -\frac{4}{3} \sin t + \frac{2}{3} \sin 2t \end{pmatrix} \quad (11)$$

şeklindedir.

Bir gerçel sistem etkileşimlere tabidir ve o sistemin başlangıç durumunu tam olarak kontrol etmek mümkün değildir. Buna göre ölçülerimizde 10^{-4} büyüklüğünde bir hata yaptığımızı varsayalım. Bu durumda parçacığın yer ve hızı (11) ile belirtilen değerlere yakın kalır mı, yoksa kalmaz mı sorusuna cevap arayalım. Bu sorunun cevabı olumludur, aksi halde Newton mekaniğinin pratik bir anlamı olmaz. Gerçekten, bu durumda parçacığın yer ve hızının (11) ile belirtilen değerlere son derece yakın kaldığı kolaylıkla gösterilebilir.

Koşullar uygulanmadan önceki $y(t)$ ve $y'(t)$ değerleri $Y(t)$ ve $Y'(t)$ ile gösterilirse,

$$y(t) = \frac{4}{3} \cos t - \frac{1}{3} \cos 2t$$

$$Y(t) = C_1 \sin t + C_2 \cos t - \frac{1}{3} \cos 2t$$

ve

$$y'(t) = -\frac{4}{3} \sin t + \frac{2}{3} \sin 2t$$

$$Y'(t) = C_1 \cos t - C_2 \sin t + \frac{2}{3} \sin 2t$$

dır. Buradan

$$y(t) - Y(t) = \left(\frac{4}{3} - C_2\right) \cos t - C_2 \sin t$$

(12)

$$y'(t) - Y'(t) = -C_1 \cos t - \left(\frac{4}{3} - C_2\right) \sin t$$

olduğuna göre C_1 ve C_2 sabitleri

$$-10^{-4} \leq C_1 \leq 10^{-4}$$

$$-10^{-4} \leq \frac{4}{3} - C_2 \leq 10^{-4} \Rightarrow \frac{4}{3} - 10^{-4} \leq C_2 \leq \frac{4}{3} + 10^{-4}$$

eşitsizliklerini sağlamaktadır.

(12) eşitlikleri yeniden

$$y(t)-Y(t)=\sqrt{C_1^2+\left(\frac{4}{3}-C_2\right)^2}\cos(t-\delta_1), \quad \tan\delta_1=\frac{C_1}{C_2-\frac{4}{3}}$$

$$y'(t)-Y'(t)=\sqrt{C_1^2+\left(\frac{4}{3}-C_2\right)^2}\cos(t-\delta_2), \quad \tan\delta_2=\frac{\frac{4}{3}-C_2}{C_1}$$

şeklinde yazılabilir. Buradan görüldüğü üzere hem $y(t)-Y(t)$ hem de $y'(t)-Y'(t)$ mutlak değer olarak

$$\sqrt{C_1^2+\left(\frac{4}{3}-C_2\right)^2} \quad (13)$$

ile sınırlıdır. Ohalde

$$\sqrt{C_1^2+\left(\frac{4}{3}-C_2\right)^2} \leq \sqrt{10^{-8}+10^{-8}} = \sqrt{2 \cdot 10^{-8}} = \sqrt{2} \cdot 10^{-4}$$

nedeniyle (13) niceliği en fazla $\sqrt{2} \cdot 10^{-4}$ dür. Bu yüzden $y(t)$ ve $y'(t)$ nin değerleri gerçekten (11) ile belirtilen değerlere yakın olduğu sonucuna varılır. Başka bir anlatım ile, kararlı bir çözümde, çözümü ortaya koyan verilerde yapılan küçük değişiklikler çözümde de küçük değişiklikler ortaya koyar. Uygulama bakımından kararlı olmayan bir çözümün hiçbir değeri yoktur. Çünkü bu durumda deneysel verilerde tam bir kesinlik yok demektir.

İkinci bir örnek olarak, g yerçekimi ivmesi ve a sarkacın uzunluğu olmak üzere

$$\frac{d^2x}{dt^2} + \frac{g}{a} \sin x = 0 \quad (14)$$

şeklinde basit sarkaç denklemini gözönüne alalım.

$$x_1 = x \quad \text{ve} \quad x_2 = \frac{dx_1}{dt} \quad \text{konumu ile}$$

$$\begin{cases} \frac{dx_1}{dt} = x_2 \\ \frac{dx_2}{dt} = -\frac{g}{a} \sin x_1 \end{cases} \quad (15)$$

sistemine varılır. (15) denklem sistemi $(n\pi, 0)$, $(n=0, \pm 1, \pm 2, \dots)$ kritik noktalarına sahiptir. $(0, 0)$ ve $(\pi, 0)$ noktalarının durumunu inceleyelim. $(\pi, 0)$ kritik noktası, sarkacın sıfır hızlı sağ üst pozisyonda bulunması demektir. Bir sistemin kritik noktaları, aynı zamanda sistemin denge çözümleridir. Bu iki denge çözümü tamamen farklı özelliklere sahiptir.

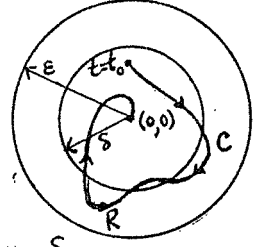
Sarkaç $(0, 0)$ kritik noktasında ya çok az yer değiştirmek ya da çok küçük bir hız vermekle değişikliğe uğrar ise, bu durumda sarkaç $x_1=0$ civarında küçük salınımlar ortaya koyar. Diğer yandan, sarkaç $(\pi, 0)$ kritik noktasında çok az değişikliğe uğrar ise, bu durumda sarkaç $x_1=0$ civarında ya çok büyük salınımlar ortaya koyar ya da nihayetsiz bir şekilde dönmeye devam eder. Böylece $(\pi, 0)$ civarında çok küçük bir etki, sarkacın hareketinde çok büyük bir sapmaya neden olur. Ohalde (15) sisteminin $(0, 0)$ kritik noktası kararlı, $(\pi, 0)$ noktası kararsızdır.

Bu sezgisel düşünceleri daha tam bir şekilde formüle etmeden önce bir noktayı aydınlatmada yarar vardır.

Dörtlü temel kritik nokta vardır. Bunlar düğüm noktaları, semer noktaları, merkez ve sarmal nokta olarak ifade edilebilir. Her bir durumda kritik noktanın $O=(0, 0)$ olduğu varsayılabilir. Gerçekten (1) sisteminin $(x_0, y_0) \neq (0, 0)$ kritik noktası $(0, 0)$ kritik noktasına indirgenebileceği gibi (1) sisteminin $x=x_1(t)$, $y=y_1(t)$ çözümü de $(0, 0)$ kritik noktasına indirgenebilir.

Böylece (1) sisteminin $(0,0)$ kritik noktasının (ayrık) kararlılık kavramı ele alınabilir.

Verilen herhangi bir $\epsilon > 0$ sayısına karşılık aşağıdaki koşullar geçerli olacak şekilde bir $\delta > 0$ sayısı var ise, bu durumda $(0,0)$ kritik noktası kararlıdır denir:



(a) Herhangi bir, $t=t_0$ değerine karşılık $(0,0)$ in δ komşuluğunda bulunan (1) in her yolu $t_0 \leq t < \infty$ için tanımlıdır.

(b) Bir yol (a) koşulunu sağlıyor ise, o yol $t_0 \leq t < \infty$ için $(0,0)$ in ϵ komşuluğunda kalır.

Başka bir anlatım ile, $(0,0)$ noktası kararlı ise, bu durumda $t=t_0$ da δ yarıçaplı $x^2+y^2=\delta^2$ çemberi içerisinde bulunan her bir $C: x=x(t), y(t)$ yolu, her $t > t_0$ için ϵ yarıçaplı $x^2+y^2=\epsilon^2$ çemberi içerisinde kalır.

Bir başka deyişle $t=t_0$ da C yolu üzerindeki R noktası arasındaki uzaklık δ dan küçük kalmak üzere $t > t_0$ için $(0,0)$ ile C yolu üzerindeki R noktası arasındaki uzaklık ϵ dan küçük kalıyor ise, $(0,0)$ noktası kararlıdır. Kararlılık tanımı kabaca diyorsak, bir kez bir yörünge $(0,0)$ ı kapsayan küçük bir disk içerisine girer ise, o yörünge gelecek her zaman için biraz daha büyük bir disk içerisinde kalır.

(a) ve (b) koşullarını sağlayan her C yolu için ayrıca,
(c) $\lim_{t \rightarrow \infty} x(t)=0, \quad \lim_{t \rightarrow \infty} y(t)=0$

geçerli ise $(0,0)$ kritik noktası asimtotik kararlıdır denir. Kritik nokta kararlı değil ise, kararsızdır denir.

Yukarıdaki tanım bazen sağda kararlılık olarak adlandırılır. Benzer tanım $t \rightarrow -\infty$ a giderken solda kararlılık için

verilebilir. Bir kritik nokta kararlı ve asimtotik kararlı ise , tam kararlı (strictly stable) dır. denir. Bir kritik nokta kararlı ancak asimtotik kararlı değil ise, yansız kararlı (neutrally stable) adını alır.

Kararlılık, kararsızlık ve asimtotik kararlılık tanımları 1892 yılları civarında Liapunov tarafından verilmiştir. Bir Rus matematikçisi ve makine mühendisi olan Alexander Mikhailovich Liapunov (1857-1918), 1892 yılında yaptığı bir çalışma [7] ile bu alanda büyük bir çığır açmış ve O'nun yaptığı bu çalışma halen günümüzde diferensiyel denklemlerin kesinlikle önemli bir okulu olarak addedilen Sovyet Okulu'nun incili sayılmaktadır [8].

KAYNAKLAR

[1] G.F. Simmons, Differential Equations With Applications and Historical Notes, McGraw-Hill Book Co., New York 1972.

[2] G. Sansone and R. Conti, Nonlinear Differential Equations, Macmillian, New York, 1964

[3] L. Cesari, Asymptotic Behavior and Stability Problems in Ordinary Differential Equations, Springer-Verlag, New York, 1971

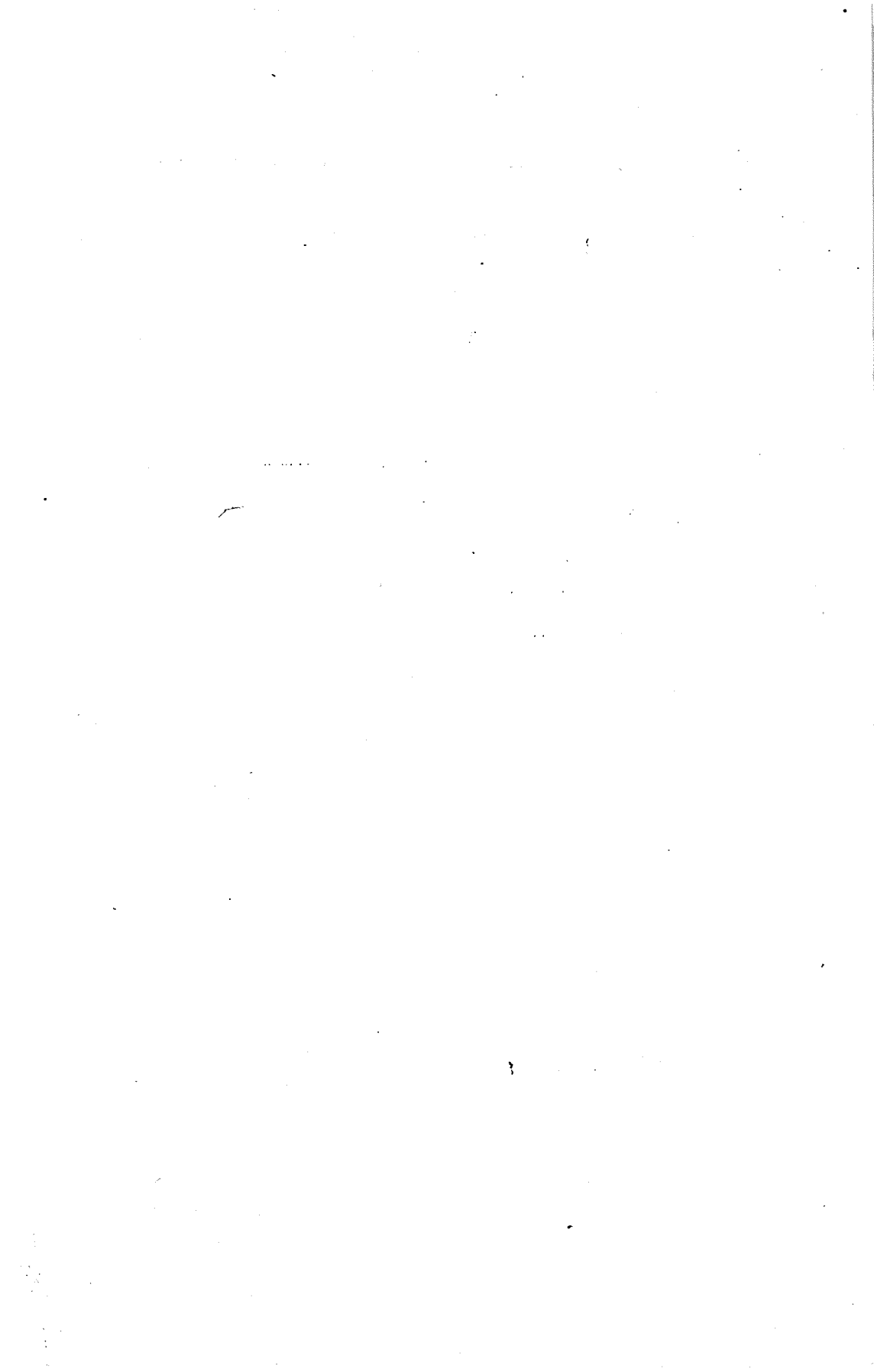
[4] J.K. Hale, Ordinary Differential Equations, Wiley-Interscience, New York, 1969

[5] D.W. Jordan and P. Smith, Nonlinear Ordinary Differential Equations, Clarendon Press, Oxford, London, 1985

[6] M. Brown, Differential Equations and Their Applications, Springer-Verlag, New York, 1983

[7] A.M. Liapunov, Problème Général de La Stabilité du Mouvement, Annals, Math. Studies, NO. 17, Princeton University Press, 1949

[8] J. Lasalle and S. Lefschetz, Stability by Liapunov's Direct Methods With Applications, Academic Press, 1967



Kopernik'e Kadar Astronomi Tarihine

Genel Bir Bakış

Prof.Dr. Kâmuran Avcıoğlu

I.Ü. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

ÖZET: Eski çağ astronomisi, farklı coğrafi bölgelerde yaşayan topluluklarda güncel gereksinimlere ya da mitolojik düşüncelere bağlı olarak, basit fakat bilimsel araçlar yardımıyla, yavaş da olsa önemli gelişmeler göstermiştir. Bu gelişmelerde, her topluluğun yaşam biçimi ile dinsel inançlarının etkileri farklı olarak ortaya çıkmaktadır. Güneş, ay, gezegen ve yıldız gözlemlerinin, günümüzden 5000 yıldan daha önce başladığı Mezopotamya'ya (Babilde) rahipler, Çinde hükümdarlar, Mısırdaki Firavun ve din adamları etkin olmuş, ancak yapılan sistematik gözlemler, yüzyıllar sonra, kuramsal çalışmalara ve kozmolojik yorumlara dayanan Eski Yunan astronomisinin gelişmesinde rol oynamıştır. Eski Yunanlılarda dinsel inançlardan ve mitolojik düşüncelerden bağımsız olarak filozof-matematikçilerin kurduğu okullarda gelişip, Avrupada Orta Çağın başlamasıyla sona eren astronomik çalışmalar, İslâm dininin doğup Müslümanlığın hızla gelişmesiyle birlikte Ortadoğuda canlanmış, bir yandan kurulan büyük rasathanelerde yapılan gözlemler, öte yandan arapçaya çevrilen eski Yunan eserlerinin sonradan tekrar Latinceye tercüme edilmesi, ortaçağın sonunda Avrupada Astronominin yeniden canlanmasını sağlamış, bu da Kopernik Sisteminin temelini oluşturmuştur.

insan daima esrarlı ve erişilmez olan gökyüzüne karşı ilgi duymuştur. Gök cisimlerinin gözlemi de, kuşkusuz, insanlığın kendi kadar eskidir. Yüzbinlerce yıl önce insan, düşünmeğe başlayıp, doğa içindeki varlığını hissetmesiyle birlikte dikkatini, bağımlı olduğu gökyüzü olaylarına yöneltmiş olmalıdır. Bu kadar uzun bir zaman süreci içinde insanın gökyüzü ile ilişkisi nasıl ve ne şekilde gelişti? Gök cisimlerinin ve gökyüzü olaylarının incelenmesi hangi aşamalardan geçerek günümüzdeki bilimsel ve teknolojik düzeye ulaştı?

İlkel insan, yazıyı icad etmezden önce güneşin günlük hareketini, ayın evrelerini, mevsimlerin periyodik olarak meydana geldiğini; hergece gökyüzünde, şekli değişmeyen gruplar halinde ortaya çıkan yıldızların günlük hareketini, bu yıldız grupları (takımyıldızlar) arasında bazı parlak gök cisimlerinin (gezegenlerin) hareketini ve güneşin (yıllık) yerdeğişimini biliyordu. Ancak bu ilk kozmografik kavramlar yüzyıllar boyunca mantık dışı düşüncelerden ayrılmayacak, dinsel inançlara bağımlılıktan kurtulamayacaktır. Bununla birlikte, eski çağ insanının çevresine uyum sağlaması, düzenli bir yaşayışa yönelmesi ve korku ile karışık merak duygusu sonucu, Astronomi doğa bilimlerinin en eskisi olmuştur.

Güneşin gökyüzünde doğup-batması, gece-gündüz olayına bağlantılı olarak gün kavramını getirmiş, sabit gök cisimlerine göre hareketi ilk saatin, ayın evreleri de ilk takvimin temelini oluşturmuştur. Gökyüzünün bitkisel çevrimle ilişkisi anlaşılınca insanlar yargılarını gök cisimlerine bağlayıp, bu yoldan gelecekle ilgili tahminler çıkarmaya başlamışlardır. İşte Astrolojinin

(Yıldız Falının) kökeni budur.

Astronominin gelişmesi büyük ölçüde gözlem araçlarına bağlıdır. Oysa binlerce yıl boyunca (17. yüzyıla dek) tek araç insan gözü idi: bir gök cismine nişan almak ve sabit olan başka gök cisimlerine göre konumunu saptamak. Ancak gökyüzü gitgide artan bir merak konusu olduğundan, çıplak gözle yapılan gözlemlerde yavaş yavaş bilimsel yöntemler kullanılmaya başlanmış ve yardımcı araçlar geliştirilmiştir. Bunlardan en eskileri Gnomon adı verilen çubuklar, Alidad ve su saatleridir. Daha sonraları Avrupa ve Ortadoğu'da Astrolab ve Rubu Tahtası gibi araçlar kullanılmıştır.

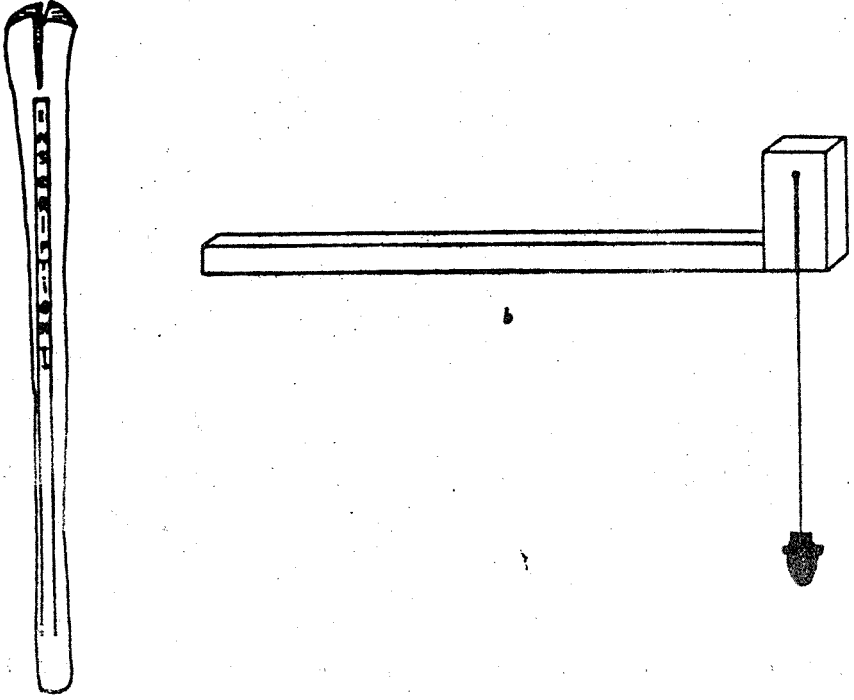
Eski çağ astronomisi bu basit fakat bilimsel araçlar yardımıyla, farklı coğrafi bölgelerde yaşayan farklı toplumlarda, yavaş yavaş da olsa, önemli gelişmeler göstermiş, ancak bu gelişmelerin biçimi ve gökyüzü olaylarının yorumu, topluluğun özelliğine bağlı olarak farklı nitelikte olmuştur.

Eski Çağ Astronomisi

Gök cisimleri ve gök olaylarıyla ilgili en eski gözlemler ve çalışmaların Çin, Mezopotamya ve Mısır'da yapıldığı bilinmektedir. Bu uygarlıklarla ilgili kalıntılar 5000 yıl öncesine kadar uzanır. Bunlardan Çin'de Astro-nomik gözlemler hükümdarların desteğinde saraylarda, Me-zopotamya'da (Babilde) doğrudan doğruya rahipler tarafından tapınaklarda yapılmış, Mısırdaki da, din adamlarının ve mitolojik düşüncelerin etkisi altında da olsa, önemli gelişmeler göstermiştir. Her üç toplumda da en önemli gökbilim çalışmaları, takvimle ilgili verileri elde etmek için ay ve güneşin yıl boyunca sürekli göz-

lenmesi, sabit yıldızların ve yıldız topluluklarının (takım yıldızların) konumlarının saptanması, hareketli gök cisimlerinin (gezegenlerin) izlenmesi, güneş ve ay tutulmalarının önceden hesabı olmuştur. Ayrıca Matematik, özellikle Cebir bakımından ileri düzeyde bulunan Hindistanda da, Astronominin hesap yönüne ağırlık verilmiş ve diğer ülkelerde yapılan çalışmalar Hindu diline çevrilerek, kendi araştırma ve hesapları ile birlikte, yaklaşık 1000 yıllık bir astronomi yapıtı ortaya çıkmıştır.

Günümüz astronomisinin bir bakıma temelini oluşturan ve kimi kez bugünküne çok yakın gözlem sonuçlarını içeren bu çalışmalarda daima dini inançlar ve mitolojik yorumlar etkin olmuş, gökyüzünde doğa üstü varlıkların hakimiyeti kabul edilmiştir.



Şek.1. Eski gözlem araçlarından ikisi

MEZOPOTAMYA (BABİL) ASTRONOMİSİ

Eski Yunanlılar Mezopotamyalılara, astronom anlamına gelen "Kaldeliler" adını vermişlerdi. Tarihçiler bilimsel Astronominin Mezopotamya'da doğduğu ve gökyüzünün sistematik olarak incelenmesine bu bölgede başladığını öngörmektedirler. Çin yazısının çözülmesiyle Babil Astronomisinin, M.Ö. 3000 yılından daha eskiye uzandığını ortaya çıkmış, çok eski tarihlere ait "Yıldız Cetvelleri" bulunmuştur. Bu cetvellerin birinde Sümerlilerin Dilgan adını verdikleri bir yıldızın Capella (α Aur) olduğu anlaşılmış, daha birçok yıldızın idantifikasyonu yapılabilmektedir. Ayrıca bazı "Gökyüzü Haritaları" bulunmuş, bu haritaların üzerinde yapılan hesaplarla bazı yıldızların adları saptanmıştır. Ülke hudutlarını belirleyen taşlarda da "Ekliptik Takım Yıldızların" (Zodyak) işaretleri bulunmaktadır. Mitolojik de olsa, ilk kozmolojik yorumlara Babil Astronomisinde raslanıyor. "Saros Peryodu" nun (Tutulmaların 223 sinodal aylık aralıkla yinelenmesi) buluşu da Babillilere ait olup (M.Ö. III. yy). tutulmaların önceden hesaplanmasında kullanılmış ve tutulmalarla ilgili çizelgeler yapmışlardır. Beş gezegenin sinodal peryodu, bugünkü değerlerin çok yakın olarak hesaplanmıştır:

Gezegen	Yıl	Babil (gün)	Bugünkü değer (gün)
Merkür	-142	115.878	115.877
Venus	- 76	583.910	583.921
Mars	-122	779.995	779.936
Jüpiter	-189	398.890	398.884
Satürn	-189	378.102	378.092

Babil takvimi Luni-Solar dır. Ay, yeni ayla başlar. Ay-

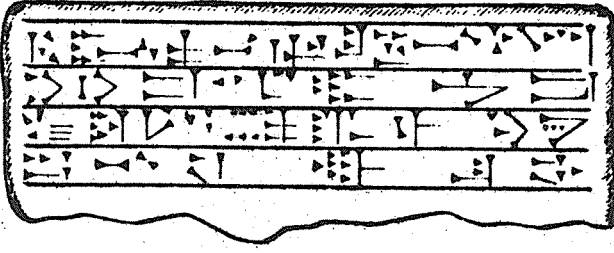
lar sırayla 29 ve 30 gün olduğundan, üç yılda bir bir ay eklenerek yıl 13 ay yapılıyordu (M.Ö. XX. yy.). Daha sonraları (X. yy.) 19 yılda 7 ay eklediler (Meton periyodu: 19 yılın 235 aya denk düşmesi).

Yıl önce, ilkbahar ekinoksunu, daha sonra sonbahar ekinoksunu izleyen yeni ayla başlatılmıştır. Aylar: Eylül II, Teşrit, Araşamna, Kisilimu, Tebet, Şebet, Adar, Misan, Ayar, Sivân, Temmuz, Ab, Eylül II.

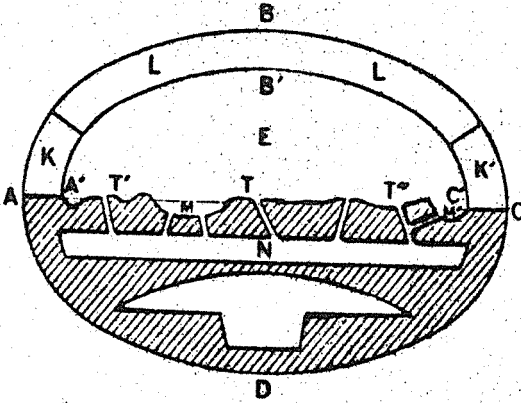
Gün on ikiye bölünüp, her zaman aralığı (2 saate denk) altmışa (2 dakika) ve bunların herbiri yine altmışa (2 saniye) ayrılmıştır.

Özet olarak, Mezopotamyalıların eski astronomiye katkıları:

- Parlak yıldızların kataloglanması (ekliptikel koordinatlar) ve gök haritası
- Zodyak kuşağının 12 bölmeye ayrılması ve Zodyak işaretleri
- Ayın evreleri
- Güneş, ay ve gezegenlerin hareketleri
- Zaman tayini ve açı ölçümleri
(Hata; Açılarda: 6', zamanda: 40^s)
- Tutulmaların önceden hesabı-Saros periyodu
- Gezegenlerin direkt, retrograd hareketlerinin saptanması
- Gezegenlerin sinodal periyotları, konjonksiyon ve opporisyon zamanlarının belirlenmesi
- Gezegenlerin yıldızlararası konumlarını ve doğuş-batışlarını içeren çizelgeler
- İlk kozmolojik yorumlar (Mitolojik)



Şek.2. Çivi yazısı



Şek.3. Babillilerin evren modeli
ABC, yukarı gökyüzü
A'B'C, aşağı gökyüzü
TT'T", arzin farklı kısımları
KK', rüzgar hazneleri
L, yukardaki su, buz ve karların haznesi
MM' Denizler
N, nehir ve ırmakları besleyen kaynaklar

MISIR ASTRONOMİSİ

Mısır uygarlığı hernekadar M.Ö. 40. yüzyıla kadar uzanıyor ve ilk yazı (Hiyoglif) ve Piramitler (M.Ö. 2500) bu uygarlığın gelişimini kanıtlıyorsa da, gözlemlerin ufuk düzlemine indirildiği Mısır astronomisi uzun süre ilkel ve esrarlı görünümünü korumuş, gökyüzü olayları tümüyle mitolojik temele dayanak yorumlanmıştır. Ancak Mısırdaki, günlük yaşam için gerekli olan takvimle ilgili gözlemlerin, uygarlıkla birlikte başlaması doğaldır. Ayrıca Piramitlerin ana yönleri (Kardinal noktalara) göre 1/10 derecelik bir hassasiyetle yönlendirilmiş olması da Matematik ve Astronomik açıdan büyük önem taşır.

Eski Mısırdaki (M.Ö. 4000), zaman astronomisi iki olaya dayanmaktadır: Siryüsün (Sothis) helyak doğuşu ve Nil nehrinin taşması. Yılın başlangıcı ve mevsimler bu olaylarla belirlenmiştir. Menfis'te (Kuzey Mısır) Siryüs'ün helyak (Sothyak) doğuşu sırasında Nil nehrinin taşması, Siryüs'ü doğa üstü bir varlık ve gökyüzünün kraliçesi olarak kabul eden rahiplerin bu iki olayı birbirine bağlamasına yol açmış, 1) Nehirde suların yükselmesi 2) Taşması ve 3) Azalması ile üç mevsim belirlenmiştir.

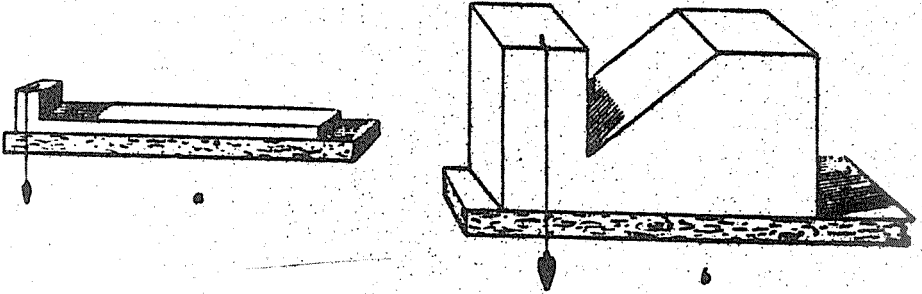
Yıl boyunca helyak doğuşunu gözledikleri ekvatora yakın 36 yıldız seçerek, yılı ve ekvator bölgesini 36 kısma bölmüşler ve her birine Dekan adını vermişlerdir. Özet olarak Eski Mısır Astronomisinde

- Ayın evreleri incelenmiş ve hilâlin doğuşuna (Rüyet) önem verilmiş
- Yaklaşık 30 günlük ay süresi kabul edilmiş
- Mısır yılı: 360 gün = 12x30 gün kabul edilerek,

her yılın sonuna 5 gün eklenmiş

- Nilin taşması ve geri çekilmesine bağlı olarak 4'er aylık üç mevsim belirlenmiş.
- Siryüs (Sothis) yıldızının helyak (Sofyak) doğuşu yılın başlangıcı kabul edilmiş. Ancak bu doğuşun yavaş yavaş kaydığı gözlenince, rahipler 1460 yıllık periyodu bulmuşlar (4 yılda 1 gün kaydığına göre, 365 gün kayması için gerekli süre).
- (Roma İmparatoru Jül Sezar (M.Ö. 47) bundan yararlanarak takvimde reform yapmış ve artık yılı getirmiştir)
- Gökyüzü 10'ar derecelik 36 bölmeye ayrılmış ve herbirine Dekan adı verilmiş (M.Ö. XXXX yy.). Ekliptikal takımyıldızlarla ilgili bilgi yok.
- 5 Gezegen biliniyor. Venüs ve Merkür'ün hem sabah hem akşam gözleendiği saptanmıştır.

Bunların dışındaki astronomik bilgilerde Babillilerin etkisi görülmektedir. Genelde Mısırlılar Babillilerden çok geride kalmıştır.



Şek.4. Mısırlıların, gölge uzunluğuna göre saat tayininde kullanılan aletleri

ÇİN ASTRONOMİSİ

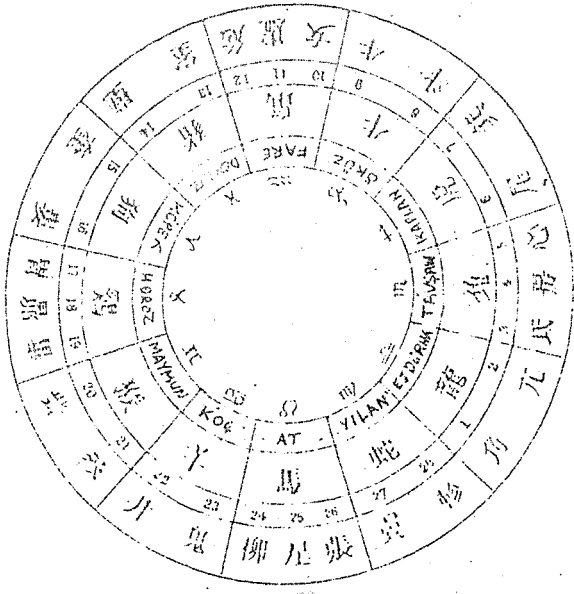
Bilimsel olarak ilk astronomik gözlemler Çinde yapılmıştır (güneş lekeleri, ilk komet gözlemi, 28 ekvatorial takım yıldız, vb). Takvim için gerekli gözlemlerin yapılması, hemen hemen Çin devletinin kurulmasıyla başlamıştır. Takvimin hazırlanması İmparatorun görevi olduğundan, Çinde çok eski tarihlerde kurulmuş gözlemevlerinde İmparator emrinde çalışan astronomlar düzenli gözlem kayıtları tutuyordu. Gökyüzünde, gök cisimlerinin relatif konumlarını saptamak üzere sabit işaretler olarak alınan 28 yıldız ve bu yıldızların adlarıyla belirlenen bölmelerle ilgili ilk çizelgeler M.Ö. 2357 tarihini taşımaktadır. Ancak M.Ö. 213 yılında, sarayın günlükleri dışındaki tüm bilimsel yapıtların zamanın hükümdarı (Zin-Hi-Huang-Ti) tarafından toplatıp yakılması, o tarihe kadar yapılan çalışmalarını karanlığa gömmüştür. 18. yüzyılda misyoner olarak Çine gönderilen ve 36 yıl orada yaşayan bir Cizvit Papazı (Gaubil) bu yıkımdan kurtulan birkaç yapıtı, günlükleri ve M.Ö. 2. yüzyıldan itibaren yapılan çalışmalarını incelemiş, kendi gözlem sonuçlarını da ekleyerek "Çin Astronomisinin Tarihi" adlı 4 bölümlük Çince yazılmış bir derleme eser ortaya koymuş ve bunları peyderpey Fransaya göndermiştir. Çin Astronomi Tarihi ile ilgili bilgileri, Fransız Bilimler Akademisi üyesi Prof. Biot'un kitabından (1862) öğreniyoruz.

Çinlilerin gözlem araçları; Su Saati, Gnomon (1.60m) Alidad ve Laiton (pirinçten, bir küre ve iki çemberden oluşmuş). Çinlilerin buluşlarında hiç bir dış etki yoktur. *Özet olarak yapılan astronomik çalışmalar:*

- Güneşin aynı bir solstis (gündönümü) noktasından ardarda iki geçişi arası (güneş yılı) $365 \frac{1}{4}$ gün

- Daire $365 + \frac{1}{4}$ parçaya bölünmüş (sadece Çinlilere özgü)
- Güneşin ekvatora paralel 1(Çin)derecelik $0'' 59' 8'' \frac{1}{4}$ günlük hareketi
- Gök cisimlerinin meridiyen geçişlerin su saati yardımıyla saptanması
- Farklı 28 yıldızla sınırlanmış 28 ekvatorial bölme (sineu). Bölmelere, belirtici yıldızların adı verilmiş. (Bölmeler eşit değil).
- Güneş, ay ve gezegenlerin bu bölgelerdeki açısal hareketlerinin saptanması
- Yıldız katalogları; koordinat işareti yok. Yıldızların adları ve relatif konumları verilmiş.
- Laiton'la 28 bölmenin genişliklerinin (ekvatorial) ölçülmesi
- Gnomon'la güneşin her mevsim boyunca meridiyensel gölgesinin ölçülmesi (19. yüzyılda Laplace bu gözlemleri kullanarak Loyang kentinin enlemini hesaplamış, sonuç doğru çıkmıştır)
- Çubuğun gölgeleri yardımıyla meridyen çizgileri çizilmesi, alet meridyen üzerine yerleştirilerek, meridyenden geçen gök cisimlerinin işaretlenmesi
- Su saatleri yardımıyla, yıldızın meridyenden ardarda geçişi arasındaki zaman aralığı, güneşin doğuş ve batış zamanları, günlerin uzunluğu, gezegenlerin ufuk üzerinde kaldığı süre ve akşam ve sabah tanlarının hesaplanması
- Konjeksiyon ve oppozisyonların mutlak zamanlarının ve peryotlarının hesaplanması
- Kuzey kutpu çevresindeki yıldız gruplarının adlandırılması
- Ay ve güneş tutulmaları zamanının önceden belirlenmesi

- Güneşin ekvatorial bölmeler içindeki konumlarının tayini
- Günün uzunluğu 100 khe (geceyarısı başlıyor) (Bu birim daima kullanılmış, ancak bölme sayısı değişmiş)
1 khe = $14^m 24^s$.
- Son Han zamanında bulunan eski bir tekst (-1100) yardımıyla, presesyon olayı ortaya çıkmış. Ancak ekvatorial veriler kullanılmış. (Bilimsel açıklaması yok).
- Meridyen çizgisinin, gnomonun gölgeleri arasındaki açının ikiye bölünmesinden saptanması
- Yaz ve kış solstis zamanlarının da gnomon yardımıyla saptanması
- Luni-Solar takvim, yıl 12 parçaya bölünmüş ($30 \frac{14}{32}$ günlük). Ayrıca herbiri de ikiye bölünmüş ($15 \frac{7}{32}$ günlük). (Farklı hanedanlar, başlangıcı farklı 3 takvim kullanmışlar)



Sek.5. Çinlilerin zodyak işaretleri

HİND ASTRONOMİSİ

En önemli astronomi yapıtı Sûrya-Siddhânta. Hind astronomi yapıtları soyut kurallar içermektedir (Biot): Güneş, ay ve beş gezegenin görünen konumlarının elde edilmesi için ardarda yapılması gereken nümerik hesap dizilerini içermektedir.

28 Ekvatorial bölme Çinlilerinkine (Sieu) denk düşüyor: 28 Nakshatras. Çoğunda, belirtici yıldızların aynı olması, Çin eserlerinin etkisini göstermektedir. Hintlilerin matematikte, özellikle Sayılar Teorisi ve Cebirde çok ileri olması, astronominin hesapla ilgili kısımlarını geliştirmelerini sağlamıştır. Rakamlar Hint kökenlidir. Araplar bunları Avrupaya nakletmiştir. Önemli buluşları: "0". On tabanına göre sayıları kullandıkları için sıfıra gerek vardı. Negatif sayıları da ilk kez Hintliler kullanmıştır.

Hind Astronomisi Eski Çin Astronomisi dışında Yunan ve İskenderiye Astronomilerinin etkisinde kalmıştır. M.Ö. III. yüzyıldan önceye ait bilgi mevcut değildir. Bu dönemde bir şiir konusu olan astronomi, sonraki 1000 yıl boyunca bir seri kitap halinde yazılmış olan Siddhânta'larda bilimsel bir görünümle ortaya çıkar. En önemlisi Sûrya Siddhânta olan bu geniş kapsamlı yapıtın içeriği Yunan yazarlarının etkisindedir (1780 den itibaren çevirisi yayınlanmaya başlamış).

- Haftanın yedi gününün herbirinin 7 gezegenin tanrısının adlarının verilmesi (ilk kez)
- Yerin küreselliği ve uzayda bir yere dayanmadan durduğu
- 5 Rasathane yapılmış
- Arzın çapının, ayın uzaklığının, gezegenlerin uzak-

- lıkları tayini
- Gezegenlerin merkez-denklemleri
 - Zodyak yıldızları
 - Daire 360° Derecenin tüm alt bölmeleri (' , " , '')
 - Yıl $365^d 6^h 12^m 36^s.556$ olarak belirlenmiş
 - Yerin dönüşü ve yorumu
 - Episikl yörüngelerin kullanımı ve doğa üstü güçlerin etkisi ile eliptik şekle dönüşmesi (ilk kez)
 - Gezegenlerin direkt, retrograt ve stasyoner hareketleri hakkında açıklamalar
 - Tutulmaların önceden hesaplanması
 - Presesyonun gerçek değere çok yakın olarak hesaplanması: $1^{\circ} \frac{1}{2}$

YUNAN ASTRONOMİSİ

Bilimsel çalışmaların dinsel inançlardan ayrı olarak ele alınıp, gökyüzü olaylarının mitolojik düşüncelerden arındırılarak, matematik temele dayandırılıp yorumlanması eski Yunan filozoflarıyla başlamıştır. Aynı zamanda astronom ve geometrici olan bu filozoflar, M.Ö. VII. yy.'dan itibaren Yunanistan, Batı Anadolu ve İskenderiye'de okullar kurarak bilimsel çalışmalarını sürdürmüşler ve bunları daha sonraki kuşaklara aktarmışlardır. Eski Yunan astronomları gözlemden ziyade, evrenin yapısını (özellikle Güneş, Ay ve Gezegenlerin hareketi) araştırmaya önem vermişler ve bunun için başlangıçta Mısır ve özellikle Babillilerin gözlem verilerini kullanmışlardır. M.S. 2. yy.'a dek dokuz yüzyıl boyunca yoğun bir biçimde sürdürülen araştırma, hesap ve teorileriyle, eski Yunan astronomlarının gökbilime katkıları büyük olmuştur. Olayları ve bunların nedenlerini düşünceye dayalı bilimsel yöntemlerle araştıran Yunanlılar, Jeosantrik ve dairesel sistemi kabul ettiklerinden, kurdukları teorileri gözlem sonuçlarına uydurmakta güçlük çekmişler, yeni varsayımlarla farkları azaltmaya çalışmışlar ve bu yanlış temele dayalı kuramlarla bu farkları hemen hemen yok etmişlerdir.

Eski Yunan filozofları, Astronomi ve Felsefenin yanında müzik, edebiyat, mantık ve matematiğin okutulup araştırıldığı, öğrencileriyle birlikte kendilerine özgü düşünce sistemini geliştirdikleri okullar, ya da okulların buldukları kentin adıyla anılırlar.

- Miletos'lu THALES (625-545)

İlk felsefe okulunu kuran Thalesin evren hakkındaki yorumu basit: Tepsi biçimindeki dünya, genişlik ve de-

rinliği sonsuz olan suyun üzerinde yüzer.

- Samos'lu PYTHAGORAS (580-500)

Evren, iyi organize olmuş, matematik kurallara sahip bir sistem, Arz, evrenin ortasında izole bir küre.

Pythagoras'ın kurduğu okulda böylece ilk kez arzın küreselliği ortaya atılmış. Arzın eksenini çevresinde dö-nüşünün gündüz ve geceyi oluşturduğu öngörülen okulda, 7 gezegenin arzın çevresinde dolandığı kabul ediliyor.

- İyonya'lı ANAXAGORAS (500-428)

Arz ve ayın düz, gezegenlerin çakıl taşları gibi olduğu kabul ediliyor. Tutulmalar ilk kez gölge olayı ile açıklanıyor: Güneşin aydınlattığı Arzın gölge konisine ay girince tutulma meydana geliyor.

- Atina'lı PLATON (428-347)

Kurduğu Akademi'de Pythagoras sistemi kabul edilmiş. Gezegen hareketlerindeki düzensizlikleri açıklamak için, küreler üzerindeki dairelerde dolandıkları varsayılıyor.

- Knidos'lu EUDOXUS (409-365)

Gezegenlerin hareketleri, küresel katmanlar üzerindeki hareketlerin bileşkesi olarak açıklanıyor. 7 katman, toplam 26 küre.

- Pontus'lu HERAKLEIDES (388-315)

Arzın rotasyonu, yıldızların doğup batmasına yol açar. Arzın çevresinde güneş, güneşin çevresinde gezegenler dolanır. Bu varsayım, parlaklık değişimleri ile direkt-retrograt hareketi ve stasyonere noktaları açıklıyor.

- Atina'lı ARISTOTELES (384-322)

Ay-Mars ve Jüpiter-Yıldız örtülmesini gözlemiş ve Ar-

zın küreselliğini kanıtlamıştır. Ay'ın yörüngesinin ve rının ve evrelerinin, ay-arz arasındaki bir diskten kaynaklandığını öngören Aristoteles, Arzın çevresini 63 000 km olarak hesaplamıştır.

- Samos'lu ARISTARCHUS (310-230)

İskenderiye okulunda, matematikçi ve astronom, Arz-Güneş ve Arz-Ay uzaklıklarını; arz, ay ve güneş yarıçaplarını hesapladı. Yöntemler doğru, sonuçlar yanlış Güneş merkezli sistem. (Arşimedin kitabında geçiyor).

- ERATOSTHENES (273-192)

İskenderiye kütüphanesi direktörü. Matematikçi, Astronom ve Coğrafyacı. M.Ö. 230'da arzın çevresini doğru olarak hesaplamıştır (Assuan ve İskenderiyede güneş meridyende iken, İskenderiyede bir obeliskin gölgesinin uzunluğunu ölçüyor. Assuan'da gölge yok.

°(güneşin görüntüsü bir kuyunun dibinde görünüyor).

İki kent arasında açısal uzaklık 7° . Arzın çevresini 40.000 km buluyor. Ayrıca ekliptiğin eğimini hesaplamış: $23^{\circ} 51' 20''$.

- Perge'li APOLLONIUS (262-180)

Episikl kuramını ilk kez ortaya koymuş, Gezegenlerin parlaklık değişimini, görünen hareketlerini açıklamıştır.

- İznik'li HIPPARCHUS (160-125)

Yunan tarihinin en önemli bilimcisi. Rodosta rasathane kurmuş, Rodos ve İskenderiyede yaşamış.

Episikl teorisini genişletmiş; eksantrik daire, merkez denklemi

Küresel koordinatlar (α, δ) , (λ, β)

Presesyon (gözlemlerini eskilerle karşılaştırmış).

(Yapıtları günümüze Ptolemaeus aracılığıyla ulaşmıştır)

Ayın ve Güneşin çap ve uzaklıkları

İlk NOVA gözlemi (134)

Yıldız kataloğu, Yıldızların 6 parlaklık grubuna ayrılması.

Güneş-ay tutulmalarının önceden hesabı.

Yay uzunluklarını içeren çizelgeler

Yıl tanımı ve uzunluğu

Tropikal, sinodal ve sideral yıl tanımları

Sinodal, Sideral, drakonistik ve anomalistik ay tanımları

İlkbahar, Sonbahar ve solstis noktalarının saptanması

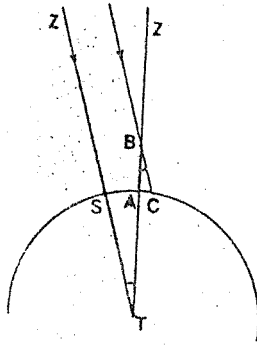
Mevsimlerin uzunlukları

Saros periyodu

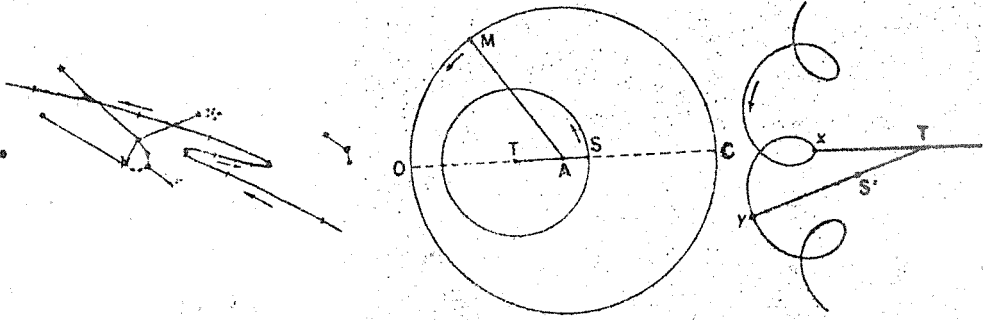
- İskenderiye'li PTOLEMEUS (M.S. II. yy.)

Almagest (Syntaxis)'i yazması, eski Yunan Astronomisi ile ilgili bilgileri gün ışığına çıkarmıştır. Bu eser önce **lâtin**ceye çevrilmiş, ama orta çağ ile birlikte etkinliği kaybolmuştur. Ancak 827'de Bağdat'da Al-Hamun'un emriyle arapçaya, 1230'da da arapçadan tekrar **lâtin**ceye çevrilmiştir. **Delambre** bu yapıt için: "Ptoleme'nin bu matematiksel **sentez**inde Yunan Astronomisinin tamamı bulunmaktadır" diye yazmıştır.

13 kitaptan oluşan Almagest'in **Giriş** bölümünde Ptoleme evrenin büyüklük ve düzenini göstermektedir. **İlk iki kitap**, tanımları ve genel **elementer** teoremleri içerir. Arzın döndüğünü ve çekimin her yerde arzın merkezine doğru olduğu kanıtlanır, ekliptiğin konumu ve eğiminin hesabı açıklanır. Çeşitli yerler için kutup yüksekliği ile günün uzunluğu verilir. **3. kitapta** güneşin hareketini ve bu hareketteki düzensizlikleri, **Dördüncüde** ayın hareket teorisini ve bu harekette gü-



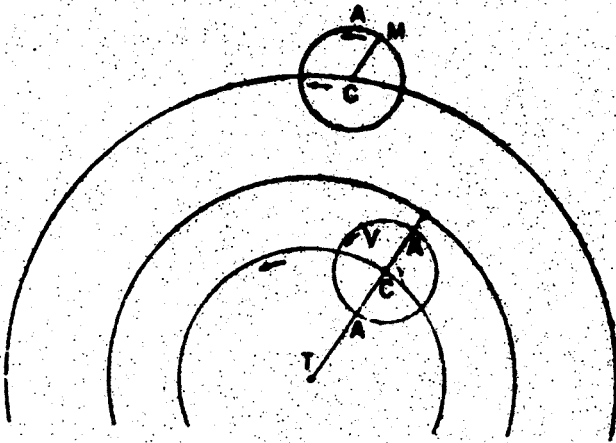
Şek.6. Arz çevresini ölçümü (Eratosthenes)



- Şek.7. a) Mars'ın sabit gök cisimleri arasında hareketi
 b) Marsın eksantrik sistemi (S:güneş, M: Mars,
 T: Arz)
 c) Marsın büklümlü yörüngesi

neşin "çekim" etkisinden ileri gelen bozulmaları irdeleyen Ptoleme, Hipparchus'un başlattığı çalışmalarını tamamlamış, "episikl" varsayımlarını genişletmiştir. 5. ve 6. kitap, güneş ve ayın uzaklıklarının, günümüzde kullanılan paralaks yöntemiyle tayinini ve tutulma hesabı için bir yeni yöntemi içerir. 7. ve 8. kitap, 1022 yıldızlık bir katalog olup, Hipparchus'un yıldızlarının, presesyon düzeltmesi yapılmış koordinatları verilmiştir. Yapıtın kalan 5 kitaplık kısmında, Ptoleme'nin astronomiye en önemli orijinal katkısı olan, gezegenler teorisi yer alır. Taşıyıcı ve episikl (tali) yörüngeler sistemini, yeni bir "ekuant" noktasıyla geliştirdiği bu kuramla Ptoleme gezegen hareketleri ile ilgili gözlem verilerine uyan sonuçlar elde edebilmiştir.

Ptoleme'nin en önemli etkinliği, Almagest aracılığıyla kendinden önceki astronomik doktrinleri, özellikle Hipparchus'unukileri koruyarak ve geliştirerek nakletmesidir. Ptoleme ile zengin Yunan astronomi tarihi sona erer.



Şek.8. Ptoleme sistemi

İSLÂM ASTRONOMİSİ

Ptoleme'den (II.yy) sonra, 16. yüzyıla kadar batıda gökbilimle ilgili önemli bir etkinlik görülmemekte, buna karşın İslâm dininin ortaya çıkıp, Hicretten (622) sonra müslümanlığın orta doğuda hızla yayılmasıyla birlikte, özellikle Abbasi Halifeleri döneminde, Astronomi ve Matematikle ilgili çalışmalar önem kazanmaktadır. Abbasiler önce Hindistanla ilişki kurmuş, diğer konularda olduğu gibi Matematik ve Astronomi alanında da bilgilerinden yararlanmaya başlamışlardır. Al-Mansur Hind astronomi kitaplarının Al-Mamun da Almagest'in arapçaya çevrilmesini emrederek, astronomik gözlem ve çalışmaların yapılmasına ön ayak oldular. Bu dönemde Bağdat ve çevresi başta olmak üzere, orta doğuda bilim merkezleri ve Gözlemevleri kuruldu.

İslâm bilimcilerinin dikkatini astronomiye çeken özel nedenler vardı; bunlar:

- Kible yönünün belirlenmesi
- Namaz vakitleri
- Takvim için ayların saptanması
- Oruç vakitlerinin belirlenmesi
- Astroloji (yıldız falı)

İslâm astronomları çok duyarlı gözlemler, astronomik hesaplar yapıyorlar, "Zic" adını verdikleri astronomik çizelgeler hazırlıyorlar, kitaplar yazıyorlardı. Kataloglarında (Zic'lerde) yer alan bazı yıldız adları ile astronomi ve matematik terimleri halen kullanılmaktadır: Zenit, algebra, azimut, Vega, Denep, vb. Abbasi astronomlarının yapıtları ve latince'den arapçaya çevirdikleri Almagest (Al-Magest: arapçadır) sonradan batı dillerine tercüme edilerek günümüze kadar ulaşmıştır. Halen İslâm

astronomisine ait incelenmemiş yüzlerce eser vardır (Özellikle Beyrut kütüphanesinde). Orta doğudaki en ünlü islâm astronomları arasında Al-Fargani, Al-Battani, Al-Sufi, Al-Bruni sayılabilir.

10. yüzyılda Abbasiler gücünü kaybedince İrani (Persli) hükümdarlar bilimsel çalışmaları desteklemediği sürdürdüler; saray bahçesinde kurulan bu gözlemevinde gökbilim araştırmalara 13. yüzyıla dek sürdü.

Öte yandan ortaçağ-islâm astronomisi 11. yüzyılda Kahterâs (Al-Hazen, Bin Yusuf) ve 12. yüzyılda Batı islâm devleti endülüste (İbn Rusd, Al-Betruni) etkin oldu, İspanyada arapların gücü azaldığında, bir hristiyan kral olan Alphonso halifeleri örnek aldı ve astronomik çizelgeler hazırlattı (Alfonso Çizelgeleri). Bu yolla islâm astronomisi İspanyadan Avrupaya geçmiş ve arapça yazılan eserler latinceye çevrilmiştir.

13. yüzyılın ortasında gökbilim çalışmaları İspanyada Alfonso ile birlikte sona ererken, orta doğuda kurulan Türk devletlerinde yeniden canlanmış ve Cengiz Hanın torunu Hulagu Han tarafından Maraga'da çok büyük bir gözlemevi kurularak, düzenli gözlemler yapılmağa başlanmıştır. Hulagu'nun Veziri Nasireddin-al-Tusi ve asistanları 12 yıl süresince gezegenleri gözledikten sonra "İlokhanik Çizelgelerini" hazırladılar. 150 kadar risale yazan Al-Tusi "Tadkira" sında (Memorandum) Ptoleme sistemini, iki episikl ekleyerek, genişletti; Maraga rasathanesinden al-Urdi ile al-Şinazi ise yeni bir düzenleme önerdiler. Ancak bu sistem, filozofik olarak itiraz edilen eksantrikliğe gereğinden fazla yer veriyordu. 14. yüzyılın ortasında Damarkus'ta yaşayan Al Safir ise Ptoleme sistemindeki taşıyıcı ve episikl

dairelerin bazılarını elimine ederek, konsantrik bir düzenleme ile basitleştirdi.

15. yüzyılın başında Türkistan Hakanı Uluğ Bey (Babası Timurlengin torunudur) bilime, özellikle astronomiye çok önem verdiğinden önce bir medrese, sonra da Semerkant yakınında çok büyük bir rasathane kurmuş ve kendi bizzat gözlem ve araştırmalara katılarak, Kadızade Rumi, Giyaseddin Cemşit ve Ali Kuşçu ile birlikte 17 yıl süren gözlem ve çalışma sonucu 3 bölümlük çok geniş kapsamlı bir yapıtı ortaya çıkarmıştır: "Uluğ Bey zic"i. Bu katalogda 1018 yıldızın 1437.5 yılına ilişkin konumu, zaman ve yön tayinleri, takvim, tutulmalar, trigonometrik ve astronomik çizelgeler yer almaktadır. Uluğ Bey Zic'i batının bilim adamlarınca incelenmiş ve 19. yüzyılın sonuna kadar 6 kez yayınlanmıştır.

Uluğ Beyin ölümünden sonra Ali Kuşçu, Fatih Sultan Mehmet'in daveti üzerine İstanbul'a gelerek Ayasofya Medresesi Müderrisliğine atanmıştır. İstanbul'da astronomi ile ilgili gözlem ve çalışmalar yapan Ali Kuşçu İstanbul'un enlem ve boylamını tayin etmiş, çok sayıda kitap ve risale bırakmıştır. Yaklaşık bir yüzyıl sonra, Astronomiye büyük ilgi duyan ve Ali Kuşçu'nun kitaplarından yararlanarak kendimi yetiştiren Takiyettin Münecimbaşıllığa atanmış ve Padişahın desteği ile 1577 de Tophanede bir rasathane kurulmuş, ancak iki yıl sonra zamanın Şeyhülislamının Padişahı etkilemesi sonucu Rasathane yıkılmıştır. Takiyettin'in iki yıl süreyle yaptığı rasatlar yayınlanmış ve 16. yüzyıl sonunda Avrupa'da Tycho Brahe'nin astronomik bakımdan çok önemli ve Kepler Kanunlarının temeli olan gözlem verilerine uygun düştüğü anlaşılmıştır.

SONUÇ:

Eski Çin Astronomisi yıldızların, hareketli gök cisimlerinin gözlenmesi ve özellikle takvime dayalı gözlem verilerinin değerlendirilmesi, ölçüm ve hesapları açısından önem taşımakla birlikte, bunların batıda tercüme edilip yayınlanması 19. yüzyılı bulduğundan, günümüz astronomisine katkısından söz edilemez. Ancak Hintlilerin Siddhanta dizisinin hazırlanışında Çinlilerin etkisinde kaldıkları sanılmaktadır.

Mezopotamya ve Mısırda yapılan çalışmalar, özellikle Babillilerin yıldız ve gezegen gözlemleri, eski Yunan astronomlarının hesap ve kuramlarının temelini oluşturmuş, Tales'den Hipparchus'a kadar bu verilerden yararlanılarak evren modelleri oluşturulmuş, "Episiki" sistemi geliştirilmiştir. M.Ö. VI. yüzyıldan itibaren Yunanlı filozof Astronomlarının gök cisimleri ve gökyüzü olaylarıyla ilgili olarak gitgide geliştirdikleri teori ve hesapları, yıldızların konumlarını içeren katalogları, özellikle ay, güneş ve gezegenlerle ilgili araştırma ve yorumları, bilimsel astronominin başlangıcı olmuştur. Ptoleme, 500 yıl boyunca yapılan çalışmaları, (özellikle Hipparchus'unkileri) kendi katkılarıyla birlikte Almages'te toplamış ve Yunan astronomisi Almages'le İslâm astronomlarına, sonra yeniden Latinceye çevrilmiş olarak batıya aktarılmış ve Kopernik'in çalışmalarının kaynağı olmuştur.

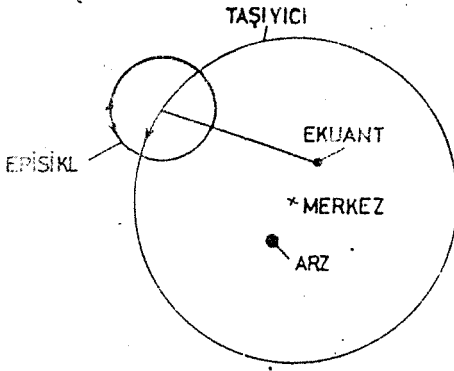
Almagest'teki Ptoleme sistemine ilk eleştirenler İslâm astronomları olmuş, 11. yüzyılda Al Hazen "Ptoleme Üzerine Kuşkular" adlı yapıtında "ekuant"lı gezegen mo-

dellerinin yanlışlığını ortaya atmıştır. Daha sonra 12. yüzyılda Emdüklü İbn Ruşt Ptoleme'nin daha ekstrem bir eleştirisini yaparak, öngördüğü sistemin gerçeklere değil sadece hesaplara uygun düştüğünü öne sürmüştür.

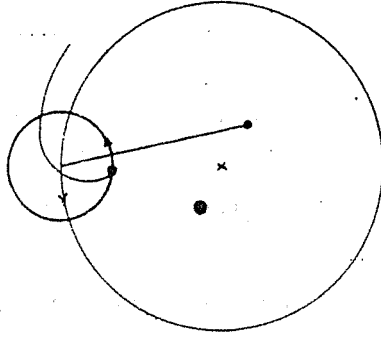
Maraga astronomlarının ve Al-Şatir'in çalışmaları ancak 1950'lerde Beyrut'taki Amerikan Üniversitesinde E.S.Kennedy ve öğrencileri tarafından ortaya çıkarıldı. Kullandıkları sistem Kopernik'in kullandığı sisteme çok benziyordu. Kopernik helyosantrik sistemi kullanmakla birlikte, ön çalışmalarında Al-Şatir'inkine eşdeğer bir düzenleme yer alıyordu. Daha sonra, "De Revolutionibus" da Maraga'dakilerin geliştirdiği bir sisteme eşdeğer bir model uygulayarak eksantrik yörüngelere dönmüştür.

Acaba Kopernik Al-Şatir ve Maraga astronomlarından etkilenmiş olabilir mi? İtalya'da öğrenim gördüğü sırada (1496-1503) bir arapça elyazması görmüş olması ve bunu tercüme etmesi imkânsız değildir. Zira Al-Turi'nin çalışmalarının Yunanca tercümesinin 15. yy.'da Roma'ya ulaştığı bilinmektedir. Tarihçiler bu konuda ikiye ayrılmışlardır. Ama, Ptolome'yi eleştirme ve ekuant'ı elimine etme fikrinin batıya İslâm âlemi tarafından sokulan görüşlerden kaynaklanmış olduğu inkâr edilemez.

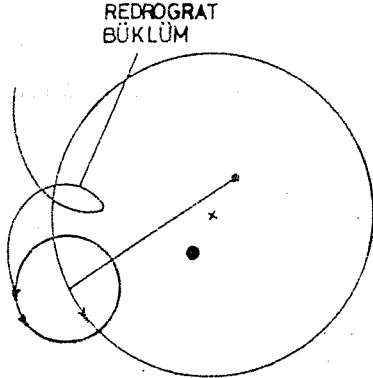
1



2



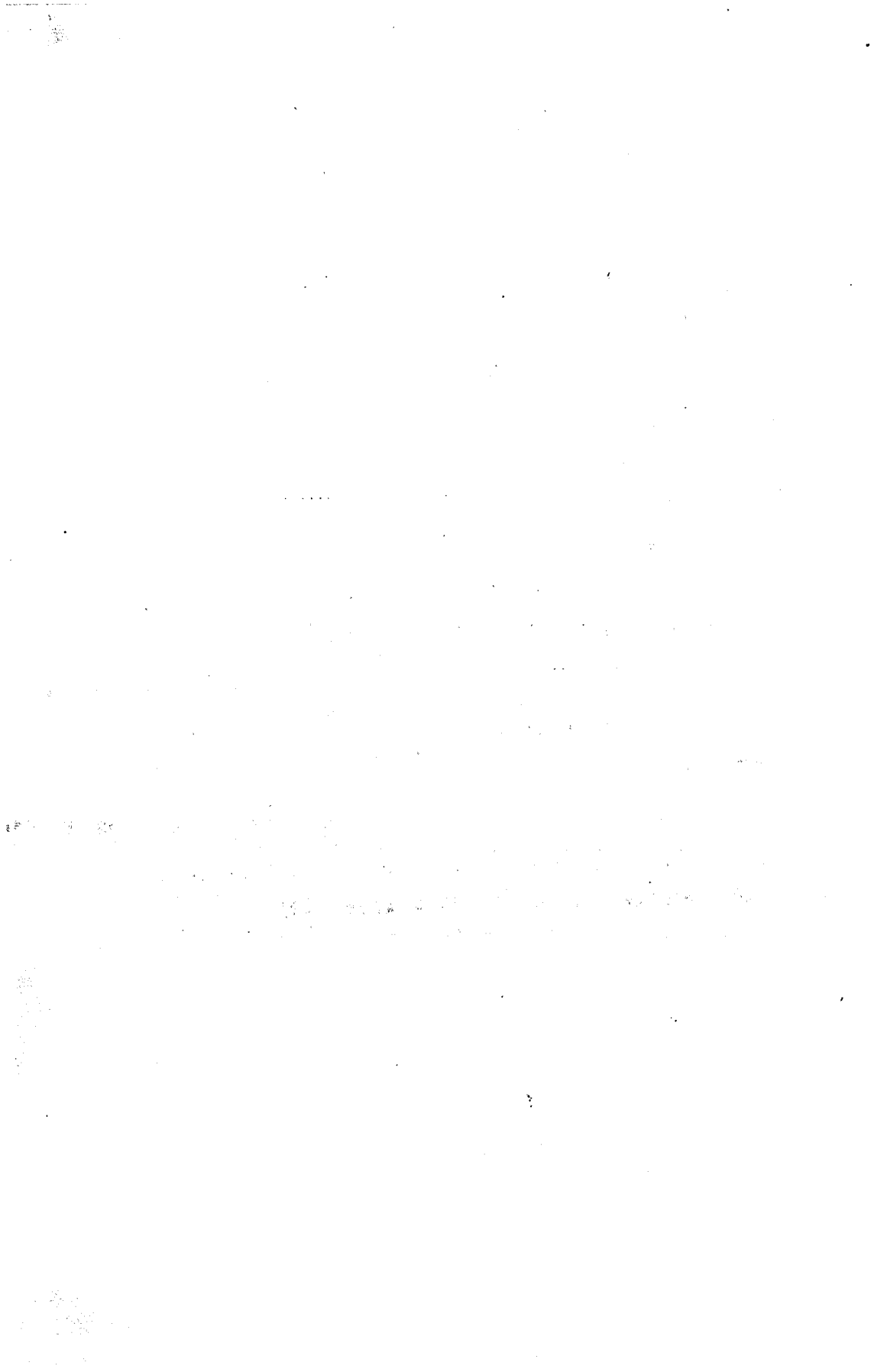
3



Şek.9. Ptoleme'nin ekvantalı eksantrik sistemi

Bibliografya

- Abetti, G., The History of Astronomy, Henry Schuman, Inc.,
New York (1952)
- Bertrand, J., Les Fondateurs de l'Astronomie Moderne, Paris
(1865)
- Biot, J.B., Etudes sur l'Astronomie Indienne et sur l'Astro-
nomie Chinoise, M.L.F. Libraires Editeurs, Paris (1862)
- Brunet, Mieli, A., Histoire des Sciences (Antiquité) Payot,
Paris (1935)
- Couderc, P., Histoire de l'Astronomie Classique, Presses
Universitaires de France, Paris (1982)
- Dreyer, J.L.E., A History of Astronomy from Thales to
Kepler, Dower Publ., Inc., (1952)
- Gingerich, O., Astronomy in Islam, Scientific American (1986)
VOL. 254, NO. 6, PP. 70-83
- Guillemard, R., L'Astronomie, Bibliotheque du. C.E.P.L.,
Paris (1972)
- Kizilarmak, A., Islam Astronomisi, Kepler Simyozumu, İctanbul(19
- Taton, Histoire Générale des Sciences, Vol.1.Presses
Universitaires de France, Paris (1952)



RELATIVİSTİK EVREN MODELLERİ

Prof.Dr. İlhami Yavuz

E.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü

Fiziksel olaylar günümüzde dört çeşit etkileşme ile açıklanmaya çalışılmaktadır. Bunlar

- i) Zayıf etkileşmeler $\approx 10^{-13}$ cm menzilli olup çekirdek ve çekirdek
ii) Kuvvetli etkileşmeler altı bölgelerde etkin olan etkileşmelerdir.

- iii) Elektromagnetik etkileşmeler menzilli olup molekül ve molekül üstü yapıda etkin rol oynarlar çekici ve itici olabilirler.

- iv) Gravitasyonel etkileşmeler menzilli olup
a) çok büyük yapıda
b) çok çok küçük yapıda ($\approx 10^{-30}$ Planck uzunluğu mertebesi) rol oynarlar. Çekici tiptedirler.

Kozmoloji evrenin büyük boyuttaki yapı ve işleyişini inceleyen bir bilim dalıdır. Bu incelemede genellikle kozmolojik modeller kullanılır. Kozmolojik modeller bazı fiziksel prensiplere dayanan matematiksel yapılardır. Bu matematiksel yapıların teorik sonuçları büyük boyuttaki gözlemsel sonuçlarla karşılaştırılarak evrenin yapısını en iyi yansıtan model tespit edilmeye çalışılır. Modeller dayandıkları temel fizik prensiplerine göre isimlendirirler.

Daha önce de belirtildiği gibi Kozmoloji evrenin büyük boyuttaki yapı ve işleyişini inceleyen bir bilim dalı ve bu boyutlarda dominant olan etkileşmeler de gravitasyonel etkileşmeler olduklarına göre, Kozmolojik modellerin temelini oluşturan fiziksel prensiplerin gravitasyonel etkileşmeleri açıklamaya çalışan fizik kanunları olmaları gerekir. Bu nedenle biz

Önce gravitasyonel etkileşmeleri açıklamaya çalışan fiziksel teorileri kısaca özetleyip bunlara dayanan kozmolojik modellerden sadece önemli olan bir alt grubu, Relativistik evren modellerini, ele alacağız.

1. Newtonsal Gravitasyonel Etkileşmeler (Newton Gravitasyon Teorisi)

Bu teoride uzay ve zaman bağımsız nicelikler olup

1. Uzay üç boyutlu Mutlak Has Öklidiel Uzay (düz uzay) dir ve metriği (iki nokta arasındaki uzaklık) - Kartezyen koordinatlarda $ds^2 = dx^2 + dy^2 + dz^2$ ifadesini haizdir.

2. Zaman da mutlaktır (zaman intervalleri uzayın her yerinde aynı, uzaydan bağımsız).

3. Böyle bir uzayda oluşan gravitasyonel etkileşme sonsuz hızla - ani olarak- yayılmaktadır ve bir çekim etkileşmesidir.

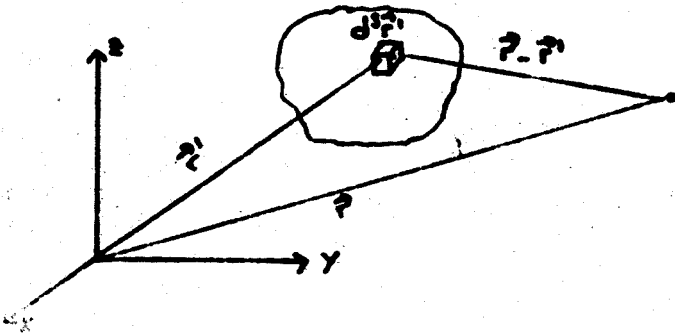
4. Bu teoride Galileo Relativite prensibi denilen bir prensip geçerlidir. Bu prensibe göre fizik kanunları bütün eylemsiz sistemlerde aynı şekilde geçerlidir.

Eylemsiz sistem: İclerinde üzerine kuvvet etki etmeyen bir cismin durduğu veya sabit hızla hareket ettiği sistemdir.

5. Fizik kanunlarını ifade eden denklemler, Galileo dönüşümleri olarak adlandırılan

$$\begin{aligned} t' &= t \\ \vec{r}' &= \vec{r} + \vec{v}t, \quad \vec{v} = \text{sabit} \end{aligned}$$

dönüşümleri altında invariant kalırlar. Bu nedenle bu kabullere dayanan fiziksel teoriye Galileo Invariant Teori de denir.



Bu çekim kuvvet alanı ile bunu doğuran $\Phi(r,t)$ skaler potansiyeli (alanı) arasında

$$\vec{F}(\vec{r},t) = -m \vec{\nabla} \Phi(\vec{r},t)$$

bağıntısı vardır ve $\Phi(\vec{r},t)$

$\nabla^2 \Phi(\vec{r},t) = 0$, Laplace Denklemi, (kütle dağılımının dışında)

$\nabla^2 \Phi(\vec{r},t) = 4\pi g(\vec{r},t)$, Poisson Denklemi, (kütle dağılımının içinde)

ifadeleri ile verilirler. Bu denklemlerin tek anlamlı kesin çözümleri ancak sınır koşulları verildiğinde belirlenebilirler. Örneğin sınırlı kütle dağılımları için $|\vec{r}| \rightarrow \infty$, $\Phi(\vec{r},t) \rightarrow 0$ koşullarında çözüm

$$\Phi(\vec{r},t) = -G \int_V \frac{\rho(\vec{r}') d^3r'}{|\vec{r} - \vec{r}'|} , \text{ dir.}$$

Yukardaki ifadeler öteden beri bilinen Newton Kanunlarının ifadeleridirler.

Bu teoriyi fiziksel temel alan Kozmolojik Modellere Newtonsal Kozmolojik Modeller denir.

Bu teoriye göre hesaplanan klasik gravitasyonel etkileşme değerleri (gezegenlerin en beri noktalarının ilerlemesi, ışığın gravitasyonel alanlarda sapması ve gravitasyonel kökenli kırmızıya kayma gibi) gözlenen değerlerle uyusmamaktadır. Bu nedenle gravitasyonel etkileşmeleri izah için Newtonsal teoriyi düzeltme girişimleri olmuştur; Örneğin,

$$\vec{F}(\vec{r}) = -G \int_V \frac{\rho(\vec{r}') d^3r'}{|\vec{r} - \vec{r}'|^n} e^{(\vec{r} - \vec{r}')} ; n = 2.00000016$$

veya

$$\vec{F}(\vec{r}) = - \int_V \frac{\rho(\vec{r}') d^3r'}{|\vec{r} - \vec{r}'|^2} \left(1 - \frac{\alpha}{|\vec{r} - \vec{r}'|}\right) e^{(\vec{r} - \vec{r}')}; n = 3,4, \dots \text{vb.}$$

Bu ve bunun gibi daha başka girişimlerde arzulanan sonuçları vermediğinden, gravitasyonel etkileşmeler için yeni teoriler aranması daima gündemde kalmıştır (Zaten Newton Gravitasyon Teorisi kesin bir teori değildir. Zira ilerde de vurgulanacağı gibi hiçbir etkileşme sonsuz hızla yayılamaz). Bu girişimlerden biride onu özel relativite teorisi çerçevesinde incelemek olmuştur.

II. Özel Relativite Teorisi Çerçevesinde Gravitasyonal Etkileşmeler

1. Bu teoride uzay ve zaman birbirinden bağımsız nicelikler değildirler. Olaylar Minkowski uzayı olarakta adlandırılan ve boyutlarından biri zamansal diğer üçüde uzaysal olan dört boyutlu pseudo Öklidel bir uzayda oluşurlar. Bu uzayın metrigide -kartezyen koordinatlarda-

$$ds^2 = c^2 dt^2 - dx^2 - dy^2 - dz^2$$
 veya

$$ds^2 = dx^2 + dy^2 + dz^2 - c^2 dt^2$$
ifadesiyle verilir.
2. Zaman mutlak değildir. Yani uzayın değişik bölgelerindeki zaman intervalleri birbirinden farklıdır. Bu durum etkileşme hızının sonlu alınmasından ileri gelir.
3. Böyle bir uzaydaki etkileşme hızı sonludur, yani etki ani yayılmaz. Tabiatta mümkün olan en büyük etkileşme hızı $c=299792.5$ km/s ile ışık hızıdır (Michelson-Morley deneyi).
4. Einstein Relativite prensipi denilen bir prensip geçerlidir. Buna göre fizik kanunları etkileşme hızının sonlu oluşu yanında bütün eylemsiz sistemlerde aynı şekilde geçerlidirler.
5. Bunun matematiksel ifadesi, fizik kanunlarını ifade eden denklemlerin Lorentz Dönüşümleri olarak adlandırılan

$$\vec{r}' = \vec{r} - \vec{v} \left\{ \frac{(\vec{r} \cdot \vec{v})}{v^2} \left(1 - \frac{1}{\sqrt{1-\beta^2}} \right) \right\} + \frac{t}{\sqrt{1-\beta^2}} \quad \beta = \frac{|\vec{v}|}{c}$$

$$t' = \frac{t - \frac{(\vec{r} \cdot \vec{v})}{c^2}}{\sqrt{1-\beta^2}}$$

dönüşümleri altında invariant kalmalarıdır.

6. Özel Relativite teorisi $c \rightarrow \infty$ limitinde Newtonsal Teoriye dönüşür.

Fizik kanunlarının bu temel prensiplere uygun olarak formüle edilmesi Özel Relativite Teorisi olarak ta adlandırılır. Bu teoriye Lorentz Invariant teori de denir.

Fiziksel temelleri yukarıda sıralanan bu teori çerçevesinde gravitasyonal etkileşmeler incelenirken iki önemli noktaya dikkat etmek gerekecektir: Bunlar ,

- a) Yeni teori Newtonsal teoride (Klasik Teori) tam olarak verilemeyen gezegenlerin perihel ilerle-

melerine ve diğer etkilere doğal ve kesin bir izah getirmeli

b) Yeni teori Newtonsal teoriyi bir ilk yaklaşım olarak içermeli

Birçok bilim adamı yukarıdaki koşullara uyan ve Lorentz invariant olan birçok gravitasyon teorisi ortaya koymuşlardır. Bu Teorileri başlıca iki grupta toplamak mümkündür.

A) Poincare Tipi Teoriler : Bu teoriler Newton Kanununu Lorentz invariant hale getirerek Klasik Gravitasyon Teorisini Özel Relativite Teorisi içine sokmağa çalışan teorilerdir.

B) Lorentz Invaryanslı Alan Teorileri : Bu teoriler gravitasyon potansiyellerini veren Poisson Denklemine bir ilk yaklaşım olarak veren daha genel teorilerdir ve üç grupta toplanır:

$$\square^2 = \frac{1}{c^2} \frac{\partial^2}{\partial t^2} - \nabla^2 \quad \text{ve } \chi \text{ Kupplaj sabiti olmak üzere}$$

Skaler Teoriler: $\square^2 \Phi = -\chi T$

Vektörel Teoriler: $\square^2 \vec{\Phi} = -\chi T_p$

Tensörel Teoriler: $\square^2 \Phi_{\mu\nu} = -\chi T_{\mu\nu}$

Burada T , T_p , $T_{\mu\nu}$ kaynak fonksiyonlarıdır ve $\square = \left(\frac{1}{c} \frac{\partial}{\partial t}, \nabla \right)$, D'Alembert Operatörüdür. Denklemlerin $c \rightarrow \infty$ limitinde Poisson ve Laplace denklemlerine dönüştükleride aşıkardır.

Maalesef bu teorilerin de tümü üç temel gravitasyonel etkileşmenin bazılarını veya tümünü ancak kısmen doğrulayabilmekte ve ikinci mertebeden gravitasyonel etkileşmeleri ise hiç izah edememektedirler.

Bu teoriyi fiziksel temel alan Kozmolojik Modellerde Özel Relativistik modeller olarak adlandırılmaktadırlar.

III. Genel Relativite Teorisi

Bu teorinin bizzat kendisi bir gravitasyonel etkileşme teorisidir.

Gerek Newtonsal kökenli ve gerekse özel relativistik kökenli gravitasyonel teorilerin gözlenen gravitasyonel etkileşmeleri kesin ve tam olarak verememeleri üzerine, bilim adamları bu teori-

lerin temel prensiplerinde düzeltmeler yapılması gerektiğini vurgulamışlardır. Birçok denemeler sonunda Einstein'ın Genel Relativite Teorisi doğmuştur. Bu teorinin iki temel prensibi vardır. Bunlar

a) Genel Kovaryans İlkesi:

Einstein eylemsiz sistemlerin fiziksel olayların izahında kullanılmasının önemli bir kısıtlama olduğunu vurgulamıştır. Örneğin ivmeli sistemlerde incelenen bazı mekanik olaylar da, sırf ivmeli sistemde incelenmelerinden dolayı ortaya ilave kuvvetler çıkmaktadır (Coriolus, merkezci kuvvetler gibi). Halbuki gerçek fiziksel olaylar, içinde incelendikleri koordinat sistemlerinden bağımsız olmak zorundadırlar. Bu nedenle fiziksel olayları açıklayan denklemler sadece eylemsiz sistemlerde değil keyfi bir sistemde de aynı şekilde (kovaryant) geçerli olmalıydırlar. Bunun matematiksel ifadesi, fizik kanunlarını ifade eden matematiksel denklemlerin, birinden diğerine Jakobiyeni sıfırdan farklı ve sürekli türevlenebilen

$$X'_\mu = X'_\nu (X_1, X_2, X_3, X_4)$$

şeklindeki genel koordinat değişimleriyle geçilen referans sistemlerinde aynı yapıda kalmaları (kovaryant kalmaları) anlamına gelir. Bu prensibe Genel Kovaryans İlkesi denir.

b) Eşdeğerlilik İlkesi: Bu ilke eylemsizlik kuvvetleriyle gravitasyonel kuvvetler bazı durumlarda eşdeğerdirler şeklinde özetlenebilir. Örneğin bazı sınırlı uzay bölgelerinde, sabit ivmeli bir sistem, ivmesiz sistemdeki homojen sabit gravitasyon alanına ve yine değişken ivmeli bir sistem de ivmesiz sistemdeki homojen değişken gravitasyon alanlarına denktirler. Sınırlı bölgedeki bu eşdeğerliliğe bazen zayıf eşdeğerlilik ilkesi de denir.

Büyük uzay bölgeleri bahis konusu olduğunda veya homojen olmayan ve karmaşık gravitasyon alanlarının varlığı durumunda (alanlar çok küçük uzay bölgeleri bahis konusu olduğunda homojen kabul edilebilir), bu gravitasyon alanına karşılık gelecek referans sistemleri bulmak güçtür hatta imkansızdır. Bu durumda zayıf eşdeğerlilik ilkesi geçerliliğini yitirir. Einstein bu gibi durumlarda Fiziksel uzayın artık düz uzay olmayıp, eğrilikli

bir uzay olacağını ve bu eğriliği de mevcut kütlelerin doğuracağını ileri sürmüş ve bu iddiasını matematik temellere oturtabilmiştir. Einstein'e göre Minkowski uzayı ancak limit halde bir yaklaşımdır. Matematikten bilindiği üzere bu türlü eğrilikli uzaylar iki noktası arasındaki uzaklığın (yay elamanının)

$$ds^2 = g_{\mu\nu}(x^{\rho}) dx^{\mu} dx^{\nu} \quad (\mu, \nu, \rho = 0, 1, 2, 3 \text{ üzerinden toplam alınacak})$$

ifadesi ile verildiği Riemann Uzaylarıdır. Burada $g_{\mu\nu}(x^{\rho})$, bileşenleri koordinatların fonksiyonu olan ve

$$g_{\mu\nu} = g_{\nu\mu} \text{ (simetrik)}$$

şartını sağlayan ikinci mertebeden bir tensördür. Bu tensöre Riemann uzayının metrik tensörü denir. Einstein'a göre fiziksel uzay bir Riemann uzayıdır.

Einstein bu iki temel ilkedен hareketle gravitasyonel etkileşmeleri açıklayan ve genellikle kendi adıyla anılan

$$R_{\mu\nu} = 0 \quad (\text{dış alan denklemleri})$$

$$R_{\mu\nu} - \frac{1}{2}g_{\mu\nu}(R - 2\Lambda) = -\chi T_{\mu\nu} \quad (\text{iç alan denklemleri})$$

denklemlerini bulmuştur. Burada Λ = Kozmolojik sabit

$$\chi = \frac{8\pi G}{c^4} \quad \text{Einstein çekim sabiti, } G = \text{evrensel çekim sabiti}$$

$$R_{\mu\nu} = \partial_{\nu}\Gamma_{\mu\rho}^{\rho} - \partial_{\rho}\Gamma_{\mu\nu}^{\rho} + \Gamma_{\mu\rho}^{\tau}\Gamma_{\tau\nu}^{\rho} - \Gamma_{\mu\nu}^{\tau}\Gamma_{\tau\rho}^{\rho}$$

Ricci Tensörü, ($R_{\mu\nu} = R_{\nu\mu}$)

$$\Gamma_{\mu\lambda}^{\lambda} = \frac{1}{g} g^{\lambda\rho} (\partial_{\nu}g_{\rho\nu} + \partial_{\nu}g_{\rho\rho} - \partial_{\rho}g_{\mu\nu}) = 1. \text{ Tip Christoffel Sembolleri}$$

$$R = g^{\lambda\nu} R_{\lambda\nu} = \text{uzayın eğrilik skaleri}$$

$T_{\mu\nu}$ = Kütle enerji dağılımını veren Enerji Momentum Tensörü ($T_{\mu\nu} = T_{\nu\mu}$) dürler. Alan denklemlerinin sol yanları uzayın metrik özelliklerini karakterize eden $g_{\mu\nu}(x^{\rho})$ metrik tensör bileşenlerinin fonksiyonlarıdır. Buna göre sol yanlar uzayın geometrisiyle ilgilidir. Sağ yanlar ise

• uzayın enerji ve momentum (kütle) dağılımını belirleyen tensörlerdir. Böylece Einstein $T_{\mu\nu}$ enerji momentum dağılımının uzayın geometrisini belirleyeceğini vurgulamış ve eşdeğerlik ilkesinin matematik ifadesini vermiştir.

$T_{\mu\nu} \neq 0$, $T_{\mu\nu}$ dağılım içindeki iç çözüm'dür.

$T_{\mu\nu} = 0$, $T_{\mu\nu}$ dağılım dışındaki dış çözüm'dür.

Einstein Alan Denklemleri 10 adet cebirsel bağımsız lineer olmayan kısmi diferensiyel denklemler sistemidir. Ancak bunlar

$G_{\mu\nu} = R_{\mu\nu} - \frac{1}{2}g_{\mu\nu}(R - 2\Lambda)$ olmak üzere

$\nabla_{\mu}G^{\mu\nu} = 0$ şartlarının sağladıklarından (dört tane divergenz şartı) fonksiyonel olarak tam bağımsız

10 değil 6 denklem vardır. Bu 6 denklemden 10 adet $g_{\mu\nu}(x^{\mu})$ potansiyellerinin bulunması bahis konusudur. Bu keyfilik uygun koordinat sistemleri ve koordinat şartları kullanılarak ortadan kaldırılabilir.

Einstein alan denklemleri 3 temel gravitasyonel etkileşmelerle birlikte (perihelilerlemesi, ışık sapması ve kırmızıya kayma) ikinci mertebeden gravitasyonel etkileşmeleri (Shapiro efekt, $G^{\mu\nu}$ nin secular değişimi, yörüngenin gravitasyonel radyasyonla frenlenmesi, geodezik presesyon, Lenz - Tiring-efekt) en kesin ve en sade biçimde veren tek denklem sistemidir.

Bazen çeşitli şekillerde değiştirilip yeni birşey keşfedilmiş gibi gösterilmesine rağmen temelde hiç değiştirilemeyen, aşağı yukarı 75 yıldan beri geçerliliğini koruyan ve tek bir insan beyninin yarattığı en güzel ve güçlü teoridir.

İşte bu denklemlerin herbir çözümüne bir relativistik evren modeli diyoruz. Bu çözümler çeşitli simetri kabulleriyle oldukça basitleşirler:

A Geometri simetrisi

1. Uzayda homogenlik ve izotropi varsa oluşturulan evren modelleri uniform evren modelleridir.

i. Küresel simetrik uzay (r, θ, ϕ) küresel koordinatlar olmak üzere

$$ds^2 = g_{tt}(r, t)dt^2 + 2g_{rt}(r, t)drdt + g_{rr}(r, t)dr^2 + f(r)[d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2]$$

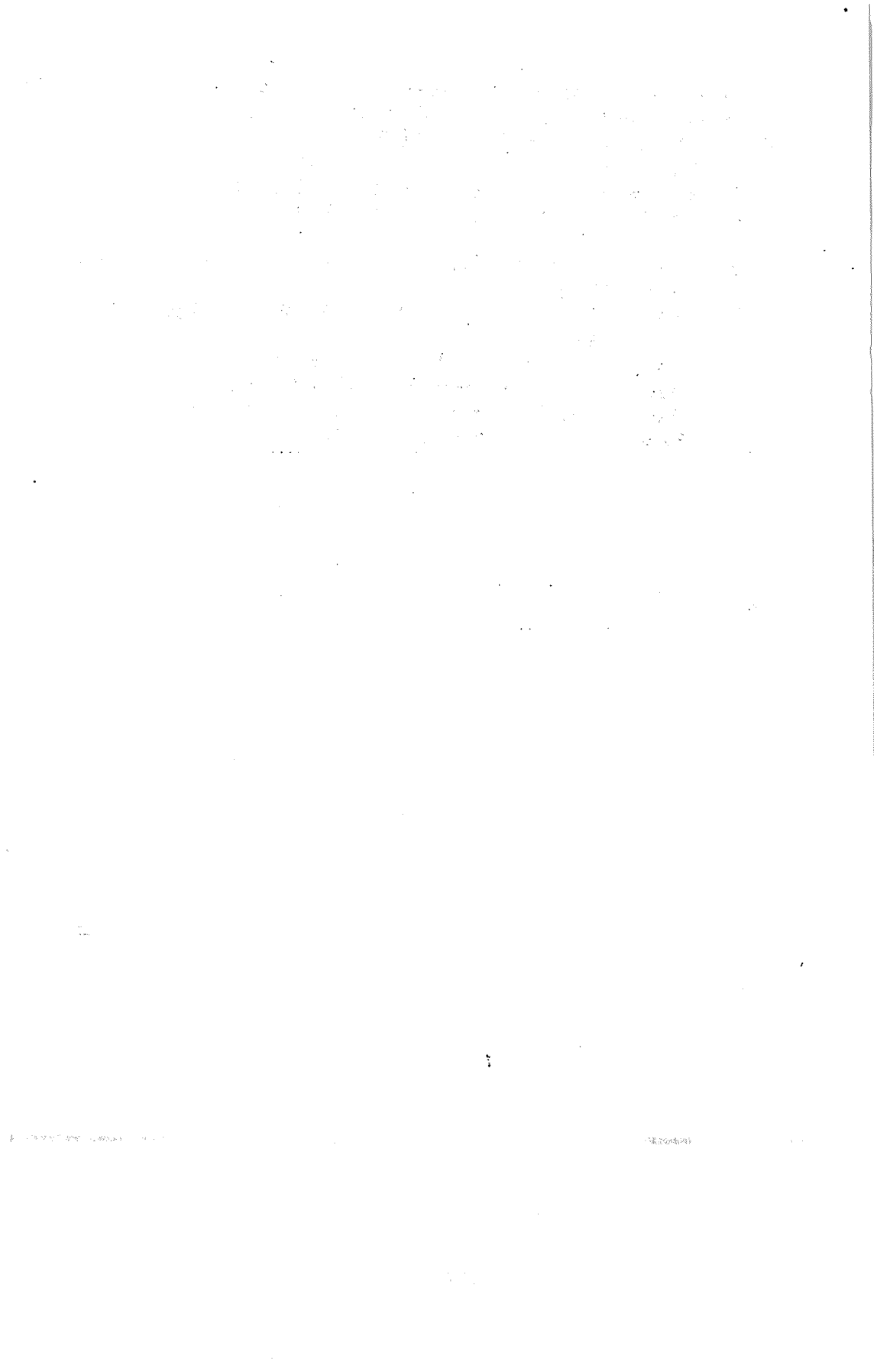
ii. Küresel simetrik uzay ve zaman

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

2. İzotropi yoksa rotasyon yapan modeller
(en tanınmış Kerr (dış) ve Van Stockum (iç))

B Enerji momentum simetrileri

1. $T_{\mu\nu} = c^2 U_\mu U_\nu$, $U^\mu = 4$ -lü hız
toz modelleri (inkohorent madde)
2. $T_{\mu\nu} = c^2 U_\mu U_\nu + \Theta_{\mu\nu}$ akışkan modelleri
 Θ :gerilim tensörü
3. $T_{\mu\nu} = (\rho c^2 + p) U_\mu U_\nu - p g_{\mu\nu}$,ideal akışkan
modelleri , p:basınç
4. $T_{\mu\nu} = \rho c^2 U_\mu U_\nu + \Theta_{\mu\nu} + M_{\mu\nu} + F_{\mu\nu} + Q_{\mu\nu}$ genel
modeller
 $\Theta_{\mu\nu}$: basınç ve gerilim tensörü
 $M_{\mu\nu}$: elektromagnetik enerji tensörü
 $F_{\mu\nu}$: elektromagnetik alan madde etkisi
 $Q_{\mu\nu}$: Termodinamik etkiler



VV CEPHEİ'NİN MORÖTESİ TAYFININ İNCELENMESİ

Semanur Engin

Nihal Yılmaz

A.Ü., Fen Fakültesi,

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Beşevler, Ankara

1. Giriş :

VV Cep, uzun periyotlu (~20.4 yıl) bir örten çifttir. Baş yıldız M türünden bir süperdev, türü çok iyi saptanamayan yoldaş O-B türünden bir yıldız olup etrafını saran bir zarf vardır. Görsel bölgede baş yıldız yoldaşa nazaran çok parlak olduğundan gözlenen ışıının esas olarak M süperdevine aittir. Son çalışmalar M yıldızının ~1500-1900 R_{\odot} ve yoldaşın 13 R_{\odot} çapında, her iki yıldızın aynı kütlede (~20 M_{\odot}), bileşenler arasındaki ayrıklığın ~25 AE olduğunu göstermektedir. Sistemin son tutulması 1977-1978'de meydana gelmiştir. Bu tür sistemlerde sıcak yıldız soğuk yıldızın atmosferinin arkasından geçerken soğuk yıldızın atmosferi hakkında ayrıntılı bilgi elde edinilmesi beklenir. Fakat, diğer benzer süperdevlerde olduğu gibi M yıldızının tayfı değişkendir, ayrıca B yıldızının etrafındaki zarf da tayfı biraz daha karmaşık hale getirdiğinden sistemin tayfinin açıklanması çok güç hale gelmektedir. Bu tür sistemlerin UV gözlemleri, yoldaşın tayfı türünün daha iyi tayini ve sistemi saran zarfın incelenmesi amacıyla yapılmaktadır.

VV Cep'in, IUE veri bankasında mevcut bütün tayflarını sıcak yoldasın tayf türünü ve tutulmanın sonunda meydana gelen tayisal değişimleri incelemek amacıyla topladık. VV Cep, uydunun çalışmaya başlamasından hemen sonra gözlemlendi, bu da son tutulmanın çıkışına rastlamaktadır. Gözlemler 5 Mayıs 1978 ve 28 Aralık 1984 arasını kapsamaktadır. Optik gözlemlere göre üçüncü kontak 18 Şubat ile 10 Mart 1978 arasında ve dördüncü kontak 20 Mayıs'ta meydana gelmiştir. (Hagen ve ark., 1980).

Bu çalışmanın esas amaçlarından biri sıcak bileşenin tayf türünü belirlemektir. Optik gözlemler, M2 Ia türünden baş yıldızın ve yoldaşı veya bütün sistemi saran zarfın etkisiyle çok belirsiz sonuçlar verdiği için O ve A arasında türler bulunmaktadır.

Uzak Ayırma Güçlü Tayflar

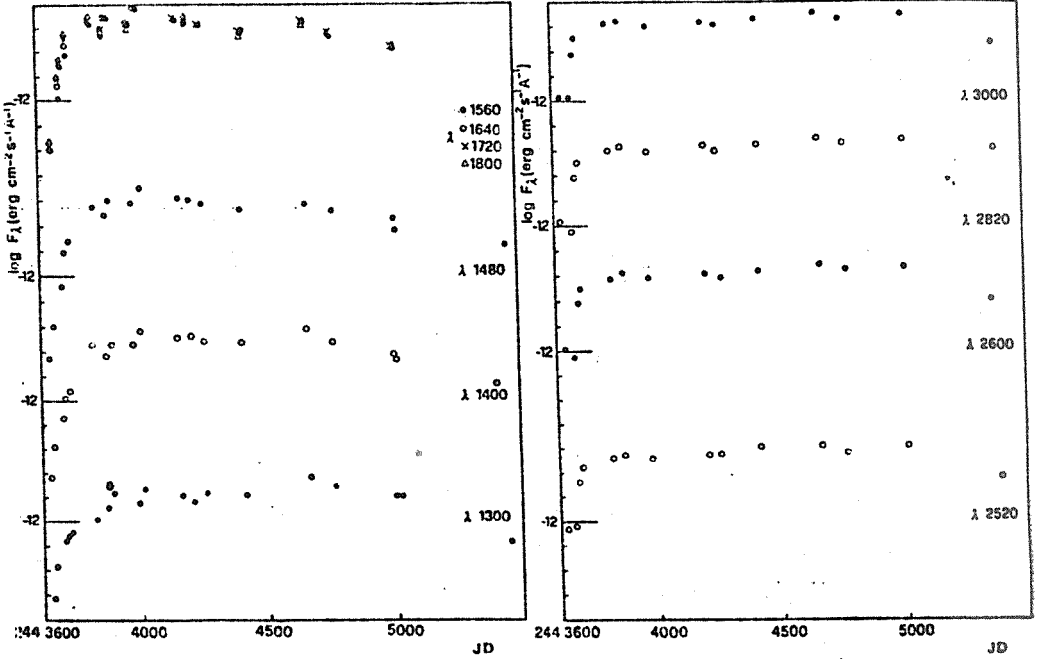
Esreler aşağıdaki bağıntıdan hesaplandı :

$$\text{Minimum zaman} = 2443366 + 7430E \quad (\text{Kholopov, 1985})$$

Hagen ve arkadaşları (1980)'nin gözlediği gibi, atmosferik tutulma, morötesinde, optik bölgeden daha geç sona ermektedir. Gözlemlere göre, toplam yakın morötesi akı tutulma dışı sabit değere 1978 Temmuz başında ulaştığı halde, toplam uzak morötesi akı Temmuz sonlarında ulaşmaktadır.

Kuvvetli soğurma ve salma çizgilerinin bulunmadığı bölgelerden geçirerek sürekli tayf çizildi ve 1300 Å den 3000 Å e kadar akı değerleri ($\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$) JD ye karşı işaretlendi. (Şekil 1). Görüldüğü gibi dördüncü kontak zamanı ile dalga boyu arasında oldukça düzenli bir bağıntı vardır. 1300 Å den 3000 Å e

doğru gidildikçe dördüncü kontak daha erken meydana gelmektedir.



Şekil. 1

U halde M2 dev yıldızının atmosferinin donukluğu kısa dalgalı boylarına doğru düzenli olarak artmaktadır. Isık eğrisinin gözlenmiş kısmının genişliği de dalgalı boyuna bağlıdır: 1240 Å de $\Delta m = -1.38$, 1500-1700 Å arasında maksimum -3.3 değerine erişip, sonra -1.5'a düşmekte ve 2500 Å den 3000 Å'e kadar sabit kalmaktadır. Bu durum, örtün cismın donukluğunun dalgalı boyuna bağlılığının ve örtülen cismın enerji dağılımının bileşik etkisinin sonucudur.

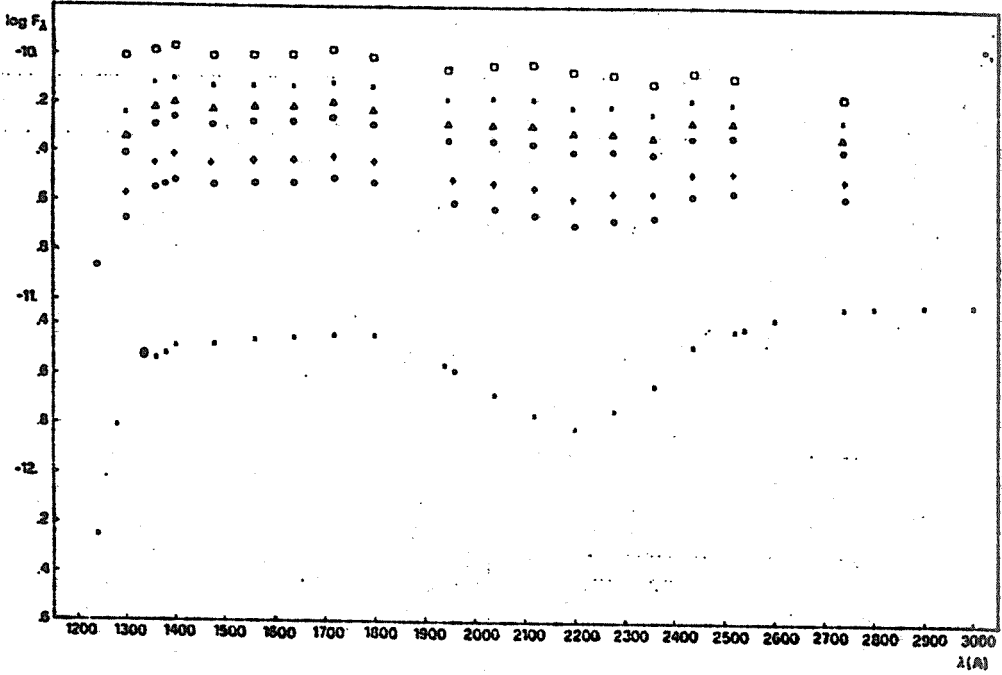
Yıldızlararası kızarmayı bulmak için 1200 Å den 3000 Å'e kadar düşük ayırma gücü tayfları kullandık ve buradan yoldasın düzeltilmiş enerji dağılımını elde ettik. Bunun için

$$\log F_{\text{düz}} = \log F_{\text{göz}} + 0.4 * k_{\lambda} * E(B-V)$$

bağıntısında E(B-V)'nin 0.30 ve 0.47 arasındaki değerlerine karşılık gelen düzeltmeleri uyguladık. E(B-V)=0.40 değeri için 2200 Å'deki soğurma ortadan kalkmaktadır. Bu değer optik tayftan Wawrukiewicz ve Lee (1974) tarafından bulunan 0.3 değerinden büyüktür. Şekil.2'den görüldüğü gibi E(B-V)=0.30 için 2200 Å'deki soğurma hâlâ belirgindir. Bu kadar büyük kızarma olmasına karşılık büyük ayırma gücü tayflarda yıldızlararası soğurma çizgileri görülmemektedir. Yıldızlararası gaz ve toz genellikle birlikte bulunurlar, ama daima böyle de olmayabilir. Ayrıca yıldızlararası çizgiler zayıf olduğundan, yıldıza ait çizgilerle blend halinde de olabilirler.

31 Temmuz 1978 tarihine kadar enerji dağılımı örten cismin donukluğundan etkilendiğinden (Şekil. 3), 7 Mayıs ile 31 Temmuz arasında alınan tayflar, yıldızlararası sönmeme için düzeltildikten sonra bile, hiç bir Kurucz modeli ile uyuşmayan bir enerji dağılımı göstermektedir.

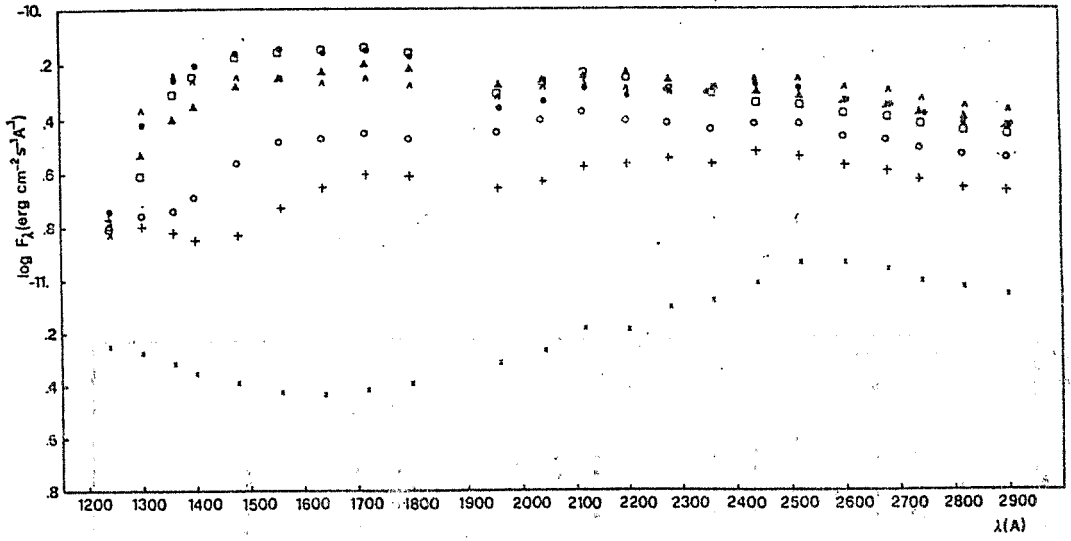
1300 Å ve 2000 Å arasında geniş bir çökme görülmektedir. Bu çökme blend soğurma çizgileri ile açıklanamaz, çünkü yüksek ayırma gücü tayflarda Mayıs 1978'den Aralık 1984'e kadar önemli bir çizgi değişimi görülmemektedir. Kasım 1978'deki düşük ayırma gücü tayf, daha sonraki tarihlerde alınanlar ile hemen hemen aynıdır. Tutulmanın sona ermesinden sonra yapılan gözlemlerin ortalama enerji dağılımı, kızarma için düzeltildikten sonra Kurucz (1979) modelleri ile karşılaştırıldı. En iyi uyum Te=9500 °K için elde edildi. Yüzey çekim ivmesine önemli bir bağlılık yoktur. Bu sonuç, Wawrukiewicz ve Lee (1974)'nin fotometrik ölçümlerden bulduğu B1,2 V tayf türüne hiç uymamaktadır, halbuki Faraggiana ve Selvelli (1979)'nin tek bir düşük ayırma gücü IUE tayfindan elde ettiği sonuca uygundur.



Şekil.2. (x) Mayıs 1979'dan Şubat 1982'ye kadar kızarma için düzeltilmemiş tayfların ortalamasını vermektedir.

Üsteki şekiller $E(B-V)=0.30$ (•), 0.33 (+), 0.38 (o), 0.40 (Δ), 0.43 (x) ve 0.47 (\square) için düzeltilmiş tayfları vermektedir.

Gözlenmiş enerji dağılımının, Kurucz'un teorik enerji dağılımından 2200 \AA 'den daha büyük dalgalarda ayrılması, M süperdevinin bu dalga boyundan itibaren katkısının önemli hale geldiğini göstermektedir.



Şekil 3. $E(B-V)=0.40$ için düzeltilmiş tayflar: (x) 7 Mayıs 1978; (+) 30 Haziran 1978; (o) 10 Temmuz 1978; (□) 9 Kasım 1978; (Δ) 25 Aralık 1978; (*) 10 Ekim 1979, 25 Kasım 1979, 15 Ocak 1980 ve 23 Haziran 1980'de alınmış; (-) 26 Şubat 1981, 8 Haziran 1981 ve 9-10 Şubat 1982'de alınmış tayfların ortalesidir.

3. Yüksek Ayırma Güçlü Uzak Morötesi Tayflar :

Atmosferik tutulmanın son evresinde (Haziran, 1978) elde edilen yüksek ayırma güçlü uzak UV tayfları, daha sonra 1979'dan 1984'e kadar elde edilen tayflardan, sürekli akı değeri dışında, önemli bir farklılık göstermemektedir. Bu bölgede çok sayıda soğurma çizgisi tayfa hâkimdir. Salma çizgileri azdır. Ly_{α} 'dan başka (poz süreleri bir saatten fazla olduğu için bu çizgide yer koronasında oluşmuş bileşenin katkısı önemlidir) λ 1302-1306 Å'de OI üçlüsü, λ 1641 Å'de OII, λ 1785-1787 Å'de FeII'nin 191 multiyeti, λ 1745 Å'de NI'nin yarı kararlı (meta-stable) çizgisi görülmektedir. Bu çizgilerin hepsinin şiddetleri yakındaki sürekliliğe göre düzensiz olarak değişmektedir, fakat

değişim yüzdesi %18'den küçüktür, belki de bu değişim gerçek olmayıp sürekli tayfın çizilişindeki belirsizlik yüzündendir.

Uzak UV'deki salma çizgilerinin tartışılması gerekir:

OI : λ 1302, 1304 ve 1306 Å'daki üçlü, teorik şiddet oranlarından farklı bir oran göstermektedir ve bu çizgiler 1641 Å'deki OII çizgisinden daha zayıftır. Aynı durum CH Cyg, Zeta Aur, RR Tel ve HD45677'de de gözlenmiş ve Hack ve Selvelli (1982) tarafından bir açıklama getirilmiştir.

Fell : 191 multipli, yaygın zarfı birçok yıldızda salma halinde gözlenmiştir. Çünkü bu multipli, λ 1260 Å'daki rezonans multipli ile aynı üst seviyeye sahiptir ve 191 multipli çizgilerinin f değerleri λ 1260'inkilerden büyüktür, dolayısıyla 191 multipli salınması daha olasıdır.

NI : λ 1745 Å'deki yarı kararlı (metastable) çizgi genellikle salma halindedir; halbuki aynı multipli λ 1742 Å'daki daha kuvvetli çizgisi ve aynı üst seviyeye sahip λ 1492 ve 1494 Å çizgileri soğurma halindedir. NI çizgilerinin bu davranışı için tek açıklama şudur: 1745 Å çizgisi bu gurubun en zayıf çizgisi olup kendi-kendinden soğurma (self-absorption) yapmamaktadır, diğer üçü ise yapmaktadır.

CI ve NI gibi nötr elementlerin çizgilerinin (temel veya uyarılmış seviyelerden) şiddetlerinde hiçbir değişim gözlenmemesi bu çizgilerin sistemi saran bir zarfı olduğunu gösterir. Eğer M süperdevinin atmosferinde oluşmuş olsalardı yoldasın; sıcak sürekliliği tarafından "doldurularak" değişim gösterirlerdi.

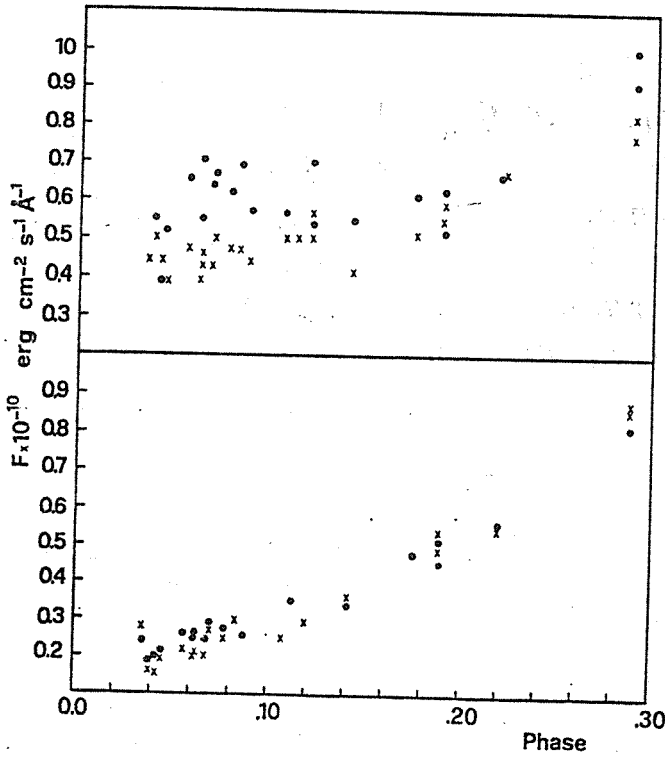
14. Yüksek Ayırma Güçlü Yakın Morötesi Tayflar :

Yüksek ayırma, güçlü yakın UV tayflarda bir defa iyonlaşmış metallerin (Ti II, V II, Cr II, Mn II ve bilhassa Fe II)

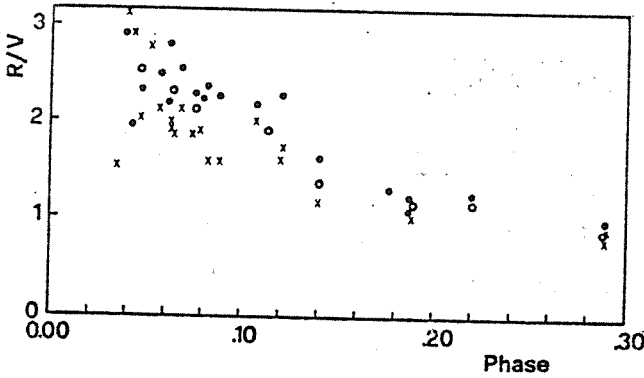
soğurma çizgileri hakim durumdadır. Mg II'nin rezonans ikilisi (λ 2795 ve λ 2802 Å) iki emisyon kanadı göstermektedir ve R/V oranı değişmektedir (Şekil. 4). Mg II'nin rezonans ikilisi ve 2852 Å'deki Mg I'in rezonans çizgisi bütün gözlem periyodu boyunca doymuştur. O halde bunlar sistemi saran zarfta meydana gelmekte, dolayısıyla yoldaşın sürükliliği ile dolmamaktadırlar. Bu kuvvetli çizgilerde de yıldızlararası bileşen gözlenmemektedir.

Mg II'nin λ 2795 ve 2802 Å çizgilerinin salma kanatlarından başka bazı Fe II çizgileri de salma halindedir veya salma bileşenlerine sahiptir. En şiddetlisi 2839.513 Å'de Fe II (391) ve 2839.799 Å'de Fe II (380) çizgilerinden oluşmuş blendir, bu çizgi soğurma bileşeni göstermez. 2845.450 Å'de Fe II (399) çizgisi yine soğurma bileşeni olmayan orta şiddette bir salma çizgisidir. 2785.192 Å'de Fe I (373) çizgisinin zayıf bir soğurma bileşeni ve kuvvetli salma kanatları vardır. e^4D ve e^6D seviyelerine (363, 373, 380, 391, 399 multiplerinin üst seviyeleri) uyarılmış atomların sayısının alt seviyelere uyarılmış atomların sayısına nazaran normalden daha çok oldukları bilinmektedir, fakat buna neden olan mekanizma bilinmemektedir. O halde bu multiplerin en kuvvetli çizgileri olan 2839, 2845 ve 2745 çizgilerinin neden salma halinde oldukları açıklanmaktadır.

60, 62 ve 78 multiplerinin en kuvvetli çizgileri (2926, 2755 ve 3002 Å) iki salma kanadı göstermektedir. 60, 62 ve 78 multiplerinin üst seviyeleri sırası ile z^6F , z^4F ve z^4P 'dir. Bunlar sırası ile 373, 392 ve 181 (optik bölgede olup, üst seviyesi e^5D 'dir.) multiplerinin alt seviyeleridir. O halde yukarıda belirtildiği gibi e^4D ve e^6D seviyelerine uyarılmış normalden fazla atom olması z^6F , z^4F ve z^4P 'ye uyarılmış atomlarda normalden fazla olmasına neden olabilir; bu da gözlenen emisyon kanatlarını açıklar.



Şekil 4-a) Mg II'nin 2795 (•) ve 2802 (x) çizgilerinin kırmızı (üstte) ve mor (altta) salma kanatlarının tepesindeki akı.



Şekil 4-b) Mg II'nin salma kanatlarının R/V oranı.

Yakın UV bölgesi de, Mg II'nin salma kanatlarındaki akı-
nısalın F/V oranları (**Şekil. 4-a,b**) ve en kuvvetli salma çizgileri
olan λ 2839 ve λ 2756 Å Fe II çizgilerinin şiddetleri dışında
önemli bir tayfsal değişim göstermemektedir. **Şekil. 5**'den
görülüyor ki λ 2839 Fe II salma çizgilerinin merkezi şiddeti ve
 λ 2756 Fe II çizgisinin iki salma kanadının merkezi şiddetleri
0.04 evresinden 0.29 evresine kadar düzenli olarak azalmaktadır.

5. Sonuç :

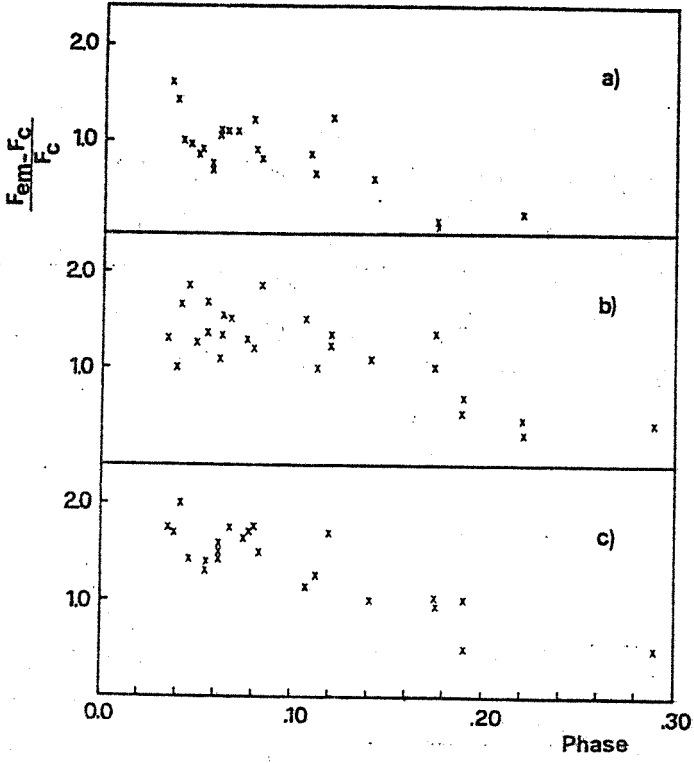
Atmosferik tutulma gösteren VV Cep çiftinin dördüncü
kontakten sonra (0.04 evresinden 0.36 evresine kadar) IUE ile
elde edilmiş düşük ve yüksek ayırma gücüne sahip tayflarının
incelenmesi aşağıdaki sonuçları vermiştir :

1) Yıldızlararası kızarma, optik gözlemlerle elde edilenden
büyük olup $E(B-V)=0.40$ 'dir. Oldukça büyük bu kızarmaya
karşılık hiçbir yıldızlararası izgi gözlenmemiştir.

2) Kısa dalga boylarına doğru gidildikçe dördüncü kontak
saha geçmektedir.

3) Yoldaş erken A türündendir. Kurucz modelleri ile
karşılaştırma $T=9500$ °K vermektedir.

4) Optik bölgede çok sayıda kuvvetli salsalar
gözlenmesine karşılık UV tayfı esas olarak bir soğurma tayfidir.
Sadece orta şiddette ve az sayıda O I, Mg II, Fe II'nin salma
kanatları ve oldukça zayıf Ly α samsası gözlenmektedir.



Şekil 5. Evreye karşı, 2756 Fe II çizgisinin kırmızı (a) ve mor (b) salma kenatlarının ve 2840 Fe II çizgisinin salmasının (c) $F-F_c/F_c$ merkezi şiddeti.

Baynakiar

- Faraggiana, R., Selvelli, P.L.: 1979, *Astron. Astroph.*, **76**, L18.
Hack, M., Selvelli, P.L.: 1982, *Astron. Astroph.*, **107**, 200.
Hagen, W., Black, J.H., Dupree, A.K.: 1980, *Astroph. J.*, **238**, 203.
Kholopov, P.N. : 1985, *General Catalogue of Variable Stars*, Vol.I.
Kurucz, R.L.: 1979, *Astroph. J. Suppl.*, **40**, 1.
Wawrukiewicz, A.S., Lee, T.A.:1974, *Publ. Astron. Soc. Pac.*, **86**,51.

Omicron Pegasi Özel Yıldızının Atmosfer Analizi

D.Koçer

Ç.Bolcal

M.Sağlamsaatçi

(Boğaziçi Üniversitesi)

1.Giriş: Omicron Pegasi (HD214994), keskin çizgili bir özel yıldız olup, A1 IV spektrel sınıfından sıcak metal-çizgili yıldızlar gurubuna dahildir. $B-V = -0.01$, $U-B = -0.01$, $b-y = -0.005$, $m_1 = 0.451$, $c_1 = 1.108$, $H_{\beta} = 2.857$ olup, dönme hızı 6 km/s olarak saptanmıştır.

2.4 A/mm dispersiyonlu 10 tane DAO spektrumunun bir araya getirilerek ortalamasının alındığı veri, 3700-4650 Å aralığında (Dalgaboyu-şiddet) spektrogramı olarak atmosfer analizinde kullanılmıştır.

2.Kullanılan Programlar: Kuramsal atmosfer modelleri elde etmek için ATLAS 6 (Kurucz,1979), kuramsal Balmer profillerini elde etmek için BALMER 6 (Peterson,Kurucz,1979) ve atmosferin metal bolluğunu hesaplamak için WIDTH 6 (Kurucz) programları kullanılmıştır.

3.Spektrel Çizgi Tanısı: 3703-4639 Å dalgaboyu aralığında 600 çizginin tanısı Moore(1945) kataloğu yardımıyla yapılmıştır. Bu çizgilerin ait oldukları elementler H,Mg,Al,Si,S,Ca,Sc,Ti V,Cr,Mn,Fe,Ni,Sr,Y,Zr,Ba,Ce ve Ba dur.

4.Esdeğer Genişlik Ölçümü: Keskin çizgili bir spektrum olduğundan, blent olmayan çizgiler üçgen profiller halinde düşünülerek ölçülmüş ve Adelman (1984) ile kıyaslanmıştır, Şekil 1. Özellikle 50 mÅ dan büyük çizgilerde sistematik bir fark ortaya çıktığı görülmektedir. Bunun nedeni kuvvetli çizgilerin üçgen yöntemi ile ölçümünde kanatlarda yapılan yanlıdır.

5.Atomsal Veriler: Atmosfer analizi hesabında osilatör şiddetler için Çizelge 1 de verilen kaynaklar kullanılmıştır.

6.Gözlemsel ve Kuramsal H-gamma Profilleri: Spektrogram üzerinde H-gamma profilinin kırmızı ve mavi kanatları ayrı ayrı ölçülerek ortalaması alınmış, Çizelge 2 , kuramsal olarak 9500 K etkin sıcaklık ve 3.50 logaritmik yüzey gravitesi parametrelerine karşılık gelen modelle uyumuştur, Şekil 2.

7. Mikrotürbülans Hızı Hesabı: FeI ve FeII çizgileri kullanılarak Çizelge 3 de görüldüğü gibi ortalama mikrotürbülans hızı 1.5 km/s olarak hesaplanmıştır.

8. Atmosferde Element Bolluğu: Saptanan atmosfer parametreleri ve ölçülen eşdeğer genişlikler yardımıyla WIDTH 6 programı kullanılarak element bolluğu hesaplanmış ve Çizelge 4 de verilmiştir. Bulunan sonuçlar Adelman(1984) tarafından elde edilenlerle kıyaslanmış, MgI,II, AlI, SII, CaII, MnII, FeI,II ve NiII için farklı değerler elde edilmiştir. Söz konusu farklılık kullanılan gf değerlerinden ve eşdeğer genişliklerden kaynaklanmaktadır. Ancak bu farklılık Omicron Pegasi'nin metal-çizgili özel yıldız olma özelliğini değiştirmemiştir.

Bu araştırmanın gerçekleşmesindeki katkılarından ötürü Dr.S.J.Adelman, Dr.B.Hauck, Doç.Dr.Ümit Kızıloğlu ve Boğaziçi Üniversitesi Araştırma Fonuna teşekkürlerimizi sunarız.

Kaynakça:

- (AYB). Adelman, S. J., Yeung, J.M., Baldwin, H.E.: 1984, *Mem. Not. R. Astron. Soc.* 206, 649.
- (A). Adelman, S. J.: 1987, *Astron. Astrophys. Supp. Ser.* 67, 353.
- (AL). Allen, K.S.: 1976: *Publ. Astron. Soc. Pac.* 68, 338.
- (BG). Biement, E., Grevesse, N., Hannaford, P., Lowe, R. M.: 1981.
Astrophys. J. 248, 867.
- (C2). Cowley, C.R., Corliss, C.H.: 1983, *Mem. Not. R. Astron. Soc.* 203, 651.
- (DK). Deerr A., Keck K.: 1985, *J. Quant. Spectrosc. Radiat. Transfer*, 33, 307.
- (G). Grevesse, N.: 1984, *Phys. Scripta* T6, 49.
- (HL). Hannaford, P., Lowe, R.M., Grevesse, N., Biement, E.: 1982
Astrophys. J. 261, 736.
- (HE). Heise, H. . : 1974, *Astron. Astrophys.* 34, 275.
- (KP). Kurucz, R.L., Peytremann, E., : 1975, *SAO Special Rep.* 362.
Kurucz, R.L.: 1979, *Astrophys. J. Supp. Ser.* 40, 1.
- (KU). Kurucz, R. L.: 1981, *SAO Special Report* 390.
- (KF). Martin, G.A., Fuhr, J.R., Wiese, W.L.: 1987, in preparation.
- (NM). Miles, B.M., Wiese W.L.: 1969, *NBS Tech. Note* 474.
- (NO). Noltz, J.: 1983, *Astron. Astrophys. Suppl.* 52, 37.
Moore, C.E. : 1945, *A Multiplet Table of Astrophysical Interest*,
Princeton Univ. Observatory. Princeton, NJ.
- (RA). Roberts, J.R., Andersen, T., Sorensen, G.: 1973, *Astrophys. J.* 181, 587.
- (SC). Schaeffer, A.R.: 1971, *Astrophys. J.* 163, 411.
- (SK). Smith, M.A.: 1976, *Mem. Not. R. Astron. Soc.* 177, 275.
- (SW). Warner, B.: 1967, *Mem R. Astron. Soc.* 70, 165.
- (WF). Wiese, W. L., Fuhr, J.R.: 1975, *J. Phys. Chem. Ref. Data* 4, 263.
- (WS). Wiese, W.L., Smith, M.W., Miles, B.M.: 1969, *NBSDS-NBS* 22.
- (YP). Younger, S.M., Fuhr, J.R., Martin, G.A., Wiese, W.L.: 1978, *J. Phys. Chem. Ref. Data* 7, 495.

Çizelge 1. Osilatör Şiddet Kaynakları.

Element	Simge	Kaynak
Mg I	WS	Wiese et.al. (1969)
	SC	Schaeffer (1971)
Mg II	WS	Wiese et. al. (1969)
Al I	WS	Wiese et. al. (1969)
Si I	WS	Wiese et. al. (1969)
Si I	WS	Wiese et. al. (1969)
Si II	WS	Wiese et. al. (1969)
	KP	Kurucz and Peytremann (1975)
S II	WS	Wiese et. al. (1969)
Ca I	WS	Wiese et. al. (1969)
Ca II	WS	Wiese et. al. (1969)
Sc II	WF	Wiese and Fuhr (1975)
Ti II	MF	Martin et. al. (1987)
	SW	Warner (1967) as corrected by Smith (1976)
V II	YF	Younger et. al. (1978)
	RAS	Roberts et. al. (1973)
Cr I	YF	Younger et. al. (1978)
Cr II	SW	Warner (1967) as corrected by Smith (1976)
Mn I	YF	Younger et. al. (1978)
Mn II	KP	Kurucz and Peytremann (1975)
	SW	Warner (1967) as corrected by Smith. (1976)
Fe I	MF	Martin et. al. (1987)
	C2	Cowby and Carliss (1983)
	KP	Kurucz and Peytremann (1975)
Fe II	MF	Martin et. al. (1987)
	MO	Mesity (1983)
	KU	Kurucz (1981)
Ni I	HE	Heise (1974)
	DK	Deerr and Kock (1985)
Ni II	SW	Warner (1967) as corrected by Smith (1976)
Sr II	AL	Allen (1976)
Y II	HL	Hanneferd et. al. (1982)
Zr II	BQ	Biemond et. al. (1981)
Ba II	Md	Miles and Wiese (1969)

Çizelge 2. H-gama profilleri.

$\Delta\lambda(\text{\AA})$	Residüel Şiddet			Model
	$R_{\text{kırmızı}}$	R_{mavi}	$R_{\text{ortal.}}$	
0	.187	.187	.187	.144
1	.358	.352	.355	.301
2	.414	.404	.409	.367
3	.463	.453	.458	.425
4	.507	.503	.505	.479
5	.552	.543	.546	.530
6	.590	.587	.589	.579
7	.634	.628	.630	-
8	.668	.664	.666	.666
9	.700	.703	.702	-
10	.730	.735	.733	.740
11	.765	.765	.765	-
12	.791	.791	.791	.798
13	.813	.813	.813	-
14	.832	.828	.830	.842
15	.850	.849	.850	-
16	.865	.867	.866	.876
17	.890	.882	.886	-
18	.902	.894	.898	.902
19	.910	.900	.905	-
20	.917	.920	.918	.921
21	.929	.923	.926	-
22	.936	.932	.934	.936
23	.940	.943	.941	-
25	.951	.949	.950	-
28	.962	.960	.960	.963

Çizelge 3. Mikrotürbülans Hızı Hesabi.

Element	Çizgi Sayısı	Mikrotür. Hızı	log N/H
Fe I	126	1.4	- 4.29 $\bar{7}$.16
Fe II	56	1.5	- 4.37 $\bar{7}$.16
Ortalama		1.5 km/s	

Çizelge 4 . Hesaplanan Bolluklar ve Kıyaslanması.

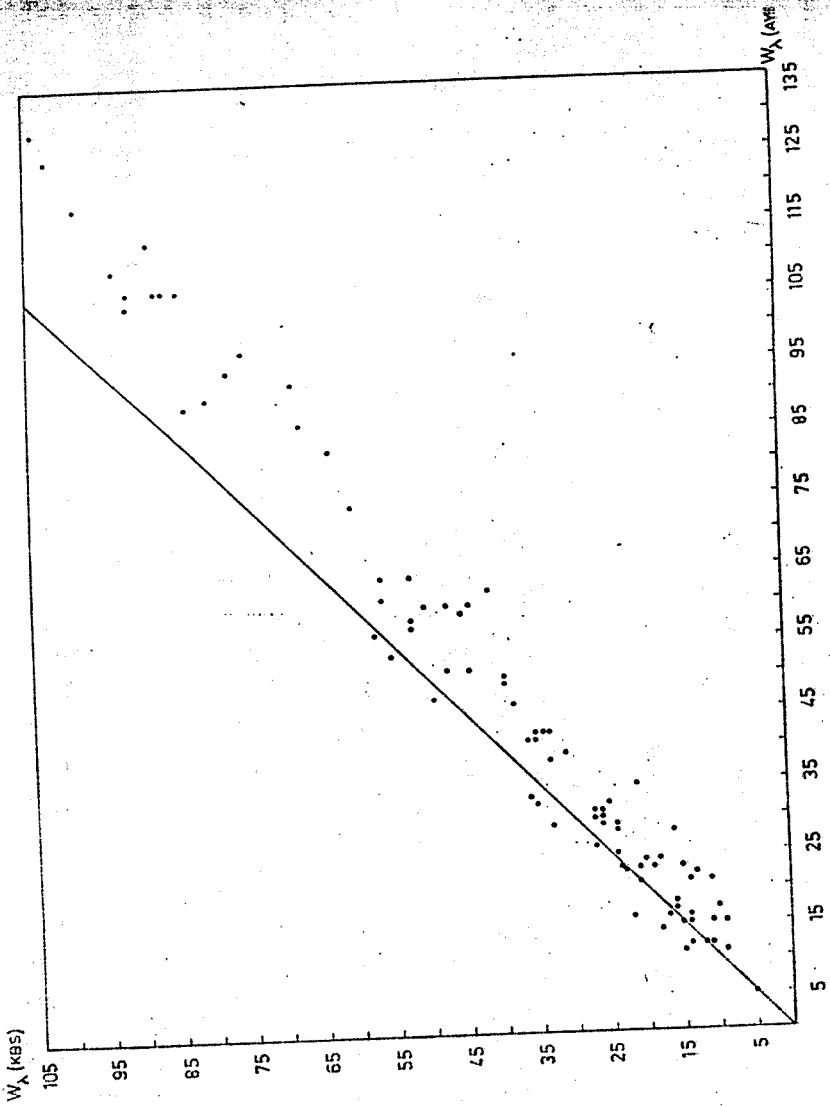
Element	O Peg (AYB)		O Peg (KBS)		Normal Yıldız Ort. Güneş (G)	
	Log N/H	n	Log N/H	n	Log N/H	(A) Log N/H
Mg I	-4.45	5	-4.81 ±.31	4	-4.23	-4.38
Mg II	-4.34	6	-4.61 ±.08	6	-4.28	-4.38
Al I	-5.44	2	-5.64 ±.23	2	-5.81	-5.51
Si I	-4.52	1	-4.54	1	-	-
Si II	-4.33	5	-4.32 ±.13	6	-4.40	-4.37
S II	-4.15	1	-4.49	1	-	-4.77
Ca I	-5.54	5	-5.58 ±.18	4	-5.71	-5.66
Ca II	-6.13	1	-6.61	1	-5.96	-5.86
Sc II	-9.22	8	-9.25 ±.11	7	-9.16	-8.96
Ti II	-6.68	55	-6.80 ±.19	56	-6.97	-7.02
V II	-7.29	21	-7.20 ±.19	17	-7.40	-7.79
Cr I	-6.02	3	-6.13 ±.01	3	-6.05	-5.88
Cr II	-5.76	38	-5.79 ±.19	26	-5.70	-5.88
Mn I	-6.57	3	-6.43 ±.05	3	-	-7.16
Mn II	-6.57	3	-6.12 ±.26	3	-	-7.16
Fe I	-4.15	169	-4.30 ±.16	126	-4.30	-4.37
Fe II	-4.20	77	-4.37 ±.17	56	-4.37	-4.37
Ni I	-5.09	13	-5.10 ±.16	5	-	-6.70
Ni II	-5.74	6	-5.91 ±.16	6	-6.57	-6.70
Sr II	-8.08	3	-8.00 ±.10	4	-8.88	-9.10
Y II	-9.14	8	-9.07 ±.20	6	-	-9.76
Zr II	-8.39	26	-8.36 ±.16	22	-	-9.44
Ba II	-8.54	2	-8.57	1	-	-9.91

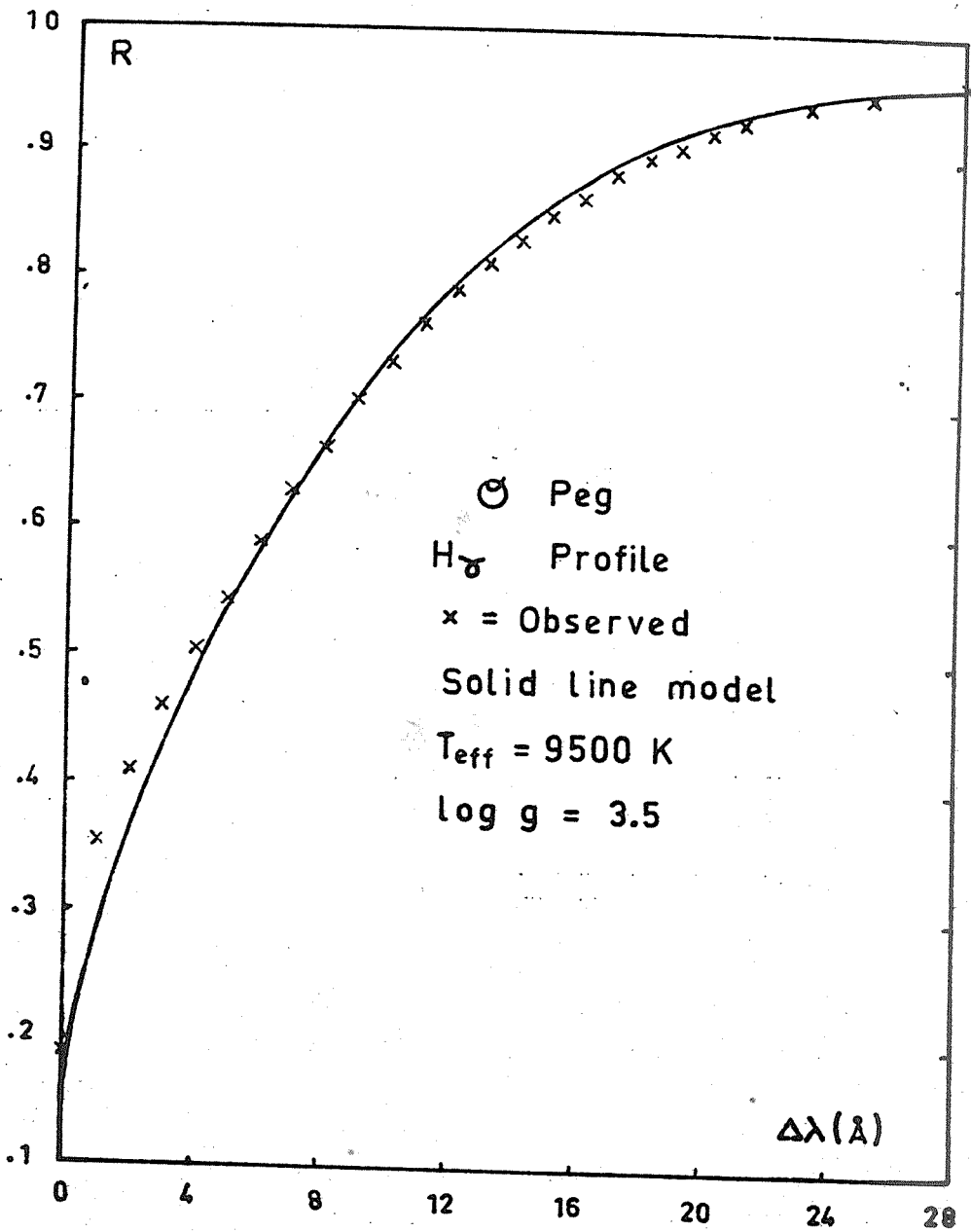
KBS : Koçer, Bolcal, Sağlamsatçı.

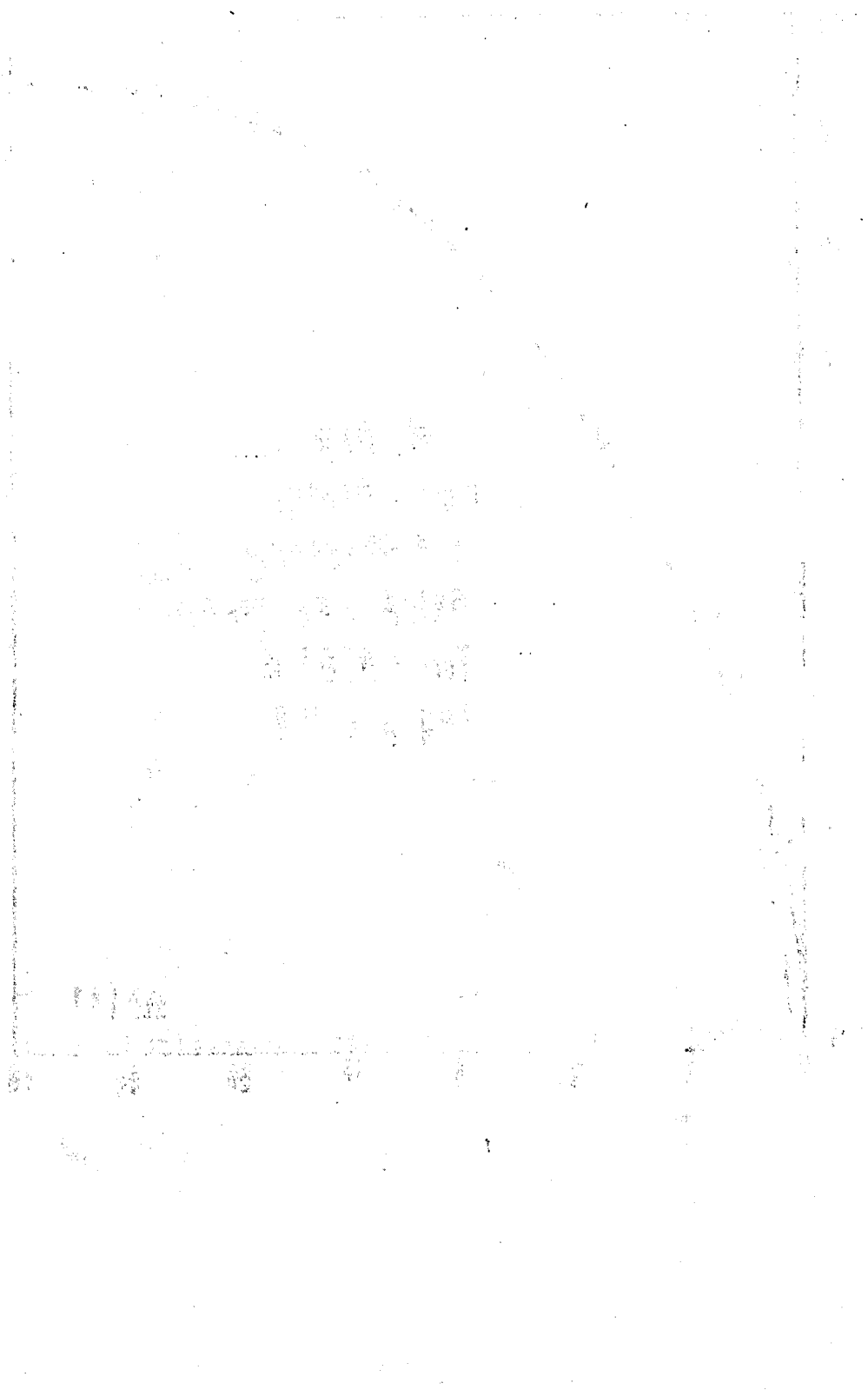
AYB : Adelman et.al (1984)

G : Grevesse (1984)

A : Adelman (1987)







Geliştirilmiş RGU Fotometrisi

S.Karaali, İ.Ü.F.F. Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü.

Özet: Galaksimizin incelenmesinde kullanılan fotometri sistemlerinden biri olan RGU üç renk fotometrisinin uygulanmasında karşılaşılan en önemli zorluk R,G ve U bantlarında fotoelektrik kadirlerin bulunmamasıdır. Bu durum, fotoelektrik olarak tanımlanan UBV üç renk fotometrisinden (fotoğrafik) RGU ya dönüşüm yapmayı zorunlu hale getirmektedir.

İlk kullanılan ve deneysel olarak bulunan formüller Stock'a (1956) ait olup Becker (1962) tarafından bir miktar düzeltilmiştir. 1960 lı yılların sonuna doğru kullanılmaya başlanan Steinlin (1968) formülleri bir miktar geliştirilmiş ve bugüne kadar birçok çalışmada kullanılmış olmasına rağmen bunların sistematik hatalar içerdiği anlaşılmıştır(Buser,1978). Gerçekten U kadirleri arasındaki $U_{RGU} = U_{UBV} + 1.24$ dönüşüm formülü sadece fotoğrafik UBV ve fotoğrafik RGU için doğrudur; çünkü U lar için her iki sistemde de aynı plâk ve aynı filtre kullanılmaktadır. Halbuki Steinlin formülleri ile fotoelektrik U,B ve V kadirleri fotoğrafik R,G ve U kadirlerine dönüştürülmektedir.

1978 yılında Buser (1978), ana kol yıldızları için ayrıntılı spektral enerji dağılımları kullanmak sureti ile elde ettiği U,B ve V kadirlerini aynı yolla tayin ettiği R,G ve U kadirlerine dönüştürmüş böylece Steinlin formüllerindeki sistematik hatayı ortadan kaldırmıştır.

Buser formülleri yaklaşık 10 yıldan beri bilinmesine rağmen, uygulaması ilk defa 1987 yılında Fenkart ve Karaali tarafından, M 5 galaksisi doğrultusunda ekvatorial koordinatları $\alpha = 15^h 16^m .0$,

$\delta = +2^{\circ} 16'$ (1950), galaktik koordinatları $l = 4^{\circ} .0$, $b = +47^{\circ} .0$ (1950) olan 1.05 derece karelik bir yıldız alanına yapılmış ve bulunan deneysel sonuçlarla modellerden elde edilen sonuçların uyduğu görülmüştür.

1. Giriş. Çeşitli fotometri sistemleri vardır. Basel Üniversitesi ile işbirliği çerçevesinde bölümümüzün kullandığı fotometri sistemleri RGU ve UBV'dir. Bu sistemlere ait spektral bantların λ etkin dalga boyları ve $\Delta\lambda$ yarı bant genişlikleri Cetvel 1'de verilmiştir.

UBV fotoelektrik olarak, daha çok kullandığımız RGU fotometrisi ise fotoğrafik olarak tanımlanmıştır. Bu durum RGU'yu UBV'ye bağımlı yapmaktadır; bir yıldız alanında ölçtüğümüz yaklaşık 2000 yıldızın fotoğrafik R,G ve U kadirlerini tayin edebilmemiz için çizdiğimiz karar eğrisinde kullandığımız standart yıldızların R,G ve U kadirleri U,B ve V kadirleri yardımı ile hesaplanır. UBV fotometrisinden RGU fotometrisine geçişi sağlayan dönüşüm formülleri, RGU'nun kuruluşundan bu yana (Becker, 1938) birkaç defa geliştirilmiştir. Bundan başka Galaksinin yapısı hakkındaki bilgimiz de artmıştır. Aşağıda kısaca bu konulara değinilecektir.

2. Dönüşüm Formülleri. UBV ve RGU fotometrileri arasındaki ilk dönüşüm formülleri Stock (1956) tarafından deneysel olarak bulunmuş, bunlar daha sonra Becker (1962) tarafından düzeltilmiştir. Cetvel 2 de bu formüller verilmiştir.

Steinlin (1968) tarafından, yine deneysel olarak, bulunan dönüşüm formülleri daha geliştirilmiş olup bu formüller 1987 yılına kadar kullanılmıştır. Steinlin formülleri Cetvel 3 te verilmiştir. Kırmızı yıldızlar ($(B-V)_0 > 1^m.0$) için bu formüllerden elde edilen G ve R kadirlerine ayrıca sırası ile $-0^m.22$ ve $-0^m.15$ lik bir düzeltme uygulanır.

Steinlin formülleri, Stock-Becker formüllerinden daha iyi olmalarına ve uzun zaman kullanılmalarına rağmen önemli bir kusuru içermektedir. Görüldüğü gibi U_{RGU} ve U_{UBV} kadirlerinin sadece sıfır noktaları farklıdır. Bu durum fotoğrafik UBV ve fotoğrafik RGU için doğrudur. Çünkü her iki sisteme ait U lar için aynı plâk ve aynı filtre kullanılır. UBV fotometrisinde fotoelektrik U bandı ile fotoğrafik U bandının farklı olduğu bilinmektedir. UBV den RGU ya dönüşüm yaparken kullanılan kadirler fotoelektrik olduğundan Steinlin formülleri sistematik hatalar içeriyor.

2.1) Doğru Dönüşüm Formüllerinin Elde Ediliş Yöntemi

Doğru dönüşüm formülleri, teorik U, B ve V ve R, G ve U kadirlerinin karşılaştırılmasından elde edilir. Bu amaç için:

I) Her i ($U_{UBV}, B, V, R, G, U_{RGU}$) bandına ait $S_i(\lambda)$ duyarlılık fonksiyonu tayin edilmelidir. Bunun için

a) Filtreyi yapan fabrikanın kataloğundaki geçirgenlik eğrileri,

b) Plâğı üreten fabrikanın kataloğundaki emülsiyon duyarlılık eğrileri ve

c) Arz atmosferinin zenitteki geçirgenliği kullanılır.

II) Atmosfer modelleri kullanılarak sunî spektrum elde edilmeli ve buna ait $F(\lambda)$ flüksi tayin edilmelidir. Buna göre teorik bir m_i (U,UBV, B,V,R,G,U_{RGU}) kadiri,

$$m_{i,x} = -2.5 \log \int_0^{+\infty} F(\lambda) S_i(\lambda) (T(\lambda))^x d\lambda + c_1$$

ifadesinden bulunur. Burada c_1 bir sabit, $T(\lambda)$ normalleştirilmiş yıldızlararası geçirgenlik fonksiyonu, $x: 0,1,2,3,4,5,6$ tamsayı değerlerini alan ve yıldızlararası maddenin birim sayısını gösteren bir parametredir.

2.2) Buser Formülleri. Buser (1978), Matthews ve Sandage (1963) ve, Azusienis ve Straižys (1969) un verilerini kullanarak elde ettiği teorik U,B,V kadirlerini kendisine ait verilerle tayin ettiği R,G,U kadirleri ile karşılaştırmak sureti ile Cetvel 4 teki dönüşüm formüllerini elde etmiştir.

Bunu önemle belirtmek gerekir ki bu şekilde kurulan teorinin gözlemlerle uyuşması gerekir. Buser'in teorik (U-G,G-R) iki renk diyagramı gözlemsel verilerle uyum içindedir. Buser formüllerinin sadece Pop.I ana kol yıldızları için geçerli olduğunu da belirtmemiz gerekir.

Buser, yukarıda bahsedilen dönüşüm formülleri için sıfır noktasını (kızarmamış) bir BO V yıldızının renk indeksini $(U-G)_0 = (G-R)_0 = 0.00$ olacak şekilde tespit etmiştir. 1987 yılında ise sıfır noktasında bir değişiklik yapmış ve (kızarmamış) bir AO V yıldızı için kabul edilen $(U-B)_0 = (B-V)_0 = 0.00$ değerinden hareket ederek

böyle bir yıldız için $(U-G)_0 = 1.24$, $(G-R)_0 = 0.32$ ve $G_0 = V_0$ bulmuştur. O zaman dönüşüm formülleri Cetvel 5 teki gibi olur.

Buser formüllerinin uygulama alanına konulması için $(U-G, G-R)$ iki renk diyagramının kalibrasyonunun yapılması gerekirdi. Galaksimizin yapısı hakkındaki gelişmeleri de dikkate alan Buser iki renk diyagramını Pop I (V. parlaklık sınıfı= Genç İnce Disk), Yaşlı İnce Disk, Kalın Disk ve Sferoid (Halo) olmak üzere dört bölgeye ayırmıştır. Bu ayırmada kullandığı kriter $[M/H]$ metal bolluğudur. Buna göre galaksimizin ilk iki bileşeni için $[M/H] = 0.0$, kalın disk için -0.8 ve halo için -1.8 dir. Bu ayırım Şek.1 de gösterilmiştir. Bu şekil yardımı ile önce yıldızın popülasyon sınıfı teyin ediliyor, sonra bu şekilden bulunan $\delta(U-G)$ morötesi eksesi Şek.2 de kullanılmak sureti ile yıldızın metal bolluğu tayin ediliyor. Yıldızın M_G mutlak kadiri de Şek.3 te her popülasyon sınıfı için ayrı ayrı verilen $(M_G, G-R)$ renk-kadir diyagramından bulunur.

Buser'in teorisinin ilk uygulaması 1987 yılında Fenkart ve Karaali tarafından galaktik koordinatları $l=4^{\circ}0$, $b=+47^{\circ}0$ (1950), ekvatorial koordinatları $\alpha=15^h 16^m.0$, $\delta=+2^{\circ} 16'$ (1950) olan 1.05 derece karelik yıldız alanına uygulanmış, İnce Disk (Pop.I + Yaşlı İnce Disk), Kalın Disk ve Sferoid (Halo) için ayrı ayrı M_G : 3-4, 4-5, 5-6, 6-7 ve 7-8 mutlak kadir aralıklarındaki $D^*(r) = \log D(\bar{r}) + 10$ yoğunluk değerleri hesaplanmıştır. Galaksi bileşenlerine ait olan

bu D^* değerleri birleştirildiğinde bunların, bundan önceki çalışmalarda olduğu gibi, Gilmore-Wyse (1985) modeli ile iyi bir şekilde uyduğu görülmüştür. Bileşenler ayrı ayrı modellerle karşılaştırıldığında ise sadece $M_G:5-6$ mutlak kadir aralığı için çizilen yoğunluk histogramlarının, fakat D on derecesini iyi bir şekilde, modellerle uyduğu diğer aralıklar için ise modellerle bağdaşmadığı görülmüştür. Bu uyumsuzluğun sebebi bundan sonra yapılacak çalışmalarla anlaşılacak.

Kaynaklar.

- Azusienis, A., Straižys, V., 1969. Soviet Astron. A.J. 13, 316.
- Becker, W., 1938. Zs. Astrophys. 15, 225.
- Becker, W., 1962. Zs. Astrophys. 54, 155.
- Buser, R., 1978. Astron. Astrophys. 62, 425.
- Gilmore, G., Wyse, R.F.G., 1985. Astron. J. 90, 2015.
- Matthews, T.A., Sandage, A.R., 1963. Astrophys. J. 139, 30.
- Steinlin, U.W., 1968. Zs. Astrophys. 69, 276.
- Stock, J., 1956. Ap.J. 123, 258.

Cetvel 1. Spektrel bantların λ etkin dalga boyları ve $\Delta\lambda$ yarı bant genişlikleri.

Bant	λ (A)	$\Delta\lambda$ (A)	Bant	λ (A)	$\Delta\lambda$ (A)
U	3500	700	U	3690	540
B	4350	970	G	4680	490
V	5550	850	R	6380	400

Cetvel 2. Stock-Becker dönüşüm formülleri.

$$R = V - 0.51 (B - V) - 0^m.21$$

$$G = B - 0.37 (B - V)$$

$$U = U_{UBV} + 1^m.01$$

Cetvel 3. Steinlin dönüşüm formülleri.

$$R = V - 0.04 (U - B) - 0.22 (B - V) - 0^m.32 - 0.39 E(B - V) + 0.03 E^2(B - V)$$

$$G = V - 0.08 (U - B) + 0.93 (B - V) - 0.12 E(B - V) + 0.045 E^2(B - V)$$

$$U = U_{UBV} + 1^m.24$$

Cetvel 4. Buser (1978) in dönüşüm formülleri.

$$U - G = 1.17 (U - B) + 0.15 (B - V) + 1^m.31 + \Delta_1$$

$$G - R = 1.27 (B - V) - 0.04 (U - B) + 0.34 + \Delta_2$$

$$G = V + 0.63 (B - V) - 0.01 (U - B) + \Delta_3$$

$$U = U_{UBV} + 0.16 (U - B) - 0.22 (B - V) + 1^m.31 + \Delta_4$$

$$R = V - 0.64 (B - V) + 0.03 (U - B) - 0^m.34 + \Delta_5$$

$$\text{Burada } \Delta_i = \alpha_i E(B - V) + \beta_i E^2(B - V) + \gamma_i E^3(B - V),$$

$i = 1, 2, 3, 4, 5$ olup α_i, β_i ve $\gamma_i (B - V)_0$ in fonksiyonu olarak cetveller halinde verilir (Buser, 1978).

Cetvel 5. Buser(1987) in dönüşüm formülleri.

$$U-G = 1.17 (U-B) + 0.15 (B-V) + 1^m.24 + \Delta_1$$

$$G-R = 1.27 (B-V) - 0.04 (U-B) + 0^m.32 + \Delta_2$$

$$G = V + 0.63 (B-V) - 0.01 (U-B) + \Delta_3$$

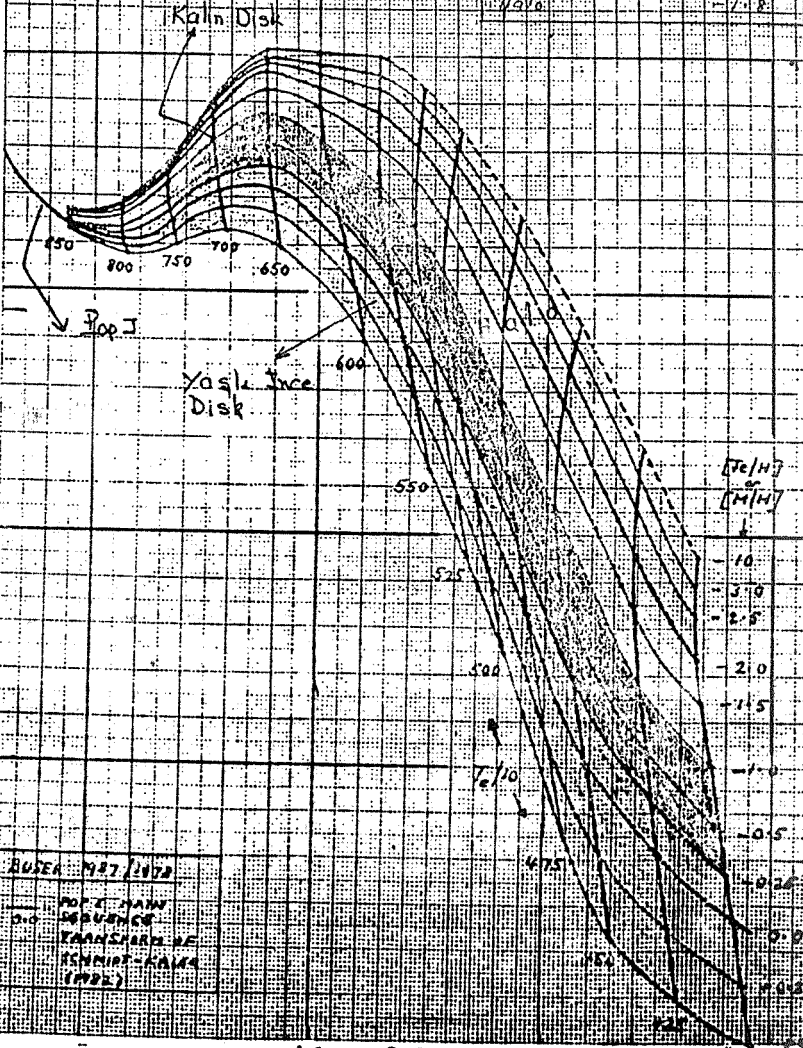
$$U = U_{UBV} + 0.16 (U-B) - 0.22 (B-V) + 1^m.24 + \Delta_4$$

$$R = V - 0.64 (B-V) + 0.03 (U-B) - 0^m.32 + \Delta_5$$

THEORETICAL RGB BLANKETING VECTORS AND ISO-METALLICITY LINES FOR DWARF STARS

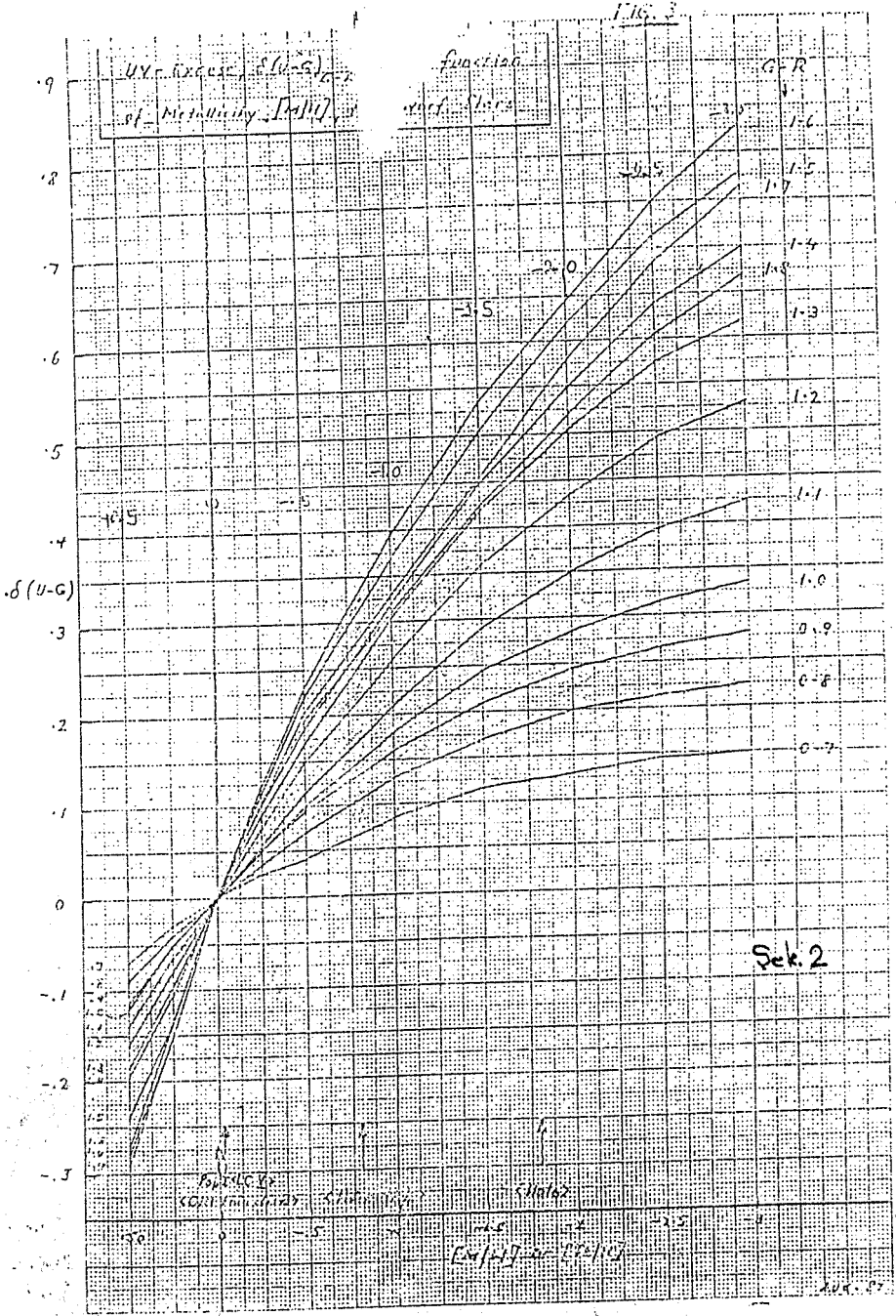
U-G

Population	$[Fe/H]$
Pop I (LF 82)	0.0
Old Thin Disk	0.2
Thin Disk	0.8
Halo	-1.8

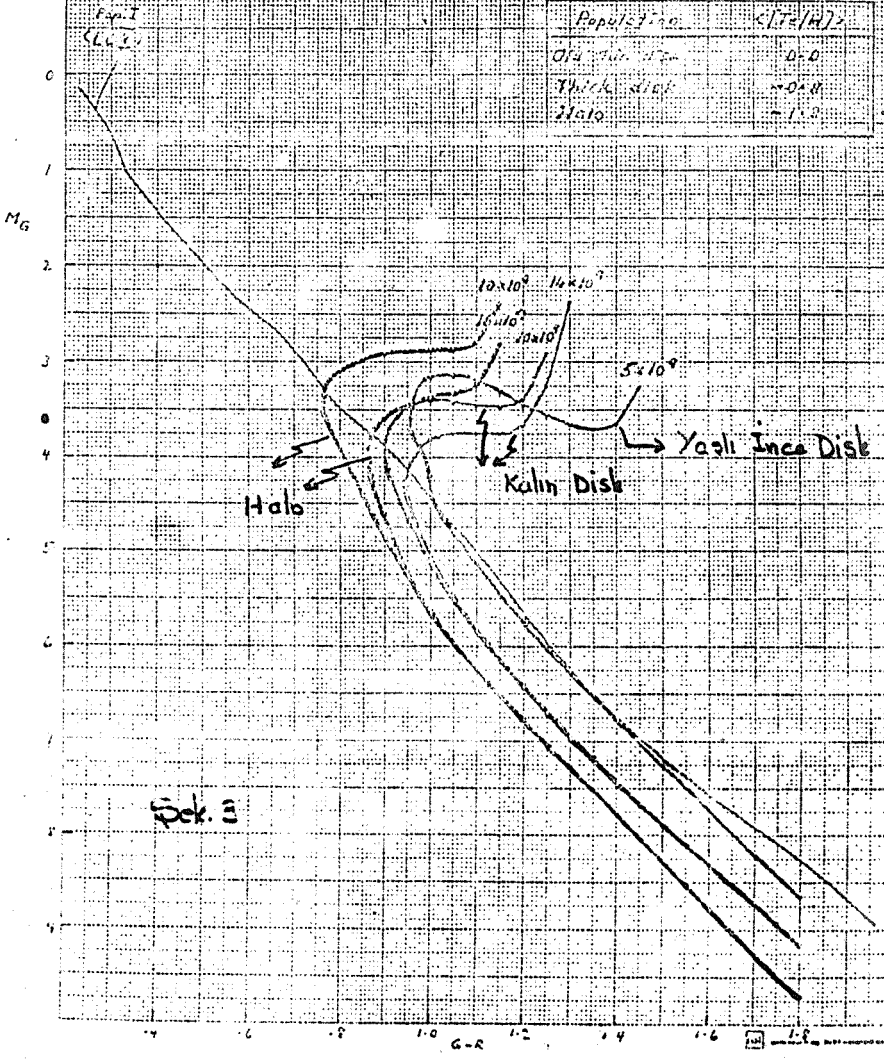


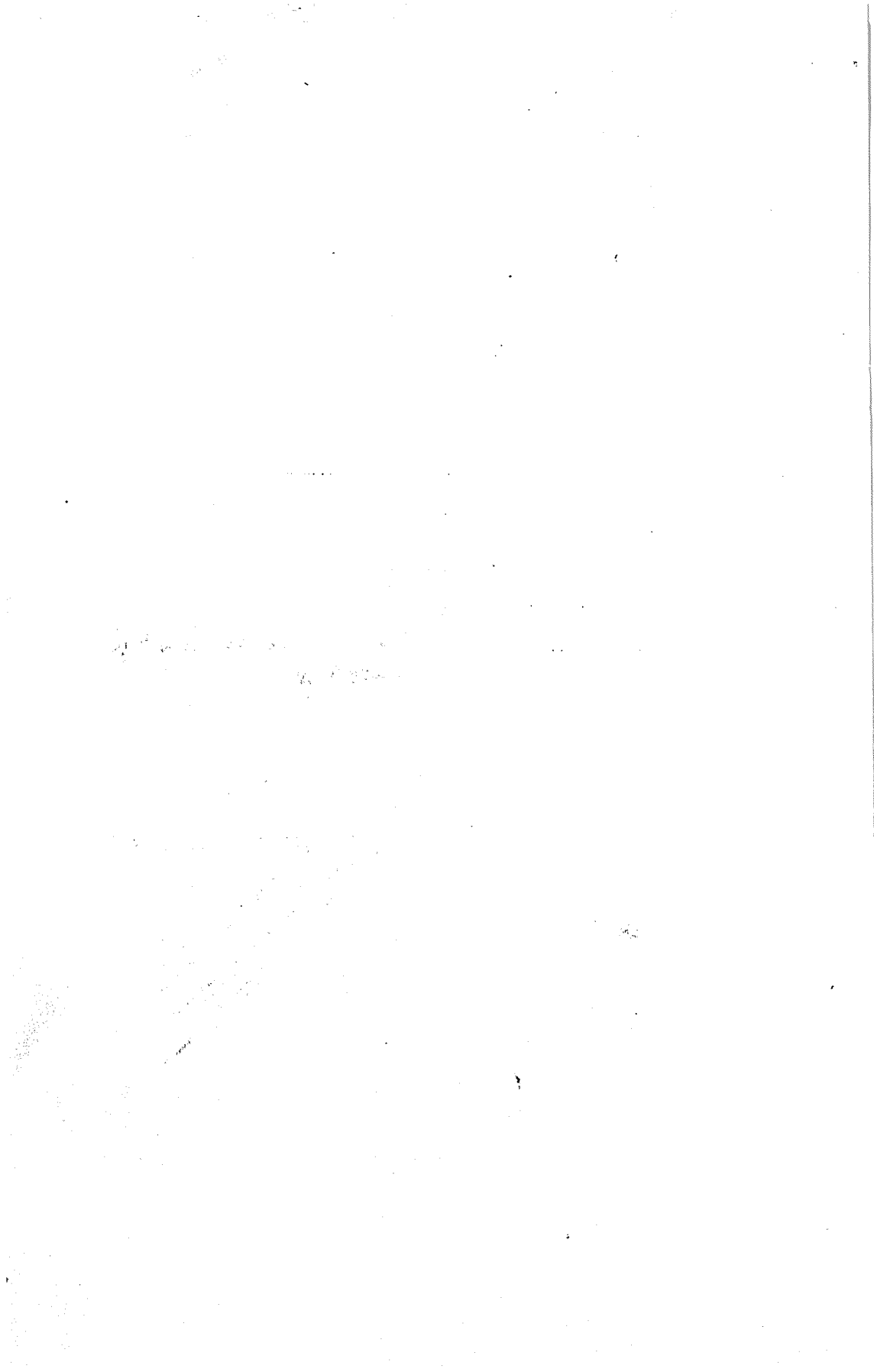
Sek. 1

ROSEN 1987 (1979)
 POP I MAIN SEQUENCE
 TRANSFORMED
 ISMIRI-KALIN (1972)



Theoretical Calibration of Color-Magnitude Diagram





CAS (B1 Ia) YILDIZI DOĞRULTUSUNDA YILDIZLARARASI MADDEİNİN KOLON YOĞUNLUKLARI

H.Hüseyin Menteşe

Son yıllarda uzaya gönderilen uydularla alınan ultraviyole bölgede yüksek ayırma güçlü spektrumlardan yıldızlararası gazın kimyasal kompozisyonu, fizik karakteristikleri ve dinamiğini inceleme olanağı doğmuştur.

Bilindiği gibi yıldızlararası madde hakkında bilgiler gözlenen ultraviyole flakslar ve absorpsiyon çizgi profillerinden elde edilir. Kızarmış yıldızların sürekli spektrumlarının 2175 Å civarındaki geniş absorpsiyon bandını toz zerrecelerinin oluşturduğu sanılır (Nandy et al. 1975).

Dar absorpsiyon çizgilerinin gözlenen yıldız doğrultusunda birikmiş yıldızlararası gazın iyonlarından ve moleküllerinden meydana geldiği bilinmektedir.

S II, Si II ve Si III iyonlarının ultraviyole yıldızlararası çizgilerini ilk defa Smith 1970 yılında ζ Pup yıldızının spektrumunda keşfetmiştir. Ultraviyole bölgedeki verilerin büyük bir miktarı da bunu takip eden yıllarda toplanmıştır.

Bu verilerin sonuçlarının bazılarını aşağıdaki şekilde sıralayabiliriz.

1. Yıldızlararası ortamda deuteriumun hidrojene bolluk oranı (Spitzer et al. 1973).

2. Galaktik düzlemden çok uzaklarda O VI gibi yüksek derecede iyonlaşmış seviyelerin keşfi ve Galaktik Halo içinde yüksek derecede sıcak bölgelerin varlığı (Jenkins 1978a), (- 1978b), (Savage and de Boer 1979) nın keşfi.

3. H₂ ve HD moleküllerinin keşfini sayabiliriz.

Yıldızlararası absorpsiyon çizgileri hakkında yapılan en iyi çalışmalar, Kopernik uydusunun çok yüksek ayırma güçlü spektrumlarının elde edilmesiyle başladı. Yıldızlararası çizgileri ölçmek için en uygun yıldızlardan biri yüksek rotasyonel hıza sahip ($V_{\sin i} = 396$ km/s) sıcak bir yıldız olan ζ Oph, O 9.5 Vn dir. Bu yıldız, belirgin bir şekilde yıldızlararası spektruma sahip olduğundan, UV fotosferik spektrumu adeta özelliğini yitirmiş durumdadır.

Morton (1975) bu yıldız doğrultusunda yıldızlararası gazı araştırarak farklı iyonizasyon seviyesindeki 21 elementin ve HD, H₂, CO gibi moleküllerin kolon yoğunluklarını tayin etmiştir.

ζ Oph yıldızından sonra, Morton (1978) Vela süpernova artığı civarındaki bölgede bulunan çok sıcak üst dev ζ Pup, O 4 I(n)f, yıldızı doğrultusunda yıldızlararası materyeli araştırmıştır.

ζ Pup yıldızı doğrultusundaki yıldızlararası madde bolluğunun araştırılması için iki önemli neden vardır.

1. Bu yıldızın çok sıcak $T_{\text{eff}} = 50\,000 \pm 500^\circ\text{K}$ (Conti and Burnichom 1975) ve kütle kaybeden $\dot{M} = 7.10^{-6} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ (Lamers and Morton 1976) bir yıldız oluşu.

2. Vela süpernovasının patlamasıyla kimyasal olarak zengin olan galaktik bir bölgede yer almış oluşudur.

ζ Oph ve ζ Pup yıldızlarından sonra yıldızlararası gazı inceleme amacıyla, ultraviyole bölgede yüksek ayırma güçlü Kopernik spektrumlarıyla B spektrel tipten yıldızlarda incelendi.

Bu yıldızları, λ Sco, B 1.5 IV (York 1975), ϵ Per, B 1 III (Snow 1976), ζ Per, B 1 Ib (Snow 1977) ve κ Vir, B 1.5 V (York and Kinahan 1979) olarak sayabiliriz.

Bu çalışmada, ultraviyole bölgede, IUE uydusuyla alınmış yüksek ayırma güçlü SWP spektrumu kullanılarak B spektrel tipten κ Cas, B 1 Ia yıldızı doğrultusunda yıldızlararası maddenin kolon yoğunlukları araştırıldı.

Kullanılan spektrum yaklaşık olarak 1150 Å ile 2100 Å dalga boyları arasında ve 0.10 Å kararlılığındadır.

Spektrum üzerinde bir defa iyonize olmuş C II, C II*, Al II, Si II, S II, Fe II, Ni II ve Zn II iyonlarına ait yıldızlararası absorpsiyon çizgilerinin tanımı yapıldı. Bu çizgilere ait eşdeğer genişlikler ölçüldü.

Tanımını yapıp eşdeğer genişliğini ölçtüğümüz

* Birinci derecede eksitlenmiş ince yapı seviyesinden gelen absorpsiyon

çizgilerden, büyüme eğrisi çizmek için yeter derecede çizgi sadece Si II iyonu için mevcut olduğundan, spektrum üzerinde tanımını yapıp, eşdeğer genişliğini ölçtüğümüz Si II nin $\log W_\lambda/\lambda$ değerlerine karşılık $\log f\lambda$ değerlerini koyarak Si II ye ait gözlemsel büyüme eğrisini elde ettik. Elde ettiğimiz bu gözlemsel büyüme eğrisini b Doppler genişliğine sahip ve bir doğru boyunca Maxwellian olan hız dağılımının varsayımı ile çizilen teorik büyüme eğrileri ile karşılaştırdık. Gözlemsel büyüme eğrimiz $b = 8$ km/s lik teorik büyüme eğrisi ile çakıştı. Böylece, Si II ye ait b hız parametresini tayin ettik. $b = 8$ km/s lik büyüme eğrisinden de Si II iyonuna ait kolon yoğunluğu tayin edildi.

Burada b, incelediğimiz yıldız doğrultusunda, tek bir bulut içinde, tek boyutlu absorplayıcı iyonların hız dağılımıdır. Diğer iyonları da Si II de olduğu gibi aynı buluta tekabül ettiklerini ve aynı hız dağılımına sahip olduklarını varsayarak, $b = 8$ km/s lik büyüme eğrisinden elde ettik. Şek. 1 de $b = 8$ km/s lik büyüme eğrisi verilmektedir.

C II ve C II⁺ iyonlarına ait eşdeğer genişlikler büyük olduğu için büyüme eğrisinin saturasyon koluna düştüklerinden adı geçen iyonlara ait kolon yoğunlukları tayin edilemedi.

* Cas yıldızı doğrultusunda tayin ettiğimiz kolon yoğunluklarını, Kopernik uydusu ile alınmış, yüksek

α Cas yıldızı doğrultusunda IUE ile elde edilen kolon yoğunluklarının B spektrel tipten yıldızlar doğrultusunda Kopernik uydusu ile elde edilen kolon yoğunluklarının karşılaştırılması.

YıldızSpektrum	$\log N_{(Al II)}$	$\log N_{(Si II)}$	$\log N_{(S II)}$	$\log N_{(Fe II)}$	$\log N_{(Ni II)}$	$\log N_{(Zn II)}$
λ Sco B1.5 IV	12.30	13.80	14.50	13.50	-	-
α Vir B1 IV	11.49	13.65	14.51	13.35	12.60	11.70
ε Per B1 III	-	14.69-14.87	15.12-15.40	14.28-14.40	12.50-13.43	-
ζ Per B1 Ib	-	16.45-16.82	16.22-16.36	14.10-14.40	-	-
α Cas B1 Ia	14.57	15.52	16.07	13.82	13.32	13.34
Sun G2 V	6.40	7.55	7.21	7.40	6.28	4.42

Not :

1. λ Sco nun değerleri York (1975), α Vir in değerleri York and Kinahan (1979), ε Per in değerleri Snow (1976), ζ Per in değerleri Snow (1977) ve güneş değerleri Withbroe (1971) den alınmıştır.
2. İyonik bollukları tayin etmek için nötral hidrojenin kolon yoğunluğu değeri Savage et al. (1977) den alınmıştır.

ayırma güçlü spektrumlardan, B spektrel tipten λ Sco, α Vir, e Per ve ζ Per yıldızları doğrultusunda tayin edilen kolon yoğunlukları ile karşılaştırdık. Şek. 2 den de görüleceği gibi :

Al II ve Fe II, κ Cas yıldızı doğrultusunda, λ Sco ve α Vir doğrultusundan daha fazla, fakat Fe II, e Per ve ζ Per doğrultusunda bulunan kolon yoğunluklarından daha azdır.

Si II ve S II, κ Cas doğrultusunda, λ Sco, α Vir ve e Per yıldızları doğrultusunda bulunan kolon yoğunluklarından daha fazla, fakat ζ Per doğrultusundaki kolon yoğunluklarından daha azdır.

Si II ve S II, ζ Per doğrultusunda, karşılaştırılan tüm B spektrel tipten yıldızların doğrultusunda bulunan kolon yoğunluklarından daha fazladır.

Ni II ve Zn II, κ Cas doğrultusunda, α Vir doğrultusundan daha fazla, Ni II, κ Cas doğrultusunda, e Per doğrultusunda bulunan kolon yoğunluğundan daha fazla bolluكتadır.

κ Cas yıldızı için çıkarılan iyonik bolluklardan, S ün 2, Zn nun 2, Al un 9, Si un 17, Ni in 145 ve Fe in 600 faktörü ile tüketildiği görülmektedir.

κ Cas, λ Sco, α Vir, e Per ve ζ Per yıldızları için çıkarılan iyonik bolluklar karşılaştırıldığında Şek. 3 den de görüleceği gibi S ve Zn nun daha az tüketildiği veya güneş değerine yakın olduğu görülürken, Fe in önemli olarak tüketildiği gözlenmektedir.

Tüketme indeksi ile yoğunlaşma sıcaklığı arasında bir ilişki olup olmadığını görmek için, tüketme indeksine karşılık, yoğunlaşma sıcaklığı gelecek şekilde bir koordinat sistemine yerleştirdik. Şek. 4 den de görüleceği gibi tüketme ile yoğunlaşma sıcaklığı arasında bir bağıntı göze çarpmaktadır.

Bu çalışmanın sonuçlarını aşağıdaki şekilde özetleyebiliriz.

1. Ni ve Fe de önemli tüketme vardır.
2. Fe deki tüketme, yüksek kızarma indisine sahip Ni-Cas $[E(B-V)=0.35]$ yıldızında, yüksek kızarma indisine sahip $[E(B-V)=0.33$ veya $0.30]$ ve düşük kızarma indisine sahip $[E(B-V)=0.03]$ yıldızlardan daha fazladır.
3. Tüketme ile yoğunlaşma sıcaklığı arasında kaba bir bağıntı gözlenmektedir.

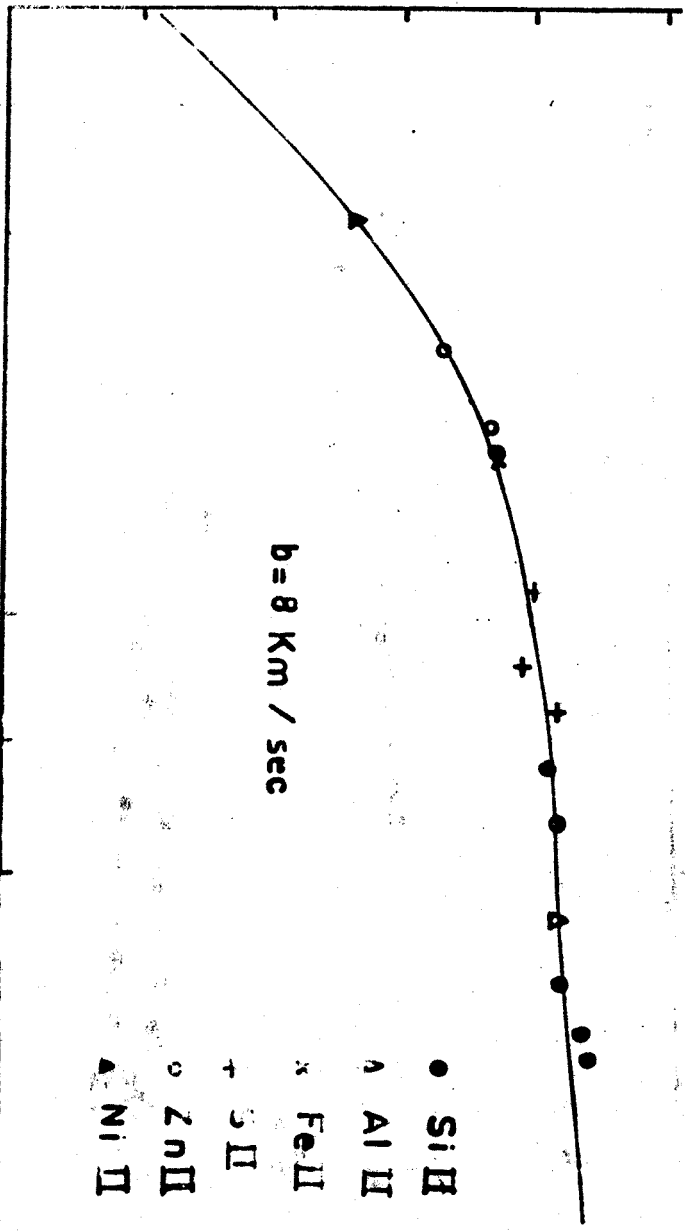
- Conti, P.S. and Burnichom, M.L.: 1975, *Astron. Astrophys.* 38, 467.
- Jenkins, E.B.: 1978a, *Astrophys. J.* 219, 845.
- Jenkins, E.B.: 1978b, *Astrophys. J.* 220, 107.
- Lamers, H.G.L.M. and Morton, D.C.: 1976, *Astrophys. J.* Suppl. 32, 715.
- Morton, D.C.: 1975, *Astrophys. J.* 197, 85.
- Morton, D.C.: 1978, *Astrophys. J.* 222, 863.
- Nandy, K., Thompson, G.I., Jamar, C., Monfils, A., Wilson, R.: 1975, *Astron. Astrophys.* 44, 195.
- Savage, B.D., Bohlin, R.C., Drake, J.F., and Budich, W.: 1977, *Astrophys. J.* 216, 291.
- Savage, B.D. and de Boer, K.S.: 1979, *Astrophys. J.* 230, L 77.
- Smith, A.M.: 1970, *Astrophys. J.* 160, 595.
- Snow JR, T.P.: 1976, *Astrophys. J.* 204, 759.
- Snow JR, T.P.: 1977, *Astrophys. J.* 216, 724.
- Spitzer, L., Drake, J.F., Jenkins, E.B., Morton, D.C., Rogerson, J.B., and York, D.G.: 1973, *Astrophys. J.* 181, L 116.
- York, D.G.: 1975, *Astrophys. J.* 196, 103.
- York, D.G. and Kinahan, B.F.: 1979, *Astrophys. J.* 228, 127.
- Withbroe, G.L.: 1971, in K.B. Gebbie (ed.), *The Menzel Symposium*, NBS Spec. Publ. 353, p. 127.

ŞEKİL ALTLARI

- Şek. 1 : * Cas yıldızının büyüme eğrisi.
- Şek. 2 : * Cas yıldızının IUE ile, λ Sco, α Vir, ϵ Per ve ζ Per yıldızlarının Kopernik uydusu ile elde edilen kolon yoğunluklarının karşılaştırılması.
- Şek. 3 : * Cas yıldızının IUE ile, λ Sco, α Vir, ϵ Per ve ζ Per yıldızlarının Kopernik uydusu ile elde edilen tüketmelerinin karşılaştırılması.
- Şek. 4 : Tüketme ile yoğunlaşma sıcaklığı arasındaki ilişki.

$\log W_{\lambda} / \lambda$

- 4.0
- 5.0



$b = 8 \text{ Km / sec}$

- Si II
- △ Al II
- × Fe II
- + S II
- Zn II
- ▲ Ni II

$\log N_H \lambda (\text{cm}^{-1})$

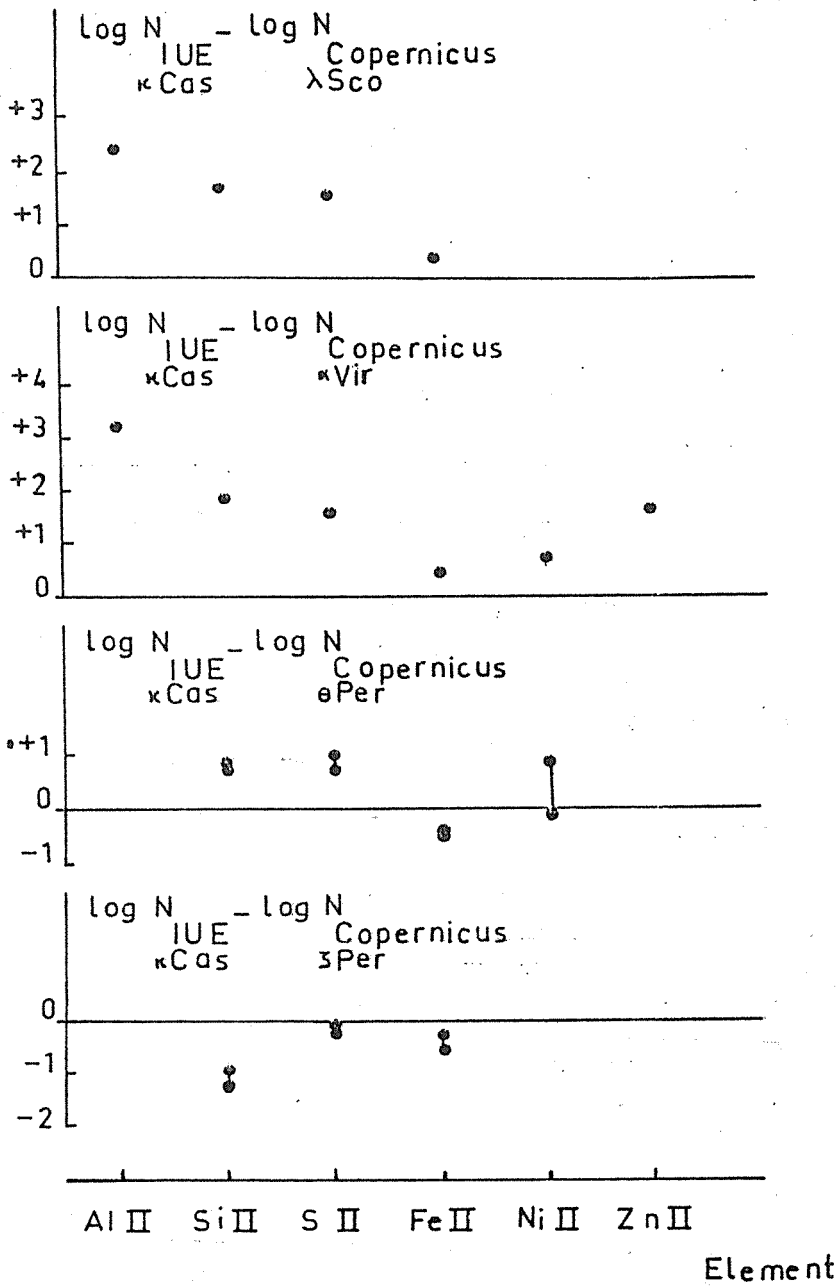


Fig. 2

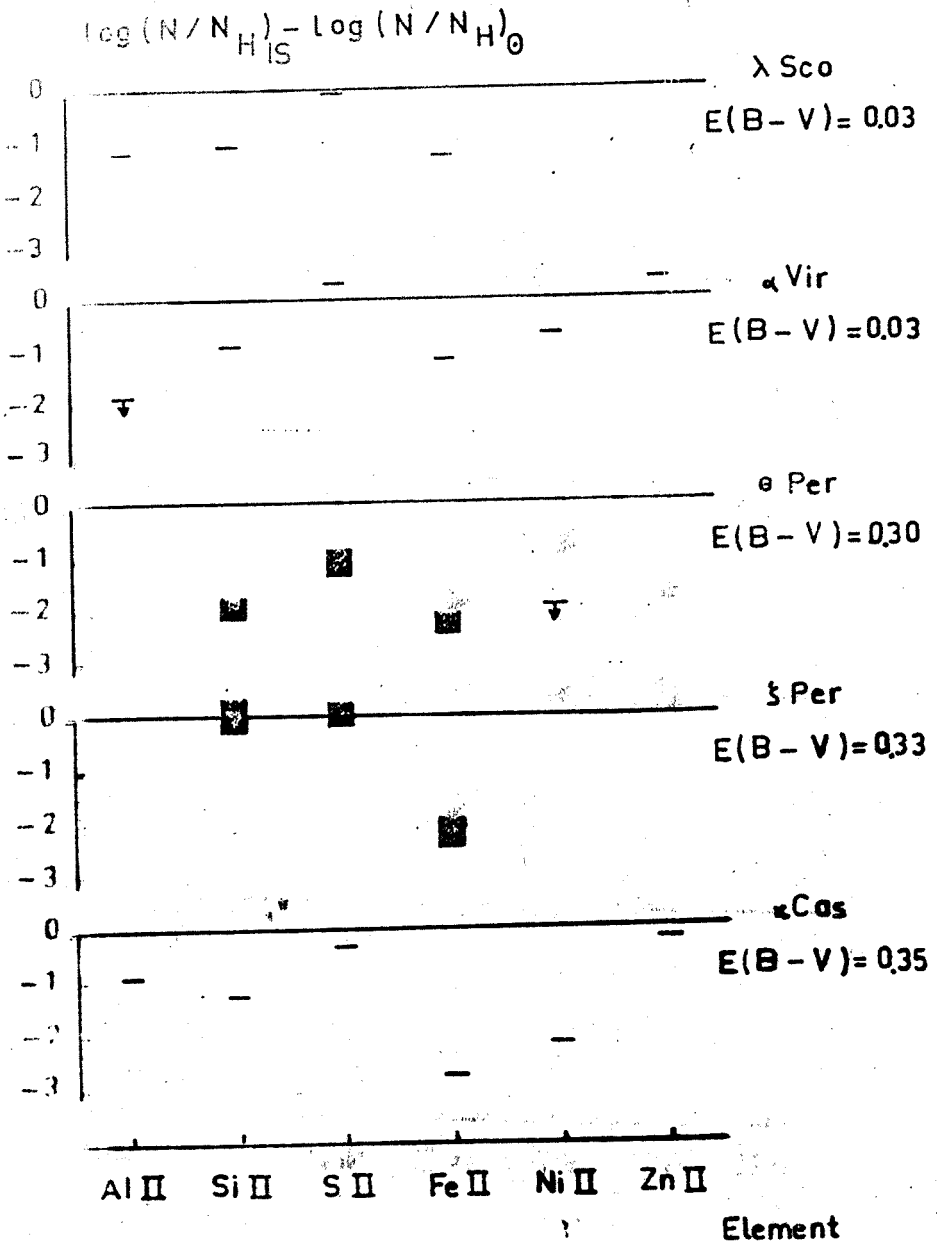


Fig. 3

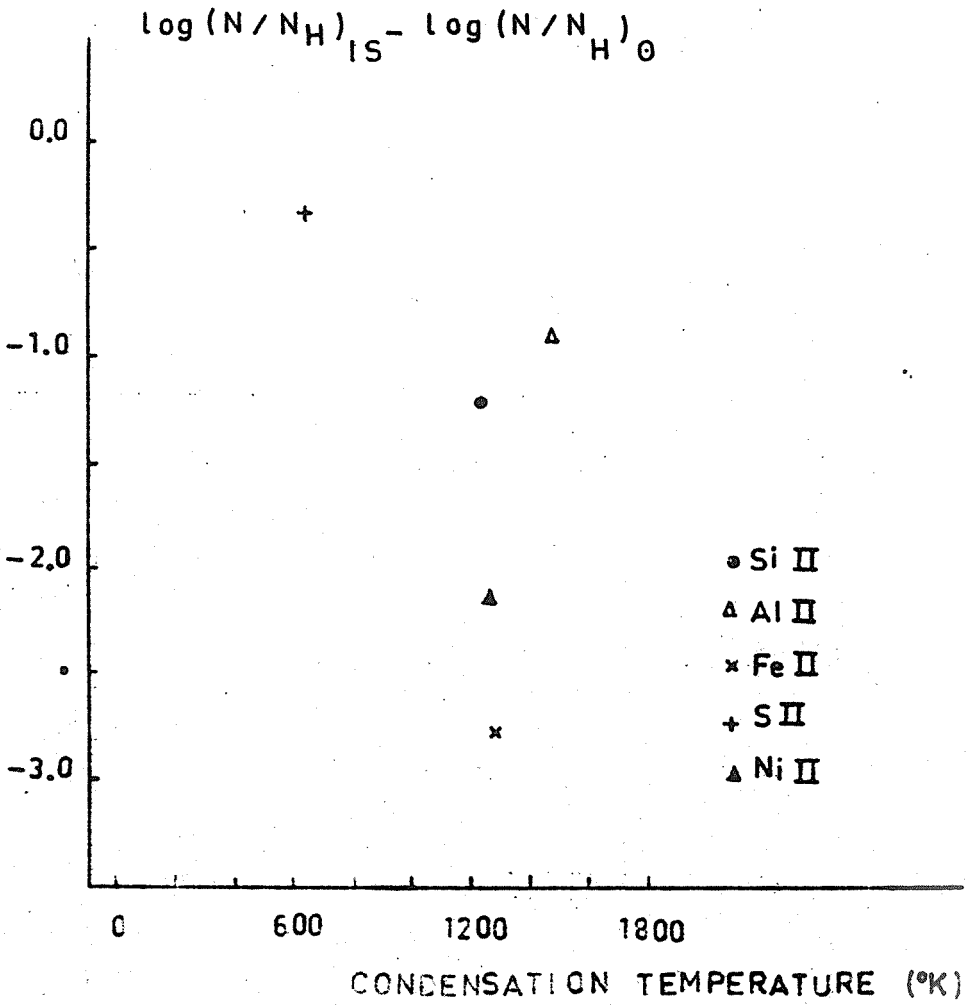


Fig. 4

1941

1941
1941
1941
1941
1941

1941

20. ve 21. GÜNEŞ ÇEVİRİMLERİ SÜRESİNCE

'FLARE INDEX'İN PERİYODİK DAVRANIŞLARI

Atila Özgüç ve Tamer Ataç
Kandilli Rasathanesi, Boğaziçi Üniversitesi,
Çengelköy, İstanbul

ÖZET: 1966 - 1986 zaman aralığı için hesaplanan Flare İndeksinde Discrete Fourie Transformu kullanılarak kısa periyotlar arandı. Önemli periyotlar olarak 47.9, 36.6, 18.0, ve 5.1 aylık periyotlar bulundu ve daha önce yapılan çalışmalarda bulunan değerlerle karşılaştırıldı. Flare indeksinden asimetri değerleri hesaplanarak ayrı bir zaman serisi elde edildi. N-S/N+S bağıntısından yararlanılarak hesaplanan bu değerlere güç spektrumu uygulandı ve bazı periyotlar bulundu.

1. GİRİŞ

Güneş patlamaları Yer-Güneş etkileşmesi bakımından en güçlü ve en etkili güneş etkinliğidir. Bu bakımdan güneş fizikçileri aktivite artışlarını izleyebilmek için günlük 'Flare

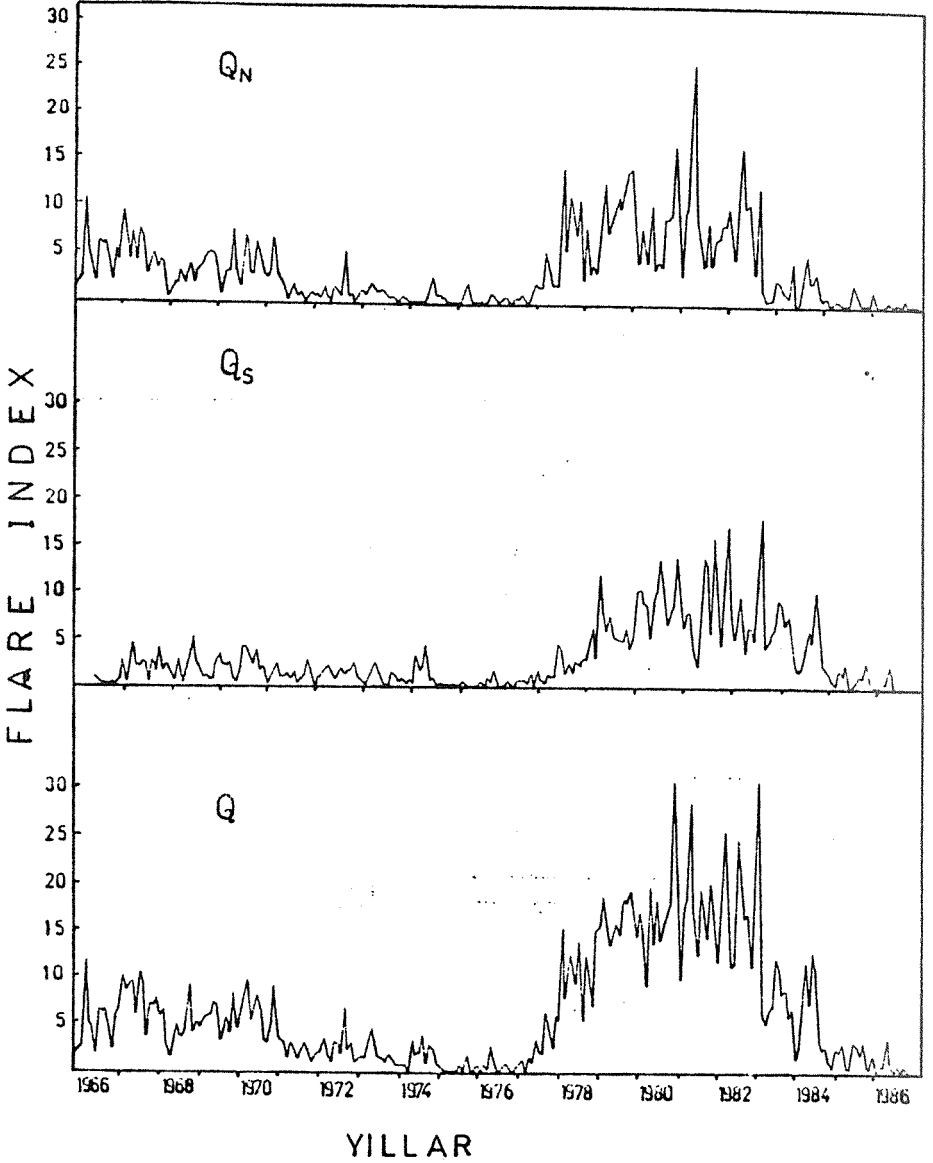
Index'i (bu değim bundan sonra FI olarak gösterilecektir.) hesaplaması fikrini geliştirmişlerdir. Bu konuda ilk bağintıyı aşağıdaki şekliyle Kleczek (1952) getirmiştir.

$$Q = i . t$$

Bu bağıntı kabaca, bir güneş patlaması sırasında yayınlanan toplam enerjiyi ifade etmektedir. Burada i şiddet ölçeğini, t de dakika cinsinden patlama suresini göstermektedir. Kleczek'in bu yöntemi kullanılarak gnlk patlama aktivitesi 1936 dan 1986 ya kadar çeşitli araştırmacılar tarafından hesaplanmıştış (Kleczek, 1952; Knoska ve Letfus, yayınlanmamış; Knoska ve Petrasek, 1984; ve Ataç, 1987).

Güneş aktivitesinin periyodik doğası gntmize kadar birbirinden farklı aktivite indeksleri kullanılarak değerlendirilmiştir; güneş leke sayıları ve alanları, kalsiyum plaj alanları, koronal index v.b. Birbirinden farklı bu indeksler kullanılarak analiz edilen güneş aktivitesinin herkesce bilinen 11 yıllık periyodundan başka farklı periyotlara da sahip olduğu görülmüştür. Ayrıntılarından tartışma bölümünde bahsedeceğimiz bir çok çalışmada bu periyotlar çeşitli yöntemler kullanılarak hesaplanmıştış (Rieger ve diğerleri, 1984; Ichimoto ve diğerleri, 1985; Akioka ve diğerleri, 1987; vb.). Güneş aktivitesinde gözlenen bu periyotlar aktivitenin doğasını ve temel ilkelerini anlamamız açısından önemli bir yer tutmaktadır.

Bu çalışmada 1966-1986 yıllarını kapsayan zaman aralığı için hesaplanmış FI'lerden oluşturulan zaman serileri kullanılmıştır.

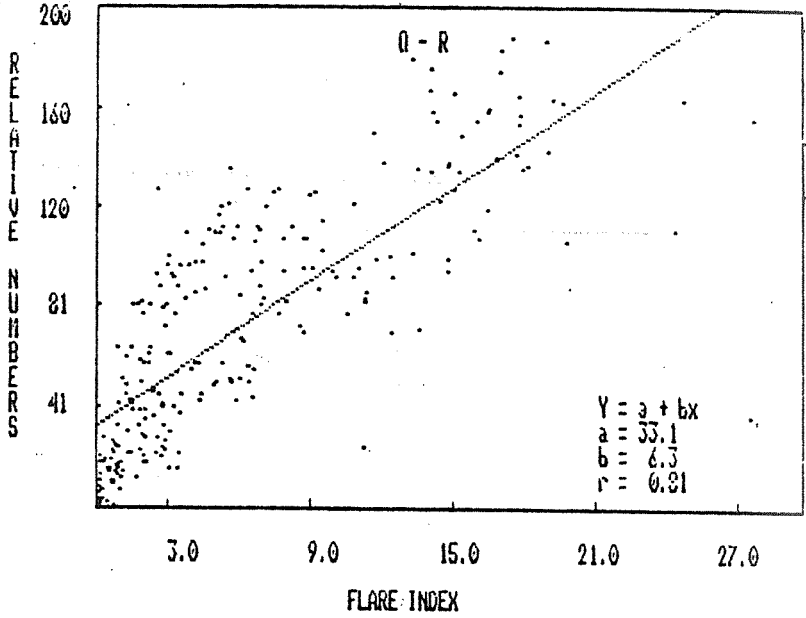


Şekil 1. 1966 - 1986 yılları için hesaplanan aylık FI değerleri. En üstten aşağı doğru güneşin kuzey ve güney yarıküreleri ve tüm güneş yüzeyi için hesaplanan değerler gösterilmiştir.

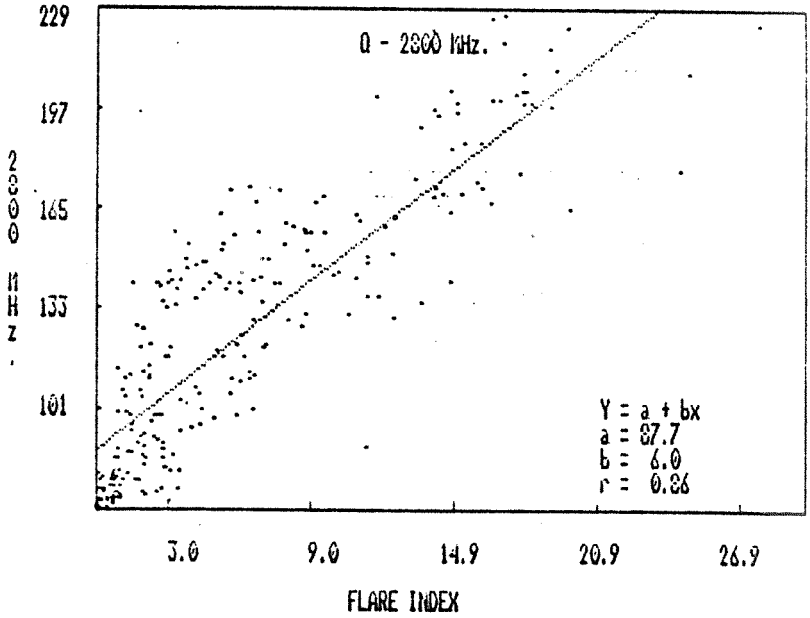
2. VERİLER VE ANALİZ

Q ile tanımladığımız FI her gün 24 saat boyunca (bazı günler hava koşulları nedeniyle daha az) gözlenen kromosferdeki aylık patlama aktivitesini temsil etmektedir. Yukarıda söz konusu olan zaman aralığı 20 ve 21. Güneş çevrimlerini içermektedir; bu zaman aralığındaki aylık FI'ler Petrusek (1984) ve Ataç (1987) tarafından hesaplanmıştır. Güneş aktivitesinin izlenmesi ve bir aydan daha büyük periyotların hesaplanması bakımından bu indeks değerleri oldukça yararlı olmuştur.

1966-1986 zaman aralığı için aylık FI'nin zamanla değişimi Şekil 1 de gösterilmiştir. Q_n ve Q_s güneşin kuzey ve güney yarıküreleri için hesaplanan değerleri Q da tüm güneş diski için hesaplanan değerleri göstermektedir. Bu şekil incelendiğinde 21. çevrimin aktivitesinin bir önceki çevrimdeki aktiviteden daha şiddetli gerçekleştiği görülmektedir. FI'nin diğer güneş aktivite indeksleriyle uyumunu göstermek için verilerimizi aynı zaman aralığındaki güneş rölatif sayıları ve güneşin 2800 MHz. de yayınladığı radyo dalgalarının enerjisinin bir ölçütü olan indeksle karşılaştırdık. Bu karşılaştırmalar Şekil 2 ve Şekil 3 de gösterilmiştir. Her iki şekilde de apsis eksenleri FI, ordinat eksenleri de diğer indeksleri göstermektedir. Her iki indeksin FI ile korelasyonları yüksek olup, uydurulan doğruların eğimleri de birbirine çok yakındır. Bu uyumluluk bize güneş aktivitesinin hesaplanan FI ile de analiz edilebileceğini göstermektedir.



Şekil 2. Hesaplanan FI değerleri ile rülatif leke sayılarının dağılımı. Karşılaştırma amacıyla bir doğru geçirilmiştir.



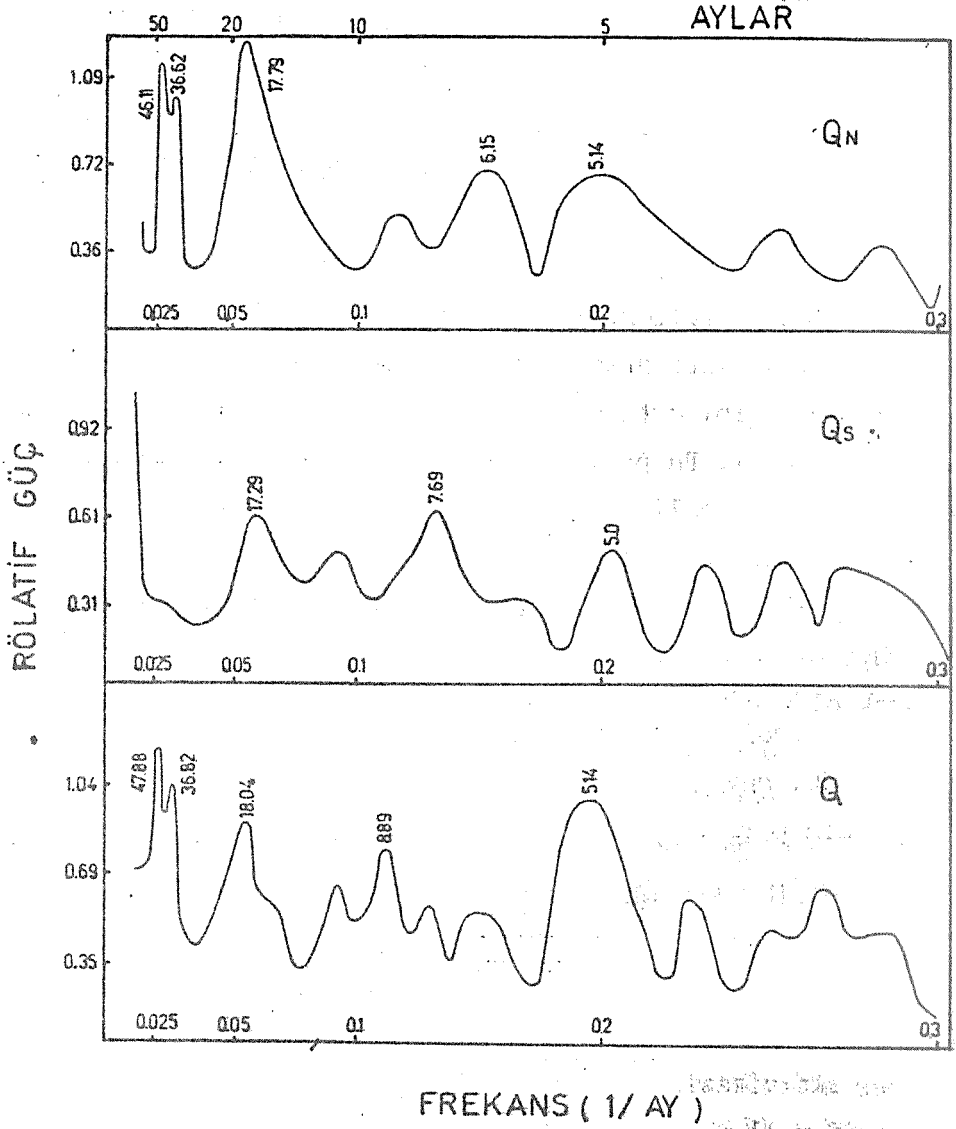
Şekil 3. Hesaplanan FI değerleri ile 2800 MHz. deki güneş akısının dağılımı. Karşılaştırma amacıyla bir doğru geçirilmiştir.

ÇİZELGE I

Tüm güneş, kuzey ve güney yarıküre verilerinden, 20. ve 21. çevrim verilerinden, ve 1972-1977 arası verilerinden bulunan periyotlar (ay cinsinden verilmiştir.).

Q	Q _n	Q _s	Çev. 20	Çev. 21	min.
47.9	46.1	-	43.6	43.1	-
36.8	36.6	-	-	-	36.6
18.0	17.8	17.3	16.5	18.4	16.0
8.9	6.2	7.7	7.0	8.9	7.4
5.1	5.1	5.0	5.1	5.1	-

Elimizdeki bu 21 yıllık FI verisindeki periyotları bulmak için harmonik analiz uygulaması sırasında Discrete Fourier Transformı (DFT) kullandık. Elde edilen güç spektrumundaki önemli periyotlar uzunluk sırasıyla 47.9, 36.8, 18.0, ve 5.1 aylık periyotlardır. Bütün serilerden elde edilen periyotları içeren sonuçlar Çizelge I de verilmiştir. Şekil 4 de Q_n, Q_s ve Q zaman serilerinin güç spektrumları frekansın fonksiyonu olarak çizilmiştir. Q periyodogramındaki en dikkat çekici periyotlar 47.9 ve 5.14 aylık olanlardır. Q_n ve Q_s periyodogramlarında 17.8 aylık periyotlar çok belirgindir. Q_s periyodogramında ne 47.9 aylık ne de 36.8 aylık periyotlar gözlenememektedir. Bulduğumuz bu periyotların Her iki çevrimde de olup olmadığını anlamak için 20 ve 21. çevrime ait zaman serileri için de ayrı ayrı güç spektrumları hesaplandı. Bu analiz sonucu 36.8 aylık periyot ha-

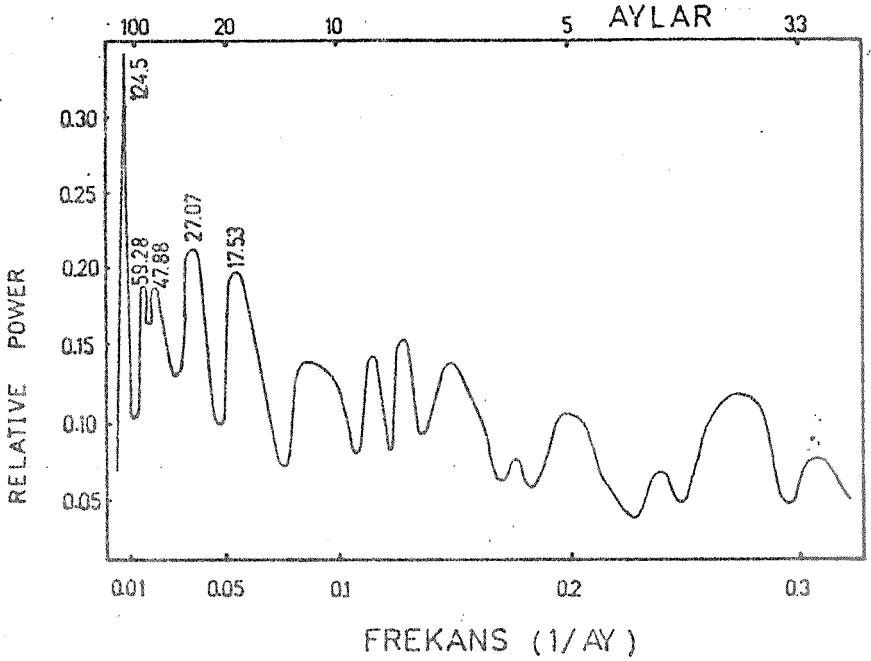


Şekil 4. Güneşin kuzey ve güney yarıktireleri ile tüm yüzeyi için elde edilen güç spektrumları.

riç diğer bütün periyotları bu periyododramlarda da gözledik. 21. çevrimin güç spektrumunda 5.1 aylık periyot çok belirgin olmasına rağmen 20. çevrim için aynı şeyi söylemek mümkün değildir. 20. çevrimin güç spektrumunda en belirgin periyot 43.6 aylık olan periyottur. 5.1 aylık periyot da bu çevrimde görülmekle birlikte önemi diğer periyotlardan farklı değildir. Güneş aktivitesinin minimum olduğu döneme rastlayan 1972-1977 yılları arasında bu kısa periyotların gözlenip gözlenemediğini ortaya koymak için bu yıllar arası FI'lere DFT uygulandı. Bu periyodogramlarda 5.1 aylık periyoda rastlanmadı. En önemli periyot 16.0 ay olarak kendini gösterdi. 21. çevrimde bulunan periyotların içinde en belirgin olanı 18.4 aylık olanıdır. Bu değeri 20. çevrimde 16.5 ay olarak görüyoruz. Fakat her iki çevrimin verisi bir arada kullanılarak elde edilen spektrumda da bu periyot 18.0 ay olarak görülmektedir. 21. çevrimde gözlenen periyotların istatistik önemi 20. çevrimde gözlenenlerle karşılaştırıldığında son çevrimin periyotlarının gerçeklik bakımından daha inandırıcı bir özellik taşıdığı görülmektedir.

3. N - S ASİMETRİSİ

Güneş aktivitesinde gözlenen kuzey-güney asimetrisinin uzun dönemli yıllık veya aylık değişimler gösterdiği istatistik olarak belirlenmiştir. Waldmeier (1957, 1971) asimetrisinin 11 yıllık çevrimle uyumlu bir gidim göstermediğini, Vizoso ve Ballester (1987) de asimetri eğrisinin aktivite eğrileriyle farklı fazlar gösterdiğini, eğrideki tepelerin güneş aktivite çevriminin minimum safhasında bulunduğunu belirtmişlerdir. Knoska ve Krivsky (1978) 20. çevrim için patlamaların gözlenen sıklıklarını araştırırken, kuzey yarıküre-



Şekil 5. Asimetri zaman serisinin güç spektrumu.

de patlama sayısının güney yarıktreden daha önce maksimumuna eriştiğini görmüşlerdir. Ataç'da (1987) 20. çevrimim FI'nin zamanla değişimini incelediği çalışmasında aynı konuya işaret etmektedir.

İki yarıktre arasındaki asimetriyi aşağıdaki ifadeyle tanımladık:

$$A = (Q_n - Q_s) / (Q_n + Q_s)$$

Burada Q_n ve Q_s kuzey ve güney yarıktireler için ayrı ayrı hesaplanmış aylık FI'lerdir. Hesaplanan bu A değerlerinin oluşturduğu zaman serisindeki peryotları analiz etmek için güç spektrumu analizi yapıldı. Şekil 5 de bu serinin güç spektrumu frekansın fonksiyonu olarak çizilmiştir. Burada

en dikkat çeken tepeler 124.5, 27.0, ve 17.5 aylık periyotlara denk düşen tepelerdir. Özgüç ve Üçer (1987) yeşil korona parlaklık aktivitesinin asimetrisini incelerken önemli periyotların varlığını işaret ettiler. Bunların üçü 2.5, 4 ve 5 yıllık periyotlar bu çalışmada bulduğumuz 2.25, 3.99 ve 4.9 yıllık periyotlarla uyusmaktadır.

4. TARTIŞMA

Bulduğumuz bu periyotların başka aktivite indeksleri kullanılarak yapılan analizlerde de gözlenip gözlenmediğinin belirlenmesinin ilginç olacağını düşünerek bulduğumuz her periyodu ayrı ayrı inceledik.

47.9 aylık (3.9 yıllık) periyot: Rao (1973) leke gruplarının ortalama yaşama sürelerini ve güneşin tüm yüzeyinde birim zamanda oluşan lekelerin sayılarını kullanarak bu periyodun varlığını göstermiştir. Rusin ve diğerleri (1987) 20. çevrimde yeşil korona aktivitesinden elde edilen koronal indeksle 3.45 yıllık bir periyot bulmuştur.

36.8 aylık (3.1 yıllık) periyot: 1947-1978 yıllarını kapsayan güneşin 10 cm radyo akı aktivitesinden yararlanan Hughes ve Kesteren (1981), 3.0 yıllık bir periyot bulmuştur. Ejurovic ve Stajik (1985), 1944-1978 yılları arası güneş lekeleri ve 1968-1977 yılları jeomagnetik aa indeksi değerleri ile bu periyodu 3.3 yıl olarak bulmuşlardır.

18.0 aylık (1.5 yıllık) periyot: Belmont ve diğerleri (1966) 10.7 cm. radyo akısını kullanarak 19 ay civarında bir periyota rastladılar. Yacob ve Bhargava (1968) leke sayıları ve yer manyetizmasının yatay bileşeninin sayısal değerlerini kullanarak 1905-1965 zaman aralığı için yaptıkları çalışmada 16.3 aylık periyodu buldular; istatistik ana-

lizler sonucu bu periyodun hem güneş hem de jeomagnetik aktivite içersinde gerçek bir olay olma olasılığının oldukça kuvvetli olduğunu gösterdiler. 20. ve 21. çevrimde gözlenen importansı 1 ya da 1 den büyük patlamaların sayısından oluşturdıkları zaman serisinde Ichimoto ve diğerleri (1985) 16.7 aylık periyotun varlığını göstermişlerdir. 19. çevrim sırasında kuzey yarıkürede patlamaların oluşumunun 18 aylık bir periyot gösterdiğini de Bai (1987) söylemiştir. 1869-1986 yılları arasındaki leke gruplarının ortalama ve toplam alanları ile yaptıkları çalışmada Akioka ve diğerleri (1987) 17 aylık periyodu bulmuşlardır. Mayfield ve Lawrence (1985) aktif bölgelerdeki toplam manyetik enerji ile patlama üretim oranı arasında önemli bir ilişki olduğunu belirlediler. Buradan hareketle 18 aylık periyodun güneş leke aktivitesinde de görülmesinin gerektiğini söyleyebiliriz.

5.1 aylık periyot: Vitinskii (1962) relatif leke sayılarıyla yaptığı çalışmalarda güneş aktivitesinin 11 yıllık çevrimler içersinde önemli çalkantıların varlığına dikkat çekmiştir. Bu çalkantıların süresinin 3 aydan bir yıla kadar sürdüğünü belirtmiş ve ortalama sürenin 5 ay olduğunu göstermiştir. Wolff'un (1983) çalışmasında da aylık leke verilerinden elde edilen sonuçlarda 5 aylık periyodun muhtemel olduğunu belirtmektedir. Sert X ve gama ışın patlamalarından elde edilen zaman serilerinde Rieger ve diğerleri (1984) 5.13 aylık periyodun patlama oluşum sürecinde önemli rol oynadığını savunmaktadır. Kiplinger ve diğerleri (1984) 5.27 aylık periyodun varlığına işaret etmektedir. Ichimoto ve diğerleri (1985) yukarıda değindiğimiz çalışmalarında 5.16 aylık periyottan da söz etmektedirler. Raychaudhuri (1986) 1970-1982 zaman aralığında epokların süperpozisyonu

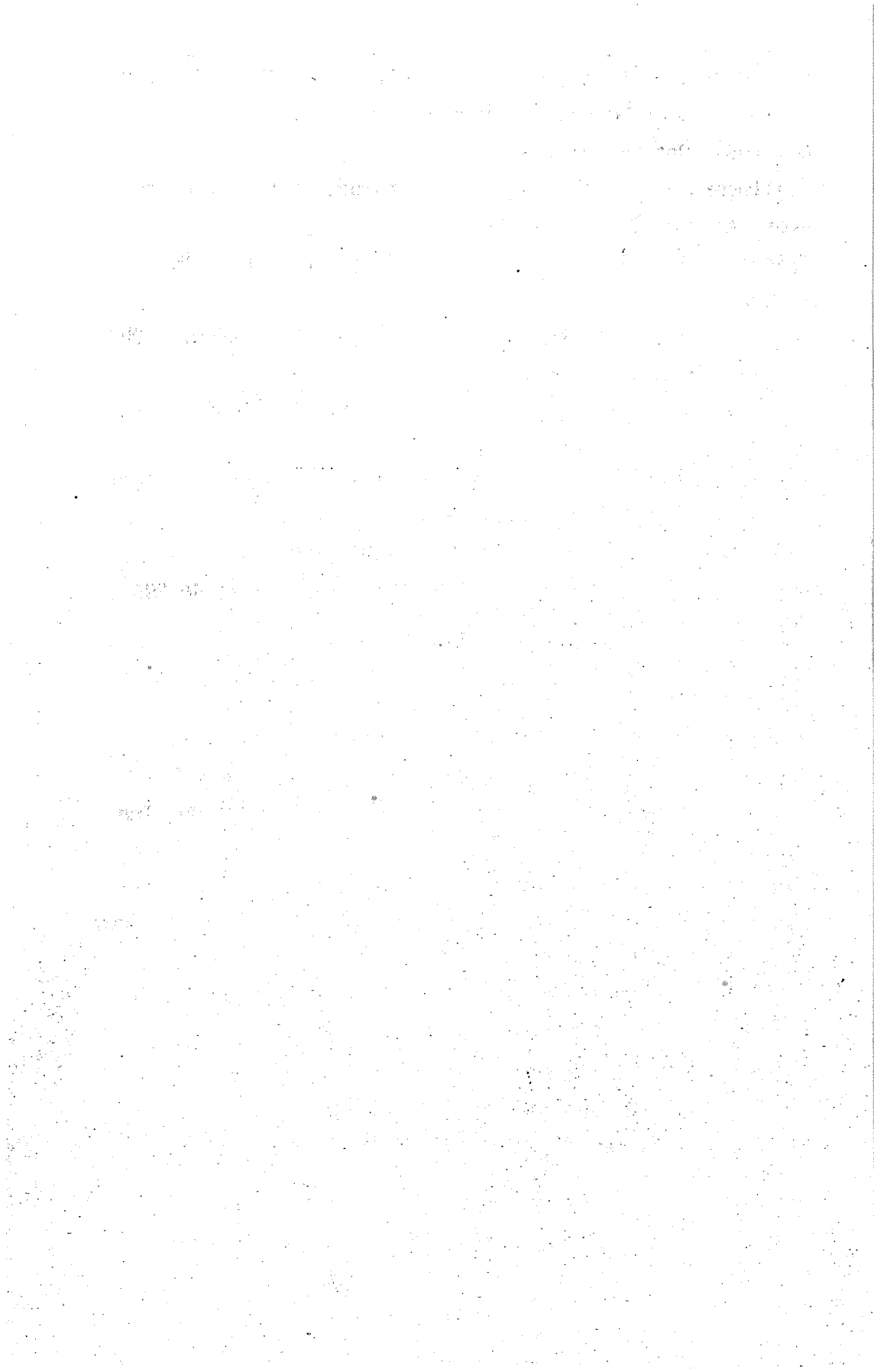
yöntemini kullanarak güneş nötron akısı verilerinde de 5 aylık periyodun varlığını göstermiştir. Ayrıca 1975-1979 yılları arasında güneş lekelerinde de bu periyodun görüldüğü ve güneşin çekirdeğindeki 5 aylık osilasyonların gözlenen sert X-ışın patlamalarına yol açtığını da ileri sürmüştür.

Bütün bu çalışmalar göstermektedir ki, FI değerlerin kullanılarak yapılan analizler sonucu elde edilen periyotlar gerçektir ve diğer indekslerle bulunan periyotlarla uyum göstermektedir. Bu sonuç sözü edilen bu periyotların gerçekliğini kuvvetlendirmektedir. Bu arada şunu da belirtelim ki Landscheidt'ın (1986) enerjetik X-ışın patlamaları verisiyle bulduğu 156, 2.8 ve 1.1 aylık periyotlar bizim serilerimizde görülmemiştir. Aynı şekilde, yeşil koronada (Rusin ve diğerleri, 1987) ve stratosferik rüzgarlarda (Shapiro ve Ward, 1962) rastlanan 26 aylık periyot da 20 ve 21. çevrimi kapsayan bu çalışmada görülmemiştir. Gelecekte güneşe ait aktivite indeksleri ve jeomanyetik indekslerle yapılacak ayrıntılı çalışmalar bize bu konuda fikir verecektir.

KAYNAKLAR

- Akioka, M., Kubota, J., Suzuki, M., Ichimoto, K., ve Tohmura, I.: 1987 Solar Phys. 112, 313,
Ataç, T.: 1987, Astrophys. Space Sci. 135, 201.
Bai, T.: 1987, Astrophys. J. 318, L85.
Belmont, A.D., Dartt, D.G. ve Ulsstad, M.S.: 1966, J. Atmos. Sci. 23, 314.
Djurovic, D. ve Stajic, D.: 1985, Publ. Dept. Astron., Beograd, 13, 19.

- Hughes, V.A. ve Kesteven, M.L.J.: 1981, *Solar Phys.* 71, 259.
- Ichimoto, K., Kubota, J., Suzuki, M., Tohmura, I., ve Kurokawa, H.: 1985, *Nature*, 316, 422.
- Kiplinger, A.L., Dennis, B.R. ve Orning, L.E.: 1984, *Bull. Amer. Astron. Soc.* 16, 891.
- Kleczek, J.: 1952, *Publ. Centr. Inst. Astron.*, No. 22, Prague.
- Knoska, S. ve Petrasek, J.: 1984, *Contr. Astron. Obs. Skalnaté Pleso*, 12, 165.
- Knoska, S. ve Krivsky, L.: 1978, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 29, 352.
- Knoska, S. ve Letfus, V.: *Catalogue of Activity of the Solar Flares 1950-1965 (Unpublished)*.
- Landscheidt, T.: 1986, *Solar Phys.* 107, 195.
- Mayfield, E.B. ve Lawrence, J.K.: 1985, *Solar Phys.* 96, 293.
- Özgülç, A. ve Üçer, C.: 1988, *Solar Phys.* 114, 141.
- Rao, K.R.: 1973, *Solar Phys.* 29, 47.
- Raychaudhuri, P.: 1986, *Solar Phys.* 106, 421.
- Rieger, E., Share, G.H., Forrest, D.J., Kanbach, G., Reppin, C., ve Chupp, E.L.: 1984, *Nature*, 312, 623.
- Rusin, V., Rybansky, M., Zverko, J.: 1987, *Bull. Astron. Inst. Czech.* 38, 181.
- Shapiro, R. ve Ward, F.: 1962, *J. Atmos. Sci.* 19, 506.
- Vitinskii, Y.I.: 1962, *Solar Activity Forecasting, Academy Sci. U.S.S.R. Leningrad*.
- Vizoso, G. ve Ballester, J.L.: 1987, *Solar Phys.* 112, 317.
- Waldmeier, M.: 1957, *Z. Astrophys.* 43, 149.
- Waldmeier, M.: 1971, *Solar Phys.* 20, 332.
- Wolff, C.L.: 1983, *Astrophys. J.* 264, 667.
- Yakob, A. ve Bhargava, B.N.: 1968, *J. Atmos. Terr. Phys.*, 30, 1907.



GÜNEŞ LEKE ÇEVİRİMİ SÜRESİNCE AKTİVİTENİN YER DEĞİŞTİRMESİ

Adnan Ökten
İ.Ü.Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452 Üniversite-İSTANBUL

Güneş lekelerinin keşfinden bu yana üçbuçuk asırdan daha fazla bir zaman geçmesine rağmen hala güneşin bir değişen yıldız olarak aktivite problemi bütün açıklığı ile ortaya konamamıştır. Güneş lekelerinin yaklaşık 11-yıllık, magnetik polaritenin 22-yıllık bir çevrim gösterdiği iyi bilinmesine karşın bunların çevrim süresince güneş yüzeyi üzerindeki özellikleri hala kesinlik kazanmamış, tartışmaya açık durumdadırlar.

Son yıllarda üzerinde en çok tartışılan bir konu da güneş yüzeyi üzerinde büyük ölçekte global sirkülasyonlardır. Bu global sirkülasyonları büyük ölçekte hız alanları olarak gözönüne alıp bunu 4 bileşene ayırmak mümkündür. Bunlar: Diferansiyel rotasyon (dr), Torsional osilasyonlar (TOs), Meridyenel Sirkülasyonlar (ms) ve Dev Hücreler (dh).

Diferansiyel Rotasyon

Diferansiyel rotasyonun konvektif bölge-

deki global hareketlerin rotasyonla etkileşmesi sonucu ortaya çıktığı bilinmektedir. İlk sistematik mevcudiyetini 1860 larda güneş lekelerini kullanarak Carrington göstermiştir. Günümüzde ise farklı teknikler kullanılarak dr ölçümleri yapılmaktadır. (fotografik metot, fotoelektrik detektörler, Doppler-compensator metodu, vb.)

dr'nin en belirgin özellikleri ekvatorial ivmenin mevcudiyeti, açısız hızın kutuplara doğru monoton bir azalma göstermesi ve rotasyon hızının ekvator civarında kutuplardakinden hemen hemen %40 daha yüksek olmasıdır. Leke çevrimi içindeki özelliklerinden bazıları ise:

- Güneş lekelerinden elde edilen sonuçlarda, fotosferik plazma, Doppler ölçümlerinden elde edilen %5 daha hızlı döner.
- Manyetik özellikler ve filamentler ise daha az dr gösterir.
- Son zamanlarda kutup bölgelerinde çok düşük rotasyon hızları rapor edilmektedir (manyetik elemanlar gözönüne alındığında)
- Çok uzun yaşam süreli manyetik özelliklerden elde edilen sonuçlarda, koronal deliklerin dr göstermedikleri görülmüştür.
- Büyük güneş lekelerinin küçük güneş lekelerinden yaklaşık %2 kadar yavaş döndüğü saptanmıştır.
- Uzun ömürlü x-ışın özellikleri, küçük kompakt ö-

zelliklerden yüzde bir kaç daha hızlı dönerler.

Bütün bu özelliklerin dışında dr'nin çevrime bağımlılığı üzerine gözlemsel gerçekler ortaya konmaya çalışılmaktadır. dr de böyle bir değişimin genliğinin 20 m/s den az olması beklenmektedir. Bunun ancak uzun dönem yapılan rutin ölçümlerden ve diğer dinamik etkilerin elimine edilmesi ile elde edileceği ve şu anda kullanılabilecek üç tip materyalin uygun olduğu araştırmacılar tarafından kabul edilmektedir.(i) Greenwich heliografik sonuçlar ve Mt. Wilson plak koleksiyonu (buna Kanzelhöhe ve Catania verileride katılabilir) (ii) Ca⁺ spektrogram ve filtergram koleksiyonu (Meudon, Sacramento Peak, Wendelstein) (iii) Mt. Wilson ve Stanford'un plazma rotasyon verileri. Rotasyon ölçümlerinde kullanılan farklı tekniklerde %1 mertebesinde (20 m/s) farklı sonuçlar alındığı gözönüne alınırsa bunun ne kadar zor bir görev olduğu ortaya çıkar.

Balthasar ve Wöhl (1980) 1940-1968 yılları arası Greenwich verilerini inceleyerek güneş leke minimumu civarında ekvator bölgesinin daha hızlı döndüğünü bulmuşlardır. Arévalo ve ark. (1982) aynı datayı 1874-1902 yılları için kullanmış ve benzer değişimleri onlarda ortaya çıkarmıştır. Lustig (1983) Kanzelhöhe gözlemevinin

dört çevrimi kapsayan (1947-1981) güneş-leke kayıtlarını inceleyerek, diğerlerinin bulduklarına karşın ekvatoryal dönmenin biraz daha hızlı ve güneş leke minimumu süresince dönmenin daha kararlı olduğunu bulmuştur. Yakın zamanda Gilman ve Howard (1984) 6 çevrimi kapsayan Mt. Wilson verilerini kullanarak $\pm 30^{\circ}$ enlem sınırları içinde 0.1 der/gün, maksimuma yakın ise açısal hızda daha zayıf değişimler bulmuşlardır. Diferansiyel rotasyonla ilgili şu andaki mevcut bilgimiz Schröter (1985) tarafından çok ayrıntılı bir şekilde anlatılmıştır.

Torsional Osilasyonlar (TOs)

Howard ve La Bonte (1980) Mt. Wilson gözlem evinin fotosferik plazma radyal hız verilerini inceleyerek ortalama diferansiyel hızdan daha hızlı ve daha yavaş dönen enlem kuşaklarını bularak rotasyon hızının enleme bağımlılığını ortaya koydular. Bu olaya "Torsional Osilasyon" ismini verdiler. Plazma örnekleri her bir yarımkürede iki dalga ihtiva etmekte ve her bir dalga güneş leke maksimumundan hemen sonra başlamakta ve 22-yılda kutuplardan ekvatora doğru hareket etmektedir. Dalganın genliği yaklaşık 2 m/s dir. Güneş aktivitesinin, bu hızlı dönen bölgelerin kutba bakan kenarlarında yoğunlaştığını gözönüne alınacak olursak, TOs 'in güneş aktivitesini yönlendiren önemli bir olay olduğunu görürüz.

Doppler dadasında TO görmek mümkündür. Güneş leke-lerini takip ederek yapılan dr ölçümleri çevrim süresince değişimler göstermesine karşın bu değişimler TO dan bir kaç kez daha büyüktür. Fakat hızlı ve yavaş bölgeler için herhangi sistematik meridyensel kayma gerekmemektedir.(Gilman ve Howard,1984). Keza Godoli ve ark. (1983) ve Tuominen ve ark.(1983) rotasyonun enleme kesişim bölgelerini Greenwich leke-grupları verilerinde gözlemişlerdir. Hızlı ve yavaş bölgelerin mevcudiyeti Ribes ve ark. (1985) tarafından keşfedilen azimutal roll'ler için iyi bir belirti olmuştur. Ribes (1986) Ca II 3933 Å çizgi kanadında alınan Meudon spektrohelyogramlarını kullanarak büyük ölçekteki sirkülasyon örneklerini ortaya çıkarmış ve bunu yaparken digital prosesing metodu uygulamıştır.

Meridyenel Sirkülasyonlar (ms)

Meridyensel hareketler açısal momentum naklini mümkün kıldıklarından güneşin yüzeyindeki diferansiyel rotasyonun açıklanmasında teoriler için önemlidir. Bugüne kadar onların gerçek mevcudiyetini ortaya koymak için bir çok teşebbüsler yapılmış fakat hiç biri doyurucu sonuçlara ulaşamamıştır. Yapılan araştırmalarda güneş üzerindeki olaylardan (leke, faculae, vs) elde edilen ortalama meridyensel hızların $\pm 15^{\circ}$ - 20° enlemleri için 1-2 m/s mertebesinde olduğu Tuominen (1961) tarafından ortaya konmuştur.

Çeşitli araştırmacılar (Richardson ve Schwarzchild, 1953); Becker, 1954; Tuominen, 1976; Tuominen ve Kyröläinen, 1982; Ribes ve ark., 1986) meridyensel hareketlerin enlemsel profilinin güneş çevrimi ile değiştiğini teklif etmişlerdir. Richardson ve Schwarzchild kutba ve ekvatora doğru olan hareketler arasında 60 cm/s lik genliğe sahip 22-yıllık bir osilasyonun belirtisini buldular. Ribes ise profilin zamanla işaret değiştirdiğine dikkat çeker. Ward (1965, 1973) 5° enlemindeki üst limiti 1 m/s ye varan yer değiştirmelerin istatistik öneme haiz olduğunu vurgular. Balthasar ve ark. (1985) Greenwich leke gözlemlerini kullanarak elde ettikleri sonuçlarda 0.01 der/gün (1.4 m/s) 'e karşılık gelen fakat uzun süre kararlı olmayan ve her iki yarımkürede genelde güneye doğru olan meridyensel hareketler buldular.

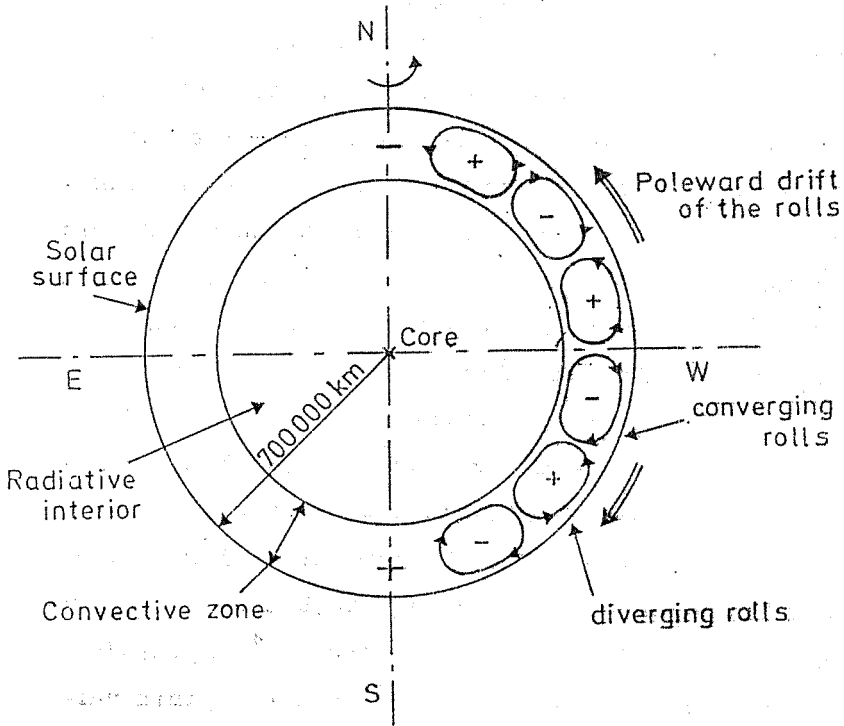
Duvall (1979) Stanford, La Bonte ve Howard (1982), Snodgrass (1984) Mt. Wilson Doppler data-sından çeşitli enlemlerde 10-20 m/s ye varan kutba doğru kaymalar için deliller buldular. Topka ve ark. (1982) kutup bölgesindeki filamentlerin dağılımı ile gene bu bölgedeki manyetik alanın dağılımını mukayese ederek, aktif bölge enlemlerinden tek kutuplu bölgelerin kutba doğru yaklaşık 10 m/s lik hızlarla ilerledikleri tesbit ettiler.

Dev Hücreler (dh)

Teoriler güneşin iç kısmındaki konveksiyonun bir kaç yüzbin km büyüklüğünde dev hücreler oluşturması gerektiğini ortaya koyar. Bu hücreler muhtemelen konveksiyon bölgesinin derinlerinden hemen hemen güneşin tüm ısı akısını taşımaktadır. Bu hücresel akımların güneşin rotasyonu tarafından ortaya çıkarılan coriolis kuvvetleri tarafından kuvvetlice etkilendikleri beklenmektedir. Bu kuvvetler, eksenleri dönme eksenine paralel uzanan ve yaklaşık iki boyutlu roll'ler şeklinde akımı zorlarlar ve kuzey güney doğrultusunda yönelmiş bir muz şeklini almasını sağlarlar. Fakat bütün bu kavramlar çok önemli olmasına rağmen dev hücrelerin mevcudiyeti gözlemlerle henüz kesin bir şekilde sağlanamamıştır. Teorilerde bu durumu ilk Gilman (1981) ifade etmiş ve bir çok global sirkülasyon modeli güneşe uygulanmaya başlanmıştır.

Güneş lekelerinin bu tür hareketleri ortaya çıkarmak için uygun olmayacağı düşüncesi ile Schröter ve Wöhl (1976) küçük ölçekteki Ca^+ yapısından ve bunların hareketlerinden böyle bir yapının varlığını ortaya çıkarmaya teşebbüs ettiler. Genliği 80 m/s olan hız bölgeleri buldular. Çeşitli araştırmacılar spektroskopik olarak dh varlığını tesbit etmeye çalıştılar. La Bonte ve ark. (1981) bölgesel hız alanlarını tesbit etmek için boylamasal dalga sayısı 1 den 40'a kadar olan Mt. Wilson

Doppler dadasını kullanarak en yüksek dalga sayısı için 3 m/s, en düşük dalga sayısı için 12 m/s lik hızlar bulmuşlardır. Ribes henüz yayınlanmamış çalışmasında (Şekil I) güneşin her bir yarımküresinde 3 er adet olmak üzere toplam 6 diverging roll'un varlığından bahsetmekte ve bunların dönüş ve sürüklenme yönlerini vermektedir.



Şekil I

Güneş Leke Gruplarının Çevrim Süresince Enlemsel Dağılımı

Bilindiği gibi güneş lekelerinin güneşin üzerinde gerçekten var olduğunun 1610 da Galileo tarafından ilk keşfinden yaklaşık 200 yıl kadar sonra 1843 de Schwabe 11-yıllık bir leke çevriminin varlığını ortaya koymuştur. 1858 de Carrington leke gruplarının çevrimin başlangıcında yüksek enlemlerde doğduğunu ($\approx 40^\circ$) çevrimin ilerleyen yıllarında ise grupların daha alçak enlemlerde ortaya çıktığını fark etmiş ve bu durum daha sonra 1861 de Spörer tarafından güneş-leke dağılım kanunu olarak genelleştirilmiştir.

Leke-çevriminin temel özelliği olarak kabul edilen bu durum (çevrimin başlangıcında leke gruplarının yüksek enlemlerde doğması ve çevrim sonuna doğru ekvator yönünde global bir sirkülasyonla sürüklenmesi) gözönüne alınarak leke-çevrimini açıklamak için bir çok teorik modeller yapılmıştır. Bu modellerin içinde en çok tutulan Babcock (1961) teorisinde lekelerin yüksek enlemlerde doğma esasına dayanmaktaydı. Babcock teorisinde, güneş leke çevrimi başlamadan hemen önce güneşin üzerinde genel bir manyetik alanın oluştuğunu, manyetik alanın kuvvet çizgilerinin kuzey kutbundan güney kutbuna doğru uzandığını, güneş plazmasından geçerken de özelliğini kaybetmediğini ve diferansiyel rotasyondan dolayı bu kuvvet çizgilerinin sıkışarak alan şiddetini

arttıracığını, bundan dolayı ilk güneş lekelerinin biraz gradyentinin en büyük olduğu yerlerde ortaya çıkacağını söylemektedir.

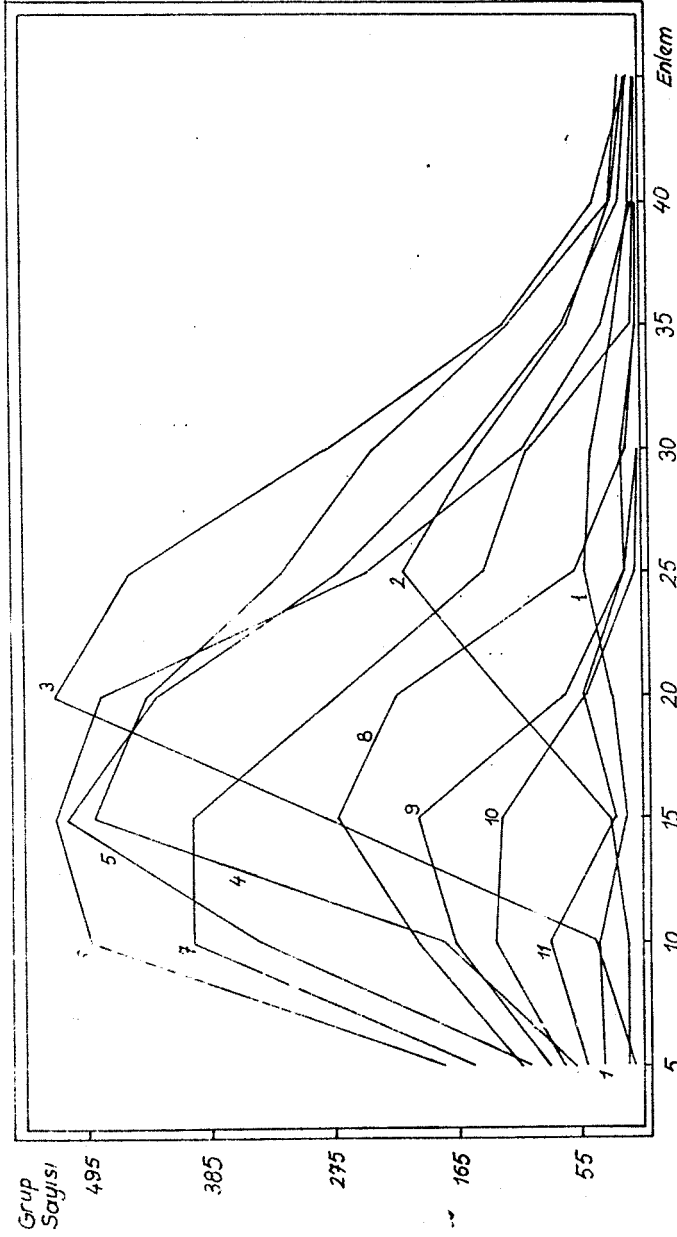
Dönme hızının enleme bağlı gradyentinin $\sin 2\theta$ ile orantılı olduğunu ve bunun $dz/d\theta: 0.052 \sin 2\theta$ ile verildiğini gözönüne aldığımızda (dz : güneş rotasyonunun günlük sideral açısı, $d\theta$: enlem) manyetik alanın lekelerin oluşması için gerekli ilk kritik değerine 45° enleminde ulaştığını görürüz. Bunun da gözlemlerle teyid edildiği söylenmekteydi. Fakat çevrimin gerçek özelliklerinin 1960 lardan sonra daha ayrıntılı ortaya konması bunun böyle olmadığını göstermiştir. İlk Kopecky (1958) Babcock teorisinden elde edilen enlemsel kaymaların gözlemlerden elde edilenlerle uyuşmadığı ortaya konmuş daha sonra Kopecky ve Kotrc (1974), Gleissberg ve Th. Damboldt (1971) yüksek enlemlerde lekelerin oluşumunun maksimum dönemden hemen önce olduğunu söylemişlerdir.

Gnevyshev (1967,1977) ise sonuçları biraz daha ileriye götürerek 11-yıllık leke çevriminin farklı fiziksel özellikli iki aktivite dalgası ihtiva ettiğini söyler. Leke gruplarının çevrim içinde enlemsel dağılımlarına bakıldığında bunun gerçekten öyle olduğu görülmektedir.

Bizim İstanbul Üniversitesi Gözlemevinin son üç çevrimlik gözlemlerini (1954-1986) incelediğimizde bu sonucu teyit edici neticelere vardık.

Çalışma genişletilerek söz konusu durumun Greenwich leke gözlemlerinden de elde edilip edilemeyeceği araştırılmaya başlandı. İlk aşamada, neticeyi başlangıçta farkedebilmek için 80-yıllık uzun çevrimin (Gleissberg, 1944) en şiddetlisi olan 19. çevrimi (1954-1964) incelemeye başladık. Hem leke grubu sayısında hem de leke alanlarında aynı sonuçlara ulaşıldı. Çalışmayı geriye dönük önceki çevrimleri de içine alacak şekilde genişletebilmek için 103 yıllık Greenwich datasının manyetik teybe kayıtlı kopyasını Freiburg'daki Kiepenheuer Enstitüsünde çalışan Dr. Wöhl'den istedik. Teyp şu anda elimizde bulunup konu ile ilgili üzerinde çalışılmaktadır.

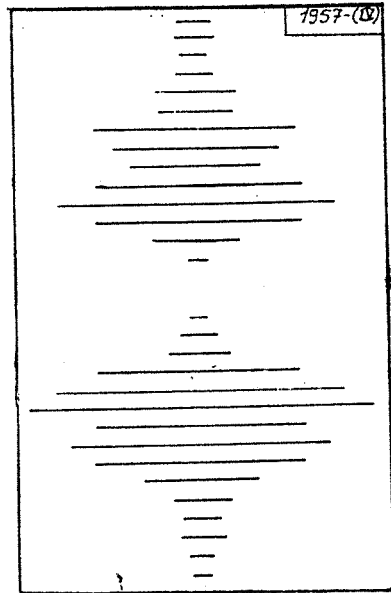
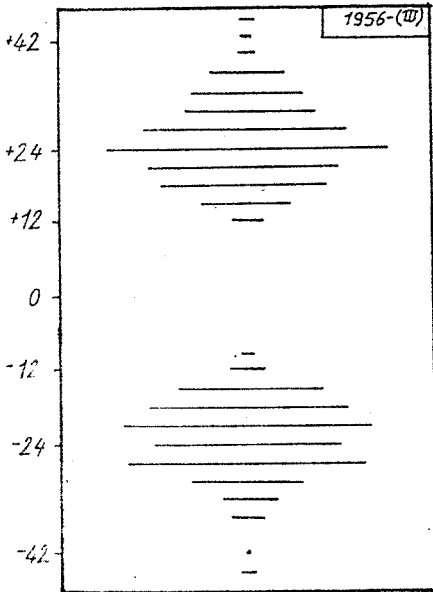
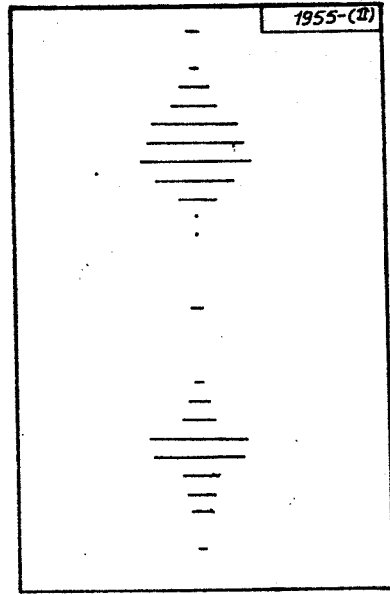
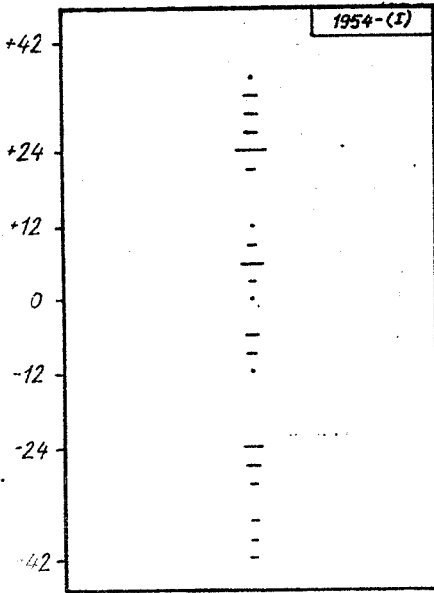
Şekil II de İstanbul Üniversitesinde yapılan gözlemlerden elde edilen son üç çevrime ait güneş-leke gruplarının sayılarının enlemle değişimi görülmektedir. Üç çevrime ait veriler birleştirilerek elde edilmiştir. Her bir eğri çevrimin bir yılını gösterir. Çevrimin yılları başlangıçtan bitimine kadar I den II e kadar numaralandırılmıştır. Şekildeki eğrileri incelediğimizde 1. yılda 5° - 10° ve 20° - 25° enlemlerinde güneş leke sayısında maksimumlar görülmektedir. Bunlardan birincisi yalnızca olup, önceki çevrimlerin artık leke gruplarından kaynaklanmaktadır. Bunun böyle olduğu çevrimin hemen 2. yılında kendini göstermektedir. 21. yılda mak-



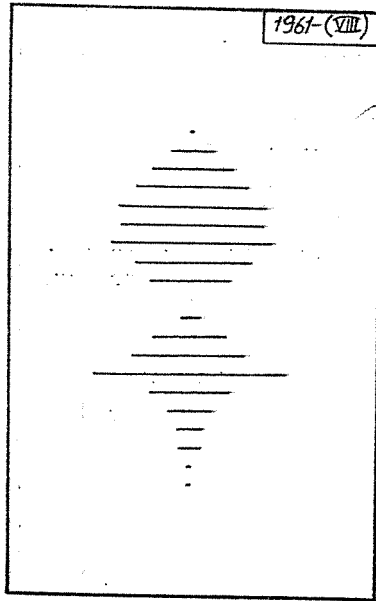
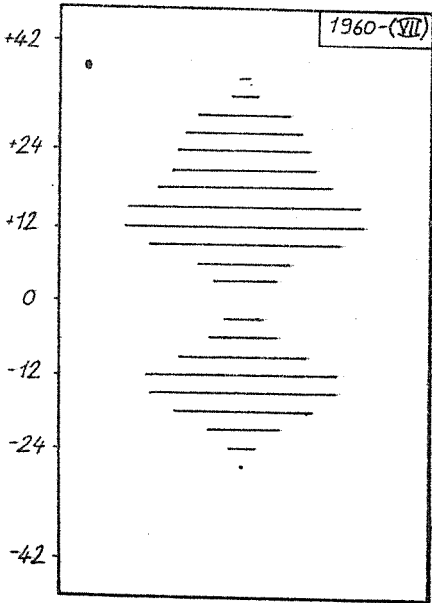
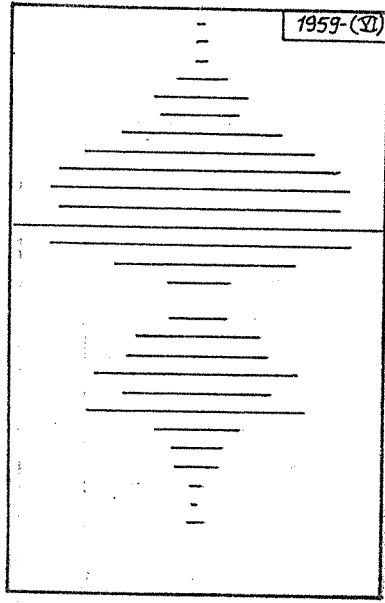
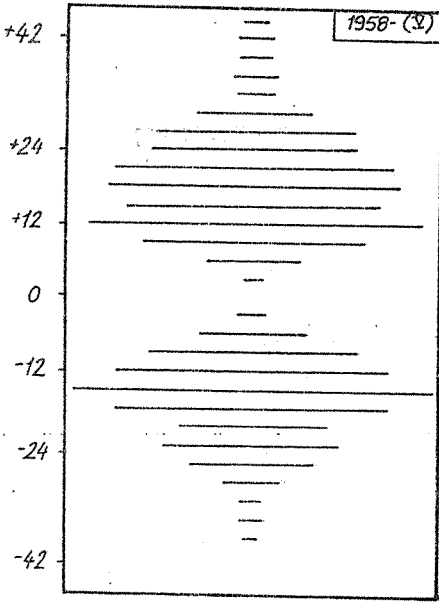
Şekil II. Üç çevrim üzerinden ortalama alınarak elde edilen grup sayılarının enlemle değişimi.

simum 20° - 25° enleminde'dir. Gene çevrimin 3. yılında da 20° - 25° enlemi maksimum leke grubu sayısını korurken eğrinin yüksek enlemlerdeki kolu ilk üç yılda yükselmiştir. Bunun anlamı doğan leke gruplarının sayısının artmasıdır. Çevrimin 4. yılında aktivite bölgesinin bir anda 10° - 15° enlem kuşağına düştüğünü görüyoruz. Bu yıldaki aktivite şiddeti üçüncü yıldaki şiddet kadardır. Daha sonraki 5. ve 6. yıllarda aktivite şiddeti artmakta fakat 10° - 15° enlem kuşağı sabit kalmaktadır. 7., 8., 9., kısmen 10. ve 11. yıllarda da aktivite kuşağı hep 10° - 15° enlem kuşağında kalmakta ve tedricen sürekli azalmaktadır. Bu durum hemen akla Gnevyshev'in (1967) çift maksimumunu getirmektedir. Gözlemlerimizin sonuçlarından da teyid edildiği gibi çevrimin başlangıcında merkezi 20° - 25° enlem kuşağı olan bir aktivite dalgası güneşin iç kısımlarından gelip fotosfere çarpmakta ve yaklaşık üç yıl sürmektedir. Dalga bu süre zarfında 10° - 40° enlemlerine kadar yayılmaktadır. Daha sonra bu dalga şiddetini kaybederken (Şekilde 4. yılda kendisini 17.5° - 22.5° enlemlerinde göstermektedir) ikinci bir aktivite dalgası merkezi 10° - 15° enlem kuşağı olan bölgede kendini göstermektedir. Bu dalga her iki yarımkürede ekvatora doğru yayılmaktadır.

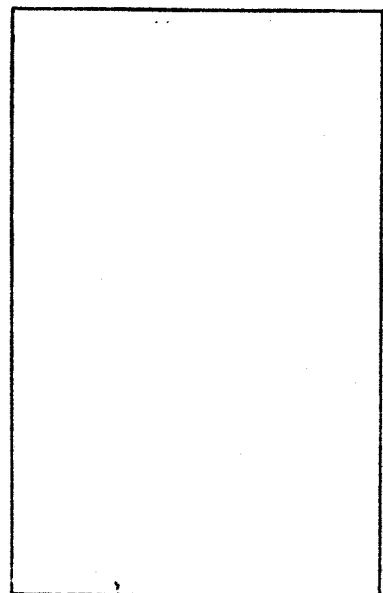
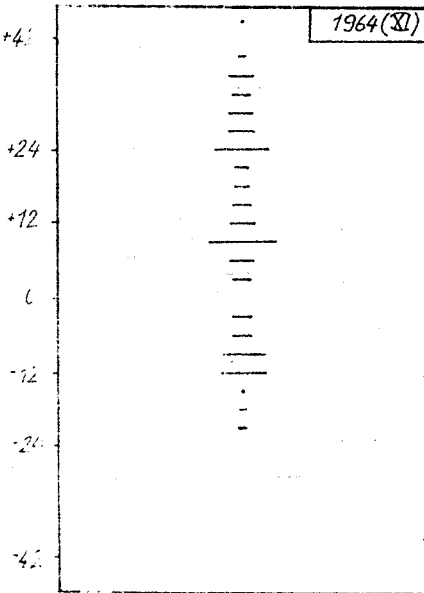
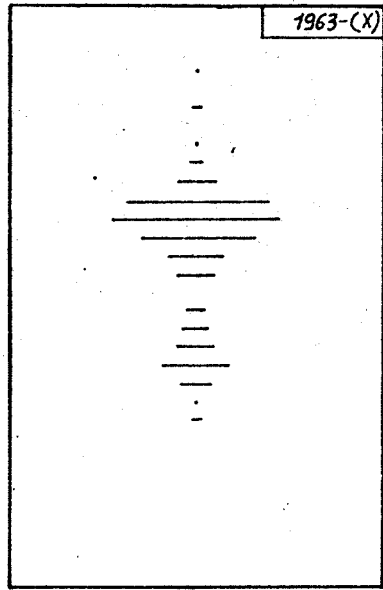
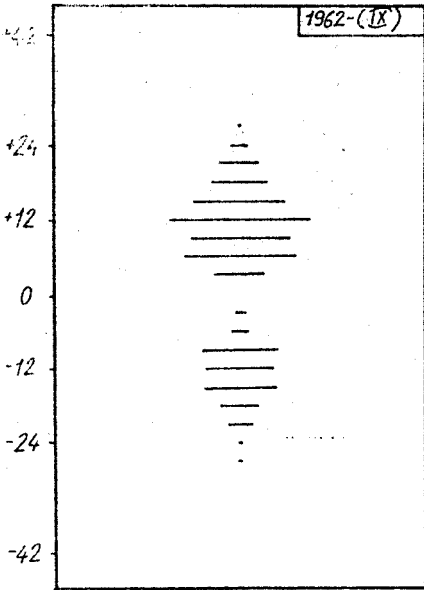
Bu sonuçları genelleştirmek için çalışmayı genişlettik ve 19. çevrim Greenwich gözlemlerini kullandık. Gerek leke grupları sayısından gerekse



Şekil IIIa: 3° lik enlem kuşakları için grup sayılarının yıllarla değişimi. (0.7 mm, bir leke grubuna karşılık gelir.)



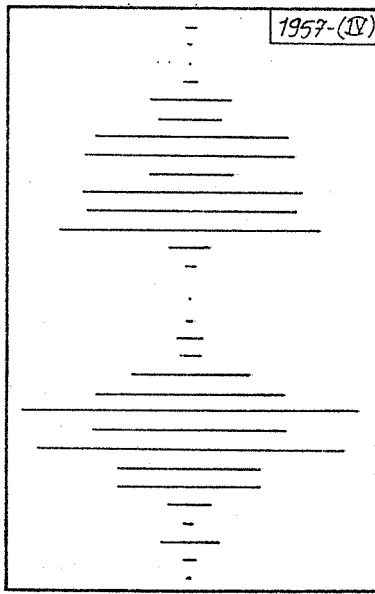
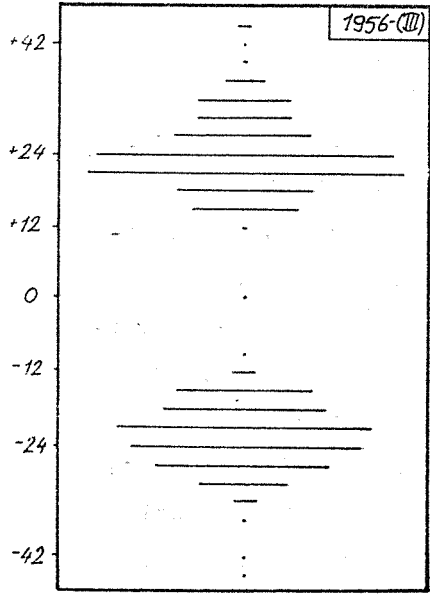
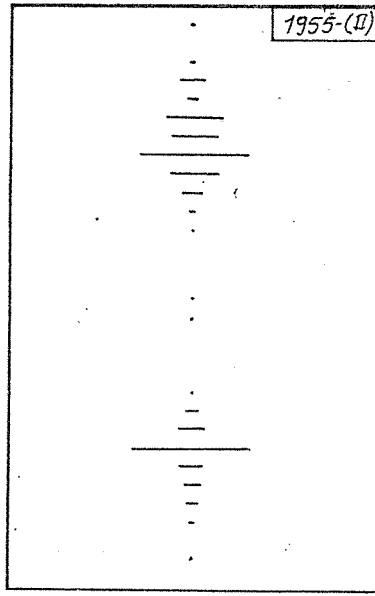
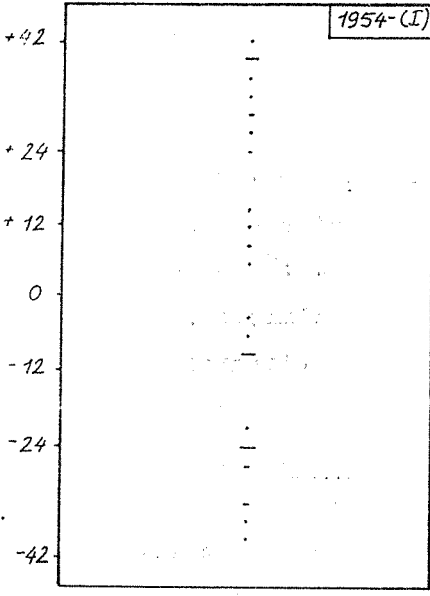
Şekil IIIa



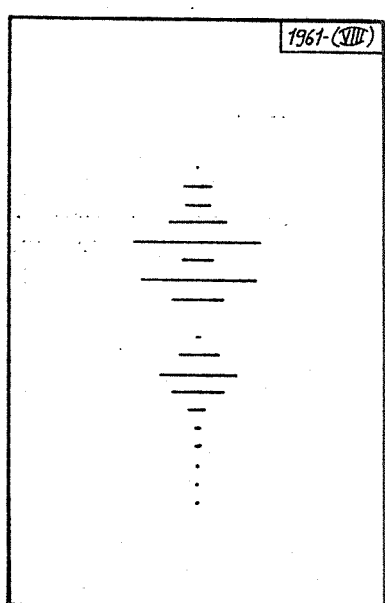
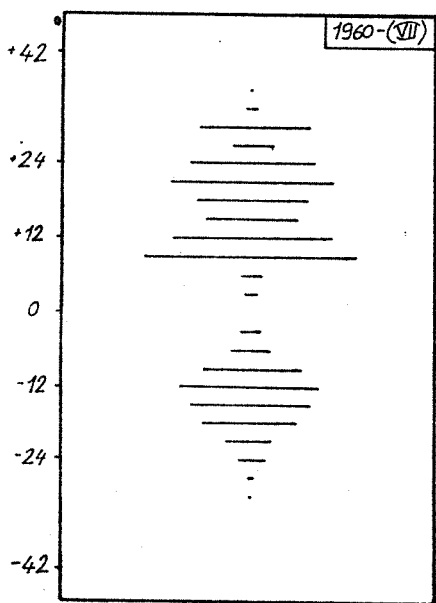
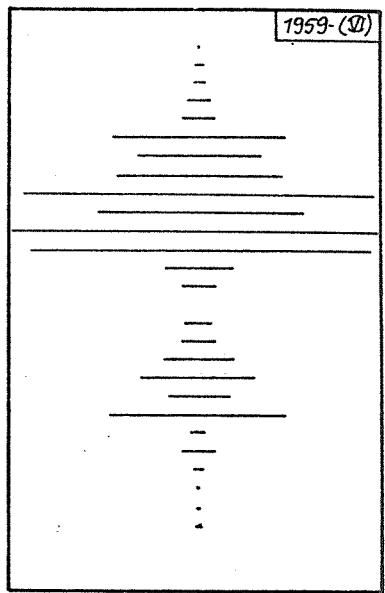
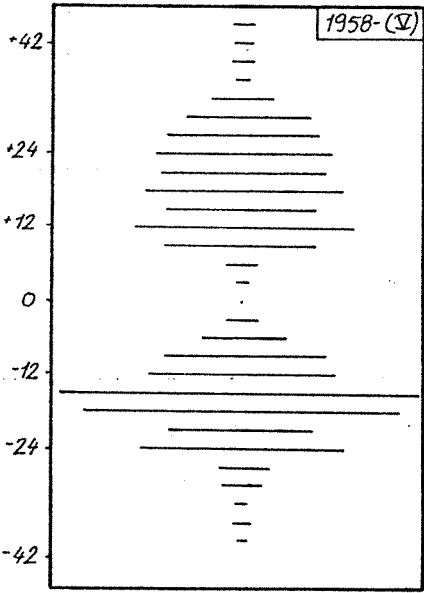
Şekil IIIa

leke alanlarından elde edilen ilk sonuçlar Şekil III a,b de verilmiştir. Şekil IIIa 'da yıllara göre leke gruplarının sayısının nasıl değiştiği verilmektedir. Çevrimin 1. yılı olan 1954 yılında önceki çevrime ait bazı gruplar ekvator bölgesinde görülmektedir. Yüksek enlemlerde $+24^{\circ}$ enlem kuşağı (3° lik enlem kuşakları kullanılmıştır.) en aktiftir. 2. yılda bu durum daha da belirginleşir ekvator kısmında hiç leke grubu kalmaz. kuzeyde 24° güney yarımkürede 21° ve 24° enlem kuşağı çok belirgin kendini gösterir. 3. yılda 24° kuşağı aktivitesini maksimuma çıkarırken yüksek enlemlerdeki leke grubu sayısında artmaktadır. 1957 yılında yani çevrimin 4. yılında 24° aktivitesini azaltırken her iki yarım kürede alçak enlemler faaliyeteye geçmiştir. Bu yılda yüksek enlemler maksimum faaliyettedir. Sonraki yıllarda yüksek enlemlerin etkinliği azalmakta ve şekilde de açıkça görüldüğü gibi 12° enlem kuşağı çevrim sonuna kadar aktivitesini etkin bir şekilde sürdürmektedir.

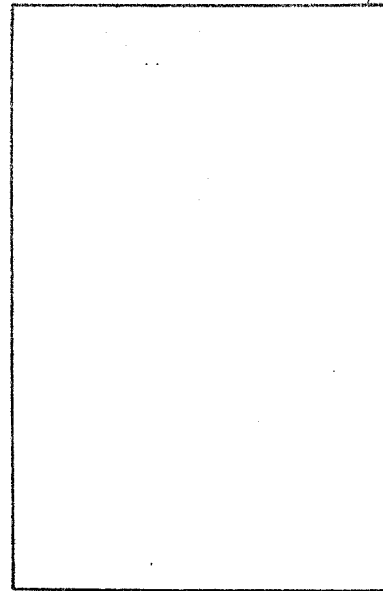
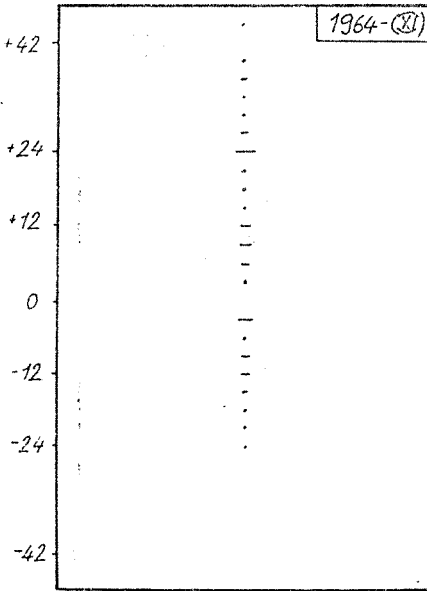
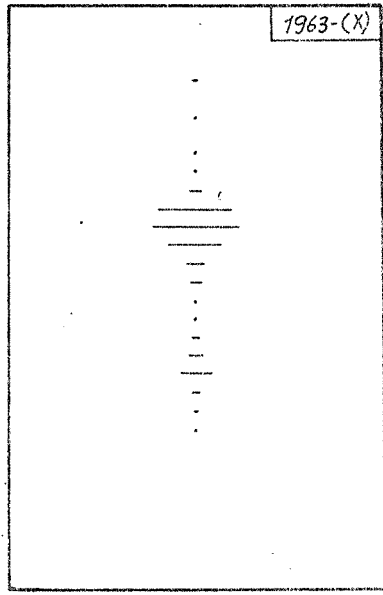
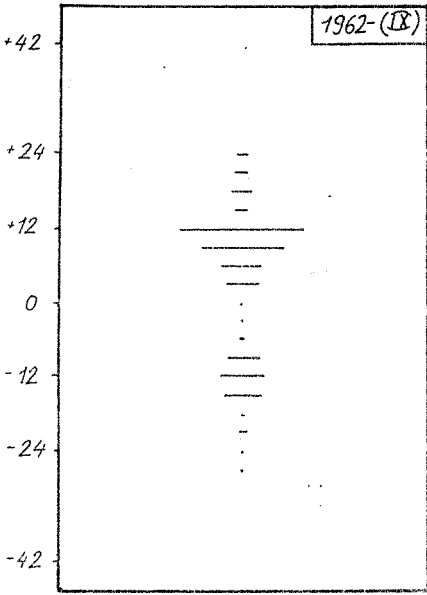
Benzer özellikleri Şekil IIIb de leke gruplarının alanlarında da görmek mümkündür. 1955 yılında (çevrimin 2. yılı) $+24^{\circ}$ kuşağı bir anda belli etmekte ve bu durum 1956 da $+21^{\circ}$ ve $+24^{\circ}$ kuşağında devam etmektedir. 1957 yılında ise yüksek enlemler şiddetini azaltırken $+12^{\circ}$ ve $+15^{\circ}$ kuşağı kendini hissettirecek kadar etkinliğini arttırmış ve çevrim sonuna kadar bu durumunu sürdürmüştür.



Şekil IIIb: 3° lik enlem kuşakları için leke gruplarının düzeltilmiş alanlarının yıllarla değişimi. (1 mm, 210x10⁻⁶ güneş yarı yüzeyi büyüklüğüne eşittir.)



Şekil IIIb



Şekil III b

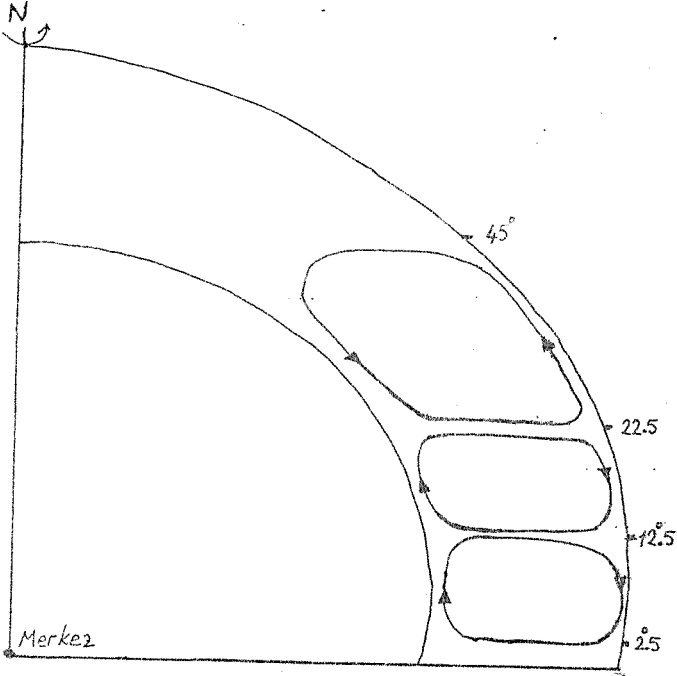
Gerek İstanbul Üniversitesi Gözlemevinin son üç çevrimine ait leke gözlemlerinden gerekse Greenwich gözlemevinin verilerinden elde edilen sonuçlar bizi şöyle bir sonuca götürdü:

Güneş leke gruplarının çevrim süresince enlemsel dağılımı, bize, leke gruplarının bulunduğu bölgedeki kütle hareketleri hakkında, kaba da olsa bir bilgi vermelidir. Şayet teorilerde söylendiği ve hatta bazı araştırmacıların varlığını ispat ettiklerini söyledikleri gibi dev hücreler varsa ve bu dev hücreler dönüyorsa, aktif bölgeleri çevrim süresince üzerlerinde taşıyacaklar ve lekelerin oluşum yerlerini değiştireceklerdir.

• Biz, çevrim içinde çevrimin hangi fazında leke gruplarının nerelerde doğduklarını iyi biliyorsak bu bize dev hücrelerin gerek büyüklüğü, gerek adedi gerekse dolanım yönlerinin kaba tahmini verecektir. Bunun bir modeli Şekil IV de verilmiştir. Ribes (1986)'in diverging roll'lerine benzeyen bu roll'lerin adedi Ribes'in önerdiği sayıda olmakla birlikte bizim gözlemlerimizden bunların yönlerinin farklı olduğu sonucuna vardık. Belkide roll'in yönleri çevrimden çevrime değişmektedir. Bunu anlayabilmek içinde her bir çevrim bağımsız kendi arasında değerlendirilip sonra diğer çevrimlerle mukayese edilmelidir.

Ümid edilen yakın gelecekte bu ilk yaklaşımların spektroskopik ve diğer güneş üzerindeki olu-

şumlardan elde edilen sonuçlarla doğrulanmasıdır.



Şekil IV. Muhtemel konvektif roll'ler

Kaynaklar

- 1- Arévalo, M. J. ve ark.: 1982, Astron.Astrophys. 111, 266.
- 2- Babcock, H. W.: 1961, Astrophys. J. 133, 572.
- 3- Balthasar, H., Wöhl, H.: 1980, Astron. Astrophys. 92, 111.
- 4- Balthasar, H. ve ark.: 1986, Astron. Astrophys. 155, 87-98.
- 5- Becker, U.: 1954, Z. Astrophys. 34, 129.
- 6- Duvall, T. L.: 1979, Solar Phys. 63, 3.
- 7- Gilman, P.A.,Howard, R.: 1984,Solar Phys.93,171.
- 8- Gilman, P.A.: 1981, The Sun as a Star, Jordan S? (ed.), NASA, 231.
- 9- Gleissberg, W.: 1944, Publication of the Istanbul University Observatory, 26.
- 10- Gleissberg, W., Damboldt, Th.: 1971, J. Brit. Astron. Assoc. 81,270.
- 11- Gnevyshev, M. N.: 1967, Solar Phys. 1, 107.
- 12- Gnevyshev, M. N.: 1977, Solar Phys. 51, 175.
- 13- Godoli, G. ve ark.: 1983, Solar Phys. 83,339.
- 14- Howard, R., La Bonte, B.J.: 1980, Astrophys. J. 239, L33.
- 15- Kopecky, M.: 1958, Bull. Astr. Inst. Czech.9,34.
- 16- Kopecky, M., Kotrc, P.: 1974, Bull. Astr. Inst. Czech. 25, 171.
- 17- La Bonte, B.J.,Howard, R.: 1982, Solar Phys.80,361.
- 18- La Bonte, B.J. ve ark.: 1981, Astrophys. J.250,796.
- 19- Lustig, G.: 1983, Astron. Astrophys. 125,355.

- 20- Ribes, E. ve ark.: 1985, Nature, 318, 170.
- 21- Ribes, E.: 1986, c.r.acad.Sc (Paris) no.14.
- 22- Ribes, E.: 1986, Adv. Space.Res. Vol.6, No.8, 221.
- 23- Richardson, R.S., Schwarzschild, M.: 1953, Accad. naz. Lincei, Fondaz. Alessandro Volta, Atti dei convegni 11, 228.
- 24- Schröter, E.H., Wöhl, H.: 1976, Solar Phys. 49, 19.
- 25- Schröter, E.H.: 1985, Solar Phys. 100, 141-169.
- 26- Snodgrass, H.B.: 1984, Solar Phys. 94, 13.
- 27- Topka, K. ve ark.: 1982, Solar Phys. 79, 231.
- 28- Tuominen, J.: 1961, Z. Astrophys. 51, 91.
- 29- Tuominen, J.: 1976, Solar Phys. 47, 541.
- 30- Tuominen, J. ve ark.: 1982, Solar Phys. 79, 161.
- 31- Tuominen, J. ve ark.: 1983, M.N.R.A.S., 205, 69.
- 32- Ward, F.: 1965, Astrophys. J. 141, 534.
- 33- Ward, F.: 1973, Solar Phys. 30, 527.

DANJON ASTROLABI İLE YILDIZ VE GÜNEŞ GÖZLEMLERİ

Orhan GÖLBAŞI
İnönü Üniversitesi, Malatya

1. GİRİŞ

Bu çalışmada astronomide önemli bir alet olan Danjon Astrolabı tanıtılacak ve bununla yapılan araştırmalar üzerinde durulacaktır.

Danjon Astrolabı , eski prizmalı astrolabın Sorbon Üniversitesi profesörü ve Paris Gözlemevi eski müdürlerinden André Danjon tarafından geliştirilmesiyle elde edilmiştir. İlk kez 1956 yılında Paris Gözlemevinde hizmete konarak düzenli yıldız gözlemleri başlatılmıştır, (Chollet,1981).

Daha sonra yine aynı gözlemevinde 1963 yılında gezegen gözlemleri başlatılmıştır, (Chollet et al. 1986).

Danjon Astrolabıyla Güneş gözlemleri ise ilk kez Centre d'Etude et de Recherches Geodynamiques et Astronomiques (CERGA)'da bulunan astrolabla 1974 de başlatılmıştır, (Chollet et al. 1978).

1975 yılından beri de kuvvetli radyo kaynağı olduğu tahmin edilen yıldızların gözlemi yapılmaktadır, (Chollet et al. 1986).

Şu anda 35 civarında Danjon Astrolabı istasyonu Dünyanın çeşitli yerlerinde çalışmalarını sürdürmektedir. Bunlardan 6 tanesinde çok amaçlı gözlemler yapılmaktadır. Yıldız, gezegen, küçük

gezegen ve güneşin gözleendiği bu istasyonların ikisi Fransa'da, ikisi Brezilya'da, diğeri de İspanya ve Şili'de bulunmaktadır.

2. ALETİN PRENSİBİ

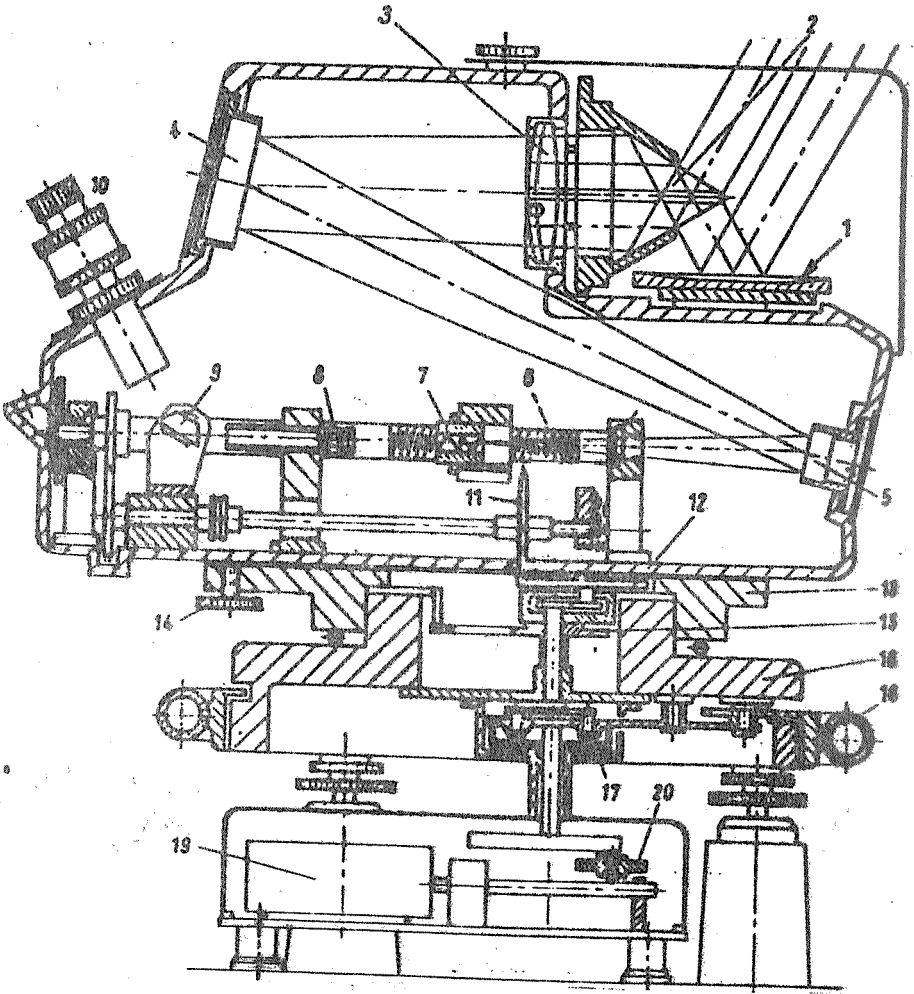
Aletin objektif çapı 10 cm. odak uzaklığı ise 1 m. dir. Düşey eksenini etrafında 360° dönebilecek şekilde yapılmıştır, (Şek.1).

Alet esas olarak, gök cisimlerinin belli bir zenit uzaklığından geçtikleri anda gözlenmesi prensibine dayanır. Bu zenit uzaklığını, objektifin önüne konan prizmanın taban açısı tayin eder. Birden fazla prizma kullanılarak, gök cisimi farklı zenit uzaklıklarında gözlenebilir. Bu durum özellikle Güneş gözlemleri için çok önemli olmaktadır. CERGA'da 5 farklı prizma kullanılmak suretiyle Güneşin yarıçapı günde 10 kez tayin edilebilmektedir.

Bir istasyona kurulan Danjon Astrolabıyla $\psi_{+} 30^{\circ}$ deklinasyonlu gök cisimlerinin gözlemi yapılabilmektedir. Burada ψ istasyonun enlemidir. Çeşitli enlemlerde astrolap istasyonlarının kuruluşu bu boşluklara göre düzenlenmektedir.

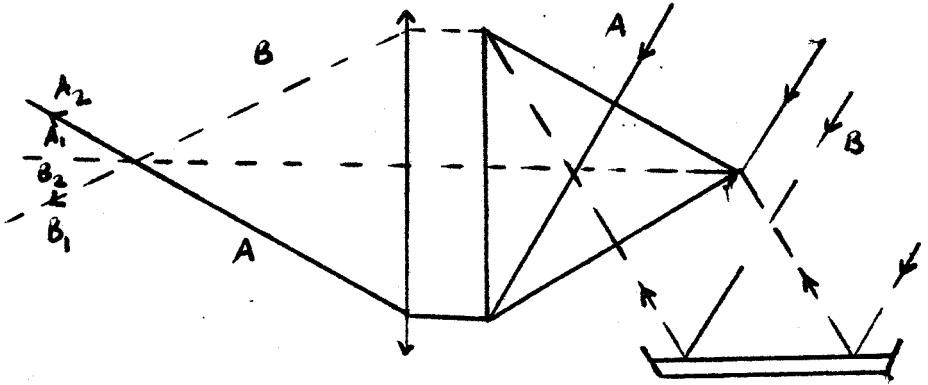
3. GÖZLEMLERİN YAPILIŞI

Hazırlanan gözlem programında gözlenecek gök cisimlerinin, prizmanın taban açısı ile tayin edilen yükseklikten geçiş anları ve o sıradaki azimutları bellidir. Gözlemci aleti bu azimuta ayarlayarak beklemeye başlar. Gök cisimi bu yüksekliğe gelmeden çok az önce. (Şek.2.)'de görüldüğü gibi biri doğrudan doğruya üstten (A), diğeri civa çanağından yansıyarak alttan (B) prizmaya dik olarak giren ışık ışınlarıyla oluşan, gök cisminin iki görüntüsü görünüm alanında görülür. Bu iki görüntünün birbirlerine kavuştuğu



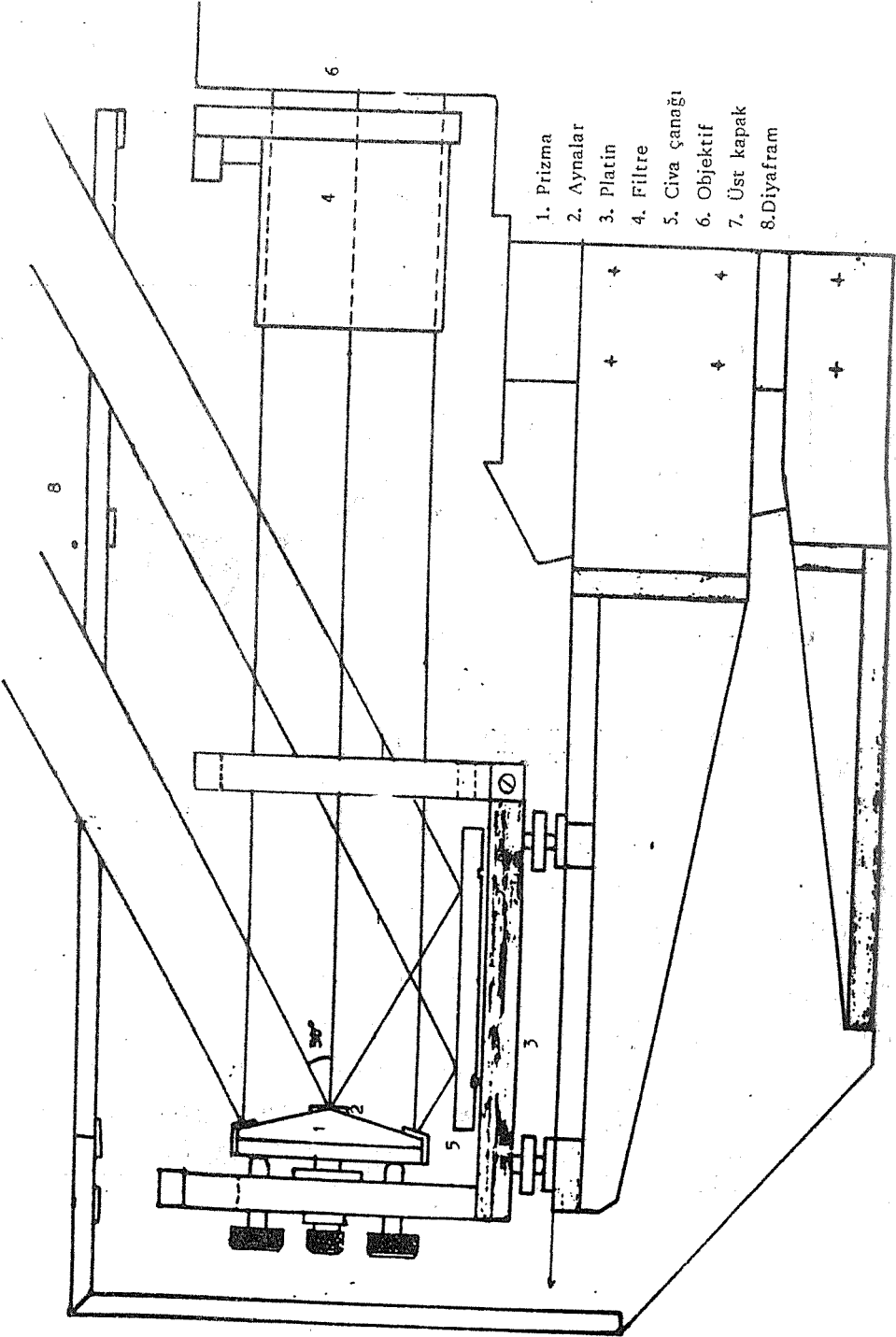
(Şek. 1) - Klasik Danjon Astrolabının Kesiti.(1). Civa çanağı, (2).Prizma (3).Objektif (4).Büyük ayna (5). Küçük ayna (6).Mikrometre vidası (7). Wollaston (8). Taşıyıcı (9) Çevirici prizma (10). Oküler (11). Tekerlek (12). Disk (13). Plato (14) Ayarlama vidası (15). Dişli çark (16). Kaide (17). Diferensiyel (18). Diferensiyel dümeni (19). Motor (20). Hız değıştirci.

an, gökcisminin prizmanın taban açısına eşit yükseklikte bulunduğu andır. Ancak prensipte bu iki görüntü üst üste çakıştırılmaz, mikrometreye bağlı bir vida ile çakışmadan 1 saniye kadar önce yanyana getirilirler. Görüntülerin çakıştığı odak noktasına konan bir Wollaston prizma ile ışık demetleri A_1 , A_2 ve B_1 , B_2 gibi demetlere ayrılır. Ancak A_2 ve B_1 demetleri uygun perdeler konarak engellenir. Böylelikle, Wollaston prizmasının çok az bir hareketiyle, prizmaya gelen ışınların açısı çok az değişse de görüntüler hep paralel kalacaktır. Gözlemcinin yapması gereken iş, görüm alanındaki iki görüntüyü sürekli olarak paralel tutmaktan ibarettir. Diğer optik hatalar otomatik olarak düzeltilmiştir. Alete "L' Astrolabe Impersonnel" denmesinin nedeni de budur.



(Şek. 2)

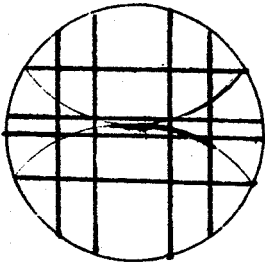
Güneş gözlemleri bundan biraz farklıdır. Tabiatıyla, alette de bazı ek parçalar kullanılır. (Şek.3.)'de Paris gözlemevi Güneş Astrolabının şeması görülmektedir. Burada prizmanın önüne bir filtre konarak, güneşin görüm aletin görüm alanındaki parlaklığı Ay'ın parlaklığı mertebesine indirilmiştir. Güneşin tüm kursu yerine, bir keresinde üst ve diğerinde de alt kenarının belli bir



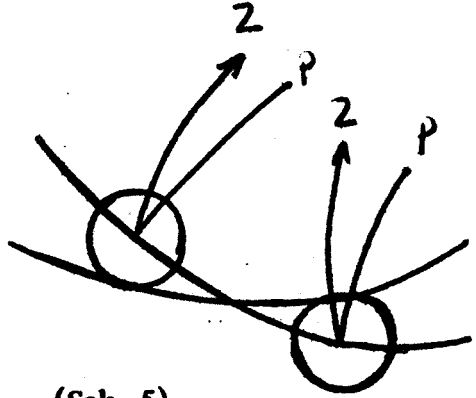
1. Prizma
2. Aynalar
3. Platin
4. Filtre
5. Civa çanağı
6. Objektif
7. Üst kapak
8. Diyafram

(Şek. 3). Paris Gözlemevi Güneş Astrolabı ($z = 60^\circ$ için).

yüksekliğe geldiği an tayin edilir. Görüm alanında güneşin kenarının iki görüntüsü (Şek. 4)'deki gibidir. (Şek. 5)'de bir örnek olmak üzere, Güneş meridyeni geçtikten sonra, önce alt ve dahasonra da üst kenarının aynı bir yükseklik paralelinden geçişi temsil edilmektedir. Meridyenden önce bunun tam tersi olur. Böylelikle, bir tek prizma ile, meridyenden önce ve sonra olmak üzere, Güneşin kenarının aynı bir yükseklikten 4 kez geçişi gözlenebilir.



(Şek. 4)



(Şek. 5)

4. YAPILAN DEĞİŞİKLİKLER

Teknik gelişmeye uygun olarak, alette zamanla birçok yenilikler yapılmış ve bu şekilde hem daha kolay ve duyarlı gözlemler elde edilmiş hem de alet daha kararlı hale getirilmiştir.

1970 yılında ilk kez hizmete konan L'Astrolabe a Pleine Pupile (APP) sistemi ile bir çok hatanın elenmesi ve kararlı hale gelmesi sağlanmıştır. Örneğin bu şekilde, nütasyon gözönüne alındığında % 20 daha iyi sonuç elde edildiği görülmektedir, (Billaud and Guinot, 1971), (Chollet, 1980).

1971'den itibaren Peking Gözlemevinde ve daha sonra CERGA'da fotoelektrik Danjon Astrolabı gözlemlerine başlanmıştır, (Billaud, 1982).

1976 yılından başlayarak, CERGA'da Güneş gözlemleri yapılabilecek şekilde değişiklikler yapılmış ve böylelikle alek gündüzleri de kullanılabilir hale gelmiştir.

1983 yılından itibaren ABD'de Naval Gözlemevinde kurulu bulunan Danjon Astrolabı hareketli hale getirilerek, daha çok jeodezik amaçlı çalışmalar yapılmaktadır, (Lukac et al., 1986).

İspanya'da bulunan bir APP astrolabı da, gözlemi tümüyle elektronik algılayıcılarla yapacak şekilde donatılmıştır. İndirgemeler, klasik astrolaba göre sonuçların 10 kez daha iyi olduğunu göstermektedir, (Sanchez, 1988).

5. ' GÖZLEMLERİN İNDİRGENMESİ

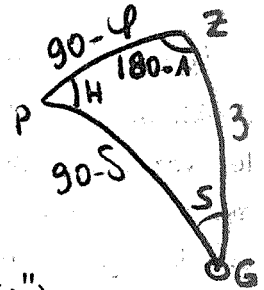
Gözlemlerin indirgenmesi "eşit yükseklikler yöntemine" dayanır. Bu yöntemin Danjon Astrolabına uygulanışı ile ilgili ayrıntılı bilgiler "La Methode des Hauteurs Egales en Astronomy" adlı kitapta (Débarbat and Guinot, 1970) ve verilen diğer kaynaklarda bulunmaktadır. Kısaca belirtmek istenirse, denklem bilinen küresel üçgen formüllerinden çıkarılır, (Şek. 6).

$$\cos z = \sin \varphi \sin \delta + \cos \varphi \cos \delta \cos H \quad (1).$$

Buradan

$$\sin z \sin a = \cos \delta \sin H \quad (1')$$

$$\sin z \cos a = -\cos \varphi \sin \delta + \sin \varphi \cos \delta \cos H \quad (1'')$$



(Şek. 6)

Daha sonra (1) denkleminin türevi alınıp (1') ve (1'') yerine konursa

$$- \sin z \, dz = - \cos \varphi (\cos \delta \sin H) \, dH + (\cos \varphi \sin \delta - \sin \varphi \cos \delta \cos H) \, d\varphi + (\cos \delta \sin \varphi - \sin \delta \cos \varphi \cos H) \, d\delta$$

ve sonuçta

$$dz = - \cos \varphi \sin Z \, dH - \cos Z \, d\varphi - \cos S \, d\delta \text{ bulunur.}$$

Yıldız, gezegen ve küçük gezegen gözlemlerinde, bu durumda $d\varphi$ (enlem), dz (zenit hatası, yani prizmanın taban açısının hatası), ve dH (saat düzeltmesi) olarak adlandırılan 3 bilinmeyen vardır. Bu durumda farklı azimutlara sahip 3 yıldızın gözlemiyle bu üç bilinmeyenin bulunması mümkündür. Ancak pratikte 28 yıldızdan oluşan bir yıldız grubu gözlenir. Böylelikle gözlem duyarlılığı artırılmış olur.

Güneş gözlemlerinde durum biraz değişiktir. Gözlenen zenit uzaklığı ($z - d$) ve ($z + d$) şeklindedir. Burada d güneşin yarıçapıdır. Bu durumda tek bir prizmayla, meridyenden önce ve sonra olmak üzere, Güneş kenarının belli bir yükseklikten geçişi ile ilgili 4 denklem elde edilir, (Chollet, 1981). Enlardan Güneş doğudayken ve üst kenarı için denklem yazılırsa

$$R_{SE} = - 15 \sin Z_{SE} \cos \varphi \Delta \alpha + \cos S_{SE} \Delta \delta + \Delta z + \Delta d$$

denklemi elde edilir. Diğer 3 geçiş için de buna benzer denklemler yazılabilir. Burada φ yıldız ve gezegen gözlemlerinden bilinmektedir. $Y = \cos S \Delta \delta + \Delta z$ denirse, bu durumda Y , $\Delta \alpha$ ve Δd olmak üzere 3 bilinmeyen vardır. Buna karşılık 4 denklem bulunduğundan çözüm vardır. Ancak bir günde aynı bir prizmayla Güneşin 4 kenarının gözlemi yapılamamışsa, biraz daha karmaşık olarak çözüm bulunabilmekte, buna karşın gözlem duyarlılığı

azalmaktadır, (Bougeard, 1982).

6. GÖZLEMLERİN DUYARLIĞI

Fotoelektrik astrolabla ± 0.002 ile UT tayini yapılabilmektedir, (Billaud, 1986).

APP astrolablarıyla yıldız kataloglarında $\alpha \pm 0.006$ ile; δ ise $\pm 0.1''$ ile belirlenebilmektedir, (Chollet et al., 1986).

Güneş yarıçapının değişimi $0.02''$ ile tayin edilebilmektedir. Tek bir gözlem sonucunda güneşin yarıçapı $0.27''$ duyarlıkla belirlenebilmektedir, (Chollet et al., 1986).

UT tayininde, klasik astrolablarla 5 ms, APP ile 2.5 ms ve son zamanlarda geliştirilen astrolablarla 1 ms duyarlığa erişilebilmektedir.

Gezegen gözlemleri sonucunda $\alpha \pm 0.007$; $\delta \pm 0.05''$ duyarlıkla tayin edilebilmektedir, (Chollet et al., 1986).

7. BİLİMSEL ARAŞTIRMALARA KATKISI

Danjon Astrolabı gözlemlerinin değerlendirilmesi sonucunda aşağıda ana başlıklarla verilen bilimsel araştırmalara doğrudan katkıda bulunmaktadır.

7.1 Kutup Hareketi

Danjon Astrolabının hizmete konduğu ilk yıllarda en önemli katkılarından biri kutup hareketi problemi olmuştur. Ancak bu alanda kullanılan Laser-Luna ve Laser-Satellite gibi yeni tekniklerle UT tayini 0.0001 duyarlıkla elde edilebilmektedir. Bu nedenle Danjon Astrolabı ve Photographic Zenith Tube (PZT) gibi

optik aletlerin bu alandaki katkısı azalmıştır, ancak yine de elde edilen veriler International Polar Motion Service (IPMS) tarafından kullanılmaktadır.

7.2 Yer'in Dönmesi

Burada da durum kutup hareketinde olduğu gibidir. Bu alanda Very Long Base Interferometer (VLBI) ve radyointerferometri gibi teknikler yanında klasik aletler ikinci plana düşmüştür.

7.3 Katalog

Danjon Astrolabı katalog düzenlenmesi konusunda en önemli aletlerden biri olma özelliğini korumaktadır. Danjon Astrolabıyla FK5 katalog yıldızlarının % 95 ini, FK5 Supplement katalog yıldızlarının ise % 55 ini gözlemek mümkündür, (Billaud et al., 1974). Böylelikle temel katalog hazırlanmasında çok önemli bir katkısı vardır.

7.4 Başvuru Çerçevesi

Bilindiği gibi 1989 da fırlatılması beklenen Hipparcos uydusu ile 200 000 yıldızın konumunun 0.001 duyarlıkla tayini planlanmaktadır. Böylelikle başvuru çerçevesi ve katalog konularında çok önemli adımlar atılacaktır.

Günümüze kadar bir çok başvuru çerçevesi tanımı yapılmıştır. Bunlardan birisi, Yer-Ay kütle merkezinin Güneş etrafındaki hareketini temel alan Dinamik Sistemdir. Uzay Teleskobu, VLBI ve Hipparcos ile ekstragalaktik ve galaktik sistemler elde edilmektedir. Ancak bu farklı sistemleri birbirine bağlayabilmek için tek yol Güneş Sistemi ve Hipparcos yıldızlarının Yer'den gözlenmesidir. Şu anda bunu yapacak tek alet de Danjon Astrola-

bı olarak görülmektedir, (Chollet, 1982).

7.5 Güneş Yarıçapının Değişimi

Danjon Astrolabıyla Güneş gözlemleri sonucunda, Güneşin konumu yanında yarıçapının değişimi de elde edilmektedir. Buradan hareketle Güneşteki fiziksel olaylara da girilebilmektedir. Bu güne kadar yapılan gözlemlerden Güneş yarıçapının değişiminde 0.5 lik ve 1000 günlük dönemli bir salınımın varlığı görülmektedir, (Laclare, 1983). Bundan sonraki gözlemler, bunun Güneşteki fiziksel olaylarla ilişkisini ortaya çıkarabilecektir.

8. GÖZLEM SONUÇLARI

1985, 1987 ve 1988 yıllarında Paris Gözlemevinde Danjon Astrolabıyla yapılan yıldız, gezegen, güneş ve radyo yıldızları gözlemlerine katılmıştır. Bunlardan 1985 yıldız gözlemleri yayınlanmıştır, (Chollet et al, 1987). 1987 ve 1988 gözlemleri de yayınlanmak üzeredir. Bu yıllarda, ülkemizden katılan gözlemcilerin de yer aldığı dönemdeki gözlemler aşağıda tablolar halinde verilecektir.

1985 yılı Temmuz ayı gözlemleri Tablo 1 de verilmektedir.

Tablo 1

Gözlemci	Gözlem grubu sayısı	Gözlem ağırlıkları *		
		Max.	Min.	Ort.
Gölbaşı	19	5.4	0.7	1.5
Texier	10	0.8	0.5	0.6
Mangombi	6	1.9	0.5	0.9
Lam	2	0.5	0.5	0.5

* (Gözlem ağırlığı - duyarlık ilişkisi Tablo 3 de verilmiştir.)

1987 yılı Haziran, Temmuz ve Ağustos ayları gözlem sonuçları Tablo 2 de verilmiştir.

Tablo 2

Gözlemci	Gözlem grubu sayısı	Gözlem ağırlıkları		
		Max.	Min.	Ört.
Gölbaşı	8	18.8 ^x	1.9	5.4
Ökten	15	12.2	1.0	3.5
Diğerleri	30	4.5	0.7	1.8

(X) Bu gözlem ağırlığı 1956 yılından beri aralıksız gözlem yapılan Paris Gözlemevinde bu güne kadar elde edilmiş en yüksek değer olmaktadır.

Tablo 1 ve 2 - A ökten ve O. Gölbaşı'nın Paris gözleminde en iyi sonuçları elde ettiklerini göstermektedir.

9. SONUÇ

Görüldüğü gibi, Danjon Astrolabı astrometri, astrofizik ve jeodezide bir çok konuda katkısı olan, hem teknik hem de ilgi alanında gerekli değişimleri yaparak güncelliğini koruyan önemli bir alettir. B.Ü. Kandilli Gözlemevine 1967 yılında getirilen ve 1974 yılından sonra hiç gözlem yapılmayan Danjon Astrolabının günümüz tekniklerine uygun bir biçimde yeniden hizmete konması bu nedenle büyük önem taşımaktadır.

Özellikle Paris Gözlemevindeki bilimsel etkinliklere ülkemizden yapılan olumlu katkılar sonucunda, Türkiye'de bir astrolab istasyonunun kurulmasının çok yararlı olacağı, aynı zamanda Astrolabe Working Group'un başkanı da olan, Paris Gözlemevi

Tablo 3

<u>BOYLAM</u>		<u>ENLEM</u>	
Ağır- <u>lık</u>	<u>Hata</u>	Ağır- <u>lık</u>	<u>Hata</u>
≥ 8.8	± 0.002	≥ 12.8	± 0.02
4.5	3	6.5	3
2.8	4	3.9	4
1.9	5	2.6	5
1.3	6	1.8	6
1.0	7	1.4	7
0.8	8	1.1	8
0.7	9	0.9	9
0.8	10	0.8	10
0.5	11	0.6	11
0.4	12	0.5	12

Astrolablar Şefi Dr. F. Chollet tarafından da kabul edilmiştir. Bundan hareketle, Paris Gözlemeviden destek istenmiş ve bunun sonucunda hibe yoluyla İnönü Üniversitesine bir Danjon Astrolabı verilmesi prensipte kabul edilmiştir. Astrolaba hizmet verecek ek ünitelerin satın alınması ve gözlem kulübesinin yapılması ile ilgili çalışmalar üniversite bünyesinde sürdürülmektedir.

1988 Ağustos ayında Baltimore'da yapılan IAU toplantısında da Dr. Chollet'nin vermiş olduğu bildiri de bu konuya değinilmiş ve B.Ü. Kandilli Rasathanesi ve İnönü Üniversitesinde çok amaçlı birer astrolab istasyonunun kuruluş çalışmalarına başlandığı bildirilmiştir. Bir yıl sonra sürekli gözlemlere başlanması planlanan bu istasyonlar hizmete konabilirse, astrometri, astrofizik ve jeodezide, hem araştırma hem de eğitim ve öğretimde önemli etkinliklerin yapılması beklenebilecektir.

K A Y N A K L A R

- Billaud, G., and Débarbat, S., *La Methode des Hauteurs Egales en Astronomie*, Ed. Gordon and Breach, 1970.
- Billaud, G. and Guinot, B., *Astron. Astrophys.* 11, 241, 1971.
- Billaud, G. and Débarbat, S., *IAU Symp. No. 61*, p. 87, 1974.
- illaud, G., *Reports on Astronomy*, IAU, 1982.
- Billaud, G., *A New Astrolabe, Astrometric Techniques*, H.K. Eichorn and R.J. Leacock (Eds.), IAU, 1986.
- Bougeard, M., *Analyse des Observations du Soleil a l'Astrolabe du CERGA*, *Obs. de Paris*, 1982.
- Chollet, F., Demarq, J. et Laclare, F., *Astron. ASTROPHYS?* Suppl. Ser., 33, 7-9, 1978.

- Chollet, F., Observation du Soleil a l'Astrolabe, These de doctorat d'Etat, 1981, Université Pierre et Marie Curie.
- Chollet, F. and Débarbat, S., Catalogue Hipparcos et Observations au Sol, Proc.Int.Collog. on the Scientific Aspects of the Hipparcos Mission, Strasbourg, 1982.
- Chollet, F. et Débarbat, S., Objets Accessibles aux Astrolabes de Haute Precision: Etoiles et Radioetoiles Brillantes, Planetes, Soleil, Astrometric Techniques, H.K. Eichorn and R.J. Leacock (Eds.), 705-713, IAU, 1986.
- Chollet, F., Débarbat, S., Gölbaşı, O., Hascoet, J.C., Lam, S.K., Lehman, M., Mangombi, J., Texier, P., Astron. Astrophys. Suppl.Ser., 67, 297-301, 1987.
- Laclaire, F., Astron. Astrophys., 115, 200-203, 1983.
- Lukac, C.F., Wheeler, P.J., Keating, R.E. and Clarke, R.T., Timing and Data Acquisition System for a Field Astrolabe, Astrometric Techniques, H.K. Eichorn and R.J. Leacock (Eds.), 397-406, 1986.
- Sanchez, M., (private communications), 1988.

... ..
... ..
... ..
... ..

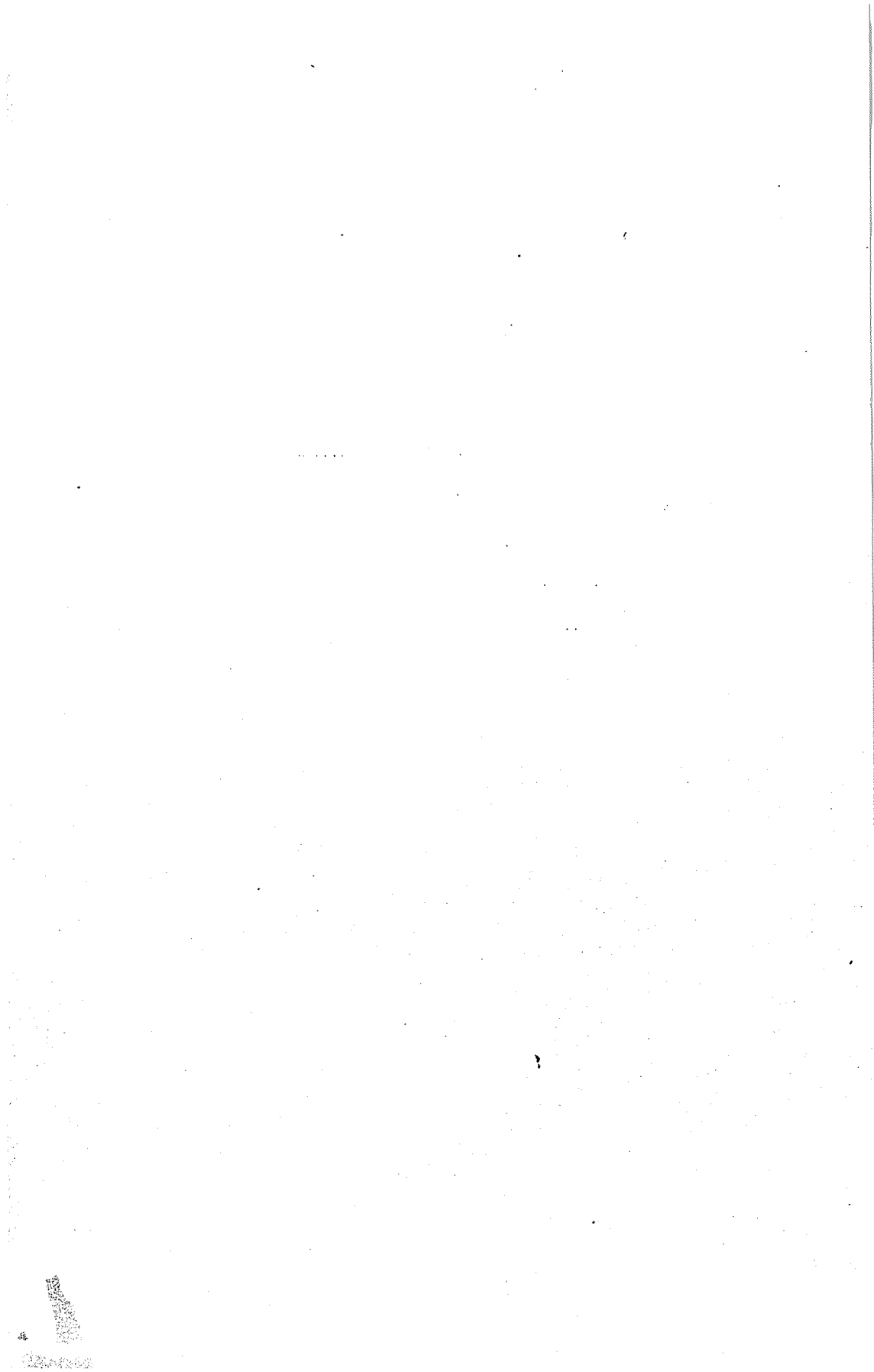
1931

... ..

JEODEZİ VE KONUM ASTRONOMİSİ

Onur Gürkan

**Bogaziçi Üniversitesi
Kandilli Rasathanesi
ve
Deprem Araştırma Enstitüsü**



KÜÇÜK KÜTLELİ YILDIZLARLA İLGİLİ KURAMSAL VE GÖZLEMSEL VERİLER

I. KÜÇÜK - D. ERYURT-EZER

1. GİRİŞ

Sönük ve geç spektral tayfına sahip yıldızlar galaksimizde oldukça büyük bir sınıf oluştururlar. Kütleleri güneş kütlelerinden çok küçük olan bu yıldızlar evrenin ömrü süresince hidrojen yakma aşamasından öteye bir gelişme göstermezler, dolayısıyla bu yıldızların ileri aşamalarının evrimi çok uzak bir gelecektir.

Biz bu çalışmada, küçük kütleli yıldızlar için 1960'dan bu yana yapılmış kuramsal evrim modelleri sonuçlarını çalışılan kütle, kimyasal kompozisyon, kullanılan hal denklemi ve opasite tabloları gibi başlıklar altında Tablo 1'de özetliyoruz. Ayrıca yine literatürden elde edilen gözlemsel veriler ise Tablo 2'de gösterilmiştir.

2. KURAMSAL EVRİM MODELLERİ

1960 sonrası küçük kütleli yıldızların evrimi ile ilgili çok sayıda çalışma yapılmıştır. Kumar(1963) kütleleri $0.1M_{\odot}$ 'den küçük yıldızların iç yapılarını, Ezer ve Cameron(1967) $0.1-0.4M_{\odot}$ arasındaki yıldızların ana kol ve öncesi evrim yollarını

TABLO 1

KURAMSAL MODELLER

KAYNAK	M/M _⊙	OPASİTE	HAL DENKLEMİ	X	Z	SONUÇLAR
12	0.09-0.04		Relativistik olmayan dejeneresi	0.90	0.01	Hidrojen ana kolu için minimum kütle Öbek I için 0.07M _⊙ Öbek II için 0.09M _⊙
4	0.1 - 0.4	Los Alamos	İdeal olmayan gaz etkileri	0.739	0.021	1/H _p =2, ana kol için limit kütle M/M _⊙ =0.1
1	0.25-2.5	Cox-Stewart	Parçacıklar arasındaki Kuloomb etkileşimleri dikkate alındı ve H ₂ molekül etkisi dahil edildi	0.60 0.90	0.001 0.03	Sıfır yaş modelleri üzerinde çalışıldı
11	0.02-0.2		Politropik indeksi n=1.5 olan modeller	0.739	0.021	Ana kol ve öncesi evrim modelleri hesaplandı
6	0.06-0.2	Water-vapor	İdeal olmayan gaz etkileri	0.68	0.03	1/H _p =1 ve 1/H _p =2 için hesaplar. limit kütle 0.075M _⊙
7	0.03-0.2	Water-vapor ve CO	" " " " "	0.68	0.03	Deuterium ana kol yaşam süreleri araştırıldı.

TABLO 1 (DEVAM)

KAYNAK	M/M _⊙	OPASİTE	HAL DENKLEMİ	X	Z	SONUÇLAR
8	0.03-0.2		İdeal olmayan termodinamik etkilerin hesabı için kullanılan bir teknik	0.68	0.03	Ana kol öncesi evrim sürecinde ideal olmayan termodinamik parametrelerin değişimi izlendi
5	0.03-0.2			0.68	0.03	" " " " "
9	0.008-0.02			0.68	0.03	Deuterium ana kolu için minimum kütle belirlendi
10	0.085-0.5	H ₂ O-CO	İdeal olmayan gaz etkileri	0.68	0.03	1/H _p =1 için modeller gözlemlerle mukayese
15	0.082-0.3	Cox-Stew., Alexander	Fontaine et al. (1977)	0.70	0.001 0.005 0.03 0.04	Yeni gözlem sonuçları ve kuramsal çalışmaları için mukayesesi
2	0.095-0.2	Cox-Stew.	Magni ve Mazzitelli (1979)	0.58 0.73 0.749	0.02 0.02 0.001	Sabit kütle atımlı modeller
16	0.10-0.75	Cox-Stew., Cox-Tabor, Alexander	Eggleston et al. (1973)	0.78	0.02	Ana kol öncesi evrim değişik kompozisyonları için izlendi

TABLO 1 (DEVAM)

KAYNAK	M/M _☉	OPASİTE	HAL DENKLEMİ	X	Z	SONUÇLAR
13	0.15-0.55	Cox-Tabor	Fontaine et al. (1977)	0.68	0.03	X(³ He) = 3x10 ⁻⁴ lü modeller
3	0.04-0.1	Cox-Stew., Alexander	Magni ve Mazzitelli (1979)	0.73	0.02	Ana kol minimum kütle 0.08M _☉
14	0.01-0.1	Alexander	n=1.5 politropik denklemi ve ideal olmayan etkiler	0.70	0.02	Ana kol minimum kütle 0.08M _☉

X=0.739, Z=0.021 kompozisyonu kullanarak hesaplamışlar ve yıldızların tamamen dejenere olması için limit kütlelerin $0.1M_{\odot}$ olduğunu göstermişlerdir. Grossman(1970), Grossman et al.(1970), Grossman ve Graboske(1971), Graboske ve Grossman(1971) ve Grossman ve Graboske(1973) küçük kütleli yıldızların ana kol konumları ve hidrojen yanması için gerekli minimum kütle hakkında oldukça önemli çözümler getirmişlerdir. Yakın zamanlarda küçük kütleli yıldızlarla ilgili yeni çalışmalara rastlanmaktadır. Sienkiewicz(1982), Fontaine et al.(1977) tarafından verilen hal denklemini uygulamış, Cox ve Stewart (1970) ile Alexander(1975) opasitelerini kullanarak kütleleri $0.3M_{\odot}$ 'den küçük yıldızlar için kuramsal modeller geliştirmiştir. VandenBerg et al.(1983) değişik kompozisyonlarda ana kol öncesi evrimi incelemiş, Eggleton et al.(1973) tarafından geliştirilen yaklaşık hal denklemini ve Alexander opasitesini kullanmıştır. Neece(1984) kütleleri 0.15-0.55 güneş kütleleri arasındaki yıldızların evrim hesaplarını vermiş, fiziksel girdi olarak Fontaine et al. tarafından verilen hal denklemini ile Cox-Tabor(1976) opasitesini kullanmıştır.

Yukarıda belirtilen çalışmalar Tablo 1'de verilmektedir.

3. GÖZLEMSEL VERİLER

Gözlemsel ana kol konumları Grossman(1970), Sienkiewicz(1982) ve VandenBerg et al.(1983) tarafından verilmektedir. Bilinen parametreleri ile küçük kütleli yıldızların gözlemsel verileri Tablo 2'de gösterilmektedir.

TABLO 2
GÖZLEMSEL VERİLER

NAME	M/M _e	LOGL/L _o	LOGT _e	LOGR/R _o	M _{bol}
Fu 46A	0.30±0.07	-1.71±0.07		-0.43	
Fu 46B	0.30±0.07	-1.73±0.10		-0.41	
Kr 60A	0.28±0.03	-1.86±0.07		-0.46	
Kr 60E	0.16±0.02	-2.30±0.15		-0.64	
L726-8A	0.11±0.02	-2.83±0.20		-0.79	
L726-8E	0.11±0.02	-2.98±0.15		-0.82	
CM Dra	0.24±0.015	-2.16±0.10		-0.60	
CM DraB	0.21±0.015	-2.22±0.10		-0.63	
Sienkiewicz (1982)					
YY Gem	0.64	-1.20	3.567		
Kr 60A	0.268	-1.90	3.491		
Kr 60B	0.163	-2.60	3.462		
L726-8A	0.125	-2.85	3.420		
L726-8B	0.125	-2.90	3.415		
Ross614B	0.077	-3.30	3.410		
Grossman (1970, 1974)					
YY Gem			3.580		7.78
CM Dra			3.498		10.39
G158-27			3.431		11.91
G69-47			3.431		10.86
Kapteyn's			3.580		9.50
G51-15			3.389		12.43
AD Leo			3.556		8.78
W 359			3.398		12.22
Barnard's			3.512		10.86
xDra B			3.694		5.94

TABLO 2 (DEVAM)

NAME	M/M_{\odot}	$\text{LOG}L/L_{\odot}$	$\text{LOG}T_e$	$\text{LOG}R/R_{\odot}$	M_{bol}
W 110			3.596		8.70
R578			3.565		9.20
LTT1925			3.587		9.30
G7-17			3.570		10.30
LFT 381			3.586		9.40
LTT3955			3.579		9.60
R451			3.592		9.40
+352436B			3.528		10.20
+182776			3.596		8.80
LTT5632			3.532		11.00
W611			3.561		9.30
W612			3.510		10.70
LTT6662			3.528		10.90
W629			3.504		10.70
LHS453			3.544		11.90
LHS3382			3.566		10.70
R731			3.548		9.50
LHS389			3.597		10.30
W918			3.565		9.30

(Geç spektral tayflı cüceler)
VandenBerg et al. (1983)

4. KAYNAKLAR

- 1-Copeland, H., Jensen, J.O., Jorgensen, H.E. 1970, Astron. Astrophys., 5, 12.
- 2-D'Antona, F., Mazzitelli, I. 1982, Astron. Astrophys., 113, 303.
- 3-D'Antona, F., Mazzitelli, I. 1985, Ap.J., 296, 502
- 4-Ezer, D., and Cameron, A.G.W. 1967, Canadian J. Phys., 45, 3641.
- 5-Graboske, H.C., Grossman, A. 1971, Ap.J., 170, 363.
- 6-Grossman, A. 1970, Ap.J., 161, 619.
- 7-Grossman, A., Mutschlechner, J.P., Pauls, T.A. 1970, Ap.J., 162, 613.
- 8-Grossman, A., Graboske, H.C. 1971, Ap.J., 164, 475.
- 9-Grossman, A., Graboske, H.C. 1973, Ap. J., 180, 195.
- 10-Grossman, A., Hays, D., Graboske, H.C. 1974, Astron. Astrophys., 30, 95.
- 11-Hoxie, D.T. 1970, Ap.J., 161, 1083.
- 12-Kumar, S.S. 1963, Ap.J., 137, 1121.
- 13-Neece, G.D. 1984, Ap.J., 277, 738.
- 14-Nelson, L.A., Rappaport, S.A., Joss, P.C. 1986, Ap.J., 311, 226.
- 15-Sienkiewicz, R. 1982, Acta Astronomica, 32, 275.
- 16-VandenBerg, D.A., Hartwick, F.D.A., Dawson, P. 1983 Ap.J., 266, 747.
- 17-Alexander, D.R. 1975, Ap.J. Suppl., 29, 363.
- 18-Gox, A.N., Tabor, J.E. 1976, Ap.J. Suppl., 31, 271.
- 19-Eggleton, P., Faulkner, J., Flannery, B.R. 1973, Astron. Ap. 23, 325.
- 20-Bentaine, G., Graboske, H.C., VanHorn, H.M. 1977, Ap.J. Suppl., 35, 298.
- 21-Magni, G., Mazzitelli, I. 1979, Astron. Astrophys., 72, 134.

5 M_☉ KÜTLELİ H-He YILDIZINDA RADYAL TİTREŞİMLER.

HALİL KIRBIYIK

ODTÜ Fizik Bölümü , 06531 , Ankara.

1.Giriş

Iben(1971) ve Christy(1972) yıldızlardaki salınımları anlamak için evrimlerini anlamının gerekliliğine işaret etmiştir.

Birinci kuşak yıldızların yapı ve evrimleri ilk kez Ezer ve Cameron(1971) tarafından ele alınmıştır. Daha sonra başkaları da bu konuda çalışmıştır(Cary, 1974). 5 M_☉ kütleli H-He yıldızının evrimi Eryurt-Ezer ve Kızıloğlu(1985) tarafından ele alınmış ve bu yıldızların Galaksimizin kimyasal yapısına katkıları tartışılmıştır.

Evrendeki helyumun büyük patlama ile oluşmuş olabileceği fikrinin kuvvetlenmesi (Truran ve diğ.,1965; Cameron ve Truran, 1971) ve 3K arka fon radyasyonunun keşfedilmesi (Penzias ve Wilson, 1965) birinci kuşak yıldızlarını daha da önemli kılmıştır.

Anakol yıldızlarında titreşimsel kararsızlık için kritik kütlelerin varlığı uzun zamandır bilinmektedir(Ledoux, 1941, Schwarzschild ve Harm, 1959). Bu limit saf hidrojen yıldızı için 280 M_☉ (Boury,1963) ve saf helyum yıldızları için ise 9 M_☉ (Boury ve Ledoux, 1965 ; Noels, 1967) olarak bulunmuştur. Sonradan kritik kütle üzerine pek çok çalışma yapılmış (Stothers ve Simon, 1970; Noels ve Masereel, 1982; Noels ve Magain, 1984) ve yıldızlardaki salınımlar incelenmiştir. İbrahim ve arkadaşları (1981) H-He anakol yıldızlarında titreşimsel kararsızlık kütlelerini araştırmışlar ve

123 M_o olarak bulmuşlardır.

Modelimizin özellikleri bölüm 2 de verilmektedir. Bölüm 3 de radyal adyabatik salınımlar ve titreşimsel kararsızlık ele alınmakta ve sonuçlar bölüm 4 te sunulmaktadır.

2. Model

Kimyasal yapısı X=0.8 ve Z=0 olan 5 M_o kütleli bir model yıldızın salınımları incelendi. Modelin evrim hesapları Eryurt-Ezer ve Kızıloğlu (1985) tarafından yapılmıştır. Model helyum anakolu üzerinde bulunmaktadır. Özellikleri Tablo I de görülmektedir.

Tablo I

Modelin Özellikleri. q_{cc} konvektif çekirdekteki kesirsel kütle miktarı.

M M _o	Y _c	logT _c	log ^P _c	q _{cc}	β _c	ξ/ξ̄	log L/L _o	logT _e
5	0.998	8.063	4.154	0.008	0.996	2.782(4)	3.366	4.415

Parantez içindeki sayı 10'un üssü anlamındadır.

3. Radyal Adyabatik Salınımlar ve Titreşimsel Kararsızlık.

Radyal adyabatik salınımlar, lineer rejimde Ledoux ve Walraven(1958) tarafından tanımlanmıştır. Radyal adyabatik salınımları idare eden denklemler şöyledir:
(Schwarzschild ve Harm, 1959; Ledoux, 1969)

$$\frac{d}{dx} \left(\frac{\delta P}{P} \right) = - \frac{1}{P} \frac{dP}{dx} \left(\frac{\delta P}{P} + \left(4 + \frac{\omega^2 x^3}{g} \right) \frac{\delta r}{r} \right), \quad (1)$$

$$\frac{d}{dx} \left(\frac{\delta r}{r} \right) = - \frac{1}{x} \left(3 \frac{\delta r}{r} + \frac{\delta P}{g} \right), \quad (2)$$

$$\frac{\delta P}{P} = \Gamma_1 \frac{\delta \rho}{\rho} \quad (3)$$

Burada $X = r/R$, $q = m/M$ ve boyutsuz frekans $W = (\sigma^2 / GM/R^3)^{1/2}$. G çekim sabiti, M toplam kütle ve R yüzey yarıçapıdır. Salınım periyodu $P = 2\pi/\sigma$ ve σ salınımın frekansıdır. Dış sınır koşulu şöyledir (CoX, 1980)

$$\frac{d}{dx} \left(\frac{\delta r}{r} \right) = \frac{\delta r}{r} \frac{\omega^2 \beta - (3\Gamma_1 - 4\beta) + 12(\Gamma_3 - 1)(1 - \beta)}{\Gamma_1 - 4(\Gamma_3 - 1)(1 - \beta)} \quad (4)$$

β gaz basıncının toplam basınca oranı, ve Γ_1 ve Γ_3 ise her zamanki anlamdadır.

(4) nolu denklemden sınır şartına bağlı olarak (1) - (3) nolu denklemler $\delta r/r$, $\delta \rho/\rho$ ve $\delta P/P$ için çözülüyor. İntegrasyonda Runga-Kutta metodu kullanılıyor. W^2 , denklem sisteminin özdeğeri olarak ele alınıyor. Çözüm bulunduktan sonra, denklem (4) ü sağlayıp sağlamadığına bakılıyor. Tutarlı bir çözüm bulununcaya kadar iterasyon devam ettiriliyor.

Kararsızlığı yaratan yıldızın derinliklerindeki nükleer enerjidir. Salınımlar yıldızın dış katmanlarında sö-nüme uğrarlar. Pertürbasyonun şekli $\exp(i\sigma t - \sigma' t)$ gibi ise, titreşimsel kararlılık katsayısı, σ' , şöyle bulunur (Boury ve diğ., 1975)

$$-(2\sigma'^2 I) \sigma' = \int_0^{M_a} \left(\frac{\delta r}{r} \right) \delta \left(\mathcal{E}_N - \frac{1}{\rho} \vec{v} \cdot \vec{F} \right) dm, \quad (5)$$

$$I = \int_0^{M_a} r^2 \left(\frac{\delta r}{r} \right)^2 dm. \quad (6)$$

M_a adyabatikliğin son bulduğu kütle limitini göstermektedir. Bu nokta ise şu bağıntı ile tayin edilmektedir: (Scuflaire ve diğ. 1976)

$$\left| \frac{\Gamma_2 - 1}{\Gamma_2} \frac{\delta P}{P} \right| = \left| \frac{1}{\sigma C_{PT}} \left(\delta \mathcal{E}_N - \delta \left(\frac{1}{\rho} \vec{v} \cdot \vec{F} \right) \right) \right| \quad (7)$$

Cp sabit basınçta öz ısıdır. Nükleer enerjinin lagrange varyasyonunun statik değeri kullanılmıştır.

Konveksiyonun etkisi Gabriel ve arkadaşlarında (1975) olduğu gibi düşünülmüştür. Işıma gücündeki varyasyon şöyle verilmektedir.

$$\frac{\delta L_r}{L_r} = (4 - \kappa_T) \frac{\delta T}{T} - \kappa_g \frac{\delta g}{g} + 4 \frac{\delta r}{r} + \frac{\frac{d}{dr} \left(\frac{\delta T}{T} \right)}{\frac{d \ln T}{dr}}, \quad (8)$$

$$\kappa_T = \left(\frac{\partial \ln \kappa}{\partial \ln T} \right)_g \quad \text{ve} \quad \kappa_g = \left(\frac{\partial \ln \kappa}{\partial \ln g} \right)_T$$

K'nın ortalama molekül ağırlığa bağıllığı ihmal edilmiştir.

4. Sonuçlar ve Tartışma

Sonuçlar Tablo II de verilmiştir. Temel "mode" da ve birinci ve ikinci harmonik te salınımların özellikleri görülmektedir.

Tablo II

Temel " mode " da, birinci ve ikinci harmonikte radyal salınımların özellikleri. Modelimiz 5 M_⊙ H-He yıldızı.

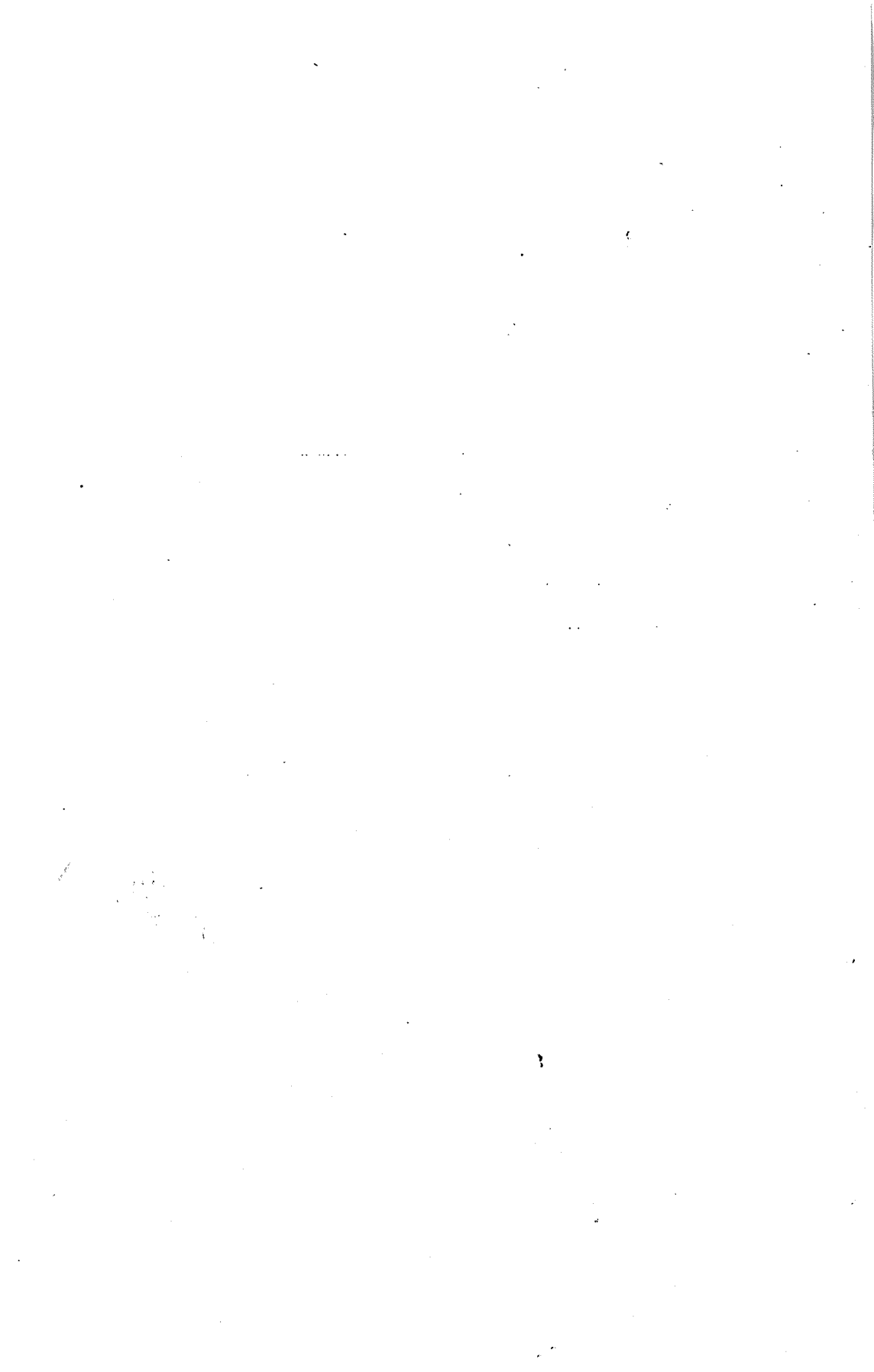
Mode	f	1H	2H
$\rho_c / \bar{\rho}$	2.782×10^4		
w^2	9.76	18.83	30.98
σ^2	1.394×10^{-6}	2.690×10^{-6}	4.426×10^{-6}
P(s)	5.321×10^3	3.831×10^3	2.987×10^3
$\sigma'(s^{-1})$	9.560×10^{-9}		
$ \sigma' l'(y) $	33		
$(\delta r/r)_s / (\delta r/r)_c$	5.845×10^2	-2.52×10^3	6.080×10^3

Titreşimsel kararlılık katsayısı sadece temel mode için hesaplandı. σ' 'nin negatif olması kararsızlığı göstereceğinden bizim modelimiz kararlı bulunmuştur, çünkü Tablo II de görüldüğü gibi σ' pozitifdir ve salınımın periyodu da temel mode için, bir günden daha kısadır. Tablodan anlaşılacağı gibi adyabatik salınımların periyodu, temel mode'dan ikinci harmoniğe doğru gittikçe, kısalmaktadır. Diğer yandan $(\delta r/r)_s / (\delta r/r)_c$ genlik oranının büyüklüğü ikinci harmonikte en büyük olmaktadır.

Teşekkür: 5 M_{\odot} kütleli H-He yıldızının evrim modelini bana sağladıkları için Sayın Prof.Dr. D.Eryurt ve Dr. N.Kızıloğlu'na teşekkür ederim.

- Boury, A.: 1963 , Mem. Soc. Roy. Sci. Liege, 8, fasc. 6.
- Boury, A. and Ledoux, P.: 1965, Ann. Astrophys. 28, 353-356
- Boury, A. Gabriel, M., Noels, A., Sucflaire, R. and
 Ledoux, P.: 1975, Astron. Astrophys. 41, 279-285.
- Cameron, A.G.W. and Truran, J.W.: 1971, Astrophys. Space
 Sci. 14 , 179.
- Cary, M.: 1974, Astrophys. Space Sci. 31, 3.
- Christy, R.F. : 1972, in Hong Yee Chiu and Amador Muriel
 (ed.s) , Stellar Evolution, M.I.T. Press,
 Cambridge, Mass. P.173.
- Cox, J.P.: 1980, Theory of stellar Pulsations, P.80,
 Princeton univ. Press, Princeton, New Jersey.
- Eryurt-Ezer, D. and Kızıloğlu, N.: 1985, Astrophys. and
 space Sci. 117, 95-109
- Ezer, D. and Cameron, A.G.W.: 1971, Astrophys. Space Sci.
14, 399.
- Gabriel, M. Scufலை, R., Noels, A. and Boury, A.: 1975
 Astron. Astrophys. 40, 33-39.
- Iben, I. Jr.: 1971, Publ. Astron. Soc. Pacific, 83, 697.
- İbrahim, A. Boury, A., and Noels, A.: 1981, Astron. Astrophys.
103, 390.
- Ledoux, P.: 1941, Astrophys. J. 94, 537.
- Ledoux, P., and Walraven, T.H.; 1958, Hdb. der Phys. 51, 353.

- Ledoux, P.: 1969, XIe Cours de Perfectionnement de L'Association
Vaudoise des chercheurs en Physique, saas-Fee, 24-29, Mars .
- Noels, A.: 1967, Ann. Astrophys. 30, 349-350.
- Noels, A. and Masereel, C.: 1982, Astron. Astrophys. 105 293-295
- Noels, A. and Magain, E.: 1984, Astron. Astrophys. 139, 341-343.
- Penzias, A.A. and Wilson, R.W.: 1965, Astrophys. J. 142, 419.
- Schwarzschild, M. and Harm, R.: 1959, Astrophys. J. 129, 637.
- Scuflaire, R., Noels, A., Gabriel, M. and Boury, A.: 1976,
Astrophys. Space Sci. 39, 463-475.
- Stothers, R. and Simon, N.R.: 1970, Astrophys. J. 160, 1019-1029.
- Truran, J.W., Hansen, C.J. and Cameron, A.G.W.: 1965,
Canad. J. Phys. 43, 1616.



RS CVn TÜRÜ ÜX ARIETIS ÇİFT YILDIZ SİSTEMİNİN İVE GÖZLEMLERİ

Fehmi EKMEKÇİ, Cemal AYDIN

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

ÖZET : Bu çalışmada, RS CVn türü tayfsal çift olan ÜX Ari sisteminin İVE(International Ultraviolet Explorer) uydusunun kısa dalgaboyu(1150-1950 Å) SWP (Small Wavelength Prime) kamerası ile elde edilen 16 düşük dispersiyonlu tayfı incelendi. Bu tayfların tümünde egemen olan çizgiler, Lyman alfa(λ 1215) salması başta olmak üzere NV, OI, CII, SiIV, CIV, CI, HeII ve SiII salma çizgileridir. Bu çizgilerin moröte akılarının evreye göre değişimi incelenerek moröte etkinliği araştırıldı.

1. GİRİŞ

1939 'da F.S. Hogg tarafından kuvvetli Call H ve K salması yaptığı bulunan ÜX Ari(HD 21242) sistemi, 1954 yılında Mount Wilson'da alınan tayflarından bir tayfsal çift yıldız sistemi olarak saptanmıştır(Popper 1956). İlk ayrıntılı fotometrik gözlemleri 1971 'de Hall, Montle ve 1975 'de Atkins tarafından yapılmıştır(bkz. Carlos ve Popper,1971 ve Poe ve ark.,1985).

Lekeli çift olarak belirtilen(Busso ve ark.,1986) UX Ari sistemi, tutulma göstermeyen, bileşenleri G5V+K0IV tayf türlerinde olan bir tayfsal çifttir. RS CVn türü çiftlerin içinde en etkin olanlarından biridir. Yörünge dönemi 6.43791 gün olan bu sistem ana RS CVn değişenleri sınıfına girer.Radyo, optik ve moröte akıllarının incelemesinden, gözlenen etkinliğin ana kaynağının soğuk bileşen olabileceği Weiler ve ark.(1978) tarafından ileri sürülmüştür.Sistemin özellikleri Çizelge.1 'de özetlenmiştir.

ÇİZELGE.1: UX Ari (HD 21242) Sistemi

Uzaklığı :	50 parsek
Sıcak bileşenin tayf türü :	G5 V
Soğuk bileşenin tayf türü :	K0 IV
V_{max} parlaklığı :	$6^m.5$
ΔV_{dalga} :	$0^m.15$
Dönemi :	6.43791 gün
Yörünge eğimi :	60^0
Sıcak bileşenin kütlesi :	$\geq 0.63 M_{\odot}$
Soğuk bileşenin kütlesi :	$\geq 0.71 M_{\odot}$
Sıcak bileşenin yarıçapı :	$0.93 R_{\odot}$
Soğuk bileşenin yarıçapı :	$3 R_{\odot}$

M.Busso ve ark.(1986), 1984/85 'de UV Psc ve UX Ari'nin fotoelektrik gözlemlerini yapmışlardır.İncelemelerinde, UX Ari sisteminin maksimum ve minimum parlaklıklarını sırasıyla $V_{max}=6^m.43$ ve $V_{min}=6^m.71$ olarak bulmuşlar. V_{max} ve V_{ort} (ortalama parlaklık= $6^m.53$) parlaklıklarının her ikisi daha önce yayınlanmış değerlerden daha büyük olduğundan "bu artış UX Ari ışınım gücünün arttığını doğrulamaktadır" şeklinde yorumlamışlardır. Diğer taraftan V_{min} 'nin son zamanlarda önemli şekilde değişmediği görülmüş ve bu durum, başlangıçta yayılmış olan lekelerin yavaş yavaş

dağıldıkları ve kısmen yıldız yüzeyinin bu lekelerden arınmış olabileceği şeklinde açıklanmaktadır. Benzer sonuçlar Guinan ve ark.(1981) tarafından da elde edilmiştir.

Bozulma dalgasının konumunda ise, minimum ışık(maksimum leke görünmesi) evresi 0.90 evresinde olmuştur. UX Ari sistemindeki evre kaymaları ile genlik değişimlerini inceleyen M.Busso ve ark(1986), sistemin yaklaşık 8 yıl yöresinde süren çevrimlerini bulmuşlardır.

2. TAYFLARIN İNCELENMESİ

Kısa dalgaboylu düşük dispersiyonlu 16 tayfın tümü 10" x 20" büyük yarık kullanılarak SWP kamerası aracılığı ile alınmıştır. Bu tayflardaki çizgilerin belirlenmesi, Charlotte E. Moore(1950) tarafından hazırlanmış "An Ultraviolet Multiplet Table" çizelgesi yardımıyla yapıldı ve benzer sistemlerin tayfları ile karşılaştırma yaparak denetlendi. Belirlenen salma çizgileri, kromosferin orta bölümü diye bilinen($T \sim 6 \times 10^5 \text{ }^\circ\text{K}$) bölgede oluşan, OI($\lambda\lambda 1302,1305$), CI($\lambda 1657$), SiII($\lambda\lambda 1808,1817$), üst kromosfer bölgesinde($T \sim 2 \times 10^4 \text{ }^\circ\text{K}$) oluşan, L_α($\lambda 1215$) salması, HeII($\lambda 1639$) ve CH($\lambda\lambda 1334,1335$) salma çizgileri, Geçiş bölgesinde oluşan(Transition Region) SiIV($\lambda\lambda 1393,1402$), CIV($\lambda\lambda 1548,1550$) ve NV($\lambda 1238$) çizgileridir.

Çizgilerin zirvedeki mutlak moröte akı değerleri, ilgili oldukları tayfın imaj numarası, poz süresinin ortasına karşılık gelen evreleri ile birlikte Çizelge.2 'de verilmektedir. Elde edilen tayflardan biri Şekil.1 'de gösterilmektedir. Tayfların evre hesabı için, Carlos ve Popper(1971) 'in ışık elemanlarından alınan

$$\text{HJD} = 2440133.766 + 68.43791E$$

bağıntısından yararlanıldı.

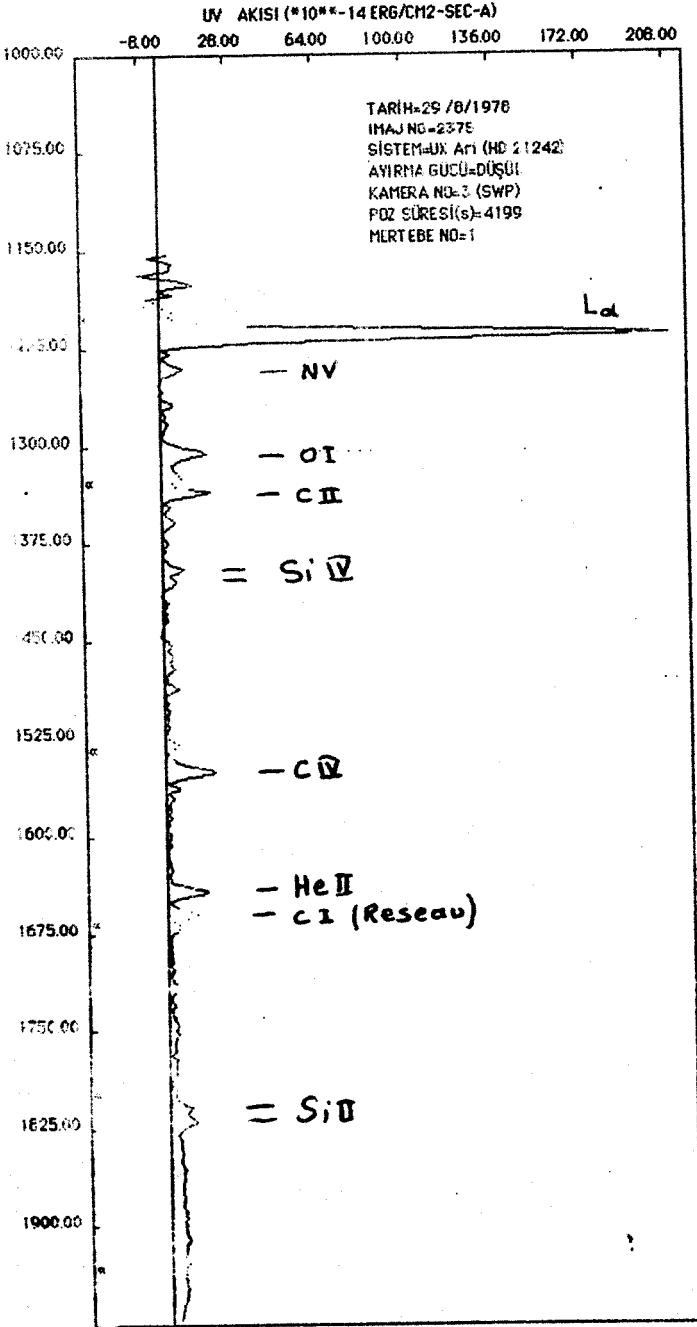
ÇİZELGE.2 : Salma çizgilerinin mutlak akı değerleri. Değerler 1xE14 ile çarpılmıştır. (*) ile işaretli değerler "Reseau" diye adlandırılan ve yıldızla ait olmayan diğer nedenlerle sonuçlanan değerlerdir.

(1) ile işaretli Lyman alfa sütünü 1xE13 ile çarpılmış değerleri içermektedir.

TAYF	TARİH	EYRE	NY	OI	CII	SiIY-1	
SWP	2301	78/227	0.635	5.046	13.208	*15.716	3.581
SWP	2336	78/231	0.228	6.692	16.344	14.216	3.947
SWP	2351	78/233	0.551	7.376	15.866	18.219	7.382
SWP	2375	78/235	0.858	9.263	18.447	19.972	8.743
SWP	3766	79/001	0.178	42.501	37.759	*48.300	27.328
SWP	3855	79/009	0.414	15.292	17.692	29.097	10.961
SWP	7267	79/333	0.824	11.593	19.505	23.984	6.926
SWP	7342	79/342	0.182	9.940	14.258	*14.491	4.746
SWP	7423	79/351	0.653	8.292	14.102	12.109	3.807
SWP	13612	81/089	0.346	11.301	17.863	21.627	8.959
SWP	26730	85/269	0.273	6.091	17.369	17.381	2.597
SWP	26731	85/269	0.283	7.683	20.652	16.568	4.342
SWP	26732	85/269	0.293	5.447	16.389	16.149	2.710
SWP	26733	85/269	0.304	8.608	17.698	24.054	10.231
SWP	26734	85/269	0.315	48.400	34.000	43.900	20.300
SWP	26735	85/269	0.321	31.700	25.200	23.500	14.400
TAYF	TARİH	EYRE	SiIY-2	CIY	HeII	CI	
SWP	2301	78/227	0.635	2.695	14.914	8.503	6.235
SWP	2336	78/231	0.228	3.604	17.063	11.679	*7.618
SWP	2351	78/233	0.551	5.300	21.627	16.157	7.234
SWP	2375	78/235	0.858	5.328	20.645	16.062	*12.148
SWP	3766	79/001	0.178	21.556	115.558	57.630	*18.498
SWP	3855	79/009	0.414	7.272	33.120	19.577	11.787
SWP	7267	79/333	0.824	4.257	27.775	17.348	11.678
SWP	7342	79/342	0.182	3.642	22.434	12.980	9.162
SWP	7423	79/351	0.653	2.635	17.940	13.700	*8.096
SWP	13612	81/089	0.346	4.834	32.255	16.610	12.379
SWP	26730	85/269	0.273	2.858	17.960	12.332	9.517
SWP	26731	85/269	0.283	3.124	14.599	12.633	7.898
SWP	26732	85/269	0.293	2.920	14.834	11.166	6.807
SWP	26733	85/269	0.304	6.643	24.224	12.575	5.836
SWP	26734	85/269	0.315	14.500	29.500	20.200	33.100
SWP	26735	85/269	0.321	21.400	29.900	25.600	20.300

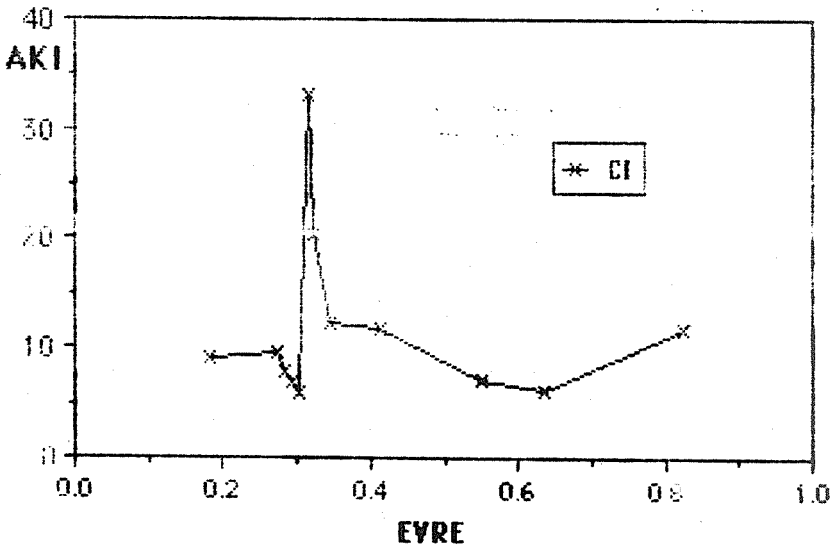
ÇİZELGE.2' nin devamı:

TAYF	TARİH	EYRE	Sill-1	Sill-2	Lyman alfa(1)
SWP 2301	78/227	0.635	4.502	6.899	22.5356
SWP 2336	78/231	0.228	5.516	9.903	17.4335
SWP 2351	78/233	0.551	7.729	9.938	16.9550
SWP 2375	78/235	0.858	9.112	11.041	20.8938
SWP 3766	79/001	0.178	14.562	25.162	23.6151
SWP 3855	79/009	0.414	7.565	13.452	40.5265
SWP 7267	79/333	0.824	6.553	11.341	19.0857
SWP 7342	79/342	0.182	6.293	9.725	26.4268
SWP 7423	79/351	0.653	5.878	11.867	9.4255
SWP 13612	81/089	0.346	7.336	10.676	25.4217
SWP 26730	85/269	0.273	5.342	5.965	42.2476
SWP 26731	85/269	0.283	6.066	7.414	44.3784
SWP 26732	85/269	0.293	6.897	7.331	47.8907
SWP 26733	85/269	0.304	5.380	10.953	50.4181
SWP 26734	85/269	0.315	10.500	14.000	50.8000
SWP 26735	85/269	0.321	13.500	18.500	60.0800



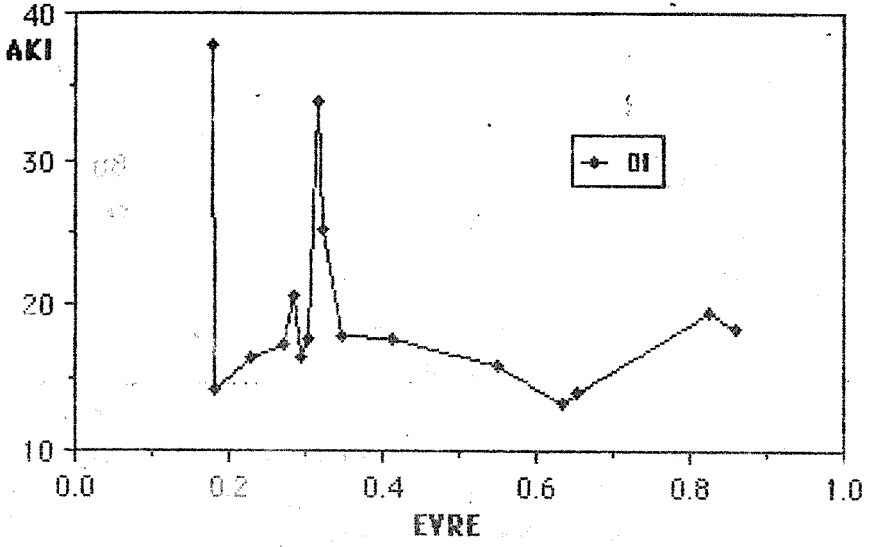
ŞEKİL.1 : SWP 2375 Tayin. Düşey ekseninde Å biriminde dalgaboyu gösterilmektedir. Noktali yerler "Reseau" değerleridir.

Orta kromosfer çizgileri olan C1, O1 ve S111 salma çizgilerindeki akının evreye bağlı olarak değişimi Şekil 2a, b ve c 'de gösterilmektedir. Üst kromosfer bölgesinde oluşan C11 ve He11 nin akılarındaki evreye bağlı değişim Şekil 3a ve b 'de gösterilmektedir. Benzer biçimde Şekil 4a, b ve c 'de sırasıyla Geçiş bölgesi çizgileri olan CIV, NV ve S1IV salma çizgilerinin akılarının evreye bağlı değişimleri gösterilmektedir. Bu şekillerde y eksenindeki akı değerleri 10^{14} ile çarpılarak, $\text{erg/cm}^2 \text{ s}$ biriminde verilmiştir. Bu şekillerden de görüleceği gibi tüm çizgilerde ≈ 0.32 evresinde bir flare olayını düşündüren akı yükselmesi dikkat çekicidir. Ayrıca 0.32 evresindeki akı artışı kadar olmasa bile akıdaki farkedilebilir bir artış, ≈ 0.02 evresinde de görülmektedir. Diğer taraftan orta kromosfer bölgesinden Geçiş bölgesine doğru gidildikçe ilgili bölgelerin çizgilerindeki akı değerinde belirgin artışlar göze çarpar. Bu ise, doğal olarak beklenen bir durumdur.

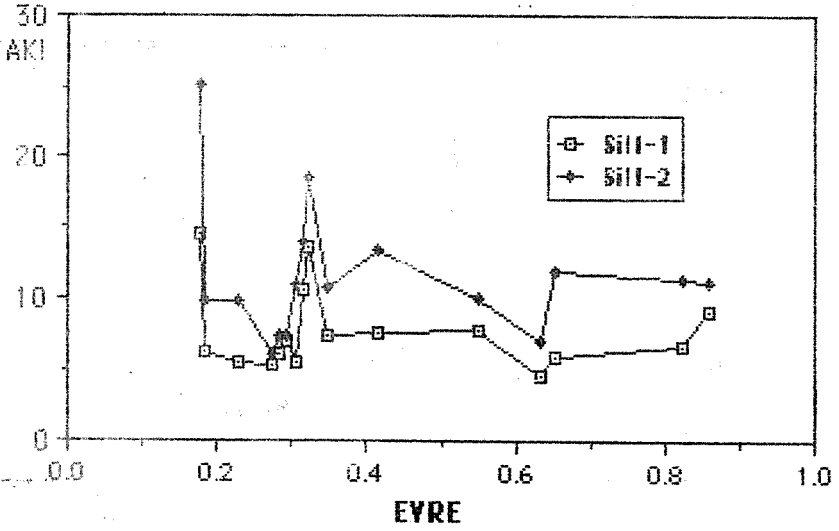


ŞEKİL.2a : Orta kromosfer bölgesinde oluşan C1 salma çizgisindeki akının evreye bağlı olarak değişimi. Akı eksenindeki değerler 10^{14} ile çarpılmış ve $\text{erg/cm}^2 \text{ s}$ birimindedir.

b

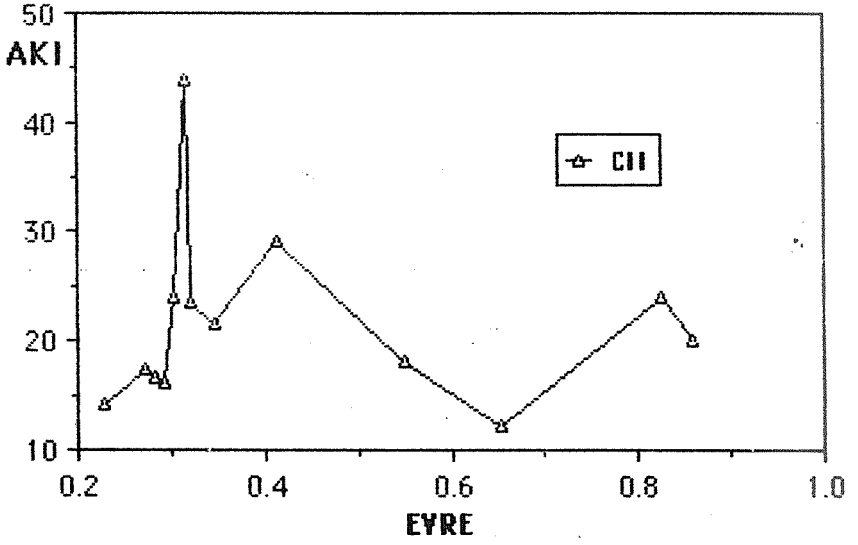


c)

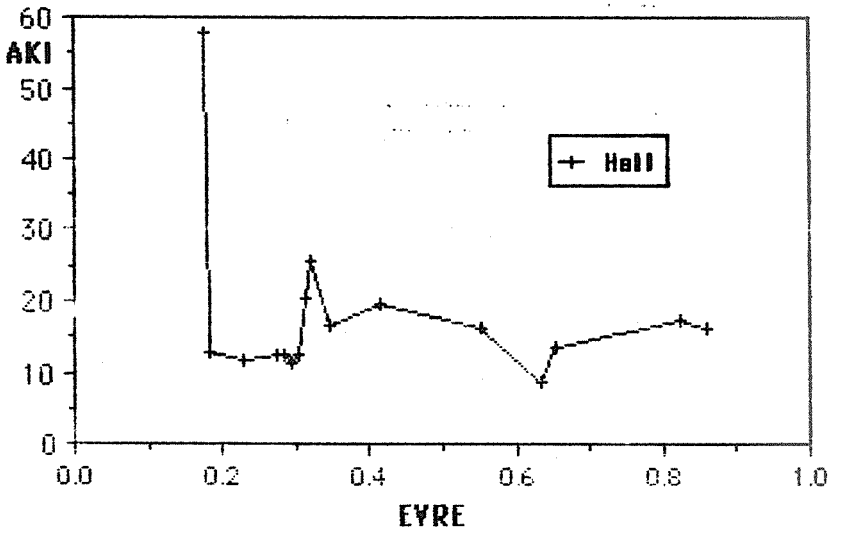


ŞEKİL.2b,c : Orta kromosfer bölgesinde oluşan OI ve SiII salma çizgilerindeki akının evreye bağlı olarak değişimleri.

a)

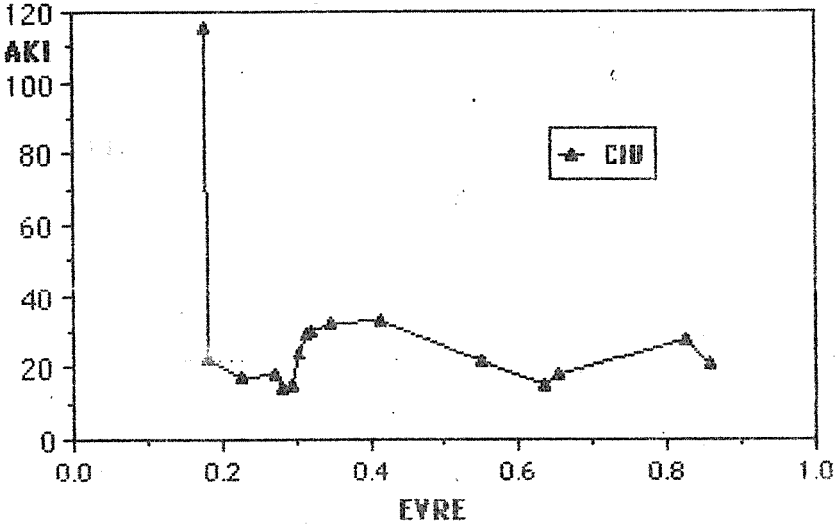


b)

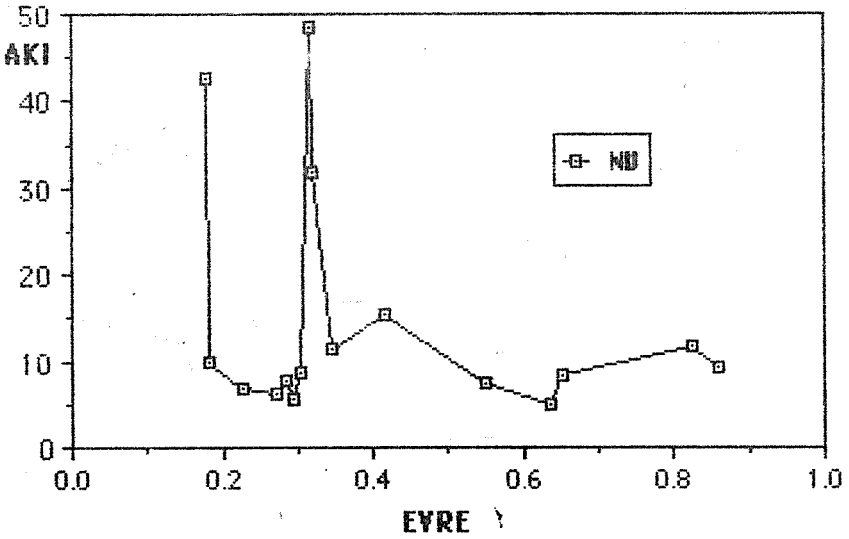


ŞEKİL.3a,b : Üst kromosfer bölgesinde oluşan CII ve Hall salma çizgilerindeki akının evreye bağlı olarak değişimleri.

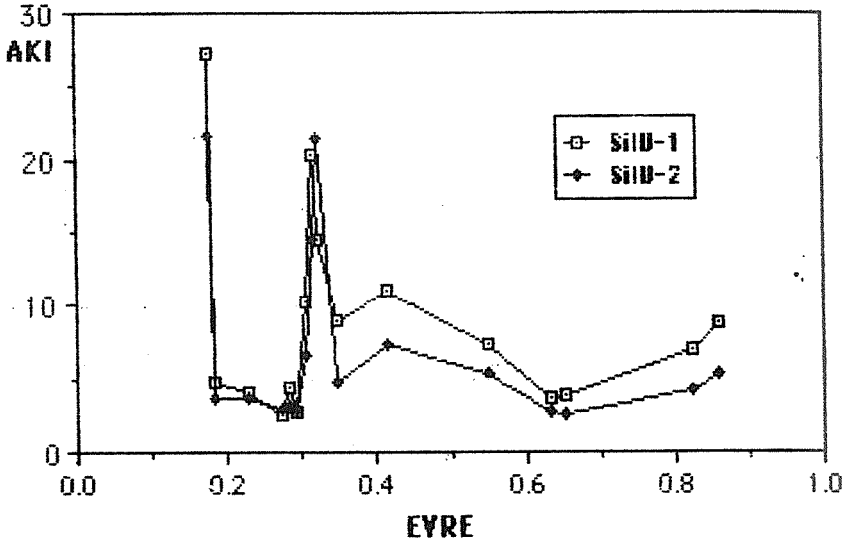
a)



b)



ŞEKİL.4a,b : Geçiş bölgesinde oluşan CIV ve NV salma çizgilerindeki akının evreye bağlı olarak değişimleri.



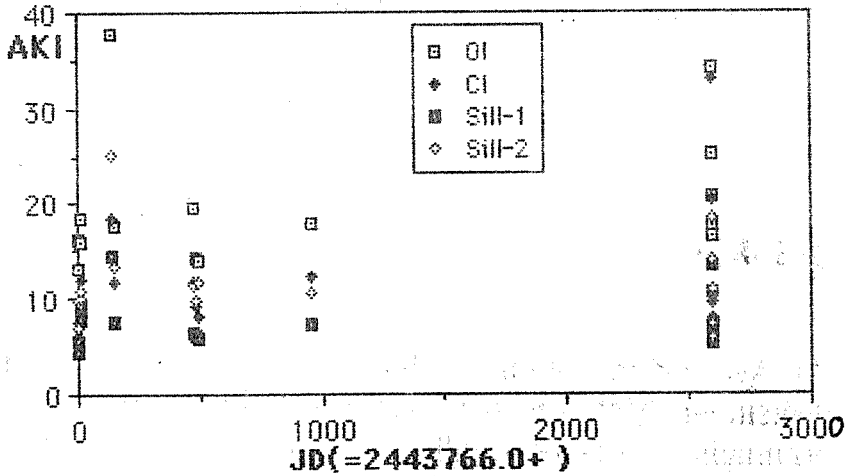
ŞEKİL.4c : Geçiş bölgesinde oluşan SiIV salma çizgilerindeki akının evreye bağlı olarak değişimleri.

3. SONUÇ

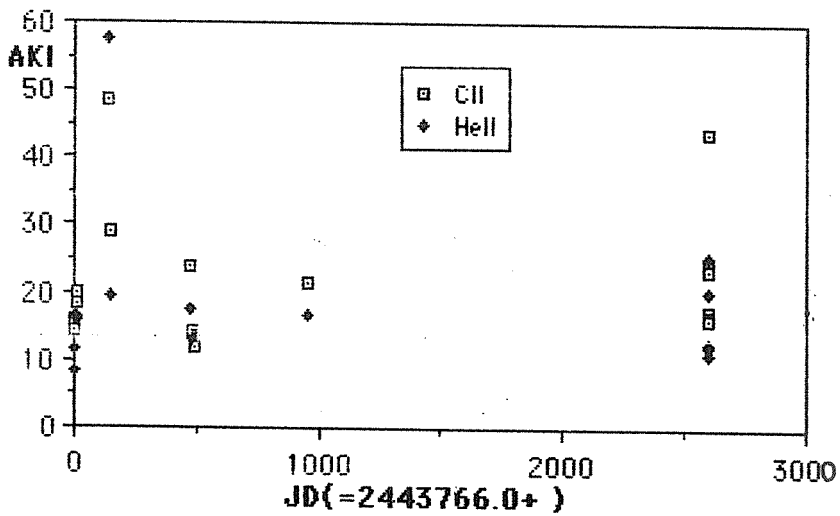
UX Ari sistemi, oldukça etkin ve flareler gibi kısa-dönemli, değişimler gösteren sistem olarak bilinir. Sistemin moröte etkinliğini özetleyecek olursak, kromosfer sıcaklığında oluşan Cİ, SiII ve OI çizgileri kromosfer etkinliğinin göstergesidir. Çünkü evreye göre değişim göstermektedirler. Geçiş bölgesi ile ilgili NV, CIV ve SiIV çizgileri de bir etkinlik göstergesi olarak görülmektedir. Bu çizgilerin etkinliği, kromosfer çizgilerinin etkinliğinden yaklaşık 3-4 kez daha fazla olmaktadır. Lyman alfa salması aynı zamanda bir jeokoronal salma olduğu için incelemede değerlendirilmedi.

1985 'de alınan moröte tayflarının çizgi akılarındaki artış da, Giriş kısmında belirtilen ışınım gücü artışı ile ilgili yorumu desteklemektedir. Ancak, tayfsal verilerin azlığı nedeniyle fotometrik gözlemlerle arzu edilen bir karşılaştırma yapılamadı. Bu incelemede yararlandığımız 16 tayf, sistemin 1978-85 tayflarıdır ve 8 yıllık çevrimin delilini verebilecek kadar yeterli verileri maalesef sağlayamamıştır. Bununla beraber, Şekil.5a, b ve c 'den görüleceği gibi, yaklaşık 7 yıl sonra bir çevrimin başlamak üzere olduğu izlenimini veren bir akı artışı vardır.

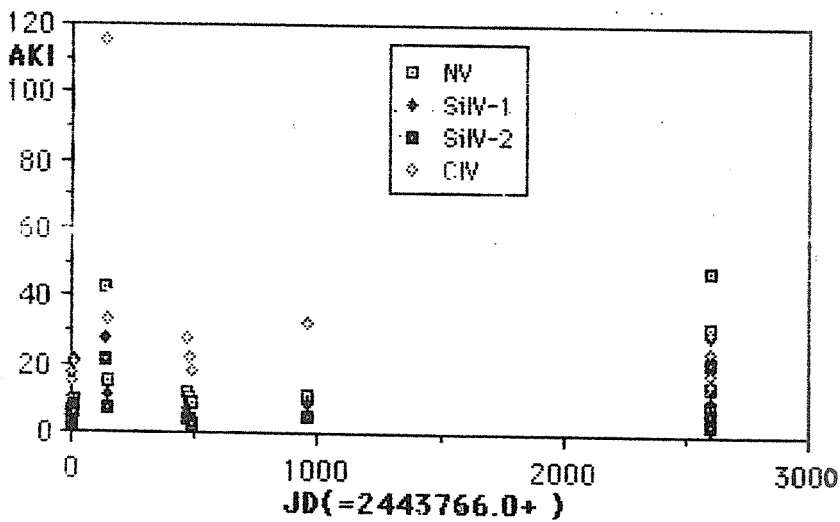
Bu çalışma, A.Ü. Araştırma Fonu Müdürlüğü tarafından desteklenen bir proje çalışmasıdır.



ŞEKİL.5a : Orta kromosfer çizgilerinin JD 'ye göre değişimleri.



• ŞEKİL.5b : Üst kromosfer çizgilerinin JD 'ye göre değişimleri.



ŞEKİL.5c: Geçiş bölgesi çizgilerinin JD 'ye göre değişimleri.

KAYNAKLAR

- 1- Lochner, J.C., Paczkowski, B.G. : 1986, Inf. Bull. Var. Stars. No.2920 .
- 2- Busso, M., Cellino, A. : 1986, Astron. Astrophys. 156 , 106.
- 3- Moore, C.E. : 1950, United States Department of Commerce yayını.
- 4- Guinan, E. F et al. : 1981, Pub. Astron. Soc. Pacific. 23 , 495.
- 5- Strassmeier, K.G. et al. : 1988, A Catalog of Chromospherically Active Binary Stars, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 72 , 291.
- 6- Hall, D.S., Montle, R.E. : 1975, Acta Astron. 25 , 125.
- 7- Popper, D.M. : 1956, Ap. J. , 123 ,377.
- 8- Carlos, R.C., Popper, D.M. : 1971, Pub. Astron. Soc. Pacific, 83 , 504.
- 9- Poe, C. H., Eaton, J. A. : 1985, Ap. J. 289 , 644.
- 10-Rodono , M. et. al. : 1987, Astron. Astrophys. 176 , 267.
- 11-Weiler, E. J. et. al. : 1978, Ap. J. 225 , 919.

VW HYDRI ve CN ORIONIS KATAKLISMİK DEĞİŞEN
YILDIZLARININ SPEKTROSKOPİK GÖZLEMLERİ

A. Talat SAYGAÇ

I. Ü Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

34452 Üniversite - İstanbul

OZET

SU Uma türü VW Hydri ve Z Cam türü CN Orionis cüce novaları aktivitelerinin farklı evrelerinde spektroskopik olarak gözlemlendi. VW Hyi için ilave olarak fotometrik gözlemlerden elde edilen ışık egrilerine bakıldı.

Sakin evre spektrumlarında Balmer serisinin H_{α} , H_{β} , H_{γ} emisyon çizgileri ile HeI, HeII, FeII çizgileri her iki yıldız için baskındır. Balmer çizgileri VW Hyi'nin spektrumlarında çift çizgilidir.

Spektrumlardaki en kuvvetli emisyon çizgileri H_{α} , H_{β} , H_{γ} 'nin radyal hız ölçümünden CN Ori için H_{α} nin yari genliği $K=115$ Km/s, VW Hyi için H_{α} , H_{β} , H_{γ} yari genlikleri sırasıyla; $K_{\alpha}=39$ Km/s, $K_{\beta}=85$ Km/s, $K_{\gamma}=113$ Km/s, sistemik hızlar ise; $\gamma_{\alpha}=-79$ Km/s, $\gamma_{\beta}=83$ Km/s, $\gamma_{\gamma}=63$ Km/s olarak elde edildi.

GIRIS

Supernova, bir yıldızın "CATASTROPHIC" yani, değiştirilemez çöküşü ve/veya patlayışıdır. Cüce novaların, tekrarlayan novaların ya da novaların davranışı ise "CATACLISMIC" yani yıkıcı olmayan (non-destructive) fakat bununla beraber şiddetli

patlamalardır.

Kataklismik Değişen Yıldızlar (bundan sonra W's) kısa periyodlu yakın çift yıldızlardır ($P=1h-15h$).

Spektrumu gözlenebilmiş bileşen yıldızları; G,K,M spektral tipinden geç tip cüce yıldızlar olup, evrimleşmiş baş yıldız yani -beyaz cüce baş yıldız- doğru madde transfer ederler. Roche Lobu'nu doldurmuş bileşen yıldızın kaybettiği bu madde iç Lagrange noktası L_1 'den transfer edilir. Bu sistemlerin ışınım gücünde, madde beyaz cüce etrafında yığıldığı zaman yayınlanan enerji baskındır. Bu ışınım bölgesi yığılma diski (accretion disc) olarak tanımlanır. Yığılma sürecinin tabiatı esas olarak beyaz cücenin manyetik alan siddetine bağlıdır. Eger beyaz cücenin manyetik alanı yoksa (ya da çok az ise) bir yığılma diski biçimlenir ve bu disk morötesi ile optik akılarda baskın bir spektrum verir. Doğal olarak yığılma diski beyaz cücenin yüzeyine yapışık değildir. Beyaz cüce ve disk arasında sınır tabakası (boundary layer) olarak adlandırılan bölge az ya da çok miktardaki x-ışını veriminden sorumludur. Şekil 1a'da standart CV modeli görülüyor. Söz konusu ışınım bölgeleri bu şekil üzerinde belirtilmiştir.

Eger beyaz cüce başyıldız, yaklaşık 10^6 Gauss'luk bir yüzey manyetik alanına sahip ise bileşen yıldızdan transfer edilen madde manyetik alan çizgileri boyunca akarak beyaz cüce yüzeyine yaklaşır ve burada bir şok yüzeyi oluşturur. Bu

tür sistemler "Intermediate polars" ya da "DQ Her" sistemleri olarak adlandırılırlar.

Eğer yüzey manyetik alanı yaklaşık 10^7 Gauss'dan büyük olursa beyaz cüce kütle vericiye yani bileşen yıldız manyetik olarak bağlıdır (magnetically coupled to the mass donor) ve yörünge periyodu ile döner. Madde bileşen yıldızdan beyaz cüceye doğru manyetik alan çizgileri boyunca akar (bu akış aylar ya da yıllar süren düşük -low- ya da yüksek -high- durumlar gösterir). Ayrıca, bu sistemler kuvvetli x-ışını yayarlar ve "Polars" ya da "AM Her" sistemleri olarak adlandırılırlar. Şekil 1 a,b,c'de standart diskli sistem, intermediate polars ve polars sistemleri şematik olarak gösterilmiştir.

Diskli sistemler bazen patlamalar gösterirler. Optik ve morötesi ışınım gücündeki bu 3-5 kadirlik artış, 3 ile 20 gün arasında değişen sürelerle devam eder. Bu patlamaların tetikleyici mekanizması, yığılma diskindeki akışkan yoğunluğundaki bir değişim (disk kararsızlığı modeli) olabileceği gibi, bileşen yıldızdan gelen madde miktarındaki ani bir artış da olabilir (kütle transfer kararsızlığı modeli).

Cüce nova patlamaları sırasında elde edilen optik ve morötesi aki dağılımları gösteriyor ki; hızlı patlamalarda optik aki, morötesindeki akidan daha önce yükseliyor. Yavaş patlamalarda ise akıların her iki aralıkta yükselmesi hemen hemen eş zamanlı. Şekil 2'de hızlı artış gösteren bir cüce nova patlamasına örnek VW Hyi ile, yavaş

artış gösterene örnek CN Ori için yapılan model hesaplarının sonuçları ve gözlemler görülmüyor. Üst iki kare IUE gözlemlerini, ortadaki dört kare disk kararsızlığı modeli göz önüne alınarak yapılan model hesaplarının sonuçlarını, alt iki kare kütle transfer kararsızlığı modeli hesaplarının sonuçlarını gösteriyor. Her iki tip yıldızın davranışı kütle transfer kararsızlığı modeli ile iyi uyumaktadır. Hızlı yükselme sırasında, diskin en dış bölgelerindeki sıcaklık 7000°K dereceye yükselir. Bu optik akının da yükselmesini sağlar, fakat (sıcaklık düşük olduğundan) morötesi ışınım için yeterli değildir. Yavaş yükselme sırasında diskin radyal yapısı dengededir. Sıcaklık, sıcak iç bölgelerde daha soğuk dış bölgeler ile eş zamanlı olarak artar.

CV SINIFLAMASI

GCVS4 Kataloğunda yer alan 562 CV için genel bir sınıflama yapılacak olursa aşağıdaki tablo ortaya çıkar:

Kataklismik Degişenlerin Siniflamasi

I) Patlamali

a) Klasik novalar (ND) (Yanliz bir patlamali)

Hizli novalar (Na)

Yavas novalar (Nb)

Çok yavas novalar (Nc)

b) Cuce novalar (DND) (Tekrarlayan patlamali)

U Gem Yildizlari (UG)

Z Cam Yildizlari (ZC)

SU UMa Yildizlari (SUD)

II) Patlamasiz (nova benzeri yildizlar) (NL)

a) Manyetik olmayan sistemler

UX UMa Yildizlari (UX)

(Patlama sirasinda DN gibi)

AM CVn Yildizlari (AC)

(Sistemde H yok, iki beyaz cuce)

VY Scl Yildizlari (VY)

(Minimuma yaklasirken UX gibi, minimumunda DN gibi)

b) Manyetik Sistemler

AM Her Yildizlari (AM)

(Beyaz cuce kuvvetli manyetize
sinkronize donme

isigi kuvvetli polarize)

DQ Her Yildizlari (DQ)

(Beyaz cuce kuvvetli manyetize
sinkronize donme yok

isigi zayif polarize)

Bu sınıflamadan görüleceği üzere, cüce novalar grubunu oluşturan; U Gem, Z Cam ve SU UMA yıldızları, sık, küçük ve kısa patlamalar gösterirler. Bu çalışmanın yıldızları cüce novalar grubuna aittir.

SU UMA yıldızlarında; Normal patlamalarda parlaklık farkı 3-5 kadir, tekrarlama zamanı 10-100 gün, Süper patlamalarda parlaklık farkı normal patlamadan 1-2 kadir fazla, tekrarlama zamanı 150-500 gün arasındadır.

Z Cam yıldızlarında; Parlaklık farkı 3-5 kadir, tekrarlama zamanı 10-50 gün, duraklama zamanı (standstill) ise değişken olup bazen yıllarca sürebilir.

Peryodlar dikkate alındığında, bütün CV'lerin periyodları 15h'den kısadır (T CrB ve GK Per hariç). 2 ile 3 saatlik bölümde bir periyod boşluğu vardır. Cüce novalara bu boşluğun her iki yanında da rastlanır. Z Cam grubu sağ, SU UMA grubu ise sol taraftadır.

GÖZLEMLER VE İNDİRGELEMELER

Pek çok problemlere sahip CV'lerin programlı gözlemleri çerçevesinde, VW Hyi ve CN Ori'nin spektroskopik gözlemleri, yıldızların etkinliklerinin farklı dönemlerinde olmak üzere 5-6-17 Aralık 1985 tarihlerinde ESO'nun 1.52 m'lik teleskobuna bağlı Boller-Chivens Cassegrain Spektrografi ve IDS (Image Dissector Scanner) detektörü ile R. Schoems ve R. Haefner (Universitat

Sternwarte München) tarafından yapılmıştır.

Yıldızlara ilişkin veriler Çizelge 1'de verilmiştir.

Çizelge 1

VW Hyl	CN Ori
$\alpha_{1950} = 04^h 09^m 33^s.0$	$\alpha_{1950} = 05^h 49^m 40^s.4$
$\delta_{1950} = -71 25 27.1$	$\delta_{1950} = -05 25 41.1$
Parlaklık (Kadir)	
Sakin 13.4	Sakin 14.2
Nor. Pat. 9.5	Pat. 11.9
Sup. Pat. 8.5	Duraklı. 12.8
Peryod (Gün)	
0.0742711	0.1639
i=60	i=67

• Spektrumlar $\lambda\lambda$ 3760 - 7180 Å aralığında ve 172 Å/mm dispersiyonludur. Dalgaboyu kalibrasyonu her gece için birkaç kez Helyum-Argon kalibrasyon kaynağı kullanılarak yapılmıştır. Kalibrasyon sonucunda dalgaboylarında herhangi bir kayma olup olmadığı cross-correlation yöntemi ile denetlenmiştir. Ayrıca olası dalgaboyu hataları için spektrumlarda belirgin $\lambda 5017$ Å, $\lambda 6100$ Å OI çizgileri ile atmosferik O_2 bandinin başlangıç dalgaboyuna karşılık gelen yaklaşık $\lambda 6878$ Å için radyal hız eğrileri çizilmiş ve sistem hızı γ 'nin sıfır civarında olduğu görülmüştür. Mutlak aki kalibrasyonu için standart beyaz cüce Feige 15 kullanılmıştır. Radyal hızlar, emisyon çizgilerine tekli ve çiftli Gauss profilleri uygulanarak elde edilmiştir. Çizelge 2'de her iki yıldız için radyal hızlar topluca verilmiştir.

Çizelge 2

Yıldız	(Km/s)	(Km/s)	CR Or i	(Km/s)
HJD	$V_{H\beta}$	$V_{H\beta}$	HJD	$V_{H\alpha}$
2446405			2446405	
786	-64	86	.587	-44
794	-75	10	.612	-144
801	-34	170	.628	-105
808	-71	-53	.651	66
816	-123	36	.668	157
822	-127	65	.683	-95
829	-101	147	.700	53
836	-59	113	.716	-43
842	-66	179	.731	-421
849	-91	121	.748	-130
			.764	-219
2446406				
775	-137	1	.589	-58
782	-183	-73	.604	-4
786	-136	-56	.619	-22
795	-197	189	.637	-8
801	-32	151	.654	62
807	-63	166	.669	-9
814	-8	184	.685	-140
820	-76	67	.701	-226
827	-87	-6	.716	-101
833	-86	127	.732	-112
840	-90	108	.748	-77
846	-97	8	.762	-17
852	-137	-179		
			2446417	
			.639	13
			.655	-179
			.670	-28
			.687	-286
			.703	173
			.717	69
			.733	159
			.748	144
			.762	141

SPEKTROSKOPIK ÖZELLİKLER

CN Ori

Spektrumlar 5-6-17 Aralık 1985 tarihlerine aittir. 5-6 Aralık tarihli spektrumlar patlama sonrası sakin duruma, 17 Aralık tarihli spektrumlar ise sonraki patlamanın iniş koluna rastlar. Şekil 3 b,c'de CN Ori'nin toplam ortalama spektrumları görülmektedir. İlk spektrumda Balmer emisyon çizgileri açık olarak görülebiliyorken patlama sırasında bu çizgiler yerini absorpsiyon çizgilerine terketmiştir. Daha sonra yavaş yavaş yeniden artan emisyon tarafından doldurulurlar. Patlama sırasında emisyon çizgilerinin orijini, diskin dış bölgeleri veya koronal halo tarafından kısıtlanmış olabilir. Bu yaklaşımı destekleyen patlama sırasında yapılmış gözlemler Drake & Ulrich (1980) ve benzer davranışları gösteren SS Cyg için Clark et al.(1984) tarafından yapılmıştır. CN Ori'nin patlama spektrumunda sadece Balmer serisinin absorpsiyon çizgileri belirgindir. Sakin durum spektrumlarında ise Balmer serisi emisyon çizgileri $H_{\alpha}, H_{\beta}, H_{\gamma}$ ile HeI, HeII, FeII çizgileri belirlenmiştir.

Radyal hızlar tekli Gauss profillerinin emisyon çizgilerine uygulanması ile elde edilmiştir. Şekil 4'da radyal hız eğrileri görülmektedir. Faz başlangıcı keyfi olarak alınmıştır. Yarı genlikler yaklaşık 115 Km/s dir. Peryodogram analizinde iki olası periyod elde edilmiştir. Bunlar; $P_1=0.1609$ gün ve $P_2=0.1631$ gün ve her ikisi için hatalar 0.0001 gündür. Aynı

dataların kullanıldığı Mantel et al.(1988)'in çalışmasında bu sonuçlar geniş olarak yorumlandı.

VW Hyi

Bu çalışmada VW Hyi'nin spektrumları dikkat çekicidir. Çünkü, sakin durumda alınan spektrumlar patlama spektrumlarına göre daha az ilginç iken, bu spektrumlarda Cüce novalar ve belkide CV'ler için genelleştirilebilecek bir problem ortaya çıktı.

Spektrumlar 5-6 Aralık 1985 tarihlerine aittir. VW Hyi'nin sakin döneminde alınmıştır. Şekil 3 a'da her iki gecenin ortalama spektrumu görülmektedir. Balmer emisyon çizgileri H_{α} , H_{β} , H_{γ} çift maksimuma sahiptir. Bu yapı diskin bize yaklaşan ve uzaklaşan kenarlarından alınan ışınımından kaynaklanan klasik bir yapıdır. Bu maksimumlardan birinin daha şiddetli oluşu ise (özellikle H_{α} 'da belirgin) parlak lekenin yörünge periyoduna bağlı dolanımından kaynaklanır. Balmer emisyon çizgilerinden başka HeI, HeII ve FeII emisyon çizgileri belirlenmiştir.

VW Hyi'nin çift maksimumlu emisyon çizgilerine çift Gauss profilleri uygulanarak radyal hızlar elde edilmiştir. Şekil 5'de radyal hız eğrileri görülmektedir.

Spektrumların mavi kenarında IDS'in duyarlılığı az olduğundan gürültü çoktur. Buna rağmen H_{γ} için de radyal hız eğrisi denetleme amacıyla elde edilmiştir. Radyal hızlardan elde edilen yarı-genlikler, sistem hızları ve fotometrik ve spektroskopik fazlar arasındaki faz kaymaları

Çizelge 3'de verilmektedir.

Çizelge 3

$K_{\alpha} = 39 \pm 11 \text{ Km/s}$	$K_{\beta} = 85 \pm 23 \text{ Km/s}$	$K_{\gamma} = 113 \pm 59 \text{ Km/s}$
$\gamma_{\alpha} = -79 \pm 6 \text{ Km/s}$	$\gamma_{\beta} = 83 \pm 17 \text{ Km/s}$	$\gamma_{\gamma} = 63 \pm 41 \text{ Km/s}$
$\Delta\Phi_{\alpha} = -62 \pm 15 \text{ Km/s}$	$\Delta\Phi_{\beta} = -18 \pm 16 \text{ Km/s}$	$\Delta\Phi_{\gamma} = -66 \pm 29 \text{ Km/s}$

Radyal hızların hesaplanmasında kullanılan periyod, Vogt (1974) tarafından oldukça iyi belirlenmiş olan $P=0.0742711$ günlük değerdir.

S - DALGASININ BELİRLENMESİ

Yukarıda, parlak lekenin sistemin yörünge periyoduna bağlı olarak, çift maksimumlu emisyon çizgilerinde maksimumlardan birinin daha şiddetli olmasına yol açtığı belirtilmişti. Bu şiddetlenme, bir yörünge periyodu boyunca maksimumun birinden diğerine geçer. Eger spektrumlar alt alta sıralanacak olursa bu hareketin S-Dalgası denilen Sinüs eğrisi benzeri bir dağılım verdiği görülebilir, Şekil 6.

Kaba bir VW H_yi modeli göz önüne alınarak, her bir spektruma karşılık gelen faz değerlerinin belirtilmesi ile, şiddetlenmiş maksimumun fazlarla uyumuna bakıldı. Bu ilişkinin gösterildiği Şekil 7'de, parlak leke gözlemciye yaklaşırken H_α nin mavi taraftaki maksimumunun gerçekten düzenli bir şiddetlenme gösterdiği, parlak leke gözlemciden

uzaklaşırken, H_{α} 'nin kırmızı taraftaki maksimumunun aynı düzenli şiddetlenmeyi göstermediği görüldü.

VW Hyi İÇİN KÜTLE BELİRLENMESİ

VW Hyi'nin emisyon çizgilerinin farklı γ sistem hızları vermesi üzerine, bu çizgilerden H_{α} ve H_{β} için kütleli belirleyip, hangisinin daha önce Schoembs & Vogt (1981) tarafından verilen kütle değeri ile uyduğuna bakıldı. Fakat Schoembs & Vogt'un çalışmasında verilen kütle değerinin hesaplarla grafik sonuçlarının farklı olduğu, uygulanan bir program yardımıyla belirlendi ve düzeltilmiş değeri hesaplandı.

Kütle belirlenmesi için izlenen yöntem aşağıdadır:

CV'lerin kütlelerinin belirlenmesi için kullanılan Warner (1973)'in metodunda, radyal hız eğrisinin yarı genişliği K_1 ile izdüşümsel (*projected*) disk dönme hızı $V_d \sin i$, yalnızca kütleler oranı q ile orantılıdır. Schoembs & Vogt (1981) tarafından Warner'in metodunun bir uyarlaması ile daha iyi bir yaklaşım elde edilmek istenmiştir. Buna göre:

r_{id} = Diskin iç bölgesinin yarıçapı,

v_{ik} = r_{id} yarıçaplı bölgenin başyıldız etrafındaki Kepleryan hızı,

$$v_{id} = \gamma v_{ik} \quad (1)$$

ve eğer r_{id} başyıldızın yarıçapı ile ilgili ise;

$$r_{id} = \delta r_1; \delta \geq 1 \quad (2)$$

$$v_{id}^2 = \beta \sin^2 i \frac{GM_1}{r_1} ; \beta = \gamma^2 / \delta \quad (3)$$

δ = Beyaz cücenin yüzeyinden, çizgi kanatları için efektif ışınım kaynağının uzaklığıdır.

$\gamma > 1 \rightarrow$ Süperkritik, stasyoner olmayan disk dönmesini,

$\gamma = 1 \rightarrow$ Sifir viskozite kondisyonunu,

$\gamma < 1 \rightarrow$ Yigilma diskinin beyaz cüce yüzeyi ile kontakt olduğunu gösterir.

Buradan,

$$\beta = r_1 / r_{id} \leq 1 \quad \text{parametresi bulunur.}$$

Yörünge hareketi için verilen Kepler Kanunu;

$$4\pi^2 a^3 = G M_1 (1+q) q^{-1} P^2 \quad (4)$$

burada $q = M_1 / M_2$ ve $P =$ Peryod'dur.

K_1 ise aşağıdaki bağıntı ile ilgilidir,

$$a = \frac{(1+q) K_1 P}{2\pi \text{Sini}} \quad (5)$$

(4) ve (5)'den;

$$K_1^2 = \text{Sini}^2 [2\pi M_1 G / P q]^{2/3} 1/(1+q) \quad (6)$$

bulunur. Beyaz cücelerin Kütle-Yarıçap bağıntısı CV'ler için de geçerli kabul edilirse,

$$r_1 = r_1 (M_1) \quad (7)$$

(3) ve (7), (6)'da yerine konulursa;

$$\left[\frac{K_1}{v_{id}} \right]^2 \left[\frac{P}{2\pi} \right]^{2/3} G^{1/3} = \frac{r_1 (M_1)}{\beta (1+q)^{4/3} q^{2/3} M_1^{1/3}} \quad (8)$$

bulunur. Bu eşitliğin sol tarafı gözlenen büyüklükler ile sabitleri içerir. Kippenhahn & Thomas (1965) dan;

$$r_1 = -7.869 \cdot 10^{-25} M_1 + 1.738 \cdot 10^9 M_1 < 0.98 \cdot 10^{32} \text{ g}$$

ve

$$r_1 = -3.991 \cdot 10^{-25} M_1 + 1.357 \cdot 10^9 M_1 > 0.98 \cdot 10^{32} \text{ g} \quad \dots (9)$$

burada r , cm cinsindedir.

(9) Kütle - yarıçap bağıntısı ile (8) hesaplandığında, $q-M_1$ düzleminde birkaç egriden oluşan bir izgara elde edilir. Her eğri özel bir β değerine aittir. Şekil 8 a,b,c.

Disk in izdüşümsel iç bölge dönme hızı, emisyon çizgilerinin kanatlarından ölçülmüştür. Kontinyum seviyesinde, ortalama toplam yarı genişlik H_α için $v_{id} \text{ Sini} = 2886 \pm 36 \text{ Km/s}$, H_β için $v_{id} \text{ Sini} = 2962 \pm 50 \text{ Km/s}$ olarak ölçülmüştür. Bu değerler (8)'de v_{id} yerine kullanılmıştır. İkinci parametre K_1 daha önce çıkarılmıştı. Ayrıca, (5) ve (6) da Chandrasekhar Limiti'ni ($M_1 = 1.44 M_\odot$) kapsar. Bileşen yıldızın bir anakol yıldızı olduğu tahmini altında kütle periyod bağıntısı,

$$M_2/M_\odot = 3.18 \cdot 10^{-5} \text{ P(s)} \quad \text{Warner (1976)} \quad (10)$$

kullanıldığında VW Hyi için karşılık gelen kütle $M_2 = 0.20 M_\odot$ bulunur. (5) ve (6)'dan gerçek kütle değerinin çıkarılması için ilave tahminlere gerek vardır. β 'yi 1 alalım; Yani beyaz cücenin yüzeyinin hemen üzerindeki yörüngelerde disk maddesine ait emisyon çizgilerinin gözlenmiş kanatlarının dışı için.. VW Hyi'nin gözlenen ışık egrilerindeki periyodik hörgüç'den (*Hump*) 'dan teklif edilen yörünge eğikliği yaklaşık 60° dir. (Schoembs & Vogt, 1981).

VW Hyi'nin spektrumu maksimum civarında

oldukça geniş absorpsiyon ($v_{id} \text{Sini} = 3500 \text{ Km/s}$) verir. Eger bu hiz disk maddesinin iç kısmının Kepler dönmesinden kaynaklanıyorsa, patlama esnasında $\beta = 0.85 \pm 0.15$ olarak tahmin edilir (Schoembs & Vogt 1981). Basiñ genişleme etkisi ihmal edilirse, $M_1 = 0.63 M_{\odot}$ ve $q = 6$ bulunur. Eger bu sonuç, başyıldız kütlesi için bir üst limit ise sakin durumda β için daha küçük degerlerin dogru olacağı tartışılabilir. Patlama durumunda çıkarılmış bu M_1 ve q ile, sakin durum için β kalibre edilirse, $\beta = 0.08$ bulunur. Şekil 8 da bu diyagramlar hata kutucugu ile birlikte gösteriliyor.

$\beta = 0.08$ $M_1 = 0.63 M_{\odot} \pm 0.15$ ve $q = 6 \pm 1$ degerleri Schoembs & Vogt (1981)'un sonuçlarıdır. Daha önce de belirtildiği gibi yapılan hesaplarla, grafik sonuçlarının uyuşmaması üzerine düzeltilmiş degerleri aşağıda verilmiştir.

$$\beta = 0.08 \quad M_1 = 0.82 M_{\odot} \pm 0.19 \quad \text{ve} \quad q = 4.7 \pm 1.$$

Bu çalışmada H_{α} ve H_{β} için kütleler belirlendi. Şekil 8 a'da H_{α} için elde edilen diyagramda β 'nin 1 ve 0.5 arasındaki degerleri ve i 'nin oldukça küçük $\sim 30^{\circ} \pm 10$ degerlerinin gözönüne alınabileceği görülmüyor. β 'nin alacağı degerler tartışılabilir olmasına rağmen, i için degerler tahminidir. Burada, i degeri çok küçükmüş gibi görünmesine rağmen dogruda olabilir. Çünkü; tutulma göstermeyen sistemler için yörünge egimini veren iyi bir yöntem henüz yoktur. H_{α} için elde edilen bu sonuçları bir yana bırakıp H_{β} 'ya baktığımızda

$$\beta = 0.75 \quad M_1 = 1.12 \pm 0.15 M_{\odot} \quad \text{ve} \quad q = 4.3 \pm 1$$

bulunur. Şimdi Schoembs & Vogt (1981) tarafından VW

H γ 'nin maksimum yakınında $\beta=0.85\pm 0.15$ olarak tahmin edilen degere yakın bir deger elde edilmiş oldu.

TARTIŞMA ve SONUÇ

Bu çalışmada önemli bir gözlemsel sonuç olarak ortaya çıkan VW H γ 'nin emisyon çizgilerinin farklı γ sistem hızlarını göstermesidir. Bu sonucun daha iyi değerlendirilebilmesi için morötesi spektrumlarında incelenmesi ve özellikle patlama sonrası spektrumların daha fazla elde edilmesi gerekmektedir.

Bu çalışmanın spektrumlarında H α 'nin asimetrik oluşundan yararlanarak kanatlara ilişkin 4 ayrı dalgaboyu değeri ölçülmüştür. Bunlar;

$$\lambda_1 = -2037\pm 53 \quad \lambda_2 = -1737\pm 83 \quad \lambda_3 = 1483\pm 41 \quad \lambda_4 = 1997\pm 41 \text{ Km/s}$$

Şekil 9'da bu ölçümün nasıl yapıldığı görülmüyor. Buradan, H α 'nin farklı iki bileşenden ortaya çıktığı anlaşılmaktadır. λ_1 ve λ_4 daha hızlı dönen iç bölgeden, λ_2 ve λ_3 daha yavaş dönen dış disk bölgesinden gelmektedir.

Gerek H α ve gerek H β için ölçülen kontinyum seviyesindeki hızlar, Schoembs & Vogt tarafından verilmiş patlama maksimumu civarındaki degere yakındır. Schoembs & Vogt'un makalesi VW H γ 'nin sakin durum spektrumlarını içerir. Onlar VW H γ için γ sistem hızlarında her hangi bir farkı belirtmemişlerdir. Buradan çıkan sonuç γ hız farklılığının zaman zaman oluşan bir olay olduğunu gösterir.

Spektroskopik gözlemlerden sonraki yakın bir tarihte (30 Aralık 1985) yapılan fotometrik

gözlemlerin ışık egrilerinde belirgin bir etki görülmektedir:

VW H_γ için ortaya çıkan γ hız probleminin diğer CV'lerde olup olmadığını anlayabilmek için literatüre bakıldı; Ancak şimdiye kadar belirgin bir açıklama getirilemediği gibi farklı γ hızı veren sonuçlar; gözlemsel, aletsel ya da düşük dispersiyonlu spektrumlardan kaynaklanan hatalara bağlanmak istenmiştir. Örnek olarak;

UX Uma tipi yıldız PHL 227 (Haefner & Schoembs, 1987) için radyal hız egrisinin yarı genlikleri ve γ hızları;

$$K_{H\alpha} = 124 \pm 20 \text{ Km/s} \quad K_{H\beta} = 87 \pm 15 \text{ Km/s}$$

$$\gamma_{H\alpha} = 43 \pm 13 \text{ Km/s} \quad \gamma_{H\beta} = -58 \pm 10 \text{ Km/s}$$

olarak verilmiştir. Bu sonuçlar için eldeki verilerin fiziksel bir açıklama için yetersiz olduğu, fakat asimetric emisyon bölgelerinin genliklerdeki farkı verebileceği, γ hız farkının ise, H _{β} 'nin zayıf emisyonuna bir absorpsiyon profilinin baskısı sonucu açıklanabileceği yorumu getirilmiştir.

Cüce nova V 2051 Oph (Watts et al., 1986) için,

$$K_{H\beta} = 108 \pm 14 \text{ Km/s} \quad K_{H\gamma} = 116 \pm 23 \text{ Km/s}$$

$$\text{Toplam fark } 111 \pm 12 \text{ Km/s}$$

$$\gamma_{H\beta} = -55 \pm 9 \text{ Km/s} \quad \gamma_{H\gamma} = 35 \pm 15 \text{ Km/s} \text{ fark } 90 \text{ Km/s}$$

Bu fark H _{γ} 'nin kırmızı kanadındaki geniş hörgüç'ün (*hump*) varlığına bağlanmıştır.

LX Ser (Young et al., 1981a) de, HeII 4686'nin Balmer çizgilerinden 80 KM/s'lik farkını blend çizgi HeI 4713'un etkisine bağlanmıştır.

RW Tri (Kaitchuk et al., 1983)'nin H _{β} ve H _{γ}

çizgilerinin kırmızıya kaymış bileşeni için γ hızları farkı 115 Km/s bulunmuştur. Bu sonuç için de her hangi bir açıklama yapılmamıştır.

WZ Sgt (Gilliand et al., 1986) için,

$K_{H\alpha}$	=4874 Km/s kanatlar	γ	=-7273 Km/s
$K_{H\alpha}$	=42714 Km/s kırm. maks.	γ	=630710 Km/s
$K_{H\alpha}$	=41712 Km/s mavi maks.	γ	=-74079 Km/s
$K_{H\beta}$	=63716 Km/s kanatlar	γ	=-149712 Km/s

WZ Sgt'nin bu sonuçlarının birkaç problemden kaynaklandığını belirtmişlerdir: a) H_{β} 'da, H_{α} 'dan daha düşük hız ayırma gücü (Resolution), b) Mavi bölgede az miktarda karşılaştırma çizgisi, c) Mavi bölgede düşük sinyal/gürültü oranı, d) H_{β} 'da, altta uzanmış kuvvetli, belki de değişken bir absorpsiyon.

Z Cha (Marsh et al., 1987) için,

$K_{H\alpha core}$	=105710 Km/s	γ	=-2077 Km/s
$K_{H\beta core}$	=15375 Km/s	γ	=2673 Km/s
$K_{H\gamma core}$	=15075 Km/s	γ	=3273 Km/s

Bu sonuç için de her hangi bir açıklama verilmemiştir.

Sonuç olarak, bu çalışmada ortaya çıkan gözlem sonuçları, olabilecek hatalar dikkatle çek edildiği için gözlemsel kişisel ya da spektral hatalardan kaynaklanmıyor. Elde edilen gerçek bir sonuçtur. Henüz yeterince açıklama getirilememiş benzer problemlere sahip diğer CV'ler de gözönüne alındığında; CV'lerin özellikle sakin dönem olarak tanımladığımız patlamalar arasındaki zamanda ilginç değişimler gösterdiğini ortaya koymaktadır.

Problemi açıklayabilmek için araştırılması gereken noktalar şunlar olmalıdır;

1) Patlama sonrası bir yıldız rüzgarı etkisi,

2) Bozulmuş disk, dolayısıyla ilave bir emisyon bileşeni,

3) Bazı sistemlerde kabuk (Shell) oluşumu,

4) Özellikle SU UMa'larda süper patlama sonrası zaman zaman ortaya çıkan ama yeterince uzun süreli bazı etkiler.

Teşekkür

Bu çalışmada kullanılan veriler ve değerli tartışmalarından dolayı R. Haefner ve R. Schoembs ile, yazılım sırasındaki yardımlarından ötürü H. Çakmak'a teşekkür ederim.

Şekil alt yazıları:

Şekil 1a,b,c: Standart diskli sistem, intermediate polars ve polars sistemleri.

Şekil 2: Hızlı yükselen (VW Hyi) ve yavaş yükselen (CCN Ori) cuce nova patlamaları için gözlemler ve model hesaplarının sonuçları. (Kaynak, Max-Planck Report 1986-1988)

Şekil 3a: VW Hyi için sakin durum ortalama toplam spektrumu.

3b,c: CN Ori için sakin durum ve patlamanın azalma kolundaki ortalama toplam spektrumları.

Şekil 4: CN Ori'nin H_{α} radyal hız egrileri Farklı iki periyod değeri için..

Şekil 5: VW Hyi için H_{α} , H_{β} , H_{γ} radyal hız egrileri.

Şekil 6: VW Hyi'nin toplam 23 spektrumu gözönüne alınarak elde edilen S-Dalgası.

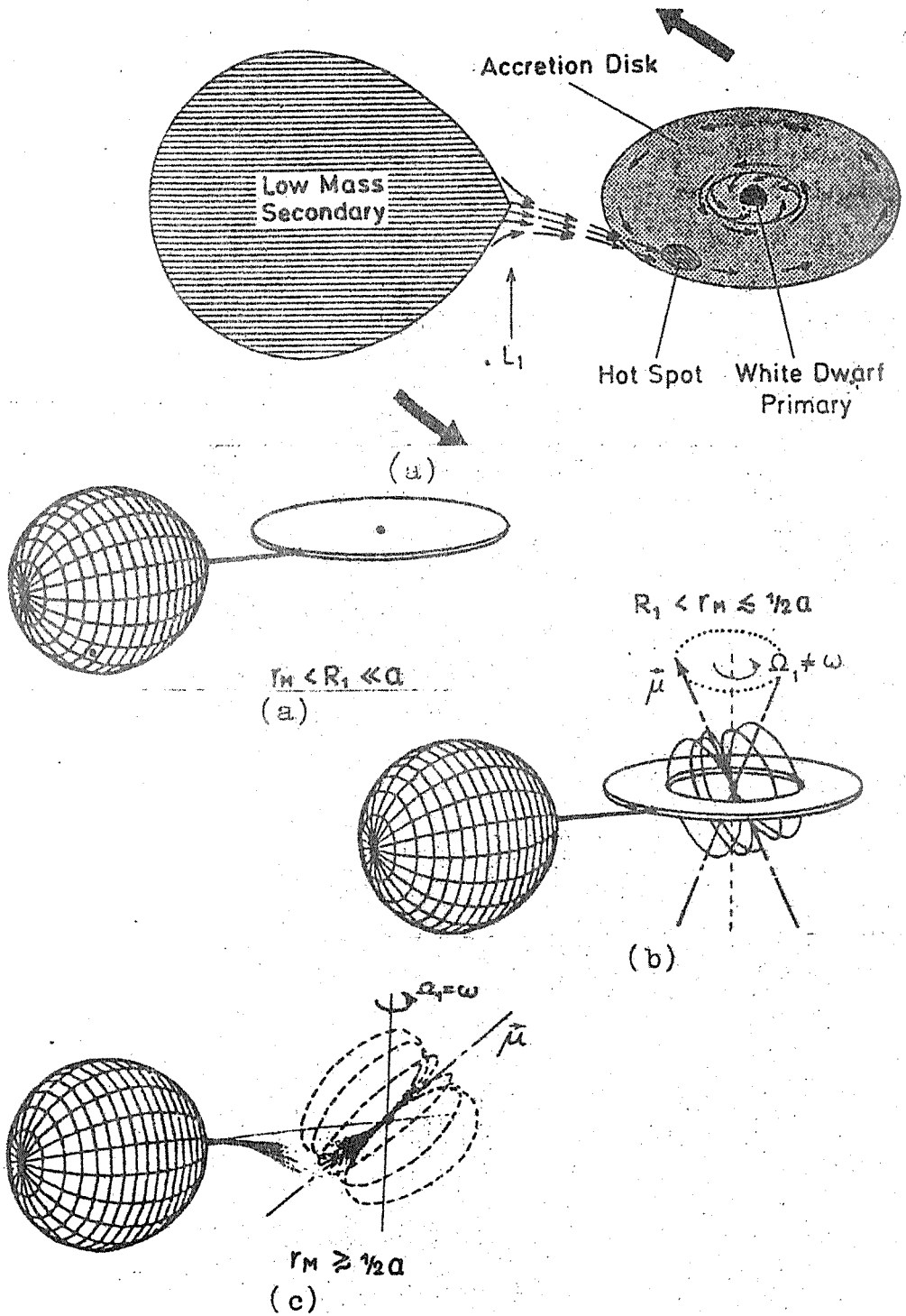
Şekil 7: Her faz değeri için elde edilen H_{α}

profillerinin, VW Hyi modelinde karşılaştırılması.

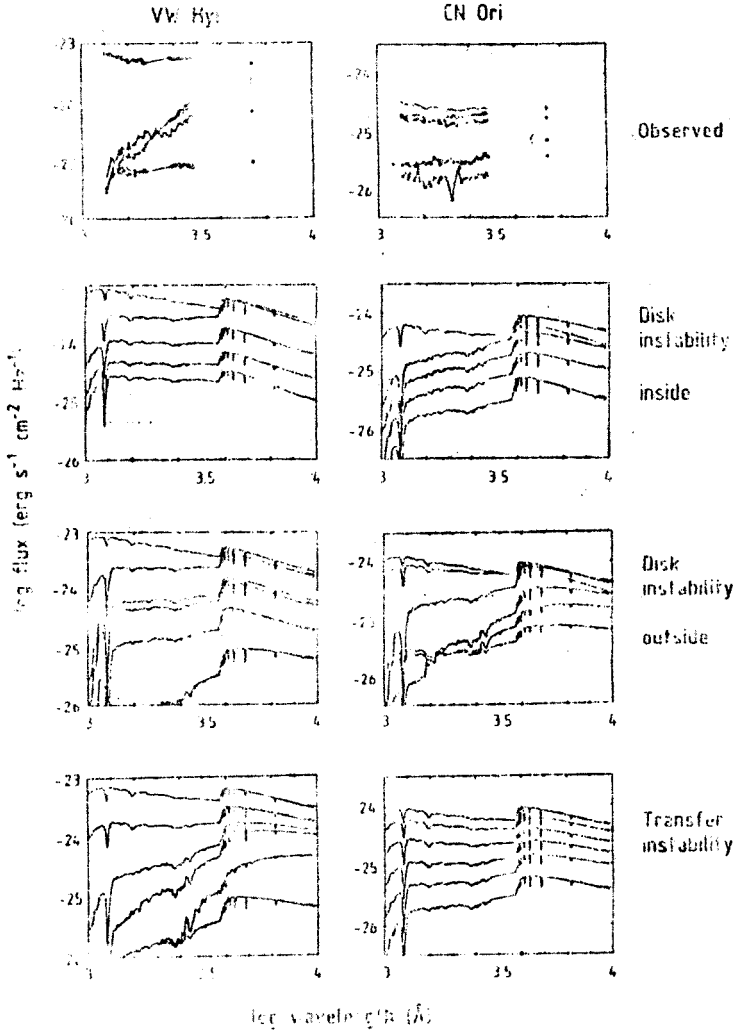
Şekil 8a,b,c: VW Hyi Üttle diyagramları. a- H_{α} için, b-Düzeltilmiş H_{α} için ve c- H_{β} için.

Kaynaklar

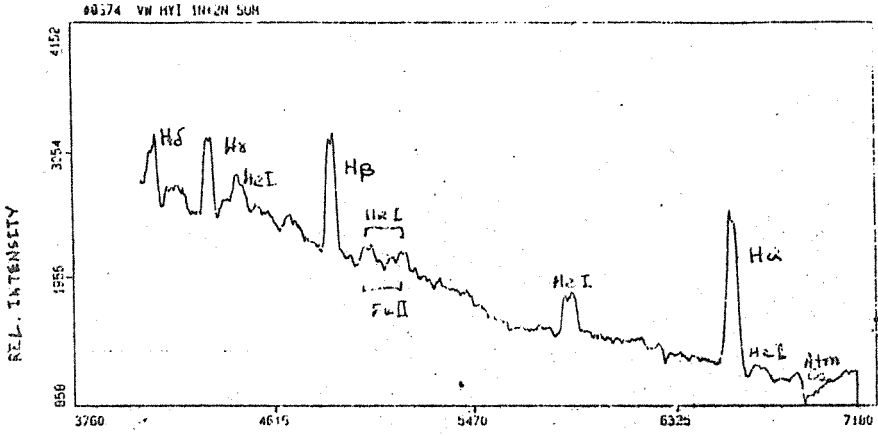
- Clark et al.,1984. *Astrophys. j.* **287**,845.
Drake et al.,1980. *Astrophys. j. Suppl.* **42**,351.
Gilliand et al.,1986. *Astrophys. j.* **301**,252.
Haefner et al.,1987. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **224**,231.
Kaitchuk et al.,1983. *Astrophys. j.* **267**,239.
Kippenhahn & Thomas,1955. in Landolt Börnstein Numerical Data and Functions Relationships in Science and Technology, H. H. Vogt (Ed.), Group VI, Vol I, p.485.
Mantel et al.,1988. *Astron. Astrophys.* **193**,101.
Marsh et al.,1987. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **225**,551.
Max-Planck Institut für Physik und Astrophysik Institut für Extraterrestrische Physik Report 1986-1988, p. 40.
Schoembs R., Vogt N.,1981. *Astron. Astrophys.* **97**,185.
Young et al.,1981a. *Astrophys. j.* **244**,259.
Watts et al.,1986. *Astron. Astrophys.* **154**,197.



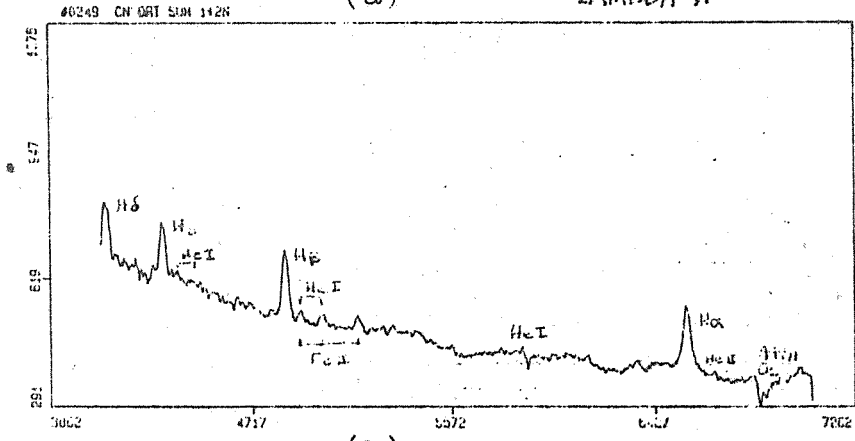
Şekil 1



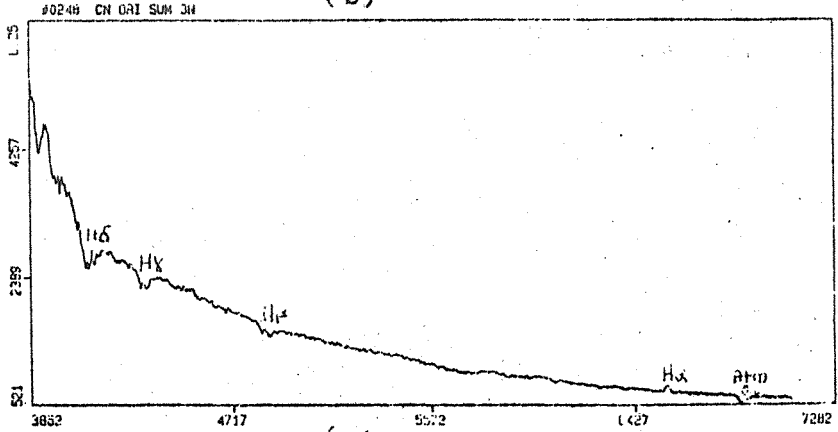
Şekil 2



(a)

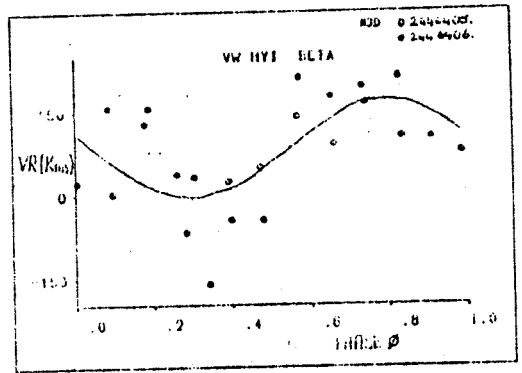
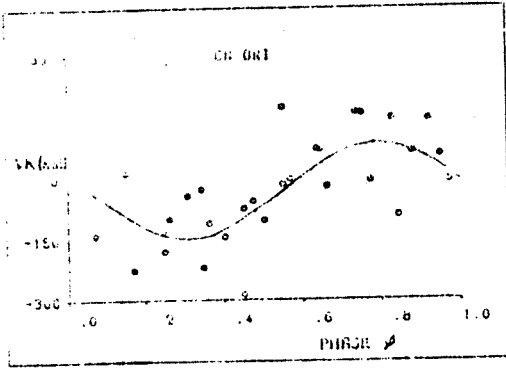
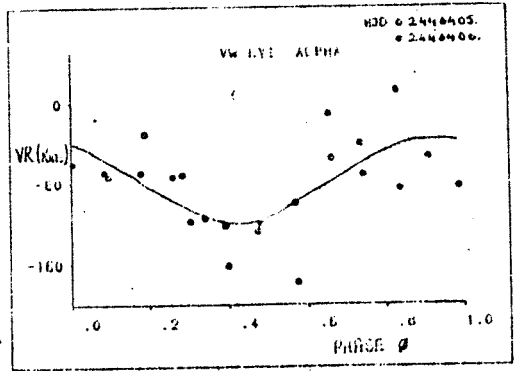
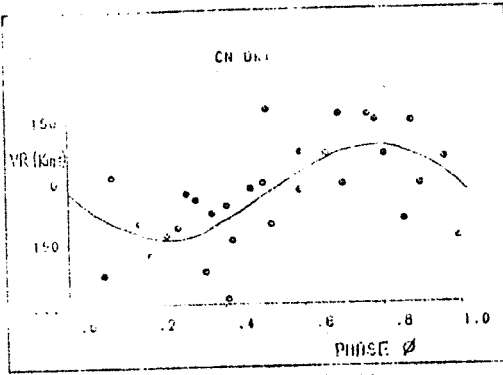


(b)

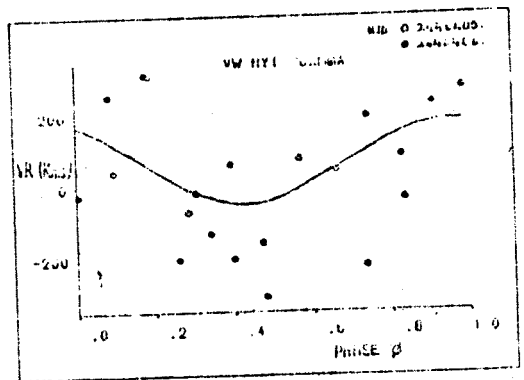


(c)

Şekil 3



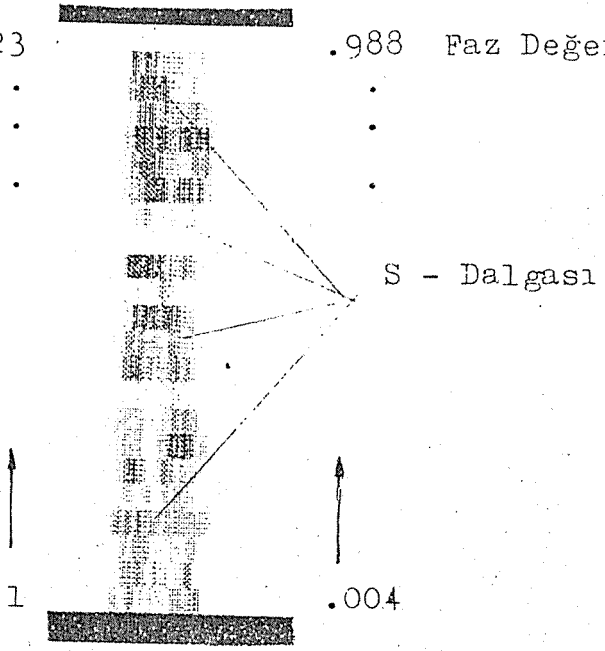
Şekil 4



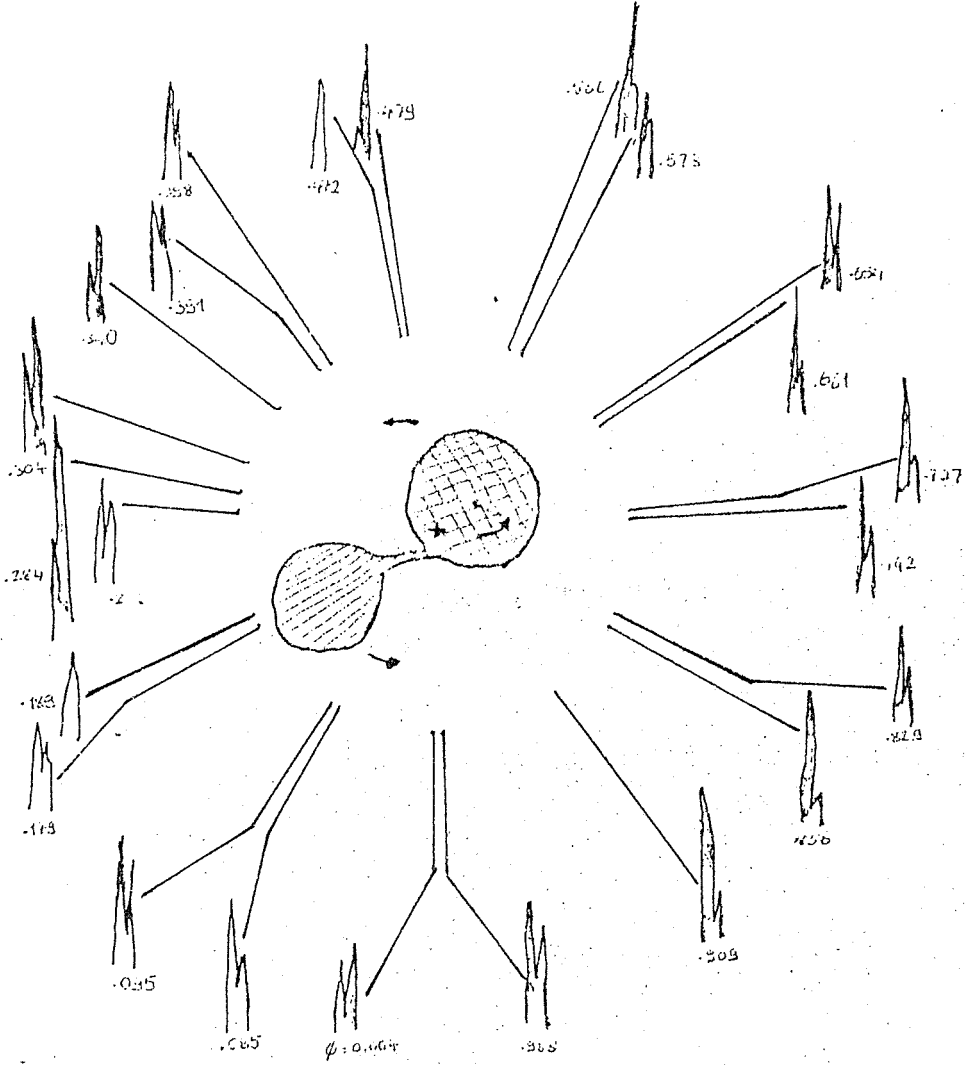
Şekil 5

Spektrumlar 23

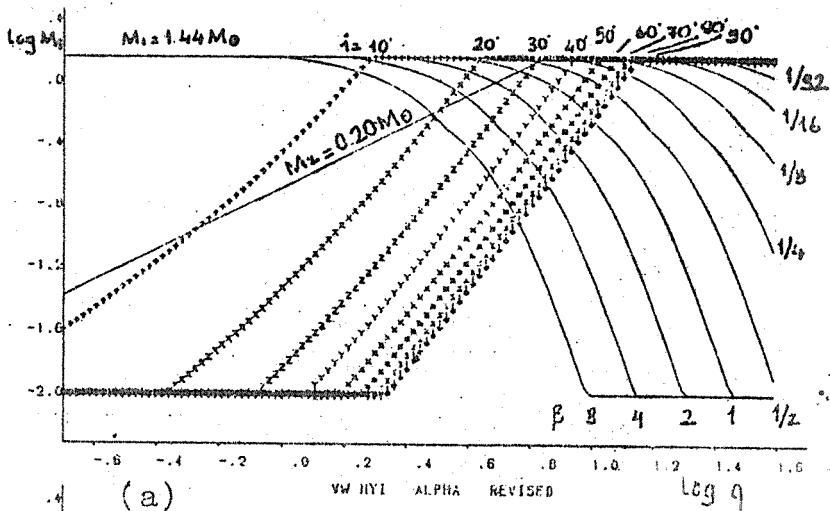
.988 Faz Değerleri



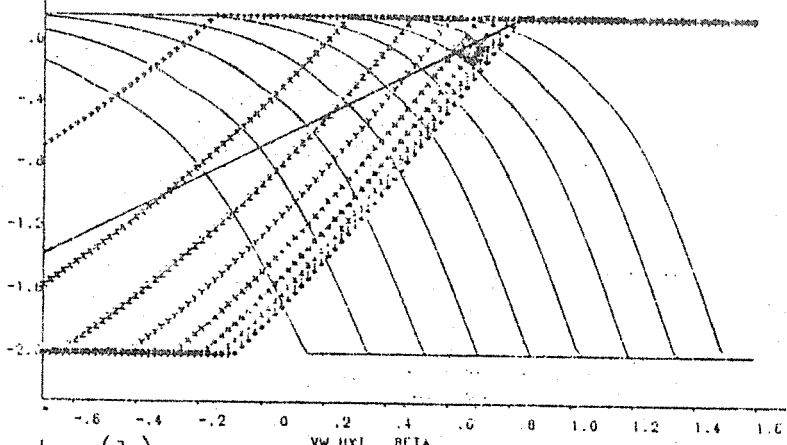
Şekil 6



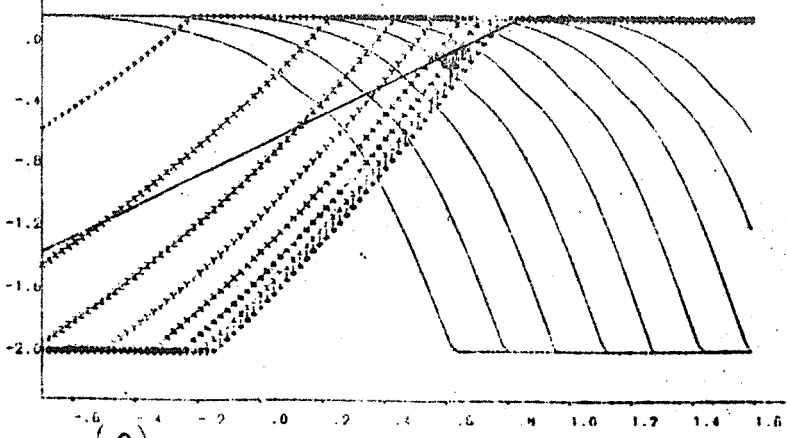
Şekil 7



(a)



(b)



(c)

Şekil 8

Faint, illegible text at the top of the page, possibly a header or introductory paragraph.

Handwritten text in the lower middle section, appearing to be a list or set of notes.

Faint text at the bottom of the page, possibly a footer or concluding remarks.

KATAKLİSMİK ÇİFT YILDIZLARDA BEYAZ CÜCELERİN KÜTLELERİ ÜZERİNE

M. Turker ÖZKAN
I. Ü. Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
34452 Üniversite-İSTANBUL

ÖZET

Bu çalışmada kataklismik çift (KÇ) yıldızlardaki baş yıldız beyaz cücelerin kütleleri inceleniyor. Gözlemler göstermektedir ki kataklismik çift yıldızlardaki beyaz cücelerin kütleleri tek halde bulunan beyaz cücelerin kütlelerinden daha büyüktür. Bu farklılığı açıklamanın dört olası yolu vardır: 1) Kataklismik çiftler tercihan büyük kütleli bir beyaz cüce ile oluşmaktadır. 2) Kütlelerin büyüklüğü sürekli madde atımının bir sonucudur. 3) Kütlelerin farklılığı sistematik gözlemsel hatalardan kaynaklanır. 4) Büyük kütleler gözlemsel seçimin bir sonucudur. İlk üç olasılık büyük kütleliyi açıklayamaz. Ancak son olasılık kütlelerdeki farkı açıklayabilmektedir. Bu nedenle çalışmada kütlelerle ilgili olarak gözlemsel seçim etkileri araştırılarak gözlemlerle karşılaştırıldı.

1. GİRİŞ

Bir beyaz cüce içeren en önemli çift yıldızlar yarı ayrik kısa periyotlu çift yıldızlardır. Bundan başka ayrik uzun periyotlu ve ayrik kısa

periyotlu sistemlerde de bir beyaz cüce vardır. Ancak son iki sınıftaki çift sayısı oldukça azdır. Örneğin ayrik uzun periyotlu sınıfta kütleli bilinen 4 sistem varken, ayrik kısa periyotlu sınıfta kütleli bilinen 10 sistem bulunmaktadır. Halbuki yari-ayrik kısa periyotlu sınıftaki kütleli bilinen çift sayısı 59 dur. Bu nedenle burada üzerinde duracağımız konu yari-ayrik kısa periyotlu çift yıldızlar ve özellikle bu çift yıldızların bir üyesi olan beyaz cücelerin kütleleri üzerine olacak. Hemen belirtmeliyiz ki bu tür çift yıldızlar kataklismik değişenler veya kataklismik çift yıldızlar olarak bilinirler.

Bugün kabul edilen modele göre, kataklismik çift yıldızlar bir beyaz cüce ile küçük kütleli bir ana kol yıldızından oluşurlar. Baş yıldız beyaz cüce ve yoldaş da ana-kol yıldızdır. Küçük kütleli yıldız Roche lobunu doldurmuş ve iç Lagrange noktasından beyaz cüceye doğru madde atar. Yoldaş'tan atılan maddenin beyaz cücenin etrafında oluşan diske çarptığı noktaya parlak veya sıcak nokta denir.

Kataklismik çiftlerin kütleleri üzerine Warner(1973) tarafından yapılan ilk çalışmadan beri beyaz cücelerin kütleleri sorun olmuştur. Çünkü Warner'in bulduğu sonuç [$\langle M \rangle = 1.2 \pm 0.2 M_{\odot}$] tek halde bulunan beyaz cücelerin kütlelerinden [$\langle M \rangle_{bc} = (0.6 \pm 0.1) M_{\odot}$] (Koester ve Weidemann, 1980) daha büyüktü. O zamandan beri Warner'in bu bulgusu çok az değişti. Şimdi beyaz cücelerin ortalama kütleli $0.90 M_{\odot}$ 'dir. Görüldüğü gibi hala tek

haldeki beyaz cücelerin ortalama kütlelerinden daha büyüktür. İşte problem bu büyük kütlelerin nasıl açıklanacağıdır. Temel olarak KÇ'lerde beyaz cücelerin büyük kütlelerini açıklamanın dört yolu olabilir (Ritter ve Burkert, 1986:

1. Katakлизмik çiftler tercihan büyük kütleli bir beyaz cüce ile oluşmuştur. Bu fikir doğru değildir. Çünkü çift-yıldız evrim teorisi beyaz cücelerin kütlelerini tek halde bulunanlardakinden daha küçük olarak verir.

2. Kütlelerin büyüklüğü sürekli bir madde atımının bir sonucudur. Bu hipotezde iki nedenden dolayı red edilmelidir: a) Eger beyaz cüceler bu yolla büyüyebilseydi o zaman çok sayıda Tip I şeklinde süpernova olması gerekirdi. b) Nova fişkirmalarının gözlenen kimyasal bileşimi beyaz cüce kütlelerinin uzun bir zaman aralığında azaldığını gösterir.

3. Kütlelerin fazlalığı gözlemsel hatalardan kaynaklanır. Böyle hatalar mevcut olmasına rağmen, çift çizgili spektroskopik katakлизмik çiftlerde bu hatalar çok küçüktür. Bu nedenle kütlelerinin büyüklüğü büyük bir olasılıkla gerçektir.

4. Büyük kütleler gözlemsel seçimin bir sonucudur. Bundan sonraki bölümlerde anlatılacağı gibi bu olasılık probleme en yakın çözüm olarak görülmektedir.

2. GÖZLEMSEL SECİM ETKİLERİ

En önemli seçim etkileri 3 gruba ayrılabilir (Robinson, 1983):

(1) Kataklistik değişenlerin farklı sınıflarının farklı ışık eğrileri ve ışınma güçleri olduğundan, bazı sınıflara ait kataklistik değişenler listesi diğerlerinden daha tamamdır.

(2) Bazı sınıflar gözlemcilerin dikkatini çekmekte, dolayısı ile bunlara ait bilgiler diğerlerinden daha fazladır.

(3) Bir KÇ'yi gözlemek için kullanılan özel teknik, bazı yörünge periyodundaki sistemleri belirlemede diğer periyotlardakilere göre daha etkindir.

Belli bir parlaklığa kadar sınıflandırılmış kataklistik çiftler seçilerek son iki seçim etkisi ortadan kaldırılabılır. Bu şekilde parlak diskleri olan kataklistik çiftlerin iki grubu [üçü novalar ve UX Uma alt tipli nova benzeri sistemler] seçilerek bunların özellikleri hesaplandı (Ritter ve Burkert (1986), Ritter ve Özkan (1986), Ritter (1986)).

Seçilen örneklerin parlaklıkla sınıflandırılması beyaz cücelerin kütlelerinde çok kuvvetli bir seçim etkisine neden olmaktadır. Bu seçim etkisinin şiddeti;

$$S(M_1) = \frac{P_0(M_1)}{P_1(M_1)} \quad (1)$$

şeklinde tanımlanır. Burada $P_0(M_1)$ seçilen gruplardaki beyaz cücelerin beklenen kütle fonksiyonu ve $P_1(M_1)$ de kataklistik sistemlerdeki beyaz cücelerin intrinsik kütle

dağılımını gösteriyor. Parlak sistemler için ($m_v \leq 12$) seçim fonksiyonunun analitik çözümü şöyle olmaktadır (Ritter, 1986):

$$S(M_1) = \text{sabit} \left(\frac{M_1}{R_1} \right)^{3/2} \int_{M_2}^{M_1} M_1^{1/2} 10^{0.6BC} dM_2 \quad (2)$$

Denklemden geçen R_1 beyaz cücenin yarıçapı, M_1 akresyon hızı, BC akresyon diskinin bolometrik düzeltmesi ve M_2 'de yoldaş yıldızın kütlesidir. (2) denklemindeki integral M_1 'in yavaşça değişen bir fonksiyonudur. Bu nedenle seçim fonksiyonu esas olarak $(M_1/R_1)^{3/2}$ faktörü ile etkilenmekte ve özellikle de M_1 'in artan bir fonksiyonudur.

3. SECİM FONKSİYONU İÇİN VARSAYIMLAR VE SONUÇLAR

Seçim fonksiyonunun nümerik hesapları yapılırken kabul edilen varsayımlar kısaca şu şekilde ifade edilebilir.

- 1) Beyaz cücelerin öz (intrinsik) kütlelerinin kataklizmik sistemin evrimi boyunca değişmediği, diğer bir deyişle uzun bir zaman aralığında kütlelerin sabit kaldığı varsayılıyor.
- 2) Bir kataklizmik sistemin öz lüminositesi olarak akresyon diskinin lüminositesi alınıyor. Bu özellikle seçilen patlamadaki beyaz cüceler (cüce novalar) ve nova benzeri sistemler için oldukça iyi bir varsayımdır.
- 3) Birim hacimde oluşan kataklizmiklerin

sayısının ve yoldaş yıldızların kütlelerinin zamanla çok az değiştiği farzediliyor.

4) Kütle transferinin hesabında, yoldaş yıldızın ana-kel kütle-yarıçap bağıntısına ($R \propto M^{\alpha}$, $\alpha \approx 0.8$) uyduğu kabul edilmektedir.

5) Diğer bir varsayım kütle transfer hızı ve akresyon hızı arasındaki bir bağıntı ile ilgilidir. Nova benzeri sistemlerin sürekli parlak diskleri olduğundan kütle transfer hızı akresyon hızına ($\dot{M}_1 = -\dot{M}_2$) eşit alınabilir. Ancak patlama gösteren novalarda durum farklıdır. Cüce novaların

patlama özellikleri yalnız bir parametre τ/τ_{pat} ile karakterize edilebilir. τ iki (ard-arda) patlama arasındaki zaman, τ_{pat} 'da patlama süresini gösteriyor. Gerçekte τ ve τ_{pat} değişkenlerdir.

Ancak akresyon hızını hesaplayabilmek için τ/τ_{pat} zaman içinde sabit kabul ediliyor. Bu durumda sistem parlak olduğunda akresyon hızı kütle transfer hızından τ/τ_{pat} faktörü kadar büyük olmalı, yani $\dot{M}_1 = -\dot{M}_2 * \tau/\tau_{pat}$.

6) Akresyon diskinin bolometrik düzeltilmesinin hesabında stasyoner, geometrik olarak ince, optik olarak kalın kara cisim diskleri gözönüne alınmaktadır.

Bu varsayımlar altında yapılan hesaplamalar seçilen gruplardaki beyaz cücelerin ortalama kütlelerinin grupların gözlenebilir büyüklüklerine bağlı olduğunu gösterir. Dolayısı ile sonuçta şunları söylemek mümkündür.

1) Beyaz cücelerin kütleleri, yoldaşların kütleleri ve yörünge periyotları ile beraber artar

2) Cüce novalardaki beyaz cücelerin ortalama kütleleri, nova benzeri sistemlerdekinden daha büyüktür.

3) Seçim etkisi görünen parlaklık arttıkça daha kuvvetli olmaktadır.

4) Peryot boşlugunun altında (yani $P \leq 2^h$) hiç bir nova benzeri sistem mevcut değildir.

4. GÖZLEMLERLE KARŞILAŞTIRMA

Daha öncede söylediğimiz gibi kütleleri bilinen KÇ sayısı 59 olmasına rağmen burada seçim fonksiyonu sonuçları ile daha güvenli bir karşılaştırma yapmak için kütleleri iyi bilinenleri Ritter (1987)'in KÇ katalogunda kullanılarak literatürden topladık. Bu şekilde bulunan toplam 36 sisteme ait temel gözlemsel sonuçlar Çizelge-I'de veriliyor. Çizelge-I'den görüldüğü gibi 24 sistem cüce-nova (alt tipleri Z Camelopardalis, U Gemminorum ve SU Ursae Majoris olmak üzere) ve 12 sistemde nova benzeri KÇ (alt tipi UX Ursae Majoris) dir. Bu sistemler bilinen bütün KÇ (bugün periyodu bilinen 116 sistem var)'lerin çoğunu temsil etmekte ve dolayısı ile yukarda ifade edilen hesap sonuçları ile karşılaştırılabilir.

Çizelge-I'den beyaz cücelerin kütlelerini, yoldaşların kütlelerine ve yörünge periyotlarına göre grafik (Şekil-I ve II) üzerinde gösterdiğimizde, beyaz cüce kütlelerinin bu iki parametre ile beraber büyüdüğünü ve modeldeki ilk sonuca uyduğunu söyleyebiliriz.

CİZELGE-I

CİSİM	TİP	m_v	P(ch)	M_1/M_\odot	M_2/M_\odot	KAYNAK
RX AND	CN,ZC	10.9	5.08	1.14	0.48	1
SS AUR	CN,UG	10.5	4.39	1.08	0.39	1
Z CAM	CN,ZC	10.5	6.96	0.99	0.70	1
SY CNC	CN,ZC	11.1	9.12	0.89	1.10	1
YZ CNC	CN,SU	10.5	2.07	0.39	0.27	1
OY CAR	CN,SU	11.4	1.51	0.90	0.10	2
HT CAS	CN,SU	10.8	1.77	0.61	0.20	1
BV CEN	CN,UG	10.5	14.64	0.63	0.90	3
WW CET	CN,ZC	9.3	4.22	0.50	0.35	1
Z CHA	CN,SU	11.6	1.79	0.54	0.081	4
SS CYG	CN,UG	8.2	6.60	1.20	0.71	1
EM CYG	CN,ZC	12.5	6.98	0.57	0.76	5
CM DEL	CN,UG	13.4	3.89	0.46	0.36	1
U GEM	CN,UG	9.1	4.25	1.18	0.56	6
AH HER	CN,ZC	11.3	6.19	0.95	0.76	7
VW HYI	CN,SU	8.5	1.78	0.63	0.11	8
WX HYI	CN,SU	11.4	1.80	0.90	0.16	8
T LEO	CN,UG	11.0	1.41	0.16	0.11	1
V2051 OPH	CN,UG	13.0	1.50	0.44	0.13	9
RU PEG	CN,UG	9.0	8.99	1.21	0.94	1
IP PEG	CN,UG	12.0	3.80	0.80	0.35	4
SW UMA	CN,SU	9.0	1.36	0.71	0.10	1
TW VIR	CN,UG	12.1	4.38	0.91	0.40	1
VW VUL	CN,UG	13.6	1.75	0.24	0.14	1
V794 AQL	NB,UX	13.7	5.52	0.88	0.53	1
V1315 AQL	NB,UX	14.4	3.35	0.90	0.40	10
KR AUR	NB,UX	11.3	3.91	0.59	0.35	1

CİZELGE-I (devam)

CİSİM	TİP	m_v	P(h)	M_1/M_\odot	M_2/M_\odot	KAYNAK
V363 AUR	NB,UX	14.2	7.71	0.86	0.77	11
AC CNC	NB,UX	13.5	7.21	0.82	1.02	12
V425 CAS	NB,UX	14.5	3.59	0.86	0.31	1
V380 OPH	NB	14.5	3.84	0.58	0.36	1
V442 OPH	NB	12.6	3.37	0.34	0.31	1
LX SER	NB,UX	14.5	3.80	0.41	0.36	1
SW SEX	NB,UX	14.8	3.24	0.58	0.33	13
RW TRI	NB,UX	12.6	5.57	0.44	0.58	1
UX UMA	NB,UX	12.7	4.79	0.43	0.47	1

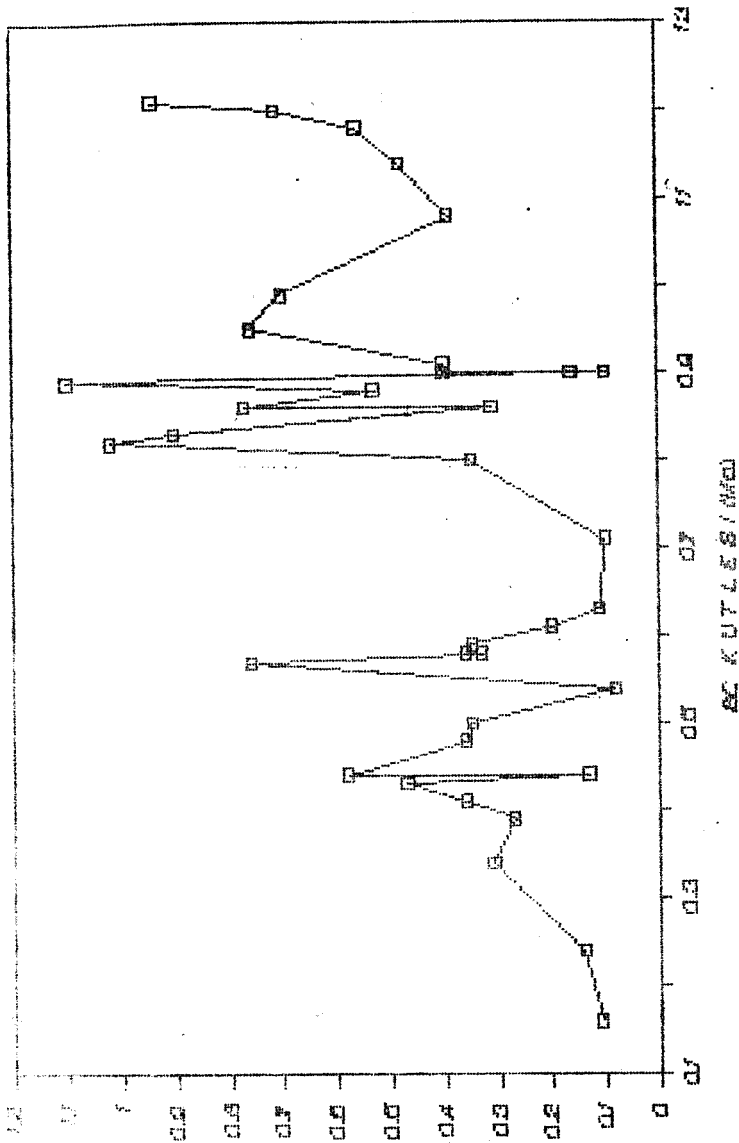
CİZELGE-I'in açıklaması:

36 KÇ'nin gözlemsel özellikleri. Çizelgedeki kısaltmalar şöyle: Tip: iki ana tip var ,CN: cüce nova, NB: nova benzeri, alt tipler ZC: Z Cam-yıldızı, UG: U Gem-yıldızı ,SU: SU UMA-yıldızı ,UX: UMA-yıldızı; m_v : görünen vizüel kadir (cüce novalar için patlama sırasındaki kadirler); P: yörünge periyodu saat cinsinden; M_1 ve M_2 beyaz cüce ve yoldaşın kütleleri.

Cizelge-I için Kaynaklar:

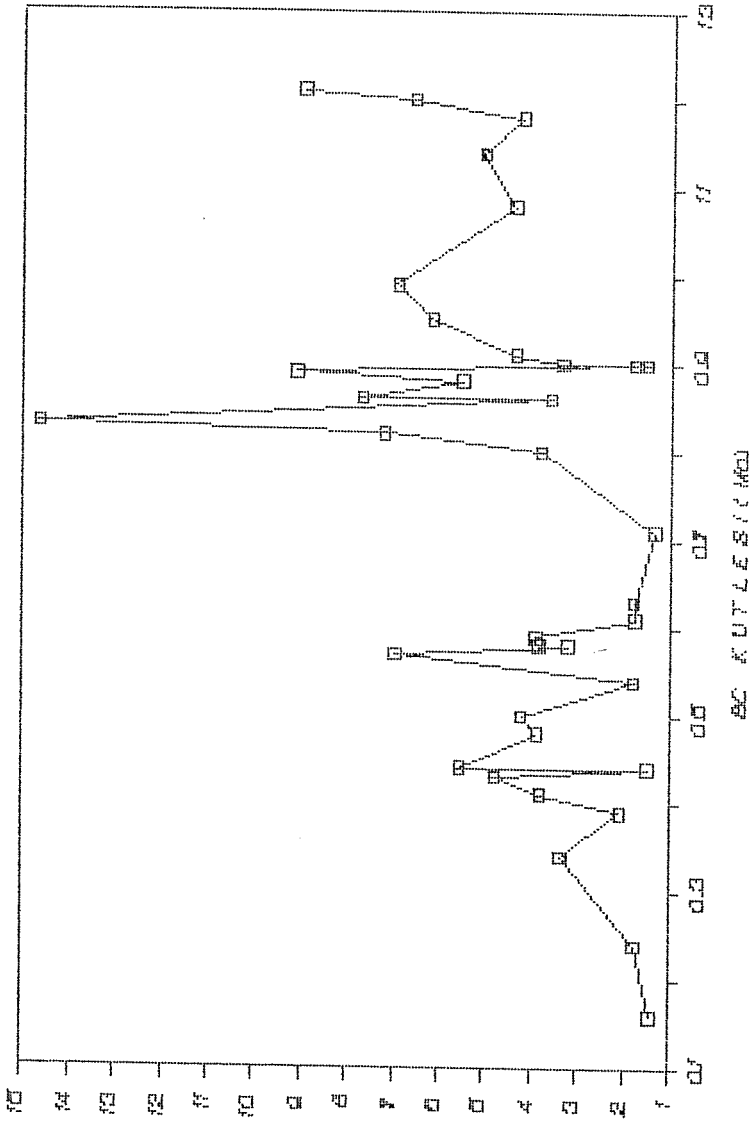
- | | |
|------------------------|---------------------------|
| 1 Shafter (1983) | 8 Schoembs ve Vogt (1981) |
| 2 Dreier ve ark (1986) | 9 Watts ve ark (1985) |
| 3 Gilliland (1982) | 10 Downes ve ark (1986) |
| 4 Wood (1986) | 11 Schlegel ve ark (1986) |
| 5 Stover ve ark (1981) | 12 Schlegel ve ark (1984) |
| 6 Stover (1981) | 13 Penning ve ark (1984) |
| 7 Horne ve ark (1986) | |

OXIDATION



OXIDATION

SEKIL-2



Çizelge-I'den kolaylıkla görünmektedir ki cüce novalardaki beyaz cücelerin ortalama kütleleri nova benzerindekilerinden daha büyüktür.

Diğer sonucumuz görünen parlaklıkla seçim etkisinin azaldığı idi. Bunu da gözlemlerle test etmek için çeşitli görünen parlaklığa kadar olan sistemlerin sayısı ve ortalama kütleleri Çizelge-II'de gösteriliyor. Bu çizelge

CIZELGE-II

TIP	m_v	P(h)	M_1/M_\odot	SAYI
CN,NB	10.0	4.53	0.91	6
CN,NB	12.5	4.68	0.80	22
CN,NB	15.0	4.50	0.72	36

parlaklık azaldıkça beyaz cüce kütlelerinin azalmakta olduğunu dolayısı ile seçim etkisinde küçüldüğünü göstermektedir.

Yine gözlemlerden (Çizelge-I) görülmekte ki periyodu 2^h in altında olan hiçbir nova-benzeri sistem mevcut değildir. Buda modeldeki sonuçla uyuşmaktadır.

5. SONUC

Önceki bölümlerden anlaşılacağı üzere KÇ'lerdeki beyaz cücelerin kütlelerinin büyüklüğü seçim etkisi ile açıklanabileceği ve dolayısı ile KÇ'lerdeki beyaz cücelerin öz kütle spektrumunun tek haldeki beyaz cücelerinkinden önemli derecede

farkli olmadigi ortaya çikmektedir.

Seçim için esas neden denklem (2)'den görülecegi gibi beyaz cücelerin kütle-yarıçap bagintisinden kaynaklanmaktadır.

Diger taraftan bu etkinin beyaz cüce kütlelerinde çok kuvvetli olmasının anlami gerçekte kataklismiklerin sadece küçük bir kısmının gözlenebilmesi demektir. Bu nedenle KÇlerin uzay yogunlugu gözlemlerin gösterdiginden daha fazla olmalıdır. Duerbeck (1984)'e göre bu sayi yaklaşık olarak 10^{-6} pc^{-3} (yani gözlemsel sonuç) dir. Halbuki seçim fonksiyonu sonuçlarına göre KÇ'lerin uzay yogunluklari $1-2 \times 10^{-4} \text{ pc}^{-3}$ mertebesinde olmalıdır.

TEŞEKKÜR

Bu çalışmanın yaziminda çok degerli katkilarından dolayı Hikmet ÇAKMAK ve Yüksel KARATAŞ'a çok teşekkür ederim.

KAYNAKLAR

- DOWNES, R. A. , MATEO, M. , SZKODY, P. , JENNER, D. C. , MARGON
B. : 1986, ASTROPHYS. J. 301, 240
- DREIER, H. , BARWIG, H. SCHOEMBS, R. : 1986, IN PREP.
- DUERBECK, H. W. : 1984, ASTROPHYS. SPACE SCI. 99, 363
- GILLILAND, R. L. : 1982, ASTROPHYS. J. 263, 302
- HORNE, K. , WADE, R. A. , SZKODY, P. : 1986, MONTHLY NOTICES
ROY. ASTRON. SOC. 219, 791
- KOESTER, D. , WEIDEMANN, V. : 1980, ASTRON. ASTROPHYS. 81 ,
145
- PENNING, W. R. , FERGUSON, D. H. , MC GRAW, J. I. , LIEBERT, J.
GREEN, R. F. : 1984, ASTROPHYS. J. 278, 233
- RITTER, H. , BURKERT, A. : 1986, ASTRON. ASTROPHYS. 158,
161
- RITTER, H. , OZKAN, M. T. : 1986, ASTRON. ASTROPHYS. 167,
260
- RITTER, H. : 1986, ASTRON. ASTROPHYS. 168, 105
- RITTER, H. : 1987, ASTRON. ASTROPHYS. SUPPL. 70, 355
- ROBINSON, E. L. : 1983, IAU COLL. NO. 72, CATAclysmic
VARIABLES AND RELATED OBJECTS, M. LIVIO
VE G. SHAVIV (EDS.) , DORDRECHT, D. REIDEL
PUBL. CO. , P. 1
- SCHLEGEL, E. M. , KAITCHUCK, R. H. , HONEYCUTT, R. T. : 1984
ASTROPHYS. J. 280, 235
- SCHLEGEL, E. M. , HONEYCUTT, R. K. , KAITCHUCK, R. H. : 1986
ASTROPHYS. J. 307, 760
- SCHOEMBS, R. , VOGT, N. : 1981, ASTRON. ASTROPHYS. 91, 25
- SHAFTER, A. W. : 1983, Ph. D. THESIS. UNIV. CALI FORNIA ,
LOS ANGELES
- STOVER, R. : 1981 , ASTROPHYS. J. 248, 684

STOVER, R. , ROBINSON, E. L. , NATHER, R. E. : 1981

ASTROPHYS. J. 248, 696

WARNER, B. : 1973, MONTHLY NOTICES ROY. ASTRON. SOC.

162, 189

WATTS, D. J. , BAILEY, J. , HILL, P. W. , GREENHILL, J. G. , Mc

COWAGE, C. , CARTY, T. : 1985, ASTRON. ASTROPHYS.

154, 197

WOOD, J. : 1986, IN: CATAclySMIC VARIABLES, IAU COLL.

NO. 93, J. RAHE VE ARK (EDS.), D. REIDEL,

DORDRECHT, Baskida

MONTE-CARLO YÖNTEMİ İLE PERYODİK X-İŞİN KAYNAKLARININ A-KUBBESİ
VERİLERİNDE ARAŞTIRILMASI

Faruk TOKDEMİR, O.D.T.Ü.

ÖZET

X-ışınlarının 150 keV-1200 keV arasına düşen enerji bölgesinde, uzaydaki X-ışın kaynaklarının araştırılması ve bulunması bu tür kaynakların fiziksel özelliklerinin anlaşılmasında önemli katkılarda bulunur. SAS-2 Gama ışınları uydusunun plastik sintilatör olan kubbesi, bu enerji bölgesindeki X-ışınlarına Z15 oranında duyarlıdır. Bu nedenle, A-Kubbesi verileri periyodik x-ışın kaynaklarının araştırılmasında iyi bir olanaktır. Ancak bu enerji bölgesindeki yapısal fon ısınımı, verilerin kendine özgü yapısı ve içerdiği diğer olumsuzluklar periyot arama koşullarını olumsuz yönde etkilemektedir.

Bu çalışmada, yönsel özelliği olmayan A-Kubbesi verilerinde periyot aramanın olanaklı olup olmadığı, olanaklı ise hangi ölçütlere göre yapılması gerektiği araştırılacaktır. Bu amaçla Monte-Carlo benzetisim yöntemi kullanılacaktır. Uygulama için dönemsel özellikleri iyi bilinen VelaX-1 X-ışın ikili sisteminin A-Kubbesi verilerinin alındığı zamandaki spin periyodunun hangi koşul ve ölçütlere aranması gerektiği tartışılacaktır.

Anahtar kelimeler: Monte-Carlo, Benzetisim, X-ışınları, VelaX-1

I- GİRİŞ

1960 lardan beri uzayda X-ışın kaynaklarının araştırılması ve bulunması astronominin en önemli uğraşlarından biri olmuştur. Balonlar, roketler ve uydularla yapılan deneyler bir bileşeni nötron yıldızı olan yüzlerce X-ışın kaynağının bulunmasına neden olmuştur. Bu verilerin ayrıntılı ve dikkatli analizinden nötron yıldızının spin ve dönem periyotlarını, tutulma süresi ve bunlara bağlı diğer öğeler bulunmuştur. Bu bulgulara bağlı olarak modeller geliştirilmiştir. Bu modelleri dahada geliştirmek için yeni verilere gereksinim vardır: Örneğin, bir bileşeni nötron yıldızı olan yakın çift yıldız anılan enerji bölgesinde ısımaya yapılmamıştır? Bu ısımaya periyodikmidir? Periyodik ise SAS-2 yaşam süresinde hangi periyotta ısımaya yapılmaktadır?

Esasında Küçük Astronomi Uydusu (SAS-2) bir Gama Işınları kaydedicisidir. Gama ışınlarını kaydeden kılıcın odasını yüksek enerjili yüklü parçacıklardan korumak ve gereksiz tetiklenmesini önlemek için silindirik biçimde alttan açık bir plastik kubbe ile örtülmüştür. Plastik kubbenin temel görevi, yüksek enerjili yüklü

parçacıkların geldiğini haber verip, kıvılcım odaları sisteminin tetiklenmesini önlemektir. Yani bir veto dedektörüdür. Buna A-Kubbesi (Anticoïncidence Dome) denmektedir (Fitchel ve ark. 1975, Tokdemir 1980).

Bu dedektörün bizim için önemli olan özelliği 150 keV-1200keV arasındaki X-ışınlarına duyarlı olmasıdır. Bu veriler ilk kez Ögelman ve arkadaşları (1975) ve Özel ve ark. (1983) tarafından yüksek enerjili X-ışın patlamalarının araştırılmasında kullanılmıştır. Düzenli X-ışınını yapan X-ışın kaynakları belirtilen enerji aralığında çok az araştırılmıştır. Dönemsel ögeleri iyi bilinen X-ışın kaynaklarının spin ve dönem periyotlarının SAS-2 yaşam süresi aralığında (Kasım 1972 ve Haziran 1973) arası) araştırılması bu önemli ögelerin zamana göre nasıl değiştiğinin anlamak bakımından önem taşımaktadır. Ancak Z15 oranında X-ışınlarına duyarlı olan A-kubbesi verileri kendine özgü birçok olumsuzluğa sahiptir. Sade bir veri bütünü değildir. Bu nedenle herhangi bir periyot taraması yapmadan önce bu yapısal veride periyot aramanın hangi ölçütler ile yapılması gerektiğinin araştırılması gereklidir. Bu araştırmada bu ölçütlerin neler olduğu anlatılacak ve sonuçlar Vela X-1 periyodik X-ışın kaynağına uygulanacaktır.

II- A-Kubbesi Verilerinin Yapısı

SAS-2 A-Kubbesi, Pilot B adı verilen 1.5 cm kalınlığında plastik maddeden yapılmış bir sintilatördür. Silindirik biçiminde bir fanüsü andıran görünüşünde daire biçimindeki taban yarıçapı 30 cm dir. Yüzeği 2500 cm² dir. Kubbenin altında 8 adet fotokatlandırıcı tüp vardır ve sintilasyon ışığına çevrilen X-ışınlarını kaydederler. Bu kayıtlara sayım (counts) denir. Sayımları 768 ms lik toplamlar halinde kaydederler. Kayıtların zaman duyarlılığı 1 ms dir. Acısal duyarlılığı yoktur. Etkin veri alma açısı 120 derece olduğu bulunmuştur (Özel ve ark. 1978). Deniz yüzeyinden 550 km yükseklikte dönen uydu bir dönüşünü 5202 saniyede tamamlamakta ve A-Kubbesi yaklaşık bu sürenin yarısında tamamen dünya atmosferine bakarken diğer yarısında tamamen uzaya bakmaktadır. Radyasyon kusaklarından geçerken yüksek sayımlar kaydeder.

Dönüş eksenine göre uydu azayda belli bir yöne birer haftalık sürelerle bakmaktadır. Bu nedenle SAS-2 verileri haftalık cinsinden ifade edilmektedir. Yaşam süresince manyetik bantlara kaydedilmiş 27 haftalık A-kubbesi verisi vardır.

A-Kubbesi yönsüz bir dedektör olmasına rağmen bakış doğrultusunda ancak duyarlı olduğu alan A, Θ nin bir fonksiyonudur. FWHM daki duyarlı alan kesitinin $\Theta_{1/2} = 120^\circ$ olduğu bulunmuştur (Tokdemir 1980). Buna göre ortalama alan-katıyıcı faktörü

$$\langle A\Omega \rangle = A(\Omega) d\Omega = 25000 \text{ cm}^2 \text{ -sr}$$

dir. Buradan, radyasyon kusakları dışında A-Kubbesinin sayacağı ortalama sayım değeri

$$B_p = S_p I_p (>E_p) < A\Omega > \text{ sayım/s}$$

dur. Burada E_p , yüklü parçacıkları kaydetme etkinliği (=1) ve $I_p (>E_p)$ de proton/cm²-s-er cinsinden kozmik ışın integral ışınımıdır. $E_p > 500$ Mev için bu değer 0.15 dir. Buna göre A-Kubbesinden beklenen ortalama sayım oranı

$$B_p = 1. (0.15) . (25000) = 3700 \text{ sayım/s}$$

dir. Bu gözlenen ortalama değere çok yakındır.

A-Kubbesi verileri 128 e bölünmüş tamsayılar biçimindedir. 1. ve 32 arası sayımların frekansı Şekil 1 de gösterilmiştir. Bu çalışmada 17-30 arası sayımların dağılımı kullanılacaktır.

III- Monte-Carlo Benzetisim Yöntemi

Fiziksel olayları analitik olarak ifade etmek olanaklı olmadığı veya bir fiziksel olayın geleceğe dönük davranışı incelenmek istediğinde bu olayları yapay olarak yaratıp incelemek Monte-Carlo benzetisim yöntemi ile olanaklıdır.

Bizim örneğimizdeki fiziksel olay, bir nötron yıldızından belenen periyodik bir sinyaldir. Gerçekte yapılan iş, böyle bir sinyalin A-Kubbesi verilerinde görülüp görülemeyeceğidir. Ancak gerçek veri üzerinde bu tür araştırmayı doğrudan yapmak, A-Kubbesi verilerinin bilinen yapısı nedeni ile boşuna araştırma ve bilgisayar zamanının harcanmasına neden olabilir. Araştırmayı sağlam temellere oturtmak gereklidir. Bu nedenle, Adıgöçen yöntem ile böyle bir sinyalin belli bir biçimde olduğunu varsayıp bunu A-Kubbesi verilerine raslantısal biçimde ekleyip, tekrar gözleme koşullarını incelemektir. Bunu yaparken şu adımlar izlenecektir.

1- Raslantısal olarak değiştirilmiş veri yaratmak

A-Kubbesi verilerindeki sayımlar (17-30 arası) gerçek sayımların 128 e bölünmüş şeklidir. Bu nedenle ardışık iki sayım arasında 128 lik bir belirsizlik vardır. Bu belirsizliği yok etmek için Şekil 1 de verilen sayımların frekansından yararlanıldı. Bunun için iki ardışık sayım frekans arası şekilde gösterildiği gibi birleştirildi. Bu şekilde elde edilen poligon kenarları, iki ardışık sayımı birleştiren çizgiler, o sayım frekansı için raslantısal dağılım fonksiyonu (rdf) olarak alındı. 17-30 sayımları arası 13 adet rdf elde edildi. Her ardışık iki sayım frekansı arası gerçek veri yapısı sayısına uygun olarak kendi frekans sayısı kadar yeniden yaratılarak 128 olan belirsizlik 1 re ve frekans dağılımında sürekli biçime dönüştürüldü. Bu yolla raslantısal olarak değiştirilmiş, fakat

gerçek veri yapısına uygun bir veri bütünü elde edildi. Bu yöntemin ayrıntısı için Tokdemir (1980) bakınız. Ayrıca, gerçek veri yapısında var olan periyodik olaylar enaza indirilmiş oldu.

ii- Raslantısal olarak dağıtılmış veri üzerine sinyal ekleme

Araştırılacak sinyalin tanımında biçiminin önemli olmadığını varsayarak, şekil 1 de gösterilen poligonu kaynağtan, gelen 20 aralıklı faz diagramı olarak alalım. Bu sinyalin periyodu $P_0 = 285.04$ saniye olsun. Başka bir periyot da seçilebilirdi. Ancak VelaX-1 için deney yaptığımızı düşünerek onunkine yakın bir periyot seçildi. Bu sinyalin altındaki alan, fonun (3700 sayım/s) belli bir oranı olsun. Bu oranı $\alpha = 0.0001, 0.0005, 0.002, 0.003, 0.004$ sinyal sayımı/fon sayımı olarak seçelim.

Şimdi sözü edilen faz diagramından elde edilecek sinyali, fon diye adlandırılan raslantısal olarak değiştirilen veriye eklenecektir. Verilerin kayıt aralığı $\Delta t = 0.768$ s dir. Bu nedenle, seçilen şekle altındaki alanın değiştirmeden $h = P_0 / 0.768$ aralığa çıkarmak gereklidir. Elde edilen h aralıklı sinyal daha önce raslantısal olarak değiştirilen 6 günlük veriye eklendi. Aynı işlem çeşitli α seviyelerinde yapıldı ve değişik veri grupları elde edildi. Yapay olarak yaratılan bu veriler, P_0 periyodunda A-Kubbesinin kaydettiği verilere benzemektedir.

Özet olarak,

Verilerde var olan 128 sayımlık belirsizliği gidermek için, gerçek A-Kubbesi verileri raslantısal olarak değiştirilmiş ve bu belirsizlik 1 re indirilmiştir.

$P_0 = 285.04$ saniyeli periyodik bir sinyal çeşitli α seviyelerinde raslantısal olarak değiştirilmiş A- Kubbesi verilerine eklendi. Periyot katlamadan önce sayımlar tekrar 128 e tam olarak bölünerek esas veriye benzeyen veri yapısı elde edildi.

Elimizde periyot katlamının zamana bağımlılığını inceleyeceğimiz bir veri yapısı yapay olarak elde edilmiş oldu.

iii. Periyot katlama yöntemi

X-ışın verilerinde periyodik sinyalin araştırılması, veri zamanının belirli bir periyoda göre katlayarak elde edilecek faz diagramının istatistiksel önemine göre yapılır. Bu yöntem en sıklıkla kullanılan yöntemdir. Süresi t saniye olan bir veride P periyodunda sinyal aradığımızı varsayalım. Bu sinyali 20 aralıklı bir faz diagramının istatistiksel değerine göre araştıralım. Bir sayımın verideki kaydedilis zamanı t_1 olsun. t_1 zamanındaki sayımı

$$i = \left(\frac{t_1 - t_0}{P} - \left[\frac{t_1 - t_0}{P} \right] \right) k$$

k= 20 aralıklı bir faz diagramının i ci aralığına koyulacaktır. Burada t_0 bir referans zamanıdır ve genellikle veri başlangıç zamanından küçük olarak seçilir. Köşeli parantez tamsayı bölmeyi ifade eder. t süreli bir veri $n=t/P$ kez katlanarak sayımlar $k = 20$ aralıklı bir faz diagramının çeşitli aralıklarına dağılacaktır. Bu yöntemle t sürenin sonunda 20 aralıklı faz diagramı elde edilecektir. Aralık sayısı değişik seçilebilir. Ancak X-ışınları verileri için çoğunlukla 20 aralıklı faz diagramları kullanılmaktadır. Eğer veri üzerinde P periyotlu bir sinyal varsa sayımlar faz diagramı aralıklarına tercihli olarak dağılacaktır. Raslantısal olmayacaktır. Bunun için elde edilen diagramın istatistiksel değerine bakmak gereklidir:

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^{20} \frac{(x_i - \bar{x})^2}{\sigma^2}$$

Bu denklem χ^2 nin standart tanımıdır. Burada x_i , i nci aralıktaki sayım değerini; \bar{x} , sayımların ortalamasını ve σ^2 de her aralıktaki sayımların standart sapmasını göstermektedir. Her aralıktaki toplam sayım sayısının o aralıktaki sayım sürelerinin toplamına bölünerek elde edilen normalize faz diagramının χ^2 değeri yukarıda verilen denklemle bulunur. Sinyal içeren verideğ elde edilen χ^2 değeri, raslantısal olarak elde edilecek χ^2 değerlerinden yüksek olacaktır.

*Raslantısal olarak değiştirilmiş ve çeşitli α seviyelerinde P_0 periyodu olan sinyal eklenmiş A-Kubbesi verileri yukarıda sözü edilen χ^2 yöntemi ile taranacaktır. Ortalama değer olarak $\sigma^2 = 2 \times 128 = 256$ alınacaktır. Bu yolla A-Kubbesi verilerinde sinyal aramanın nelere bağlı olduğu araştırılacaktır.

IV- Tartışma

a- t ye karşı χ^2 değişimi

χ^2 nin zamana karşı değişimi şekil 2 de verilmektedir. Monte-Carlo benzetisim yöntemi ile raslantısal olarak yaratılan veri doğru periyotta katlandığında χ^2 zamana karşı doğrusal olarak artmaktadır. Bu düzgün artış, periyodik sinyal taşıyan tüm veriler için geçerlidir. Bu şekilde görüldüğü gibi artış bir t_{min} süresinden sonra başlamaktadır. Örneğin, $P_0 = 285.04$ saniyeli ve $\alpha = 0.002$ seviyeli sinyal için $t_{min} = 2.4$ gündür. Bu ise, bu seviyedeki bir sinyal için $n = 730$ periyot katlamasına karşılık gelmektedir. α seviyesi arttıkça t_{min} azalmakta ve seviye küçüldükçe bu süre artmaktadır. O halde t_{min} , α seviyesindeki bir sinyalin minimum gözleme süresidir.

Aranan sinyalin gerçek tanımı için çeşitli α seviyelerinde farklı süreler için X^2 belirli bir X^2 değerine erişmek gerekir. Sinyal tanımı için X^2 nin en az değerini 100 olarak seçip α ya karşı t yi çizerek şekil 2 yi elde ederiz. Raslantısal olarak değiştirilmiş A-Kubbesi verilerinde çeşitli α seviyelerinde, periyodu ve şekli bilinen bir sinyali bulmak için gerekli süreler gösterilmektedir. Örneğin $\alpha = 0.001$ seviyesindeki bir sinyali görebilmek için en az $t_{\min} = 10$ günlük veri gereklidir.

b- Sinyal şeklinin belirginleşmesi

şekil 3 te $t = 6$ günlük veri sonunda çeşitli α seviyelerinde elde edilen faz diagramları görülmektedir. şekil 17(a), analiz için kullandığımız ve görmeye çalışacağımız sinyalin 20 aralıklı faz diagramı görülmektedir. (b) de sinyal yüklenmemiş ($\alpha = 0$) bir veriden elde edilen faz diagramıdır. Görüldüğü gibi sinyal yokken elde edilen faz diagramı tamamen raslantısaldır. Esasen X^2 değerinde bunu göstermektedir. Alfa seviyesi arttıkça $t = 6$ gün sonunda elde edilgen faz diagramları belirginleşmekte ve buna orantılı olarak X^2 değerleri artmaktadır.

c- Peryot kaydırmanın etkisi

Sinyalin gerçek periyodu P_0 dan başka bir P periyodu ile katlama yapıldığında X^2 nin doğal olarak azalması beklenir. Ancak, $P_0 - P = \pm \Delta P_0$ farkı kritik bir değere, ki bu değer

$$\Delta P_0 = \frac{P_0^2}{t}$$

ile verilmektedir, ulaştığında X^2 değeri tekrar artmaktadır. Bu davranış şekil 4 de gösterilmektedir. Bucceri ve ark. (1977), Gamma ışınları verilerini katlarken bu tür optik girişim şeklini görmüştür. şekil 4, iki α seviyesi için gözlenen optik girişim şeklini göstermektedir. $T = 6$ gün sonunda elde edilen bu girişim eğrisinde yan maksimumlar her zaman ana maksimumdan küçüktür.

v- Vela X-1 spin periyodunu gözleme koşulları

Vela X-1 ikili X - ışınları sistemi **ençok** çalışılan sistemlerden biridir. Spin periyodunun **zamana göre** değişimi şekil 5 de gösterilmektedir. Son zamanlardaki gözlemler, spin periyodun zamana göre değişiminin doğrusal **olmadığını**, fakat sinisoidal bir değişim içinde olduğunu göstermektedir. 1972 yılındaki spin periyodunun ne olduğunun bulunması bu yapının varlığını doğrulamak açısından **önemli** olacaktır. Bu tarihte varlığı bilinen tek veri A-Kubbesi verileridir.

Vela X-1 rin Ulmer ve ark. (1975) de elde edilen yumuşak X-ışınları (3-6 keV) bölgesindeki spektrumunu A-Kubbesi enerji bölgesine uzatıp integrale ettiğimizde, bu kaynağın 150 keV - 1200 keV deki ışınımı $I_x = 2 \times 10^{-3}$ ph/cm²-s olduğu bulunur (Tokdemir

1980). Bu değer A-Kubbesi verilerinde $\text{Alfa} = s/f = (2+1) \cdot 10^{-4}$ seviyesini verir. Bu seviyedeki bir sinyalin gözlem süresi ($\chi^2 = 100$ için) Şekil 6 den $t_{\min} > 20$ gün olarak bulunur. Bu süre gerçek veri yapısı göz önüne alındığında daha da uzun olabilir.

VI- Sonuç

Bu çalışmada Monte-Carlo benzetişim yöntemi ile raslantısal olarak değiştirilen A-Kubbesi verilerinde periyodik X-ışın kaynaklarının araştırma yöntemleri geliştirilmiştir. Buna göre, spin periyodu önceden bilinen kaynakların A-Kubbesi yaşam süresinde periyodunun ne olduğunun araştırılabileceği anlaşılmıştır. Bu ise periyodik X-ışın kaynaklarının zamana göre nasıl değiştiğinin anlaşılması bakımından önemlidir.

X-ışınları astronomisinde gözlenen spin periyotları çoğunlukla $30 \text{ s} < P < 1000 \text{ s}$ arasındadır. 20 saniyeden küçük periyotların araştırılması, Güneş ve ikili sistem zaman düzeltmelerinin etkisinin olmayacağı düşüncesiyle uygun değildir. Bu çalışmada elde edilen bulgulara ek olarak, gerçek veriler üzerindeki aramalarda,

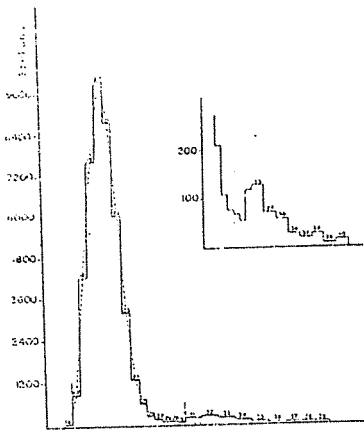
1- Uydunun kaynağa göre tutulma özelliğinden yararlanılmalıdır. Bu, araştırılan periyodun gerçekten varlığı için önemli koşul olacaktır. Uydu kaynağa göre dünyanın arkasında kaldığı sürelerde sözkonusu periyodun gözlenmemesi gerekir.

2- A-Kubbesi enerji bandında sinyal/fon oranı çok düşüktür. Bu ise uzun süreli verinin katlanması gerektirir. Bu nedenle, sayımların Δt sayım süresinin katları cinsinden toplanarak elde edilecek özet veride katlamanın yapılması bilgisayar zamanını açısından yararlı olacaktır.

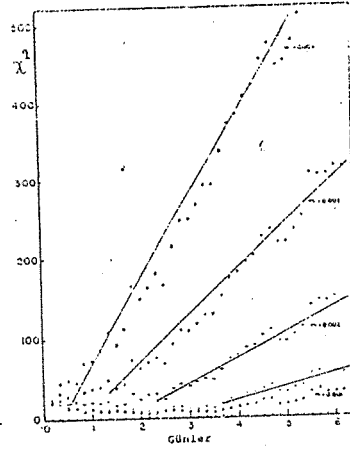
A-Kubbesi verileri, Kasım 1972 ve Haziran 1973 zaman aralığını kapsamaktadır. 150 keV - 1200 keV arasında bilinen tek veri bütünüdür. O halde, Vela X-1 (283 s), CG195 + 5 (59 s), GX 1+4 (122 s) gibi X-ışın kaynaklarının spin periyotlarının sistematik olarak geliştirilen yöntemler doğrultusunda araştırılması bu konuda önemli katkılarda bulunacaktır.

KAYNAKLAR

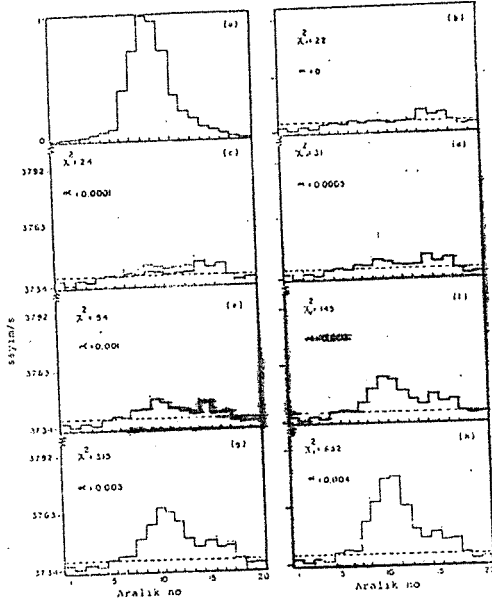
- BUCCHERI, R., D'Amico, N., Kanbach, G. ve Masnou, J.L., 1977, Proceedings of 12 th ESLAB Symposium, Frascati, ESA SP-124
- FITCHEL, C.E., Hartman, R.C., Kniffen, D.A., Thomson, D.J., Bignami, G.F., Ögelman, H., Özel, M.E. ve Tümay, T., 1975, Ap.J., 198(163).
- ÖGELMAN, H., Fichtel, C.E. ve Kniffen, D.A., 1975, Nature, 255(208).
- ÖZEL, M.E., MIZILOĞLU, Ü. ve TOKDEMİR, F. Astron. Astrophys., 1983, 128(114).
- TOKDEMİR, F., 'Observability of Periyodic X-ray sources by SAS-2 Anticoincidence Dome', 1980, M.Sc. Thesis, METU, ANKARA.
- ULMER, M.P., 1975, Ap.J., 196(827).



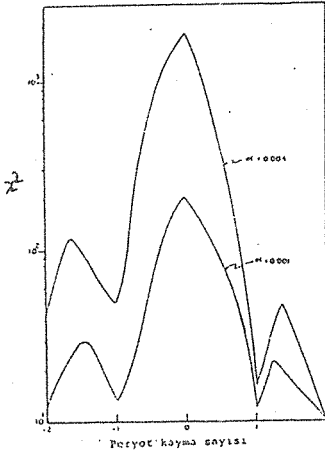
Sekil 1: A-Kubbezi sayımlarının dağılımı



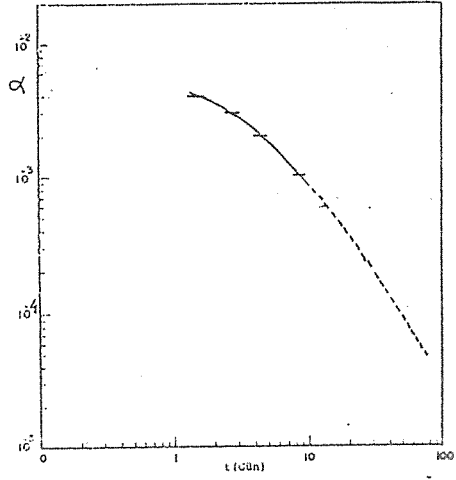
Sekil 2: x^2 'nin zamana(t) göre değişimi



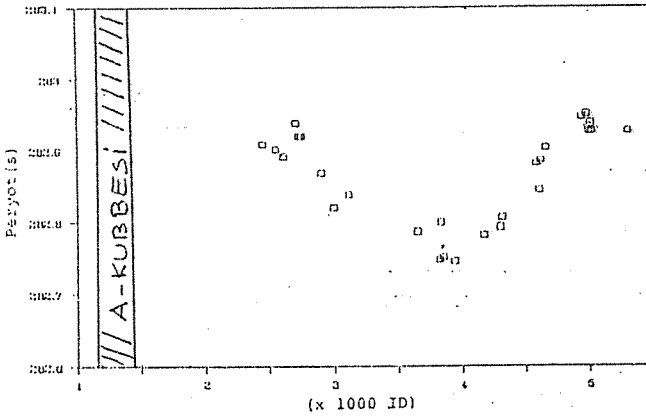
Sekil 3: Çeşitli χ^2 seviyelerinde ve p değeri içinde ki faz diagramları



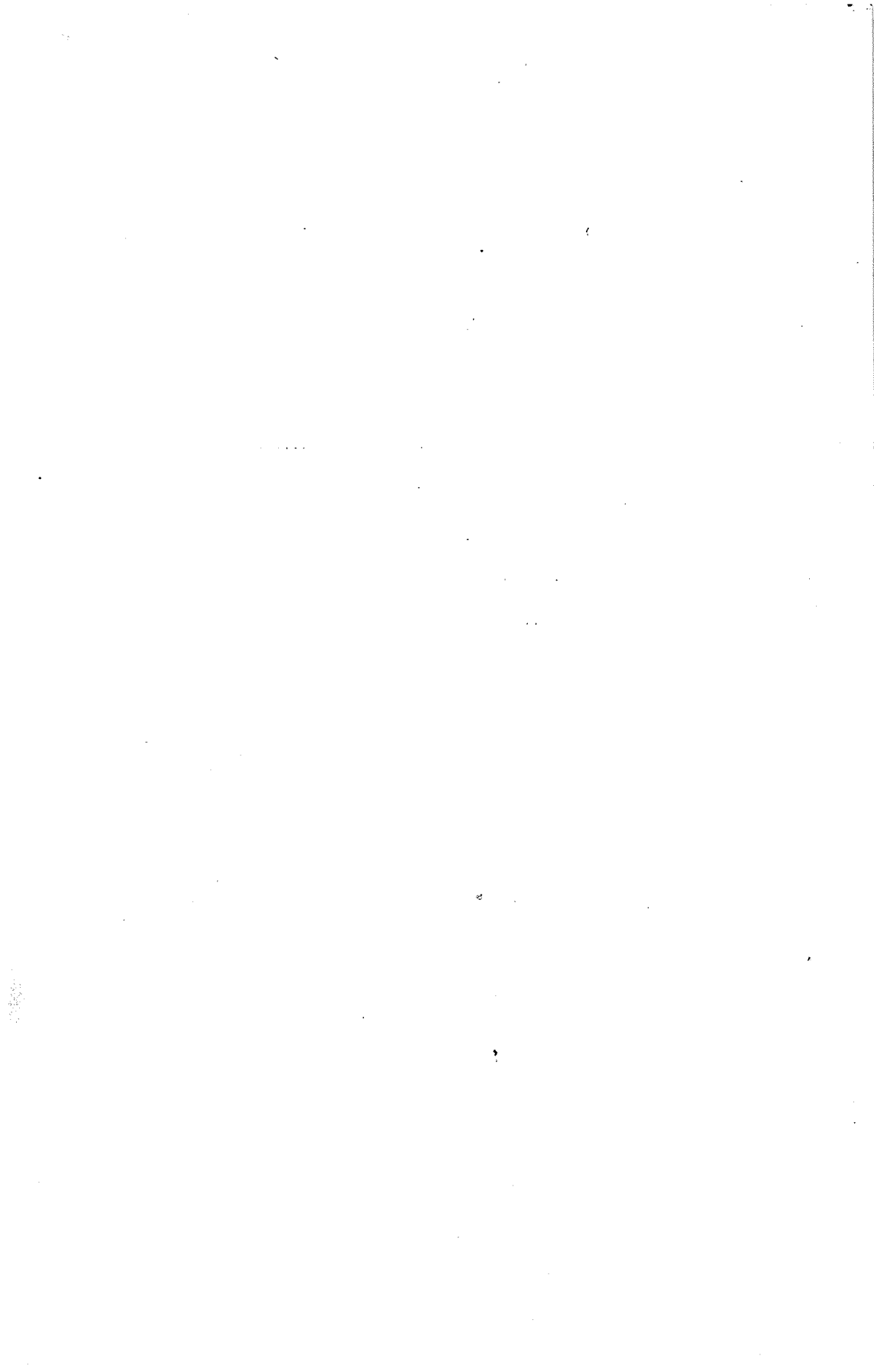
Şekil 4: Optik giriş eğrisi



Şekil 6: Çeşitli x seviyelerinde $x^2=100$ minimum değerine ulaşmak için gerekli enaz gözlem zamanı



Şekil 5: Vela x-1'in spin periyotları



ε AUR ÖRTEN ÇİFTİNİN FOTOMETRİK ANALİZİ

Ayvur Akalın

Osman Demircan

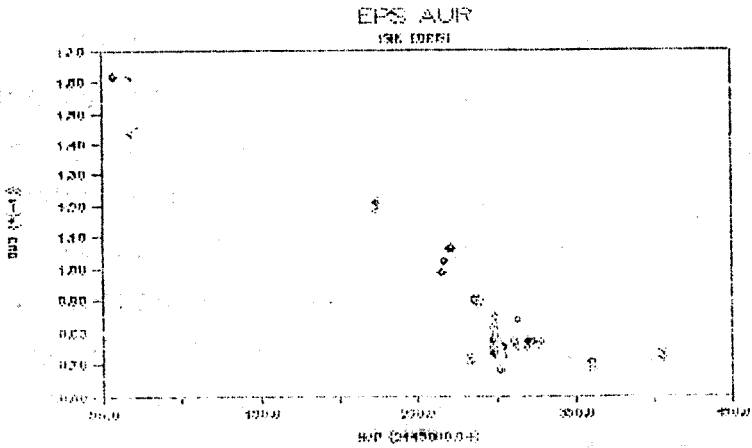
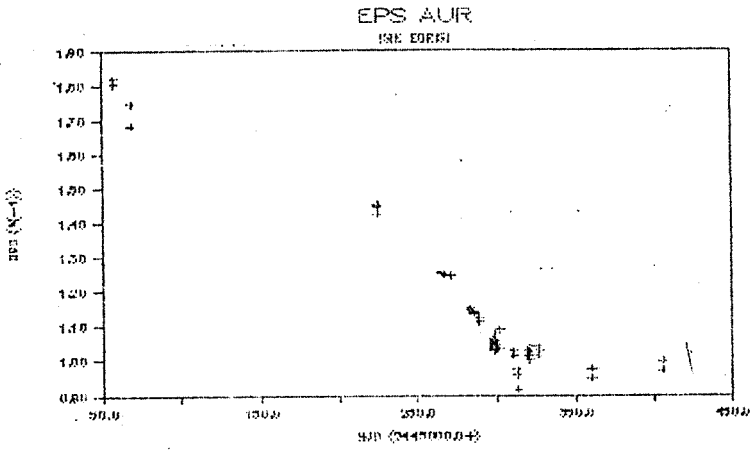
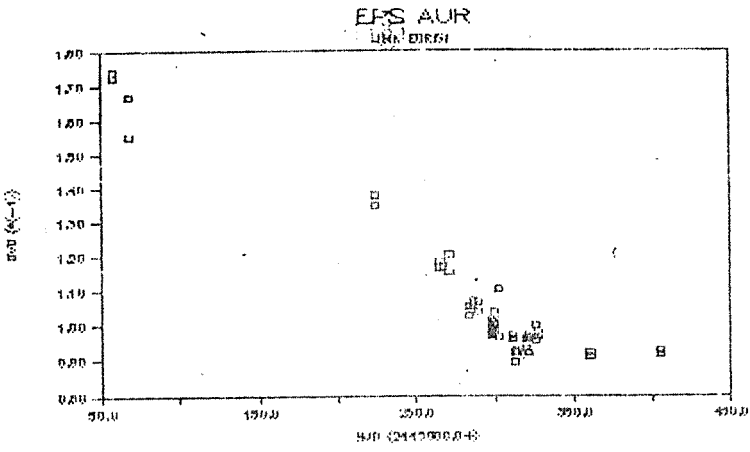
A.Ü., Fen Fakültesi,

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Beşevler, Ankara

1. Giriş :

Üçüncü kadirde parlak bir yıldız olan ε Aur sisteminin ilk olarak keşfedilmesi 1700'lere ve tutulma gösterdiğinin de 1821'de Fritsch tarafından bulunmasına rağmen fiziksel yapısı tamamen anlaşılmamıştır. Tutulma periyodu 27.1 yıl (9592 gün) olan ε Aur sistemi, 467 gün süren tam tutulma zamanlarında Dünya'daki pek çok amatör ve profesyonel astronom tarafından gözlenir. R.E. Stencel (NASA), D.S. Hall (Dyer Gözlemevi) ve R.W. Genet (Fairborn Gözlemevi) tarafından ε Aur sisteminin 1982-1984 yıllarına rastlayan tutulmasını gözlemek amacıyla bir kampanya düzenlenmiştir. Ayrıca A.Ü. Fen Fakültesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde 1982 yılında 20 gece, 1983 yılında 2 gece olmak üzere ε Aur örten çifti üç renkte gözlenmiştir (**Şekil.1**). Bu tutulma sırasında elde edilen ışık eğrilerinin iki küresel yıldızla oluşturulamayacağı gösterilmiş ve tutulmada disk etkisini ortaya koymak amacıyla sayısal uygulamaya başlanmıştır.



Şekil 1. A.Ü.F.F. Ahlatlıbel Gözlemevi'nde 1982-1984 tutulmasında elde edilen Aur ışık eğrisi.

2. UBY Gözlemleri :

1982-1984 tutulması sırasında 22 gece boyunca yaptığımız gözlemlerde mukayese yıldızı olarak λ Aur yıldızı seçilmiştir. Gözlemlerimize göre tutulma, Gylden Kern (1970) tarafından verilen zamana göre 123 gün önce başlamıştır. İkinci kontak ve diğer evreler uygunluk göstermektedir. Gözlemlerimizde ilk kontak noktası belirgin olmamakla birlikte tutulma anındaki ışık kaybı U, B ve V filtrelerinde sırasıyla $0^{m}8$, $0^{m}7$ ve $0^{m}6$ tespit edilmiştir. U filtresindeki derin tutulma başka gözlemciler tarafından da gözlenmiştir. (Schmidtke, 1985 ve Ake, 1985). Birinci bileşenin tayfsal çizgilerinin tutulmanın tüm evrelerinde gözlenebildiği bulunmuştu (Hack, 1961). Bu ikinci bileşenin hiç bir zaman birinci bileşeni tamamen tutulmaya uğratamayacağı anlamını taşır. Bizim gözlemlerimizde de ilk kontak noktası iyi belirlenememişti, örtülme durumu gerçekleşmemiştir.

δ Aur sisteminin 1982-1984 tutulmasının ikinci kontak ve civarındaki evrelerde, Tjorn Adası Astronomi Gözlemevi (İsveç), Hopkins Phoenix Gözlemevi (Hopkins 1985, Arizona) ve Scalnate Pleso Gözlemevi (Chochol ve Ziznovsky, 1987) tarafından elde edilen gözlem değerleri bizim gözlemlerimizle karşılaştırılmıştır. Bu karşılaştırma sonucunda SPO gözlemleri ile bizim gözlemlerimizin iyi uyum gösterdiği görülmüştür. Gözlemlerimizden ikinci kontak zamanı olarak 11 Aralık 1982 tarihi bulunmuştur. Önceden tahmin edilen ikinci kontak zamanı 4 Aralık 1982'dedir ve bizim bulduğumuz zamandan 7 gün daha erkendir. (Şekil.2). Pulsasyon nedeniyle yıldızın ışığındaki değişimin farklı farklı olması, kontak noktasından zaman tespitini etkiler. Aynı zamanda tutulmanın fiziksel ve geometrik elemanlarının tespitinde de kontak noktalarının önemi büyüktür.

3. ε Aur Sisteminin Işık Eğrisi :

ε Aur sistemi Algol tipi ışık eğrisine sahiptir, sadece bir tek minimum gösterir ve görsel bölgede yaklaşık 0.7 kadirlik bir derinliğe sahiptir. Tutulma yaklaşık 647 gün sürer ve bu sürenin 446 günü tam tutulma şeklinde geçer. (Schmidtke, 1985). İkinci bileşen küresel olmaktan oldukça uzaktır ve yörünge eğimi 90° ye yakın olmasına rağmen tutulma anında birinci bileşeni hiç bir zaman tamamen örtemez.

Bir ikinci minimumun yokluğu ikinci bileşenin çok düşük sıcaklığa sahip olduğunu gösterir ve görsel olarak bu bileşen gözlenemez. İkinci bileşen için günümüze kadar çeşitli modeller ileri sürülmüştür. Bu modellere göre ikinci bileşen; bir karmaşık göktaşı kümesi (Ludendorff, 1924), dev bir kırmızı ötesi yıldız (Kuiper ve ark., 1937), bir küçük yıldız artığı ile iyonize olmuş gaz akımları (Struve, 1956), bir iyonize olmuş gaz kabuğu tarafından çevrelenmiş bir sıcak B yıldızı (Hack, 1961), bir optik kalın metal çubuk (Huang, 1965), yeni oluşmakta olan gezegenimsi sistem (Kopal, 1971), bir kara delik ve yarı-geçirgen bir disk (Cameron, 1971), merkezi açılmaya uğramış kara delik çevresinde donuk disk (Wilson, 1971) ve donuk kalın bir disk ile çevrelenmiş erken tip kütleli bir yakın çifttir. (Lissauer ve Backman, 1984). Nitekim ε Aur sistemi, tüm çift yıldız sistemleri arasında en çok belirsizliği üzerinde toplayan tek sistemdir.

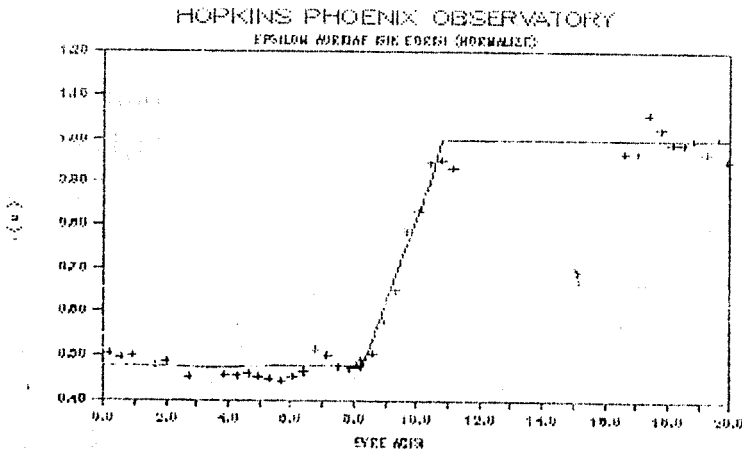
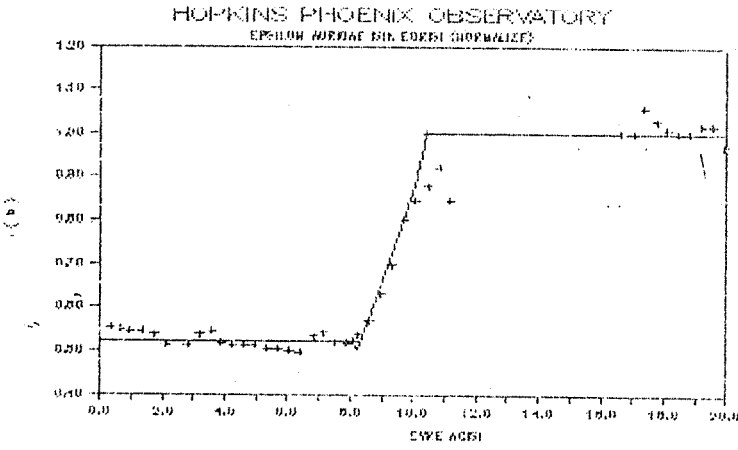
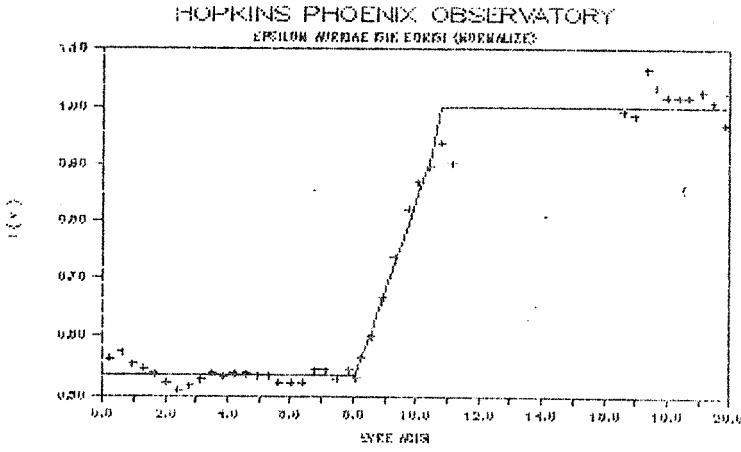
Son gözlem kampanyası ile ε Aur hakkında biraz daha belirsizlik ortadan kalktı. Farklı dalgaboylarında alınan fotometrik verilerden, sistemin birinci bileşeni olan FO Iap tipi süperdevin 105-120 günlük bir periyot ile pulsasyon yaptığı belirlenmiştir. (Guinan, 1982). İlk olarak Krat (1936) tarafından ileri sürülen bu pulsasyonlar tutulmanın dışında $0^{m}1-0^{m}2$ kadar değişim gösterirler. Bu değişim, tutulmanın içindeki pulsasyon

nedeniyle meydana gelen değişim kadar iyidir. Pulsasyon ile ilgili fotometrik bulgular UV ve polarizasyon verileri ile desteklenmektedir. UV süreklilikte değişimler cepheid benzeridir.

Tutulmanın derinliği $\lambda > 5$ mikrometreden az olup, donuk ve çok soğuk bir diskten kaynaklanabilecek şekildedir. İkinci bileşen için IRAS gözlemleri, $T=475 \pm 50$ °K'lik bir sıcaklık değeri vermiştir. Backman (1985) tarafından, ikinci bileşenin birinci bileşene dönük yüzünün ~ 1100 °K'nin üzerinde ısıtılmış olduğu bulundu. Ferluga ve Hack (1985), tozlu donuk disk oluşturulan parçacıkların yıldızlararası toz parçacıklarına göre çok daha büyük olması gerektiği, çünkü tutulma sırasında 2200 \AA 'deki gözlemlerde hiç kızarmaya rastlanmadığını belirttiler. Tutulma sırasında alınan tayflar, diskin çevresinde çok genişlemiş gaz zarfının varlığını gösterir. Ferluga ve Hack, tüm sistemin de genişlemiş zarf ile sarıldığını belirtmektedirler.

$\lambda=1500 \text{ \AA}$ de ışınımı hakim olan az sıcak cisim tutulma göstermemektedir. Tutulmanın etkisi 1200 \AA 'de en belirgindir. (Ake, 1985). Bu UV'deki artışı gerçek olduğunu ve birinci bileşenin tayfındaki uzun dalgalarda ışığın saçılması nedeniyle olmadığını gösterir. Bu sıcak cisim diskin merkezinde bir yıldız (Hack, 1971) veya kütleli çift yıldız (cf. Lissauer ve Backman 1984, Eggleton ve Pringle 1985) olabilir. Backman (1985), IR 'de diskin görünen bölgedeki genişliğinin yarı uzunluğunda olduğunu buldu. Büyük kalınlığın nedeni disktaki maddelerin salınım yapması olabilir. Sıcak cisimin ışınımı diskin kutuplarından kaçmaktadır ve bu şekilde uyarılan ve iyonize olan gaz zarfı shell tayfı gösterir. UV bölgede sıcak cisimin değişen ışığı, yakın çift yıldız modeli ile açıklanmaktadır.

Tutulma ortasında, optik ve UV ışık eğrilerinde $0^m.2$ 'den fazla bir parlama görülmektedir. (Şekil.2). Bununla beraber renk



Şekil.2. Hopkins Phoenix Gözlemevi'nde 1982-1984 tutulmasında elde edilen ϵ Aur ışık eğrisi.

eğrisinde bu parlama yoktur. Bu garip parlamanın nedeni pulsasyon olabilir. Tutulma ortası parlamaları daha önceki tutulmalarda da gözlenmiştir. Parlamanın ince disk içindeki sıcak cisim nedeniyle olabileceği düşünülmektedir. Yörünge eğimi kesin olarak bilinmemektedir. ($i < 90^\circ$). Bu parlamanın artan genişliğinin nedeni diskin presesyon yapması olabilir. Diğer bir olasılıkta çekim kararması etkisidir. (Hopkins 1984, Schmidtke 1985).

4. Disk Etkisi :

Kemp ve ark. (1985) tarafından tutulma sırasında elde edilen polarizasyon verilerinde simetrisiz değişimler gözlenmiştir. Bunun nedeninin eğilmiş disk etkisi olduğunu belirtmişlerdir. Diskin eğiminin hafifçe kuzeye doğru kaymış olduğunu da iddia etmektedirler. UV'deki tam tutulma evrelerinde negatif eğim de olduğu Kemp ve ark. (1985) tarafından açıklanmıştır. Bu eğime sahip halka, birinci yıldızın ekvatorunu çevreler. Bu ikinci disk de eğime sahiptir ve birinci yıldızın dönme eksenini presesyon yapmalıdır. Kemp ve ark. tarafından diskin 1000 yıllık bir presesyon zamanına sahip olduğu belirtilmiştir.

5. Tutulma Eğrisinin Küresel Modele Göre Analizi :

ε Aur'un Hopkins (1985)'den alınan ve Şekil.2'de gösterilen tutulma eğrilerinin küresel yapılı iki yıldızın örtme (veya örtülme)siyle oluşturulup oluşturulamayacağı denetlenmiştir. Bunun için önce ışık eğrileri maksimum ışığa normalize edilmiştir. Normalize işlemi Schmidke (1985)'nin verdiği parlaklık seviyeleri kullanılmıştır. (bkz. Çizelge. 1).

Çizelge 1: 1982-1984 e Aur tutulmasının girişi ile çıkışı arasındaki ortalama parlaklık seviyeleri;

	V	B	U
Tutulma dışı	3.048	3.600	3.708
Tutulma ortası	3.734	4.305	4.510
Fark	0.686	0.705	0.802

Tutulmanın çıkış kolunda seçilen yirmi noktaya Kopai (1975) yöntemine göre tutulmanın momentleri V rengi için ;

$$A_0=0.4684$$

$$A_2=0.0129399$$

$$A_4=0.00036474$$

$$A_6=0.00001055854$$

bulunmuştur. Aynı yöntemle göre

$$C_3=A_2/A_0$$

$$C_2=(A_4/A_0-C_3^2)^{1/2}$$

$$C_1=(A_6/A_0-C_3^3-3C_2^2C_3)/C_2^2$$

bağıntılarından bulunan C büyüklükleri,

$$r_1=[C_1^2/((1-C_3)*C_1+C_2^2)]^{1/2}$$

$$r_2=[C_2^2/((1-C_3)*C_1+C_2^2)]^{1/2}$$

$$\sin i=[C_1/((1-C_3)*C_1+C_2^2)]^{1/2}$$

ifadelerinde yerine konarak $i=90^\circ$, $r_1=0.10692$, $r_2=0.03783$ ve $L_1=0.5316$ bulunmuştur. Bu değerlere göre tutulmanın transit olması gerekmektedir. Halbuki kullanılan bağıntılar tam tutulma için geçerlidir. Bu çelişki gözlemsel eğrinin küresel modelde "occultation" olarak elde edilememesinden kaynaklanmış olmalıdır ki bu bileşenlerden en az birinin küreden çok farklı bir biçime sahip olmasını gerektirir. Bu bulgu, tayfsal gözlemlere göre bileşenlerden birinin optik bölgede ışınım yapmayan bir disk olarak bilinmesi tezini desteklemektedir.

6. Disk Boyutları :

Optik bölgede ışınım yapmayan ve düzgün parlaklık dağılımına sahip ($u=0$) soğuk disk küresel bir biçimde temsil edilebilir. Diğer tutulmaya uğrayan bileşenin yüzeyindeki parlaklık dağılımı da düzgün kabul edildiğinde, tutulmalar sırasında normal bileşenin kenar kararmasına ve sistemin geometrisine göre ışık kaybı gözlenecektir. Kenar kararması klasik kosinüs kuralıyla ifade edilebilir. ϵ Aur sisteminin gökyüzü düzlemindeki izdüşüm geometrisi **Şekil.3**'de gösterilmiştir. Yörünge eğimi i , bileşenler arası izdüşüm uzaklığı δ , evre açısı θ olmak üzere (bkz. Demircan, 1988);

$$OH = \cos i \quad \text{ve} \quad OH = \sin \theta \cdot \sin i$$

dolayısıyla

$$\cos \epsilon = \sin \theta \cdot \sin i / \delta \quad \text{ve} \quad \sin \epsilon = \cos i / \delta$$

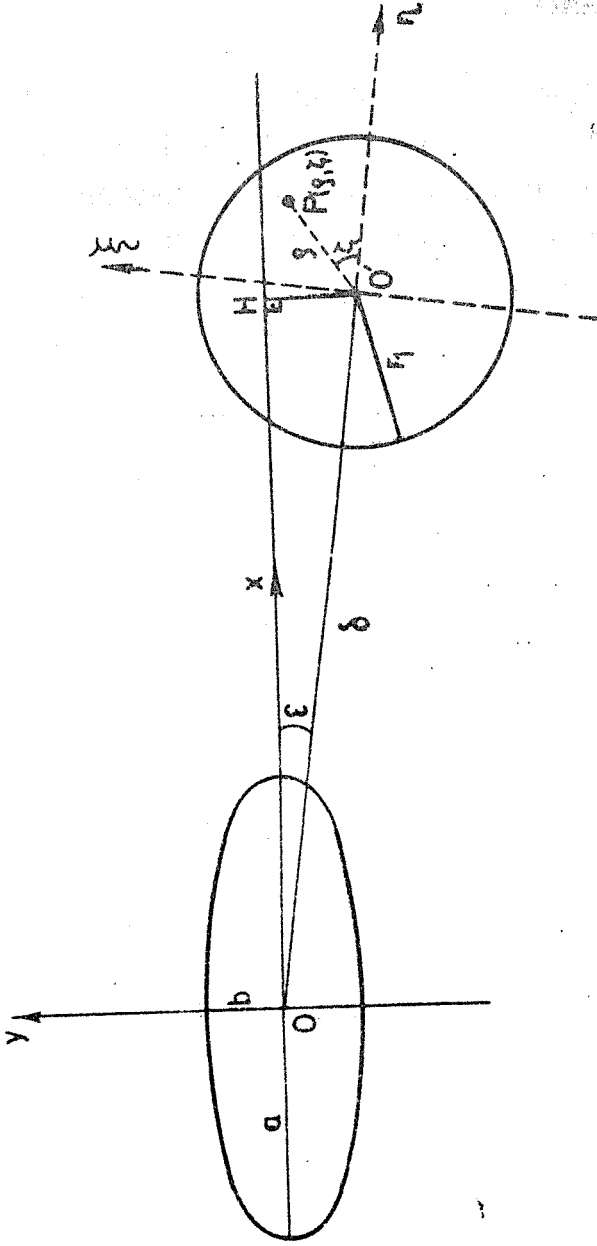
olacaktır. Burada $\delta^2 = \sin^2 \theta \cdot \sin^2 i + \cos^2 i$ şeklinde verilir.

Soğuk diskin izdüşümü yarıbüyük eksenini a ve yarıküçük eksenini b olan bir elips ile ifade edilebilir. **Şekil.3**'de izdüşüm elipsinin yarıbüyük eksenini diskin yarıçapını ve yarıküçük eksenini de diskin yarı kalınlığını belirlerse ve diskin yarı kalınlığını p ile gösterirsek;

$$b = p \cdot \cos(90^\circ - i) + a \cdot \cos i$$

olmalıdır.

Diske ait izdüşüm elipsinin x -eksenini diğer bileşenin merkezinden geçmezse, yörünge eğikliği de 90° değil ise bir ϵ açısı oluşur. Bu açı δ 'ya bağlıdır ve $\cos i \leq \sin \epsilon \leq 1$ şeklinde değişim gösterir.



Şekil.3. Disk -yıldız sisteminin gökyüzü düzleminde izdüşüm geometrisi

Birbirine çekimsel olarak bağlı ve bir bileşenin etrafında büyük bir disk bulunan iki yıldızlı bir çift yıldız sisteminde meydana gelen tutulmalarda ışık kaybı

$$L_1 \cdot \alpha = L_1 \cdot \sum_{h=0}^{\infty} C(h) \cdot \alpha_h^0$$

şeklinde verilir. Burada L_1 örtülen yıldızın veya diskin ışınım gücüdür. ε Aur sistemi uzun dönemli bir çift yıldız sistemi olduğu için basıklık ve yansıma etkileri boşlanabilmektedir.

α_h^0 kesirsel ışık kaybı, diskin diğer bileşeni örtmesi halinde;

$$\alpha_h^0(a,b,r_1,\delta) = 2\pi ab 2^v \Gamma(v) \int_0^{\infty} (J_v(2\pi q r_1) / (2\pi q r_1)^v) \cdot$$

$$\int_{-\pi}^{\pi} \{ (J_1(2\pi q [a^2 \cos^2 \phi + b^2 \sin^2 \phi]^{1/2}) \cdot \exp[-2\pi i \delta q \cos(\phi + \varepsilon)])$$

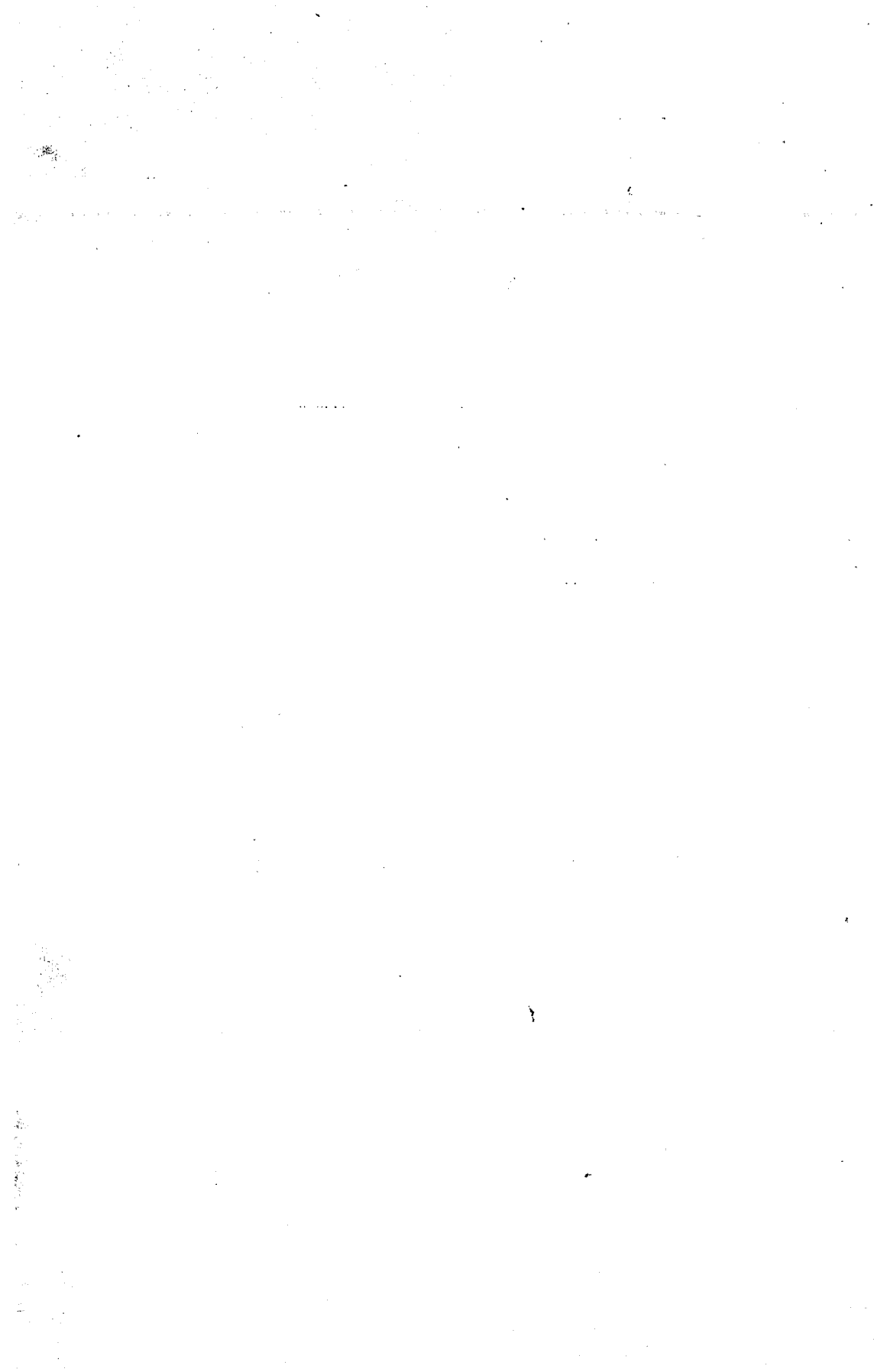
$$/ (2\pi q [a^2 \cos^2 \phi + b^2 \sin^2 \phi]^{1/2}) d\phi \} q dq$$

ifadesi ile belirlenir. (Demircan, 1988). Tutulma dışında α_h^0 sıfırdır. Bu denklemden $v=(h+2)/2$ 'dir. Kesirsel ışık kaybı ifadesinin yığılım disklerinin fotometrik etkisi için genelleştirilmiş şekli olan bu denklem, ε Aur sistemi için belirlenen a, b, r_1 değerlerine göre α_h^0 ve $l(\theta)$ değerleri bilgisayar programı yardımıyla elde edilmeye çalışılmaktadır. Henüz sonuçlanmamış olan bu çalışmadan elde edilecek sonuçlara göre çizilecek ışık eğrisi ile gözlenen ε Aur ışık eğrisi karşılaştırılarak özellikle diskin boyutları hakkında bir yargıya ulaşılabilecektir.

Kaynaklar

- Ake, T.B., 1985 in Stencel 1985, p.37.
- Backman, D. E. ,1985 in Stencel 1985, p.23.
- Cameron, A. G. W., 1971, Nature, 299, 178.
- Chochol, D. and Ziznovsky, J. ,1987, Contributions of the
Astronomical Observatory Skalnaté Pleso, 26, 207.
- Demircan, O., "Çift Yıldızlarda Yığılım Disklerinin Fotometrik
Tutulma Etkisi", Ulusal Astronomi Toplantısı, İzmir 1988,
(Bu Toplantı).
- Eggleton, P. P. & Pringle, J. E. ,1985 Ap.J. 288, 275.
- Ferluga, S. & Hack, M. ,1985 in Stencel 1985, p.43.
- Fritsch, J. M. , 1824, Berl. Jahrb., p.252.
- Guinan, E., 1982, 8 Aur. Campaign Newsletter No:3, 4.
- Gyldenkerne, K., 1970, Vistas in Astronomy, 12, 199.
- Hack, M., 1961, Mem. Soc. Astr. Italiana, 32, 4.
- Hack, M. & Selvelli, P. L., 1979, A&Ap. 75, 316.
- Hardie, R. H., 1962, im Astr. Techniques, ed. W. A. Hiltner, p. 178.
- Hopkins, J. L., 1984, 8 Aur. Campaign Newsletter No:11, 2
- Hopkins, J. L., 1985 in Stencel 1985, p.7.
- Huang, S. S., 1965, Ap.J., 141, 976.
- Kemp, J. E., Henson, G. D., Kraus, D. J., & Beardsley, I. S., 1985 in
Stencel 1985, p.33.
- Kopal, Z., 1971, Ap. Space Sci., 10, 332.
- Krat, O., 1936, Kasan Englehardt Bull. No: 7, 15.
- Kuiper, G. P., Struve, O., Stromgen, B., 1937, Ap.J., 86, 570.
- Lissaner, J. J. & Backman, D. E., 1984, Ap. J. Lett. 288, L39.
- Ludendorf, H., 1924, Sitz. Bern. Preuss. Akad. Wiss., 9, 49.
- Müyesseroğlu, Z., 1983, M.Sc. Thesis, Ankara University.
- Schmidtke, P. C., 1985 in Stencel 1985, p.67.

- Stencel, R.E. (editor) 1985, 1982-1984 eclipse of ϵ Aur, ed. R. E.
Stencel, Nasa 2384.
- Struve, O., 1956, Publ. A.S.P., 68, 27.
- Webbink, R. F., 1985 in Stencel, 1985, p.49.
- Wilson, R. E., 1971, Ap.J., 170, 529.



GO Cygni örten Çift Yıldızının Fotometrik Analizi(*)

Cengiz Sezer, Ömür Gülmen, Necdet GÜDÜR
E.Ü. Fen Fakültesi, Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü, İzmir

ÖZET: GO Cygni örten çift yıldızının Ege Üniversitesi Rasathanesinde B ve V renklerinde elde edilen fotoelektrik ışık eğrileri Wood ve Wilson-Devinney yöntemleriyle çözümlenmiştir. Çözüm sonuçlarına göre çift, baş yıldızı Roche lobunu doldurmuş yarı-ayrık bir sistemdir. Sistemin dönem sorunu incelenmiş ve dönemin arttığı bulunmuştur.

1.GİRİŞ

GO Cygni (=HD 196628 = BD+34°4095) nin bir değişen yıldız olduğu ilk kez Schneller(1928) tarafından fotoğrafik olarak belirlenmiştir. Sistemin ilk ışık ögeleri Szczyrbak(1932) tarafından verilmiştir. Çiftin ayrıntılı gözlem ve tartışmaları fotoğrafik olarak Liau(1935), görsel ve polarizörlü fotometri yoluyla da Pierce (1939,1951) tarafından yapılmıştır. Sistem tayfsal olarak Pearce(1933) tarafından incelenmiş ve her iki bileşenin dikine hız eğrileri elde edilmiştir. Çiftin ikirenk(B,V) fotoelektrik ışıkölçümü Övenden (1954) ve Mannino(1963) tarafından yapılmış ve ışık eğrileri çözümlenmiştir. Çiftin dönemi Purgathofer ve Prochazka(1967) tarafından incelenmiştir. Yalnızca fotoelektrik baş minimum zamanlarını kullanarak,

$$\text{Hel Min I JD} = 2433930.40561 + 0.71776382.E$$

doğrusal ögelerini, tüm minimum zamanlarını kullanarak ve parabolik bir dönem değişimini kabul ederek,

(*) Bu çalışmayı TÜBİTAK desteklemiştir,
(TBAG-795).

$$\text{Hel Min I JD} = 2433930.40614 + 0.71776314.E \\ + 1.08 \times 10^{-10} .E^2$$

biçiminde ikinci mertebeden terim içeren ışık eğelerini vermişlerdir. Cester ve arkadaşları(1979), ışık eğelerini yeniden hesaplamışlar, ikinci dereceden terim içeren eğelerin daha uygun olduğunu ve dönemin yavaşca arttığını belirterek aşağıdaki eğeleri vermişlerdir:

$$\text{Hel Min I JD} = 2433930.40614 + 0.71776314.E \\ + 7 \times 10^{-11} .E^2.$$

2.GÖZLEMLER

60 Cygni örtün çift yıldızı, Ege Üniversitesi Rasathanesinde 1984-1985 yaz dönemlerinde fotoelektrik olarak dokuz gece gözlenmiş, B ve V renklerinin her birinde 416 şar nokta ile ışık eğrileri elde edilmiştir. Gözlemlerde 48 cm lik Cassegrain teleskobu ve ona bağlı EMI 9781A foto katlandırıcı tübü kullanılmıştır. Mukayese yıldızı olarak BD +35°4180, denet yıldızı olarak da BD +35°4098 yıldızları seçilmiştir. Gözlemler süresince mukayese yıldızının parlaklığının değişmediği saptanmıştır. Mukayese yıldızının gözlemlerinden her gözlem gecesi için B ve V renklerinde ayrı ayrı sönmükleştirme katsayıları hesaplanarak atmosfer sönmükleştirme düzeltmeleri yapılmış ve gözlemler güneş merkezine indirgenmiştir. Tüm gözlemleri temsil eden ışık ve renk eğrileri Şekil 1 de görülmektedir.

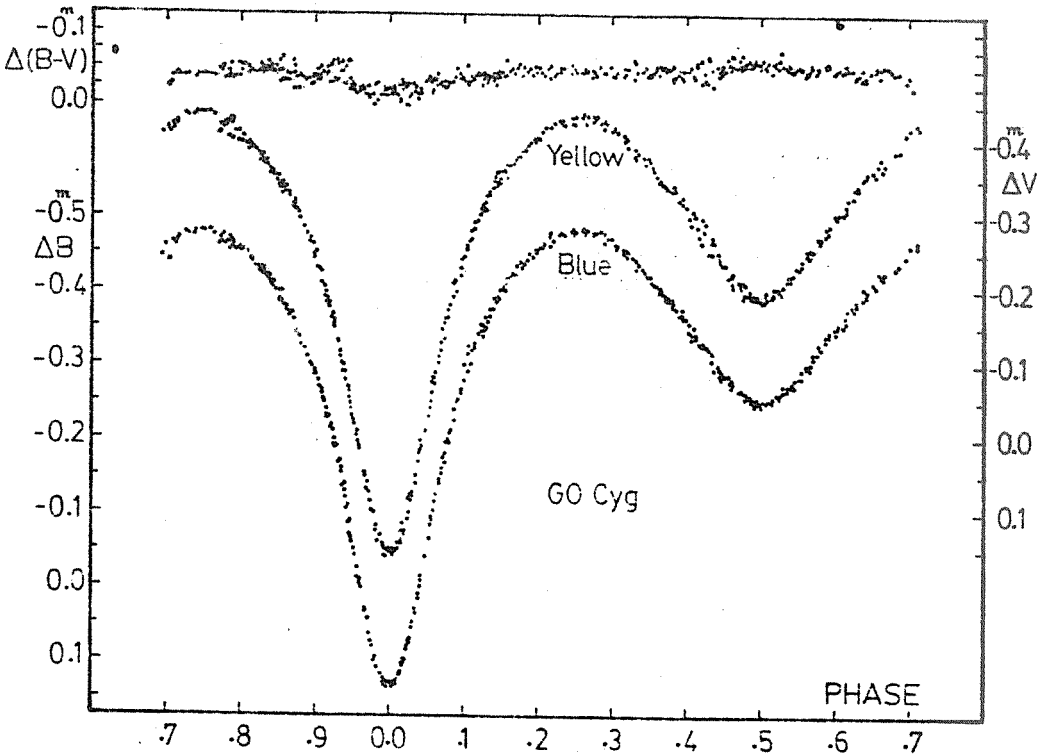
3.DÖNEM DEĞİŞİMİ

Gözlemler boyunca elde edilen üç baş ve iki yan minimum zamanına literatürden bulunabilen fotoelektrik ve fotoğrafik minimum zamanları da katılarak ağırlıklı en küçük kareler yöntemiyle ışık eğeleri yeniden hesaplanmış, Sezer ve arkadaşları(1985) tarafından yayınlanmıştır. O-C değişimi bir parabol eğrisi olup ikinci dereceden terim içeren yeni ışık eğeleri şöyledir:

$$\begin{aligned} \text{Hel. Min I JD} &= 2433930.4060 + 0.71776331.E \\ &\quad \pm 5 \quad \pm 22 \\ &\quad + 0.113 \times 10^{-9}.E^2 \\ &\quad \pm 12 \end{aligned}$$

Bu ögelere göre sistemin dönemi artmaktadır. Dönemdeki artış miktarı 0.99 ± 0.11 saniye/yüzyıl olarak hesaplanmıştır. Şekil 1 deki evreler, gözlemlerin yapıldığı zaman aralığı için geçerli ve yakın gelecekte de kullanılabilir olan aşağıdaki doğrusal ışık ögeleriyle hesaplanmıştır:

$$\text{Hel Min I JD} = 2445865.4056 + 0.71776707.E.$$



Şekil 1. GO Cyg'nin B, V ışık ve B-V renk eğrileri.

4. IŞIK EĞRİLERİNİN ÇÖZÜMÜ

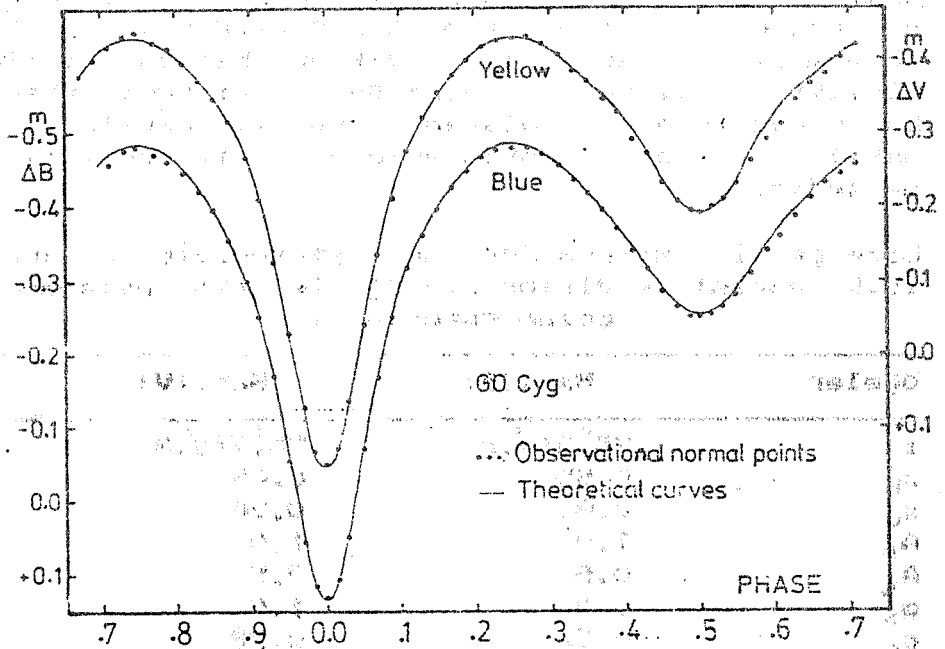
GO Cygni örten çift yıldızının B ve V renklerinde elde edilen ışık eğrileri Wood ve Wilson-Devinney yöntemleriyle çözümlenmiştir. Wood yöntemi daha çok ayırık çiftlerin çözümlerinde güvenilir sonuçlar vermektedir. GO Cygni bir yakın çift olmasına karşın Wood yöntemiyle herbir renkte çözümler elde edilmiş ve bulunan öğeler Wilson-Devinney yönteminde başlangıç öğeleri olarak kullanılmıştır.

Yakın çiftlerin ışık eğrisi çözümlerinde en başarılı ve en çok kullanılan yöntemlerden birisi Wilson-Devinney(1971) yöntemidir. Kasım 1983 tarihine kadar yapılan tüm düzenleme ve gelişmeleri içeren yöntemin en yeni biçimi Wilson(1984) dan sağlanmış ve çözümlerde kullanılmıştır. Bu modele göre yıldızların yüzeyleri **espotansiyelli** kabul edilir. Işık eğrisi: yörünge eğikliği(i), kütle oranı ($q = M_c / M_h$), **yüzey potansiyelleri** ($\Omega_{h,c}$), kutup sıcaklıkları($T_{h,c}$), normalize edilmemiş tekrenk ışıtmaları($L_{h,c}$), çekim kararım katsayıları($g_{h,c}$), bolometrik albedolar($A_{h,c}$) ve kenar kararım katsayıları($x_{h,c}$)nın fonksiyonu olarak hesaplanır ve gözlenen eğrilerle en iyi uyuşmayı sağlayacak parametreler ardarda yaklaşımlarla bulunur. Çözümler, Wood yönteminde olduğu gibi her bir renkteki 416 şar gözlem noktasından oluşturulan 52 şer normal nokta ile yapılmıştır. Wilson-Devinney yönteminde örten çift yıldızlara uygulanabilen sekiz ayrı MODE vardır. Örneğin MODE 2 ayırık çiftlere, MODE 4 birinci bileşeni, ve MODE 5 ikinci bileşeni Roche lobunu doldurmuş yarı-ayırık çiftlere, MODE 6 ise her iki bileşeni de Roche lobunu doldurmuş **değen** çiftlere uygulanmaktadır. Yöntem, **eğer** dikine hız verileri varsa, ışık eğrisi ve dikine hız eğrisi çözümünü birlikte yapabilmektedir. Dikine hız eğrileri katılmadan ve daha sonra dikine hız eğrilerinin katılmasıyla her bir renkte ayrı ayrı MODE 2 ile çözüm denemeleri yapılmış, fakat her seferinde baş yıldızın Roche lobunu doldurduğu sonucu ortaya çıkmıştır. Bu durumda çözüm denemelerine MODE 4 ile devam edilmiştir. Bu çözümlerde baş yıldızın yüzey potansiyeli(Ω_h) kritik değerine eşit alınmakta olup i , T_c , q , Ω_c , L_h değerleri değişken parametreler olarak alınmıştır. Dikine hız

eğrilerinin katılmasıyla yapılan çözümlerde, bu değişkenlere yörünge yarı-büyük eksen uzunluğu(a) ve sistemin kütle merkezinin dikine hızı (V_g) eklenmiştir. Çizelge 1 de dikine hız eğrisi ile birlikte elde edilen çözüm sonuçları verilmekte, bu sonuçlarla hesaplanan kuramsal eğriler de Şekil 2 de normal noktalarla birlikte gösterilmektedir.

Çizelge 1. Wilson-Devinney yöntemiyle bulunan ışık eğrisi ve dikine hız eğrilerinin eşzamanlı çözüm sonuçları.

Öğeler	Mavi(B)	Sarı(V)
i	75.3 ± 0.2	75.7 ± 0.3
x_h	0.55	0.45
x_c	0.83	0.70
A_h	1.0	1.0
A_c	0.5	0.5
g_h	1.0	1.0
g_c	0.32	0.32
T_h	10350 K	10350 K
T_c	5622 ± 39 K	5958 ± 43 K
Ω_h	3.069	3.056
Ω_c	3.329 ± 0.026	3.333 ± 0.021
q	0.603 ± 0.004	0.596 ± 0.006
$L_h / (L_h + L_c)$	0.966 ± 0.002	0.932 ± 0.003
$L_c / (L_h + L_c)$	0.034	0.068
r_h (pole)	0.3986 ± 0.0005	0.3996 ± 0.0008
r_h (point)	0.5518 ± 0.0006	0.5530 ± 0.0009
r_h (side)	0.4218 ± 0.0006	0.4229 ± 0.0009
r_h (back)	0.4507 ± 0.0006	0.4518 ± 0.0009
r_c (pole)	0.2783 ± 0.0025	0.2751 ± 0.0017
r_c (point)	0.3169 ± 0.0041	0.3117 ± 0.0026
r_c (side)	0.2867 ± 0.0027	0.2832 ± 0.0019
r_c (back)	0.3037 ± 0.0033	0.2994 ± 0.0022
a	$(4.2 \pm 0.1) R_\odot$	$(4.1 \pm 0.2) R_\odot$
V_g	-2.7 ± 3.4 km/s	-2.6 ± 5.4 km/s
$\Sigma W(O-C)^2$	0.0029	0.0076



Şekil 2. GO Cyg'nin normal gözlem noktaları ve Cizelge 1'deki Wilson-Devinney çözümlerine karşı gelen kuramsal ışık eğrileri.

5. TARTIŞMA

Işık eğrileri tipik β Lyr türündendir. Sistemin rengi baş minimum evrelerinde hafifçe kırmızılaşmaktadır. Pearce'nin tayfsal çalışmasında bileşenlerin tayf türleri B9n ve A0n verilmektedir. Çözüm sonuçlarımız, ikinci bileşenin G tayf türünden olduğunu göstermektedir. Bu sonuç, Osvenden'in de belirttiği gibi, büyük yansıma etkisinden kaynaklanmaktadır. GO Cygni örten çifti, baş yıldızı Roche lobunu doldurmuş yarı-ayrık bir sistem olarak bulunmuş olup, bugüne kadar yapılan gözlemlere göre örten çiftlerde kütleli bileşenin Roche lobunu doldurması çok ender karşılaşılan bir durumdur. "Algol paradoksu"na göre genellikle küçük kütleli bileşenin Roche lobunu doldurduğu gözlenmektedir. Yörünge dönemindeki artış, baş yıldızdan ikinci bileşene doğru kütle aktarılması ile bağlantılı olabilir.

Dikine hız ve ışık eğrilerinin eşzamanlı çözüm sonuçlarından bulunan kütle oranı ($q \approx 0.6$), Pearce tarafından bulunan tayfsal değerden ($q=0.85$) farklıdır. Dikine hız eğrilerini katmadan elde edilen fotometrik kütle oranı da yine 0.6 civarındadır. Bu durumda Pearce'nin yaygın tayf çizgilerinden ve az sayıdaki ölçümden bulunduğu tayfsal kütle oranına pek güvenilmemelidir. Bu nedenle salt öğelerin hesabına gidilmemiştir.

KAYNAKLAR

- Cester, B., Giuricin, G., Mardirossian, F., Mezzetti, M.: 1979, Acta Astron. 29, 433.
- Liau, S.P.: 1935, Publ. de l'obs. de Lyon, Ser. I, 1, Fasc. 13.
- Mannino, G.: 1963, Publ. Univ. Bologna, Vol. 8, No. 15.
- Ovenden, M.N.: 1954, Mon. Not. R. Astron. Soc. 114, 569.
- Pearce, J.A.: 1933, J. R. Astron. Soc. Canada, 27, 62.
- Pierce, N.L.: 1939, Astron. J. 48, 113.
- Pierce, N.L.: 1951, Princeton Contr. No. 25, 53.
- Purgathofer, A., Prochazka, F.: 1967, Mitt. Univ.-Sternwarte Wien, 13, 151.
- Schneller, H.: 1928, Astron. Nachr. 235, 85.
- Sezer, C., Gülmen, Ö., Güdür, N.: 1985, Inform. Bull. Var. Stars, No. 2743.
- Szczyrbak, S.: 1932, S.A.C. 10, 44.
- Wilson, R.E., Devinney, E.J.: 1971, Astrophys. J. 166, 605.
- Wilson, R.E.: 1984, özel haberleşme.

...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...

...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...

...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...

...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...

...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...

...the ... of ...
...the ... of ...
...the ... of ...

...the ... of ...

Y456 Oph ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ FOTOMETRİK ANALİZİ

Selim SELAM

Osman DEMİRCAN

A.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay Bil. Böl.
Beşevler - ANKARA

Özet :

Bu çalışmada Y456 Oph yakın çift yıldızının 1973 ve 1974 yılları arasında Ege Üniversitesi Gözlemevi'nde yapılan minimum gözlemlerinin birleştirilmesinden elde edilen iki renk ışık eğrisi ile A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'nde yapılan gözlemlerden elde edilen iki renk ışık eğrisi, sistem parametrelerinin bulunması amacı ile küresel model kabulleri altında ayrı ayrı analiz edilmiştir. Analizde örtülme fonksiyonu olarak yıldız disklerinin "cross-correlation" fonksiyonu kullanılmıştır. Analiz sonucunda yıldızla ilişkin parametreler,

$$r_1 = 0.250 \pm 0.0027$$

$$r_2 = 0.236 \pm 0.0060$$

$$i = 89^\circ.836 \pm 0^\circ.1510$$

$$L_1 = 0.627 \pm 0.0097$$

$$L_2 = 0.373 \pm 0.0097$$

bulunmuştur. Çözümlerde A5 tayf türü anakol yıldızlarına ait $u_v = 0.52$ ve $u_B = 0.66$ doğrusal kenar kırılma katsayıları kullanılmıştır.

1. Giriş :

Y456 Oph (BD +08° 3814) çift yıldızı ilk kez fotografik olarak Kapko tarafından 1949 yılında gözlenmiş ve elde edilen fotografik ışık eğrisi vasıtası ile algei türü, parçalı tutulma gösteren bir örten çift olduğu bulunmuştur (GCYS

1958,1969). Kapko'nun gözlemlerine dayanarak GCYS 1958,1969 da verilen ışık elemanları

$$\text{Min I} = \text{Hel J.D. } 2428422.341 + 1^d.015986E$$

şeklindedir. Bu tarihten sonra 1973 yılına kadar Y456 Oph 'un literatürde gözlemine rastlanmamıştır. Daha sonra minimum zamanlarını belirlemek amacı ile Ege Üniv. Gözlemevi'nde 1973 yılında 2 gece, 1974 yılında 1 gece, BY filtrelerinde fotoelektrik olarak gözlenmiştir. Elde edilen minimum zamanları şöyledir (Kızılırmak ve Pohl 1974,1975) :

$$\text{Min I} = \text{Hel J.D. } 2441897.534 \text{ ve } 2441951.383$$

$$\text{Min II} = \text{Hel J.D. } 2442239.410$$

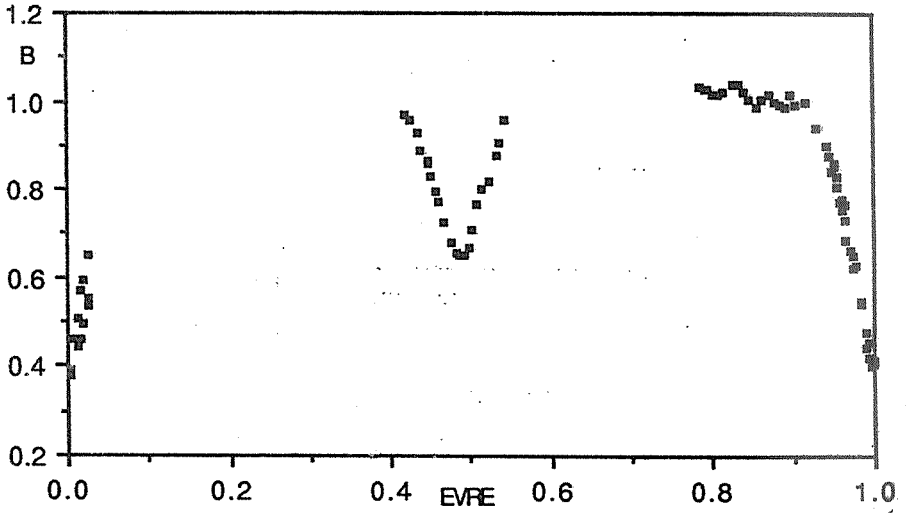
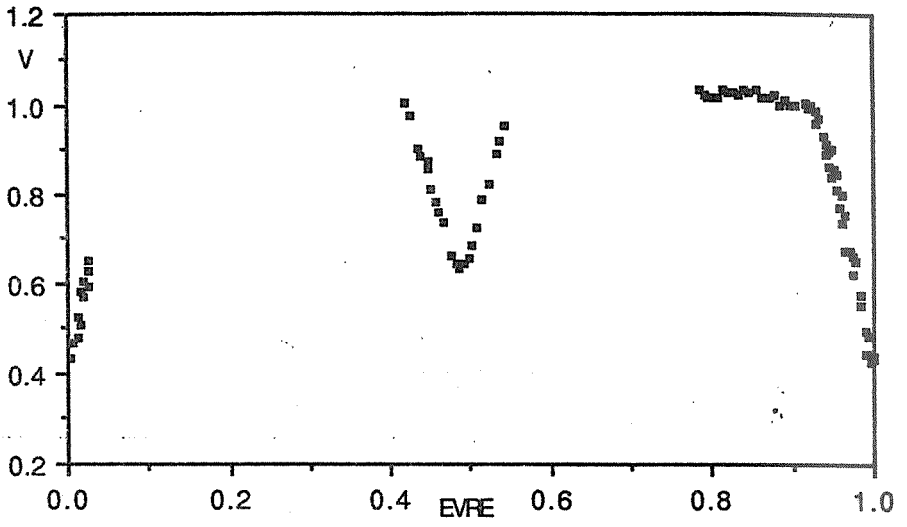
Daha sonra Diethelm (1981) yeni ışık elemanlarını, Ege Üniversitesinde yapılan gözlemlerden yararlanarak,

$$\text{Min I} = \text{Hel J.D. } 2441897.532 + 1^d.0159996E$$

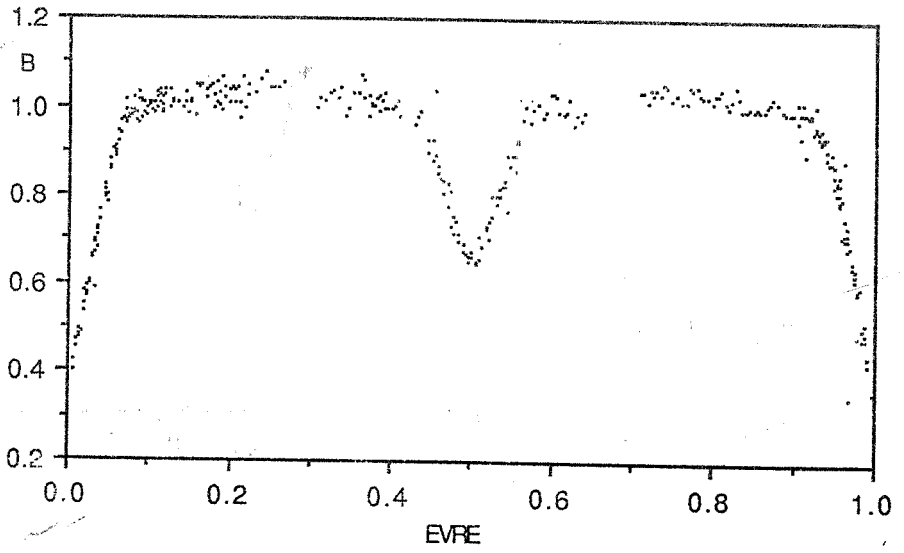
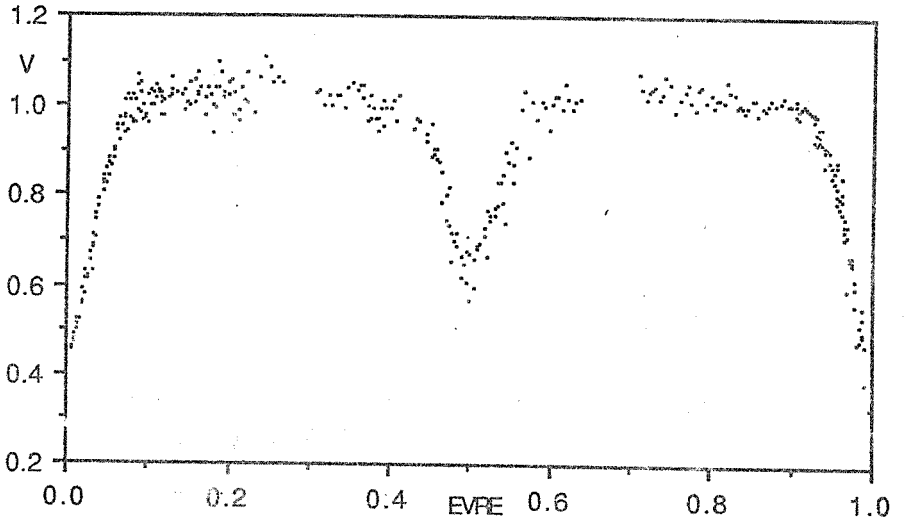
olarak yayınlamıştır. Bu çalışmada Diethelm' in ışık elemanları kullanılmıştır. Y456 Oph çifti son olarak 2 Temmuz 1988-19 Ağustos 1988 tarihleri arasında A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'nde BY filtrelerinde 11 gece gözlenmiştir. Bu gözlemler sonucunda yıldızın iki renk fotoelektrik ışık eğrisi, ilk kez tam olarak elde edilmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak BD +08° 3824 , denet yıldızı olarak BD +08° 3813 kullanılmıştır. Sisteme ilişkin her iki gözleminde elde edilen iki renk ışık eğrisi Şekil 1 ve 2 de yer almaktadır.

2. Analiz Yönteminin Genel Tanımı :

Analizde, her iki renkteki ışık eğrisinin I. ve II.min çıkış kolları üzerine fit edilen 5. dereceden bir polinoma ait 10 gözlem noktası ele alınmıştır. Evrenin fonksiyonu olarak ışık şiddetini ifade eden bu noktalar için genel olarak $\varrho(\Theta_n)$, $n= 1,2,\dots,10$ yazılabilir. Burada $\varrho(\Theta_n)$ ler sistemin tutulmalar dışındaki



Şekil 1. E.Ü. Gözlemevi'nde B ve V renginde yapılan minimum gözlemlerinden elde edilen ışık eğrileri



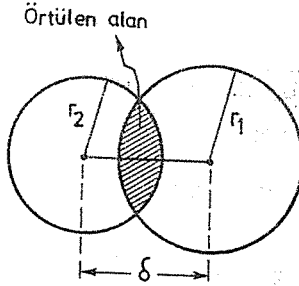
Şekil 2. A.Ü. Ahlatlıbel Gözlemevi'nde B ve V renginde elde edilen ışık eğrileri

maksimum ışık şiddetine normalize edilmiş ışık şiddetleridir. Bu noktalar yardımı ile sistemde tutulma etkisi ile, gözlemsel ve kuramsal ışık değişimi farkı

$$F(\theta_n) = Q(\theta_n) - 1 + L_1 \alpha(\theta_n, r_1, r_2, i, u_1) = 0 \quad (1)$$

şeklinde 10 denklemlilik bir doğrusal olmayan denklem takımı ile ifade edilmektedir. Burada θ_n ler evre, L_1 örtülen bileşenin ışınım gücü, r_1 ve r_2 bileşenlerin kesirsel yarıçapları (aralarındaki uzaklık cinsinden), i yörünge eğimi, u_1 örtülen bileşenin kenar kararım sabiti, α ise yıldız disklerinde tutulmalar sırasında örtülen alan miktarını temsil eden tutulma fonksiyonudur. Tutulma fonksiyonuna ilişkin geniş açıklama bölüm 3'dedir. Bu denklem takımı, doğrusal olmayan denklem takımlarının çözümünde kullanılan "Dik-iniş (Steepest Descent)" yöntemi ile çözümlenerek, sisteme ilişkin L_1, r_1, r_2, i parametreleri bulunmuştur. Dik iniş yöntemi ile ilgili detaylar bölüm 4'te yer almaktadır.

3. Yıldız Disklerinin Tutulma Fonksiyonu :



Şekil 3. Ayrık çift yıldız sistemlerinde tutulmanın geometrik yapısı

Küresel biçimli iki yıldızdan oluşan ayrık örtün çift yıldızların toplam gözlenen ışığında tutulma nedeniyle sönümlenme miktarı, bileşen yıldızların fiziksel ve geometrik parametrelerine bağlı olarak değişir ve bu değişim

$$\alpha(r_1, r_2, L_1, L_2=1-L_1, i, u_1) \quad (2)$$

şeklinde ifade edilen tutulma fonksiyonu ile hesaplanır. Bu tür sistemlerde tutulmanın geometrik yapısı şekil 3 de olduğu gibidir. Burada parametrelere ilişkin 1 indisi tutulma sırasında örtülen bileşene aittir. r_1 ve r_2 bileşenlerin kesirsel yarıçapları, i görüngen eğimi, L_1 örtülen bileşenin kesirsel ışınım gücü, u_1 ise örtülen bileşenin kenar kırılma sabitidir. δ ise bileşenlerin gökyüzü düzlemi üzerindeki görüntü merkezleri arasındaki uzaklık olup

$$\delta = (\sin^2 \theta \sin^2 i + \cos^2 i)^{1/2} \dots \dots \dots (3)$$

şeklinde görüngen eğimine ve evre açısına bağlıdır. r_1 , r_2 ve δ parametreleri bileşenler arası gerçek ayırıklık birim alınarak ifade edilirler.

Herhangi bir evrede sistemden yayımlanan toplam ışık,

$$Q = L_1 + L_2 - L_1 \alpha \dots \dots \dots (4)$$

şeklinde yazılır. Burada $L_1 + L_2$ örten ve örtülen bileşenlerin ışınım güçleri toplamıdır ve tutulmalar dışındaki değeri birim alır. $L_1 \alpha$ ise tutulmadan dolayı ışık kaybını temsil eder. Burada α tutulma fonksiyonu,

$$\alpha = \sum_{h=0}^m C^{(h)} \alpha_h \dots \dots \dots (5)$$

şeklinde bir seri ile ifade edilir. Doğrusal kosinüs kenar kırılma yasası için $m=1$ alınır. Bu durumda seriye ait kenar kırılma terimleri, u_1 örtülen bileşenin kenar kırılma sabiti olmak üzere,

$$C^{(0)} = (3 - 3u_1) / (3 - u_1), \quad C^{(1)} = 3u_1 / (3 - u_1) \dots \dots \dots (6)$$

dir. Herhangi bir evrede α nın değeri bilinirse) sistemde tutulmadan dolayı ışık kaybı hesaplanabilir.

Bu çalışmada α tutulma fonksiyonunun Kopal (1977) tarafından önerilen ve programlamaya daha yatkın yeni biçimleri kullanılmıştır. Buna göre

α fonksiyonu , bileşen yıldızların diskleri üzerindeki parlaklık dağılımının fourier transformlarının "büküm (convolution) integrali" şeklinde ifade edilir. Böylece tutulmadan dolayı kesirsel ışık kaybı,

$$\alpha_n^\circ = 2^\nu \Gamma(\nu) b \int_0^\infty (ay)^{-\nu} J_\nu(ay) J_1(by) J_0(cy) dy \quad \dots\dots\dots(7)$$

şeklinde a, b ve c gibi üç parametreye bağlı olarak ifade edilir. Burada

$$a = r_1/(r_1+r_2) , b = 1-a = r_2/(r_1+r_2) , c = \delta/(r_1+r_2) \quad \text{dir.}$$

Pratikte α_n° , (7) ifadesinin seriye açılımının terim terim integrasyonu ile,

$$\alpha_n^\circ = b^2 \Gamma(\nu) (1-c^2)^{\nu+1} \sum_{n=0}^{\infty} \frac{n! (\nu + 2n + 2)}{(n+1)\Gamma(\nu+n+1)} [R_n^{(1,\nu)}(a)]^2 R_n^{(1+\nu,0)}(c^2) \quad \dots\dots\dots(8)$$

şeklinde bulunur. Bu formülde $\nu = (h+2)/2$, R ler ise kaymış Jacobi polinomlarıdır. Serinin katsayılarının ve kaymış Jacobi polinomlarının hesabında kullanılan ardışık tekrar formülleri için bkz. Demircan (1978).

4. Doğrusal Olmayan Denklem Takımlarının

Çözümünde Dik İniş Yöntemi :

$$f_n(x_1, x_2, \dots, x_n) = 0 \quad , \quad n=1, 2, 3, \quad \dots\dots\dots(9)$$

şeklinde doğrusal olmayan n denklemden oluşan takım,

$$s(x_1, x_2, \dots, x_n) = f_1^2 + f_2^2 + \dots + f_n^2 \quad \dots\dots\dots(10)$$

şeklinde bir s fonksiyonu haline getirilir. Bu ikinci dereceden bir fonksiyondur ve (9) denklemini sağlayan x_1, x_2, \dots, x_n değerleri s fonksiyonunu minimum hale getirirler. Bunun terside doğrudur, yani s fonksiyonunu minimum yapan x_1, x_2, \dots, x_n değerleri (9) denklemini sağlarlar.

Verilen s fonksiyonunun ∇s gradyeni, yönü fonksiyonun en büyük değişim yönü olan ve değeri

$$\nabla s = \begin{Bmatrix} \frac{\partial s}{\partial x_1} \\ \frac{\partial s}{\partial x_2} \\ \vdots \\ \frac{\partial s}{\partial x_n} \end{Bmatrix} \dots\dots\dots (11)$$

ile belirlenen bir vektördür. Bu yöntemde problem s fonksiyonunun minimumunu bulmak olduğundan, s fonksiyonunun değişim hızının en küçük olduğu yönde, yani gradyeninin ters yönünde çözüme yaklaşmak gerekir. O halde çözüme bir X_0 vektörü tarafından belirlenen $P_0(x_1^0, x_2^0, \dots, x_n^0)$ noktasından başlayarak,

$$Y_0 = -\nabla s(X_0) \dots\dots\dots (12)$$

vektörü boyunca hareket edilerek varılabilir. Eğer g_0 ile Y_0 vektörünün boyu tanımlanırsa, yani

$$g_0 = \| Y_0 \| = \sqrt{\left[\left(\frac{\partial s}{\partial x_1} \right)^2 + \left(\frac{\partial s}{\partial x_2} \right)^2 + \dots + \left(\frac{\partial s}{\partial x_n} \right)^2 \right]}_{X_0} \dots\dots\dots (13)$$

ve u birim vektörü

$$u = Y_0 / g_0 \dots\dots\dots (14)$$

şeklinde tanımlanırsa, Y_0 vektörü üzerinde alınan bir $P_1(x_1^1, x_2^1, \dots, x_n^1)$ noktasının yeri bir t uzunluk parametresi yardımıyla

$$t \cdot u \dots\dots\dots (15)$$

olarak bulunur. P_0 ve P_1 noktaları arasındaki vektörün elemanları,

$$\begin{Bmatrix} x_1^1 - x_1^0 \\ x_2^1 - x_2^0 \\ \vdots \\ x_n^1 - x_n^0 \end{Bmatrix} \dots \dots \dots (16)$$

olarak belirlendiğine göre bu son iki ifade birleştirilip vektör şeklinde yazılırsa,

$$X_1 = X_0 - (t/g_0) \cdot \nabla s(X_0) \dots \dots \dots (17)$$

ifadesi veya genel olarak,

$$X_{k+1} = X_k - (t/g_k) \cdot \nabla s(X_k) \dots \dots \dots (18)$$

ardışık tekrar formülü bulunur. Bu formülde t parametresi başlangıçta 1 olarak alınır. Eğer P_1 noktası minimum yönünde değilse, yani $s(P_1) < s(P_0)$ değilse, $t = t/2$ alınarak işlemlere ardışık olarak devam edilir. Eğer $s(P_1)$ in sayısal değeri belli bir limitten daha küçük olursa (analizde bu limit gözlem duyarlılığı olarak alınmıştır.) iterasyona son verilir ve $s(P_1)$ fonksiyonuna ilişkin $P_1(x_1^1, x_2^1, \dots, x_n^1)$ noktası denklem takımının çözüm noktası olur. Çözüm noktasına ilişkin $x_1^1, x_2^1, \dots, x_n^1$ parametrelerinin hataları şöyle belirlenmiştir: Her bir iterasyondaki parametre değerlerinin bir önceki iterasyondaki değerlerinden farkı alınmıştır. İterasyon sayısı kadar farkın kareleri toplanmıştır ve bu toplamın karekökü iterasyon sayısına bölünmüştür. Yani hatalar bir ölçüde basit standart hata tanımına uymaktadır. Bu yöntemin detayları için bkz. Aktaş, Üncül, Ural(1981).

5. Analizde Parametrelerin Girdi ve Çıktı Değerleri :

Al-Naimiy'nin (1978) kenar kararlar tablolarından A5Y tayf türü için Y ve B renginde kenar kararlar sabitleri,

$$u_1(Y)=0.52 \quad , \quad u_1(B)=0.62 \text{ olarak bulunmuştur.}$$

Her iki renkteki ışık eğrilerinin I. ve II. min kollarına fit edilen 5. derece polinomlardan seçilen 10 evreye (θ) karşılık 10 gözlem noktası ($Q(\theta)$) Çizelge 1 de verilmiştir. Bu veriler gözlemsel ışık eğrisini temsil etmektedir. Şekil 4 te örnek olarak 2 fit polinomu görülmektedir.

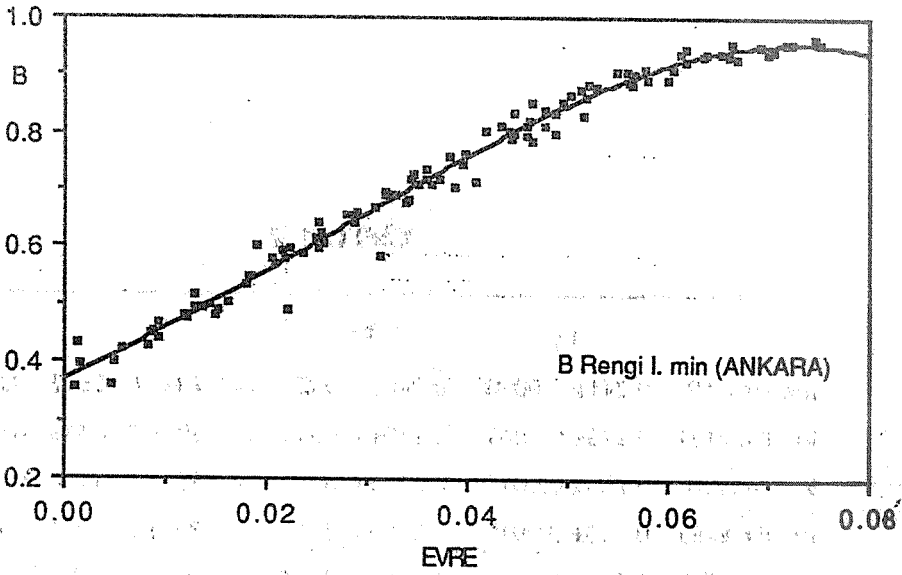
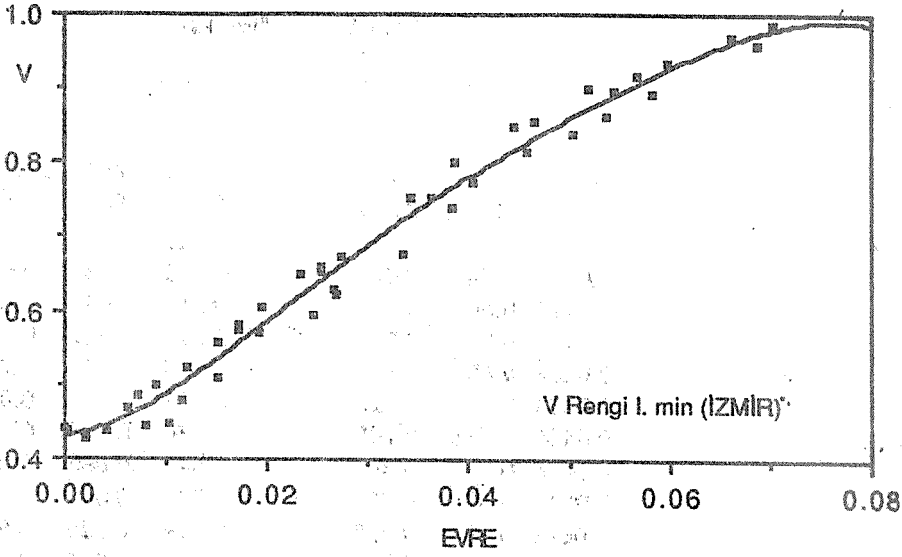
Parametrelerin girdi değerleri olarak,

$$r_1=0.2 \quad r_2=0.2 \quad i=70^\circ \quad L_1=0.65$$

alınmıştır. Analiz sonucunda ulaşılan çıktı değerleri hatalarıyla beraber Çizelge 2 de verilmiştir. Birinci ve ikinci minimumlardan elde edilen ve sonuçları Çizelge 2 de verilen sekiz ayrı çözümden bulunan ortalama değerler Çizelge 3 'te verilmiştir.

ÇİZELGE 1

ANKARA					
I. MIN			II. MIN		
θ	$Q(\theta)_Y$	$Q(\theta)_B$	θ	$Q(\theta)_Y$	$Q(\theta)_B$
0.005	0.46	0.414	0.505	0.674	0.663
0.0121	0.504	0.48	0.51	0.683	0.677
0.0192	0.569	0.549	0.515	0.7	0.701
0.0263	0.645	0.621	0.52	0.723	0.731
0.0334	0.722	0.693	0.525	0.753	0.763
0.0405	0.792	0.763	0.53	0.786	0.793
0.0476	0.849	0.827	0.535	0.82	0.822
0.0547	0.893	0.883	0.54	0.852	0.849
0.0618	0.922	0.925	0.545	0.882	0.873
0.068	0.939	0.949	0.55	0.906	0.895



Şekil 4. Analizde kullanılan fit polinomlarına ilişkin iki örnek.

ÇİZELGE 1 (Devamı)

İZMİR					
I. Min			II. Min		
θ	$\varrho(\theta)_V$	$\varrho(\theta)_B$	θ	$\varrho(\theta)_V$	$\varrho(\theta)_B$
0.005	0.449	0.427	0.505	0.639	0.651
0.0121	0.505	0.49	0.511	0.663	0.678
0.0192	0.576	0.57	0.517	0.702	0.721
0.0263	0.65	0.65	0.523	0.746	0.764
0.0334	0.72	0.722	0.529	0.79	0.801
0.0405	0.783	0.785	0.536	0.829	0.833
0.0476	0.84	0.84	0.542	0.865	0.862
0.0547	0.892	0.887	0.548	0.897	0.894
0.0618	0.937	0.925	0.554	0.928	0.928
0.0689	0.972	0.942	0.56	0.962	0.959

ÇİZELGE 2

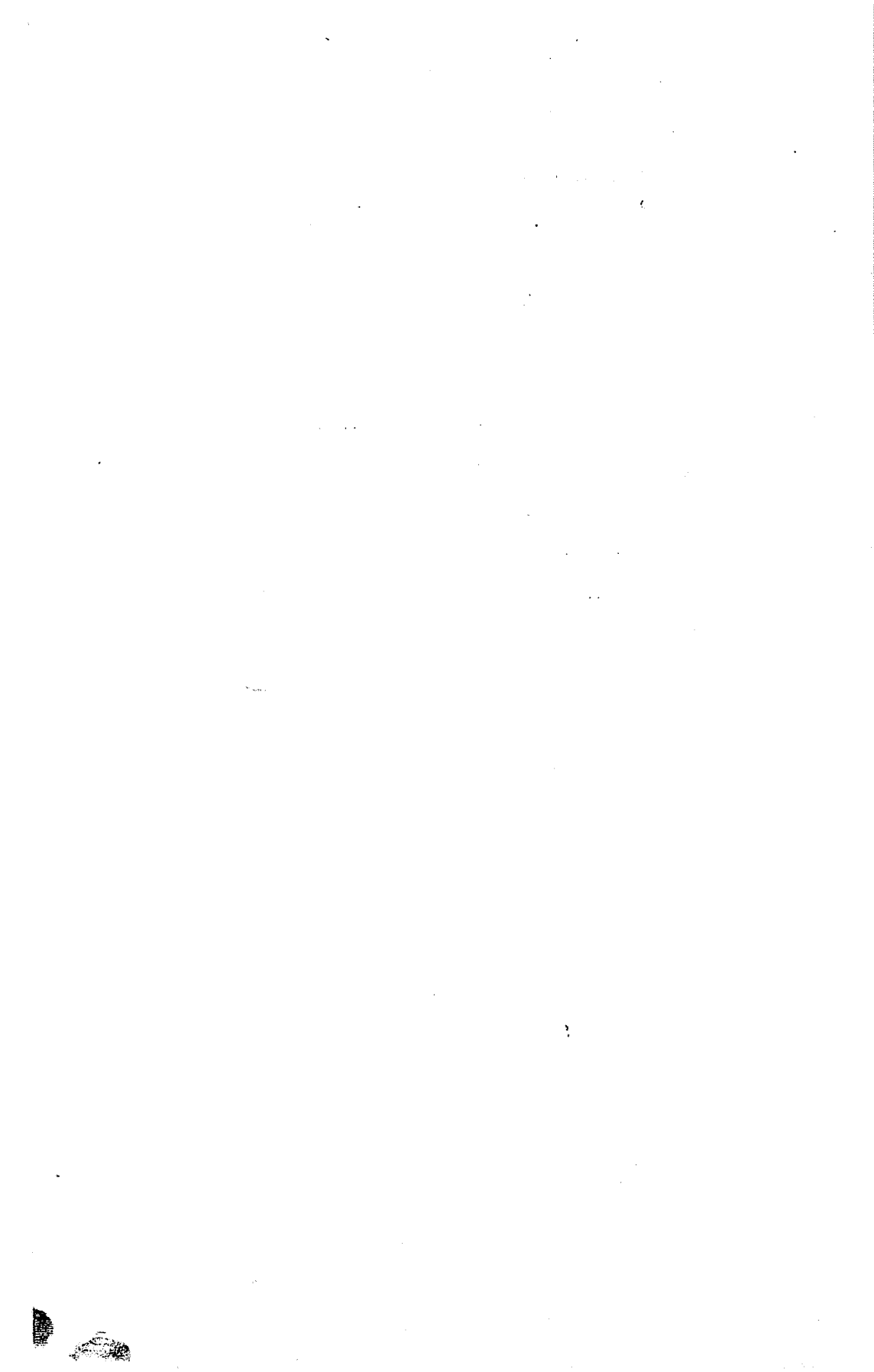
	r_1	r_2	i	L_1
İzm I.min(V)	0.241± 0.0020	0.240± 0.0029	88° 707± 0° 2647	0.596± 0.0016
İzm II.min(V)	0.246± 0.0067	0.218± 0.0048	89° 999± 0° 8353	0.638± 0.0028
İzm I.min(B)	0.253± 0.0011	0.239± 0.0015	89° 999± 0° 2775	0.622± 0.0006
İzm II.min(B)	0.240± 0.0015	0.248± 0.0011	89° 999± 0° 1911	0.620± 0.0007
Ank I.min(V)	0.248± 0.0010	0.245± 0.0018	89° 991± 0° 1771	0.589± 0.0010
Ank II.min(V)	0.262± 0.0034	0.200± 0.0025	89° 999± 0° 4288	0.680± 0.0015
Ank I.min(B)	0.250± 0.0012	0.248± 0.0018	89° 996± 0° 3191	0.619± 0.0007
Ank II.min(B)	0.261± 0.0032	0.252± 0.0023	89° 999± 0° 3989	0.650± 0.0014

ÇİZELGE 3

	r_1	r_2	i	L_1
ORTALAMA	0.250 ± 0.0027	0.236 ± 0.0060	$89^\circ.836 \pm 0^\circ.1510$	0.627 ± 0.0097

Kaynaklar :

- Aktaş, Z., Öncül, H., Ural, S., 1981, Sayısal Çözümleme Cilt I.
Al-Naimiy, H.M., 1978, Astrophys. Space Sci., 53, 181.
Demircan, O., 1978, Ph. D. Thesis, The Univ. of Manchester.
Diethelm, R., 1981, BBSAG Bull. No:57.
Kızıllırmak, A., Pohl, E., 1974, IBYS No:937.
Kızıllırmak, A., Pohl, E., 1975, IBYS No:1053.
Kopal, Z., 1959, Close Binary Systems, John Wiley and Sons.
Kopal, Z., 1977, Astrophys. Space Sci., 51, 439.



RS VUL (HD 180939) ÖRTEN ÇİFT YILDIZININ FOTOMETRİK ANALİZİ

Zekeriya Müyesseroğlu*

Varol Keskin**

Osman Demircan*

*A.Ü.F.F.Astronomi ve Uzay Bil. Böl.,Beşevler, Ankara

**E.Ü.F.F.Astronomi ve Uzay Bil. Böl.Bornova, İzmir.

Özet

Algol türü örten değişen yıldız RS Vulpeculae'nin 1982 yılında Ankara Üniversitesi Fen Fakültesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde elde edilen üç renk ışık eğrisinden V renginde olan küresel model kabulleri altında analiz edilmiştir. Analizde, örtülme fonksiyonları olarak "convolution" integrali ve yıldız diskleri üzerindeki parlaklık dağılımı için de doğrusal kosinüs kuralı kullanılmıştır. Tek tutulma minimumundan kararlı bir çözüm bulunamamış fakat çözümde dikkate alınan nokta dağılımının çözüme etkisi irdelenmiştir.

1. Giriş :

Yıldız V renginde ilk kez Dugan (1924) tarafından gözlenmiştir daha sonraki gözlemler Baglow (1952), Lavrov (1954) ve Popper'a (1957) aittir. İlk tayfsal gözlemi Batten

(1967) tarafından yapılmış, 1981'de de ANS uydusu ile Wu ve Eaton tarafından tayfsal olarak gözlenmiştir.

Sistem üzerindeki en detaylı çalışmayı Hutchings ve Hill (1971) yapmışlardır. 1970 yılına kadar yapılan gözlemleri ele alan bu çalışmada özellikle Lavrov'un (1954) ışık eğrisi kullanılmıştır. Bu gözlemlere göre yörünge eliptiktir ve dolayısıyla hesaplamalar arındırılmış evrelerle yapılmıştır. Hutchings ve Hill sistemde yansıma etkisinin çok kuvvetli olduğunu göstermiştir. Modele göre, sıcak yıldızın küresel olmasına karşın ikinci yıldız armutlaşmış ve bir yüzü ısıtılmıştır. İkinci bileşen birinci bileşen tarafından ısıtılmakta, fakat bu etki çekim kararması etkisiyle dengelenmektedir. Çünkü ikinci bileşen Roche lobunu hemen hemen doldurmuş durumdadır. Bu bileşenin Roche lobunu tümüyle doldurmuş görünmesi, gözlemlerdeki ve modeldeki yanılığlara bağlanmıştır. Ayrıca soğuk bileşenin atmosferinin standart kuramsal modellerden sapması nedeniyle kütle alışverişinden söz edilmektedir.

2. Gözlemler ve Işık Eğrileri

RS Vul, Haziran 1982 ile Kasım 1982 tarihleri arasında Ankara Üniversitesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde üç renkte toplam 50 gece gözlenerek ışık eğrileri elde edilmiştir. Gözlemlerde mukayese yıldızı olarak BD+21°3740, denet yıldızı olarak da BD+21°3719 yıldızları kullanılmıştır. Elde edilen ışık eğrilerinde baş ve yan minimumların çıkış kollarının küçük bir kısmı dışında hemen hemen eksik evre yoktur (bkz. Şekil. 1). U-B ve B-V renk değişimleri, bileşenlerin büyük sıcaklık farkını doğrulamaktadır. 1982 yılına kadar elde edilmiş olan 7 minimum zamanı

kullanılarak dönem ve epoch düzeltmesi yapılmıştır. Elde edilen ışık elemanları

Min I : Hel. J.D. 2440818.7986+4⁰.4776627 E

olarak hesaplanmıştır. Soğuk bileşenden kaynaklanan yansıma etkisi çekim kararmasıyla dengelendiğinden ışık eğrilerinde tutulmalar dışında görülen değişim daha çok ikinci bileşenin armutlaşma etkisinden kaynaklanmış olmalıdır.

3. Analiz Yöntemi :

Yakın çift yıldızların fotometrik ışık değişimi genel olarak,

$$Q = L_1 + L_2 - L_1 \alpha \quad (3.1)$$

şeklinde yazılabilir. Küresel model için bileşen yıldızların yüzeylerinde parlaklık dağılımı düzgünse tutulmalar dışındaki tüm evreler için gözlenen toplam ışınım $L_1 + L_2$ sabittir ve ışık değişimi pratikte bu değere göre normalize edilir. (3.1) denkleminde α tutulmayla ışık kaybını gösteren tutulma fonksiyonudur ve örtülen bileşenin kenar kararına katsayısına bağlı olarak doğrusal kenar kararına yasasının uygulanması durumunda

$$\alpha = [(3-3u_1)/(3-u_1)] \alpha_0^0 + [(3u_1)/(3-u_1)] \alpha_1^0 \quad (3.2)$$

bağıntısıyla verilir. Bileşen yıldızların kesirsel yarıçaplarına, yörünge eğikliğine ve tutulmanın evresine bağlı olan α_1^0 kesirsel

ışık kaybı değerleri için bu çalışmada Kopal (1977) ve Demircan (1978) tarafından geliştirilen

$$\alpha_n^0 = \Gamma(v) b^2 (1-c^2)^{v+1} \sum_{n=0}^{\infty} (n!(v+2n+2)/(n+1)\Gamma(v+n+1)) [R_n^{(1,v)}(a)]^2 R_n^{(1+v,3)}(c^2) \quad (3.3)$$

ifadesi kullanılmıştır. Bu ifade örtün ve örtülen bileşen yıldızların ızdışumları üzerindeki parlaklık dağılımlarının iki boyutlu Fourier transformları bulunarak bu transformların "cross-correlation" integralinden elde edilmiştir. Burada

$$a = r_1/(r_1+r_2) ; b = 1-a ; c = \delta/(r_1+r_2) , \delta^2 = \sin^2 \theta \sin^2 i + \cos^2 i$$

$v = (h+2)/2$ ve R_n , kaymış Jacobi polinomudur.

(3.2) ve (3.3) denklemlerinden tutulmanın herhangi bir evresi için bir girdi parametreleri takımı yardımıyla α hesaplanıp (3.1)'de yerine konulursa o evre için sistemden alınabilecek toplam ışınımın kuramsal değeri tahmin edilmiş olur. Bir çok evre için bu işlem tekrar edilerek kabul edilen girdi parametreleri için kuramsal ışık eğrisi elde edilmiş olur. Kuramsal ışık eğrisinin gözlemsel ışık eğrisiyle karşılaştırılıp aradaki farkın minimuma indirilmesiyle sisteme ilişkin parametreler çözülmüş olur.

Bu çalışmada V rengindeki ışık eğrisinin birinci tutulma minimumu içinde 10 nokta dikkate alınarak sistem parametrelerinin çözümüne gidilmiştir. Seçilen 10 nokta için oluşturulan

$$f(\theta_n) = e(\theta_n) - 1 + l_1 \cdot \alpha(r_1, r_2, \theta_n, i, u_1) = 0$$

şeklindeki on lineer olmayan denklem takımı dik iniş yöntemiyle çözülmüştür. Çözümlerde α dört basamak doğrulukla hesaplanmış ve 1. minimumda örtülen B5 V bileşeni için kenar kararması sabiti Al-Naimiy (1978) çizelgelerinden bulunmuştur. Çözümler için başlangıç girdi parametreleri olarak Cester ve arkş.'nın (1977) çözüm parametreleri alınmıştır.

4. Sonuçlar :

RS Vul sistemi için Cester ve arkş.'nın bulduğu $r_1=0.277$, $r_2=0.373$, $i=86^\circ.3$, $L_1=0.977$ değerleri, çözüm için başlangıç değerler olarak alındı. I. Minimumda örtülen B5 V tipi bileşen için Cester'in verdiği $T=14950$ °K ve Hutching'in verdiği $T=16000$ °K sıcaklıklar için V renginde ayrı ayrı çözümler yapıldı. Bu sıcaklıklara karşılık, 5500 Å dalgaboyundaki kenar kararma sabitleri Al-Naimiy'in tablolarından alındı, bunlar sırasıyla $u_1=0.33$ ve $u_1=0.32$ 'dir.

Analiz için hazırlanan program A.Ü. Rektörlüğü BIM' de bulunan VAX 11/750 bilgisayarında işletilmiştir. Işık eğrisinin II. minimumu hesaplarda gözönüne alınmadığından ve dik iniş yönteminde t parametresi başlangıçta 1, daha sonraki işlemlerde t/2 olarak alındığından program işletim süresi oldukça uzundur. Özellikle ileri sayıda iterasyonlara gelindiği zaman t ile yapılan işlem süresi çok fazladır. t değeri bir boyutlu minimizasyon işlemi ile saptandığında işlemler daha sağlıklı yapılabilir.

Işık eğrisinin V renginde baş minimum çıkış koluna fit edilen polinomdan farklı evrelerde iki grup kuramsal 10'ar nokta seçilerek (Çizelge.1) bunlardan biri Cester'in $T=14950$ °K'ye karşılık olan $u_1=0.33$, diğeri Hutchings'in $T=16000$ °K'ye karşılık olan $u_1=0.32$ kenar kararma sabitleri ile ayrı ayrı çözüldü.

Çözüm sonuçları χ^2 güvenilirlik ölçüleriyle beraber Çizelge.1'de verilmiştir. Çizelgeden görüldüğü gibi iki çözüm özellikle i ve L_1 ler için oldukça farklıdır. Bu farklılık örtülen yıldızın kenar kararması sabitinin farklı alınmasından değil fakat çözümde kullanılan 10 noktanın evre dağılımından kaynaklanmaktadır. Bulunan her 2 çözümde aşağı yukarı aynı doğrulukla gözlemleri sağlamaktadır. Denemelere göre tutulmanın 1. ve 2. değme evrelerine yakın noktalar çözümde etkin rol oynarken diğerleri doğru çözüme fazla katkıda bulunmamaktadır. Bu bakımdan daha güvenilir çözüme ulaşmak için değme noktalarına yakın evrelerde mümkün olduğunca fazla nokta dikkate alınmalıdır. Çizelge.1'de verilen 2. çözüm bu bakımdan daha anlamlı görünmekle beraber önceki çözümlerle uyummadığı için doğru olmayabilir. Tek ve güvenilir çözüme ulaşmak için iki tutulma minimumu eş-zamanlı çözümlenmelidir.

Çizelge 1.

Çözüm 1 ($u_1=0.33$)		Çözüm 2 ($u_1=0.32$)	
Eyre(rad)	Gözlensel θ	Eyre(rad)	Gözlensel θ
0.050434	0.721435	0.004687	0.717660
0.076837	0.733277	0.022675	0.716580
0.091712	0.742355	0.050434	0.721435
0.114698	0.758978	0.114698	0.758975
0.186182	0.821861	0.186182	0.821861
0.229578	0.861716	0.229578	0.861716
0.318120	0.938688	0.318120	0.938688
0.410980	0.979740	0.410980	0.979740
0.421644	0.983376	0.421644	0.983376
0.458265	0.993223	0.458265	0.993223

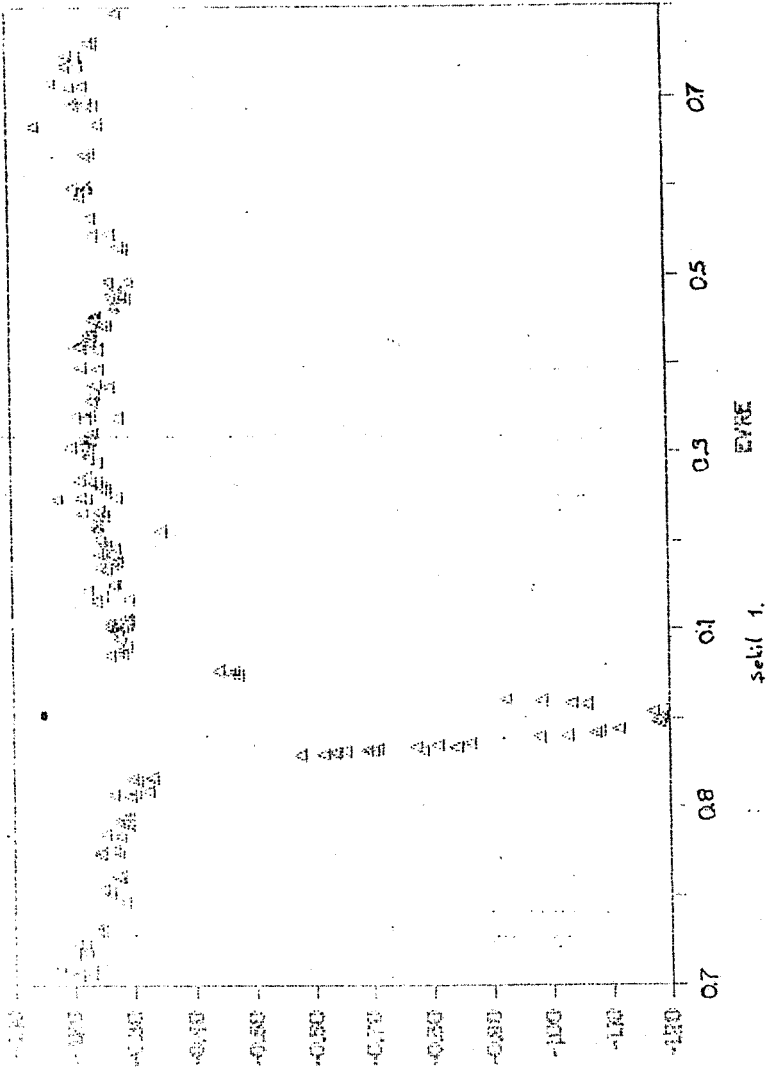
Çözüm Parametreleri		Çözüm Parametreleri	
$r_1 = 0.24$		$r_1 = 0.23$	
$r_2 = 0.23$		$r_2 = 0.24$	
$i = 87^\circ.2$		$i = 79^\circ.8$	
$L_1 = 0.37$		$L_1 = 0.51$	
$\chi^2 = 0.00021$		$\chi^2 = 0.00024$	

Kaynaklar

- Allen, C.W., 1973, *Astrophysical Quantities*, Uni. of London, The Athlone Press.
- Al-Naimiy, H.M., 1978, *Astrophys. Space Sci.*, **53**, 181.
- Cester, B., Fedel, B., Giuricin, G., Mardirossian, F., Pucillo, M., 1977, *A. Ap.*, **61**, 469.
- Demircan, O., 1978, *Astrophys. Space Sci.*, **56**, 389.
- Hutchings, J.B., Hill, G., 1971, *Ap. J.*, **166**, 373.
- Johnson, L.W., Reiss, R.D., 1982, *Numerical Analysis*. (2nd Ed.), Addison-Wesley Publ. Comp.
- Keskin, V., 1985, *Yüksek Lisans Tezi*, A.Ü Fen Fak. (Yayınlanmadı).
- Kopal, Z., 1979, *Language of The Stars*, D.Reidel Publ. Comp.

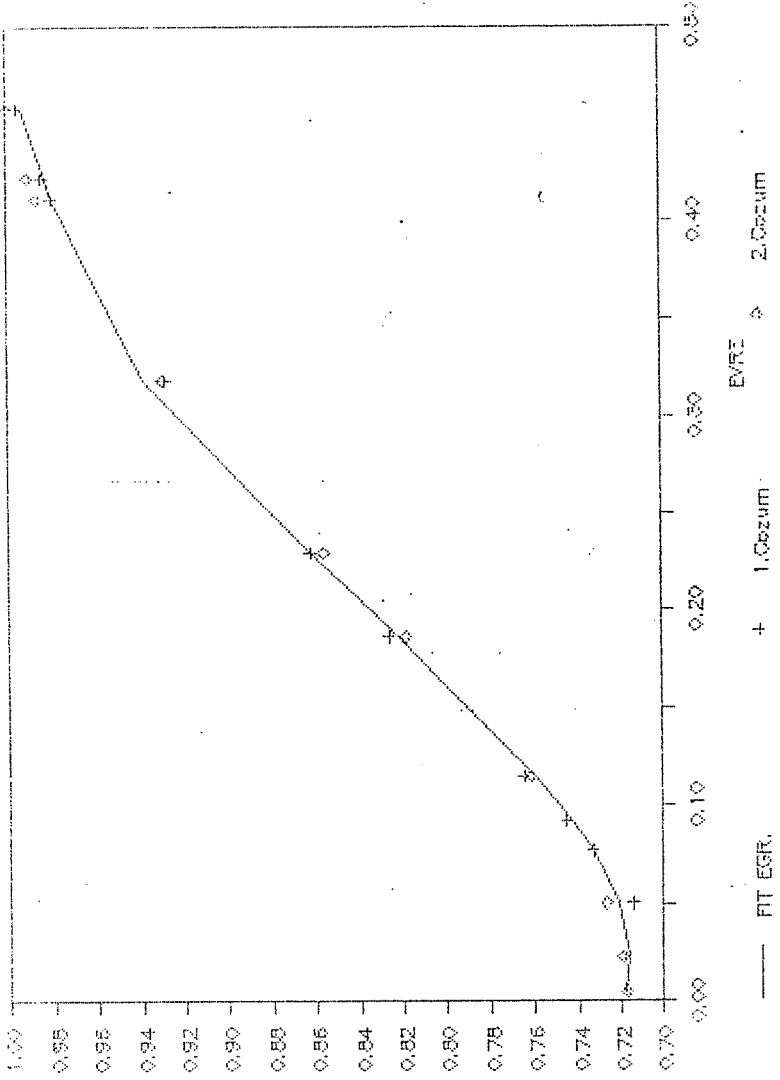
RS VULUSIK EGR

1984



Fit ile Cözümlemin Karşılaştırılması

V rengi Minimum



Şekil 2.

ÇİFT YILDIZLARDA YIĞILIM DİSKLERİNİN FOTOMETRİK TUTULMA ETKİSİ

Osman Demircan

A.Ü. Fen Fakültesi,

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Beşevler, Ankara

Özet :

. Çift yıldız bileşenleri etrafındaki yığılım disklerinin fotometrik tutulma (örtme veya örtülme) etkisi disk merkezindeki yıldızın görünmemesi ve disk üzerindeki parlaklık dağılımının düzgün olması (kenar kararma katsayısı, $u=0$) halinde modellenmiş ve bu tür disk etkilerinin bulunduğu fotometrik tutulma eğrilerinin analizi için bir yöntem önerilmiştir.

1. Giriş

Hızlı dönen yıldızların çevrelerinde madde varsa bu madde genellikle yıldızın ekvator düzleminde disk biçiminde yoğunlaşır. Güneş sisteminin oluşum kuramları da oluşumun ilk evrelerinde ve bugün gezegenlerin bulunduğu düzleminde yoğun bir diskin varlığını temel alır. Yıldızlarda bu diskleri oluşturan madde ya hızlı dönen merkezi yıldızlardan uzaya atılan madde ile ya da çekim etkisiyle çevreden toplanan madde ile veya her

iki katkıdan oluşur. Yıldızlarda disk oluşumunun beklenenden daha yaygın olduğu IRAS ve IUE uydularının gözlemleriyle ortaya konmuştur. Çoğu yıldızlarda disklerin soğuk olup sadece kırmızı ötesinde ışınım yaptıkları bilinirken kataklizmik yakın çift yıldızlarda beyaz cüce bileşen etrafındaki disklerle (Warner ve Nather 1971, Smak 1971) sert X-ışın kaynaklarında nötron yıldızı etrafındaki disklerin (Tananbaum 1972) çok sıcak olup morötesi ve x-ışınımı yaydıkları saptanmıştır. Diğer taraftan, uzun dönemli çift yıldız bileşenlerinden biri dev veya üst dev diğeri anakol yıldızı ise dev bileşenin rüzgârı anakol yıldızı etrafında soğuk ve büyük ölçekli bir disk oluşturur. Bu sistemlerde diskler yörünge eğimlerinin 90° den çok farklı olmaması halinde, merkezi yıldızları kamufle edip, doğrudan gözlemlerini engelleyebilmektedir. Morötesi uydu gözlemlerinin analizyle bu tür disklerin varlığı ortaya çıkarılan çift yıldızlar W Ser yıldızları olarak sınıflandırılmıştır (Plavec, 1982). Ayrıca, E Aur, VV Cep, ζ Aur gibi çok uzun dönemli atmosferik tutulma gösteren çift yıldızların sıcak bileşenleri etrafında da soğuk disklerin var olduğu bilinmektedir. (örneğin bkz. Reimers, 1980). Bir diskin varlığı halinde örten çift yıldızların ışık eğrilerinin analizi karmaşık hale gelmektedir. Bu durumda klasik analiz yöntemlerinde ek olarak diskin tutulma etkisinin dikkate alınması gerekmektedir. Bu amaçla yaklaşık yöntemler (örneğin bkz. Kriz, 1982 ve Horne, 1985) geliştirilmiştir.

Bu çalışmada parlaklık dağılımları düzgün olan yığılım disklerinin fotometrik örtme ve örtülme etkisi modellenmiş ve bu etkinin varlığı halinde fotometrik tutulma eğrilerinin analizi için bir yöntem önerilmiştir.

2. Kabuller ve tutulmanın geometrisi :

Uzun dönemli bir çift yıldızda bileşenlerden biri etrafında kalın yoğun ve soğuk bir diskin var olduğunu düşünelim. Yörünge eğikliği 90° ye yakın olsun ve ε Aur'da olduğu gibi disk öyle büyük ve kalın olsun ki merkezdeki yıldız görünmesin. Soğuk disk ε Aur'da olduğu gibi optik bölgede ışınım yapmasın veya düzgün bir parlaklık dağılımına sahip olsun. Uzun dönemli çift yıldızlarda etrafında disk bulunmayan bileşen küresel bir biçimle temsil edilebilmeli ve, normal yıldız ise yüzeyindeki parlaklık dağılımı düzgün olmalıdır. Bu durumda yörünge hareketi sırasında karşılıklı tutulmalar oluşuyorsa, normal bileşenin kenar kararmasına ve sistemin geometrisine bağlı olarak bir ışık kaybı gözlenecektir. Normal bileşenin kenar kararması klasik kosinüs kuralıyla ifade edilecektir. Buna göre normal bileşenin gökyüzü düzlemindeki izdüşüm diski üzerinde merkezden r uzaklıktaki bir noktadan gözlemci doğrultusunda çıkan akı u kenar kararma katsayıları cinsinden

$$f(r) = f(0) \left\{ 1 - u_1 - u_2 - \dots - \sum_{h=1}^{\infty} u_h \cdot \cos^h \vartheta \right\} \quad (2.1)$$

şeklinde verilebilir. Burada ϑ dikkate alınan noktada yüzey normali ile bakış doğrultusu arasındaki açıdır ve yıldızın kesirsel yarıçapı r_1 olmak üzere

$$r_1^2 \cdot \cos^2 \vartheta = r_1^2 - r^2 \quad (2.2)$$

Ayrıca normal bileşenin kesirsel ışınım gücünün

$$L_1 = \iint f \, dx \, dy \quad (2.3)$$

$$= \pi \cdot r_1^2 \cdot f(0) \cdot \left\{ 1 - \sum_{h=1}^{\infty} (h u_h / h + 2) \right\}$$

olduğu düşünülürse (2.1) ve (2.3) ten yüzey normali doğrultusundaki $f(0)$ akısı yok edilerek (2.1) bağıntısı

$$f(r) = \frac{L_1}{\pi \cdot r_1^2} \sum_{h=0}^{\infty} C^{(h)} \cdot \cos^h \vartheta = \frac{L_1}{\pi \cdot r_1^2} \sum_{h=0}^{\infty} C^{(h)} \cdot \left\{ (r_1^2 - r^2) / r_1^2 \right\}^{h/2} \quad (2.4)$$

şeklinde yazılabilir.

Burada

$$C^{(h)} = \frac{1 - u_1 - \dots}{1 - \sum_{h=1} (h \cdot u_h / h + 2)} \quad ; h=0 \text{ için} \quad (2.5)$$

$$C^{(h)} = \frac{u_h}{1 - \sum_{h=1} (h \cdot u_h / h + 2)} \quad ; h>0 \text{ için} \quad (2.6)$$

Pratikte (2.4)'ün sağ tarafında sadece ilk iki terimin dikkate alınması yeterli bulunmaktadır. Bu durumda

$$f(r) = \frac{L_1}{\pi \cdot r_1^2} \left\{ \frac{3 - 3u_1}{3 - u_1} + \frac{3u_1}{3 - u_1} \cos \vartheta \right\} \quad (2.7)$$

yazılabilir.

Sistemin gökyüzü düzlemindeki izdüşüm geometrisi Şekil.1'de gösterilmiştir. Soğuk diskin izdüşümü yarı büyük eksenleri a ve b olan bir elipsle gösterilmiştir

Yörünge eğikliğinin i olması halinde ;

$$O'H = \text{Cos } i \quad \text{ve} \quad OH = \text{Sin } \theta \cdot \text{Sin } i \quad (2.8)$$

dolayısıyla

$$\text{Cos } \varepsilon = \text{Sin } \theta \cdot \text{Sin } i / \delta \quad \text{ve} \quad \text{Sin } \varepsilon = \text{Cos } i / \delta \quad (2.9)$$

olacaktır. Bileşenler arası izdüşüm uzaklığı δ 'nın, evre açısı θ ve yörünge eğikliği i cinsinden

$$\delta^2 = \text{Sin}^2 \theta \cdot \text{Sin}^2 i + \text{Cos}^2 i \quad (2.10)$$

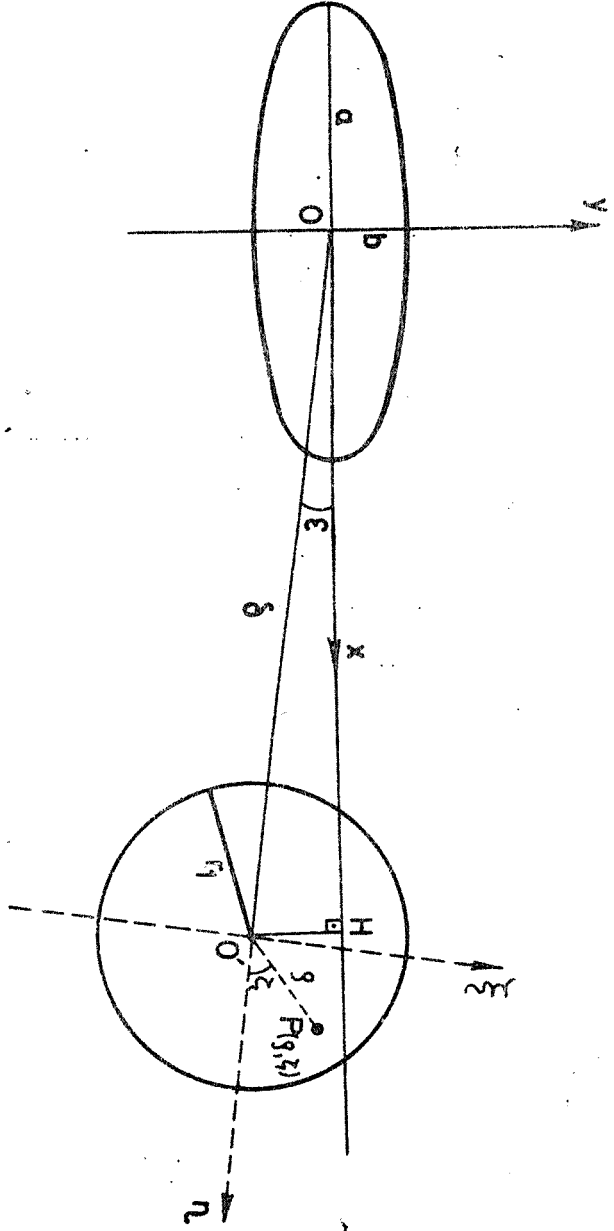
bağıntısıyla verilebileceği bilinmektedir. Şekilde izdüşüm elipsinin yarıbüyük eksenini diskin yarıçapını yarıküçük eksenini ise diskin yarı kalınlığını ve izdüşümde yörünge eğikliği etkisini temsil etmektedir. Diskin yarı kalınlığını p ile gösterirsek yaklaşık olarak

$$b = p \cdot \text{Cos}(90^\circ - i) + a \cdot \text{Cos } i \quad (2.11)$$

olmalıdır. $i=90^\circ$ için $b=p$ ve $i=0^\circ$ için $b=a$ olur.

Burada diske ilişkin temel düzlemin yörünge düzlemiyle çakıştığı varsayılmıştır.

Diske ilişkin izdüşüm elipsinin eksen doğrultuları x ve y- eksenleri alınrsa yörünge eğikliğinin 90° olmaması halinde x- eksenini diğer bileşene ilişkin izdüşüm dairesinin merkezinden geçmez ancak bu doğrultuyla ε açısı yapar. Bu açı δ 'ya bağlı olarak



Sekil 1. Disk - yıldız sisteminin gökyüzü düzleminde izdüşüm geometrisi

$$\cos i \leq \sin \varepsilon \leq 1$$

$$(2.12)$$

olacak şekilde değişir ve herhangi bir evrede değeri (2.9) ve (2.10) denklemlerinden bulunur. Bileşenlerin izdüşüm merkezlerini birleştiren doğrultu η eksenini ve normal yıldıza ilişkin izdüşüm dairesinin O' merkezinden gökyüzü düzleminde bu eksene çizilen dik ξ -eksenini alınırsa bu kon düzeneginde herhangi bir P noktasının (η, ξ) konları aynı noktanın (ρ, ζ) kutupsal konları cinsinden

$$\eta = \rho \cdot \sin \zeta \quad \text{ve} \quad \xi = \rho \cdot \cos \zeta \quad (2.13)$$

olarak yazılabilir. Bu kon düzeneginin O' merkezinin x-y kon düzenegindeki konları $\delta \cos \varepsilon$ ve $-\delta \sin \varepsilon$ olduğuna göre P noktasının x-y kon düzenegindeki konları

$$x = \rho \cdot \cos (\zeta - \varepsilon) + \delta \cdot \cos \varepsilon \quad (2.14)$$

$$y = \rho \cdot \sin (\zeta - \varepsilon) - \delta \cdot \sin \varepsilon$$

olmalıdır.

3. Tutulmayla ışık kaybı

Çift yıldızlarda yığılma disklerinin fotometrik örtme etkisini belirlemek için Kopal'in (1979) uyguladığı bir yöntemle göre önce çift yıldız bileşenlerinin gökyüzü düzlemi üzerinde izdüşümleri ve izdüşümleri üzerindeki parlaklık dağılımlarının iki boyutlu Fourier transformları belirlenmiştir. Bir teoreme göre söz konusu transformların "cross correlation" ifadesi, transformların ilişkin olduğu cisimlerin karşılıklı örtme ve örtülmesiyle ışık kaybını belirlemektedir. Disk üzerindeki

parlaklık dağılımının düzgün olduğu ($u=0$) kabul edilirse (2.1), (2.4) veya (2.7)'den $f(x,y)=f(0)=L_1/(\pi ab)$ alınabilir. Alternatif olarak $f(0)$, diskin kara cisim ışınlamı yaptığı kabul edilerek Planck fonksiyonu yaklaşımıyla bulunabilir. Bu durumda, Şekil.1'de gösterilen x - y kon düzeninde diske ilişkin parlaklık dağılımının iki boyutlu Fourier transformu

$$F(u,v) = \iint_{-\infty}^{\infty} \exp[-2\pi i(xu+yv)] dx \cdot dy$$

$$= 4 \int_0^b \exp(-2\pi i y v) \left[\int_0^{a(b^2-y^2)^{1/2}/b} \exp(-2\pi i x u) dx \right] \cdot dy \quad (3.1)$$

olarak yazılabilir. (3.1)'de x 'e göre integral kolayca alınabilir ve

$$F(u,v) = (4/(2\pi i u)) \int_0^b \exp(-2\pi i y v) dy - (4/(2\pi i u)) \int_0^b \exp[-2\pi i y v - 2\pi i u a \cdot (b^2 - y^2)^{1/2}/b] \cdot dy \quad (3.2)$$

bulunur.

$$\exp[-2\pi i u a \cdot (b^2 - y^2)^{1/2}/b] = 1 + \sum_{n=1}^{\infty} (-2\pi i u a/b)^n (b^2 - y^2)^{n/2}/n! \quad (3.3)$$

şeklindeki Taylor açılımı (3.2)'de yerine konulursa ;

$$F(u,v) = (4/(2\pi i u)) \cdot \sum_{n=1}^{\infty} (-2\pi i u a/b)^n/n! \int_0^b (b^2 - y^2)^{n/2} \exp(-2\pi i y v) dy \quad (3.4)$$

bulunur. Şimdi (3.4)'ün sağ tarafındaki integralin bulunabilmesi için değişken değiştirilim.

$$y = b \cdot \sin \theta \quad (3.5)$$

olsun. Bu durumda $dy = b \cdot \cos \theta \cdot d\theta$ ve $(b^2 - y^2)^{n/2} = b^n \cos^n \theta$ olduğundan

$$F(u,v) = 4 \cdot b \cdot \sum_{n=1}^{\infty} ((-2\mu u)^{n-1} \cdot a^n \cdot I/n!) \quad (3.6)$$

yazılabilir. Burada

$$I = \int_0^{\pi/2} \cos^{n+1}\theta \cdot \exp(-2\mu v b \sin\theta) \cdot d\theta \quad (3.7)$$

(3.4)'de $y = b \cdot \cos\theta$ alınması halinde

$$I = \int_0^{\pi/2} \sin^{n+1}\theta \cdot \exp(-2\mu v \cdot b \cdot \cos\theta) \cdot d\theta \quad (3.8)$$

olur.

(3.7) veya (3.8)'deki üstel fonksiyonu yine Taylor serisine açarsak

$$I = \sum_{m=1}^{\infty} (-2\mu v b)^m \cdot I'/m! ; I' = \int_0^{\pi/2} \cos^{n+1}\theta \cdot \sin^m\theta \cdot d\theta = \int_0^{\pi/2} \sin^{n+1}\theta \cdot \cos^m\theta \cdot d\theta \quad (3.9)$$

yazılabilir. Burada

$$I' = \begin{cases} 0 & ; m \text{ ve } n+1 \text{ tek sayı} \\ \frac{n! (n+1)!}{2^{m+n+2} (m/2)! \cdot ((m+n+1)/2)! \cdot ((n+1)/2)!} & ; m \text{ ve } n+1 \text{ çift sayı} \end{cases} \quad (3.10)$$

olduğu bilinmektedir. (3.10), (3.9) ifadeleri (3.6)'da yerine konursa

$$F(u,v) = 2\pi b \cdot \sum_{n=1}^{\infty} \frac{(-2\pi i u)^{n-1} \cdot (n+1) \cdot a^n}{2^{n+1} \cdot ((n+1)/2)!} \cdot \sum_{m=0}^{\infty} \frac{(-2\pi i v b)^m}{2^m \cdot (m/2)! \cdot ((m+n+1)/2)!} \quad (3.11)$$

olur. m ve $n+1$ sayılarının tek sayı olması halinde $F(u,v)=0$ olduğu dikkate alınarak (3.11) ifadesi ;

$$F(u,v) = \pi b \cdot \sum_{n=1}^{\infty} \frac{(-1)^{n-1} \cdot (2\pi u)^{2n} \cdot a^{2n-1}}{4^n \cdot (n-1)!} \cdot \sum_{m=0}^{\infty} \frac{(-1)^m \cdot (2\pi v b)^{2m}}{2^{2m} \cdot m! \cdot (m+n)!} \quad (3.12)$$

şeklinde yazılabilir. Burada ikinci toplam Bessel fonksiyonunun seri ifadesidir. Buna göre (3.12) ifadesi

$$F(u,v) = 2\pi b \cdot \sum_{n=0}^{\infty} \frac{(-1)^n \cdot (2\pi u)^{2n} \cdot a^{2n-1}}{2^n \cdot n!} \cdot \frac{J_{n+1}(2\pi v b)}{(2\pi v b)^{n+1}} \quad (3.13)$$

şeklinde yazılabilir. Diğer taraftan bu ifadeyi Mangulis (1965) tarafından verilen

$$J_{\mu}(\chi, z) = \chi^{\mu} \cdot \sum_{n=0}^{\infty} \frac{[(1/2)z(1-\chi^2)]^n}{n!} \cdot J_{\mu+n}(z) \quad (3.14)$$

açılımıyla karşılaştırarak $F(u,v)$ 'nin

$$F(u,v) = \frac{a}{v} \cdot \frac{J_1(2\pi vb\lambda)}{\lambda} ; \lambda = [1 + (au/bv)^2]^{1/2} \quad (3.15)$$

olduğunu görürüz.

Disk merkezinden δ kadar uzaktaki yıldız izdüşümü (bkz. Şekil.1) üstündeki parlaklık dağılımının (2.4) genel bağıntısıyla ve bu izdüşüm üstündeki P noktasının x-y kon düzeneğindeki konularının (2.14) ifadeleriyle verildiği dikkate alınırsa bu yıldızla ilişkin parlaklık dağılımının x-y kon düzeneğinde iki boyutlu Fourier transformu

$$\begin{aligned} G(u,v) &= \iint f(x,y) \exp[-2\pi i(xu+yv)] dx dy \\ &= \int_0^{r_1} \int_{-\pi}^{\pi} \{ f(\rho) \exp\{-2\pi i u[\rho \cos(\zeta-\varepsilon) + \delta \cos \varepsilon] - 2\pi i v[\rho \sin(\zeta-\varepsilon) - \delta \sin \varepsilon]\} \rho d\rho d\zeta \\ &= \exp[-2\pi i u \delta \cos \varepsilon + 2\pi i v \delta \sin \varepsilon] \int_0^{r_1} \int_{-\pi}^{\pi} f(\rho) \rho \exp[-2\pi i \rho q \cdot \cos(\zeta-\varepsilon-\phi)] d\zeta d\rho \end{aligned} \quad (3.16)$$

şeklinde yazılabilir. Son integralde $u=q \cdot \cos\phi$ ve $v=q \cdot \sin\phi$ dönüşümleri kullanılmıştır. Aynı dönüşümlerin ilk kısımda da kullanılması halinde ve

$$\int_{-\pi}^{\pi} \exp[-2\pi i \rho q \cos(\zeta-\varepsilon-\phi)] d\zeta = 2\pi J_0(2\pi \rho q) \quad (3.17)$$

olduğu (bkz. Kopal, 1979, p.29,3.9 denklemleri) dikkate alınırsa

$$\begin{aligned}
G(\rho, \phi) &= 2\pi \exp[-2\pi i \delta q \cos(\phi + \theta)] \int_0^{r_1} \rho f(\rho) J_0(2\pi \rho q) d\rho \\
&= 2L_1 \exp[-2\pi i \delta q \cos(\phi + \theta)] \sum_{n=0}^{\infty} (C^{(h)}/r_1^{h+2}) \int_0^{r_1} \rho (r_1^2 - \rho^2)^{h/2} \\
&\quad \cdot J_0(2\pi \rho q) d\rho \quad (3.18)
\end{aligned}$$

olur. Burada $f(\rho)$ 'nin ifadesi (2.4) denkleminde alınmıştır. (3.18)'deki integral Kopal'a (1979, p.30, 3.14 denkleminde) göre

$$\int_0^{r_1} \rho (r_1^2 - \rho^2)^{h/2} J_0(2\pi \rho q) d\rho = 2^{v-1} \Gamma(v) J_0(2\pi q r_1) r_1^{2v} / (2\pi q r_1)^v \quad (3.19)$$

Burada $v=(h+2)/2$ dir. (3.19) değeri (3.18)'de yerine konursa

$$G(\rho, \phi) = L_1 \cdot \exp[-2\pi i \delta q \cos(\phi + \theta)] \sum_{h=0}^{\infty} C^{(h)} 2^v \Gamma(v) J_0(2\pi q r_1) / (2\pi q r_1)^v \quad (3.20)$$

elde edilir.

Bir teoreme göre Fourier transformlarının "convolution" integrali transformların üzerinde alındığı geometrik yapıların arakesitlerine ilişkindir. Buna göre geometrisi 2. Bölümde ve parlaklık dağılımlarının Fourier transformları bu bölümde verilen birbirine çekimsel olarak bağlı birinin etrafında büyük ölçekli bir disk bulunan iki yıldızdan oluşan uzun dönemli çift

yıldız sisteminde varsa karşılıklı tutulmalar nedeniyle ışık kaybı.

$$L_1 \cdot \alpha = L_1 \cdot \sum_{h=0}^{\infty} C^{(h)} \cdot \alpha_h^0 \quad (3.21)$$

$$= \iint_{-\infty}^{\infty} F(u,v) \cdot G(u,v) \, du \, dv$$

ifadesiyle elde edilir. Burada $F(u,v)$ ve $G(u,v)$ transformları (3.15) ve (3.20) denklemleriyle verilmiştir. L_1 örtülen yıldızın veya diskin ışınım gücüdür.

Çok uzun dönemli çift yıldız sistemlerinde fotometrik basıklık ve yansıma etkileri boşlanabilmekte ve tutulma sırasında öndeki bileşenlerin ışık kaybına hiçbir katkıları olmamaktadır. Bu nedenle tutulmayla ışık kaybı belirlenirken hesap kolaylığı nedeniyle öndeki bileşene ilişkin izdüşüm diski üstündeki parlaklık dağılım fonksiyonu gerçek değeri yerine bir alınır.

Bu durumda, (3.21) denkleminde α_h^0 kesirsel ışık kaybı, diskin diğer bileşeni örtmesi halinde

$$\alpha_h^0(a,b,r_1,\delta) = 2\pi ab 2^v \cdot \Gamma(v) \int_0^{\infty} (J_0(2\pi q r_1) / (2\pi q r_1)^v) \cdot$$

$$\int_{-\pi}^{\pi} \{ (J_1(2\pi q [a^2 \cos^2 \phi + b^2 \sin^2 \phi]^{1/2}) \cdot \exp[-2\pi i \delta q \cos(\phi + \epsilon)]) / (2\pi q [a^2 \cos^2 \phi + b^2 \sin^2 \phi]^{1/2}) d\phi \} q dq \quad (3.22)$$

ve diskin diğer bileşen tarafından örtülmesi halinde

$$\alpha_n^0(a,b,r_1,\delta) = 4\pi r_1^2 \int_0^\infty \left(\frac{J_1(2\pi q r_1)}{(2\pi q r_1)} \right) \cdot$$

$$\int_{-\pi}^{\pi} \left\{ \left(\frac{J_1(2\pi q [a^2 \cos^2 \phi + b^2 \sin^2 \phi]^{1/2})}{[a^2 \cos^2 \phi + b^2 \sin^2 \phi]^{1/2}} \right) \exp[-2\pi i \delta q \cos(\phi + \epsilon)] \right\}$$

$$\cdot \int_0^\infty \left(\frac{J_1(2\pi q r_1)}{(2\pi q r_1)} \right) \cdot \int_{-\pi}^{\pi} \left\{ \left(\frac{J_1(2\pi q [a^2 \cos^2 \phi + b^2 \sin^2 \phi]^{1/2})}{[a^2 \cos^2 \phi + b^2 \sin^2 \phi]^{1/2}} \right) \exp[-2\pi i \delta q \cos(\phi + \epsilon)] \right\} q dq \quad (3.23)$$

şeklinde iki katlı integrallerle belirlenmiş olur. Örtme (veya örtülme) olmaması halinde α_n^0 'in sıfır olması gerekir. (3.22) ve (3.23)'de integral içleri değişen q ve ϕ değerleri için hızlı salınım gösteren fonksiyonlardan oluşmuştur. Integral içi q arttıkça sönümlenen salınımlar gösterir ve salınımlar altındaki (+) ve (-) alanların cebirsel toplamı α_n^0 değerini verir. İlginçtir ki normal yıldız ve diske ilişkin parametreler (3.22) ve (3.23) denklemlerinde ayrı terimlerde bulunmakta ve bu da (3.22) ve (3.23)'ün uygulamasında büyük kolaylık sağlamaktadır. Üstel ifadedeki terim evre açısına ve yörünge eğikliğine bağlı olarak α_n^0 'nin değişimini belirlemektedir. (3.22) ve (3.23) ifadeleri her tür (halkalı, tam, parçalı) tutulma için geçerlidir. Tutulma sırasında disk örtülüyorsa (3.23) ifadesi ancak disk üzerindeki parlaklık dağılımının düzgün olması ($u=0$) halinde geçerlidir. Aksi halde diskin izdüşümü üzerindeki parlaklık dağılımı uygun bir fonksiyonla (3.1) denkleminde dikkate alınmalıdır.

(3.22) denkleminde $a=b=r_2$ alınması halinde ifade

$$\alpha_n^0(r_1, r_2, \delta) = (2\pi r_2)^2 2^v \Gamma(v) \int_0^\infty \left(\frac{J_0(2\pi q r_1)}{(2\pi q r_1)^v} \right) \cdot$$

$$\left(\frac{J_1(2\pi q r_2)}{(2\pi q r_2)} \right) \cdot J_0(2\pi q \delta) dq \quad (3.24)$$

şekline dönüşür ki bu, iki küresel yıldızdan oluşan çift yıldız sisteminde bir tutulma sırasında kesirsel ışık kaybını

vermektedir. (3.24) ifadesi küresel model için Kopal'in (1979) 3.32 denkleminde a=b=r₂ alınması halinde ifade

$$\alpha_n^0(r_1, r_2, \delta) = 2 \cdot (2\pi r_2)^2 \int_0^{\infty} \left[\frac{J_1(2\pi q r_1)}{(2\pi q r_1)} - J_1(2\pi q r_2) \right] \frac{J_0(2\pi q \delta) dq}{(2\pi q r_2)} \quad (3.25)$$

olarak bulunur ki bu da (3.24)'ün, örtülen yıldızın izdüşüm diski üzerinde parlaklık dağılımının düzgün olması (u=0) durumunda, özel halidir. Böylece, bir bakıma (3.22) ve (3.23) denklemleri Kopal'in küresel model için geliştirdiği kesirsel ışık kaybı ifadesinin yığılım disklerinin fotometrik etkisi için genelleştirilmiş biçimleridir.

4. Tutulma gözlemlerinin analizi için bir yöntem :

İkinci bölümde açıklanan varsayımlara uyan uzun dönemli ve bileşenlerinin biri etrafında kalın bir disk bulunan çift yıldızın fotometrik ışık değişimi L₁+L₂=1 alınması halinde

$$I = 1 - L_1 \alpha \quad (4.1)$$

temel bağıntısıyla ifade edilebilir. Burada α tutulmayla ışık kaybını gösteren tutulma fonksiyonudur ve genelde örtülen bileşenin kenar kararma katsayısına bağlı olarak (3.21) açılımıyla verilir. L₁ örtülen, L₂ ise örten bileşenlerin kesirsel ışınım gücüdür. Doğrusal kenar kararma yasasının uygulanması durumunda

$$\alpha = [(3-3u_1)/(3-u_1)] \alpha_0^0 + [(3u_1)/(3-u_1)] \alpha_1^0 \quad (4.2)$$

bağıntısıyla verilir. α_n^0 'ın integral ifadesi, sistemde diskin diğer bileşeni örtmesi halinde (3.22) denklemiyle ve diskin diğer bileşen tarafından örtülmesi halinde ise (3.23) denklemiyle verilmiştir. Tutulmanın herhangi bir θ evresi için α_n^0 değeri bu denklemlerden a , b , r_1 ve i 'nin fonksiyonu olarak hesaplanabilir. Bu durumda, elimizde disk etkisinin var olduğu uzun dönemli bir çift yıldızın fotometrik tutulma gözlemleri varsa önce (1) gözlemsel yeğinlikler, tutulma dışında sistemden alınan toplam ışınım yeğİnliğİne normalize edilir. Sonra (2) tutulma eğrisi içinde, simetri nedeniyle, tutulma ortası ile dıştan teğet evresi arasında en az çözmek istediğimiz bilinmeyen sayısı kadar θ evresi ve bu evrelere karşı gelen normalize edilmiş I değerleri belirlenir. Böylece bu (θ_i, I_i) noktalarıyla (4.1) biçiminde en az bilinmeyen sayısı kadar $(n$ tane) denklem oluşturulmuş olur. Denklemlerin sol tarafları ilgili θ evresi için gözlemsel ışınım yeğİnliğini sağ tarafları da bilinmeyen parametrelerin fonksiyonu olarak kuramsal ışınım yeğİnliğini belirler. Bu denklemler

$$\begin{aligned}
 F_1 &\equiv I(\theta_1) + L_1 \alpha(\theta_1) - 1 = 0 \\
 F_2 &\equiv I(\theta_2) + L_1 \alpha(\theta_2) - 1 = 0 \\
 F_3 &\equiv I(\theta_3) + L_1 \alpha(\theta_3) - 1 = 0 \\
 &\vdots \\
 &\vdots \\
 F_n &\equiv I(\theta_n) + L_1 \alpha(\theta_n) - 1 = 0
 \end{aligned} \tag{4.3}$$

şeklinde yazılabilir. Doğrusal olmayan bu denklemlerden bilinmeyen parametreler nümerik yollarla çözülür. Dikkate aldığımız çift yıldız sistemleri için, u_1 kenar kararması katsayısının kuramsal model atmosfer çalışmalarından alınması halinde, bilinmeyen olarak (4.3) denklem takımından çözülecek parametreler a , b , r_1 , L_1 ve i 'dir. Bu parametreler bulunduğundan sonra $L_1 + L_2 = 1$ eşitliğinden L_2 kesirsel ışınım gücü ve (2.11)

bağıntısından da diskin yarı kalınlığı p bulunabilir. Burada not edilmelidir ki bulunacak tüm uzunluklar (a , b , r_1 ve p) bileşen merkezleri arasındaki sabit A uzunluğu cinsinden ifade edilmiştir. A 'nın sabit alınması yörüngenin çember alınmasından kaynaklanmaktadır. Ayrıca belirtmek gerekir ki ışık eğrisinin hem birinci hem ikinci tutulma minimumlarından oluşturulacak (4.3) biçimindeki denklemlerin eş zamanlı çözümünden daha az yanlışlı ve daha güvenilir parametreler bulunabilecektir.

Kaynaklar

- Horne, K.D., 1985, MN, 213, 129.
- Kriz, S., 1982, Hvar Obs. Bull., 6, 53.
- Kopal, Z., 1979, Language of the Stars, D. Reidel Publ. Co., Holland.
- Mangulis, V., 1965, Handbook of Series for Scientists and Engineers, Academic Press, N.Y., p.29.
- Plavec, M., J, 1982, in Advances in UV Astronomy, NASA. Conf. Publ., 2238, p.526.
- Reimers, D., 1980, in Second European IUE Conference, ESA SP-157, p.33.
- Smak, J., 1971, Acta A., 21, 15.
- Tananbaum, H., 1972, IAU Symp. No:55.
- Warner, B. ve Nather R.E., 1971, MN, 152, 219.



Zeki Eker

Ege Unuversitesi, Fen Fakültesi

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Bornova, İzmir

1. GİRİŞ

Uzun dönemli K1 IV-III spektral türünden bir RS CVn yıldızı olan HR 7275 in H_{α} bölgesindeki spektrumu Wisconsin Üniversitesi Pine Bluff Gözlemevinde 91 cm lik teleskopa bağlı yüksek ayırma güçlü Echelle tayf çekerindeki Reticon dedektörü ile alınmıştır. Hepsi de aynı yörünge periyodu içinde olmak üzere değişik evrelerde 8 tayf elde edilmiştir. Yaklaşık 60 \AA genişliğindeki bu tayflarda 0.36 \AA luk ayırma gücü kullanılmıştır. Tayflardaki sinyalin gürültüye oranı yaklaşık $S/N \sim 150$ dir. Aynı sistemle alınan α Boo (Arkturus) yıldızının tayfı da mukayese olarak kullanılmıştır.

Young(1944) sistemin tayfsal gözlemlerinden yörünge elemanlarını tayin etmiş ve dönemi $P_0 = 28.59 \pm 0.01$ gün olarak belirlemiştir.

Sistemin fotometrik gözlemleri Herbst(1973)'ün HR 7275 yıldızını değişen yıldız olarak keşfetmesiyle başlar. Fried ve ark.(1982) üç yıllık ışık eğrisini incelemiş ve sistemin fotometrik dönemini 27.78 gün olarak bulmuştur. Işık eğrisinin şekil ve genlik (~ 0.2) olarak değişken olduğunu söylemiştir. Daha sonra Seeds ve Nations(1986) sistemin bu makaledeki tayf gözlemlerinin alındığı dönem dahil olmak üzere dört yıllık (1982,83,84,85) ışık eğrisini yayınlamıştır.

2. BULGULAR ve TARTIŞMA

a. yörünge

H_α bölgesindeki diğer metal çizgilerinden elde edilen radyal hız eğrilerinden bulunan evrelerin Young(1944)'ün verdiği yörünge elemanları ile karşılaştırılmasından daha duyarlı yörünge periyodu bulunmuştur. $P_0 = 28.5895 \pm 10^{-4}$ gün.

b. yoldas

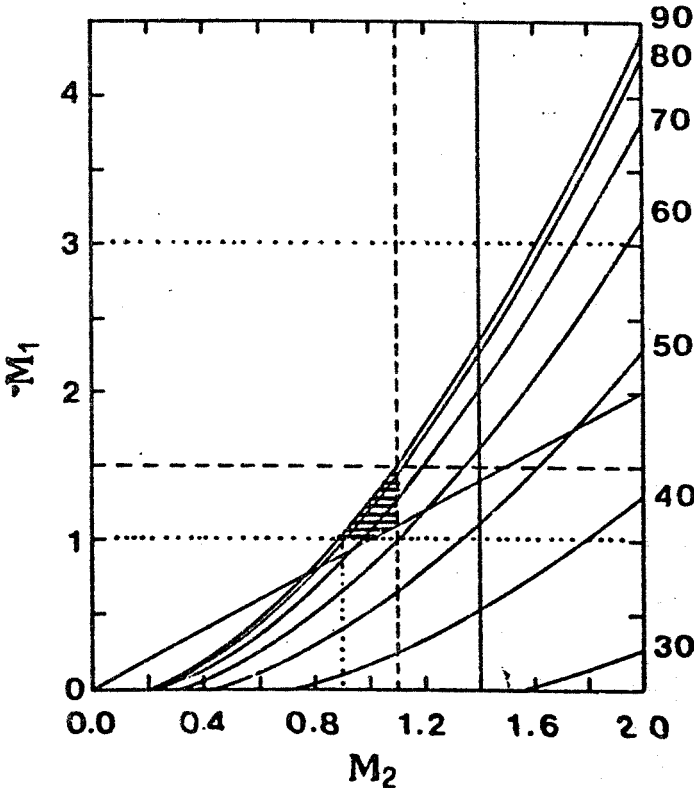
Elimizdeki yüksek duyarlıklı tayflarda yoldas

yıldızın etkisi görülemediği için yoldaşın baş yıldızdan 3.5 - 4 kadirde daha sönük olduğu tahmin edilmektedir. Ayrıca, Bowyer'ın 1981 yılında gözlediği, IUE mikrofişlerinden bulunan HR 7275 in düşük a-yırma güçlü ultraviyole tayfında da, soğuk baş yıldızın aktif kromosferinden gelen çizgilerin yanında bir sıcak anakol yıldızı veya beyaz cüceden gelebilecek süreklilik bulunamamıştır.

Bu limitler yoldaş yıldızın F8 tayf türünden daha soğuk bir anakol yıldızı veya IUE tayflarında görülemeyecek kadar sönük bir beyaz cüce olabileceğini ima eder. Allen(1973)'ün gözlemsel verilerine göre böyle bir anakol yıldızının kütlesi $1.1 M_{\odot}$ den daha küçük olmalıdır. Öte yanda, gelişim eğrileri ve teorik H-R diyagramına göre sistemin baş yıldızının kütlesi kabaca $1-3 M_{\odot}$ arasında olmalıdır. Buradaki alt limit ve kütle fonksiyonu yoldaş yıldızın $0.9 M_{\odot}$ den daha kütleli olmasını gerektirir. Sonuç olarak yoldaş yıldızın $0.9 < M_2 < 1.1 M_{\odot}$ limitleri arasında bir anakol yıldızı olabileceği ortaya çıkar. Böylece, baş yıldızın kütlesi de $1 < M_1 < 1.5 M_{\odot}$ limitleri arasında olmalıdır.

Eğer görünmeyen yoldaş yıldız bir anakol yıldızı değilse, o zaman sistemde bir beyaz cüce olması ihtimali ortaya çıkar. Beyaz cücelerin soğuma zaman-

ları kütleleriyle ters orantılı ve çok uzundur. Bu sebeple sistemde, ultravioleto tayfında görülmeyen kütleli, soğumuş bir beyaz cüce olması mümkündür. Sayıları az da olsa uzun dönemli çift sistemler içinde beyaz cüce bileşenli yıldızlar vardır. Fakat, HR 7275 sisteminin de böyle bir sistem olduğuna dair kesin delil gerekmektedir. Elimizdeki bilgilerle ancak, yoldaş yıldızın FB - G5 tayf türü arasında bir anakol yıldızı olması en muhtemeldir denilebilir.



Şekil 1

M_1 ve M_2 baş ve yoldaş yıldızın kütleleri olmak üzere, Şekil 1, M_2 değerleri için bilinen kütle fonk-

siyonu ve verilen yörünge eğimi için baş yıldızın, kütlesini göstermektedir. Şekildeki taralı alan yuvarıdaki belirttiğimiz limitlerle belirlenmiş çözüm alanıdır. Düşey düz çizgi yoldaş yıldızın limit kütleli bir beyaz cüce olması halinde değişik yörünge eğimleri için baş yıldızın sahip olabileceği üst kütle limitini belirler. Eğik düz çizgi de $M_1 = M_2$ değerlerinin oluşturduğu doğrudur.

Tahmin ettiğimiz gibi sistem eğer normal gelişim göstermiş, yani baş ve yoldaş yıldız arasında şimdiye kadar kütle alış verisi olmamışsa, M_1 ve M_2 kütleleri arasındaki oran o şekilde olmalıdır ki, baş yıldız devler koluna vardığı zaman yoldaş hala ana kolda kalbilsin. Iben (1967) ye göre 1.25 güneş kütleli bir yıldızın devler koluna gelme süresi $4.2 \cdot 10^9$ yıldır. 1.0 güneş kütleli bir yıldızın ana kolda kalma süresi $7 \cdot 10^9$ yıldır ve 1.25 güneş kütleli bir yıldızın devler koluna varma süresinden daha uzundur. Bu örnek aynen $i = 90$ derece olması şartı ile HR 7275 sistemine uymaktadır ve çözüm alanı içine düşer.

M_1 ve M_2 arasında beklenen kütle farkı sistemin yörünge eğiminin yüksek olmasını gerektirir (Şekil 1). Bu da sistemde bir tutulma olması ihtimalini arttırır. Tutulmanın bir tam tutulma olması halin-

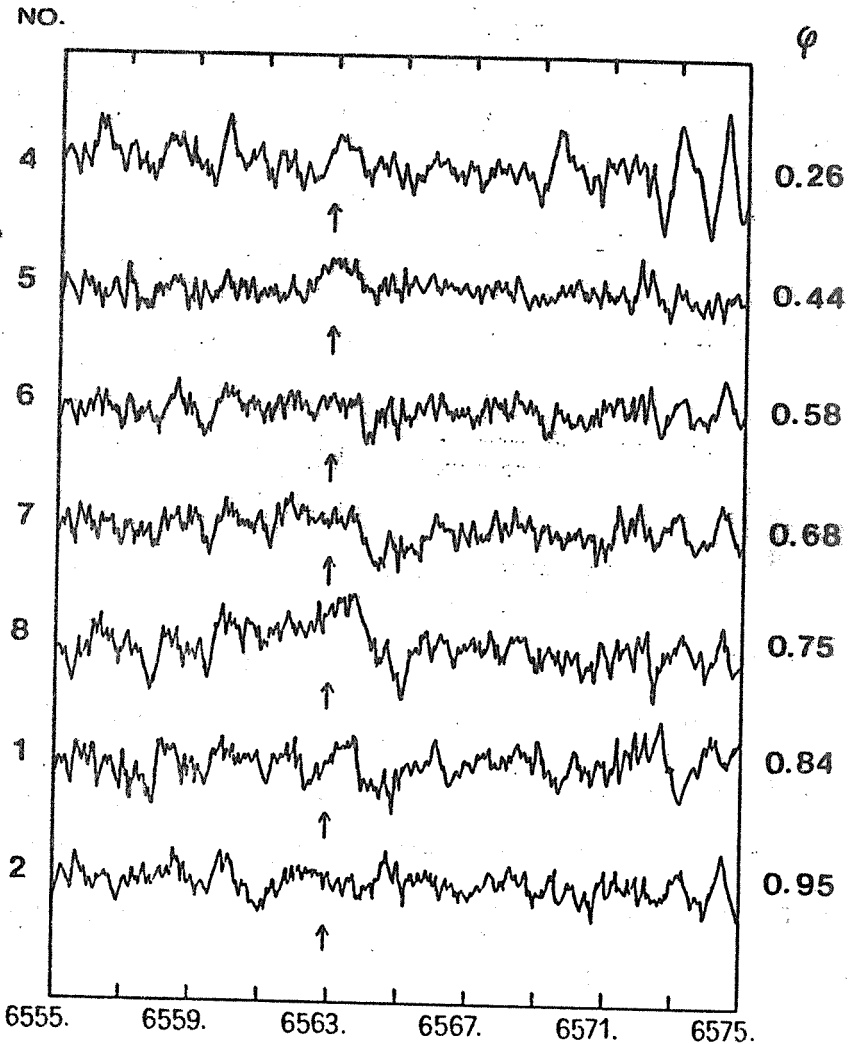
de, genliğin 0.042 kadir den daha küçük olması gerektiği de bileşenler arasındaki parlaklık farkından tahmin edilebilir. Böyle bir tutulmanın gözlemlerle keşfedilmesi yoldaşın kimliğinin bilinmesinde önemli olacaktır.

c. H_{α}

Sistemin H_{α} profili normal dev ve alt devlere göre daha zayıftır. H_{α} profillerinin kırmızı kanadında fazladan bir soğurma varmış gibi, periyodik bir asimetri görülmektedir. Asimetri en çok 0.75 evrede (quadratur, yoldaş uzaklaşırken) belirginleştiği için yoldaş yıldızın H_{α} soğurmasından süphelenilmişse de aynı simeri bozucu etkinin 0.25 evrede görülmemesi bu etkini yoldastan kaynaklanmadığını açıkça göstermektedir. Yoldaşın etkisi diğer metal çizgilerinde görülmediği gibi H_{α} da da görülmemektedir.

Yörünge hareketleri düzeltilip, tayflardaki dalga boyları laboratuvar çerçevesine indirildiği ve K1 spektral tipinde bir normal dev olan α Boo (Arkturus) nun tayfı ile karşılaştırıldığı zaman, genel olarak bütün tayflarda, sürekliliğin %30 u kadar H_{α} emisyonu olduğu görülmüştür. Sistemdeki değişimleri daha iyi belirlemek ve göstermek için B tayfın için-

den en simetrik olanı (scan 3) seçilmiş ve bu tay-
fın diğer tayflardan çıkartılmasıyla Şekil 2 deki
fark spektrumu elde edilmiştir. Böylece sistem ken-
di kendisiyle karşılaştırılmıştır. Şekilde H_{α} nın
yeri okla gösterilmiştir. Acıkça görülüyor ki HR
7275 sisteminde normal (aktif olmayan) yıldızlara



Şekil 2

göre değişken bir H_{α} emisyon fazlalığı vardır.

Bu değişimler Seeds ve Nations (1984) da yayınlanan ışık eğrisinin aynı zamana raslayan bölümüyle karşılaştırılmış ve maksimum emisyonun lekelerden kaynaklanan ışık minimumuna rasladığı görülmüştür. Böylece, H_{α} daki değişimlerin sistemdeki fotometrik (ışık eğrisi) değişimleri ile uyum içinde olduğu ve fazlalık H_{α} emisyonun, güneşte olduğu gibi lekelerin civarındaki plaj bölgelerinden kaynaklandığı söylenebilir.

4. SONUCLAR

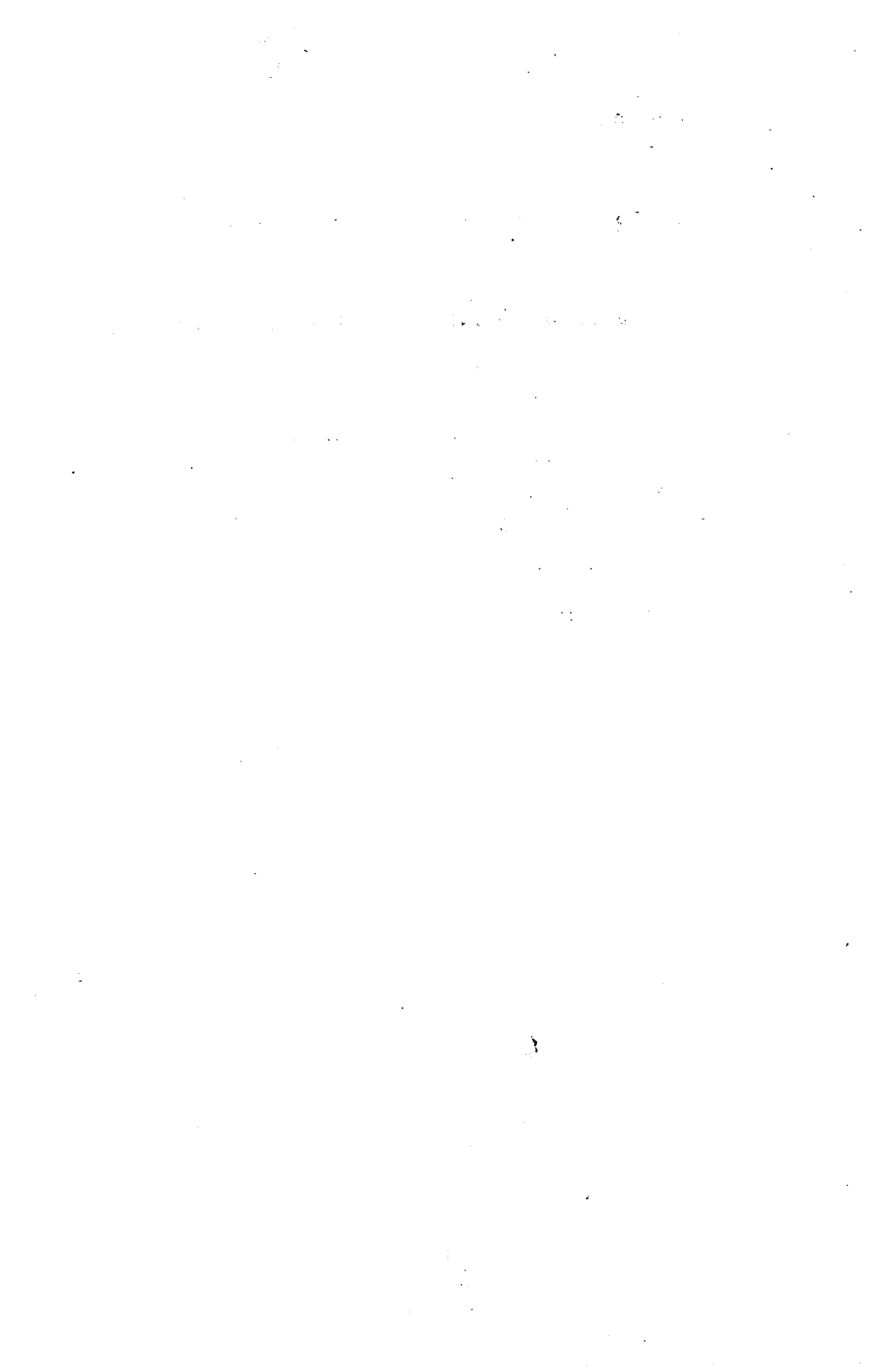
1 - Sistemin yörünge peryodunun duyarlılığı arttırılmıştır.

2 - Kütle fonksiyonu, H_{α} ve UV tayflarından elde edilen bilgilere göre, görülmeyen yoldaşın kütlesi $0.9 < M_2 < 1.1 M_{\odot}$ limitleri arasındadır. Bu sebeble baş yıldızın kütlesi de $1 < M_1 < 1.5 M_{\odot}$ dir.

3 - Sistemde değişen bir H_{α} emisyonu mevcuttur ve değişimleri de fotometrik (ışık eğrisi) değişimlerle uyum içindedir.

KAYNAKLAR

- Fried, R.E., Eaton, J.A., Hall, D.S., Henry, G.W.,
Lovell, L.P., Krisciunas, K., Chambliss, C.R.,
Detterline, P.K., Landis, H.J., Louth, H., and
Skillman, D.R. 1982. *Astrophys and Space
Sci.*, 83, 181.
- Herbst, W. 1973. *Astr. Astrophys.*, 26, 137.
- Iben, I. 1967. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.*, 5, 571.
- Seeds, M.A., and Nations, H.L. 1986. *IAPPP. Comm.*
no. 25. p50.
- Young, R.K. 1944. *J.R.A.S. Can.*, 38, 366.



UV PSC ÇİFT YILDIZININ FOTOMETRİK GÖZLEMLERİ

İ.Ethem Derman*

Zeki Aslan**

Cemal Aydın*

*A.U.F.F.Astronomi ve Uzay Bil. Böl.,Beşevler, Ankara.

**İnönü Üniv.,Fen Ed. Fak., Fizik Böl., Malatya.

1. Giriş.

İlk ışık eğrisi Huth (1959) tarafından yayınlanan UV Psc, son otuz yılda birçok araştırmacı tarafından fotometrik olarak gözlenmiş ve sisteme ait fiziksel öğeler saptanmıştır. Hall (1976), bu yıldızı kısa dönemli RS CVn türü olarak sınıflandırdı. Sistemin bileşenlerinin her ikisinin de Ca II nin H ve K çizgilerinde salma yaptığını ve çift çizgili tayfsal bir çift yıldız olduğuna ilişkin tayfsal bilgiler, Popper (1976) tarafından verildi.

Bileşenlerin tayf türleri renk eğrisinin analizinden G2 V ve K0 IV olarak Oliver (1974) tarafından verilmesine rağmen Rao ve Sarma'nın (1984) yaptığı ayrıntılı analiz sonucu, yoldaş yıldızın bir anakol yıldızı olduğu anlaşıldı. Bu araştırmacılar sistemin bileşenlerinin G4-5V ve K0-2V tayf türünden olduğunu buldular. Bu sonuç daha sonra Budding ve Zeilik (1987) tarafından da desteklendi.

2. Gözlemler.

UV Psc, Ankara Üniversitesi Gözlemevinde 30 cm. lik Maksutov teleskobu ile 1976 yılından bu vana gözlenmektedir.

Gözlemlerde kullanılan fotokatlandırıcı 1984 yılına dek EMI 6256 S, daha sonra ise EMI 9789 QB dir. 1981 yılından önce sadece b ve v süzgeçleri, daha sonra u, b ve v süzgeçleri kullanılmıştır. 1987 yılı dahil toplam 62 gece gözlemi yapılmasına karşın 1977, 1981 ve 1982 yılları hariç tüm evreleri kapsayan tam bir ışık eğrisi elde edilememiştir.

BD+6°191 yıldızı mukayese, BD+6°195 yıldızı ise denet olarak gözlenmiş, bunun yanında diğer araştırmacıların mukayese yıldızları olan BD+6°197, BD+6°187 ve BD+6°204 de çok sık olarak gözlem programımızda yer almıştır. Bundan amacımız ileride, yayınlanan tüm gözlemleri kendi sistemimize indirgeyerek ayrıntılı bir analiz yapmaktır.

Her gece yapılan gözlemler, diferansiyel sonümlene gozonüne alınarak indirgenmiş, güneşe indirgenmiş gözlem zamanlarından Aslan'ın (1978) verdiği,

$$\text{Min I} = \text{HJD } 2443405.5225 + 0^d.8610482$$

ışık elemanlarını kullanarak evreler hesaplanmıştır.

3. Sonuc.

Şekil 1, 2 ve 3 de sırasıyla 76-77-78, 80-81-81 ve 84-85-87 yıllarında B bandında elde edilen UV Psc'in ışık eğrileri görülmektedir. Bu şekillere ilk bakışta minimumlar dışında saçılmaların fazla olduğu görülmektedir. Kısa dönemli RS CVn-türü yıldızların hemen hemen tümünde bu saçılmalar vardır. Rao ve Sarma (1984), UV Psc'de bu saçılmaya sıcak bileşendeki oz değişimin neden olduğunu ileri sürmüşlerdir. Gözlemlerde

Gözlemlerde yaklaşık 0.1 kadir yöresinde olan bu dağılım bozulma dalgasının biçimini de bozacaktır.

Tutulma dışı ışık değişimine, bileşenlerden birinin veya her ikisinin yüzeyindeki lekelerin neden olduğu ileri sürülmektedir. UV Psc'in bu ön çalışmamızda ilgimizi çeken 1981 yılına ilişkin ışık eğrisi oldu. **Şekil.4 a ve b** de sırasıyla B ve V bandlarında 1981 yılının Eylül ve Ekim aylarında ikinci minimum yöresinde yapılan gözlemler farklı simgelerle görülmektedir. Ortalama 25 gün ara ile elde edilen bu gözlemlerde ikinci minimum dışında farklı iki bozulma dalgası görülmektedir. Eğer bu değişim lekelerden kaynaklanıyor ise, bu kısa süre içinde yıldız yüzeylerindeki lekelerin kapladığı alan değişmiş olacaktır. UV Psc'in kırmızı ötede gözlemlerini yapan Busso ve arkadaşları (1987), bu bölgede artık ışınım bulmuşlar ve bunu açıklamak için sistemi saran 1500°K sıcaklığında bir zarfın olduğunu ileri sürmüşlerdir. Fakat böyle bir zarfın görsel bölgede ne gibi bir etki yaratacağına değinmemişlerdir.

Bu yıldızın gözlemleri üzerinde çalışmalarımız henüz yeni başladı. Amacımız her yıl elde edilen ışık eğrisini analiz ederek hem çift yıldızın fiziksel öğelerindeki değişimleri hem de tutulma dışı ışık değişiminin yapısını incelemektir.

Kaynakça:

Aslan, Z., 1978, Inf. Bull. Var. Stars, No.1511.

Budding, E., Zeilik, M., 1987, Astrophys. J.,319, 827.

Busso, M., Scaltriti, F., Cellino, A.,1986, Astron. Astrophys.,
156,106.

Busso, M., Scaltriti, F., Persi, P., Robberto, M., Silvestro,
G.,1987, Astron. Astrophys., 183, 83.

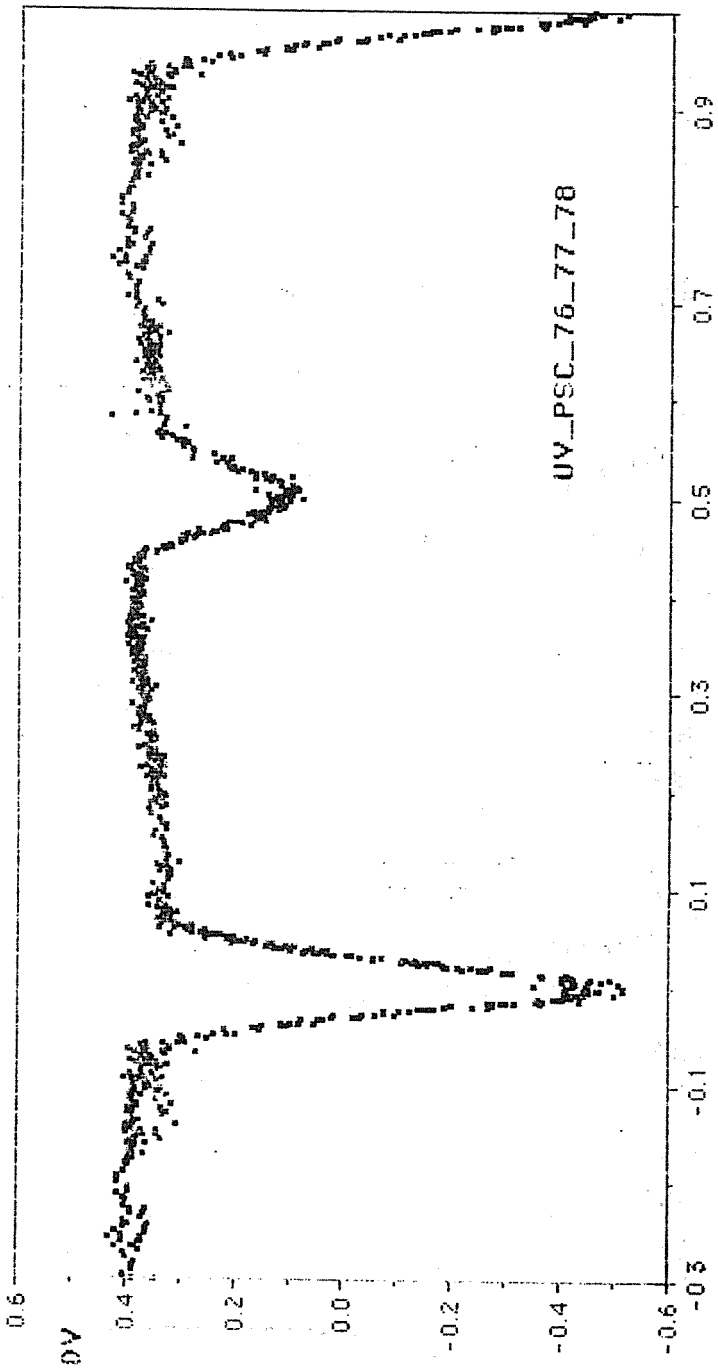
Hall, D. S., 1976, Proc. of IAU Coolog., No. 29 (Budapest), Part 1,
p.287.

Huth,H.,1959, Mitteilungen über veranderliche Sterne,
No.424.

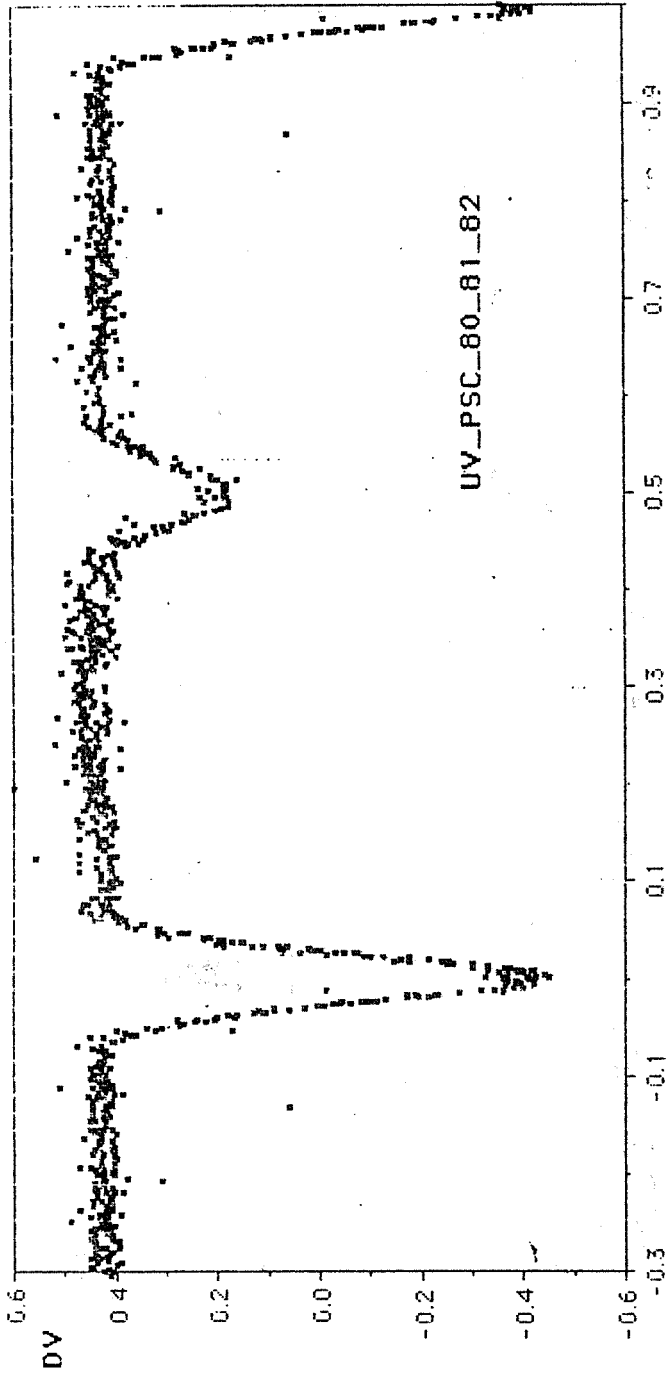
Oliver, J. P., 1974, Ph.D. Thesis, Univ. of California, LosAngeles.

Popper, D. M., 1976, Inf. Bull. Var. Stars, No. 1083.

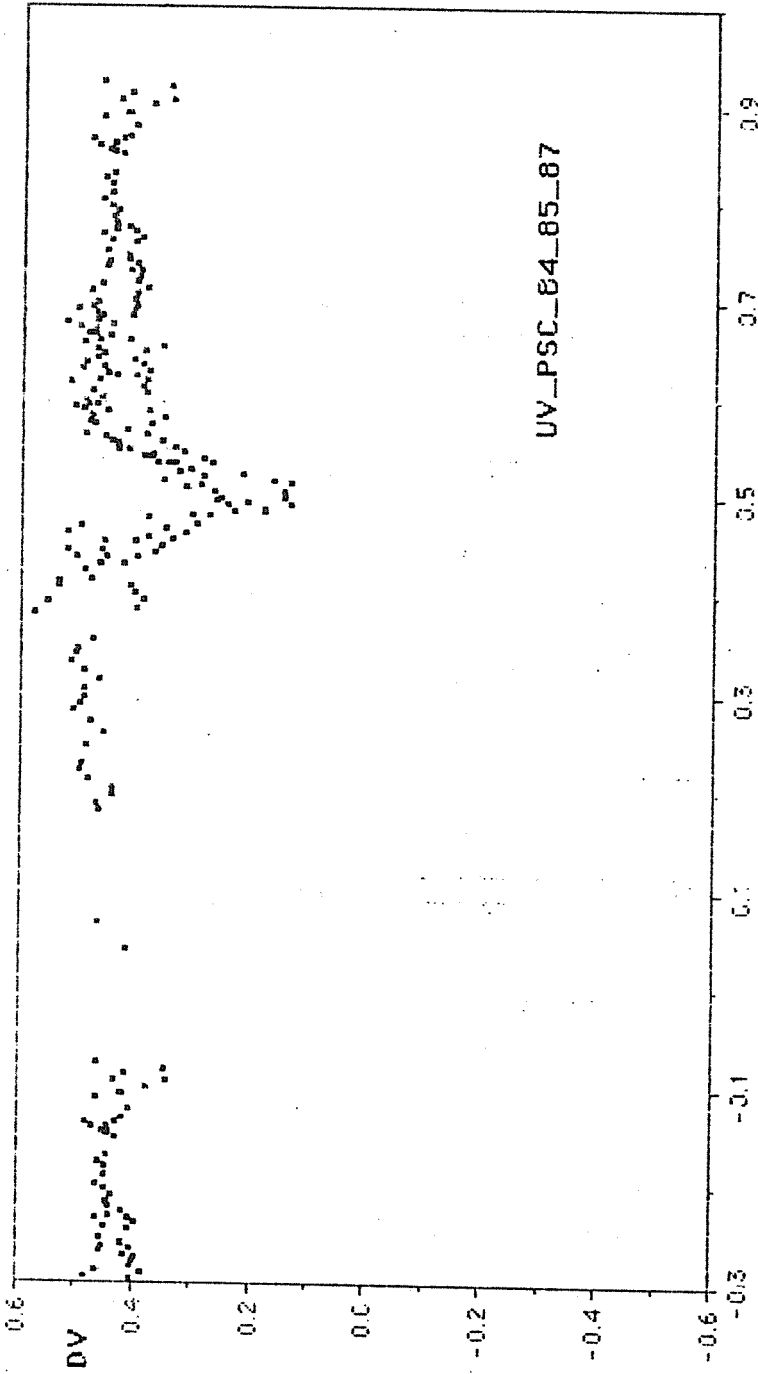
Rao, P. V., Sarma, B. K., 1984, Astrophys. Space Sci., 99, 239.



EYRE
Şekil I

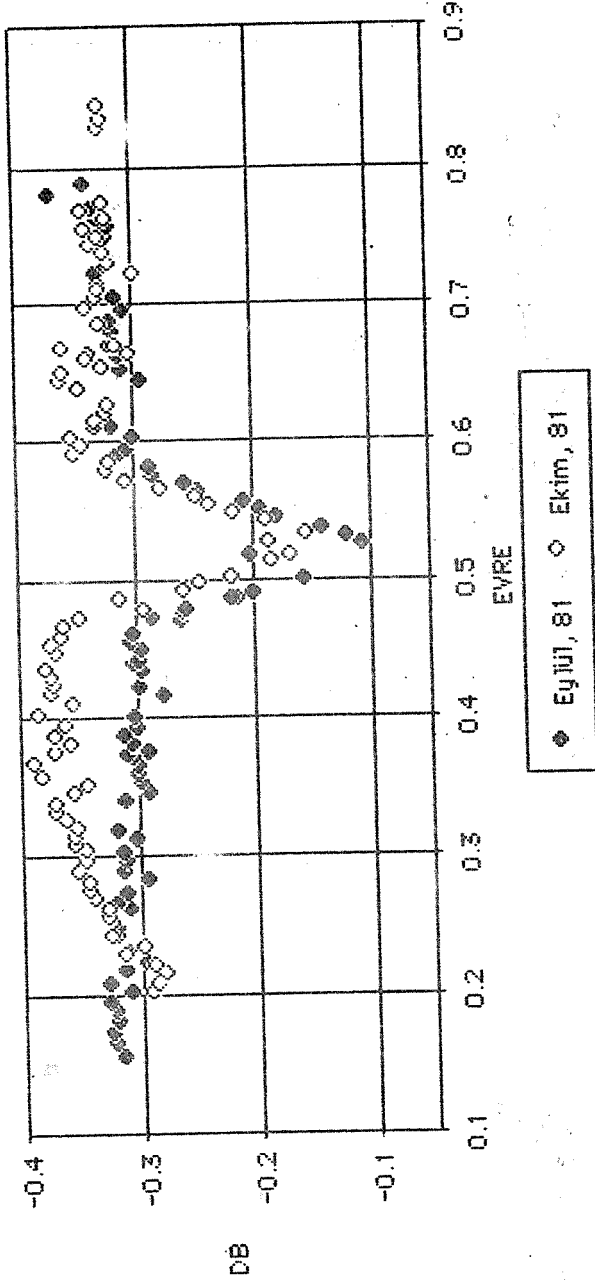


EYRE
Şekil.2



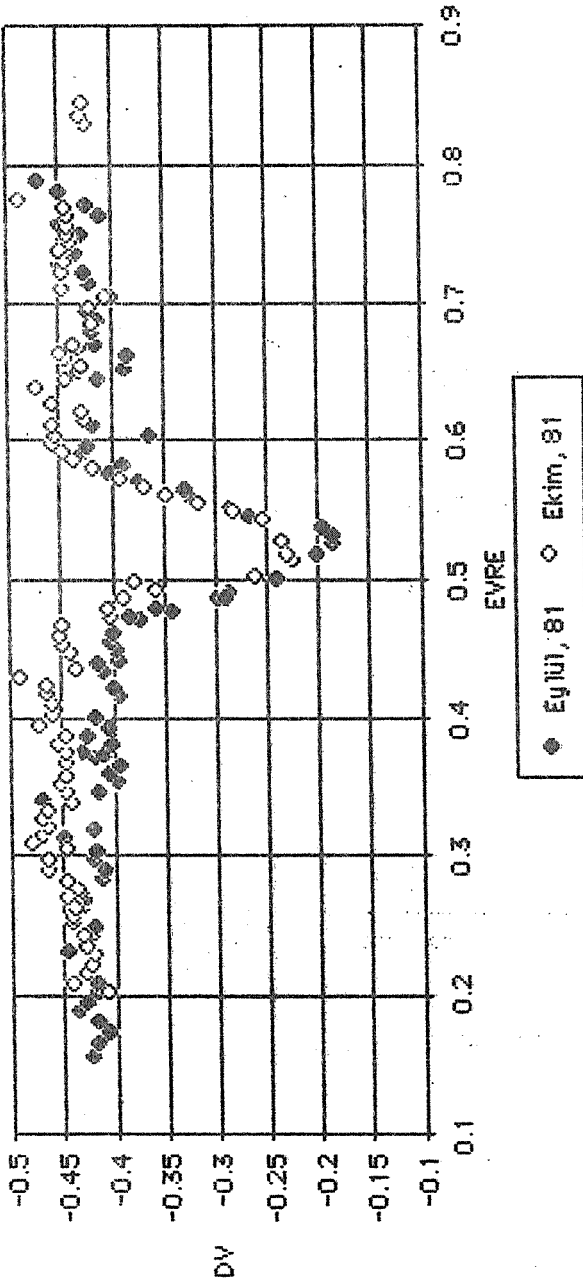
EYRE
Şekil.3

UV_PSC_81_B_II. MIN. YÖRESİ

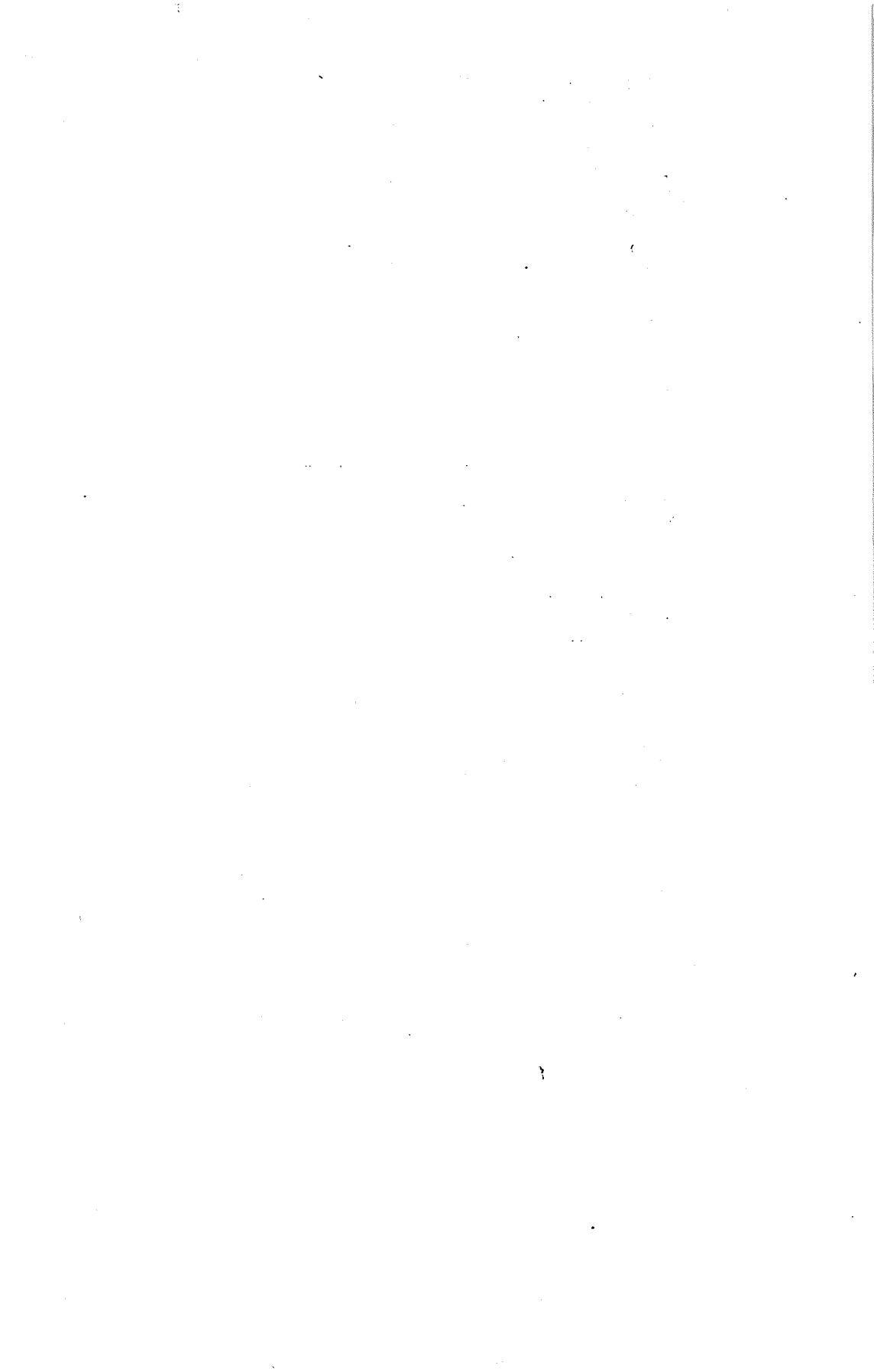


Şekil.4-a

UV_PSC_81_V_II. MIN YÖRESİ



Şekil.4-b



UV Psc'de DALGA GÖÇÜ

M. C. AKAN

Ege Üniversitesi Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Bornova-İzmir

1. Giriş

Sistemin fotoğrafik gözlemlere dayanan ilk ışık eğrisi Huth (1959) tarafından yayınlanmıştır. Sistem daha sonra Hall (1976) tarafından kısa dönemli RS CVn türü çift olarak sınıflandırılmıştır. Tayfsal çalışması sonucu Popper (1969,1976) her iki bileşende de Ca II nin H ve K salma çizgilerinin varlığını saptamıştır. Fotoelektrik ışık eğrilerinin analizi-ne dayanarak Sadık (1979) ışık eğrisindeki düzensizliklerin bileşenlerden biri üzerindeki parlak bir bölgenin varlığından kaynaklandığını öne sürmüştür. Zeilik ve ark. (1981,1982) yaptıkları fotoelektrik gözlemler sonucu sistemin ışık eğrilerinde asimetric bir bozulmanın varlığına işaret etmişlerdir. Busso ve ark. (1986) fotometrik gözlemlerin analizi sonucu gruba giren diğer çiftlerdekine benzer bir şekilde çevrimsel değişimlerin varlığını ortaya koymuş-

lardır. Yaptıkları UBV gözlemlerine dayanarak Vivekananda Rao ve Sarma (1984) sistemdeki sıcak bileşenin bünyesel bir değişen olabileceğini öne sürmüşlerdir. Sistemin infrared gözlemlerini yapan Antonopoulos (1987) da sıcak bileşenin bünyesel bir değişen olabileceğini belirtmiştir.

2. Gözlemler

Sistemin fotoelektrik gözlemleri, B ve V renklerinde olmak üzere, Ege Üniversitesi Rasathanesinin 48 cm lik Cassegrain teleskopu ile 1981, 1982, 1984, 1985 ve 1986 yıllarında yapılmıştır. Gözlemler sırasında BD +6° 191 ve BD +6° 197 sırasıyla mukayese ve denet yıldızları olarak kullanılmışlardır. Her bir gözlem noktasının evresi İbanoğlu (1987) tarafından verilen,

$$\text{Min. I} = \text{J.D. (Hel.) } 2444932.2985 \pm 2 \quad 0^s.86104771 \text{ E} \pm 11$$

denklemleri ile hesaplanmıştır.

3. Işık Eğrisi Değişimleri ve Dalga Göçü Dönemi
Şekil 1,2,3,4 ve 5 de sistemin 1981, 1982, 1984, 1985 ve 1986 yıllarında elde edilen ışık eğrileri görülmektedir. Bu şekillerden ve Tablo 2 den de

görüldüğü gibi ışık eğrilerindeki dalga biçimi bozulmanın zamanla hem genliği değişmekte, hem de minimumu azalan evrelere doğru kaymaktadır. Şekil 6, 7, 8, 9 ve 10 da gözlem yapılan her bir yıl için sistemin tutulmalar dışındaki parlaklık değişimleri verilmiştir. Sadık (1979) tarafından elde edilenler de dahil olmak üzere Rasathanemizde elde edilen tüm ışık eğrileri, dalga biçimi bozulmaların matematik ifadelerinin elde edilmeleri amacıyla işleme tabi tutulmuşlardır. 6, 7, 8, 9 ve 10 no.lu şekiller ayrıca tutulmalar dışındaki parlaklık değişimlerine ait ikinci ve üçüncü mertebelerden Fourier serileri ile hesaplanmış eğrileri de içermektedir. İkinci mertebeden eğrilerin üçüncü mertebeden olanlara oranla gözlemleri daha iyi temsil ettikleri görülmüştür. Tablo 1 de her iki renk için Fourier katsayıları hataları ile birlikte görülmektedir.

İkinci mertebeden eğrilerin minimum oldukları evreler bu şekillerden saptanarak yıllara göre noktalandıklarında başlangıçta çok karmaşık bir dağılımla karşılaşılmiştir. Şekil 11 de diğer daha az olası durumlar karmaşıklığı önlemek amacıyla kullanılmamış, yalnızca en olası görülen üç durum verilmiştir. A, B, ve C olarak gösterilen bu durumlara karşılık gelen göç dönemleri sırasıyla 2.3, 0.7 ve

0.4 yıl olarak hesaplanmışlardır.

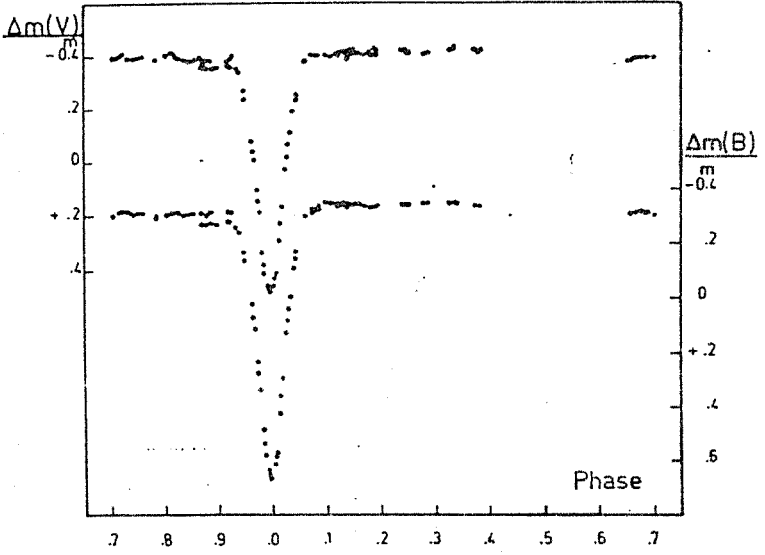
Bu çalışmada Zeilik ve ark. (1981,1982)'na ait verilen değerler diğerlerine oranla daha az güvenilirdir. Zira onların tek tek gözlem noktaları elimize ulaşmadığı için kullanılan tüm değerler ışık eğrilerinden saptanmışlardır.

Şekil 12 de dalga biçimi parlaklık değişiminin genliğinin yıllara göre değişimi görülmektedir. Genlik değişiminin genliği B renginde 0.058, V renginde 0.078 kadir yöresindedir. Dalga biçimi bozulmanın genliği B renginde 1978, 1982 ve 1986 yılları civarında en yüksek değerine ulaşıyor görünmektedir ki bu da 4-5 yıllık bir dönemden söz edilebileceğini göstermektedir. V renginde ise durum biraz karmaşıklık göstermektedir.

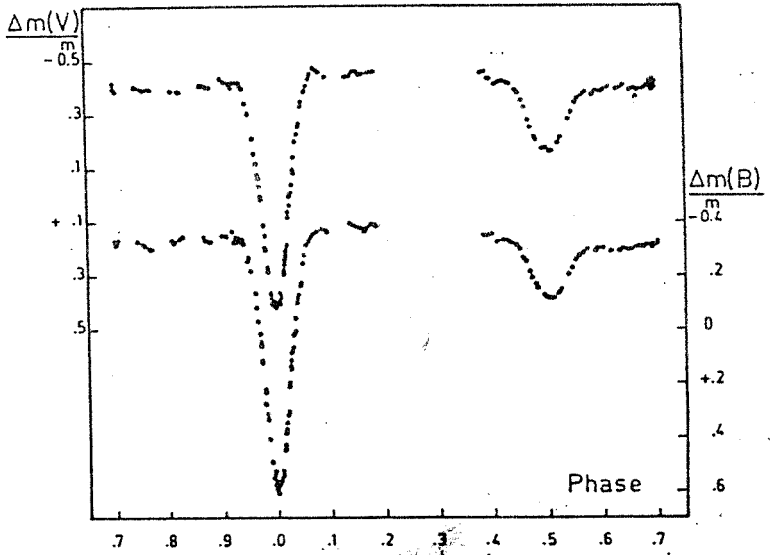
UV Psc'nin ışık eğrisindeki dalga biçimi bozulmanın göç dönemini daha sağlıklı olarak belirleyebilmek için verilen bir gözlem mevsimi içerisinde iki ayrı ışık eğrisi elde etmenin gerekli olduğu görülmektedir. Bir tanesi gözlem mevsiminin başlangıcında, diğeri de sonunda elde edilecek bu eğrilerin her birinin ayrıca mümkün olan en kısa zaman süresi içerisinde elde edilmesi ulaşılabilecek sonucun duyarlılığını daha da arttıracaktır.

Kaynaklar:

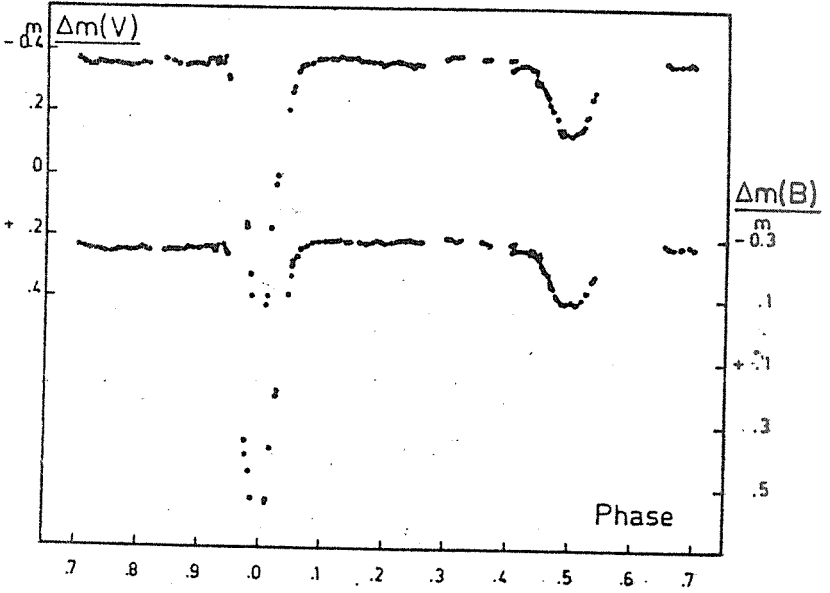
- Antonopoulou, E.: 1987, *Astrophys. Space Sci.* 135, 335.
- Busso, M., Scaltiriti, F., and Cellino, A.: 1986, *Astron. Astrophys.* 156, 106.
- Hall, D.: 1976, *Proc. of IAU Colloq., No. 29, Budapest, Part 1*, p. 287.
- Huth, H.: 1959, *Mitteilungen über veränderliche Sterne*, No. 424.
- İbanoğlu, C.: 1987, *Astrophys. Space Sci.* 139, 139.
- Popper, D.M.: 1969, *Bull. Am. Astron. Soc.* 1, 257.
- Popper, D.M.: 1976, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 1083.
- Sadık, A.R.: 1979, *Astrophys. Space Sci.* 63, 319.
- Vivekananda Rao, P., and Sarma, M.B.K.: 1984, *Astrophys. Space Sci.* 99, 239.
- Zeilik, M., Elston, R., Henson, G., and Smith, P.: 1981, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2006.
- Zeilik, M., Elston, R., Henson, G., Schmolke, P., and Smith, P.: 1982, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2089.



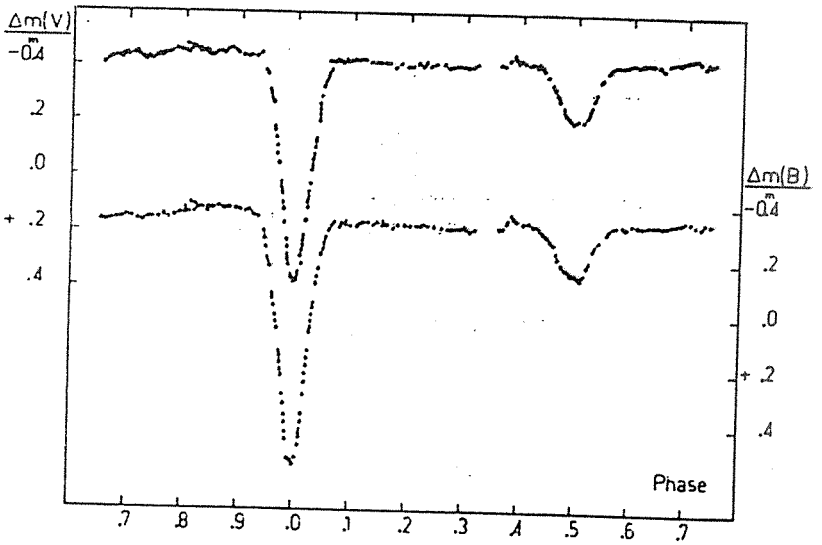
Şekil 1. UV Psc'nin 1981 ışık eğrileri.



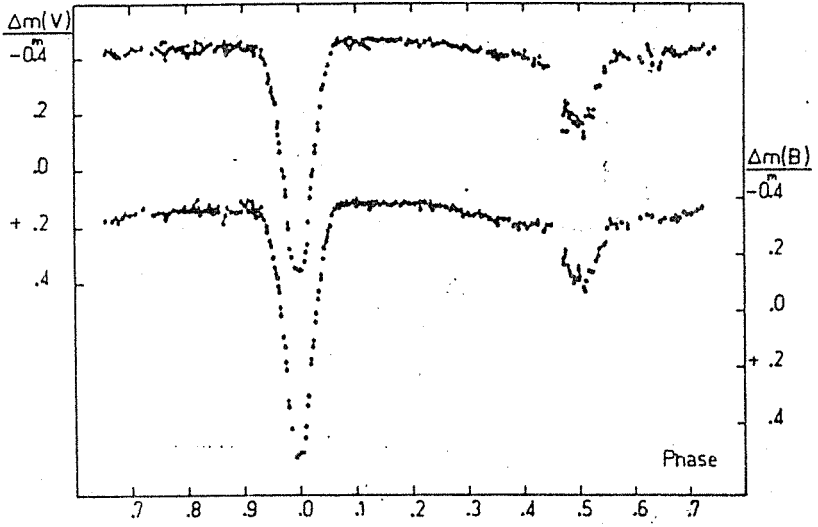
Şekil 2. UV Psc'nin 1982 ışık eğrileri.



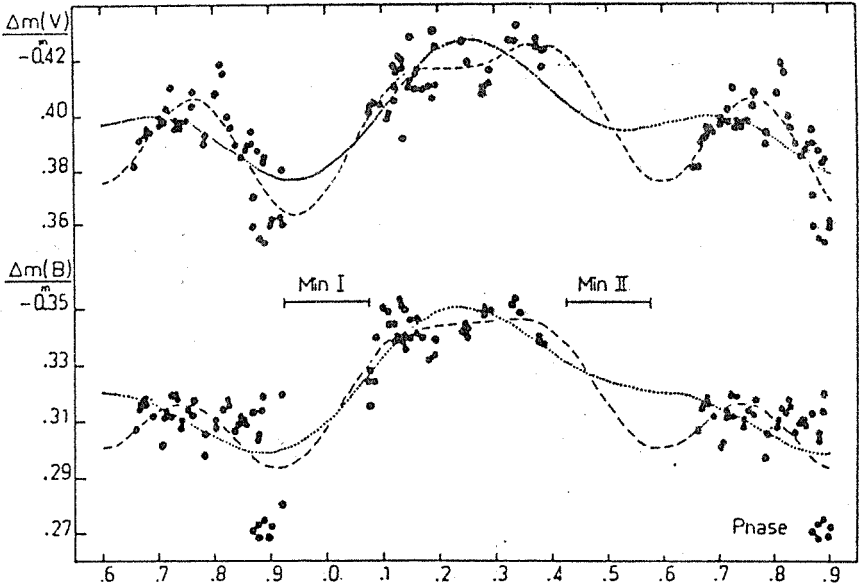
Şekil 3. UV Psc'nin 1984 ışık eğrileri.



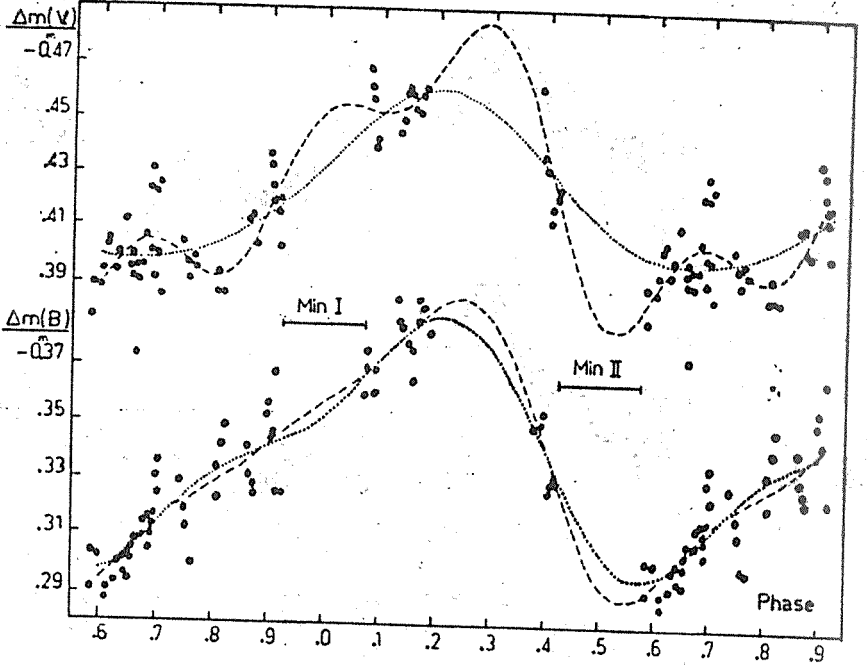
Şekil 4. UV Psc'nin 1985 ışık eğrileri.



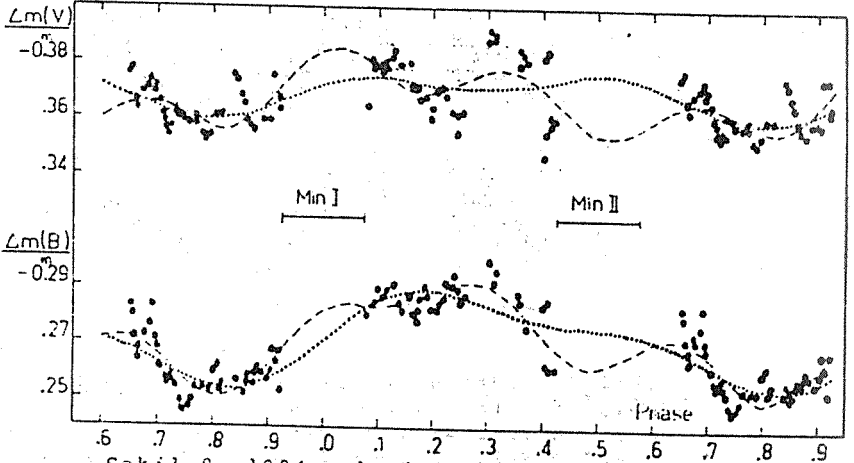
Şekil 5. UV Psc'nin 1986 ışık eğrileri.



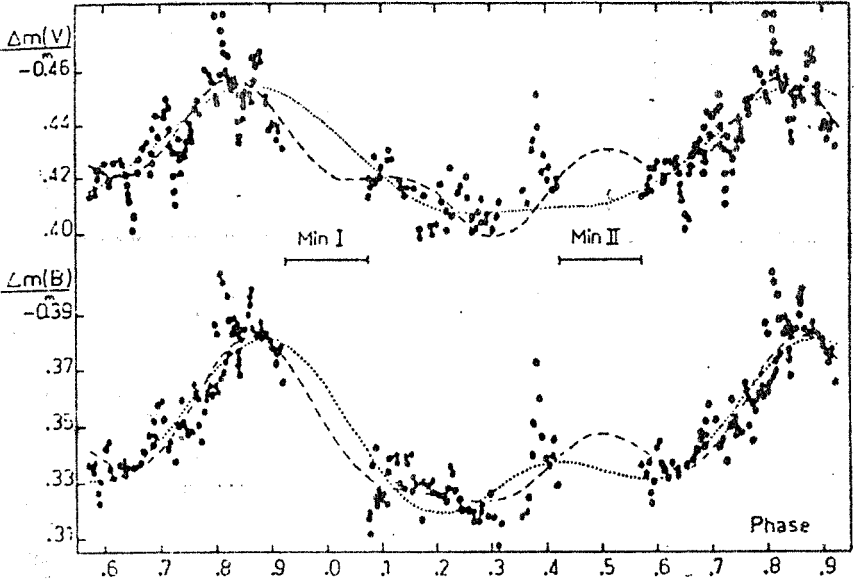
Şekil 6. 1981 yılı için tutulma dışı parlaklık değişimini temsil eden ikinci ve üçüncü mertebeden Fourier serileriyle hesaplanan eğriler. Küçük noktalar ve kesikli çizgiler sırasıyla ikinci ve üçüncü mertebeden eğrileri göstermektedir. Büyük noktalar gözlemlere aittir.



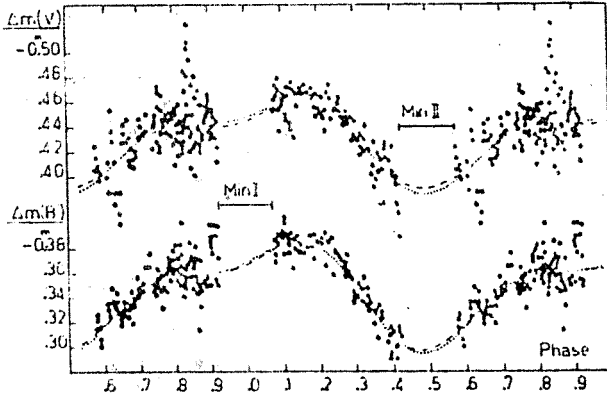
Şekil 7. 1982 yılı için tutulma dışı parlaklık değişimini temsil eden ikinci ve üçüncü mertebeden Fourier serileriyle hesaplanan eğriler. Simgeler Şekil 6 da kullanılanlarla aynıdır.



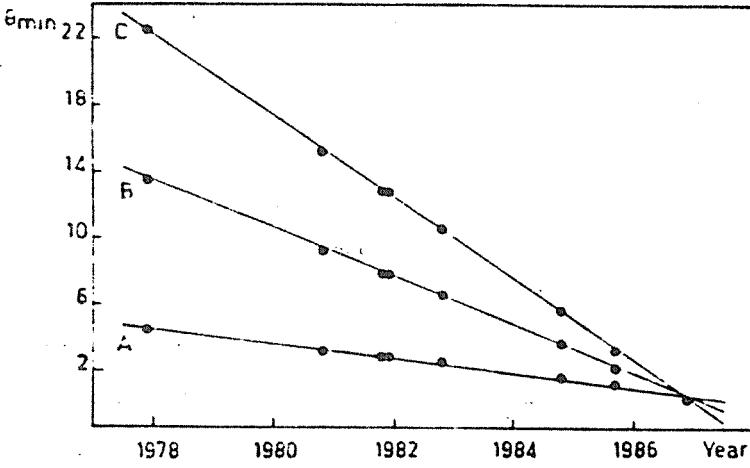
Şekil 8. 1984 yılı için tutulma dışı parlaklık değişimini temsil eden ikinci ve üçüncü mertebeden Fourier serileriyle hesaplanan eğriler. Simgeler Şekil 6 da kullanılanlarla aynıdır.



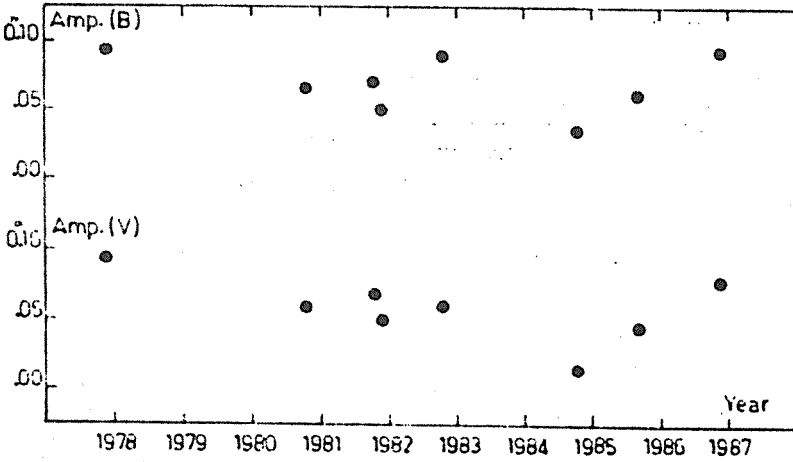
Şekil 9. 1985 yılı için tutulma dışı parlaklık değişimini temsil eden ikinci ve üçüncü mertebeden Fourier serileriyle hesaplanan eğriler. Simgeler Şekil 6 da kullanılanlarla aynıdır.



Şekil 10. 1986 yılı için tutulma dışı parlaklık değişimini temsil eden ikinci ve üçüncü mertebeden Fourier serileriyle hesaplanan eğriler. Simgeler Şekil 6 da kullanılanlarla aynıdır.



Şekil 11. Dalga minimum evrelerinin yıllara göre değişimi. Düz çizgiler en olası doğrusal dalga göçlerini göstermektedirler.



Şekil 12. Dalga biçimi parlaklık değişiminin genliğinin yıllara göre değişimi.

Tablo 1. Her iki renk için Fourier Katsayıları.

Year	Colour	A0	A1	B1	A2	B2
1981	B	2.6911 ± 50	-0.0088 ± 36	0.0249 ± 19	-0.0080 ± 37	0.0063 ± 19
	V	2.8874 ± 72	-0.0103 ± 52	0.0201 ± 27	-0.0160 ± 53	0.0039 ± 27
1982	B	2.7375 ± 35	0.0281 ± 25	0.0401 ± 24	-0.0162 ± 34	-0.0038 ± 20
	V	2.9567 ± 59	0.0141 ± 43	0.0400 ± 41	-0.0053 ± 59	0.0019 ± 35
1984	B	2.5679 ± 23	-0.0024 ± 16	0.0167 ± 11	0.0004 ± 18	0.0066 ± 12
	V	2.8072 ± 38	-0.0027 ± 26	0.0067 ± 17	0.0054 ± 29	0.0034 ± 19
1985	B	2.7417 ± 21	0.0180 ± 15	-0.0232 ± 11	0.0058 ± 16	-0.0176 ± 11
	V	2.9525 ± 48	0.0201 ± 35	-0.0245 ± 26	0.0001 ± 38	-0.0085 ± 26
1986	B	2.7504 ± 19	0.0464 ± 13	0.0084 ± 09	-0.0183 ± 14	0.0110 ± 09
	V	2.9685 ± 35	0.0421 ± 25	0.0092 ± 17	-0.0184 ± 27	0.0067 ± 17

Tablo 2. Dalga biçimi parlaklık değişimlerinin genlikleri ve minimum evreleri.

Year	Amp. (B)	Amp. (V)	θ_{\min} (B)	θ_{\min} (V)	Ref.
1977.9	0.094	0.094	0.575	0.575	S
1980.8	0.066	0.058	0.250	0.300	Z1
1981.8	0.071	0.068	0.900	0.900	Z2
1981.9	0.051	0.051	0.900	0.935	A
1982.8	0.091	0.062	0.575	0.675	A
1984.8	0.036	0.016	0.750	0.800	A
1985.7	0.062	0.047	0.325	0.300	A
1986.9	0.093	0.078	0.490	0.490	A

S: Sadık (1979); Z1: Zeilik et al. (1981); Z2: Zeilik et al. (1982); A: Author.

II Peg'in ISIK EGRILERINDE GENLIK DEGISIMI

Serdar Evren

Ege Üniversitesi, Fen Fakültesi
Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü
Bornova-izmir

1. GIRIS

II Peg (=HD 224085, BD +27 4642, SAO 091578) aktif, tutulma göstermeyen, RS CVn türü tek çizgili tayfsal çift yıldızdır. Onun fotometrik değişkenliği ilk kez Chugainov (1976) tarafından bulunmuştur. Chugainov (1976) sistemi BY Draconis türü değişen olarak sınıflandırmıştır. II Peg'in daha ayrıntılı bir çalışması Rucinski (1977) tarafından yapılmış ve sistemin, ısıık eğrisinin değişkenliğinden dolayı RS CVn türü bir sistem olabileceğine dikkati çekmiştir. Ayrıca, Rucinski (1977) sistemin anakol öncesi gelişiminin son safhasında olduğunu belirtmiştir. Rodono et al. (1980) ise II Peg'in RS CVn ve BY Dra türü aktif yıldızlar arasında geçiş teskil ettiğini söylerken, Hartmann et al. (1979) 1945-1950'li yıllara kadar ~40 yıl süreyle sistemin ışığının sabit kaldığını belirtmişlerdir. Daha sonra Rodono et al. (1983) sistemin 1974-1981 yılları arasında elde edilen ısıık eğrilerini analiz ederek, maksimum ve minimum ışığın azalan evrelere doğru kaydıklarını bulmuşlardır. Nations ve Ramsey (1981) 1979 gözlemlerinde ~0.55 evre farklı eşit olmayan iki ayrı maksimum gözlemlerken, Raveendran et al. (1981) ısıık eğrisinde yalnız bir maksimum gözlemlerdir. Rohusz ve Udalski (1981) ise bu arada sistemde 8-10 yıllık bir leke çevrimi olduğunu bulmuşlardır.

2. GÖZLEMLER

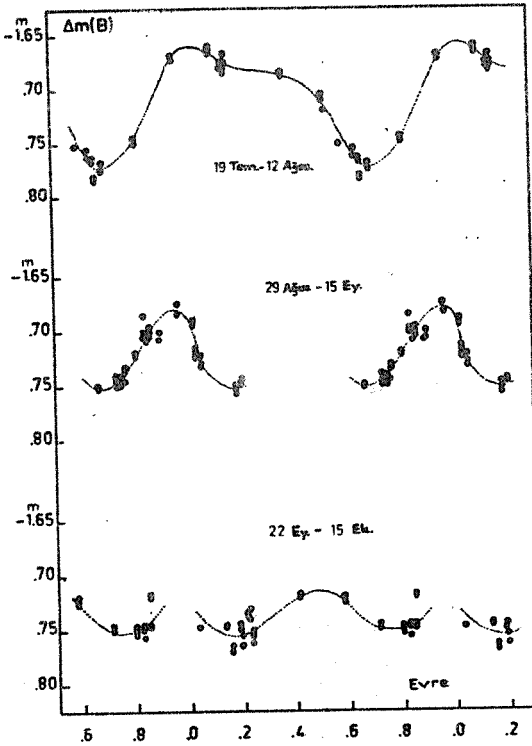
Gözlemlerin hepsi Ege Üniversitesi Rasathanesi'nin 48 cm.lik teleskobuyla yapılmıştır. Sistemin 1982 yılında 20 gece, 1984 yılında 17 gece, 1987 yılında 4 gece gözlemi yapılmıştır. 1988 yılındaki gözlemler devam etmekte olup Eylül ayına kadar 10 gecelik gözlemi vardır. Yıllara göre gözlem gecelerinin dağılımı Çizelge I de gösterilmektedir. Tüm gözlemler UBV sisteminin B ve V filtreleri ile yapılmış ve BD+28° 4666 yıldızı mukayese yıldızı olarak seçilmiştir. II Peg'in yörünge evreleri Hall ve Henry (1983) tarafından aşağıda verilen ısıık öğelerinden hesaplanmıştır.

$$J.D. = 24 43030.24 + 6.724183.E.$$

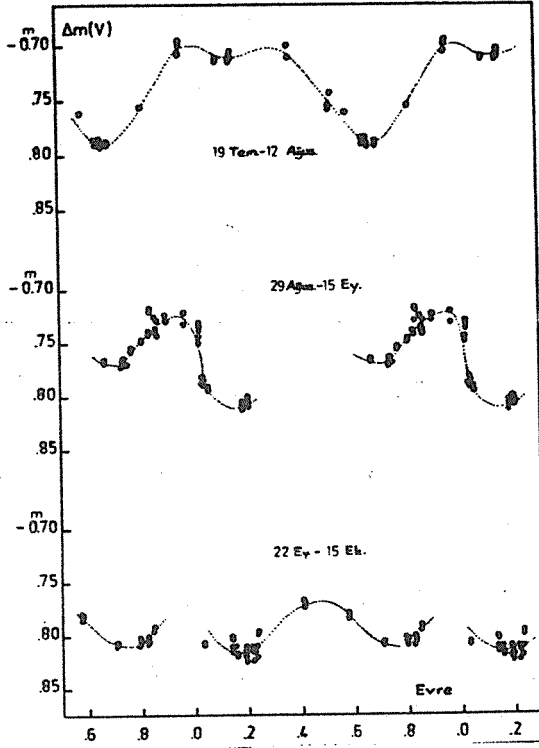
Sistemin B ve V renklerindeki ısıık eğrileri 1983 için Şekil 1(a) ve 1(b) de, 1984 için Şekil 2(a) ve 2(b) de, 1987 için Şekil 3 de ve 1988 için Şekil 4 de gösterilmektedir.

Cizelge I
Gözlem Gecelerinin Yıllara Göre Dağılımı

Yıl	Grup	Gözlem Aralığı	Gece Sayısı
1983	I	19 Tem. - 12 Ağus.	10
	II	29 Ağus. - 15 Ey.	9
	III	22 Ey. - 15 Ek.	11
1984	I	18 - 27 Tem.	10
	II	16 - 28 Ağus.	7
1987	I	25 Ek. - 24 Kas.	4
1988	I	8 - 21 Tem.	10
	II	5 Ey. - Devam ediyor	-



Sekil 1(a). II Peg'in 1983 için B renginde elde edilen ışık eğrileri.

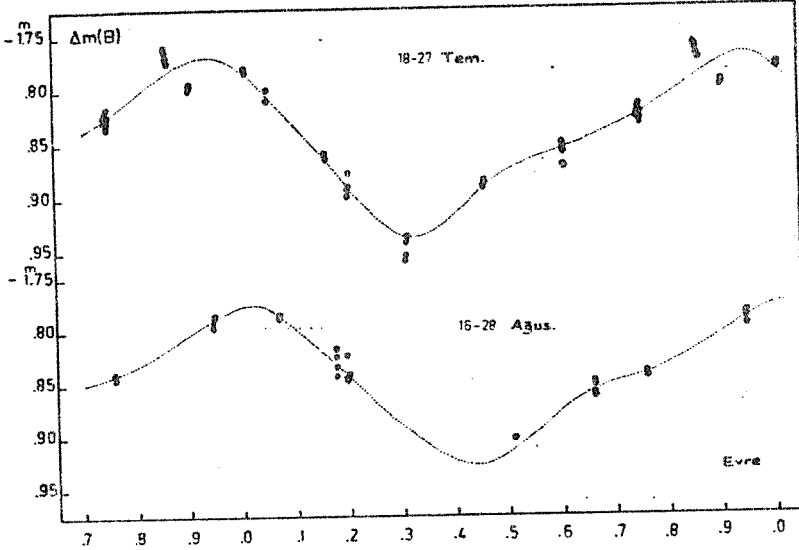


Sekil 1(b). II Peg'in 1983 için V renginde elde edilen ışık eğrileri.

3. IŞIK EĞRİLERİ VE GENLİK DEĞİŞİMİ

II Peg çok aktif bir sistem olduğundan, onun ışık eğrileri bir gözlem mevsimi içinde bile hızla değişmektedir. Şekillerden de görüldüğü gibi gözlemler bir mevsim içinde farklı zaman aralıklarında yapılmıştır. Örneğin 1983 için üç ayrı gözlem grubu, 1984 için iki ayrı gözlem grubu vardır. 1987 için tek gözlem grubu bulunurken, 1988 için birinci grup gözlemler tamamlanmış, ikinci grup gözlemleri sürdürülmektedir. Genellikle gözlem grupları birer ay arayla yapılmaya çalışılmış, her gruptaki gözlemler ise yaklaşık 20-25 gün sürdürülmüştür.

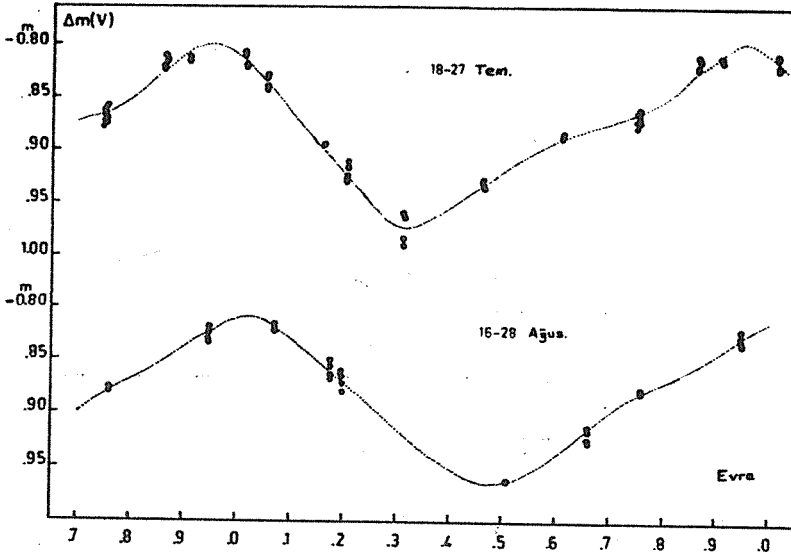
Sekil 1(a) ve 1(b) den de görüldüğü gibi ışık eğrileri genelde asimetric olup değişkendir. 1983 yılı için sistemin birinci grup gözlemlerinde, II Peg'in ışığı 0.02 evrede maksimum değere ulaşırken 0.68 evrede minimum olmaktadır. Bununla beraber bu grup gözlemlerde sistemin parlaklığı B renginde 0.40 evrede V renginde de 0.31 evrede ikinci bir maksimum parlaklık değerine



Sekil 2(a). II Peg'in 1984 için B renginde elde edilen ışık eğrileri.

ulaşmaktadır. İkinci maksimumun parlaklığı V renginde birinci maksimumun parlaklığı ile aynı değere sahipken B renginde birinci maksimumdan 0.03 mag. daha sönüktür. Bu gruptaki ışık değişimlerinin genliği B de 0.11 mag. V de 0.09 mag. dir. İkinci grup gözlemler 0.65 ile 0.20 evre aralığı içinde yer almaktadır. Bu gözlemlerde sistemin ışığı her iki renk için de 0.95 evrede maksimum değere ulaşmaktadır. Değişimin genliği ise B de 0.07 mag. ve V de 0.085 mag. dir. Bu arada, B renginde elde edilen ışık eğrisinin şekli V renginde elde edilenden bir dereceye kadar farklıdır. Üçüncü grup gözlemlerden görüldüğü gibi, sistem her bir renkte 0.95 ve 0.40 evrelerde oluşmuş iki maksimuma sahiptir. Fakat genlik daha önceki gruplardaki genlik değerlerinden daha azdır. B rengi için 0.015 mag. olurken V rengi için 0.045 mag. olmaktadır. Bundan başka, sistemin toplam parlaklığı da giderek azalmıştır.

Sekil 2(a) ve 2(b) den de görüldüğü gibi 1984 için sistemin birinci grup gözlemlerinde II Peg'in ışığı 0.95 evrede maksimum değere ulaşırken 0.33 evrede minimum değerde kalmaktadır. Tekrar, ikinci bir maksimum B için 0.50, V için 0.56 evrede oluşmaktadır. Işık eğrilerinin genlikleri her bir renk için 0.17 mag. dir. Sistemin ikinci grup gözlemleri bir ay sonra yapılmış ve sistemin maksimum ışığı 0.03 evrede minimum ışığı da 0.46 evrede oluşmaktadır. Bu gruba ait ikinci maksimum 0.68 evrede görülmektedir.



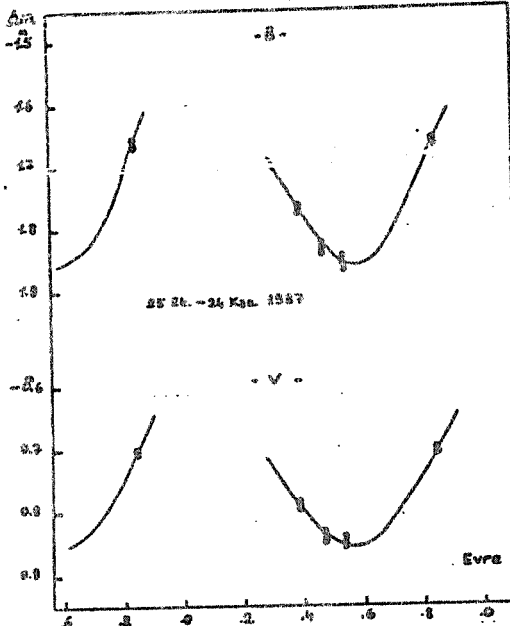
Sekil 2(b). II Peg'in 1984 için V renginde elde edilen ısıġ eġrileri.

Genlik değeri ise 0.15 mag.'e inmiştir.

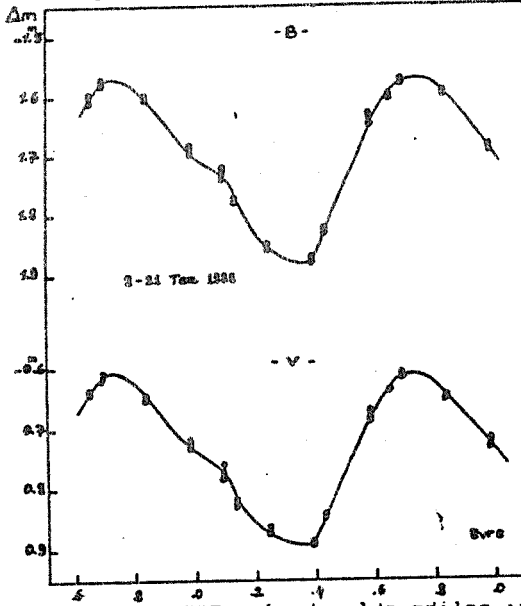
Sekil 3 de gösterilen sistemin 1987 yılına ait gözlemleri, yeterli sayıda olmayıp değerlendirmeye katılmamıştır. Ancak, bir fikir vermesi açısından değişimin genliğinin 0.25 mag.'den daha az olmadığı açıktır.

Sekil 4 de, sistemin 1988 yılında elde edilen birinci grup gözlemleri gösterilmektedir. Sistemin ısıġı 0.73 evrede maksimum değere ulaşırken minimum ısıġı 0.36 evrede olmuştur. İkinci maksimum ise bu gruba ait gözlemlerde 0.10 evrede görülmektedir. ısıġ eġrilerinin genlik değerleri ise 1983 yılından beri elde ettiğimiz genlik değerlerinden oldukça yüksektir. B rengi için 0.31 mag. ve V rengi için 0.285 mag. değerlerine ulaşmıştır. Çizelge II de II Peg'in ısıġ eġrilerinin minimum ve maksimum evreleri ve onların genlikleri ile her bir gözlem grubu için toplam parlaklık değerleri verilmiştir.

II Peg aktif bir RS CVn sistem olup, Çizelge II den de görüldüğü gibi aynı gözlem mevsimi içinde bile farklı genliklere sahip olmaktadır. Sistem 1974 yılından beri gözlemlendiğinden, cesitli yazarlar tarafından V renginde elde edilen genlik değerlerine sahibiz. Bu genlik değerlerinin tümü gözlem yılları ile beraber



Sekil 3. II Peg'in 1987 yılında elde edilen ısıq eğrileri.

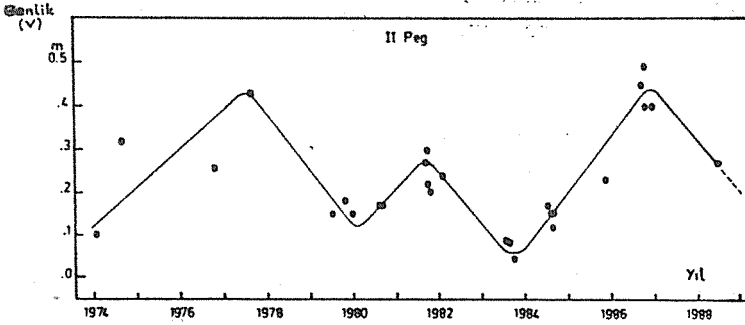


Sekil 4. II Peg'in 1988 yılında elde edilen ısıq eğrileri.

Cizelge II
II Peg'in Gözlemsel Verileri

Yıl	Grup	Renk	Min.	Mak.	Genlik	Toplam Parlaklık
1983	I	B	0.68	0.02	0.11	-1.660
		V	0.68	0.02	0.09	-0.700
1983	II	B	-	0.95	0.07	-1.680
		V	-	0.95	0.085	-0.725
1983	III	B	0.74	0.95	0.015	-1.740
			0.17	0.48		
	V	0.74	0.95	0.045	-0.770	
		0.17	0.48			
1984	I	B	0.33	0.95	0.17	-1.770
		V	0.33	0.95	0.17	-0.800
	II	B	0.46	0.03	0.15	-1.780
		V	0.46	0.03	0.15	-0.810
1987	I	B	0.58	?	> 0.25	> -1.600
		V	0.58	?	~ 0.25	> -0.600
1988	I	B	0.36	0.73	0.31	-1.570
		V	0.36	0.73	0.285	-0.610

Cizelge III de verilmiş ve bu genlik değerleri yıllara karşı noktalanarak Şekil 5 de gösterilmiştir. Genlik (yani yıldız aktivitesi) 1977 sonbaharına kadar sürekli olarak artmış ve yaklaşık



Şekil 5. II Peg'in ışık eğrilerinin genlik değişimi.

Cizelge III
II Peg'in V renginde elde edilen genlikleri

Yıl	Genlik	Kaynak
1974.05	0.1	Chugainov (1976)
1974.65	0.32	Chugainov (1976)
1976.80	0.26	Ruciński (1977)
1977.65	0.43	Vogt (1980)
1979.55	0.15	Rodono et al. (1980)
1979.82	0.19	Nations and Parnsey (1981)
1980.00	0.15	Raveendran et al. (1981)
1980.65	0.17	Bohusz and Udalski (1981)
1980.73	0.17	Hall and Henry (1983)
1981.73	0.27	Rodono et al. (1986)
1981.74	0.20	Rodono et al. (1986)
1981.76	0.22	Lines et al. (1983)
1981.83	0.20	Zeilik et al. (1982)
1982.1	0.24	Henry (1993)
1983.59	0.09	Evren (1988)
1983.68	0.085	Evren (1988)
1983.76	0.045	Evren (1988)
1984.56	0.17	Evren (1988)
1984.64	0.15	Evren (1988)
1984.65	0.12	Kaluzny (1984)
1984.68	0.15	Arevalo et al. (1985)
1985.87	0.23	Boyd et al. (1987)
1986.71	0.45	Byrne (1986)
1986.77	0.49	Cutispoto et al. (1987)
1986.79	0.40	Mekkaden (1987)
1986.96	0.40	Boyd et al. (1987)
1988.56	0.285	Bu yayın

0.43 mag. değerine ulaşmıştır. Ondan sonra 1980'c kadar sürekli azalmış ve sistemin genliği 0.12 mag.'e kadar düşmüştür. 1981'in sonbaharı için 0.27 mag. lik ikinci bir maksimum Sekil 5 den açıkça görülebilir. Sizin 1983 de yaptığımız gözlemlerin genlik değeri değişimin minimum olduğu yıllara denk gelmektedir. Sekil 5 dikkatlice incelenirse dalga benzeri bozulmanın genliği için benzer bir değer 1974 başlarında da görülebilir. Böylece bu olay için kabaca 10 yıllık bir dönemden söz edilebilir. 1984 gözlemlerinin başlamasıyla genlik tekrar maksimum değerine çıkmaya başlamıştır (1977 de olduğu gibi). 1987 yılından itibaren ise elde edilen genlik değerlerinde tekrar azalma görülmektedir.

4. TARTISMA

Asimetrik ışık eğrileri tutulma gösteren ve göstermeyen yüzey aktivitesine sahip tüm RS CVn yıldızlarında ortak özellik olarak görünür. Bu tür davranışların çoğu basit leke modelleri ile açıklanabilir. 1983 den 1988 e kadar II Peg'in fotometresi ışık değişimleri için farklı genliklerin varlığını göstermiştir. Sistemin daha önceden yapılan çalışmaları da bu olayı tasdikler-

mektedir. 1974-1980 yılları arasındaki II Peg'in ısı eğrilerinin genliğindeki değişim Bohusz ve Udalski (1981) tarafından araştırılmış ve leke çevrimi için 8-10 yıllık bir dönem bulunmuştur. Burada, 1978-1979 yıllarında yeni bir çevrimin de başlamış olabileceğini önermişlerdir. Gerçekten, 1980 de yeni bir çevrim başlamıştır. Fakat, bu çevrim 1983 sonbaharına kadar devam etmiş, 1977 yılında ulaştığı maksimum değerine ulaşamamıştır. Yeni leke çevrimi 1983 sonunda tekrar başlamış ve 1986 sonu ile 1987 başında genlik değerleri maksimuma ulaşmıştır. Bu yıldan sonra genlik değerlerinde beklediğimiz düşme 1988 yılında yaptığımız gözlemlerle de kanıtlanmıştır. Buna göre genlik değişiminin 1990 yılında yeniden bir minimum yapması gerektiğini tahmin etmekteyiz. Ayrıca, 1974-1984 arasında görülen 10 yıllık dönemin esasında 6 ve 4 yıldan oluşan iki ayrı dönemle temsil edilebileceğini öneriyoruz. 6 yıllık dönemden oluşan çevrim 1974 de başlamış 1980 de son bulmuş, daha sonra 1984 e kadar 4 yıl dönemli ikinci çevrim başlamıştır. 1984 den itibaren ise 6 yıl süreceğini ve 1990 da tamamlanmasını tahmin ettiğimiz çevrim başlamıştır. Ne yazık ki, 1978-79 ve 1982-83 yıllarında elde edilmiş gözlem değerleri yoktur. Eğer bu yıllara ilişkin genlik değerleri de olsaydı bulunan değişim dönemleri daha güvenilir olabilirdi. Sorunun daha iyi çözümlenebilmesi için bütün yıllara dağılmış düzenli ve sürekli gözlemlerin yapılması gerekmektedir.

KAYNAKLAR

- Arevalo, M.J., Lazaro, C., and Fuensalida, J.J.: 1985, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2840.
- Bohusz, E. and Udalski, A.: 1981, *Acta Astron.* 31, 185.
- Boyd, P.T., Garlow, K.R., Guinan, E.F., McCook, G.P., McMullin, J.P., and Wacker, S.W.: 1987, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 3089.
- Byrne, P.B.: 1986, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2951.
- Chugainov, P.F.: 1976, *Izv. Krymsk. Ap. Obs.* 54, 89.
- Cutispoto, G., Leto, G., Pagano, I., Santagati, G., and Ventura, R.: 1987, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 3034.
- Evren, S.: 1988, *Astrophys. Space Sci.* 143, 126.
- Hall, D.S. and Henry, G.W.: 1983, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2307.
- Hartmann, L., Londono, C., and Phillips, M.J.: 1979, *Astrophys. J.* 229, 183.
- Henry, G.W.: 1983, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2307.
- Kaluzny, J.: 1984, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2627.
- Lines, R.D., Louth, H., Stelzer, H.J., and Hall, D.S.: 1983, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 2308.
- Mekkaden, M.V.: 1987, *Inf. Bull. Var. Stars*, No. 3043.
- Nations, H.L., and Ramsey, L.W.: 1981, *Astron. J.* 86, 433.
- Raveendran, A.V., Mohin, S., and Mekkaden, M.V.: 1981, *Monthly Notices Roy. Astron. Soc.* 196, 289.
- Rodono, M., Cutispoto, G., Pazzani, V., Catalano, S., Byrne, P.B., Doyle, J.G., Butter, C.J., Andrews, A.D., Bianco, C., Marilli, E., Linsky, J.L., Scaltriti, F., Busso, M., Cellino, A., Hopkins, J.L., Okazaki, A., Hayashi, S.S., Zeilik, M., Helston, R., Henson, G., Smith, P., and Simon, T.: 1986, *Astron. Astrophys.* 165, 135.

- Rodono, M., Pazzani, V., and Cutispoto, G.: 1993, 'Activity in Red Dwarf Stars', in P.B. Byrne and M. Rodono (eds.), IAU Colloq. 71, 179.
- Rodono, M., Romeo, G. and Strazzulla, G.: 1980, in Proc. Second European-IUE Conference, ESA SP-157, p. 55.
- Rucinski, S.M.: 1977, Publ. Astron. Soc. Pacific 89, 280.
- Zeilik, M., Elston, R., Henson, G., Schmolke, P., and Smith, P.: Inf. Bull. Var. Stars, No. 2177.

ISIKÖLÇÜMÜ

C. İbanoğlu

E. Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü

1. GİRİŞ

V471 Tauri'nin beyaz cüce bileşenli bir örten çift olduğu 1969 yılı sonlarında bulunmuştur (Nelson ve Young, 1970). Örten çift olma özelliği kullanılarak beyaz cüceye ilişkin parametreler kısa zamanda ortaya çıkartıldı. Beyaz cücenin elde edilen sıcaklığı bilinen öteki beyaz cücelerden oldukça yüksekti. Bileşenlerin boyutları, Young ve Nelson (1972), Cester ve Pucillo (1976) ve İbanoğlu (1978) tarafından ayrı ayrı hesaplandı. Bulunan parametreler yanığı sınırları içerisinde birbirine yakındır.

Elde edilen ışık eğrilerinin birbirinden farklı olması ışık eğrisinin zamanla değiştiğini göstermiş, bu değişmelerin kırmızı cüce bileşenden kaynaklandığı bulunmuştur. Işık eğrisindeki bu değişmelerin RS CVn türü yıldızlara benzediği, ışık eğrisini dalga benzeri bir bozulmanın 191 günlük dönemle taradığı ilk kez İbanoğlu (1978) tarafından gösterilmiştir. Sistemde "flare" benzeri hızlı parlamalar İbanoğlu (1978), Beavers et al. (1979) ve Young et al. (1983) tarafından gözlenmiştir. Bu olay, RS CVn yıldızlarının da BY Dra yıldızları gibi flare yapabileceğini, her iki sınıftaki parlaklık değişiminin aynı fiziksel olaylar sonucu olduğunu ortaya koymaktadır.

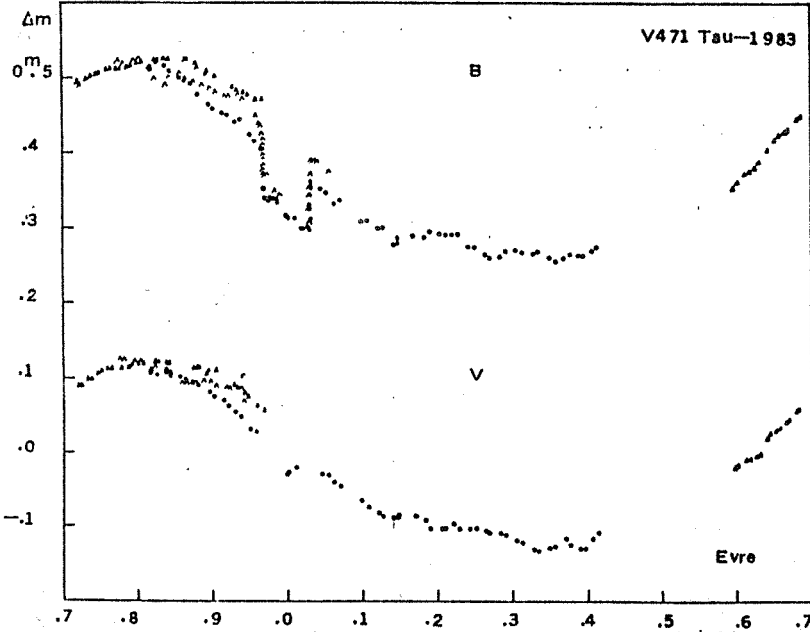
V471 Tauri'nin yalnız ışık eğrisi değil, aynı zamanda yörünge dönemi de değişmeye uğramaktadır. Bu değişme, Young ve Lanning (1975), Herczeg (1975), Oliver ve Rucinski (1978) ve Tunca et al. (1979) tarafından ayrıntılı bir şekilde araştırılmıştır. 1969-1984 yılları arasında elde edilen tüm minimum zamanlarını kullanarak İbanoğlu ve Evren (1984) sistemin yörünge döneminin 1973 yılında kısalmaya uğradığını ileri sürmüşlerdir.

V471 Tauri bir çok özelliğiyle örten çiftler

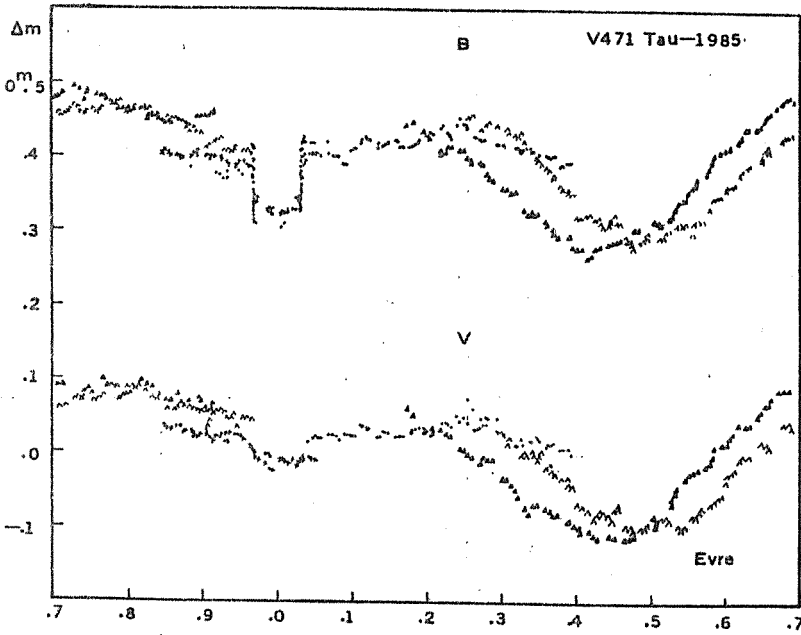
içerisinde önemli bir yer tutmaktadır. Bu makalede sistemin 1973-1988 yılları arasında optik bölgede yapılan gözlemlerinden elde edilen sonuçlarla son yıllarda yapılan moröte ve x-ışın gözlemlerinden çıkartılan önemli bulgular verilecektir.

2. IŞIK EGRISI VE DÖNEM DEĞİŞİMLERİ

V471 Tauri'nin ışık eğrisi hızlı bir değişme göstermektedir. Bu değişme kimi zaman beyaz cücenin tutulmasından oluşan parlaklık değişimini de geçmektedir. Işık eğrisinin biçiminin zamanla nasıl değiştiğini göstermesi bakımından farklı zamanlarda elde edilmiş iki ışık eğrisi şekil 1 ve 2 de gösterilmektedir.

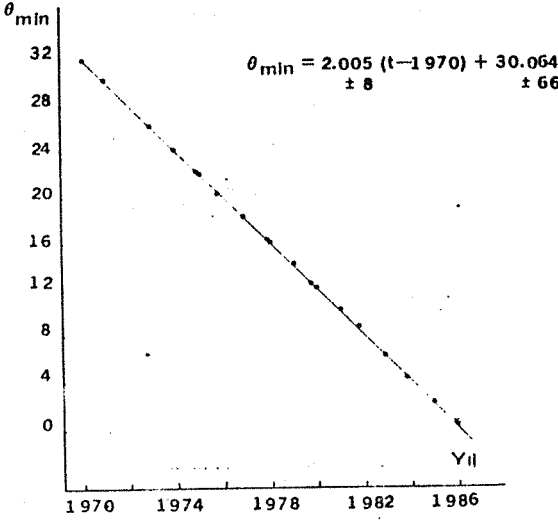


Sekil 1. V471 Tau'nun 1983 yılında elde edilen ışık eğrileri. x Ekim 3, o Ekim 4, A Ekim 6, • Aralık 26 geceleri elde edilen gözlemleri göstermektedir.



Sekil 2. 1985 yılında elde edilen ışık eğrileri. ● Ekim 12, × Ekim 13, ▲ Kasım 11, ▲ Aralık 5 geceleri elde edilen gözlemleri göstermektedir.

V471 Tauri'nin ışık eğrisi yakınlık etkileri, beyaz cücenin tutulması ve bozucu etkinin bileşimi şeklindedir. Bozucu etkiyi bulabilmek için yakınlık etkilerinin bilinmesi gerekmektedir. İbanoğlu (1978) tarafından verilen parametreler kullanılarak yakınlık etkilerinden ileri gelen parlaklık değişimi bulunmuştur. Bu değişim tutulmalar dışındaki parlaklık değişiminden çıkartıldığında geriye bozucu etkinin kalacağı düşünülmüştür. Bu işlem sonucu her ışık eğrisi için genellikle bakışık olmayan sinüs benzeri bir değişim elde edilmiştir. Bu eğri, kimi ışık eğrilerinde birisi derin, ötekisi de derin olmayan iki minimum gösterebilmektedir. Bu çalışmada yalnızca derin olan minimumlar göz önüne alınmıştır. Derin minimumun ışık eğrisinde görüldüğü evreler yıllara göre işaretlendiğinde doğrusal bir değişim çıkmaktadır (Sekil 3).



Şekil 3. Dalga biçimi bozulma minimumlarına karşılık gelen evrelerin zamanla değişimi. x ile gösterilen 1985 yılına ilişkin değerler hesaplamada kullanılmamıştır.

En küçük kareler yöntemiyle yapılan bir hesaplama,

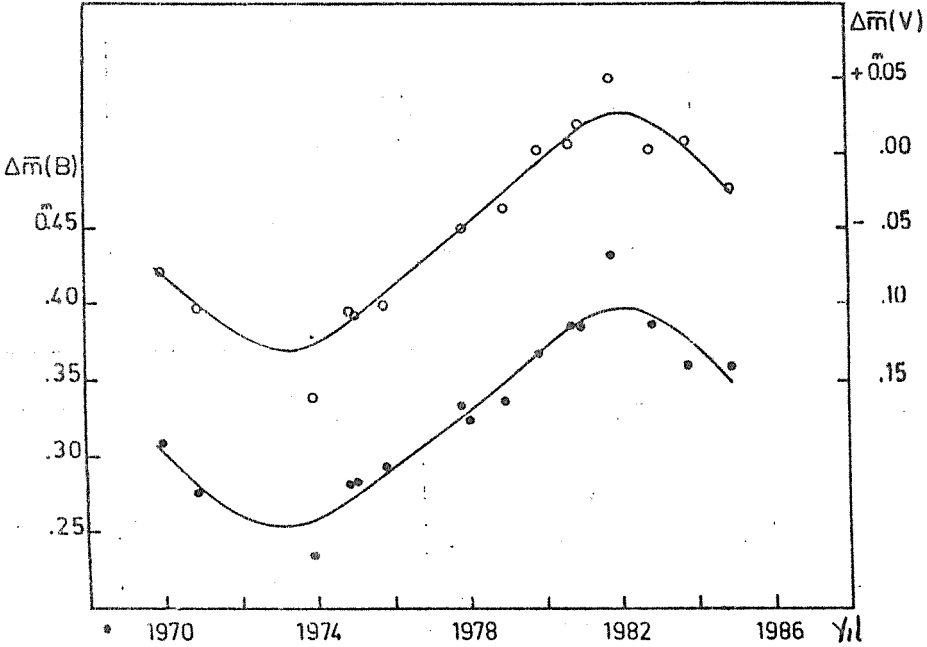
$$\theta_{min} = - 2.005 (t - 1970) + 30.064$$

$\pm 8 \quad \pm 66$

vermektedir. Buradan, bozucu etkinin ışık eğrisini bir kez taraması için geçecek zaman, göç dönemi

$$P_{miq} = 182.17 \pm 0.73 \text{ gün bulunmuştur.}$$

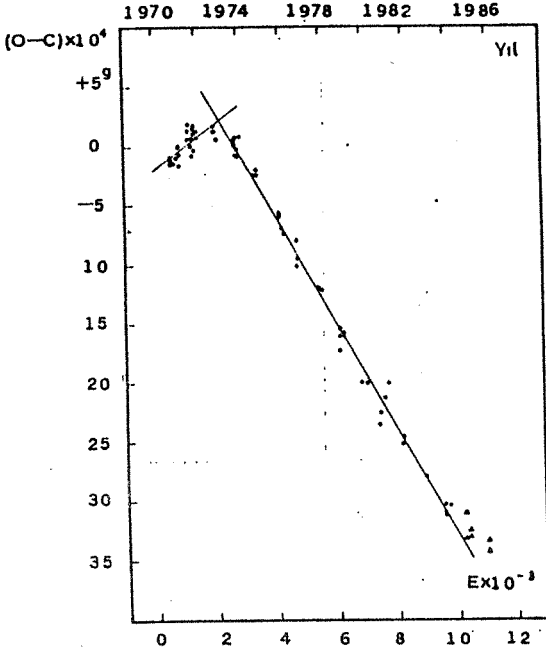
Öte yandan sistemin ortalama parlaklığı da zamanla değişmeye uğramaktadır. İki renkte elde edilen ışık eğrilerinin ortalama parlaklık değerleri yıllara göre işaretlenerek şekil 4 te gösterilmiştir.



Şekil 4. V471 Tauri'nin ortalama parlaklığının yıllara göre değişimi.

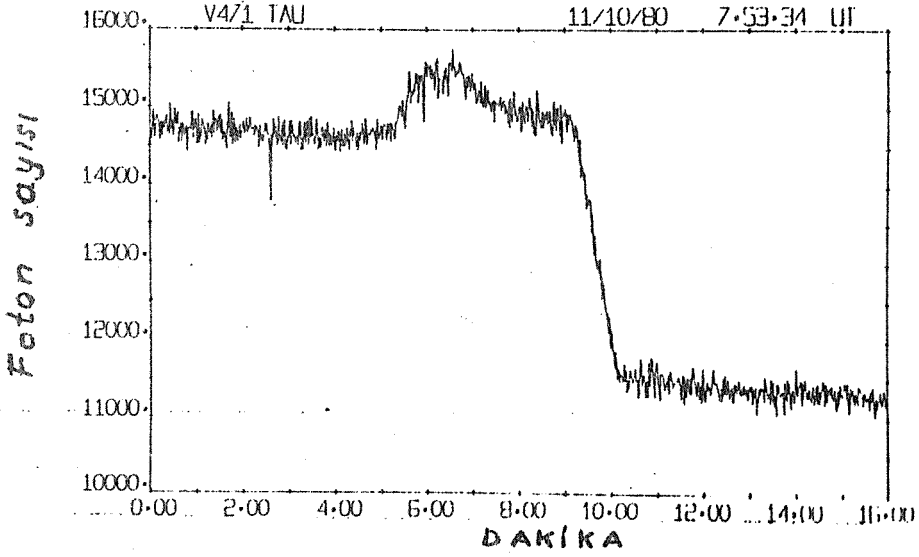
Ortalama parlaklığın yıllara göre değişimi her iki renkte birbirine benzemekte ve yaklaşık 18 yıllık bir dönem içermektedir. Buna göre sistem 1973 yılında en sönükken, 1982 yılı dolaylarında en parlak konumuna gelmiş, sonra yeniden sönmeye başlamıştır.

Sistemin yörünge dönemindeki değişimler de bir çok araştırmaya konu olmuştur. Bu değişimler, bileşenler arasında madde taşınımı, üçüncü cisim ve manyetik frenleme ile açıklanmaya çalışılmıştır. Sistemin bulunuşundan bu yana elde edilen O-C değerleri İbanoğlu ve Evren (1984) tarafından incelenerek 1973 yılına kadar ve 1973 ten sonrası olmak üzere farklı iki dönem önerilmiştir. (Şekil 5). Buna göre sistemin yörünge dönemi 1973 dolayında birden bire kısalmaya uğramış olmalıdır. Bu değişim sistemin ortalama parlaklığının minimum değeriyle aynı zamanlara karşılık gelmektedir.

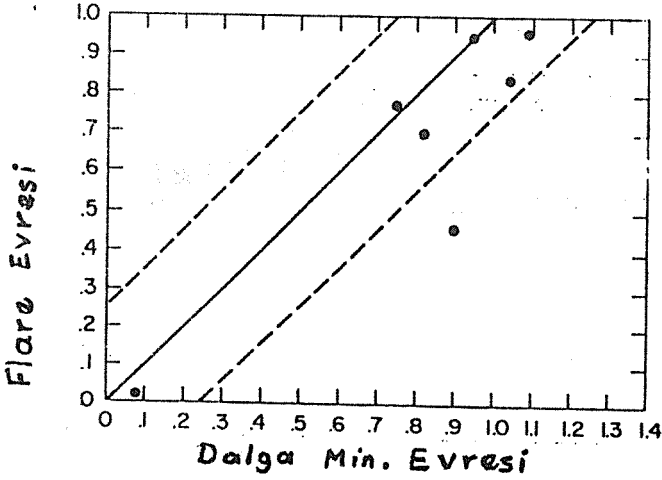


Sekil 5. O-C değerlerinin yıllara göre değişimi ve doğrusal iki bağıntıyla temsil

V471 Tauri örten çiftinin başkaca önemli bir özelliği de " flare " benzeri ani parlamalar göstermesidir. Sistem yalnız optik bölgede değil x- ışın bölgesinde de flare benzeri parlamalar göstermektedir (Young et al. 1983). 11 Ekim 1980 tarihinde tespit edilen ani parlama şekil 5 da gösterilmiştir. Ani parlamaların ışık eğrisindeki bulunduğu evre dalga benzeri bozulmanın minimumunun evresine göre işaretlendiğinde bunların birbiriyle ilişkili olduğu görülmektedir (Şekil 7).



Şekil 6. V471 Tauri'de ani bir parlama.

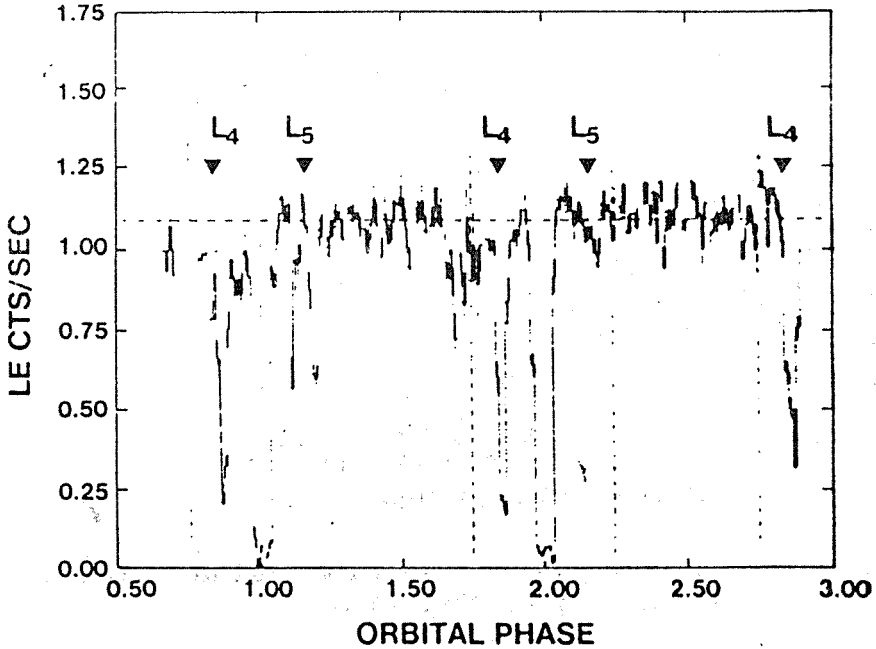


Şekil 7. Ani parlama evresinin dalga minimumu evresine göre değişimi.

3. MORÖTE VE X-IŞIN GÖZLEMLERİ

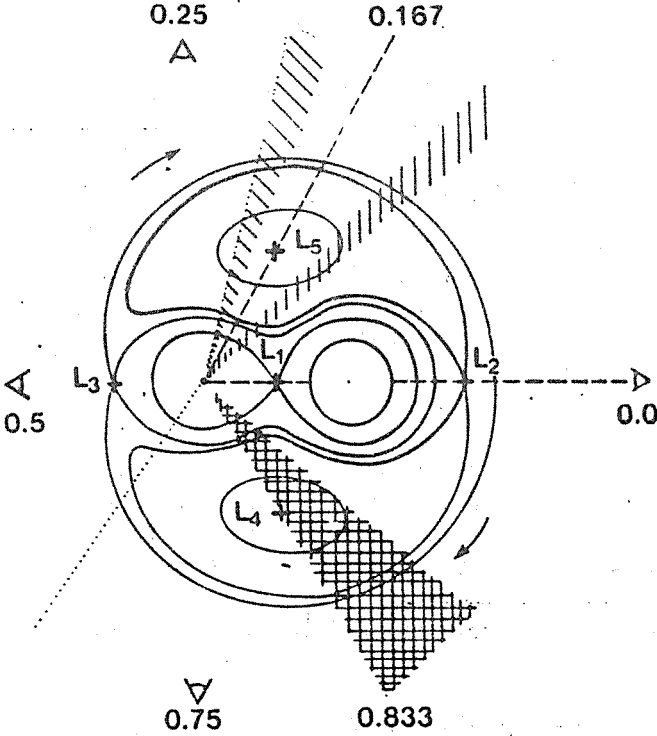
IUE uydusuyla elde edilen tayflar Bruhweiler ve Sion (1986) tarafından incelenmiştir. C II 1334 ile Si II 1260 Å çizgileri oldukça keskin, yıldızlararası ortamın çizgilerine benzemektedir. Bu çizgiler K yıldızına ilişkin geniş soğurma çizgilerinden hemen ayrılmaktadır. Üstelik bu çizgiler yörüngeye bağlılık göstermemektedir. Bu çizgilerden ölçülen dikine hızlar -590 km/s dolayındadır. Böylesi bir yüksek hızla sistemden uzaklaşan gaz, bu sistemin daha önce nova benzeri bir patlama geçirmiş olabileceğini gösterir. Gerçekten, Pskovski (1979)'nin eski Çin yazıtlarından MS 396 yılında patlayan novaya ilişkin bulduğu koordinatlar V471 Tauri ile hemen çakışmaktadır.

EXOSAT ile 28 saat boyunca yapılan sürekli x-ışın gözlemleri ise Jensen et al. (1986) tarafından ayrıntılı bir şekilde incelenmiştir. Bu incelemeyle x-ışınlarının daha önce varsayılmanın tersine beyaz cüce tarafından üretildiği ortaya çıkmıştır. X-ışın akısı 0.15, 0.18 ve 0.85 evrelerde düşme göstermektedir (Şekil 8).



Şekil 8. V471 Tauri'nin x-ışın ışık değişimi.

Bunlardan 0.85 evredeki düşme daha şiddetlidir. 0.15 ve 0.18 evrelerdeki düşme zamanla değişirken 0.85 dekinde önemli bir değişme göze çarpmamaktadır. Bu değişmelerin L_4 ve L_5 Lagrange noktalarında yakalanan maddeden ileri geldiği öne sürülmektedir (Şekil 9).



Şekil 9. V471 Tauri'nin şematik gösterilimi ve Lagrange noktaları.

Öte yandan x-ışın ışık eğrisinin 0.22-0.62 evre aralığında x-ışın akısında önemli bir değişme göze çarpmamaktadır. Bu bölgeye Fourier analizi uygulandığında 9.25 dakikalık dönemli bir değişmeyle karşılaşılmaktadır. Bu değişme, (1) beyaz cücenin manyetik kutuplarına düşen maddeyle homojenliğinin bozulması ve homojen olmayan fotosfere sahip bir yıldızın dönmesi veya (2) fotosferdeki kararsızlıklar sonucu beyaz cücenin çapsal olmayan zonklemalarıyla açıklanmaya çalışılmıştır.

4. SONUÇLAR

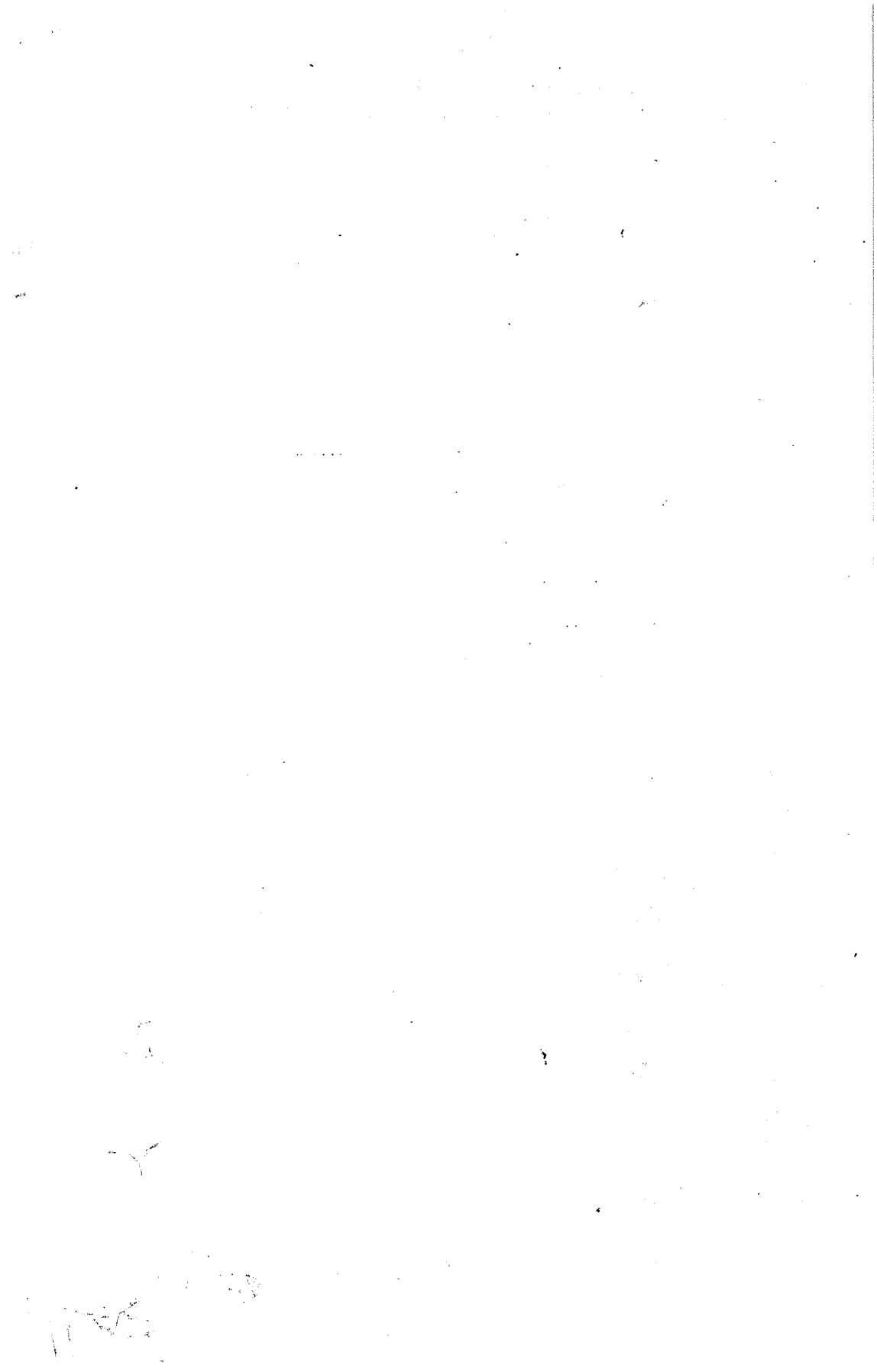
Bileşenlerinden birisi beyaz cüce, ötekisi de K türü kırmızı cüce olan V471 Tauri bir çok özelliğiyle örten çiftler içerisindeki önemini korumaktadır. Tutulma özellikleri kullanılarak beyaz cücenin sıcaklık, yarıçap ve kütlesi duyarlı bir şekilde hesaplanmıştır. Işık eğrisindeki değişimleri kırmızı cücenin oluşturduğu belirlenmiştir. Yıldızın fotosferindeki soğuk lekelerin bu değişimleri meydana getirebileceği ileri sürülmektedir. Flare benzeri ani parlamalar da bu görüşü desteklemektedir. Lekelerden ileri gelen parlaklık değişimiyle V471 Tauri RS CVn türü yıldızlara, flare olaylarıyla da By Dra yıldızlarına benzemektedir.

Moröte gözlemleri sistemden çok yüksek hızlarla ayrılan gazların varlığına işaret etmektedir. Bu önemli bulgu, V471 Tauri'nin daha önce nova benzeri bir patlama geçirdiğini göstermektedir. Öte yandan sistem bir x-ışın kaynağıdır. EXOSAT uydusuyla yapılan 20 saatlik gözlem x-ışın akılarının 0.15, 0.18 ve 0.85 evrelerde birden bire azaldığını, dolayısıyla sistemin L_4 ve L_5 Lagrange noktalarında madde olduğunu ortaya koymaktadır. Öte yandan 0.22-0.62 evre aralığındaki x-ışın akılarına Fourier analizi uygulandığında 9.25 dakikalık dönemli bir değişim bulunmuştur. Bu değişim beyaz cücenin fotosferindeki kararsızlıklarla açıklanmaya çalışılmıştır.

KAYNAKLAR

- Beavers, W.I., Desper, D.A., Pierce, J.N.: 1979, Ap.J. 230, L 187.
Bruhweiler, F.C. ve Sion, E.M.: 1986, Ap.J. 304, L 21-L 24.
Cester, P. ve Pucillo, M.: 1976, Astron Astrophys. 46, 197.
Herczeg, T.J.: 1975, Inf. Bull. Var. Stars No.1076.
İbanoglu, C.: 1978, Astrophys. Space Sci. 57, 219.
İbanoglu, C. ve Evren, S.: 1984, Inf. Bull. Var. Stars No.2573.

- Jensen, K.A., Swank, J.H., Petre, R., Guinan, E.F., Sion, E.M. ve Shipmann, H.L.: 1986, Ap.J. L 27-L31.
- Nelson, B. ve Young, A.: 1970, Publ. Astron. Soc. Pacific 82, 699.
- Oliver, J.P. ve Rucinski, S.: 1970, Inf. Bull. Var. Stars No. 1444.
- Pskovski, Y.P.: 1979, Soviet Astron. Letters, 5, 209.
- Tunca, Z., Tümer, O., Kurutaç, M. ve İbanoğlu, C.: 1979, Astrophys Space Sci. 64, 421.
- Young, A. ve Nelson, B.: 1972, Ap. J. 173, 653.
- Young, A., Klimke, A., Africano, J.I., Quigley, R., Radick, R. ve Buren, D.V.: 1983, Ap.J. 267, 655.



HR 1362'NİN FOTOMETRİK DÖNEMİ

Ferhat Fikri Özeren

İ. Ethem Derman

Osman Demircan

A.Ü., Fen Fakültesi,

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Beşevler, Ankara

Özet :

Aktif HR 1362 yıldızının 1981 ve 1982 yıllarında yapılmış UBV gözlemleri sunulmuştur. Dönem analizi verilerde bulunan büyük boşluklar nedeniyle hepsi de 100 günden büyük bir çok dönem gösterir. Eğer en olası dönem 330 gün, diğer etkin yıldızlarda olduğu gibi yıldızın dönme dönemini temsil ediyorsa HR 1362 büyük bir olasılıkla yavaş dönen (uzun dönemli) bir yıldız olarak saptanmış olacaktır.

1. Giriş :

Güneş tipi parlak bir yıldız ($V=6^m.3$) olan HR 1362 yıldızı kesin olmayan Ca II H ve K (Bieldman ve Mac Canell, 1973) salma çizgisi ve kesin koronal soft x-ışın (Walter ve Bowyer, 1981)

gösterdiğinden, muhtemel RS CVn türü çift yıldız olarak listeye alınmıştır (Hall, 1983). Bieldman ve Mac Conell tayfsal tipini G8 IV olarak belirlediler ve yıldızın yakın tayfsal çift yıldız olabileceğini gösteren kesin olmayan bir kanıt buldular. Eggen (1978), HR 1362'nin orta bant fotometrisini yaptı ve salt parlaklığını $M_v=0.65$ buldu. Bu parlaklık G8 III yıldızlarının salt parlaklığından bile daha fazladır. Ayrıca belirtmek gerekirken HR 1362 Eggen'in makalesindeki renk diyagramında dev yıldızlar arasında yer almaktadır. HR 1362 başka hiç bir çift yıldız veya değişen yıldız katalogunda yer almamaktadır. Fotometrik değişim, ilk olarak Lake (1964) tarafından sadece beş tane UBV gözlemini kullanarak tespit edilmiş ve yayınlanmıştır. Lake, V, B-V ve U-B'deki değişimleri $0^m.07$, $0^m.05$ ve $0^m.04$ olarak bulmuştur. Boyd ve arkadaşları (1985), 1979 ve 1984 yılları arasında HR 1362'nin UBV filtrelerinde 140 değer elde etmişler, fakat 1979-1982 yılları arasındaki gözlem noktaları ne tablo ne de grafik formunda hiçbir yerde yayınlanmamıştır. Boyd ve ark.'nın V bandında buldukları toplam değişim genliği 0.10 kadir, $\Delta V/\Delta B/\Delta U=1.00/1.21/1.52$ 'dir. Fotometrik değişimin dönemi Hall'in (1983) herhangi bir kaynak göstermeden 33.6 günlük bir dönem vermesine rağmen Boyd ve ark.ları tarafından 154 gün olarak belirlenmiştir.

1981 ve 1982 yıllarında HR 1362 yıldızını gözledik ve dönem analizinde bizim gözlemlerimizle birlikte diğer yayınlardan aldığımız değerleri kullandık. Gözlemlerimiz **bölüm 2**'de ve dönem analizi sonuçları da **bölüm 3**'de yerilmiştir. Son bölüm ise değişim türü hakkındaki tartışma ile ilgilidir.

2. UBV Gözlemleri :

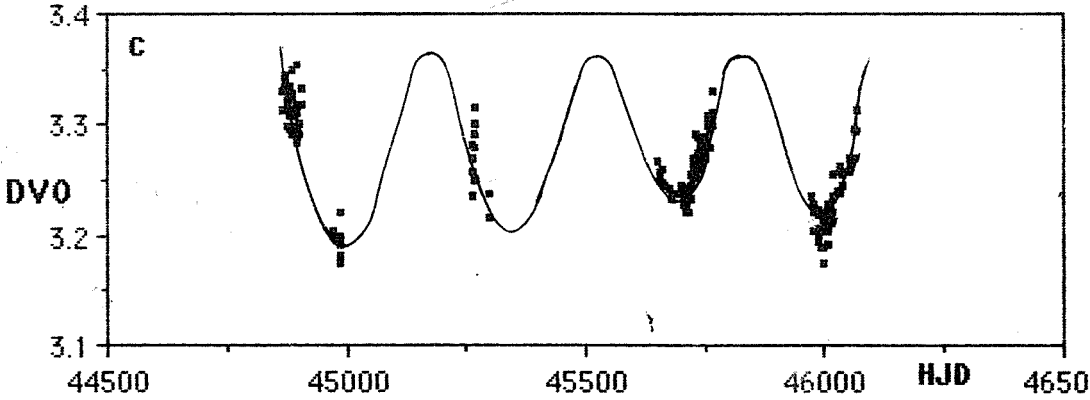
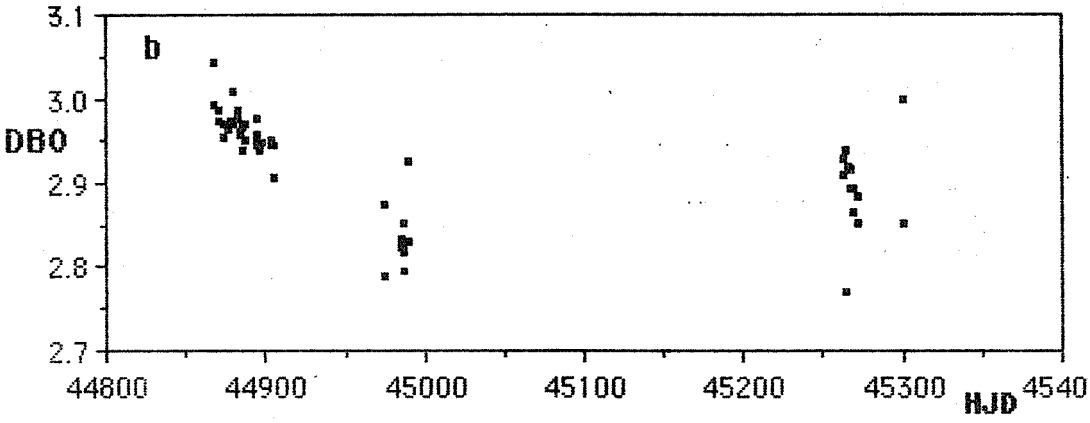
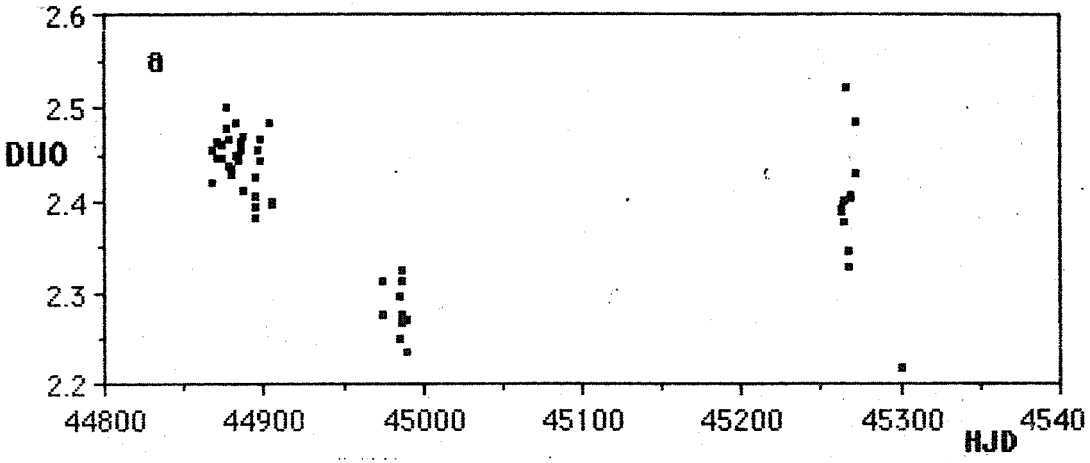
HR 1362 yıldızı A.Ü. Fen Fakültesi Ahlatlıbel Gözlemevi'nde 30 cm'lik Maksutov teleskoba bağlı EMI 6256 S fotokatlandırıcı kullanılarak 12 gece 1982 yılında 15 gece de 1981 yılında UBV filtreleri ile gözlenmiştir. Gözlemlerimiz BD-06°873 yıldızı mukayese alınarak differensiyel olarak yapılmıştır. Aynı bölgedeki BD-06°878 yıldızı denet yıldızı olarak kullanılarak gözlemler süresince mukayese yıldızı duyarlı bir şekilde sabit bir yıldız olduğu bulunmuştur: $\Delta V=2.26\pm 0.02$, $\Delta B=1.76\pm 0.04$ ve $\Delta U=0.96\pm 0.02$. Gözlemler Mukayese-Mukayesenin göğü-Değişen-Değişenin göğü-Değişen-Mukayese-Mukayesenin göğü sırasına göre yapılmıştır. Böylece her renkte toplam olarak 52 (29'u 1981'de ve 23'ü 1982'de) differensiyel ölçüm elde edilmiştir. Diferansiyel gözlemlere atmosferik sönümleme düzeltmesi yapılmış ve sonuçlar **Tablo.1**'de verilmiştir. Heliocentric Jülyen zamanına göre ışık ve renk değişimleri **Şekil.1** ve **Şekil.2**'de gösterilmiştir. Şekillerden de görüldüğü gibi gözlemlerimiz düzenli bir değişim göstermemektedir, fakat Eylül-Ekim 1981 ve Ocak 1982 ve Ekim 1982 dönemlerinde yoğunluk göstermektedir. HR 1362 ilk döneminde düzgün bir şekilde sönümlenirken diğer iki aralık boyunca ortalama değer yöresinde saçılma göstermektedir. Ekstrem noktalarının düzey çevresinde büyük bir dağılım gösterir. Uç noktaların gözlenmemesine rağmen bütün ışık değişimi HJD 2444990 çevresinde minimumda muhtemelen bir sinüs eğrisi verir. Renk eğrisi minimum boyunca hafif kızarma gösterir. U-B renkleri, B-V renklerinin 2 katı kadar çok dağılım gösterir. Işık değişiminin genliği U, B ve V filtrelerinde $0^m.20$, $0^m.15$ ve $0^m.14$ civarında bulunmuştur.

TABLO.1**A. Ü. F. F. AHLATLIBEL GÖZLEMENİNDE ELDE EDİLEN
HR 1362 YILDIZININ GÖZLEM DEĞERLERİ**

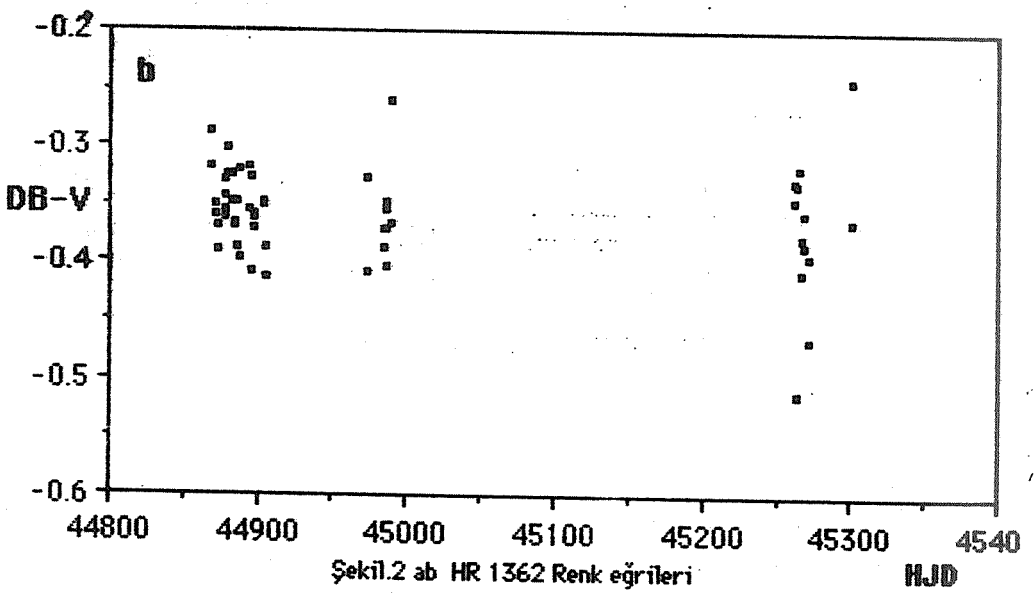
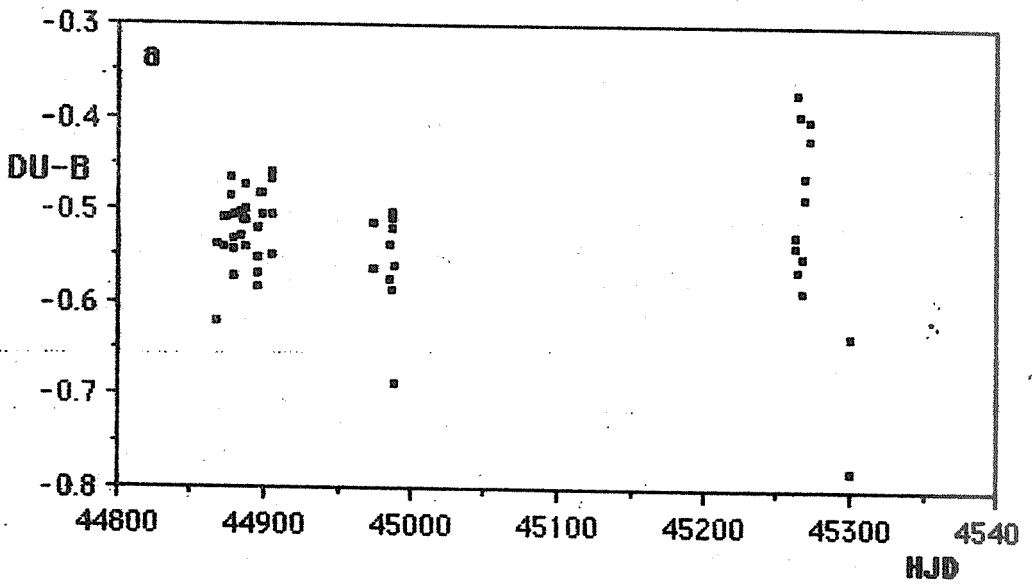
HJD	DYO	DBO	DUO	D(B-Y)	D(U-B)
44867.5977	3.330	3.043	2.421	-0.287	-0.622
44867.6023	3.312	2.993	2.456	-0.319	-0.537
44871.5882	3.337	2.987	2.446	-0.350	-0.541
44871.5926	3.331	2.972	2.464	-0.359	-0.508
44873.5650	3.337	2.969	2.461	-0.368	-0.508
44873.5700	3.344	2.954	2.445	-0.390	-0.509
44877.5253	3.320	2.964	2.479	-0.356	-0.485
44877.5331	3.331	2.968	2.502	-0.363	-0.466
44878.5193	3.316	2.973	2.467	-0.343	-0.506
44878.5243	3.299	2.969	2.439	-0.330	-0.530
44879.4699	3.296	2.971	2.429	-0.325	-0.542
44879.4760	3.309	3.007	2.434	-0.302	-0.573
44883.4757	3.335	2.986	2.484	-0.349	-0.502
44883.4799	3.299	2.975	2.448	-0.324	-0.527
44884.4340	3.322	2.956	2.444	-0.366	-0.512
44884.4384	3.328	2.959	2.449	-0.369	-0.510
44886.4989	3.314	2.966	2.454	-0.348	-0.512
44886.5075	3.326	2.939	2.465	-0.387	-0.474
44887.4127	3.290	2.969	2.470	-0.321	-0.499
44887.4234	3.348	2.951	2.411	-0.397	-0.540
44894.4707	3.308	2.953	2.383	-0.355	-0.570
44894.4760	3.294	2.976	2.394	-0.318	-0.582
44895.4728	3.355	2.946	2.426	-0.409	-0.520
44895.4783	3.284	2.956	2.405	-0.328	-0.551
44896.5801	3.298	2.938	2.455	-0.360	-0.483
44897.5821	3.318	2.948	2.444	-0.370	-0.504
44897.5864	3.311	2.949	2.467	-0.362	-0.482
44904.5122	3.292	2.943	2.485	-0.349	-0.458
44904.5157	3.301	2.950	2.483	-0.351	-0.467
44905.5000	3.332	2.945	2.397	-0.387	-0.548
44905.5046	3.318	2.905	2.399	-0.413	-0.506
44974.2464	3.198	2.789	2.276	-0.409	-0.513
44974.2566	3.203	2.875	2.313	-0.328	-0.562
44985.2855	3.220	2.832	2.296	-0.368	-0.536
44985.2946	3.193	2.823	2.248	-0.370	-0.575
44986.1956	3.221	2.851	2.266	-0.370	-0.585

TABLO.2 Devami

HJD	DYO	DBO	DUO	D(B-Y)	D(U-B)
44986.2007	3.199	2.796	2.276	-0.403	-0.520
44987.2271	3.175	2.819	2.312	-0.356	-0.507
44987.2301	3.176	2.827	2.324	-0.349	-0.503
44989.2951	3.197	2.831	2.270	-0.366	-0.561
44989.3025	3.183	2.924	2.236	-0.259	-0.688
45262.5999	3.258	2.928	2.390	-0.330	-0.538
45262.6039	3.257	2.911	2.387	-0.346	-0.524
45264.5739	3.270	2.938	2.376	-0.332	-0.562
45264.5780	3.281	2.770	2.399	-0.511	-0.371
45265.6228	3.236	2.918	2.523	-0.318	-0.395
45267.3839	3.292	2.915	2.328	-0.377	-0.587
45267.3898	3.301	2.893	2.345	-0.408	-0.548
45268.5108	3.251	2.893	2.407	-0.358	-0.486
45268.5159	3.251	2.865	2.403	-0.386	-0.462
45271.3460	3.280	2.885	2.484	-0.395	-0.401
45271.3515	3.316	2.851	2.429	-0.465	-0.422
45300.5139	3.217	2.852	2.218	-0.365	-0.634
45300.5192	3.239	2.997	2.216	-0.242	-0.781



Şekil.1abc HR 1362 nin üç renkte ışık eğrileri

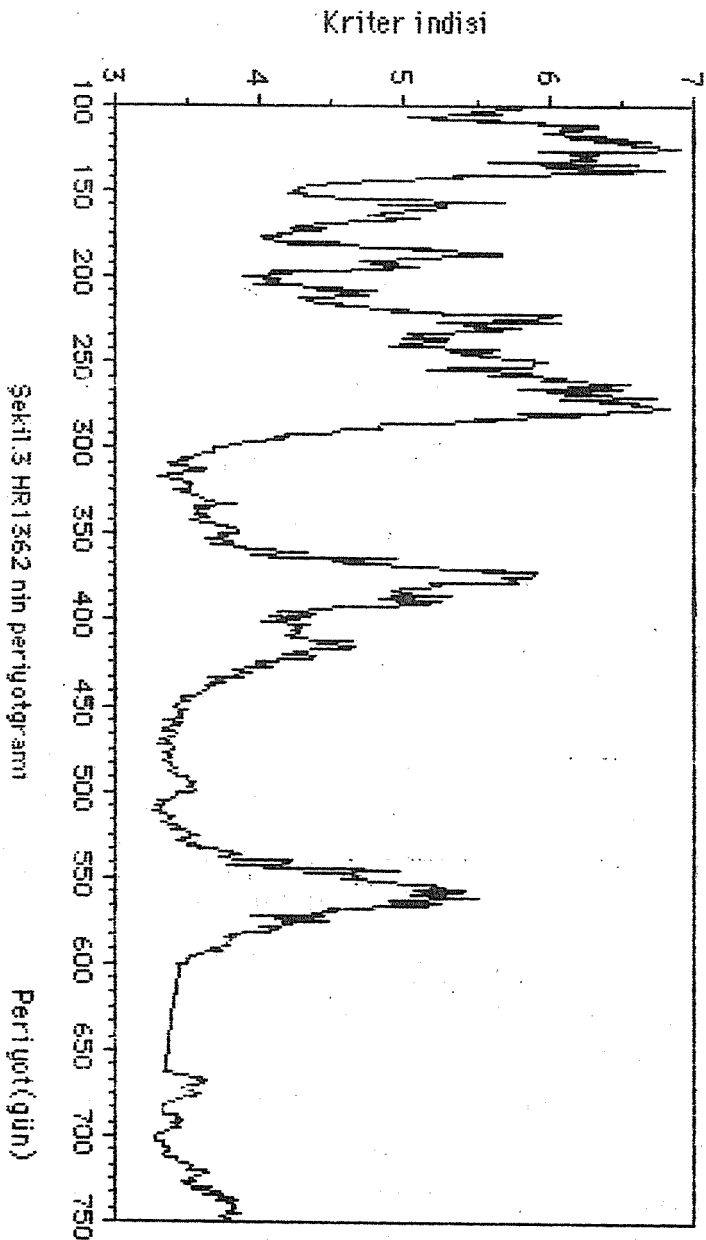


Şekil.2 ab HR 1362 Renk eğrileri

3. Işık Değişiminin Dönem Analizi :

V filtresinde yaptığımız gözlemler ile Boyd ve arkadaşlarının (1985) V filtresinde yaptıkları gözlemler birleştirilmiş ve birlikte dönem analizinde kullanılmıştır. Gözlemlerimiz sürekli olmamasına rağmen Aralık-1984 ve Eylül 1981 arasındaki ışık değişiminin önemli kısımlarını içerir. Birleştirme işlemi ışık değişimindeki ortalama seviyelerinin eşleştirilmesi şeklinde yapılmıştır. Bu şekilde birleştirme inancımıza göre dönem analizini fazla etkilemeyecektir. HJD'e karşılık V filtresinde birleştirilmiş ışık eğrisi **Şekil.1c**'de gösterilmiştir. Şekilde gözlemler arasına çizilen ortalama eğri gözlemleri iyi temsil etmektedir. Gözlemlerin dağılımındaki düzensizlik nedeniyle bilgisayarda verilere anlamlı bir polinom denkleştirilemedi. Elle çizilen eğri Boyd'un ve arkadaşlarının (1985) bulduğu 154 günlük periyodu değil de ~330 günlük olası bir periyodu gösterir. Böylece HJD 2445690 ve 2445995'deki minimumlara ait zaman aralığı iki ışık değişimine değil de tam bir periyoda karşılık gelir.

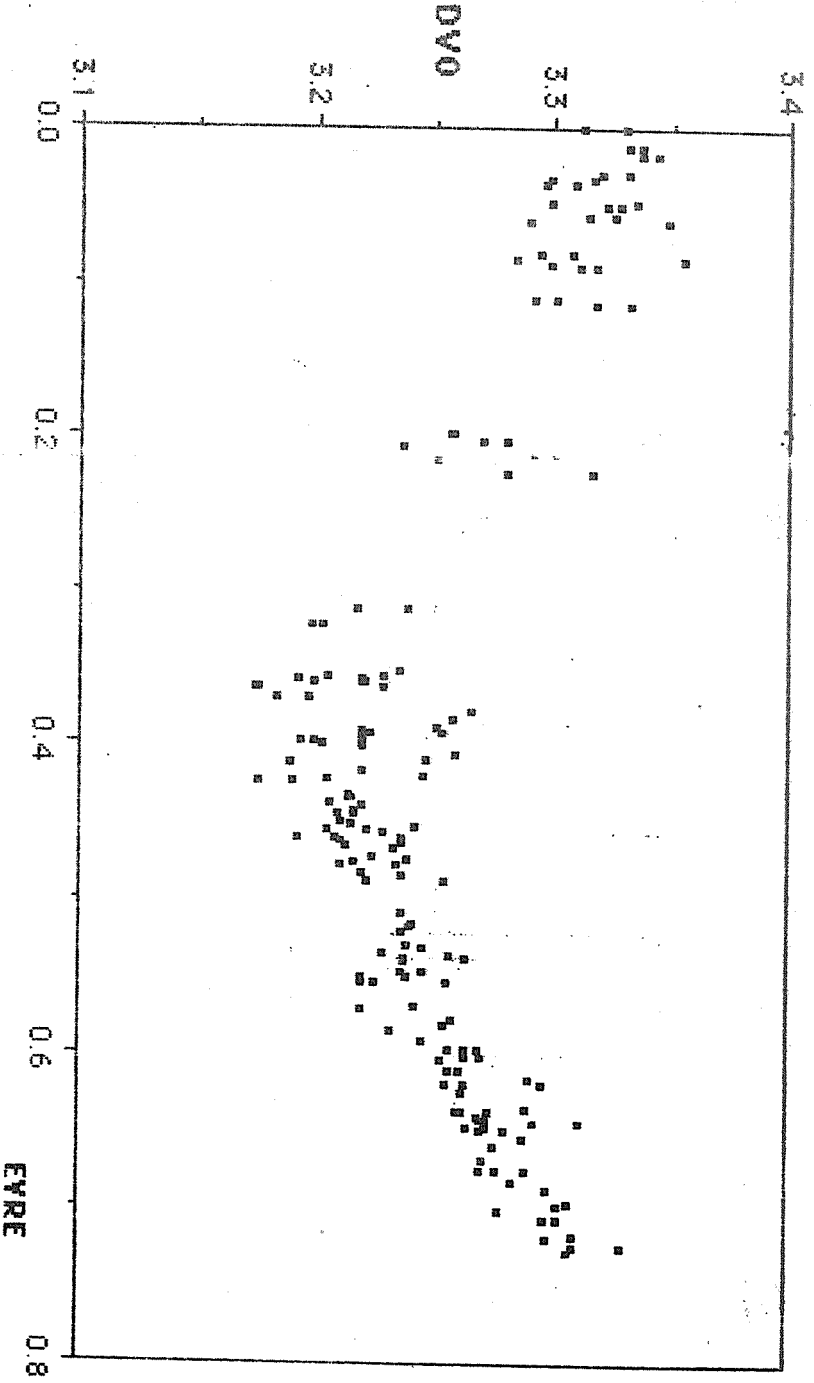
Lafier ve Kilman'ın (1985) türünde bir sıralama metodu olan Shell Metzner'in dönem bulma metodu kullanılarak bu yıldızın dönemini araştırdık. Algoritma Belserene'in (1982) yayınından uyarlanmıştır. Algoritma, olası aralıkta ardışık olarak dönemler kullanarak evreleri hesaplar ve ışık değişimini hesaplanan bu evrelere karşılık mümkün olan en uygun evreyi tahmin etmek için karşılaştırma yapar. Biz bu algoritmayı birleştirdiğimiz V ışık eğrisi için uyguladık. Sonuçlanan periyodogram **Şekil.3**'de gösterilmiştir. Şekilde y-eksenindeki kriter indisi $p=152^{\circ}$, 176° , 199° , 309° , 316° , 472° ve 512°



günleri için küçük değerler almaktadır. Bu değerlerden bir tanesi gerçek dönem değeridir, fakat periyodgram gerçek periyodu ayırtedebilecek kadar kesin değildir 309 gün olan olası dönem aslında periyodgramdan giriş yöntemi ile ~330 gün bulunmaktadır. Bu dönem, gözlenen noktalar üzerinden elle çizilen eğri üzerinden bulunan periyodla aynıdır ve HR 1362'nin ışık değişiminin muhtemelen gerçek periyodudur. $P=330$ gün ile hesaplanan evreye karşılık ışık değişimi (V bandında) Şekil 4'de gösterilmiştir. Verilerin belli bölgelerde öbekleşmesinden dolayı çok sayıda dönem bulunmaktadır. Doğru periyoğa karar verebilmek için daha çok, devamlı, uzun gözlem mevsimlerine gereksinme vardır.

4. Tartışma :

HR 1362, Ca II H , K çizgileri ve soft x-ışın göstermesi ile Güneş benzeri atmosferik aktivite gösteren bir yıldızdır. $M_v=0^m.65$ mutlak kadiri ile büyük bir olasılıkla G8 tipi dev yıldızdır. Boyd ve arkadaşlarının (1985) belirttiği gibi birleşik bir tayfa, çift çizgiye veya radyal hız değişimine ait herhangi bir kanıt olmadığından HR 1362 bir RS CVn türü yıldız olarak adlandırılmaz. Sürpriz olan bu aktif devin ışık değişimidir. Bu değişimin önemli olması aktif yıldızların genel bir özelliğidir. Fakat, bulunan 330 günlük bir dönem bilinen diğer aktif yıldızların dönemlerinden çok uzundur. Eğer bu dönem diğer bütün aktif yıldızlarda olduğu gibi dönme dönemini gösteriyor ise HR 1362 yavaş dönen yıldızlar için olağanüstü bir örnek olacaktır. Böylece, HR 1362 yıldızı aktivitede dönmenin rolü ve aktif yıldızlarda dönmenin evrimi için ilginç ve dikkate değer bir yıldızdır.



Şekil 4 HR 1362 min $P=330$ gün ile çizilmiş ışık eğrisi

Kaynaklar

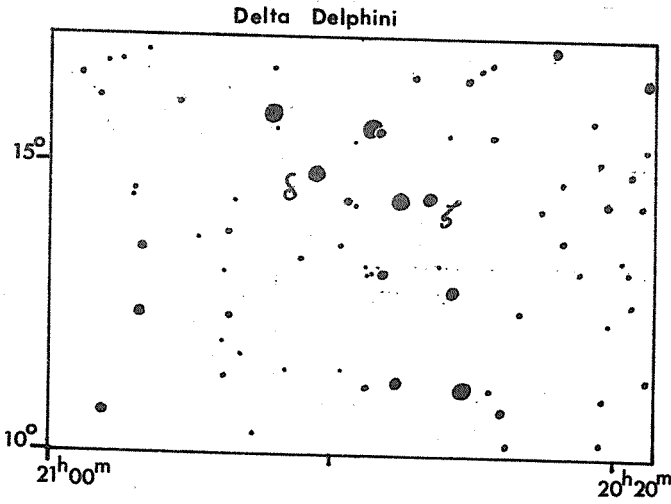
- Beiserene, E. P., 1982, I.A.P.P.P., Communication No. 8, 19.
Bidelman, W.P. and MacConnell, D. J., 1973, Astr.J., 78, 687.
Boyd, L.J., Genet, R.M., Hall, D.S., Barksdale, W.S., Fried, R.E.,
Henry, G.W., Pearsall, J.E., and Wasson, N.F., 1985,
Inf.Bull.Var.Stars, No.2696.
Eggen. O. J., 1978, Astrophys. J., 222, 203.
Hall. D. S., 1983. I.A.P.P.P. Communication No. 13, 6.
Lailer, J., and kinman, T. D., 1965, Astrophys. J. Suppl., 11 216.
Lake, R., 1964, Mon. Not. Roy. Astr. Soc., 23, 136.
Walter, F. M. and Bowyer, S., 1981, Astrophys. J., 245, 671.

Delta Delphini Yıldızının Fotometrik Gözlemi
Bülent UYANIKER

ODTÜ Amatör Astronomi Topluluğu
ORTA DOĞU TEKNİK ÜNİVERSİTESİ ANKARA

Delta Scuti değişen yıldızları zonklayan, kısa dönemli yıldızlardır. Küçük genlikli ışık değişimleri gösterirler. Bu grupta bilinen yıldızlar tayfın A yada F bölgesinde yer alırlar ve renk indeksleri çok küçüktür.

Delta Delphini 1956 yılında Olin J.Eggen tarafından üç gecelik gözlem sonucu değişen olarak not edilmiş ve dönemi $\text{D}^d.13505$ olarak verilmiş. Eggen yıldızı Delta Scuti grubunun bir üyesi olarak tanımlamış ve Slettebak (1955) tayf türünü A7 III olarak belirlemiş.



	RA(1950)	Dec(1950)	Sp	m
Değişen	$20^{\text{h}}41^{\text{m}}07^{\text{s}}.4$	$+14^{\circ}53'.6$	F0 IV	4.49-4.38v
Mukayese	$20^{\text{h}}32^{\text{m}}58^{\text{s}}.2$	$+14^{\circ}30'$	A3 V	4.68

Dönem $\text{D}^d.135547$ Epok: 2439338.4444

Gözlem yeri: ODTÜ Fizik Bölümü

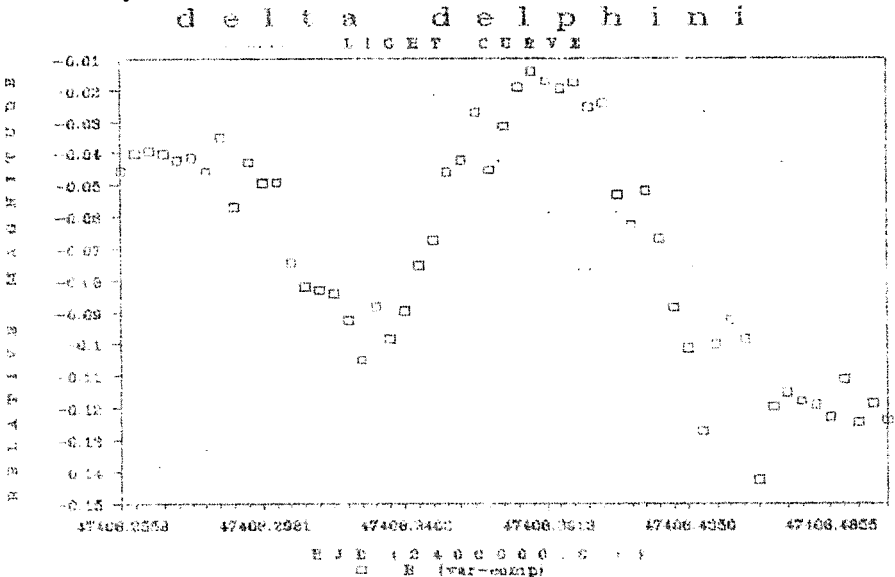
Gözlem Zamanı: 1.9.1988

Teleskop: Celestron C8

Fotometre: SSP-3, Solid State Photometer, UBVR1

Yıldızın fotometrik gözlemi B ve V filtrelerinde yapılmış ζ Delphini (HD 196180) karşılaştırma yıldızı olarak alınmış ve denet yıldızı kullanılmamıştır. Delta Delphininin 6 saatlik gözleminin sonuçları çizelgede verildiği gibidir.

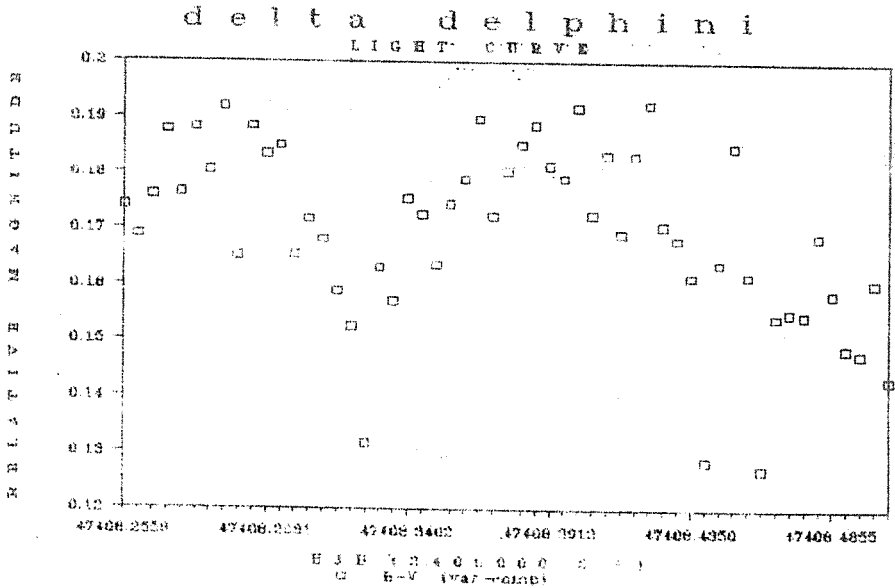
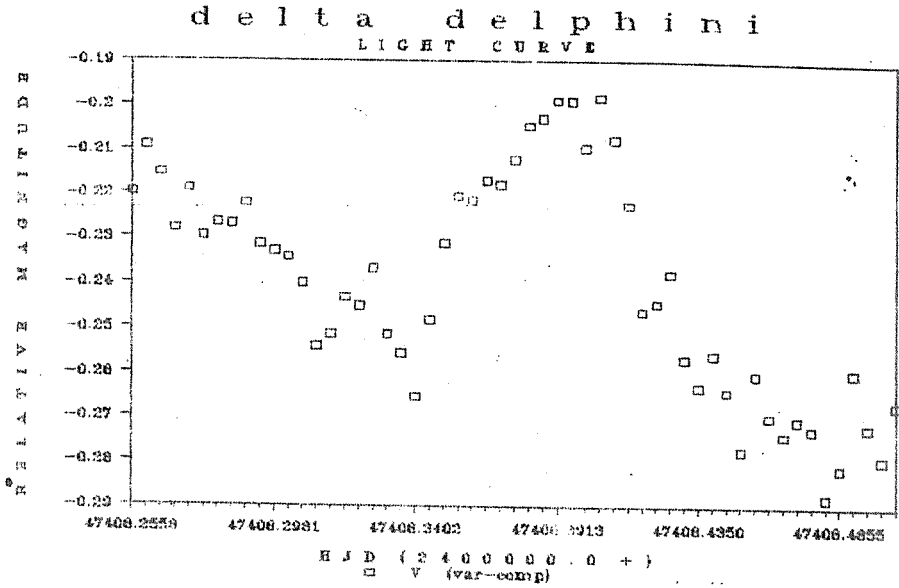
Gözlem atmosfer dışına indirgenmiş ve Güneş merkezli Jülyen günleri zaman birimi olarak seçilmiştir. Parlaklık farkları ise $m(\text{Delta Del.}) - m(\zeta \text{ Del.})$ olarak tanımlanmıştır. Göreli parlaklık farkları zamana karşı grafiğe döktüldüğünde elde edilen sarı ve mavi renklerdeki ışık eğrileri şekil 1 ve şekil 2 de verilmiştir.



Işık eğrileri yaklaşık 2 çevrimi kapsamaktadır ve çizimlerden de görüleceği gibi iki minimum ve maksimum farklı genliktedirler. Işık eğrilerinden elde edilecek dönem daha önce yapılmış olan gözlemlere uyum gösterdiğine göre genlikteki bu farklılık kesin bir analiz yapılmamış olmakla birlikte çok dönemlilik şeklinde yorumlanabilir.

Dönemdeki bu değişikliğin anlaşılabilmesi için daha çok veriye gereksinim vardır.

İki renkteki parlaklıkların farkı çizildiğinde elde edilen dağılım ise yıldızın renginin ışığın maksimum olduğu zaman minimuma göre daha mavi olduğunu göstermektedir.



0	HJD	X	EVRE	DVO	DBO	DB-V
	47406.2558	1.132	0.3980	-0.220	-0.046	0.174
	47406.2610	1.178	0.4364	-0.209	-0.040	0.169
	47406.2656	1.167	0.4702	-0.215	-0.039	0.176
	47406.2702	1.157	0.5045	-0.228	-0.040	0.188
	47406.2747	1.149	0.5373	-0.219	-0.042	0.177
	47406.2790	1.141	0.5691	-0.230	-0.042	0.189
	47406.2828	1.135	0.5973	-0.227	-0.046	0.181
	47406.2868	1.129	0.6265	-0.227	-0.035	0.192
	47406.2909	1.124	0.6567	-0.222	-0.057	0.165
	47406.2946	1.120	0.6844	-0.231	-0.043	0.188
	47406.2981	1.117	0.7100	-0.235	-0.048	0.184
	47406.3018	1.113	0.7371	-0.234	-0.049	0.185
	47406.3055	1.111	0.7648	-0.240	-0.075	0.165
	47406.3093	1.109	0.7925	-0.254	-0.082	0.172
	47406.3138	1.107	0.8263	-0.251	-0.083	0.182
	47406.3184	1.105	0.8596	-0.243	-0.084	0.159
	47406.3227	1.105	0.8919	-0.245	-0.093	0.153
	47406.3276	1.105	0.9277	-0.237	-0.105	0.132
	47406.3315	1.106	0.9569	-0.252	-0.088	0.163
	47406.3356	1.108	0.9872	-0.256	-0.098	0.157
	47406.3402	1.110	0.0205	-0.265	-0.090	0.176
	47406.3444	1.113	0.0517	-0.248	-0.075	0.173
	47406.3502	1.118	0.0942	-0.231	-0.067	0.164
	47406.3543	1.123	0.1250	-0.221	-0.046	0.175
	47406.3585	1.128	0.1557	-0.221	-0.042	0.179
	47406.3631	1.134	0.1900	-0.217	-0.027	0.190
	47406.3681	1.142	0.2269	-0.218	-0.045	0.172
	47406.3731	1.151	0.2633	-0.212	-0.032	0.181
	47406.3790	1.163	0.3074	-0.204	-0.019	0.185
	47406.3850	1.177	0.3509	-0.203	-0.014	0.189
	47406.3913	1.194	0.3975	-0.199	-0.017	0.182
	47406.3960	1.207	0.4324	-0.199	-0.020	0.179
	47406.3996	1.218	0.4590	-0.210	-0.018	0.192
	47406.4043	1.234	0.4938	-0.198	-0.025	0.173
	47406.4084	1.249	0.5241	-0.208	-0.024	0.183
	47406.4124	1.264	0.5533	-0.223	-0.053	0.169
	47406.4165	1.281	0.5840	-0.246	-0.063	0.153
	47406.4208	1.300	0.6153	-0.244	-0.052	0.192
	47406.4250	1.324	0.6522	-0.238	-0.067	0.171
	47406.4300	1.345	0.6829	-0.257	-0.089	0.168
	47406.4350	1.372	0.7198	-0.263	-0.102	0.162
	47406.4395	1.399	0.7536	-0.256	-0.127	0.129
	47406.4428	1.420	0.7777	-0.264	-0.100	0.164
	47406.4487	1.460	0.8212	-0.277	-0.033	0.185
	47406.4538	1.497	0.8586	-0.260	-0.099	0.162

O	HJD	X	EVRE	DVO	DBO	DB-V
	47406.4597	1.544	0.9022	-0.270	-0.143	0.127
	47406.4654	1.595	0.9442	-0.274	-0.120	0.154
	47406.4701	1.640	0.9790	-0.271	-0.115	0.155
	47406.4748	1.690	0.0139	-0.273	-0.118	0.155
	47406.4804	1.753	0.0548	-0.288	-0.119	0.169
	47406.4855	1.818	0.0928	-0.281	-0.123	0.159
	47406.4898	1.876	0.1245	-0.260	-0.111	0.149
	47406.4942	1.941	0.1568	-0.272	-0.124	0.146
	47406.4989	2.018	0.1916	-0.279	-0.119	0.160
	47406.5038	2.095	0.2238	-0.267	-0.124	0.148

Çalışma sırasında bilgilerine başvurduğum Z.Aslan
O.Demircan, E.Derman ve gözleme emeği geçen A.Yılmaz'a
teşekkür ederim.



GENEL RELATİVİTE TEORİSİNİN DENEYSSEL YENİ TESTLERİ

C. Battal
E.Ü. Fen Fakültesi Astronomi ve Uzay
Bilimleri Bölümü

GİRİŞ

Evrenin yapısı ve geometrisi, oluşturulan teoriyle gözlemleri karşılaştırarak incelenmeye çalışılır. Modern teknolojinin uygulamalarında Einstein teorisinin testleri kullanılmaktadır. Bütün kayda değer testlerin hiç birisi Einstein'ın Genel Relativite teorisine gelişmemektedir. Gelecek yıllarda teknolojinin duyarlılığını artırmak için bu testlere başvurulacaktır. Gravitasyon araştırmalarında Newton ve Einstein teorilerinin sınamalarında laboratuvar olarak güneş sistemi kullanılır. Güneş sistemi laboratuvarı henüz gelişmekte olan teknolojiye gerek elektronik açıdan gerekse uzay yolculuğu için kullanışlıdır. Yer lab. ise atmosferik etkilerden dolayı pratik olmamaktadır.

Genel Relativitenin testleri, etkiler cinsinden yapılır. Tablo I de önemli olan etkiler ele alınmıştır (Fakat bu liste tam olmaktan uzaktır. Örn. uzaklığa bağlı olarak gravitasyon sabitinin değişimi, gravitasyon dalgalar, kuantum gravite etkileri hariç tutulmuştur).

I- IŞIĞIN SAPINCI

Relativitenin klasik testlerinden biri olan ışığın sapıncı güneş kütlesi tarafından ışığın saptırılmasının bir ölçümüdür. Işığın sapıncı $1.75 R_{\odot} / d$ sn den bulunur. R_{\odot} güneşin yarıçapı d ise etki parametresidir. PPN (Parametrized post-Newtonian) çerçevesinde bu değer $(1 + \gamma)/2$ faktörüyle çarpılmalıdır (γ, β , PPN parametreleridir). 1960 yıllarında bunu güneş tutulması esnasında yapılan gözlemlerle 0.20 lik bir hata ile ölçmüşlerdir. 1967 de, Irwin Shapiro, klasik optik tekniklerden daha ziyade radyo interferometreyle relativitenin ışığın sapması deneyini daha duyarlı ölçülebileceğini belirtti. Böyle iki başarılı uygulama yapılmıştır.

İlki, Counselman ve arkadaşları (1974)] tarafından yapılmıştır. Bu testte, (Güneş tarafından örtülmüş) 3C279 kuasarı ile 3C273 kuasasının

gözlemleri VLBL (çok uzun temelli interforemetre) kullanılarak yapılmıştır. Antenler VLBL (çok uzun temelli interforemetre) kullanılarak yapılmıştır. Antenler arasındaki uzaklık 843 km dir. Minimum etki parametresi 10R dir. Relativistik etki ise 0.18 sn olarak ölçülür. Bu deneyde 0.005 lik belirsizlikle $(1 + \gamma)/2 = 0.99$ olarak bulunmuştur. Nümerik deneyler ve faz bağlantıları gözönüne alındığında $(1 + \gamma)/2 = 0.99$ 0.03 olarak bulunur.

İkinci interforemetre deneyi Fomoint ve Sramek (1977) tarafından yapılmıştır. Etki parametresi 5R den küçüktür. Buradan da $(1 + \gamma)/2 = 1.007$ 0.009 sonucunu bulmuşlardır.

Bazı Relativistik Etkiler

Etkiler	Paremetre Bağımlılığı	Deneylerden elde edilen değ.
Işığın sapıncı	$(1 + \gamma)/2$	1.007 0.009
Perihelin Kayması	$(2 + 2\gamma - \beta)/3$	0.98 ± 0.004
Gravitasyonel kırmızıya kayma	gözlenen beklenen	1.0000025 ± 0.00014
Shapiro Zaman gecikmesi	$(1 + \gamma)/2$	1. ± 0.001
Nordtvedt Prensibi veya Eşdeğerlilik Prensibi	$\eta = 4\beta - \gamma - 3$	0.0 ± 0.015
G nin Yıllık Değişimi	\dot{G}/G	$(5 \pm 10) 10^{-11} /y$
Graviyasyon ışınının yörüngesi sönükletmesi	<u>gözlenen</u> <u>beklenen</u>	0.957 ± 0.09
Geodezik presesyon	$(1 + 2\gamma)/2$	0.001
Lense-Thirring Etkisi	$(1 + \gamma)/2$	0.1

Tablo-1

Şu anda ışığın sapıncı testini geliştirmek için deneyler C.F.A. (Harvard Smithsonian Center for Astrophysics) da devam etmektedir. Bunun için ikisi kaynağa , ikisi referans yıldızına yönelik dört anten bulunmaktadır. $(1+\gamma)/2$ yi 0.001 lik bir belirsizlikle ölçmeyi ummaktadırlar.

II. PERIHELİN KAYMASI

Relativitenin 2.ci testi gezegenlerin perihellerinin kayması deneyidir. Gezegenlerin yıllık ilerlemesi β , ve de güneşin quadipol momenti J ye bağlıdır. Yıllık ilerleme

$$S_{\phi} = \frac{3\pi r_0}{p} \left[\frac{2+2\gamma-\beta}{3} + J_2 X \right] \frac{\text{rad}}{\text{Rev.}}$$

olarak verilir. Burada $X=(R_0)^2/r_0$, $p=a(1-e^2)$, a yörünge nin yarı büyük eksen i, e dış merkezliğ i dir. $r_0=3 \text{ km}$, $R_0=7*10^9 \text{ km}$ dir.

Bu çalışmalarda ilk hedef Merkürün perihelinin ilerlemesinin ölçümü olmuştur. Tablo 2 gezegenlerin perihellerinin kaymalarını vermektedir.

Gezegen	S_{ϕ} (sn/ş)	a (A.U.)	e	$ \Delta t _{\text{max}} = 2eaS_{\phi}/c$ ($\mu\text{s}/\gamma$)
Merkür	0.43	0.4	0.2	160
Venüs	0.09	0.7	0.007	2
Dünya	0.04	1	0.017	3
Mars	0.014	1.5	0.09	10

Tablo-2

1972 de radar gözlemleriyle ilkin $J_2=0$ kabul ederek $F=1.0 \pm 0.01$ bulmuşlar. Sonrada J_2 hesaplanarak F değeri bulunmuştur. Bunlar $F=0.98$ 0.04 ve $J_2=(0.5+1.5)*10^{-5}$ dir. Bu bulunan F değeri ile Viking uçuşlarından belirlenen γ değeri birleştirence $\beta=1.06+0.12$ olarak elde edilmiştir.

III. KIRMIZIYA KAYMA

Gravitasyonel kırmızıya kayma Relativitenin üçüncü klasik testidir. Pound, Rebka ve Saiderin

bu konuda yapmış oldukları önemli çalışmalar vardır. Vessot ve Marshall Uzay Uçuş Merkezi ve Harvard Smithsonian Center den oluşturulan bir grup bu test için bir hidrojen maser kullandılar. Onların verilerininin teoriye oranı $1+(2.5 \pm 63)10^{-4}$ dir.

Güneş yakınındaki Starprobe denilen uzay aracılıyla relativistik kırmızıya kayma deneyleri yapılmaktadır. Bu deneylerde 2. ci mertebeye kadar etkiler dahi göz önüne alınmaktadır.

IV ZAMAN GEÇİKMESİ

Shapiro (1964) zaman geçikme etkisi, güneş sisteminde relativitenin 4. cü testi olarak bilinir. Dünyadan salınan bir sinyalin güneşe yaklaşarak bir uzay gemisi veya gezegenden geri döndüğü düşünölsün. Gidiş geliş süresi ve artı ilave terim gelmektedir. İşte bu terim

$$\Delta\tau = \frac{2r_0}{c} \ln \left[\frac{r_e + r_p + R}{r_e + r_p - R} \right]$$

dir. Burada $r = 3\text{km}$, $2r_0 / c = \mu\text{s}$ ve $S = (1 + \delta) / 2$ dir. r_e güneşten dünyaya , r_p güneşten hedefe , R dünyadan hedefe olan uzaklıkları belirtir. Etki parametresi d , r_p veya r_e den küçük olduğunda şöyle bir sadeleştirme yapılabilir.

$$\frac{r_e + r_p + R}{r_e + r_p - R} = \frac{4Rr_p}{d^2}$$

1971 yıllarında radar verilerine dayanarak gözlemler yapılmıştır. Bu gözlemlerde X ve UHF bandları kullanılmış ve $1 + \delta / 2$ faktörü 0.05 lik bir belirsizlikle 1.01 olarak bulunmuştur. Mariner 6 ve 7 nin veri analizinden ise $1 + 0.03$ olarak elde edilmiştir.

Marsa gönderilen Viking uydularıda bu testleri yapmışlardır. Bu uçuşların analizlerinden sonuçların teoriyle uyduğünü $(1 + \delta) / 2 = 1.000 \pm 0.001$ olarak elde etmişlerdir. Bu deneylerin analizi hala devam etmektedir.

V EŞDEĞERLİLİK PRENSİBİ

Eşdeğerlilik prensibi Genel Relativitenin temel taşlarından biridir. Yüksek presesyon deneylerinin bir çoğu eşdeğerlilik prensibiyle test edilmektedir. Eğer bir cismin M ; Gravitasyon

kütlesi ile M eylemsizlik kütlesi aynı değilse $M_2 = M; (1 + \eta \Delta)$ olacaktır. Buradaki η bazen sıfırda kabul edilen katsayıdır. Δ ise cismin self enerjisi.

Yüksek presesyon deneylerinde Van Eötvös ve arkadaşları (1922) iki farklı materyalin burulmalı terazi kullanarak güneş sisteminde ivmelerini ölçmüşler ve $\Delta \eta$ niceliğini $5 \cdot 10^{-9}$ lik bir belirsizlikle sıfır bulmuşlardır. (1971) de Braginsky ve Panov da $2 \cdot 10^{-13}$ lik belirsizlikle sıfır buldular.

Nordvedt PPN formalizmine bağlı olarak eşdeğerlilik prensibinden sapma olaylarını incelemiştir. Eşdeğerlilik prensibinden sapma mevcutsa dünya ay uzaklığında şöyle bir periyodik değişim olacağını buldular.

$$\delta r = (A\eta + B)\sin\theta$$

A: 8m, B: 110km, :Güneş dünya ay arasındaki açıdır 4.5 yıllık ay laser veri analizine dayanarak Shapiro ve arkadaşları (1976) $|\eta| < 0.015$ olacağını buldular.

Eşdeğerlilik prensibinden bir sapmanın olup olmadığını anlamanın bir başka yoluda dünya-mars-güneş ve jüpiter sisteminin incelenmesi olduğu düşünülmektedir.

VI. G'nin YILLIK DEĞİŞİMİ

Gravitasyonel etkileşmelerin zamanla yavaşça değişip değişmediği tartışılan bir konudur. Eğer böyle bir değişim mevcutsa, bu G değişimi nasıl keşfedilebilir? Bir olasılık güneş sistemi laboratuvarını kullanmak ve fizik kanunlarının değiştiğini düşünmektir. Güya G değişiyormuş gibi güneş sistemi verileri analiz edilir.

$$G = G_0 + \dot{G} (t - t_0)$$

Bu denklem göz önüne alınarak gezegen yörüngesine uygulandığında a (yarı büyük eksen), n (ortalama hareket), p (period) arasında şöyle bir bağıntı mevcut olacaktır.

$$\frac{2\dot{G}}{G} = -\frac{2\dot{a}}{a} = -\frac{\dot{p}}{p} = \frac{\dot{n}}{n}$$

Teorilerden \dot{G}/G yi 10^{-11} olarak bulunur. Merkürün 9 yıllık gözlemleri sonucunda \dot{G}/G yılda 10^{-14} lık bir belirsizlikle ölçülür. Bu problem o kadar kolay değildir. Güneşin kütlesi yılda 10^{-14} değiştiğinden veri analizinde problemler neden olur. Gözlem geometrileri o kadar mükemmel değil-

dir. Tüm gözlemler Merkürün yörüngesine teğet olduğu anda yapılamaz, ilaveten model hatalarında mevcuttur. Böylece başlangıçta $\frac{6}{6}$ tayininde 10^{-10} lük bir belirsizlik görülsede sonradan bunun 10^{-10} olduğuna karar verilir. Sonuçta değeri $5 \pm 10 \cdot 10$ olarak elde edilir.

Ğ tayinini daha duyarlı bir şekilde elde etmek için çalışmalar sürmektedir.

VII PSR 1913+16

Gravitasyon çalışmalarında güneş sistemi yada laboratuvar sistemleri yerine bazen astrofiziksel sistemler kullanılır. Böyle bir sistem PSR 1913+16 nın gözlemleridir.

Pulsarın 59 ms lik bir periyodu ve 0.617 lik bir dış merkezliği ve 7 sa 45 dk lık bir yörünge periyodu vardır. Bu pulsarın gözlemleri Eylül 1974 den, Mayıs 1981 e kadar 6.5 yıllık bir sürede yapılmıştır. Bu gözlemlerde önemli relativistik etkiler görülür. Bunlardan birisi ise gravitasyonel ışınımın yörüngesinin sönmesidir.

Taylor ve Weisberg (1982) yörünge değişim periyodunun değişim hızını $(2 \pm 0.22) 10^{-12}$ olduğunu en küçük karelerle belirlediler. Teoriylede bu gravitasyonel ışınım sönükleşmesini $2.4 \cdot 10^{-12}$ olarak buldular. Gözlemlerin teoriye oranı ise 0.957 ± 0.09 dur.

VIII STANFORD GYROSCOPE DENEYİ

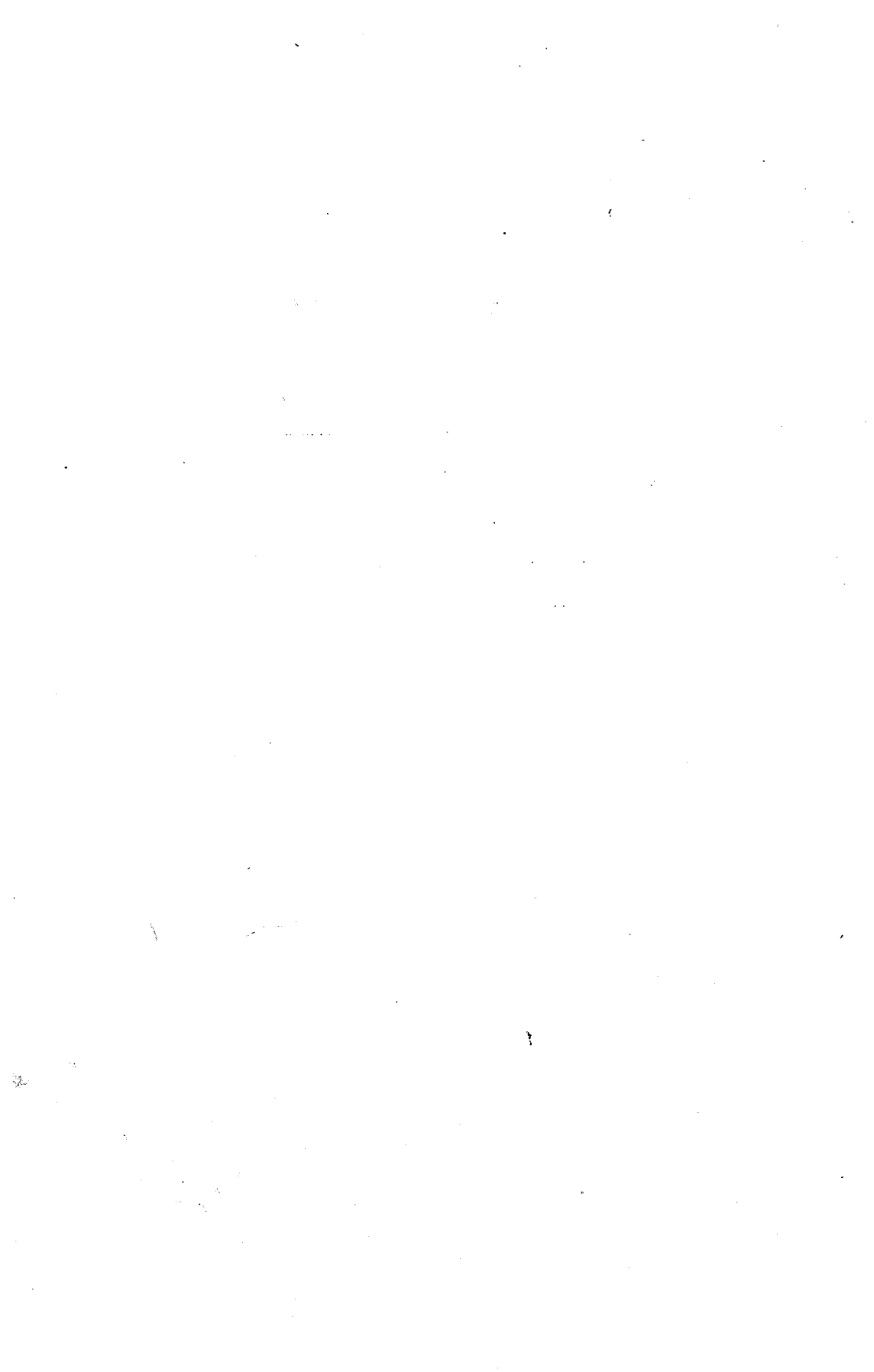
GP-B denilen Stanford Gyroscope deneyinde, gravitasyon alanı ile gyroscope arasında bir etkileşme mevcuttur. Bu etkileşmede önemli 2 etki görülür. Bunlar geodezik presesyon ile Lense-Thirring etkileridir. Geodezik presesyon yılda 7 sn ,Lense-Thirring etkiside 0.05 sn olarak ölçülür. Bu etkilerin ölçülmesi için çok yüksek derecede stabil olan bir gyroscope gereklidir. Potansiyel kaynakların sistematik hatalarını a-
baltmak için bu deneyin uzayda yapılması gerklidir. Gerekli teknolojinin çoğu gelişmiş fakat uygulamaya geçilmemiştir.

SONUÇ

Şu anda Relativistik Gravitasyon teorisinin testlerini yapmak için tahsil edilmiş uluslararası küçük bir enstitü mevcut. Birinci mertebeden başarılı testler ve PSR 1913 16 den elde edilen kanıtların tümü Genel Relativitenin geçerliliğini desteklemektedirler. Şu anda yeni bir çağın başlangıcındayız. Lense-Thirring etkileri, ikinci mertebeden etkiler ve kuantum mekanik sistemi ile gravitasyon etkileşimleri kapsayan ilave olaylar araştırılmaktadır. Gelecek yıllarda deneysel açıklamalar yapılması beklenmektedir.

LİTERATÜR

Robert, D. Reasenber, Unified field theories of more than 4 dimensions including exact solution Sy 19-66



TÜRKİYE'DE 1975 SONRASI ASTRONOMİ ÇALIŞMALARI I: BİLİMSEL ARAŞTIRMA

Osman Demircan

A.Ü., Fen Fakültesi,

Astronomi ve Uzay Bilimleri Bölümü

Beşevler, Ankara

Özet :

Bu çalışmada, Türkiye'de 1975 sonrası astronomi çalışmaları, bilimsel araştırmaların verim ve kalitesi açısından irdelenmiştir. Bilimsel araştırmaların verim ve kalitesini saptamak amacıyla 1975-1984 on yıllık dönemine ait "Source Index" ve "Citation Index" yıllıkları Türk astronomları için taranmıştır. Elde edilen istatistik sonuçlar yorumlanmış ve daha iyi sonuçlar için öneriler getirilmiştir.

Giriş :

Türkiye'de astronomi alanındaki bilimsel araştırmaların, 1933 Üniversite reformuyla yabancı bilim adamları tarafından önce İstanbul Üniversitesi'nde başlatıldığını görüyoruz. Bu alanda çalışan Türk astronomları önce tez çalışmalarıyla bilimsel araştırmaya girmişlerdir. Türk astronomlarının ilk yurt dışı makalesi 1935'te yayınlanan bir tez çalışmasıdır. Türk üniversitelerinde çalışan yabancı uyruklu astronomların bilimsel araştırmalardaki denetimleri ve katkıları 1967'ye kadar sürmüştür. (bkz. Dizer, 1985). 1911'de Kandilli

Rasathanesi'nin 1936'da İstanbul Üniversitesi Rasathanesi'nin, 1963'te Ankara Üniversitesi Rasathanesi'nin ve 1965'te de Ege Üniversitesi Rasathanesi'nin kurulmasıyla gözlemsel araştırma olanakları artmış ve ilgili üniversitelerdeki astronomi eğitim ve öğretimi özellikle tez çalışmalarıyla bilimsel araştırmalar için itici bir güç oluşturmuştur. 1962 yılında ODTÜ Fizik Bölümü'nde de gözlemsel ve kuramsal astronomi araştırmaları başlatılmıştır. Gözlemsel çalışmalarda yurtdışındaki veri merkezlerinden getirtilen gözlemler işlenmiştir. Bu kuruma 1970 yılında alınan bir optik teleskobun çalıştırılacağı rasathane henüz kurulma aşamasındadır. Kandilli Rasathanesi 1982 yılında Boğaziçi Üniversitesi'ne bağlanmıştır.

Bugün Ege ve Ankara Üniversitelerinin rasathanelerinde yürütülen gözlemsel çalışmalar farklı türlerden parlak (<11 kadir) değişen yıldızların fotoelektrik fotometresi üzerinde yoğunlaşmaktadır. Bu gözlemlerin analiziyle, ilgili yıldızların temel fiziksel ve geometrik öğeleri hakkında bilgi elde edilmektedir. Kullanılan teleskopların küçük olması (en büyüğü 46 cm. çapında), elektronik donanımlarının ve mekanik yapılarının yetersizliği, ulaşım ve alt yapı sorunları, ayrıca rasathanelerin, büyük şehirlerin çok yakınında (hatta içinde) kalmış olduklarından, hava ve ışık kirlenmesi içinde olmaları gibi nedenlerle gözlemsel araştırmaların türleri kısıtlanmakta, verim ve kaliteleri istenildiği düzeyde olamamaktadır. Radyo astronomide yetişmiş eleman bulunmadığı için iki rasathanemizde (küçük boyutlu da olsa) radyo teleskop bulunduğu halde bu alanda hiçbir bilimsel araştırma yapılamamaktadır.

Kısıtlı olanaklarla Türk astronomilerinin sürdürdüğü bir başka gözlemsel araştırma, Ankara ve İstanbul Üniversitesi

Rasathane'leriyle, Kandilli Rasathanesi'nde düzenli olarak sürdürülen Güneş'in etkinlik gözlemleridir. Ayrıca yurtdışında ilişki kurulan gelişmiş rasathane ve veri merkezlerinden (a) optik ve moröte bölgede yıldız tayfları (b) X ve Y ışın gözlemleri getirilmekte ve bu gözlemler kaynakların ışınım mekanizmaları, atmosfer yapıları, atmosferlerindeki madde bollukları ve kaynak geometrilerinin belirlenmesi amacıyla analiz edilmektedir. Bu çalışmaların dışında sürdürülen kuramsal araştırmalarla (a) yıldızların iç yapıları ve nükleer evrimleri (b) atmosfer yapıları (c) yıldızlarda zonklama olayı (d) yakın çift yıldız bileşenlerinde biçim bozulması ve karşılıklı ısıtma etkisi (e) yakın çift yıldızlarda tutulma etkisi (f) nötron yıldızları ve pulsarların yapısal karmaşıklıkları incelenmektedir. Güneş hariç diğer güneş sistemi üyeleri, yıldız oluşumu, yıldızlararası ortam, galaksiler, süpernova, kozmoloji, radyo astronomi, astronomik aletlerin geliştirilmesi ve uzay çalışmaları alanlarında araştırma yapan Türk astronomu bulunmamaktadır.

2. Bilimsel Araştırmada Verim

Bilimsel araştırmaların en objektif verim ölçüsü kişi başına yıllık yayın sayısıdır. Bilindiği gibi küçük ve kolay sonuca ulaşılan problemlerin seçilmesiyle, ekip çalışmalarıyla, toplantı tebliğleriyle ve basit çalışma sonuçlarını hakemsiz dergilerde yayınlama yoluna giderek yayın sayısı arttırılabilir. Bu bakımdan bir çok bilim adamı artık büyük ve zor problemlere girmemekte kısa sürede küçük küçük çok sayıda yayın yapma yoluna gitmektedir. Bazı çalışmaların tamamlanıp yayınlanması çok emek ve yıllarca zaman gerektirirken bazıları birkaç hafta gibi kısa bir sürede fazla emek harcamadan

yayınlanabilmektedir. Bu nedenlerle, verim ölçümünde yayın sayarken en az yanlışlı istatistik sonuçlara ulaşabilmek için yayının yapıldığı dergileri kısıtlamakta yarar vardır. Dizer (1985) her türlü astronomik yayını dikkate alarak Türkiye'de astronomik çalışmalar için şu istatistik sonuçlara ulaşmıştır. (i) 1952'ye kadar yıllık dış yayın sayısı bir iken 1960'ların sonunda yılda 10 yayına ve 1970'lerin ortalarında 20'lere ulaşmıştır. (ii) yıllık toplam yayın sayısı 1950'lerden sonra 10'un üzerine çıkmıştır. 1950'ye kadar Türkiye'de çalışan yabancı hocaların yayın sayısı daha fazlayken bu yıldan sonra Türk'lerin yayın sayısı daha fazladır. 1967'den sonra yabancı hocaların yayın sayısı sıfırdır. (iii) 1955'ten sonra ekip çalışmaları başlatılmıştır. Bazı yıllar toplam yayınların yarısından fazlası ekip çalışması ürünüdür. (iv) Batıda ele alınan konular Türk araştırmacılar tarafından da ele alınmaktadır.

Bu çalışmada, astronomik bilimsel araştırmaları verim açısından irdelemek için 1975-1984 on yıllık dönemine ait "Source Index" (SI) yıllıkları Türk astronomları için taranmıştır. SI, Philadelphia'da "Institute for Scientific Information" tarafından düzenli olarak her iki ayda bir çıkarılmakta ve en iyi dergilerde basılan bilimsel yayınları yazara göre alfabetik düzende listelemektedir. Kaynak, astronomi alanında 33 dergi taramaktadır. Bu dergilerin içinde Türkiye'de basılan hiçbir dergi bulunmamaktadır. Bu incelemede, 1975-1984 döneminde Türkiye'de astronomi alanında en az bir yıl çalışan doktoralı ve dokterasız her astronom dikkate alınmıştır. Bu astronomların çalıştıkları kurumlara göre dağılımı, Bugünkü (Eylül, 1988) dağılımla beraber Çizelge. I de verilmiştir.

Çizelge 1. 1975-1984 döneminde ve bugün Türkiye'de astronomi alanında çalışan eleman sayısının çalıştıkları kurumlara göre dağılımı.

	1975-1984 dönemi			Bugün		
	≥Dr	<Dr	Top.	≥Dr	<Dr	Top.
İ.Ü.	16	2	18	9	9	18
A.Ü.	8	0	8	5	5	10
E.Ü.	17	1	18	8	6	14
ODTÜ	12	5	17	5	3	8
B.Ü.	4	6	10	5	7	12
Diğer	3	0	3	10	0	10
Top.	60	14	74	42	30	72

≥Dr : Doktoralı eleman sayısı.

<Dr : Doktorasız eleman sayısı.

Top. : Toplam eleman sayısı.

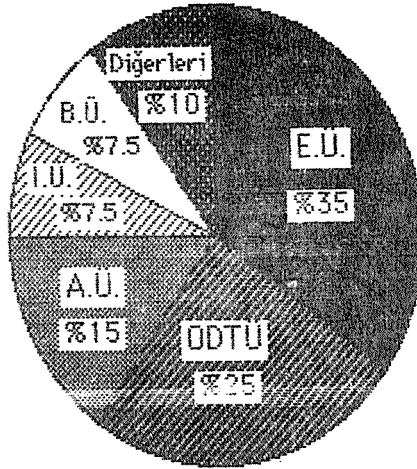
Bir eleman ilgili dönemde bir yıldan fazla doktoralı olarak çalışmışsa Çizelgede doktoralılar grubunda gösterilmiştir. Dikkate alınan 10 yıllık dönemde 25 eleman kurum değiştirmiş, 19 eleman üniversitelerimizden (kendi isteğiyle veya zorunlu olarak) ayrılmış, 9 eleman emekli olmuş, ayrılan ve emekli olanlardan 11'i yurt dışına gitmiş, 4'ü ölmüştür. Bu dönemde mesleğe giren yeni eleman sayısı 16'dır.

On yıllık SI taramasına göre, bu dönemde Türk astronomlarından 35 tanesinin tek başına yayınladığı veya ortak olduğu toplam 120 makale SI'ya girmiştir. Buna göre, bu 35 yazar için kişi başına yıllık SI'ya giren makale sayısı 0.34 iken, bu sayı doktoralı 61 Türk astronomu için 0.20 ve doktoralı ve doktorasız tüm astronomlar (74 kişi) için 0.16'dır. SI'ya giren

toplam 120 makaleden 48 tanesi (%40'i) tek yazarlıdır. Kalan 72 tanesinden 35'inde Türk astronomlar birinci yazardır. On yıllık dönemde SI'ya giren bu 120 makaleden 72'sine toplam 65 yabancı yazar ortak olmuş ve 37 makalede yabancı yazarlar birinci yazar olduğuna göre yabancıların bu dönemde Türkiye'deki astronomi araştırmalarına katkıları %30'un üstünde olmalıdır. 120 makaleden 40 tanesi Türkiye'deki olanaklarla hazırlanmıştır. Bu makalelerin hazırlandıkları üniversitelere göre dağılımı bulunup (bkz. **Şekil.1**) bu üniversitelerde çalışan astronom sayısına bölünürse ilgili üniversitelerde yerli olanaklarla yapılan astronomik araştırmaların verimi için bir ölçü bulunmuş olur. Bu verim ölçüleri **Çizelge.2**'de verilmiştir. Çizelgenin 2. satırındaki verim ölçüleri sadece doktoralı elemanlar içindir. Verim ölçülerini belirleyen parametrelerin araştırma olanakları ve aktif eleman sayısı olduğu anlaşılmaktadır. Büyük üniversitelerin dışındaki kurumlarda çalışan astronomlar için verimin yüksek olması, büyük ölçüde, hepsinin doktoralı olmasından kaynaklanmaktadır. Büyük üniversitelerde çalışan doktrasız (genellikle yayın yapamayan) astronomlar kurumun araştırma verimini, sayıları ölçüsünde düşürmektedirler.

Çizelge.2. Kişi başına (ve 2. satırda doktoralı kişi başına) 10 yıllık dönemde yerli olanaklarla hazırlanıp SI'ya giren yayın sayısı.

<u>İ.Ü.</u>	<u>A.Ü.</u>	<u>E.Ü.</u>	<u>ODTÜ</u>	<u>B.Ü.</u>	<u>Diğerleri</u>	<u>Ort.</u>
0.17	0.75	0.78	0.59	0.30	0.80	0.54
0.19	0.75	0.82	0.83	0.75	0.80	0.67

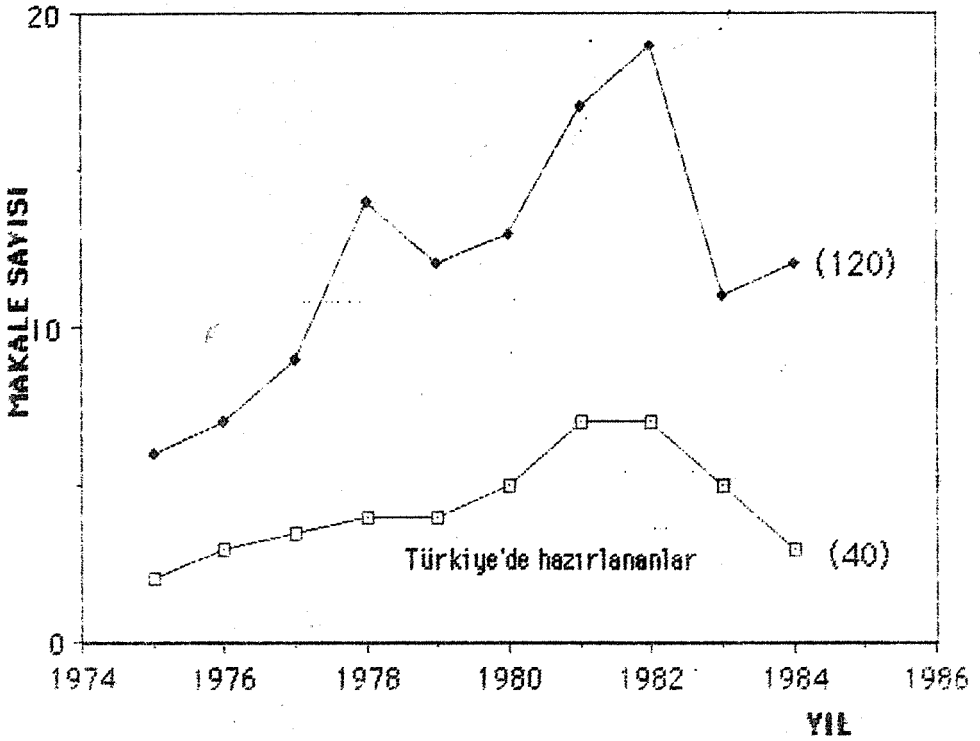


Şekil.1. 1975-1984 döneminde Türkiye'deki olanaklarla hazırlanıp "Source Index"e giren makalelerin hazırlandıkları üniversitelere göre dağılımı.

Istanbul ve Boğaziçi (aslında Kandilli Rasathanesi) üniversitelerinde araştırma veriminin düşük olması bu kurumlarda aktif astronom sayısının az olmasından kaynaklanmaktadır.

On yıllık dönemde SI'ya giren 120 makalenin ve bunların içinden yerli olanaklarla hazırlanan 40 tanesinin yıllara göre dağılımı **Şekil.2'**de gösterilmiştir. Şekle göre SI'ya giren yıllık toplam yayın sayısı 1982 yılında 19'la maksimuma ulaşmıştır. Dönem için yıllık ortalama yayın sayısı 12'dir. Şekle göre her iki dağılımda 1982'den sonraki düşüş Yüksek Öğretim Yasası'yla araştırma olanaklarının kısıtlanmış olmasından kaynaklanmış olabilir. Çünkü Yüksek Öğretim Yasa'sıyla 1982'de 19 olan üniversite sayısı 27'ye çıkarılmış, sayıları birdenbire

arttırılmayan öğretim üyelerinin öğretim yükü arttığı için araştırmaya ayrılan zaman oldukça kısıtlanmıştır.



Şekil.2. 1975-1984 döneminde Türkiye'de çalışan astronomların yayınladığı makalelerin ve bunların içinden yerli olanaklarla hazırlanan 40 tanesinin yıllara göre dağılımı.

Dikkate alınan on yıllık dönemde en çok yayınlara 51'ya giren ilk dört kişinin yayınları toplam yayınların %47'sini oluşturmaktadır. Bu 4 kişi uzun süre (4-15 yıl) yurtdışında kalmış, toplam yayınlarının %95'ini yurtdışı olanaklarıyla hazırlamış ve ilk üçü doktoralarını ABD ve İngiltere'de

yapmıştır. Bu elemanlardan üçü halen yurtdışında çalışmaktadır.

3. Bilimsel Araştırmada Kalite

Bilimsel araştırmada kalitenin ölçüsü yararlılıktır. İnsanlığa veya en azından diğer araştırmacılara daha fazla yararlı olan bilimsel araştırma daha kalitelidir. Araştırma sonuçları bilimsel yayınlarla duyurulduğuna göre bir bilimsel yayına diğer araştırmacıların yıllık başvuru sayısı o yayının kalitesinin bir ölçüsüdür.

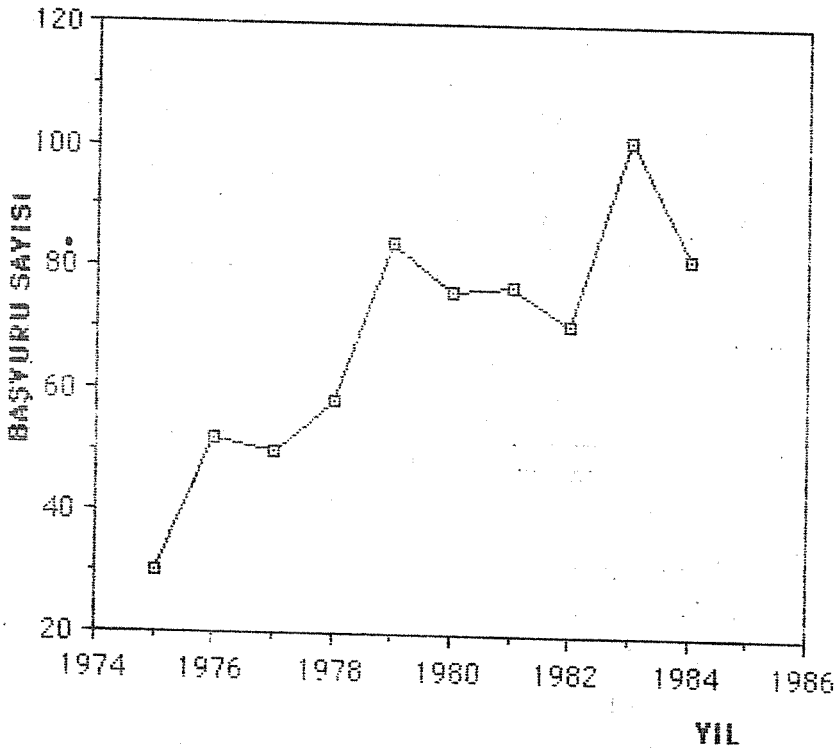
Bu incelemede, Türkiye'de astronomi alanında yapılan bilimsel araştırmaların verimi yanında kalitelerini de irdelemek için aynı 1975-1984 on yıllık dönemine ait "Citation Index" (CI) yıllıkları Türk astronomları için taranmıştır. CI, aynen SI gibi "Institute for Scientific Information" tarafından düzenli olarak her iki ayda bir çıkarılmakta ve en iyi dergilerde başvuru alan yayınları başvuran yayınların listesiyle beraber başvuru alan yazara göre alfabetik düzende vermektedir. Kaynak, astronomi alanında SI ile aynı 33 dergiyi taramaktadır. Bu incelemede dikkate alınan doktoralı ve doktorasız Türk astronomlarının ilgili dönemdeki sayıları ve çalıştıkları kurumlara göre dağılımları Çizelge.1'de verilmiştir. On yıllık CI taramasına göre, bu dönemde 40 Türk astronomu çalışmalarına seçkin dergilerde başvuru almıştır. Tüm astronomların %46'sı doktoralı astronomlarınsa %33'ü on yıllık dönemde hiç başvuru almamışlardır. Yani doktoralı Türk astornomlarının üçte biri yararlı bilimsel araştırma yapmamaktadır. On yıllık dönemde 40 Türk astronomunun yayımlarda ilk yazar olarak aldığı toplam başvuru sayısı 681'dir. Aynı yazarların sadece 1975-1984 on yıllık döneminde yayınladıkları makalelere aldıkları

toplam başvuru sayısı ise 417'dir. CI'da çok yazarlı makalelere yapılan başvurular ilk yazara sayılmaktadır. Yani CI'nın ölçülerine göre örneğin hep ikinci yazar olarak makale yayınlayan eleman, yayınlar ne kadar yararlı olursa olsun hiç başvuru alamayacaktır. Aslında bu elemanın ortak yayınlarda çok önemli katkıları oluyorsa en azından bir kısmında birinci yazar olmalıdır. Ortak çalışmalarla yayın verimi de arttırdığından bu durumdaki yazarların CI'ya göre başvuru sayılarında kayıp olmayacaktır.

Bu incelemedeki CI taramasına göre on yıllık dönemde 10 başvurudan daha fazla başvuru alan Türk astronomlarının sayısı 15'tir. Aynı dönemde en az başvuru alan 17 kişinin başvuruları, toplam başvuru sayısının sadece %3'ünü oluşturmaktadır. On yıllık dönemde üniversitelerimizden (kendi isteğiyle veya zorunlu olarak) ayrılan Türk astronomlarının başvuru katkısı, toplamın %32.4'üdür. Başvuru alan eleman başına düşen yıllık başvuru sayısı 1.7 iken kişi başına bir yıllık alınan en fazla başvuru sayısı 33'e ulaşmıştır. Doktoralı eleman başına yıllık ortalama başvuru sayısı ise 1.1'dir. On yıllık dönemde alınan toplam başvurunun %64'ü dört kişi tarafından alınmıştır. İkiisi halen yurt dışında bulunan bu dört kişi bilimsel araştırma verimi en yüksek olan dört kişi olmamakla beraber özellikleri aynıdır. Uzun süre (4-15 yıl) yurt dışında kalmışlar, başvuru alan yayınlarının aşağı yukarı tamamını yurt dışında hazırlamışlardır. Bu 4 kişiden 3'ü doktoralarını ABD veya İngiltere'de yapmışlardır. İlginçtir ki bu kişilerin yurt içi olanaklarla Türkiye'de hazırlayıp yayınladıkları makaleler diğer makaleleri gibi fazla başvuru almamaktadır.

On yıllık toplam başvuru sayısının yıllara dağılımı Şekil.3'te gösterilmiştir. Şekle göre Türk astronomlarının aldığı

yıllık toplam başvuru sayısı 1975'te 30 iken bu sayı 1983'te 101 ile maksimuma ulaşmıştır. Toplam başvuru sayısında 1976, 1978, 1979 ve 1983 yıllarında sağlanan yüksek artışlarda en büyük katkıyı yukarıda sözü edilen dört kişinin aldığı başvurular oluşturmuştur. Bu dört kişinin özellikleri dikkate alınır ve yurt dışında doktora yapan yeni Türk astronomları bulunmadığı da düşünülürse **Şekil.3**'te gösterilen dağılımın bundan böyle beklenen artışı göstermeyeceği tahmin edilebilir.



Şekil.3. 1975-1984 döneminde Türkiye'de çalışan astronomların ilk yazar olarak yayınladıkları makalelere aldıkları toplam başvuru sayısının yıllara göre dağılımı.

Türk astronomlarının on yıllık aldığı toplam başvuru sayısının ilgili dönem için üniversitelere dağılımı (i) en çok başvuru alan çalışmalar yurt dışında hazırlandığı, hatta (ii) elemanların ilgili üniversitelere atamaları öncesinde yapıldığı ve (iii) bu dönemde elemanlar üniversiteler arası fazla yer değiştirdiği için anlamsız olduğundan burada verilmemiştir.

4. Sonuç, tartışma ve öneriler

Bölüm 2 ve Bölüm 3'te aktarılan istatistik bulgulardan elde edilen en önemli sonuç Türkiye'de astronomi alanında sürdürülen bilimsel araştırmalardaki verim ve kalitenin zeka ve kapasiteden çok sağlanan olanaklara bağlı olduğudur. Gelişmiş batı ülkelerindeki olanakları kullanan Türk astronomları bilimsel araştırmada hem verim hem kalite yönünden oldukça başarılı olurlarken Türkiye'ye döndüklerinde sadece olanakların kısıtlı olması nedeniyle kendilerinden beklenen başarıyı sürdürememekte, ya kısa süreli aralıklarla (en azından yaz aylarında) yurt dışı olanaklarını kullanarak bilimsel araştırmalarını yavaşta olsa sürdürmekte veya istemeyerek zaman içinde yavaş yavaş sönümlenip işe yarar bilimsel araştırma yapamaz duruma düşmektedirler. Bu sürecin hızı yurtdışı bilimsel araştırma olanaklarını kullanma ölçüsüyle orantılıdır. Yurtdışı olanaklarını hiç kullanamayan genç astronomlardaki araştırma potansiyeli de aynı nedenle, aynı şekilde ve görünürde daha hızlı sönümlenmektedir. Bilimsel araştırmadan bir kez kopan bilim adamı sonradan tekrar bilimsel araştırmaya dönememektedir. Daha da kötüsü insanın doğasından kaynaklanan bir zayıflıkla bilimsel araştırmadan kopan eleman genellikle bu olguyu kabul edememekte ve çevreye iyi bir bilim adamı görüntüsünü vermeye

çalışmaktadır. İstatistik bulgulara göre bilimsel araştırmadaki tüm bu olumsuzluklar olanakların kısıtlı olmasından kaynaklanmaktadır.

Etkin bilimsel araştırma yapabilmek belli yaşam ve çevre koşulları gerektirmektedir. Bilim adamının öncelikle kafasını bilimsel araştırması yönünde kullanabileceği bir ortam içinde yaşaması, yani zamanının mümkün olduğunca büyük kısmını çalışma alanında düşünmeye ayırabilmesi ve çalışma alanındaki tüm yurt içi ve yurt dışı etkinlikleri yakından izleyebilmesi gerekmektedir. Ülkemizde çevre ve yaşam koşulları, bilim adamını, günün büyük kısmında iş takibi, alış-veriş, pazarlık, tamir, ev işleri, çocuk bakımı, taksitler, faturalar v.s. gibi şeylerle uğraşmaya zorlamaktadır. Bilimsel araştırmaya ya hiç veya çok az zaman ayrılabilirdiği için araştırmada problemin seçilmesinden tutunda sonuçların yorumlanmasına kadar her adım eksik kalmakta ve sonuçların yayınlandığı makaleler beklenen sayıda başvuru almamakta yani beklenen yararı sağlamamaktadır. Ülkemizde maddi ve manevi aşağı-yukarı hiçbir teşvik ve destek görmeyen bilim adamı zamanın yetersizliği ve parasal nedenlerle araştırma alanındaki yayınları ve bilimsel toplantıları yeterince izleyemediği için araştırma alanındaki gelişmelerden habersiz kalmakta, araştırmalarında bu gelişmelerden yararlanamadığı için de gittikçe güncellik çizgisinin daha gerisine düşmekte ve sonuçta zamanla bilimsel araştırmadan kopmaktadır. Genç bilim adamlarının yönlendirilmesi ve bunların bilimsel yetenekleri hakkında karar verilmesi, bilimsel kuruluşların yönetilmesi gibi yetkiler, genellikle bu sürecin sonuna gelip bilimsel araştırmadan kopmuş elemanların elindedir ve doğal olarak bu elemanların bilimsel araştırma olanaklarının iyileştirilmesi için harcadığı

çaba yetersiz kalmaktadır. Astronomi alanında olanakların iyileştirilmesi için çok çaba harcayan ve sonunda en azından yukarıda sıralanan gerçekleri görebilen N. Gökdoğan, E.A. Kreiken ve A. Kızılırmak gibi astronomlar bilimsel araştırmaların gelişmesini yurtdışı olanaklarının kullanılmasında bulmuşlar ve genç elemanlarını daha iyi koşullarda yetismeleri için batı ülkelerine göndermişlerdir. Bölüm 2 ve Bölüm 3'te verilen istatistik bulgulara göre bilimsel araştırmada verim ve kalite yönünden en iyi olan Türk astronomları yurtdışı olanaklarını kullanma imkânı bulan bu elemanlardır. Türkiye'de de batı ülkelerindeki gibi, etkin bilimsel araştırma yapılması öz olarak yukarıda sıralanan bilimsel araştırma olanaklarının iyileştirilmesine bağlıdır.

Bu araştırmada kullanılan verilerin toplanmasındaki değerli yardımları için F.F. Özeren'e teşekkür ederim.

Kaynaklar

- 1- "Science Citation Index" 1975-1984 yıllıkları, Institute for Scientific Information, Philadelphia, USA.
- 2- "Science Source Index" 1975-1984 yıllıkları, Institute for Scientific Information, Philadelphia, USA.
- 3- Dizer, M., 1985, IV Ulusal Astronomi Toplantısı Tebliğleri, B.Ü. Kandilli Rasathanesi, İstanbul, sayfa.1-4.

